

Slovenské ústredie amatérskej astronómie
Hurbanovo

Handwritten: Hurbanovo



**ZBORNÍK
REFERÁTOV**

zo 6. celoštátneho slnečného seminára

Adamov, máj 1982

**SLOVENSKÉ ÚSTREDIE AMATÉRSKEJ ASTRONÓMIE
HURBANOVO**

ZBORNÍK REFERÁTOV

zo 6. celoštátneho slnečného seminára

Adamov, máj 1982

Zoznam účastníkov

1. Dr. A M B R O Ž Pavel, CSc., AÚ ČSAV Ondřejov
2. Dr. A N T A L O V Á Anna, CSc., AÚ SAV Tatranská Lomnica
3. B É L I K Milan, SÚAA Hurbanovo
4. Dr. B I E L E K O V Á Melánia, CSc., GÚ SAV Bratislava
5. Dr. B O Š K A Josef, GÚ ČSAV Praha
6. B R E Z I N A Martin, SÚAA Hurbanovo
7. Dr. B U F K A Lev, OÚNZ Praha
8. Dr. B U M B A Václav, DrSc., člen korešp., AÚ ČSAV Ondřejov
9. Dr. Č S E R E Elemír, KH Hlohovec
10. Dr. Č E C H Jiří, VŠB Ostrava
11. C S E L L A G H Y O V Á Katarína, AK Malacky
12. D O R O T O V I Č Ivan, SÚAA Hurbanovo
13. G A L L O V Á Mária, KH Banská Bystrica
14. H A M R A N Jozef, SÚAA Hurbanovo
15. H A N U S Viliam, AK Nováky
16. Dr. H E I N Z E L Petr, AÚ ČSAV Ondřejov
17. H L O Ž E K Petr, OH Vsetín
18. Dr. H O L L E R Jaromír, OÚNZ Košice
19. H U R T A Ladislav, OH Vsetín
20. I V A N Peter, KH Prešov
21. Ing. J I Ř I Č K A Karel, AÚ ČSAV Ondřejov
22. Dr. K A R L I C K Ý Marian, AÚ ČSAV Ondřejov
23. K A R L O V S K Ý Vladimír, prom. fyz., KH Hlohovec
24. K É Č K E I Elemír, AK Bratislava
25. K E R E K E Š O V Á Katarína, OH Rimavská Sobota
26. Dr. K L E C Z E K Josip, DrSc., AÚ ČSAV Ondřejov
27. Ing. K N O Š K A Štefan, CSc., AÚ SAV Tatranská Lomnica
28. K O P T Á K O V Á Olga, LH Žilina
29. Dr. K O P O R Štefan, OÚNZ Košice
30. Dr. K O T R Č Pavel, CSc., AÚ ČSAV Ondřejov
31. K R A J Č O V I Č O V Á Gabriela, SÚAA Hurbanovo
32. Dr. K R A J Č O V I Č Silvester, CSc., GÚ SAV Bratislava
33. Dr. K Ř I V S K Ý Ladislav, CSc., AÚ ČSAV Ondřejov
34. K U Č E R A Aleš, prom. fyz., AÚ SAV Tatranská Lomnica
35. Dr. K U L Č Á R Ladislav, AÚ SAV Tatranská Lomnica
36. Dr. L A Š T O V I Č K A Ján, CSc., GÚ ČSAV Praha

37. Dr. L E T F U S Vojtěch, CSc., AÚ SAV Ondřejov
38. L O R E N C Marián, prom. fyz., SÚAA Hurbanovo
39. Dr. L U K Á Č Bohuslav, SÚAA Hurbanovo
40. M A N Í K Karol, AÚ SAV Tatranská Lomnica
41. M A T U R K A N I Č Michal, OH Humenné
42. M E Š T Ě R Vladimír, AK Partizánske
43. M É Z E S Tibor, AK Nové Zámky
44. M L E J N E K Vladimír, OH Úpice
45. N E U B A U E R Milan, OH Valašské meziříčí
46. Doc. Dr. P A L U Š Pavel, CSc., MFF UK Bratislava
47. P Á R I Č K O V Á Ivica, LH Žilina
48. Dr. P I V A R Č I Stanislav, OÚNZ Bratislava
49. Ing. P I N T Ě R Teodor, SÚAA Hurbanovo
50. Dr. P R I G A N C O V Á Alla, CSc., GÚ SAV Bratislava
51. P R Í H O D O V Á Melánia, OH Žiar nad Hronom
52. Ing. P Ý C H A Josef, GÚ ČSAV Praha
53. R A P A V Ý Pavol, prom. fyz., OH Rimavská Sobota
54. Dr. R U Ž I Č K O V Á - T O P O L O V Á Blažena, CSc., AÚ ČSAV Ondřejov
55. Dr. R U Š I N Vojtech, CSc., AÚ SAV Tatranská Lomnica
56. Dr. R Y B A N S K Ý Milan, CSc., AÚ SAV Tatranská Lomnica
57. Dr. S T Ř E Š T Í K Jāroslav, CSc., GÚ ČSAV Praha
58. Dr. S U D A Jān, CSc., AÚ ČSAV Ondřejov
59. S Z O B I Juraj, OH levice
60. Dr. Š T E F L Stanislav, AÚ ČSAV Ondřejov
61. Dr. Š O L C Ivan, CSc., AÚ ČSAV Ondřejov - Turnov
62. V A N Y O V Á Veronika, SÚAA Hurbanovo
63. V A N Y A Mikuláš, SÚAA Hurbanovo
64. V A Š K Ů T Y Alexander, OH Rimavská Sobota
65. Dr. V A V R E K Vladimír, OÚNZ Košice
66. Z Á V O D S K Ý Jozef, AK Modra
67. Ing. Z E I T H A M E R Tomáš, GÚ ČSAV Praha
68. Z L O C H František, AÚ ČSAV Ondřejov

P R E D S L O V

Slovenské ústredie amatérskej astronómie v Hurbanove v spolupráci so slnečnými sekciami Československej astronomickej spoločnosti, Slovenskej astronomickej spoločnosti a Krajskou hvezdárňou v Prešove usporiadali 6. Celoštátny slnečný seminár, ktorý sa konal v dňoch 11. až 15. mája 1982 v Gbeloch - Adamove.

Cieľom seminára bolo oboznámiť sa s najnovšími poznatkami vo fyzike Slnka a vzťahoch Slnko - Zem, ktoré sa získali najmä na pracoviskách v ČSSR. Na seminári odznelo 35 pôvodných referátov, ktoré sú zhrnuté v tomto zborníku. Okrem pracovníkov hvezdární na Slovensku a v Čechách sa z celkového počtu 68 účastníkov zúčastnilo 26 vedeckých pracovníkov z ústavov ČSAV a SAV. Z priebehu seminára a z poznatkov na ňom získaných sa ukázalo, že takéto stretnutie pracovníkov ľudových hvezdární s pracovníkmi vedeckých ústavov je veľmi potrebné a užitočné pre ďalší rozvoj spolupráce a popularizáciu astronómie. Z oficiálnych aj kultúrnych diskusií vyplynulo, že seminár takéhoto typu je vhodné aj naďalej poriadat každé dva roky o čo sa organizátori budú snažiť.

Slovenské ústredie amatérskej astronómie v Hurbanove spolu s organizačným výborom aj touto cestou ďakuje všetkým autorom za dobre pripravené a včas dodané referáty. Veríme, že predložená publikácia poslúži odborníkom i širokej astronomickej verejnosti.

B. LUKÁČ
SÚAA Hurbanovo

Sluneční činnost v minulosti

J. KLECZEK, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Referát se zabývá vývojem Slunce od nejranějších dob až po současnost. Pozornost je především věnována zpomalování sluneční rotace a vzrůstu sluneční zářivosti.

ÚVOD

Termínem sluneční činnost zpravidla rozumíme proměnná magnetická pole ve sluneční atmosféře a jejich projevy. Je však třeba zdůraznit, že v životě Slunce se uplatňují i jiné síly než magnetohydrodynamické - a to podstatně větší měrou. V širším slova smyslu pod pojem sluneční činnost zahrnujeme všechny změny na Slunci. V první části mého referátu budeme krátce věnovat pozornost nej důležitějším změnám na Slunci, to jest sluneční činnosti v širším slova zmyslu - mohli bychom říci historii Slunce z hlediska sil gravitačních, jaderných a elektromagnetických. V druhé části se budeme zabývat sluneční činností v užším slova zmyslu a jakými metodami ji lze studovat v minulosti.

I. HISTORIE SLUNCE /sluneční činnost v širším slova smyslu/

Poznatky dnešní astronomie - ať teoretické či pozorovací - a poznatky jiných věd /především jaderné fyziky a fyziky vysokých energií/, ale i moderní výpočetní technika nám dávají zřetelný obraz o minulosti naší hvězdy. Kdyby někdo chtěl napsat dějiny Slunce /dosud takovou knihu nikdo nenapsal/ mohl by ji rozdělit do následujících kapitol:

1/ Příprava sluneční pramlhoviny. V této kapitole by se jednalo o událostech, k nimž došlo /podle výsledků moderní kosmochemie/ zhruba před sedmi miliardami roků v tomto místě naší Galaxie; tedy v době asi dvě miliardy roků před zrodem Slunce a jeho soustavy v místě vzdáleném třicet tisíc světelných roků od středu Galaxie. Hlavním obsahem kapitoly by byla nukleogeneze

všech těžších prvků ve hvězdách o hmotnosti $4M_{\odot}$ až $8M_{\odot}$. Tehdy se chemicky připravovala matečná látka pro sluneční pramlhovinu.

2/ Sluneční pramlhovina - obrovská zásobárna energie. Z teorie struktury a vývoje hvězd je dobře známo, že budoucnost hvězdy je předurčená hmotností a chemickým složením zárodečné globule. Co je však opomíjeno ve všech učebnicích a monografiích je ta důležitá skutečnost, že globule - zárodečná pramlhovina - je nejen shlukem velkého množství atomů a molekul $/10^{56}$ až $10^{59}/$, ale že je zároveň nesmírnou zásobárnou energie:

a/ gravitační $\sim -GM^2/r$ /kde G je gravitační konstanta, M je hmotnost globule a r je její rozměr/.

b/ jaderné $\sim 0,008 M c^2$ /kde c je rychlost světla; faktor 0,8% vystihuje účinnost jaderných reakcí při uvolňování klidové energie hvězdy $M c^2/$.

c/ elektromagnetické $\int B^2/8\pi dV$ /kde B je intenzita magnetického pole a V je objem globule - pramlhoviny/.

d/ kinetické $\int v^2 dm$ /kde v je rychlost elementu dm a integrace je přes celou hmotnost globule - pramlhoviny/.

V ý v o j h v ě z d y j e d ů s l e d e k ú s i l o v n é s n a h y m a t e č n é l á t k y v g l o b u l i z b a v i t s e s v ě e n e r g i e. To platí o kterékoliv hvězdě a tedy i o našem Slunci. Tato usilovná snaha je příčinou sluneční činnosti v širším i v užším slova smyslu.

3/ Gravitační smrštění sluneční pramlhoviny /vývoj od globule k hlavní větvi HR diagramu/. Turbulentní pohyby /i když velmi malé/ a magnetické pole /i když velmi slabé/ mají snahu globuli rozptýlit. Je třeba vnějšího zasa- hu /tlak záření blízke hvězdy o vysoké zářivosti, exploze supernovy v blíz- kém okolí, průchod spirálním potenciálovým korytem/, aby slabé gravitační síly se mohly začít uplatňovat. Poklesem velikosti se uvolňuje gravitační zásoba energie $-GM^2/r$. Uvolněná energie se zčásti mění v teplo, zčásti v záření. Podle viriálové věty $/2T + U = 0/$ se polovina potenciální ener- gie U mění v kinetickou energii částic T - to jest v teplo; druhá polovina se vyzařuje jako rádiové, mikrovlnné a infračervené záření /Wienův posuno- vací zákon/.

Uvolněná energie se přenáší z nejteplejší středové části hvězdy /lépe řečeno prahvězdy/ k jejímu povrchu konvekci. Slunce bylo infračerveným a později červeným obrem, o zářivosti několik set krát větší než dnešní zářivost. V té- to době - na vrcholu Hayashiho dráhy v HR diagramu - bylo Slunce obklopeno roz- sáhlou žhavou korunou. Jeho magnetická pole, zesilovaná mohutnou konvekci, se projevovala velkým počtem skvrn, erupcí a jinými jevy. Mohutné toky sluneční- ho větru unášející magnetická pole do prostoru mezi rodícími se planetami a intenzivní toky rentgenového i ultrafialového záření působilý na jejich prvot- ní atmosféry: odfoukly Merkurovi, Venuši, Zemi a Marsovi jejich prvotní atmo- sféry.

Gravitační smršťování Slunce /asi na procento poloměru z doby maximální záři- vosti/ pokračovalo při stejné povrchové teplotě /kolem 3000 K/ až k Henyeho dráze v HR diagramu - to jest do oblasti T Tauri hvězd. V přenosu záření se

začíná uplatňovat stále více záření, zatím co konvektivní vrstva postupuje spodní hranicí k povrchu. Teplota centrální oblasti Slunce stoupala a při hodnotách nad 7 milionů kelvinů se na krytí sluneční zářivosti začínají uplatňovat rostoucí měrou thermonukleární reakce. Při teplotách kolem 13 milionů kelvinů je tlak plazmy tak vysoký, že se gravitační kontrakce zastavuje, přeměna vodíku v helium se stává jediným zdrojem sluneční zářivosti. Slunce se ocitlo na hlavní posloupnosti HR diagramu. Dobu vznikání Slunce snadno odhadneme pomocí tzv. tepelné časové škály /Kelvin-Helmholtzova škála/. Je to doba, za kterou by Slunce vyzářilo všechno své teplo při dnešní zářivosti. To je totiž polovina gravitační potenciální energie praslunečná mlhoviny, která byla vyzářena do zapálení thermonukleárních reakcí:

$$1/2 G M/R_{\odot} .$$

Uděláme-li hrubý předpoklad, že zářivost Slunce v době vzniku byla stejná jako dnešní / $3,8 \cdot 10^{26}$ watt/, dostaneme, že gravitace tvořila Slunce ze sluneční pramlhoviny po několik milionů roků.

4/ Vývoj Slunce na hlavní posloupnosti. Zářivost Slunce na hlavní posloupnosti je krytá z jeho thermonukleárních zásob vodíku. Z celkové zásoby $0,008 M_{\odot} c^2$ je k dispozici přibližně jedna osmina, a to ve středové oblasti. Za předpokladu, že se zářivost příliš nemění, vypočteme z thermonukleárních zásob vodíku dobu, po níž Slunce zůstane na hlavní posloupnosti: asi 15 miliard roků. Jak dlouho už Slunce žilo na hlavní posloupnosti?

Jeden proton uvolní 7 MeV při vstupu do alfa částice. $L_{\odot}/7$ MeV nám tedy určuje počet atomů vodíku, které se mění za jednu sekundu v helium. Je to přibližně půl miliardy tun za sekundu. Tolik hélia také přibude každou sekundu. Na druhé straně víme z vnitřní stavby Slunce, kolik hélia je v každé vzdálenosti od jeho středu. Můžeme tedy integrací snadno určit přebytek hélia, který se vytvořil thermonukleárními reakcemi ve středové oblasti. Odtud snadno vypočteme kolik sekund Slunce potřebovalo k vytvoření tohoto heliového přebytku. Jinými slovy, určili jsme stáří Slunce - něco méně než pět miliard roků; je to v dobrém souhlase s radioaktivním určením stáří těles v planetární soustavě.

Srovnáním kontrakční a thermonukleární doby dojdeme k závěru, že Slunce zůstává na hlavní posloupnosti desetisíckrát déle než trvalo gravitační období jeho vzniku. Gravitační období sluneční historie bylo charakterizováno bouřlivými změnami nejen v atmosféře rodícího se Slunce, ale i velikosti, zářivosti a teploty. Na druhé straně je ovšem třeba říci, že i když je život Slunce na hlavní posloupnosti daleko klidnější, přece jen k poměrně malým změnám dochází: v důsledku přibývajícího hélia ve středové oblasti dochází k pozvolnému vzrůstu sluneční zářivosti i povrchové teploty, rychlost sluneční rotace se zpomaluje se stářím Slunce, klesá průměrný moment hybnosti nejen Slunce samotného, ale i celé sluneční soustavy. Zůstala i magnetohydrodynamická činnost v atmosféře Slunce - i když mnohem slabší než v gravitačním období charakterizovaném silnou konvekcí.

V tomto velmi stručném přehledu si povšimneme změn Slunce na hlavní posloupnosti, pokud se týká jeho zářivosti, rychlosti rotace, poloměru a ve zvláštní kapitole podrobněji probereme magnetohydrodynamickou činnost v minulosti.

a/Časové změny sluneční konstanty. Změny toku v rentgenové, ultrafialové a rádiové oblasti nemohou větší měrou ovlivnit sluneční konstantu. Zůstávají pod 10^{-4} sluneční konstanty. Měření Smitsonian Institution z povrchu Země neukazují žádnou změnu nad 0,17% střední kvadratické odchylky /pro roky 1926 až 1955/. Naopak Kondrjatěv a Nikolskij zjistili z balonových měření, že s relativním číslem od 0 do 100 sluneční konstanta roste a pro větší hodnoty ubývá. Avšak současná měření z Marineru neukazují žádné časové změny. Ani jiné hvězdy spektrálního typu G neukazují časové změny zářivosti během deseti roků.

Naopak z teorie vnitřní stavby hvězd vyplývá, že při vstupu Slunce na hlavní posloupnost /na hlavní posloupnost nulového stáří/ byla jeho zářivost o čtvrtinu menší než dnešní. Avšak z různých prací /např. Lindsen a j. 1977, Sellers 1974/ vyplývá, že při tak nízké zářivosti by musela být celá Země pokrytá ledovcem a ten by nikdy nemohl roztát - ani při zářivosti vyšší než je dnešní /vysoké albedo ledovce/. Paleontologové však dokazují, že život existuje na Zemi přes tři miliardy roků a že tedy tuto dobu muselo být /alespoň na části zemského povrchu/ mírné klima, takže voda ani nemrzla, ani nevařila. Jedno vysvětlení této neshody spočívá ve skleníkovém efektu druhotné atmosféry Země: z menšího toku záření slunečního bylo infračervené záření Země zadržováno lépe než je tomu dnes.

b/ Změny sluneční rotace. Hvězdy v radioaktivní rovnováze rotují rychleji než hvězdy s konvektivní vrstvou. Pro hvězdy typu FO až O5 /to jest pro hmotnosti hvězd $1,5 M_{\odot}$ až $50 M_{\odot}$ je průměrný úhlový moment na jednotku hmotnosti J je úměrný $0,57$ mocnině hmotnosti hvězdy, tedy

$$J = k \cdot M^{0,57} .$$

Hvězdy s hmotností menší než $1,5 M_{\odot}$ mají průměrný úhlový moment značně menší než by odpovídalo vztahu výše uvedenému. /Kraft 1970/. Tento rozdíl jednoho a půl řádu se obvykle vysvětloval tím, že většina úhlového momentu byla přenesena v době vzniku sluneční soustavy na planety. Avšak výzkumy hvězd slunečního typu v Plejádách a v Hyjádách ukázaly, že čím je hvězda slunečního typu mladší, tím má vyšší průměrný úhlový moment a tím více se přibližuje hořejšímu vztahu. Zpomalování hvězd slunečního typu se vysvětluje magnetickou vazbou na okolní plazmu /sluneční vítr u násí moment hybnosti/. Dosud nebyla studována otázka zpomalování sluneční rotace vazbou na F-koronu, jejíž částice jsou elektricky nabitý a jsou tedy napojeny na plazmu slunečního povrchu. Do jaké míry zasahuje zpomalování i sluneční nitro - o tom existují jen dohady /z nedostatku pozorovacích fakt/.

c/ Změny slunečního poloměru. Rozsáhlá pozorování na meridianovém okruhu se zdají nasvědčovat tomu, že poloměr Slunce není konstantní, ale že kolísá v době několika roků až několika století /viz např. práci Eddy a j. 1979/. Gianuzzi /1965/ např. nachází periodu kolísání slunečního poloměru 23 roky v době 1851 až 1937. V principu by změny v poloměru bylo možno určit ze slunečních zatmění, neboť určit čas kontaktu /v pásu totality/ s přesnos-

tí 1 sekundy znamená půl obloukové sekundy přesnost na Slunci /350 km/. Moderní složitá technika dokonce dovoluje určit průměr s přesností 0,01" tedy asi 7 km na Slunci! /Hill a j. 1975/.

K určení kolísání poloměru byla použita tři zatmění z roků 1979, 1976 a 1715 /Dunham a j. 1980/. Změna 240 km od 1715 do 1979 by se musela projevit značným zvýšením /téměř o jednu desetinu !/ sluneční konstanty - což ovšem není pravda. Při určování poloměru Slunce ze zatmění se silnou měrou uplatňuje profil měsíčního okraje /1" znamená na Měsíci 1900 metrů/. Dělat tedy závěry o kolísání slunečního poloměru ze starých nepřesných slunečních zatmění je předčasné a nepřesné.

II. MAGNETOHYDRODYNAMICKÁ ČINNOST SLUNCE

Magnetohydrodynamickou činnost běžně označujeme jako **s l u n e č n í č i n - n o s t**: skvrny, fakule, erupce, protuberance, koronální struktury různých tvarů, koronální kondenzace, protuberance všech typů, koronální jevy /coronal events/ a jiné změny, které způsobují odchylky od sférické symetrie Slunce. Jsou působeny **změnami magnetických polí** ve sluneční atmosféře; protože magnetická síla je vždy projevem pohybujiících se elektrických nábojů /elektronů či jontů/, můžeme říci, že příčinou sluneční činnosti jsou mohutné elektrické proudy, které tečou jednak v podfotosférických vrstvách, jednak v atmosféře. Nikdo neví, jak hluboko sahají tyto elektrické proudy /čili jejich průvodná magnetická pole/.

Sluneční pramlhovina byla prostoupená magnetickým polem $10^{-10} - 10^{-9}$ tesla, soudíme-li analogií s dnešním mezihvězdným magnetickým polem. I když vodivost chladné globule je velmi malá, přece je jen konečná, takže pole je v globuli zamrzlé a zůstává po velmi dlouhou dobu: v rovnici po časovou změnu pole je v druhém členu vodivost ve jmenovateli $/c^2/4\pi \chi/$, avšak operátor nabla je ve čtverci $/\nabla^2 B/$; to znamená, že rychlost rozpadu je nepřímo úměrná čtverci charakteristického rozměru globule $/10^{15}$ metrů/. Podle sluneční pramlhoviny se gravitační kontrakcí přeneslo /bylo strženo/ do Slunce. Nazýváme ho fosilním polem. Má se všeobecně za to, že dnešní magnetická pole na Slunci jsou pozůstatek onoho fosilního pole ze sluneční pramlhoviny.

Z povrchu slunečního se vynořují stále nové siločáry, aby byly vytaženy slunečním větrem do meziplanetárního prostoru nebo zanikly a změnily se v joulovo teplo. Nové magnetické pole se neustále tvoří dynamickým efektem z kinetické energie konvektivního pohybu, cirkulace v nitru a diferenciální rotace. Na otázku, jak se změnila magnetohydrodynamická činnost v minulých dobách /čili jak kolísala sluneční činnost/ lze hledat odpověď různými metodami. Bylo publikováno mnoho prací a kdo by chtěl podrobněji studovat některou z těchto metod, nechť sáhne po Astronomy and Astrophysics Abstracts nebo po publikacích z některé konference, např.: O. White 1977, O. Pepin a j. 1980 nebo J. Eddy 1978. Tam najde všechny důležité otázky.

V tabulce jsou uvedeny jednotlivé metody zkoumání proměnnosti sluneční činnosti /Eddy 1978/.

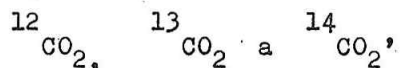
neutrinový tok	od r.	1967
rentgenový tok	od r.	1962
EUV	od r.	1962
magnetosféra	od r.	1953
rádiový tok	od r.	1945
emise zelené korony	od r.	1940
kosmické záření	od r.	1925
spektroheliograf	od r.	1915
sluneční konstanta	od r.	1890
fotografie skvrn	od r.	1857
geomagnetismus	od r.	1836
korona při zatmění	od r.	1715
dalekohled	od r.	1610
skvrny vizuálně	-	28
polární záře	-	500
C14	-	5000

K Eddyho tabulce je třeba ještě dodat zprávy o výskytu komet /které dokazují existenci slunečního větru/, jas a barva úplně zatmělého Měsíce /Link 1969/, dendrochronologii /Eddy 1978/, poměr deuteria k vodíku ve skamenělých stromech /Epstein a j. 1976/ a výskyt berylia 10.

a/ K nejspolehlivějším metodám studia proměnnosti sluneční činnosti patří určení C14 a Be10. Ve výškách kolem 15 km nad povrchem zemským dochází k nejčastějším srážkám primárního kosmického záření s jádry dusíku a kyslíku. Při tom vzniká sekundární kosmické záření, které ve své nukleonové složce obsahuje protony a neutrony. Jestliže neutron vyrazí z jádra dusíku proton a zůstane zachycen, vzniká radioaktivní uhlík:



C14 rekombinuje s kyslíkem na kysličník uhličitý, který je součástí atmosféry a je rozpuštěn ve vodě. Jsou tři druhy molekul kysličníku uhličitého:



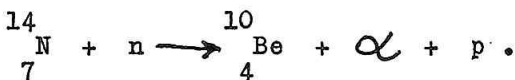
a to v poměru 99%, 1%, a $10^{-12}\%$. C14 je radioaktivní s poločasem rozpadu 5730 ± 30 roků /připomeňme ze statistiky, že standartní odchylka ± 30 roků znamená, že přesná hodnota leží s pravděpodobností 68% v rozmezí 5700 - 5760 roků, s pravděpodobností 95% v rozmezí 5670 - 5790 roků a s pravděpodobností 99,5% v trojnásobných mezích to je 5640 - 5820 roků/. Radioaktivní uhlík je neustále doplňován v atmosféře i ve vodě kosmickým zářením. Fotosyntézou se dostává do živých organismů a v nich je poměr izotopů zachován - stejný jako v atmosféře - pokud ovšem organismus žije. Po odumření C14 ubývá s uvedeným poločasem rozpadu.

Každou sekundu vzniká ve sloupci atmosféry nad 1 cm^2 přibližně 2 atomy $\text{C}14$. Tato rychlost vznikání není konstantní, ale závisí na intenzitě dopadajícího primárního kosmického záření. Avšak intenzita primárního kosmického záření závisí nepřímo na sluneční činnosti: čím vyšší sluneční činnost, tím intenzivnější je meziplanetární magnetické pole a tím slabší je primární kosmické záření dopadající na Zemi a tím pomalejší je produkce $\text{C}14$ v atmosféře. Máme-li vzorek organického materiálu, jehož stáří známe /napr. letokruhy ve starých stromech, usazeniny mořské - na dně fjordu v Britské Kolumbii, odkud jsou vrstvy až 11 tisíc roků/, můžeme určit množství $\text{C}14$ a tím i sluneční činnost v oné době.

Při přesném určování je třeba uvažovat několik okolností - např. rostliny diskriminují $\text{C}14$ v porovnání s ostatními dvěma stabilními isotopy uhlíku, takže je potřeba provádět normalizaci na poměr $\text{C}13/\text{C}12$. Dále je třeba uvažovat vliv fosilních paliv, který zvyšuje $\text{C}12$, takže $\text{C}14$ v poměru k $\text{C}12$ za dvě poslední století klesl asi o tři procenta /tzv. Suessův jev/. Opačný účinek mají výbuchy atomové, které zvyšují $\text{C}14$ vzhledem k $\text{C}12$.

Nelze provádět podrobnou diskusi všech získaných výsledků z radioaktivního uhlíku. Uvedme však jeden důležitý /Stuiver a j. 1980/. Od r. 1300 až po r. 1700 byla sluneční činnost silně snížena vzhledem k dnešní činnosti. Výjimku tvoří jen dvě krátká období, jedno na konci 14tého století a druhé na začátku 17tého století.

b/ Důležitým kosmogenním isotopem, pomocí něhož lze určovat sluneční činnost do minulosti mnohem vzdálenější než pomocí $\text{C}14$ je $\text{Be}10$. Také tento radioaktivní nuklid vzniká bombardováním dusíkových a kyslíkových jader v zemské atmosféře. Napr.:



Poločas tohoto beryliového nuklidu je $1,5 \cdot 10^6$ roků a proto umožňuje určovat sluneční činnost v minulosti mnohem vzdálenější než $\text{C}14$. Produkce $\text{Be}10$ je asi šedesátkrát pomalejší než u $\text{C}14$: za jeden rok ve sloupci nad 1 cm^2 atmosféry vznikne přibližně milion nuklidů $\text{Be}10$. Jsou fixovány na aerosolových částicích a s nimi se usazují na povrchu zemském. Studiem vrtů ledovců lze pak určovat jak kolísala produkce $\text{Be}10$ vlivem kosmického záření a tedy sluneční činnost /přes modulaci meziplanetárního magnetického pole/. Francouzští jaderní fyzici /Raisbeck a j. 1980/ vyvinuli metodu, jak určovat $\text{Be}10$ ve vrtech z polárního ledu. Užívají k tomu urychlovače, v němž urychlují ionty $\text{Be}10$ pro snadnější detekci /beta aktivita $\text{Be}10$ je v důsledku dlouhého poločasu a poměrně malého množství $\text{Be}10$ velmi těžko měřitelná/. O této metodě viz Raisbeck a j. 1978, 1979. Je pracná a dosud z ní nebyla získána delší řada výsledků o sluneční činnosti v dávné minulosti. Experimentálně však metoda byla ověřena a osvědčila se. Získání vrtů v polárním ledu a jejich proměření je otázkou času.

c/ Korpuskulární záření Slunce v minulosti lze použít jako ukazatel sluneční činnosti v příslušné době. Protože povrch Země je chráněn před slunečním korpuskulárním zářením magnetosférou, je třeba použít vzorků z povrchu Měsíce nebo meteoritů. Působení slunečních korpuskulí je závislé na jejich

energii. Ve slunečním větru připadá asi jeden keV na jeden nukleon a částic pronikají do hloubky pouze několika setin milimetru, kde jsou zachyceny. Jejich energie zdaleka nedostačuje, aby vyvolala změny v jádrech minerálů /připomeňme, že vazebná energie nukleonu v jádře je 7 - 9 MeV na nukleon/. Nejsemnější jsou měřitelné zachycené netečné plyny /Hartung 1980/.

Protony emitované při erupcích s energiemi vyššími než 10 MeV pronikají pod povrch několik centimetrů a na své dráze mění strukturu jader nerostů, vznikají kozmogenické radionuklidy, s jejichž pomocí lze určovat dobu, kdy došlo k erupci. Poločasy vzniklých nuklidů jsou v rozmezí setiny sekundy až desítky milionů roků. Podél dráhy pronikajícího protonu vznikají v polovodičových krystalcích minerálů defekty; dopadající částice vyzvedne elektrony z valenčního pásu do vodivého a odtud některé přepadnou do nečistot v zakázaném pásu polovodiče. Jestliže je později taková látka zahřáta, elektrony jsou přeneseny zpět do vodivého pásu a při rekombinaci vyzařují /tzv. thermoluminiscence ozářeného materiálu/.

Těžká jádra protonových erupcí /Fe skupina/ pronikají do hloubky 1 až 2 mm pod povrch krystalu. Po naleptání se dráhy těžkých jader v povrchové vrstvě krystalu stanou viditelnými /Fleisher a j. 1975/.

Nepřímo lze měřit sluneční činnost v minulosti pomocí galaktického kosmického záření /primárního/ zaznamenaného v měsíčních horninách. Díky velké energii pronikají částice galaktického kosmického záření až do hloubky 1 metru, vytváří stopy, které lze leptáním zjistit a podél stopy se vytváří řada radioaktivních nuklidů o známých poločasech.

ZÁVĚR:

Účelem našeho sdělení bylo upozornit na různé metody výzkumu sluneční činnosti v minulosti. Pokud jde o výsledky jednotlivých metod a jejich porovnání - to vyžaduje zvláštní rozsáhlou a kritickou práci.

LITERATURA

- /1/ Dunham, D.W., Sofia, S. Fiala, A.D., Herald, D., Muller, P. M.: 1980, Science 210, 1243.
- /2/ Eddy, J. A. (ed.): The New Solar Physics, 1978, Westview Press, Boulder, Colorado, 214 stran.
- /3/ Eddy, J. A.: 1978, detto, page 11.
- /4/ Eddy, J. A.: 1979, viz sborník Solar Output (ed. White O.R.).
- /5/ Epstein, S., Yapp, D. J.: Earth Planet Sci. Lett. 30, 252; 1976.
- /6/ Fleischer, R.L., Price, P.B., Walker, R. M.: 1975, Nuclear Tracks in Solids; Univ. Calif. Press, Berkeley, 605 stran.
- /7/ Gianuzzi, M. A.: 1965, Mem. Soc. Astron. Ital. 24, 3.
- /8/ Hartung, J. B.: 1980 ve sborníku Ancient Sun (ed. Pepin R. O. a j.)

- /9/ Hill, H. A., Stebbins, R. T.: 1975, Ap. J. 200, 471.
- /10/ Kleczek, J.: The Universe, Reidel Dordrecht-Holland, 1976,
- /11/ 260 stran.
- /11/ Kraft, R. P.: 1972, v Solar Wind, eds C.P.Sonett, P.S. Coleman, J.M. Wilcox, NASA SP-308.
- /12/ Link, F.: 1969, Eclipse Phenomena in Astronomy, Springer Verlag, Berlin-Heidelberg-New York, 271 stran.
- /13/ Pepin, R. O., Eddy J. A., Merrill R. B., 1980, The Ancient Sun - Fossil Record in the Earth, Moon and Meteorites (Proceedings of the Conference on the Ancient Sun, Pergamon Press, New York, Oxford, Toronto, 580 stran
- /14/ Raisbeck, G. M., Yiou F., Fruneau M., Loiseaux J. M.: 1978, Science 202, 215.
- /15/ Raisbeck, G. M., Yiou F.: 1980, in Pepin a j. : Ancient Sun.
- /16/ Lindzen, R. S., Farrell B., 1977, J. Atm. Sci 34, 1387.
- /17/ Sellers, W. D.: 1974, Geofisico Internacional 14, 305.
- /18/ White, O. R. (ed.): 1979, The Solar Output and its Variations, Colorado Associated University Press, Boulder, Colorado. Vyšlo v ruském překladě v nakladatelství Mir, Moskva, 1980 jako Potok Eněrgii Solnca i Ego Izměněnija.

Vlivy působící na vznik a vývoj magnetického pole aktivní oblasti a jejich skvrn

V. BUMBA, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Po krátkém zvážení významu sluneční fyziky je ukázáno, že lokální magnetická pole tvoří nedílnou součást pozadového pole. Dynamika vývoje a změny pozadového pole včetně polí lokálních závisí na faktorech menících se s cyklem sluneční aktivity i na činitelích, které se během cyklu nemění nebo mění jen málo. Diskutuje se i fakt, že vznik lokálních polí je globální záležitostí rozložení polí na celém Slunci. Jsou uvedeny vlivy a síly, které působí na vznik a vývoj nových magnetických polí i při formování skupin a jednotlivých slunečních skvrn. Především je představena role "centra" jako doplňkového zdroje nových magnetických polí v aktivní oblasti. Je hovořeno o úloze aktivních délek jako spouštěcího mechanismu generace nových polí. Je podtržena nutnost větší systematickosti, komplexnosti a především fyzikalizace slunečních pozorování, aby bylo možné pozorované jevy fyzikálně interpretovat.

1. ÚVOD

Sluneční fyzika se v poslední době dostává do zvláštní situace - na jedné straně se její výsledky stávají stále důležitějšími pro astrofyziku, pro studium a pochopení přítomnosti a projevu magnetického pole na velké části hvězd přinejmenším v naší Galaxii a na druhé straně nedokázala sama ještě vyřešit beze zbytku otázku generace slunečních magnetických polí. Při tom ty teorie, které byly po vysvětlení vzniku slunečních magnetických polí vybudovány, a které se dosud ne plně shodují s výsledky pozorování, jak se zdá, nejvíce ovlivnily hvězdné astronomy.

Domnívám se, že XVII. kongres Mezinárodní astronomické unie, který se konal před třemi roky v Montrealu, byl jedním z důležitých mezníků nazírání na význam sluneční fyziky pro stelární astronomii a v přejímání jejích výsledků ostatními astronomy a astrofyziky. Na několika společných diskusích obou slunečních a řady hvězdných komisí bylo ukázáno, že většina hvězd v naší Galaxii má nejen chromosféry a korony, včetně přechodných vrstev mezi nimi, nýbrž že strácí i část své hmoty ve formě hvězdného větru.

Za poslední tři roky se naše znalosti ještě více prohloubily. Ukázalo se, že většina hvězd produkuje i magnetická pole, související s jejich rotací, která vyvplávají hvězdnou aktivitu. Magnetická pole jejichž přítomnost ve sluneční atmosféře úzce koreluje s konvekcí a diferenciální rotací, byla nalezena jak na hvězdách s konvektivním jádrem, tak zejména na hvězdách pozdějších spektrálních typů, majících konvektivní zony. Dokonce na hvězdách existují i aktivní délky se skvrnami a erupcemi, mající životní dobu mnoha týdnů a měsíců, někdy mizející, aby se objevily znovu i v jiné posici na povrchu hvězdy. Při tom sama sluneční fyzika stále trpí stejnými předsudky, se kterými se naše generace setkává už čtyřicet let, od doby, kdy jsme Slunce sami začali studovat: "Slunce se pozoruje už tolik desítek let, že na něm nelze nic nového najít"; "Slunce je tak jasné, že vůbec nezáleží na světelnosti slunečních přístrojů, ba naopak, je třeba málo světelné přístroje"; velké mezinárodní programy jsou organizovány v převážné většině k pozorování těch nejkomplicovanějších jevů, pro které odvození zákonitostí je nesmírně obtížné; i náš program "vzniku a vývoje aktivních oblastí" v KAPG je neustále deformován v tomto směru. Nová generace pozorovatelů korony a přechodové vrstvy z družic opakuje prakticky stejná pozorování, používá k jejich vyhodnocování stejných metod jako tomu bylo v době, kdy se začínalo s exploatací interferenčních filtrů, zejména ve vodíkové čáře H-alfa, aniž by ovšem prostudovala, co všechno už bylo během těch bouřlivých let poválečného rozvoje sluneční pozorovací techniky nalezeno.

Myslím, že v oboru výzkumu vzniku a vývoje slunečních lokálních magnetických polí výstižně charakterizují situaci dvě souhrnné práce, které byly před rokem předneseny na třetím sněmování evropských slunečních fyziků v Oxfordě: Prvním z nich je společný článek dvou autorů Bruzeka a Schrötera "Struktura a vývoj aktivních oblastí /1981/ a druhým Maltbyho stať "Teorie slunečních skvrn konfrontované s pozorovacími daty" /1981/. Oba články známých autorů shrnují nejmodernější a nejelegantněji napsané práce, často operující výborným matematickým aparátem, které však málo přinášejí nová pozorovací fakta a jejich interpretaci. Jakoby mezi symposiem o struktuře a vývoji aktivních oblastí, které se konalo v roce 1967 v Budapešti a dneškem nebylo nových pozorování, která by naše teoretické znalosti fyziky procesů způsobujících vznik a vývoj aktivních oblastí a jejich slunečních skvrn prohloubila, posunula na kvalitativně vyšší úroveň.

Maltby začíná svou práci citací Parkerova článku z roku 1979, ve kterém Parker popisuje sluneční skvrnu jako jev, který nemá vědecké vysvětlení a říká, že Parker tímto konstatováním zdůrazňuje fakt, že naše současné teoretické chápání tohoto jevu nestačí na příklad vysvětlit klíčovou otázku teplotní rovnováhy v jednotlivých skvrnách a pod. Současný stav problému slunečních skvrn je možné podle Maltbyho popsát jako fázi, ve které jsou znovu přeskoušovány základní teoretické problémy. Dovolte dodat: avšak stále bez dostatečného množství kvalitních systematických a komplexních pozorování.

Že skutečně taková pozorování, při kterých budeme znát magnetická a rychlostní pole, strukturu fotosféry i chromosféry v aktivních oblastech a budeme mít i spektrální informace o fyzikálních podmínkách v některých jejich místech,

zejména pak ve skvrnách, jsou nesmírně důležitá, bych chtěl ukázat na některých předběžných výsledcích, získaných na našem slunečním oddělení v Ondřejově. Už předběžné studium systematických řad pozorování jednoduchých, naprosto standardních aktivních oblastí a jejich skupin slunečních skvrn ukazuje, že je možné nalézt nové pohledy na procesy, kterými se vznik a vývoj aktivních oblastí ve sluneční atmosféře pojevuje, a že je možné určit řadu zákonitostí, podle kterých tento vznik a vývoj lokálních magnetických polí probíhá.

2. LOKÁLNÍ MAGNETICKÁ POLE JAKO NEDÍLNÁ SOUČÁST POZAŘOVÉHO POLE

Víc než před patnácti léty bylo ukázáno /Bumba, Howard, 1965a/, že k tomu, aby vznikla nová aktivní oblast, je třeba přítomnosti zbytku starého magnetického pole. Tento fakt zatím nebere v úvahu žádná teorie vzniku lokálních polí, ačkoliv znamená, že stará, slabá pole se zúčastňují procesu vzniku nových polí, a tedy že i nová magnetická pole jsou důležitou součástí tzv. pozadového magnetického pole. Pozadové magnetické pole není tedy tvořeno pouze zbytky různých starých polí aktivních oblastí a jejich vzájemnou interakcí, ovlivněnou diferenciální rotací a pod. Nová magnetická pole nových aktivních oblastí, která k tomu, aby vznikla, by byla generována, potřebují přítomnost alespoň slabého pozadového pole, jsou zároveň jediným zdrojem, ze kterého se pozadová pole obnovují. Jsou tedy nová lokální pole v dané době a místě jakoby další počáteční fázi pozadového pole, protože svůj nově generovaný magnetický tok přidávají k slabému toku pole před tím v daném místě existujícímu, bez kterého by nový magnetický tok nemohl vzniknout. Převaha nových nebo starých lokálních polí charakterizuje pouze rozdílná vývojová stadia pozadového pole.

Dynamika změn pozadového pole a tedy i tvorba nových polí závisí v aktivních heliografických šířkách na jeho intenzitě, prostorové hustotě zbytku starých a frekvenci vzniku nových polí, na existenci aktivních délek, na jejich počtu, na působení aktivních šířek /Spörerův zákon/ a pod. To vše je ovšem odrazem především fáze cyklu sluneční aktivity.

Důležitou úlohu v této dynamice hrají i faktory, o jejichž vztahu k fázi cyklu zatím mnoho nevíme. Kromě diferenciální rotace jde na příklad o rychlost růstu lokálního pole stejně jako o rychlost jeho disipace, tj. o rychlost zvětšování nebo zmenšování jeho plochy, růstu nebo ubývání jeho celkového magnetického toku, komplikování a zjednodušování jeho topologie, a to nejenom ve fotosféře, nýbrž i ve vyšších vrstvách sluneční atmosféry. Přitom velmi významným faktorem je vzájemná interakce lokálních polí, která - jak už jsme několikrát uvedli /Bumba, Howard, 1965b; Howard, Labonte, 1981/ - má svoje zvláštnosti v tom, že pole stejné polaritě se vzájemně zesilují a prodloužují dobu svého trvání a pole opačné polaritě se zeslabují, zkracují svojí životní dobu. Proto je tak důležité je-li lokální pole poměrně osamoceno nebo je-li součástí komplexu aktivity nebo komplexního útvaru ještě vyššího řádu.

Už magnetické mapy z prvního období jejich získávání Babcockovým magnetografem /Babcock, Babcock, 1953; Bumba, Tomášek, 1980; Bumba, 1981/ z doby slunečního minima let 1953 - 1954, měřené s velmi nízkým prostorovým rozlišením na povr-

chu Slunce a tedy velkým stupněm integrace, ukazují, že alespoň v určitých fázích slunečního cyklu, a určitě v období minima, vznik jednotlivých aktivních oblastí je spojen s globálním rozdělením magnetického pole na Slunci: v nejjednodušší uvedené situaci /z uvedeného minima let 1953 - 1954/ má magnetické pole celého Slunce prakticky dipolový charakter - kladná polarita pokrývá severní a záporná polarita jeho jižní polokouli a hranice polarit je téměř totožná s rovníkem. Nová aktivní oblast se objevuje tehdy, když se hranice polarit zvlí do charakteristických jazyků nebo zálivů, ve kterých se jižní polarita ze severní polokoule vysune do polokoule jižní a kladná polarita z jihu zasáhne polokouli severní. Nová aktivní oblast - její nové koncentrace magnetického pole se objeví z obou stran té části hranice polarit v zálivu, která zasahuje do oblasti aktivních šířek. Přitom - jak vyplývá z jednoduchého rozložení polarit - nová vedoucí polarita na každé polokouli má stejné znaménko jako polarita slunečního dipolového pole, která převažuje na opačné sluneční polokouli. Nová chvostová polarita je tudíž totožná s převažující polaritou dipolového pole na polokouli vzniku nové oblasti. Stejnou zákonitost je zřejmě možné dovolit i za mnohým komplikovanější magnetické situace na příklad z McIntoshova atlasu rozložení magnetických polí /McIntosh, 1979/, jako se nám to podařilo v případě vývoje velké komplexní protonové oblasti z června - července 1974 /Bumba, Hejna, 1981/.

Fakt, že chvostová polarita je totožná s převažující polaritou dipolového pole na polokouli vzniku nové oblasti může být použit pro poměrně jednoduché vysvětlení dosud záhadného efektu /Bumba, Howard, 1965a; Knoška, 1976, 1977; Bumba, Tomášek, 1980/, že v nové aktivní oblasti se většinou nejdříve rozvíjí její chvostová část a pak teprve část vedoucí. Převažující polaritu je možné podstatně jednodušeji zkoncentrovat nebo zesílit, zatímco při vzniku vedoucí části oblasti je třeba mít dostatečně silná pole opačné polarity nežli je polarita převažující v dané polokouli, aby bylo možné vedoucí polaritu v záplavě chvostové pozorovat. Současně toto vedoucí pole musí mít takovou topologii, musí být tak organizováno, aby odolalo útokům okolního pole s převažující opačnou polaritou. Tím by bylo možné i fenomenologicky vysvětlit větší koncentraci vedoucích polí nežli polí chvostových, jejich větší stabilitu i fakt, nedávno nalezený Howardem a Labontem /1981/, že v rozložení magnetických polí je Spörerův zákon vyznačen pouze vedoucí polaritu. Pro plný fyzikální výklad však naše pozorování dosud nestačí.

3. PŮSOBNÍ SIL PŘI VZNIKU A FORMOVÁNÍ NOVÝCH AKTIVNÍCH OBLASTÍ, KTERÉ JE MOŽNÉ ODVODIT Z POZOROVÁNÍ

3. 1. Síly ovlivňující vývoj magnetických polí

Tento problém byl zatím studován převážně dvěma způsoby: jednak použitím faktů, že přítomnost magnetického pole ve sluneční atmosféře je doprovázená fukulovou a flokulovou emisí, jednak přímo rozbořením magnetických map různých měřitek a zejména rozlišení, získaných různými metodami a zdůrazňujícími tedy diferencovaně i různé aspekty pole.

Jak bylo ukázáno před více než patnácti roky /Bumba, Howard, 1965a/, a to pomocí spektroheliogramů, pořízených v čáře K ionizovaného vápníku na observatoři Mt. Wilson i magnetických map téže observatoře, nově se rozvíjející aktivní oblasti sledují při svém růstu supergranulární strukturu, existující již dříve v daném místě. Rozmístění jednotlivých aktivních oblastí v komplexech aktivity nebo ve velkých komplexních útvarech předcházejících a doprovázejících protonové komplexy se zdá být často výsledkem působení hypotetických obřích konvektivních elementů /Bumba, 1970/. Jednotlivá zrna vápníkové emise stejně jako vznik slunečních skvrn je přímo vázán na fotosférickou granulaci. Čili konvektivní elementy všech řádů úzce korelují s rozložením magnetických polí různých měřítek. To znamená, že konvekce silně ovlivňuje vznik a vývoj aktivních oblastí. Konvekce vlastně do určité míry předurčuje prostřednictvím svých elementů rozdělení lokálního pole a jak vyplývá také z pravidelného rozložení skvrn ve skupině /Bumba a i., 1973/ i rozdělení jednotlivých koncentrací siločar v něm. To platí jak v počátečních stádiích vývoje pole, tak i ve stadiu krátce po maximu, kdy pole - v tomto případě nejlépe sledovatelné prostřednictvím vápníkové emise - "prosakuje" do intersupergranulárního prostoru z elipsy, kterou v aktivní oblasti zaujímá v maximální fázi svého vývoje. Ale stejně je tomu tak i v posledních fázích vývoje aktivní oblasti, kdy je pole vynášeno nebo difunduje z původní elipsy do stále větší eliptické plochy usměrňováno opět supergranulární strukturovou, respektive intersupergranulárním prostorem.

Jestliže se u konvekce jedná o známou sílu, i když vztahy mezi konvektivními elementy a lokálním pozadovým polem nejsou dosud teoreticky plně objasněny, pak při sledování vývoje aktivních oblastí a jejího magnetického pole, zejména pomocí chromosférických spektroheliogramů, a to v čáře vodíku H-alfa a ionizovaného vápníku K, se setkáváme s pozorovacími fakty, jejichž fyzikální základ nám není dosud zcela jasný. Jedna se zejména o způsob a rychlost, se kterými se rozšiřuje působení magnetického pole na strukturu fotosféry a chromosféry. Rychlost, kterou se šíří vápníková emise v rodící se aktivní oblasti po obvodu supergranulí činí řádově 250m/sec, vyplňování vnitřků supergranulí zrna emise se však zdá být pomalejší /Bumba, Howard, 1965a/. Jak ve vodíkové /H-alfa/ chromosféře, tak i chromosféře ionizovaného vápníku /K/ je možné pozorovat kolem vlastní aktivní oblasti, již plocha je vyznačená silnou emisí, ještě elipsy, ve kterých se projevuje působení magnetického pole na organizování jednotlivých elementů jemné struktury chromosféry /v čáře HI H-alfa/ nebo slabým potlačením drobných zrn emise /v čáře CaII K/. Tyto elipsy zaujímají podstatně větší plochu nežli emise přímo vázaná na fotosférické pole, které elipsy obklopují, zřejmě díky siločarám "vybouleným" z fotosféry. Ve vodíkové čáře H-alfa má tato elipsa v maximu vývoje oblasti, tedy ve stadiu své nejlepší viditelnosti, velkou osu dvakrát až třikrát větší nežli je délka útvaru, do kterého je soustředěná emise, v čáře ionizovaného vápníku K je tato osa téměř dvakrát větší. Je ovšem třeba mít na paměti, že v prvých fázích svého vývoje obě elipsy obklopují flokulovou emisí aktivní oblasti velmi těsně. Velké i malé poloosy těchto elips se zvětšují a tedy hranice obou elips se posouvá rychlostí řádově 200 m/sec ve vodíkové/H-alfa/ chromosféře ionizovaného vápníku /K/ /Bumba, Howard, 1965a/. To znamená, že v atmosféře nad aktiv-

ní oblasti působení magnetického pole zachvacuje stále větší prostor, a to uvedenými rychlostmi. Do fáze maxima vývoje aktivní oblasti, tedy do té doby, dokud je do fotosféry dodáván stále nový magnetický tok, je hranice elipsy kompaktní, dobře definovaná. Jakmile se zastaví příliv nebo tvorba nového pole, hranice se roztrhá, zdeformuje a postupně ji nelze už rozlišit. Ovšem růst plochy, kterou zajímá magnetické pole ve fotosféře, označené jasnou emisí v chromosféře, je pomalejší. Nepodařilo se nám dosud určit tuto rychlost pro první vývojové fáze, ale pro fázi poslední, během které se v průběhu několika otoček elipsa zaujatá magnetickým polem ve fotosféře rovnoměrně zvětšuje, je rychlost zvětšování velké i malé osy elipsy řádově okolo 50 m/sec /Bumba a i., 1982a/, tzn., že rychlost posuvu hranice pole, činí od 10 m/sec do několika desítek m/sec. Prakticky se rovná rychlosti, kterou našli Howard a Labonte /1981/ i pro rychlost putování magnetických polí chvostové polarity ke slunečním pólům. Je zajímavé ještě uvést, že rychlost, se kterou se zvětšuje průměr komplexu aktivity, činí řádově 100 m/sec /Bumba, Howard, 1965b/ a tedy jeho hranice se posouvá rychlostí kolem 50 m/sec.

S největší pravděpodobností jde při šíření magnetického pole fotosférou a zejména chromosférou o proces podobný šíření vlnové fronty. Bohužel dosud žádný z teoretiků se touto otázkou podrobněji nezabýval, i když se zdá, že by její řešení mohlo pomoci objasnit mnoho problémů, týkajících se vlastností lokálního pole a jeho interakce se sluneční atmosférou. I pro pozorovatele zbývá mnohé dorešit, zejména pokud jde o zpřesnění měření rychlostí šíření magnetického pole v jednotlivých vrstvách sluneční atmosféry, v jednotlivých fázích vývoje pole, v případné závislosti ještě na jiných faktorech, jako je poloha oblastí na Slunci, fáze cyklu a pod. A to ještě neuvádím, že v některých případech se na konci setkávajících se větví opačné polarity, "prosakuje" z aktivní oblasti vytvoří druhotná, menší oblast /Bumba a i., 1982b/ nebo že na místě, kde se střetly hranice dvou komplexů aktivity se vyvine sekundární komplex /Bumba, Hejna, 1981/. Dále by bylo možné uvést, že rychlost šíření hranice pole jednotlivých aktivních oblastí je v minimu aktivity jiná ve směru na východ a jiná ve směru na západ, a že tato asymetrie může být opačná ve vysokých a nízkých heliografických šířkách /Bumba a i., 1982b/, což může být způsobeno i fází cyklu.

Velmi obtížné je hovořit o vlastních magnetických silách, působících při vzniku a vývoji aktivní oblasti. Přítomnost magnetického pole "zpevňuje" supergranulární síť, do které pole proniklo, tzn. prodlužuje životní dobu jejich elementů. Z vlastních pozorování dosud prakticky nemůžeme hovořit o projevech působení magnetických sil během formování aktivní oblasti, i když se zdá, že v první fázi vzniku bude vliv magnetického pole převažovat nad ostatními vlivy, kromě konvekce.

Jako důležitý vývojový činitel je nutno brát skutečnost, že magnetická pole jsou ve sluneční atmosféře s největší pravděpodobností "kvantována" /Bumba, 1965/ a že se do fotosféry dostávají v určitých dávkách. To se zejména projevuje při vzniku velkých skupin slunečních skvrn, kde se tyto dávky mohou opakovat i několikrát v průběhu několika dní /Bumba, Suda, 1983/.

Velmi významným faktorem, který zřejmě principiálně ovlivňuje všechny vlastnosti lokálního pole, je vytváření "centra" magnetické aktivity /Bumba, Suda, 1983; Bumba, 1981/. "Centrum" se formuje v magnetické singularitě na vnitřní hranici polarit, přibližně v geomagnetickém středu oblasti tím, že se na této hranici utvoří záhyb nebo záliv a kolem něho se objeví na každé straně hranice, tj. severně a jižně, tedy v meridionální orientaci, nové koncentrace magnetických siločar v podobě lokálních maxim pole. Tím vznikne podsystem siločar magnetického pole, spojujících obě místní maxima, který leží pod hlavním system siločar, orientovaným v rovníkovém směru, spojujícím hlavní vedoucí a chvostové skvrny, a je vůči němu kolmý. Tato zvláštní konfigurace, jejíž vznik a existence koreluje se zvýšenou aktivitou oblasti, zejména erupční, je zřejmě doprovázeno i velkými radiálními pohyby fotosférické hmoty, rychle měnícími místo i rychlost - jak se nám kdysi podařilo vizuálně pozorovat na krymské astrofyzikální observatoři AV SSSR, o nichž máme však zatím jen velmi málo informací z fotografických nebo fotoelektrických pozorování. Protože "centrum" působí u každé skupiny, která dosáhla ve svém vývoji alespoň curyšského typu C a protože dokud funguje "centrum" skupina a její pole roste, dále protože se zdá, že prakticky veškerý nový magnetický tok je do oblasti dodáván prostřednictvím "centra", domnívam se, že procesy probíhající v "centru" nejen zesilují, nýbrž přímo generují alespoň část lokálního magnetického pole.

Velmi výrazným vývojovým faktorem se ukázala být i vlastnost pole, projevující se snahou o zjednodušení každé složité magnetické situace se střídajícími se polaritami v prostou bipolární situaci, v níž jsou polarity orientovány podle Haleova zákona rozložení polarit v cyklu /Bumba, 1982/. Ovšem tato vlastnost působí zejména ve velmi komplikovaných magnetických situacích, tedy především při časově i prostorově blízkém vývoji několika aktivních oblastí. Silně ovlivňuje konfiguraci pole i při vzniku výše diskutovaného magnetického ortogonálního podsystemu v "centru" oblasti, kdy se opět po ukončení dodávky nového magnetického toku do oblasti složité pole snaží zjednodušit tak, aby vytvořilo prostý bipolární útvar.

Silný vliv na tvar magnetického pole aktivní oblasti prokazuje diferenciální rotace /Bumba, 1983/. Její působení na rozšiřující se lokální pole je patrné již od druhé vývojové fáze, tedy už jeden- dva dny po vzniku oblasti. Především se projevuje ve formování vedoucí polarity do tvaru špičky šípů, jejíž ostří je namířeno k západu, ve směru sluneční rotace a jejíž dvě zadní křídla nebo dokonce - severovýchodní a jihovýchodní - obchvacují a vlastně obtékají tělo chvostové polarity. Při tom se zdá, že vzájemná délka křídel a jejich otevření, úhel, který svírají, závisí na heliografické šířce a jejím znaménku. Stejně tak je ovlivňováno šípovité tělo chvostové polarity, jehož ostří míří do "centra" a spolu s křídly vedoucí polarity vytváří záliv, ve kterém se vyvíjí "centrum". Otevření křídel chvostové polarity je větší nežli u polarit vedoucí. I když diferenciální rotace ovlivňuje každou polaritu odděleně, je patrný i její vliv na pole aktivních oblastí jako na jeden celek. Mění se tvar poli obou polarit, je pozorovatelný potud, pokud je aktivní "centrum". Po jeho vyčerpání se obě polarity od sebe rychle vzdalují, aby vytvořily známý "motýlkový tvar", ve kterém jeho jednotlivá křídla - vedoucí a

chvostová pole - postupně ztrácí svůj šípovitý tvar. Jednotlivé části obou polí, zvláště pak široce meridionálně roztažená křídla nebo jejich zbytky, jsou však stále ještě ovlivňovány diferenciální rotací, pokud u stáhnoucího a rozšiřujícího se pole je možno určit jeho kontury.

Úplně jinak působí diferenciální rotace na těsně k sobě stěsnaná magnetická pole ve složitém pozadovém poli v dobách kolem maxima cyklu sluneční aktivity, kdy vytváří charakteristická zakřivení jednotlivých sektorů pole tak, že dosáhnou určitého stupně křivosti, který se pak v aktivní zóně už dále nemění. Jakoby celý pás magnetických polí zhruba v rozsahu šířek $\pm 20^\circ$ rotoval jako pevný systém. Pouze ta pole, která jsou vytlačena z tohoto systému a většinou jsou to pole chvostová, produkce zpomalují svoji rotaci a vytváří protáhlé chvosty, mířící k vyšším heliografickým šířkám /Bumba, 1967/.

Kromě diferenciální rotace se zdá, že na tvar rozložení pole působí i proudění fotosféry, která aktivní oblast jakoby obtéká /Bumba, 1983/. Už rozdíl ve tvaru vedoucího a chvostového pole svědčí o tomto obtékání, protože se zřetelně zdá být působen faktem, že se chvostové pole nachází až za vedoucím, které ho předchází, vlastně leží ve stínu nebo "brázdě" pole vedoucího. Kromě toho části pole vedoucí polarity, oddělující se většinou od křídel jejího šípovitého útvaru, se pohybují podél hranic se šípem pole chvostového. Určitou úlohu v tomto procesu mohou pravděpodobně hrát hlouběji zakotvená pole hlavních chvostových a především vedoucích skvrn, i když naopak vzájemná jejich divergence na tvar obou částí pole nepůsobí - obě jsou ovlivňována téměř stejně, stejným směrem proudu, mířícím proti směru sluneční rotace. Úloha těchto dynamických sil se zdá růst se stářím oblasti, ovšem potud, pokud pole oblasti udržuje svůj modelovaný tvar ohraničený dobře definovanou hranicí, což u většiny oblastí, pozorovaných na příklad na meudonských "kvalitativních" magnetických mapách /Bumba, 1983/ trvá většinou méně než půl sluneční otočky.

3. 2. Síly ovlivňující vývoj slunečních skvrn

Řada sil a vlivů, jejichž působení jsme pozorovali a studovali během vývoje tvaru magnetického pole aktivní oblasti, se projevuje i při vzniku a utváření skupin a jednotlivých slunečních skvrn oblastí. Jedním z nejsystematičtěji a nejvíce působících je opět konvekce. Už před mnoha léty /Bumba, 1965/ se nám podařilo ukázat, že světelné mosty ve skvrnách mezi umbrami stejné polarity, tzv. fotosférického typu /Bumba a i., 1976; Bumba, Hejna, 1980; Bumba, Suda, 1983/, představují část fakulové supergranulární, tedy konvektivní sítě, vlastně její pokračování procházející složitou skvrnou, protože velké skvrny zaplňují většinou vnitřek více než jedné supergranule. Mimochodem ty, které zaplňují právě jeden nebo více supergranulí, jsou nejstabilnější. Podstatně méně stabilnější jsou ty, které zaplňují jen část supergranule. V rozsáhlejší práci rovněž staršího data /Bumba a i., 1973/ se nám také podařilo ukázat, že kromě toho, že velké skvrny zaplňují supergranulární cely, jsou ještě zvláštním způsobem pravidelně organizovány a tato organizace, a to jak velkých, tak i menších skvrn ve skupině, odráží opět supergranulární strukturu. Kvantování ploch skvrn, jejich vzdálenosti, pravidelnost jejich rozložení, to všechno hovoří o

tám, že i rozdělení tak mohutných koncentrací siločar, jakých dosahuje lokální pole ve skvrnách skupiny, je určováno konvektivními elementy, tedy supergranulární sítí "zpevněnou" magnetickým polem.

Pokud jde o působení magnetických sil, setkáváme se s ním při vzniku a vývoji slunečních skvrn v podobách, které se značně liší od našich zkušeností s projevy magnetických polí prostých pevných magnetů nebo elektromagnetů v laboratoři. Především jde o to, že při vzniku hlavních skvrn ve skupině se slučují jádra stejné polaroty, zatím co skvrny opačné polaroty se ve většině případů, zejména v prvých vývojových stadiích, od sebe vzdalují. A i v těch případech, kdy jsou k sobě tlačeny skvrny opačných polarit, srážejí se jako indiferentní nebo vzájemně se nepřitahující a spíše odpuzující se systémy /Bumba, Suda, 1983/. Charakteristickým morfoloogickým znakem, určujícím polaritu blízkých nebo dotýkajících se jader je přítomnost nebo nepřítomnost penumbry. Mezi jádry stejné polaroty se většinou na přechodnou dobu z fotosféry vytvoří světlý most fotosférického typu, aby se po určité době opět změnil v pás fotosféry. Všude tam, kde je pozorovatelná penumbra, zviditelňuje prakticky siločáry magnetického pole, ležící v nejvyšších vrstvách fotosféry a možná i poněkud výše. Tedy penumbra spojuje buď jádra nebo skvrny opačné polaroty nebo jádro skvrny s fotosférou opačné polaroty. V té části, kde má fotosféra i jádro stejné znaménko polaroty, tam se penumbra prakticky netvoří. Záleží to ovšem i na vzájemné intenzitě magnetických polí. Jádra velkých skvrn opačné polaroty jsou rozdělena vláknitým penumbrálním mostem, jehož vlákna při malé vzdálenosti jader většinou vycházejí téměř tangenciálně z jednoho jádra a vcházejí opět téměř tangenciálně do jádra s opačným znaménkem pole. Při velké vzdálenosti jader mají vlákna penumbry podobu siločar mezi dvěma poli magnetu, zviditelněných železnými pilinami. Nejrozsáhlejší oblasti penumbry vznikají ve velkých složitých nebo několikanásobných skupinách v prvých fázích vývoje kolem hranice polarit, především v "centru" magnetické aktivity. Zdá se, že v této době v dané oblasti se pole dosud neustálilo, rychle se mění, a to jak v čase, tak i prostoru, mění se pravděpodobně i jeho orientace a tedy i polaroty. To je problém, který je třeba speciálně studovat.

Pokud jde vůbec o fungování a projevy magnetického "centra" ve fotosféře, v normálních jednoduchých skupinách curyšského typu nejméně C, projevuje se toto "centrum" po dobu alespoň několika dní jako oblast, kde vzniká většinou rudimentální penumbra a malá jádra skvrn, která pak, převážně v určitých dávkách, putují od "centra" do oblasti vedoucí a chvostové skvrny. "Centrum" je ve fotosféře podobno meteorickému radiantu, ze kterého směřují malé skvrny a kousky penumbry, jejíž vlákna a především intergranulární prostor mezi nimi často, avšak jen na krátkou dobu desítek minut, může vytvářet spojovací tmavá vlákna mezi oběma polaritami, opět v podobě rozložení siločar mezi poli podkovitého magnetu /Bumba, Suda, 1983/.

Dosáhne-li intenzita magnetického pole ve skvrně hodnoty 2300 - 2400 gaussů /230 - 240 mT/ /Knoška, 1976/, vytvoří se během několika hodin kolem jádra penumbra, tj. část siločar jádra se uzavře na okolí skvrny. Toto období znamená prakticky ukončení vývoje sluneční skvrny a od této doby je skvrna umírajícím členem skupiny, odolávajícím nejen náporu vnějších sil oscilujících a

hlučící fotosféry a chromosféry, nýbrž i vlastním oscilacím a vlnám, šířícím se z jejího jádra i proudům Evarshedova a St. Johnova efektu.

Pokud jde o vzájemné působení magnetických polí, setkali jsme se při studiu velké několikanásobné protonové skupiny slunečních skvrn z června - července 1974 a částečně i u protonové skupiny ze srpna 1972 s jevy, které jsme dosud v literatuře, alespoň pokud je nám známo, v tak výrazné formě nenašli. Bude tu o nich hovořit podrobně s. Suda /Bumba, Suda, 1983; Bumba a Hejna, 1980/. Chtěl bych se zmínit jen o těch jejich stránkách, které se týkají tématu tohoto článku. Při tom je třeba předeslat, že vlastně ani nemají podobu vzájemného působení magnetických polí nebo sil, nýbrž se spíše projevují jako dynamické nebo hydrodynamické efekty srážky dvou magnetických téměř neutrálních systémů, plovoucích ve fotosféře.

Během vývoje protonové skupiny z roku 1974 se srážejí nová magnetická pole, vyprodukovaná v určitých kvantech ve dvou "centrech" této násobné skupiny s rozsáhlými magnetickými bloky polí, vzniklých dříve, a to jak stejné, tak i opačné polaroty. V případě nárazu nové skvrny kladné polaroty s blokem vedoucí komplexní skvrny kladné polaroty je energie pohybu rychle narážející nové složené skvrny tak veliká, že nejen dokáže vytvořit několik fotosférických mostů mezi jádry skvrn, které stlačí k sobě, nýbrž může i několik menších skvrn hrnout před sebou, modifikovat pohyb jiné, zhruba stejně veliké skvrny a pak zploštit sebe i velkou komplexní skvrnu, se kterou se sráží. V případě srážky nových skvrn záporné polaroty s kladnými skvrnami ve složité chvostové části skupiny se tento proces odehrává několika způsoby: při tangenciální kolisi obou srážejících se umber opačných polarit způsobuje srážka značné zesílení a natažení siločar pole /"shear" - "střih"/, zviditelněných jako vlákna penumbrálního mostu, nacházejícího se mezi srážejícími se jádry. Obě srážející se skvrny se mohou vzájemně zastavit nebo, působí-li síly jimi pohybující dostatečně dlouho a při vhodné geometrii srážky, může narážející skvrna, která se zastavila díky překážce v podobě skvrny opačné polaroty, tuto skvrnu obejít. V jediném vyjimečném případě se zdá, že produktem kolise dvou jader opačné polaroty byla jejich "magnetická anihilace" - prostě obě jádra zmizela. A lze jen spekulovat, že síly tlačící je proti sobě byly dostatečně velké, aby se narušila jejich zdánlivá "magnetická neutralita" a mohly se konečně projevit magnetické síly polí opačné polaroty. Zdá se nám, že při této srážce došlo k podstatně užší interakci, nežli v případě kolise jader stejných polarit. Velikost interakce pak zřejmě závisí na vzájemné rychlosti, směru pohybů, velikosti plochy skvrny a intenzitě jejího pole, stupni koncentrace siločar ve skvrně a pod. Krásné penumbrální mosty jsou zřejmě jen sekundárním projevem takové srážky.

Ze studia výše uvedených srážek je možné říci, že kolidující bloky magnetických polí, obsahující několik lokálních koncentrací pole v podobě jader nebo celých skvrn, se chovají jako soběstačné systémy, utvořené z magnetického pole a plasmu, mající určitý stupeň elasticity, při pohybu také kinetické energie a setrvačnosti. Působením sil, o jejichž původu zatím lze těžko něco říci, se dočasně tyto vzájemně se srážející systémy spojují, aby vytvořily kompli-

kovanější struktury, ale jakmile síly působící srážky pominou, komplikované struktury se rychle rozpadají. Ze shora popsaných vlastností srážejících se systémů se zdá, že jsou relativně mělké, protože mohou rychle měnit svůj tvar a pohyby. Pouze v tom případě, kdy se během kolise dvou systémů kladné polarit vyskytla překážka v podobě fotosférického světelného mostu, viditelně souvisejícího se supergranulární strukturou fakulového pole, tedy jak se zdá překážka zakotvená hlouběji ve fotosféře, podařilo se jí zastavit oba srážející se bloky a deformovat je tak, že se kolem ní "rozplácly". Je možné ještě uvést, že v popsaném případě kolise dvou kladných polí v počáteční její fázi měly narážející skvrna i komplex, se kterým se srážela, zhruba stejný magnetický tok. A i když se během krátké doby několika málo dnů tok narážejícího bloku zvětšil asi o půl řádu, přesto výše popsána překážka v podobě mostu, přecházejícího ze skvrny do okolní fotosféry, pohyb tak mohutného magnetického systému nejdříve zpomalila a nakonec zastavila.

Podobně i u srážek skvrn opačných polarit rychlé změny tvaru mostů i jednotlivých skvrn, ke kterým dochází bezprostředně po srážce, bez patrného časového zpoždění, jak se zdá, svědčí ve prospěch mělkosti zaléhání jednotlivých magnetických bloků a malé tloušťce vrstvy, ve které zaléhají.

Ještě by bylo třeba brát do úvahy i pronikání siločar pohybujících se bloků do vyšších vrstev sluneční atmosféry, různé způsoby vzájemných vazeb takto spojených vrstev a pod. Stejně tak nevíme v jakém vztahu je magnetický tok a jeho velikost ke kinetické energii pohybujícího se bloku. Dokonce dosud ani nevíme, jsou-li magnetické síly v těchto srážkách motorem nebo brzdou. Ale že magnetické síly hrají při kolisích důležitou úlohu, přesto se pohybující systémy projevují jako "magneticky neutrální", svědčí fakt, že srážky, především polí opačných polarit, jsou doprovázeny četnými, často mohutnými erupcemi. Ovšem časová posloupnost erupcí a srážek a jimi způsobených morfologických změn a jejich příčinné vztahy jsou dosud rovněž nejasné.

Nyní je ještě třeba se zmínit o malých vznikajících umbrách, protože některé jejich vlastnosti se zdají být zhodnými s těmi, které jsme výše poznali u velkých srážejících se magnetických systémů - bloků. Už jsme připomeli, že se zdá, že magnetický tok je dodáván do fotosféry v určitých kvantech, soustředěný do tmavých jader, majících po počátečním vývoji průměr okolo 8" - 10" /Bumba a i., 1976a/. A tyto malé kvantované části tmavé, chladnější než fotosférická, intergranulární nebo umbrální /což je prakticky totéž/ hmoty - jak se jeví ve fotosféře - tvořící se z intenzifikovaného intergranulárního prostoru a obsahující v sobě siločary magnetického pole, se opět chovají někdy třeba jen po určitou dobu jako oddělené, soběstačné systémy, spojující se za určitých podmínek, a to v určitém počtu, aby dočasně vytvořily zdánlivě kompaktní umbru velké skvrny /Bumba, Suda, 1980; Bumba, Suda, 1983/. Jejich způsob pohybu v granulárním fotosférickém poli, změny jejich tvaru, jejich elasticitu jsme se už několikrát pokoušeli popsát obrazně jako pohyb amoeby - měňavky. Tmavé intergranulární různě ztlouštělá a ztmavlá vlákna, zalévající postupně část fotosférického granulárního pole, se zhušťují, soustřeďují nejdříve do podlouhlých, různě zakřivených útvarů, které se nakonec sbalují, aby vytvořily téměř kruhová jádra - umbry. Během tohoto procesu pronikají mezi stvoly granula-

ce, postupně tlumíce jas jejich vrcholů nebo naopak se stahují z granulárního pole, aniž by po nich zůstala patrna jakákoliv změna v organizaci a struktuře granulace /Suda, 1976; Bumba, Suda, 1980/. Tyto malé systémy chladnější plasmy a v ní uzavřených siločar magnetického pole se natahují, zkracují, zakřivují a sbalují - obrazně řečeno - jako kousky žvýkací gummy nebo jako svazky gumových trubíc, držíce tmavou hmotu izolovanou od horkého okolí. A opět celý způsob přemístování těchto malých magnetických systémů ve fotosféře, rychlé změny jejich tvarů a pod. hovoří o mělkosti procesu ve fotosféře.

Tvar těchto pohybujících se malých tmavých jader se zdá záviset kromě jiného také na rychlosti a směru jejich pohybů ve fotosféře, pokud je systematický /Bumba, Suda, 1983/. Už při jejich konstituování se, sbalování se v protáhlých kouscích mezigranulární tmavé hmoty a potlačené granulace, pohybují-li se, je možné z pozorování určit směr jejich pohybu. Ještě lépe je tento směr vidět na hotových jádrech, protože mají tvar kapek, jejíž hlava se zdá lépe pronikat do granulárního pole. Dokonce je někdy možné u takové kapky vidět i vytvoření se čela v podobě ostré fronty stlačených granulí fotosféry, která je obklopuje. I její magnetické pole je v takovém případě více koncentrováno do její přední části, kapka je tam tmavší. Chvost kapky je naopak podstatně méně tmavý, prochází někdy do kousků rudimentární penumbry a intergranulární hmoty, na kterých je možné vidět někdy i náznaky turbulentních vírů, vznikajících v "brázdě" za kapkou, pronikající granulárním polem jako za člunem na vodní hladině. Z jednotlivých kapek se pak vytváří okrouhlá jádra, spojující se, aby zformovala umbru skvrny.

Všechny popsání pozorované efekty dávají představu o dynamice pohybu malých skvrn - jader bez penumbry - fotosférou a svědčí o tom, že se i během jejich pohybu musí spotřebovávat značné množství jejich pohybové energie, jak na překonávání odporu granulárního pole, tak i při proudění fotosféry kolem nich a na turbulentní procesy, probíhající v jejich "brázdě".

4. JSOU AKTIVNÍ DÉLKY A ŠÍŘKY INDIKÁTOREM SPOUŠTĚCÍHO MECHANISMU GENERACE LOKÁLNÍCH MAGNETICKÝCH POLÍ ?

Všechny vlivy, působící na vznik a vývoj lokálních magnetických polí jako celku i pokud jde o jejich jednotlivé koncentrace v podobě skvrn, tak jak jsme je probrali v těchto dvou jejich podobách v předchozí kapitole, se zřetelně uplatňují především v závislosti na tom, kolik aktivních oblastí se v dané části fotosféry nachází. I když se zdá, že vliv konvekce, magnetických sil i dynamické následky pohybů jak polí, tak i jejich skvrn ve fotosféře nezávisí na fázi cyklu, přece jen působení diferenciální rotace, měnící se v závislosti na Spörerově posunutí aktivní zony v heliografické šířce a tedy fázi cyklu, se zdá být různé s různou heliografickou šířkou a je i jiné v severní a jižní části oblasti. Opět zvýšená hustota aktivních oblastí a jejich polí může tyto vlivy značně modifikovat. Avšak ani diskuse pozorování v kapitole o pozadových polích, ani hodnocení pozorování uvedených vlivů v předchozí kapitole nás zatím nepřivedly k položení hlavní otázky, ke zkoumání příčiny vzniku lokálních polí. Zatím nám pozorování neposkytla příle-

žitost, nedovedla nás k problému proč v daném místě slunečního povrchu je v daném čase frekvence vzniku nových magnetických polí nízká nebo vysoká, i když jsme hovořili o vysoké pravděpodobnosti generace nového magnetického toku v "centru magnetické aktivity" větších skupin, vlivem procesů probíhajících při vzniku a dalším vývoji ortogonálního magnetického pod systému.

Dosavadní pozorování, i když hovoříme o tom, že nové aktivní oblasti se tvoří v zálivech magnetických polí opačných polarit na hranici sektorů pozadového pole /Bumba, Tomášek, 1980; Bumba, 1981/, nedovolují říci, jsou-li procesy v pozorovatelné části sluneční atmosféry vedoucí k této situaci - při které ovšem mohutnost a počet nových oblastí závisí na fázi cyklu nebo na fázi vývoje některé z menších jednotek aktivity - jedinou a dostačující příčinou ke vzniku nových polí nebo je-li třeba dalších zdrojů a podnětů. Proč se mění frekvence vzniku nových oblastí, proč existují aktivní délky, aktivní šířky, proč se rozvíjejí komplexy aktivity a další vyšší jednotky aktivity? Závisí generace lokálních polí pouze na aktuální situaci v pozorovaných vrstvách sluneční atmosféry, ve kterých působí výše diskutované efekty, síly a procesy nebo je třeba ještě dalšího mechanismu generace pole a především spouštěcího impulsu uvádějícího mechanismus v činnost, o kterých zatím nic nevíme z pozorování? A má tento mechanismus a jeho spouštění, existují-li charakter vnitřních zákonitostí konvektivní zony, ovlivňovaných diferenciální rotací - jako je dynamomechanismus generující magnetické silotrubice v konvektivní zóně - nebo spolupůsobí i vnější síly. Nemyslím jen mimosluneční, o jejichž účinku většina astronomů pochybuje, ale zejména jde o zpětnovazebně působící rozložení magnetických polí a jimi udržované plasmy ve vysokých vrstvách sluneční atmosféry a meziplanetárního prostoru.

Pokud jde o aktivní délky nebo magneticky aktivní délky, neznáme zatím fyzikální příčinu jejich vzniku. Magnetické synoptické mapy nejlépe prozrazují přítomnost magneticky aktivních délek. Velmi důležitou úlohu v jejich existenci sehrávají výše diskutované zákonitosti, podle kterých mohou nová pole vznikat pouze v přítomnosti starých polí a polí stejné polarity se zesilují a tím prodloužují svou životní dobu a pod. I poměrně dlouhá životní doba jednotlivých aktivních oblastí zde hraje důležitou roli, protože obvykle činí 5 až 7 slunečních otoček. Ale existence "hlavní aktivní délky" nebo dvou nejvýraznějších typů aktivních délek /Švestka, 1968; Bumba, Hejna, 1981; McIntosh, 1979; Bumba, Howard, 1969; Sýkora, 1969/ se nezdá být vázána na hladinu sluneční aktivity, ačkoliv během maxima cyklu jsou magneticky aktivní délky lépe patrné, díky větší hustotě polí na slunečním povrchu. Vůbec pravidelnost rozložení slunečních magnetických polí v heliografické délce v době vysoké jejich činnosti /Bumba a i., 1969; Bumba, 1976/ hovoří o tom, že tato vlastnost je zřejmě opět vlastností celého globálního systému magnetických polí a plasmy vrchních vrstev sluneční atmosféry aktivní zony, který buď v určitém intervalu délek nebo v celém pásu aktivní zony dovede vytvořit jako svůj rovnovážný stav pravidelnou sektorovou strukturou. A tato struktura je ovlivněna přítomností aktivní délky. I tvorba komplexů aktivity a velkostrukturálních magnetických figur a jejich vývojové vlastnosti jsou úzce spojeny s existencí aktivních délek, především hlavní, jejíž hodnota synodické rotace

je velmi blízká 27 dnům, i když se zdá být poněkud pozměněna během vysoké sluneční aktivity.

Velmi zajímavý a současně ne příliš jasný z hlediska dynamiky vzniku aktivních délek je veliký akční radius, především hlavní aktivní délky, která zasahuje hluboko do meziplanetárního prostoru, jako bylo několikrát ukázáno /např. Sheeley, Harvey, 1981; Bumba, 1976, atd./. I když dosah aktivní délky do nejvzdálenějších vrstev sluneční atmosféry může být považován za druhotný, způsobený pouze akumulací lokálních polí, tedy koncentrací pozařového pole. Ovšem toto vysvětlení ztěžuje objasnění trvalou existenci těchto délek od fotosféry do meziplanetárního prostoru a pravidelnost jejich rozložení na celém Slunci.

Díky magnetickým synoptickým mapám může sledovat hlavní aktivní délku během celého cyklu aktivity, i když nejlépe je viditelná během sestupné větve cyklu. Během této fáze sluneční činnosti je možné obvykle pozorovat dvě takové aktivní délky s dvacetisedmidenní synodickou rotací, jichž čela jsou oddělená od sebe v heliografické délce typickými vzdálenostmi 160° a 200° a jejichž aktivita se rozvíjí v protifázi. Zatím co v jedné z těchto délek s převažující nově koncentrovanou zápornou polaritou roste aktivita během několika otáček do maxima, ve druhé na opačné straně Slunce v téže době převažují zbytky starých kladných polí, korelující zřejmě s rekurentním slunečním větrem, charakterizující naopak sestupnou, mnohým déle trvající fází činnosti v aktivní délce /Ambrož a i., 1971; Bumba, 1980; Bumba, Hejna, 1981, Bumba, 1982b/.

Můžeme rovněž připomenout, že v případě utváření velkých pravidelných magnetických struktur předcházejících vznik protonového centra, koreluje jejich maximální vývojová fáze jak polohou, tak i časově s místem a dobou, ve kterých se protínají dvě magneticky aktivní délky s různou dobou synodické rotace, a to 27 a 28-29 dní /Švestka, 1968; Bumba, 1980; Bumba, Hejna, 1981/. Dokonce předběžné výsledky vzbuzují podezření, že v každé z těchto délek hraje hlavní roli jiná polarita magnetického pole /Bumba, Hejna, 1981/. Spojení takové srážky nebo průniku dvou různou rychlostí se posouvajících aktivních délek se vznikem protonového centra připomíná vznik sekundárního komplexu aktivity v případě a místě, kde se protnou proti sobě se posouvající hranice dvou hlavních komplexů aktivity /Bumba, 1980/. Jakoby dva rozruchy, šířící se podél slunečního povrchu v místě a čase protnutí měly zesílený účinek na generaci nových lokálních polí, úměrný sumární intenzitě jednotlivých rozruchů.

Podářilo se nám zachytit případ, aby jedna z druhotných magnetických délek přestala existovat a tedy i působit /Bumba a i., 1982b/. Magnetické pole vyprodukované v této aktivní délce v tomto případě stárlo a expandovalo úplně stejně jako pole jednotlivých aktivních oblastí v dobách minimální aktivity, protože nebylo ovlivňováno vznikem stále nového magnetického toku, jakoby přestal působit spouštěcí mechanismus generace nových polí.

Abychom pochopili fyziku vzniku aktivních délek, tj. míst s podstatně větší koncentrací produkce nových polí, nežli je v ostatních částech aktivní zony, abychom určili, je-li generace nových polí vlastností konvektivní zony, jed-

notlivých vrstev sluneční atmosféry nebo je-li stanovována komplexním režimem všech vrstev sluneční atmosféry, ovlivňovaných konvekci a možná i vyšších, je zatím velmi obtížné z pozorování určit. Domnívam se spolu s jinými autori, že k řešení tohoto problému se nám nedostává důležité základní informace - znalosti rychlostních polí a jejich rozložení v pozorovatelných vrstvách sluneční atmosféry. Dokud nebudeme dostatečně systematicky a komplexně měřit rychlosti pohybů hmoty, budeme jen spekulovat i o takových důležitých fyzikálních faktorech, jakými jsou na příklad elektrické toky v různých vrstvách sluneční atmosféry, indukované nejen různými druhy pohybu sluneční plasmy, nýbrž i jejich magnetických polí.

5. ZÁVĚR

Otázka vzniku lokálních magnetických polí a tedy i přisunu nového magnetického toku do vnějších vrstev sluneční atmosféry je tedy stále ještě neřešená. Ale na základě diskutovných pozorování je snad možné alespoň říci, že je velmi obtížné vysvětlit toto pozorování pouze pomocí modelu vzplývajících trubice magnetického toku, vynořujících se z hloubky konvektivní zony, kde jsou generovány, na povrch fotosféry. Zdá se, že fotosférická magnetická pole nejsou jen pasivním objektem působení různých sil a pohybů, nýbrž že zřejmě velmi aktivně reagují na procesy snažící se je změnit, a že jsou díky těmto vlivům nejenom zeslabována, nýbrž v řadě případů i zesilována, případně že jsou generována pole nová. A zdá se, že tato generace nových polí je výsledkem komplexního působení a pohybů všech vrstev sluneční atmosféry, vzájemně propojených aktivními elementy, částečně koncentrujícími magnetické pole siločarami magnetického pole, i díky různému tření a turbulentnímu tření různě působící diferenciatní rotaci a dalšími pohyby sluneční plasmy. Při tom nesmíme ovšem zapomínat ani na pole záření.

LITERATURA

- /1/ Ambrož, P.; Bumba, V.; Howard, R.; Sýkora, J.: 1971, R. Howard /ed./, Solar Magnetic Fields, Dordrecht, 696.
- /2/ Babcock, H. W.; Babcock, H. D.: 1953, Astrophys. J. 121, 349.
- /3/ Bruzek, A.; Schroter, E. H.: 1981, Solar Activity, Third European Solar Meeting, Oxford, 51.
- /4/ Bumba, V.: 1965, R. Lust /ed./, Stellar and Solar Magnetic Fields, Amsterdam, 192.
- /5/ Bumba, V.: 1967, Rendiconti della Scuola Internazionale di Fisica "E. Fermi" XXXIX Corso, 77.
- /6/ Bumba, V.: 1970, Solar Physics 14, 80.
- /7/ Bumba, V.: 1976, V. Bumba, J. Kleczek /Eds./, Basic Mechanisms of Solar Activity, Dordrecht, 47.
- /8/ Bumba, V.: 1980, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 31, 351.
- /9/ Bumba, V.: 1981, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 32, 129.

- /10/ Bumba, V.: 1982a, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 33, v tisku
- /11/ Bumba, V.: 1982b, Space Science Reviews, v tisku.
- /12/ Bumba, V.: 1983, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 34, v tisku.
- /13/ Bumba, V.; Hejna, L.: 1980, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 31, 257.
- /14/ Bumba, V.; Hejna, L.: 1981, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 32, 349.
- /15/ Bumba, V.; Howard, R.: 1965a, Astrophys. J. 141, 1491.
- /16/ Bumba, V.; Howard, R.: 1965b, Astrophys. J. 141, 1502.
- /17/ Bumba, V.; Howard, R.: 1969, Solar Physics 7, 28.
- /18/ Bumba, V.; Suda, J.: 1980, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 31, 101.
- /19/ Bumba, V.; Suda, J.: 1983, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 34, v tisku.
- /20/ Bumba, V.; Tomášek, P.: 1980, Phys. Solariterr., Potsdam, No. 13, 35.
- /21/ Bumba, V.; Howard, R.; Kopecký, M.; Kuklin, G. V.: 1969, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 20, 18.
- /22/ Bumba, V.; Klvaňa, M.; Pflug, K.: 1982a, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 33, 36.
- /23/ Bumba, V.; Klvaňa, M.; Suda, J.: 1976a, Voznikovenie i evolucia aktivnych oblastej na Solnce, Moskva, 59.
- /24/ Bumba, V.; Klvaňa, M.; Suda, J.: 1976b, Fizika solnečnych pjaten, Moskva, 49.
- /25/ Bumba, V.; Klvaňa, M.; Tomášek, P.: 1982b, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 33, v tisku.
- /26/ Bumba, V.; Ranzinger, P.; Suda, J.: 1973, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 24, 22.
- /27/ Howard, R.; Labonte, B. J.: 1981, Solar Physics 74, 131.
- /28/ Knoška, Š.: 1976, Candidate Theas, Skalnaté Pleso, 8 /in Slovak/
- /29/ Knoška, Š.: 1977, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 28, 114.
- /30/ Maltby, P.: 1981, Solar Activity, Third European Solar Meeting, Oxford, 95.
- /31/ McIntosh, P. S.: 1979a, Annotated Atlas of H α Synoptic Charts for Solar Cycle 20 /1964-1974/ Carrington Solar Rotations 1487-1616, World Data Center A for Solar-Terrestrial Physics /NOAA, Boulder/.
- /32/ McIntosh, P. S.: 1979b, M. Dryer and E. Tandberg-Hanssen /eds./, Solar and Interplanetary Dynamics, Dordrecht, 25.
- /33/ Sheeley, N. R. Jr.; Harvey, J. W.: 1981, Solar Physics 70, 237.
- /34/ Suda, J.: 1976, Fizika solnečnych pjaten, Moskva, 42.
- /35/ Sýkora, J.: 1969, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 20, 70.
- /36/ Švestka, Z.: 1968, Solar Physics 4, 18.

Dynamika vzniku a vývoje slunečních skvrn

ve složité protonové oblasti

V. BUMBA, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

J. SUDA, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Na případu protonové skupiny z června - července 1974 je studován vývoj slunečních skvrn za podmínek, které nastávají při srážkách magnetických polí.

1. ÚVOD

V této práci se budeme zabývat několika pohledy na vývoj komplexní skupiny slunečních skvrn, která se vyskytovala na Slunci od 28.6. do 10.7.1974, při její závislosti na vývoji lokálních magnetických polí. Budeme sledovat jak se mění tvary obou typů jasných mostů vzhledem k poloze a pohybům jednotlivých umbrálních jader, mezi kterými se tyto mosty formují a jak je kinematika jemné struktury slunečních skvrn ovlivňována topologií lokálního magnetického pole.

Chtěli bychom si všimnout i úlohy "magnetických center aktivity" ve skupině skvrn, způsobu jak je formování slunečních skvrn vázáno na tato centra a jak se odráží hlavní tendence magnetických polí po zjednodušení své vlastní struktury v měnící se morfologii komplexní skupiny.

2. METODA STUDIA

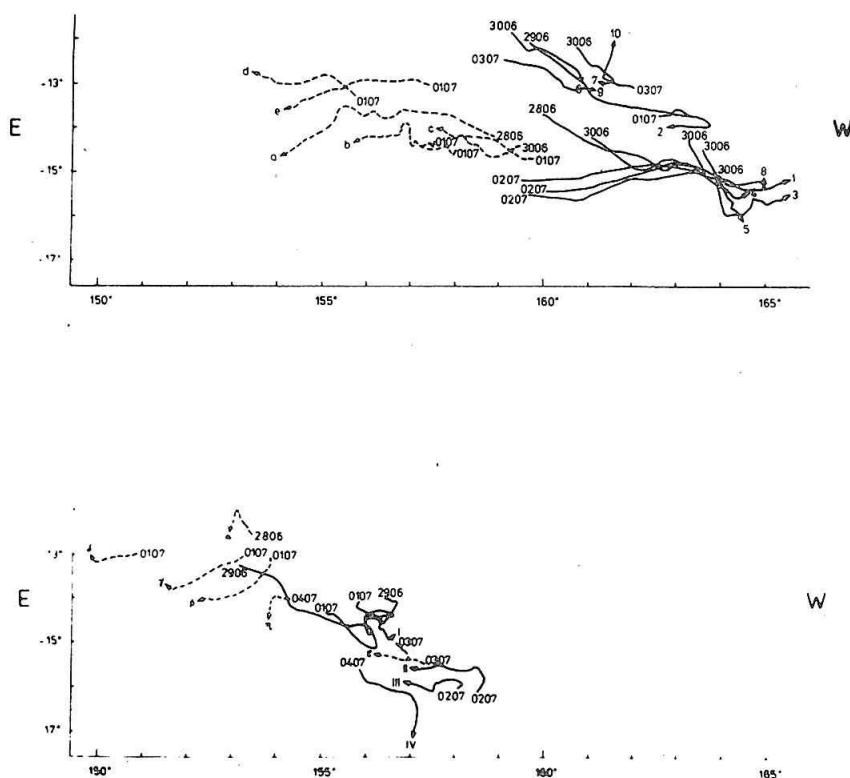
Jako základ pro naše úvahy byla použita přesná měření poloh jednotlivých skvrnových jader a jejich pohybů, která byla prováděna na Heliofyzikální observatoři v Debrecenu a publikována Kováčovou /1977/. S těmito přesnými měřeními byla porovnávána i naše ocenění tendencí relativních pohybů jednotlivých skvrn, založená na detailních fotosférických fotografiích těchto skvrn, získaných na observatoři v Ondřejově. Pro získání údajů o polaritě intenzity magnetického pole byla využita data observatoři Roma /Casamassima a Croce, 1974/, Mt. Wilson /Cragg, 1974/ a Pulkovo /Krat, 1974/. Tyto údaje byly porovnávány s denními mapami observatoře Mt. Wilson a s McIntoshovými synoptickými mapami, vydanými v Joint NOAA - US AF Space Environment Services Centr Preliminary

Report and Forecast of Solar Geophysical Data. Tento postup byl zvolen hlavně proto, že rozdělení detailních struktur ve fotosféře, které odráží velmi těsně rozdělení polarit magnetického pole, umožňovalo určit správnou magnetickou polaritu u některých malých umber, kde se individuální údaje jednotlivých autorů lišily.

3. VYTVÁŘENÍ SKVRN V AKTIVNÍCH CENTRECH

Na proces vývoje celého studovaného komplexu je nutno nahlížet, podle našeho názoru, jako na interakci dvou současně se vyvíjejících skupin slunečních skvrn. Nejlepším způsobem, jak porozumět lépe komplikované situaci, se nám jevilo rozdělení komplexního schematu trajektorií umber, které bylo publikováno Kováčovou /1977/, do dvou schemat, v nichž by byla každá z obou hlavních skupin zanesena odděleně. Na Obr. 1 nahoře jsou zaznamenány pohyby umber západní skupiny. V dolní části obrázku jsou stejným způsobem uvedeny pohyby skvrn ve skupině východní.

V obou částech celé komplexní skupiny se největší počet skvrn objevuje v relativně malé oblasti /ve srovnání s rozsahem celé skupiny/, která připomíná pojem "radiantu", jak se s ním setkáváme v meteorické astronomii. V západní



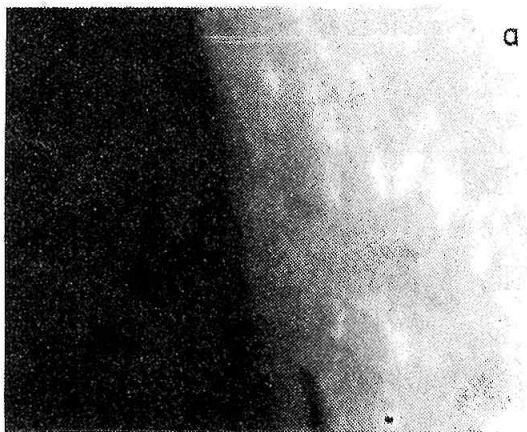
Obr. 1 - Trajektorie umber v komplexní skupině. Nahoře západní část komplexu, dole východní část. Na počátku každé trajektorie je uvedeno datum vzniku příslušné umbr, na konci její označení. Bližší viz text.

části skupiny můžeme vidět, že vznikající skvrny se objevují dokonce ve dvou takových radiantech - jednom hlavním, ze kterého se vyvíjejí skvrny obou polarit a "druhotném", jehož umístění je více na sever a z něhož vycházejí pouze skvrny s kladnou polaritou. Ve východní části skupiny se setkáváme s činností takového radiantu prakticky v samém jejím středu. Podíváme-li se v této části na místa, kde vznikají skvrny, označené čísly II a III a srovnáme tuto polohu s polohou radiantu v západní části skupiny, máme pocit, že tyto skvrny pravděpodobně geneticky spíše patří do této západní části.

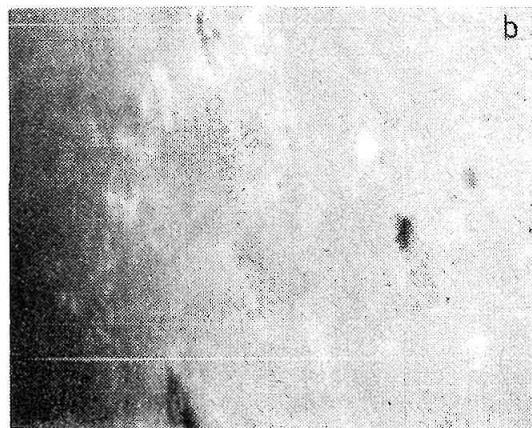
Srovnáme-li polohu nalezených radiantů s magnetickými mapami této komplexní magnetické situace, vidíme, že radianty jsou identické s "centry magnetické aktivity", která jsou popsána v nedávné práci Bumby /1982/. Na první pohled uvidíme i dobrý souhlas pohybů skvrn s oběma útvary magnetického pole. Napíšeme-li k počátku každé trajektorie jednotlivých skvrn datum, kdy příslušná skvrna byla pozorována poprvé, můžeme sledovat i systematické posunování míst vzniku skvrn odpovídající rozsahu hranice těchto magnetických útvarů.

3. 1. Vznik prvních skvrn

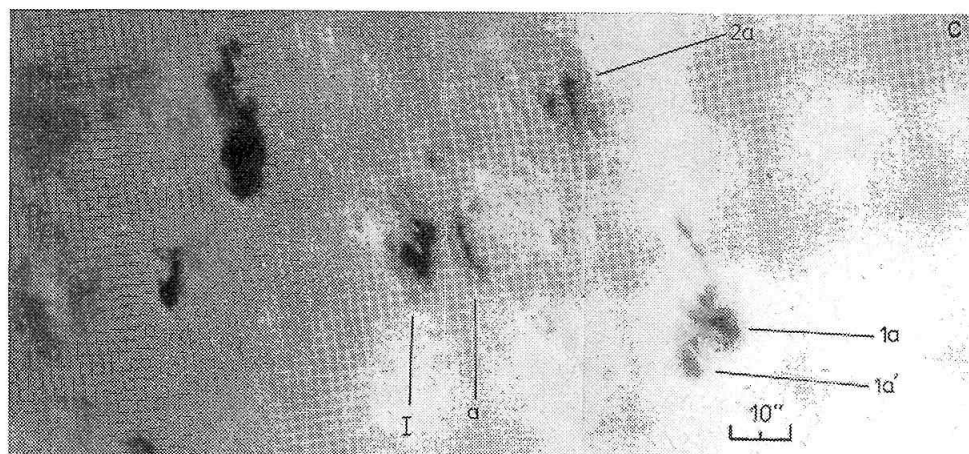
Sledujeme-li skutečný proces vzniku skvrn a další vývoj těchto "magnetických center", dostáváme obvykle - pokud "centrá" jsou v dostatečné vzdálenosti od slunečního okraje - velmi zajímavý obraz! skvrny vznikají v místech, kde z fotosférických pozorování nelze identifikovat nic, co by existenci takových magnetických center nějak signalizovalo. Zde v našem případě byly obě oblasti relativně blízko slunečního okraje, takže byla dobře viditelná fakulární struktura, ukazující na bohatou prehistorii pozadových magnetických polí /viz. Obr. 2/. Na naší fotografii během ranních hodin 28. června /Obr. 2a/ lze pozorovat



Obr. 2a - Fakulová pole v oblasti budoucí komplexní skupiny skvrn u východního okraje Slunce 28.6.1974 v 05^h 34^m UT. Sever nahore, západ vpravo. Stejná orientace je i na všech dalších snímcích.



Obr. 2b - Stejná oblast 28.6.1974 v 15^h 57^m UT. Na snímku jsou póry budoucí komplexní skupiny.



Obr. 2c - Komplexní skupina v prvních fázích svého vývoje.
Snímek 29.6.1974 v 10^h 16^m UT.

v oblasti budoucí protonové skupiny pouze intenzivní fakulární pole. Ale už během dopoledních hodin téhož dne vidíme na Obr. 2b, kde je tato oblast foto-
grafována v 15^h 57^m UT, první póry obou polarit, patřících k oběma částem této skupiny. Během první fáze formování a vývoje skupiny skvrn je velmi nesnadné identifikovat jednotlivé skvrny z jednoho dne na druhý, vzhledem k jejich bouřlivému vývoji a podobně je i nesnadné určit magnetickou polaritu skvrn pro nízké rozlišení magnetických map a kreseb s vizuálními odhady magnetických polarit a intenzit.

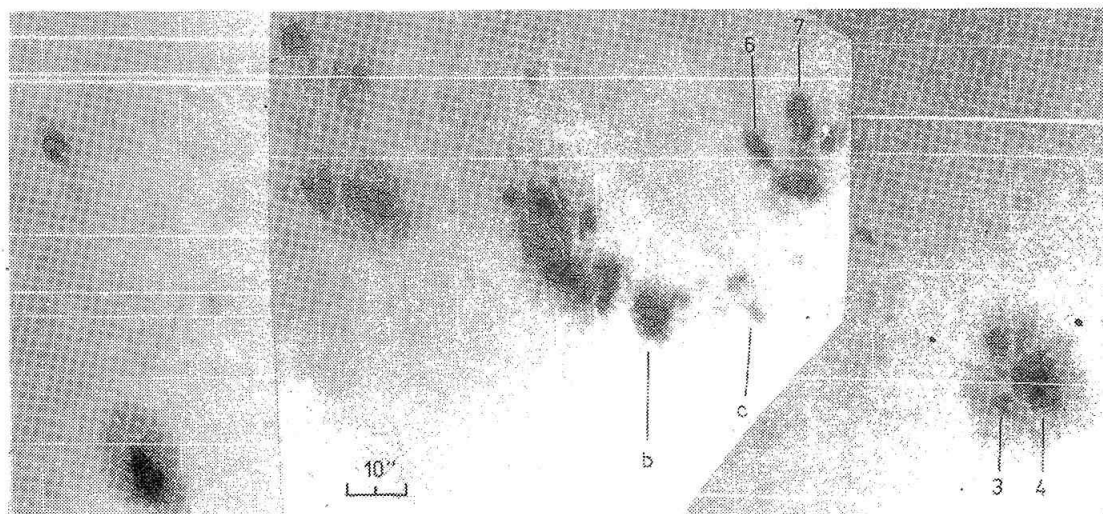
Lepší přehled nám podává Obr. 2c, kde je naše skupina zachycena 29.6. v 10^h 03^m UT. Topologie skvrn ve skupině zde naznačuje, že západní partie skupiny je složená ze dvou částí. V obou z nich jsou vidět tmavé a světlé fotosférické struktury, připomínající rozložení železných pilin mezi dvěma opačnými magnetickými póly. V severozápadní části skupiny jsou oba póly reprezentovány skvrnami 2a, které mají, podle Craggova /1974/ určení, jež je podporováno jak McIntoshovými mapami, tak mapami z observatoře Mt. Wilson, negativní polaritu a skvrnami 1a s pozitivní polaritou. V jihovýchodní části skupiny skvrna s negativní polaritou je označená písmenem a a její vedoucí skvrna s kladnou polaritou vytváří dvojče 1a' k vedoucí skvrně severozápadní části 1a. Vývoj severozápadní části skupiny se zdá být spojen s "druhotným magnetickým centrem", kdežto jihovýchodní část je spojená s "hlavním magnetickým centrem" celé západní partie komplexní skupiny.

Východní partie celé skupiny má své "magnetické centrum" mezi dvěma skvrnami opačné polarity I /kladná polarita/ a /záporná polarita/. Na fotografii /Obr. 2c/ je vidět, že obě skvrny jsou spojeny relativně velkým penumbrálním polem.

Během 29. června nejsou žádné výrazné známky interakce mezi západní a východní partií skupiny, ačkoli vedoucí skvrna východní části I, která má zápornou polaritu, se během předcházejících hodin posunula velmi těsně k chvostové skvrně západní části a s kladnou polaritou. Interakci mezi oběma partiemi komplexní skupiny je možno poprvé spatřit na fotografii z ranních hodin 30.června

/Obr. 3/, kde topologie penumbrálních fibril ukazuje na průběh magnetických siločar. Jejich zakřivení je pravděpodobně již ovlivněno vzájemnými pohyby obou komplikovaných umber. Toto je místo, kde během dalšího vývoje skupiny se vyvíjí pozoruhodný jasný most.

Bohužel nemůžeme sledovat vývoj popisované situace stejným způsobem během následujících dvou dnů 1. a 2. července, protože v důsledku špatného počasí se nám nepodařilo získat detailní fotosférické snímky. Rozlišení na fotografických celého Slunce, získaných na observatoři Hvar, které jsme měli k dispozici, nedovoluje studovat morfologické změny v podrobnostech.



Obr. 3 - 30.6.1974 v 8^h 27^m UT. První známky interakce mezi západní a východní částí komplexní skupiny. Bližší viz text.

3.2. Vznik skvrn v západní partii komplexní skupiny

Je obvyklé, že skvrny v každé skupině, která vytváří komplexní aktivní oblast, se nevyvíjejí současně nebo spojitě v čase, ale v určitých chronologických úsecích. Např. v západní partii skupiny první vlna skvrn, vznikajících v "hlavním centru aktivity" je reprezentována skvrnami 1a /kladná polarita/ a a /záporná polarita/, které se objevují 28. června, ke druhé vlně náleží skvrny 3, 4, nebo b a c, které se vytvářejí 30. června. V sekundárním centru jsou to především skvrny 6 a 7.

Třetí vlna aktivity se skládá ze skvrn 8a, 8b, 8c a také ze skvrn II a III. Zdá se, že tato třetí vlna je poslední produkci "hlavního radiantu", jestliže počítáme pouze relativně velké přírůstky nového magnetického toku do fotosféry /Obr. 4/.

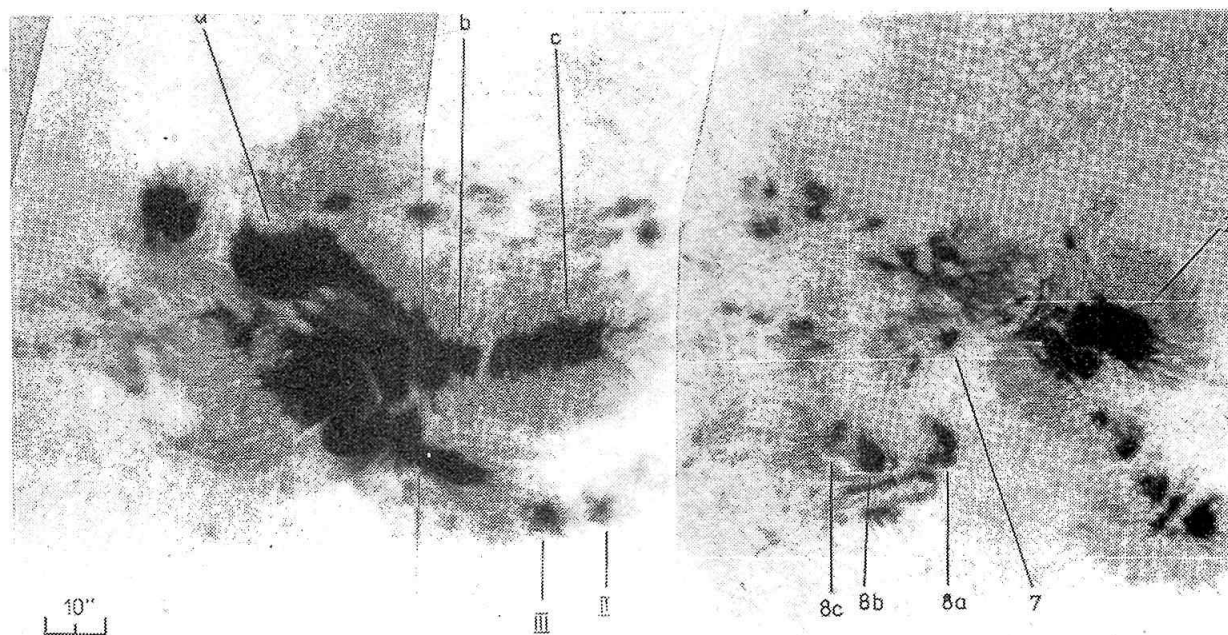
Objevování nových skvrn v "magnetickém centru" má některé své pravidelnosti. V našem případě můžeme dobře demonstrovat typické morfologické charakteristiky nově se formujících skvrn a jejich vztah k magnetickému centru na vývoji třetího přírůstku nového magnetického toku do fotosféry: Shluky malých jader s kousky rudimentární penumbry, které náleží k magnetickým polím s opačnou polaritou jsou vzájemně propojeny rozsáhlým, protaženým a obvykle tmavším in-

tergranulárním prostorem. Dobře je vidět takové propojení po několik hodin ráno 3. července /Obr. 4/. Struktura, připomínající rudimentární penumbru, do které některá jádra přecházejí, se vyskytuje zpravidla na vnitřní části jader, blíže k "centru" a vytváří často chvosty k jednotlivým umbrám. Popsaný proces lze zpravidla pozorovat jen po velmi krátký časový interval několika desítek minut během vývoje menších a jednodušších skupin slunečních skvrn. V našem případě se připojují k dříve vyvinutým skvrnám a tak vytvářejí komplikovanější skvrnové struktury ve skupině. Během této vývojové fáze vidíme silně divergentní pohyby, které zvětšují vzájemnou vzdálenost nových skvrn i jejich vzdálenost od "centra". Podobný charakter má i vývoj v "sekundárním centru".

3.3 Vznik nových skvrn ve východní partii komplexní skupiny

Proces formování nového magnetického toku ve východní části komplexní skupiny je z hlediska obou polarit mnohem nevyváženější než je tomu v západní části skupiny. Sluneční skvrny s negativní polaritou zaujímají zde mnohem menší plochu a jsou mnohem méně početné, než skvrny s kladnou polaritou, které se stávají nejdůležitějšími skvrnami celé komplexní skupiny. Nové skvrny vznikají během prvních tří dnů existence skupiny a zdá se, že žádný nový magnetický tok se již v této oblasti neobjevuje.

Role "aktivního centra", které je dobře pozorovatelné během prvních dnů, v nichž se formují nové skvrny, se poněkud mění s transformací tohoto aktivního centra na morfologicky vyznačenou strukturu, která má tvar rozsáhlého pole penumbrálních fibril, spojujících malé umbry /Obr. 4/. Měření magnetických polí jsou v takovém penumbrálním poli řídká, takže je velmi nesnadné přiřadit



Obr. 4 - Aktivní fáze komplexní skupiny. Snímek 3.7.1974 v 7^h 40^m UT. Vznik skvrny č. 8.

jednotlivým umbrám správnou polaritu. Zde nám zbývá pouze možnost z průběhu penumbrálních fibril usuzovat na konfiguraci magnetických siločar.

Tato oblast je také neaktivnější částí komplexní skupiny, ve které byly pozorovány velmi rychlé pohyby některých skvrn a ve které se také vyskytovaly velké erupce, včetně protonových.

4. DYNAMICKÉ ZMĚNY V KOMPLEXNÍ SKUPINĚ

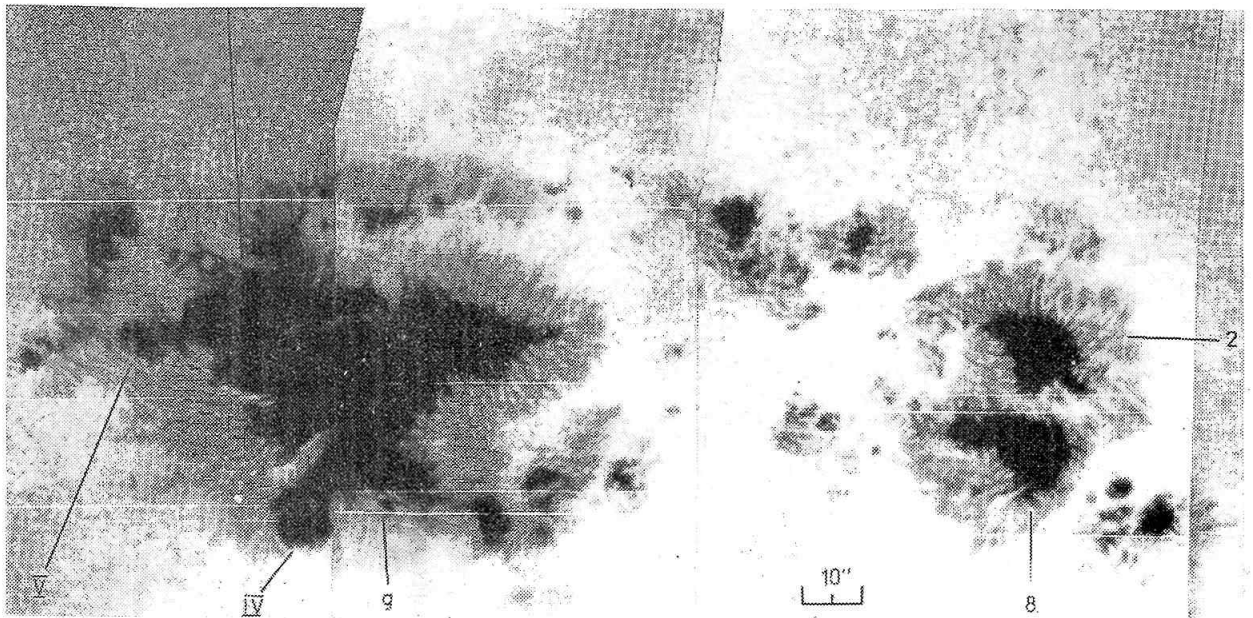
4.1. Srážky skvrn stejné polarity ve vedoucí části

Je známo, že s topologií magnetického pole ve slunečních skvrnách jsou úzce spjaty dva typy jasných mostů /Bumba a kol., 1976, Bumba a Hejna, 1980/. Normální jasné mosty fotosférického typu, stávající z řetízků jasných granulí oddělují umbry nebo části umbry se stejným znamením magnetické polarity. Vyvíjejí se z pásů fotosféry uzavřených mezi jednotlivými jádry umbry a v pozdních fázích vývoje skvrn se na ně opět transformují.

Jasné mosty, které se vytvářejí z protažených fibril, podobných vláknům penumbry, jsou těsně svázány s hranicí mezi dvěma opačnými polaritami magnetického pole. Jejich tvar závisí na vzdálenosti obou opačných polarit, čili na hodnotě gradientu magnetického pole a pravděpodobně i na tečném napětí mezi oběma oblastmi s různou polaritou.

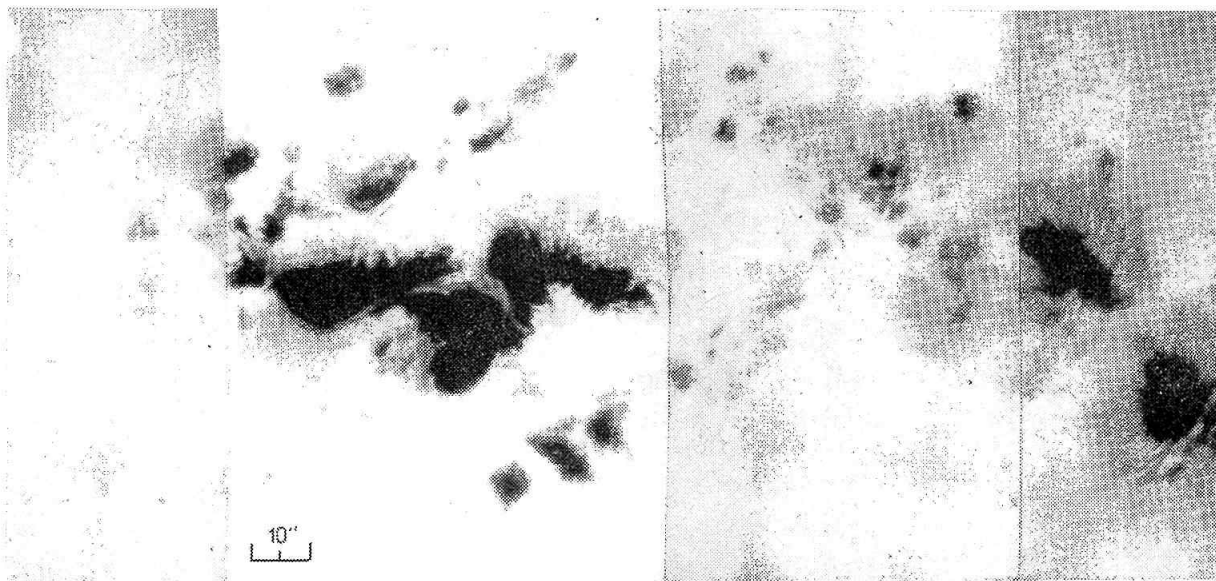
Oba typy těchto mostů můžeme vysledovat i ve studované komplexní skupině a to v nejrůznějších formách. Zde si všimneme pouze nejmarkantnějších případů.

Dynamické změny ve vedoucí /západní/ části komplexní skupiny poté, kdy se objevila "třetí vlna" magnetického toku do fotosféry, jsou spjaty především s dalším vývojem skvrny č.8. Ačkoli na našich fotografiích nemůžeme sledovat jak se původní shluk jednotlivých jader skvrny č. 8 /Obr. 4/ spojuje do jed-



Obr. 5 - Aktivní fáze komplexní skupiny. Srážka mezi skvrnami s opačnou polaritou ve východní partii skupiny. Snímek 4.7.1974 v 11^h 35^m UT.

noho kompaktního velkého jádra, můžeme přece jen pozorovat jak se toto hlavní jádro během 4. července a následujících dní pohybuje, jak se mění jeho tvar a jak ovlivňuje celý vedoucí komplex /Obr. 5, 6, 7, 8/. Především jeho hlavní část je tmavší a má silnější magnetické pole než zbytek skvrny a nemá téměř



Obr. 6 - Aktivní fáze komplexní skupiny. Snímek 5.7.1974 v 12^h 43^m UT. Formování jasného mostu fotosférického typu v západní části skupiny.

žádnou penumbru. Kapkovitý tvar z ranních hodin 4. července se však už v odpoledních hodinách mění na okrouhlý. Neobyčejně rychlý pohyb skvrny západním směrem /kolem 250 až 300 m/sec/ způsobuje, že skvrna má ostře výrazné čelo ze stlačených granulí, které zpočátku patří k fotosféře a později jsou transformovány na výrazný jasný most fotosférického typu /Obr. 6, 7 a 8/.

Je možné pozorovat také některé účinky srážky této velké nové skvrny s vedoucím komplexem, který se zformoval dříve: mizí části penumbry obklopující severní skvrnu č. 2, vytváří se krátkodobý jasný most fotosférického typu mezi oběma velkými skvrnami /Obr. 6/, pohyb skvrny č. 8 se odchyluje k jihozápadu a skvrna č. 2 strácí svou stabilitu, začíná se pohybovat zpět a současně rozpadat /Obr. 7/.

Další srážka rychle se pohybující skvrny č. 8 se shlukem jižních skvrn vedla k transformaci tohoto shluku do kompaktnějšího jádra a k vytvoření úzkého, hlavního jasného mostu ve směru kolmém k pohybu celého tohoto útvaru. Tento jasný most představuje morfologicky srážkové čelo a zůstává viditelný až do konce našich pozorování 8. července /Obr. 6, 7, 8/.

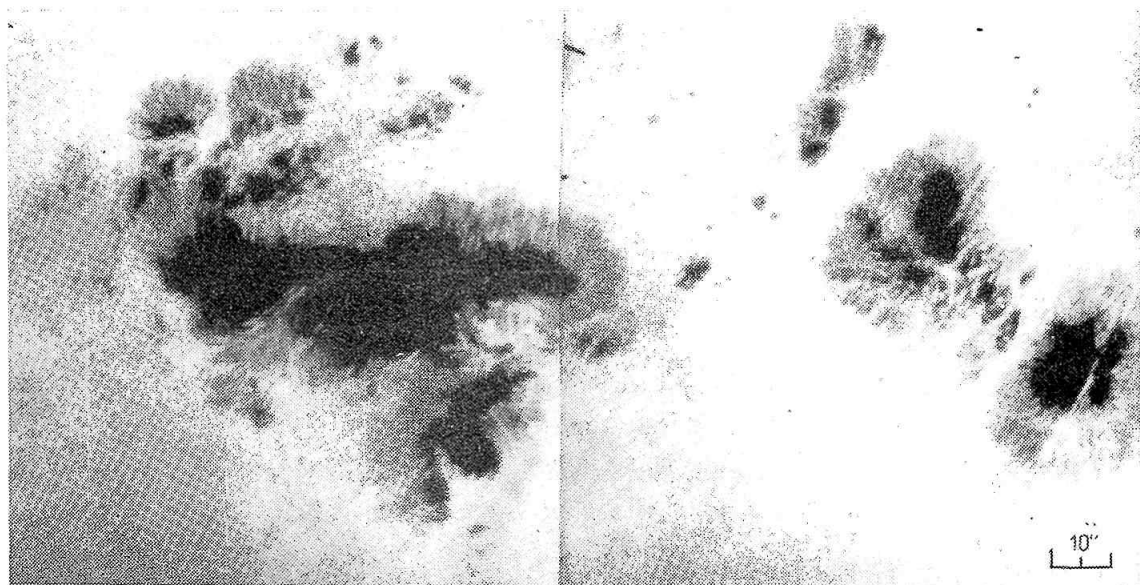
Celý způsob, jakým se vyvíjejí tyto morfologické příznaky dvou velkých srážejících se bloků magnetických polí se stejnou polaritou, jejich fotosférických projevů a silné deformace velkých slunečních skvrn ukazují nejen na mohutné síly, které zde působí během celého procesu, ale také na velikou setrvačnost primárního jihozápadního bloku, která je patrně spojena s okolností, že tento blok vyplňuje přirozené hranice většího konvektivního elementu.

4.2. Srážky umber opačné polarity ve chvostové /východní/ části komplexní skupiny

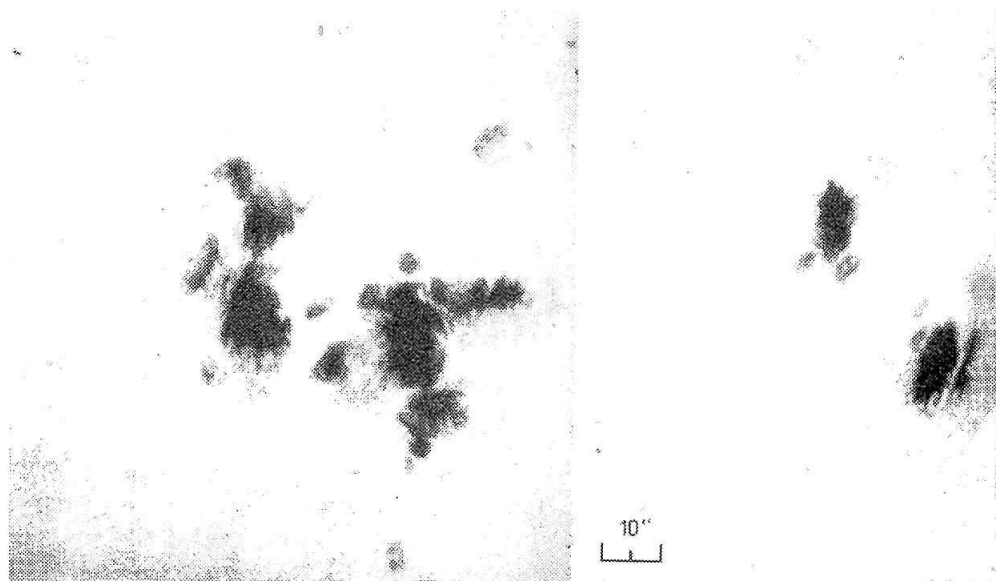
Studujeme-li morfologický vývoj ve velkém východním komplexu, vidíme, že zde existují oba hlavní typy jasných mostů. Z mostů fotosférického typu je nutno především upozornit na jasný most mezi skvrnami b a c, který se vyznačuje neobyčejnou stabilitou a přes veškeré dalekosáhlé proměny, které v okolí oblasti probíhají, jej můžeme sledovat na všech našich snímcích až do 8. července, kdy naše pozorování končí /Obr. 4 až 8/.

Co se týče jasných mostů penumbrálního typu, můžeme najít v tomto komplexu tři názorné představitele tohoto typu a můžeme sledovat i jejich vývoj. Tyto jasné mosty se vyskytují v těch oblastech komplexu, kde se vyvinou silné magnetické gradienty. Vždy jsou to útvary složené pouze z několika fibril ležících podél nulové čáry podélného magnetického pole mezi dvěma jádry s opačnou polaritou. Nejvýraznější příklad jednoduchého typu takového mostu můžeme vidět při srážkovém procesu, který nastává mezi jádrem a /záporná polarita/ a umbrou V /kladná polarita/. První známky mostu jsou patrné již 4. července /Obr. 5/ a v následujících dvou dnech 5. a 6. července průběh fibril mostu velmi zřetelně indikuje průběh hranice mezi oběma magnetickými polaritami /Obr. 6 a 7/. Nastávají-li rychlé vzájemné protipohyby umber s opačnými polaritami mohou být fibrily tvořící most i mírně skloněny. Nejlepším příkladem tohoto typu jasných mostů je podkovovitý most, který odděluje obě hlavní umbry východní části studovaného komplexu a který můžeme pozorovat v celé jeho okázalosti 4. července /Obr. 9/. V zárodečném stavu můžeme tento most sledovat již 3. července jako široký proud fibril rychle měnící svůj tvar i organizaci fibril, vycházejících z rozsáhlého penumbrálního pole.

Z dynamického hlediska se zdá, že v této oblasti působí dva hlavní srážkové procesy: jeden v její střední části, druhý pak o něco jižněji. První je repre-



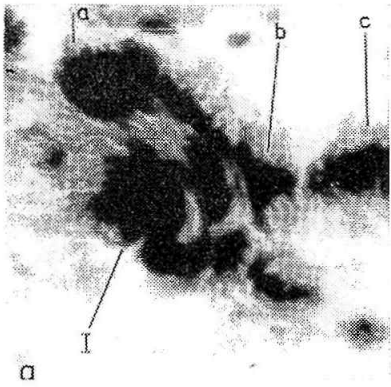
Obr. 7 - Začínající rozpadova fáze v západní části komplexní skupiny. Snímek 6.7.1974 v 7^h 58^m UT.



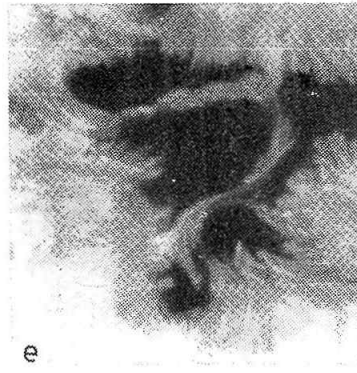
Obr. 8 - Rozpad východní části komplexní skupiny. Snímek 7.7.1974 v 10^h 26^m UT.

sentován rychlým pohybem u m b r y I s kladnou polaritou složené ze dvou jader, které narážejí na systém skvrn s negativní polaritou, označených jako a, b a c. Díky srážce těchto dvou systémů kladné a záporné polarity vzniká nejenom velký výrazný most mezi nimi, ale oba systémy také mění svůj tvar. V negativním systému skvrna a, která se pohybuje mírně v severojižním směru a potká se s kladnými jádry téměř tangenciálně, nemění prakticky během srážky svůj pohyb. Ale efekt vzájemných tečných pohybů obou jader s opačnou polaritou se zdá být zviditelněn zkrácením a sklonem jednotlivých fibril v té části jasného mostu, která leží právě mezi oběma pohybujícími se bloky 4. července a téměř úplným vymizením části mostu během 5. července. Pohyb skvrny b s negativní polaritou, která se sráží s blokem kladné polarity téměř čelně, je touto srážkou zastaven. Až 5. a 6. července se začíná znovu pohybovat a klouže kolem severozápadního výběžku bloku kladné polarity. Jasný most mezi skvrnou b a jádry s kladnou polaritou má mnohem delší fibrily, které jdou prakticky podél hranice polarit.

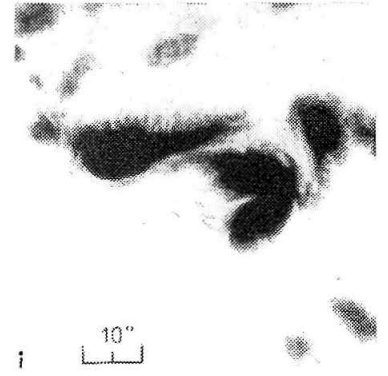
Druhý proces srážky umber s opačnými polaritami nastává v jižní části tohoto jasného mostu. Na první pohled není tak okázalý, ale jeho vliv na chování celého komplexu byl velmi závažný. Začíná vznikem dvou jader s negativní polaritou na jihozápadě pohybujícího se bloku s kladnou polaritou. Ještě během ranních hodin 3. července obě jádra splývají v jedno - umbru g, která naráží na jižní část kladného bloku. Tato srážka spolu s pohybem umbr y IV, která vzniká také 3. července o něco dále na východ, má kladnou polaritu a pohybuje se rychle jihozápadním směrem, právě opačným než skvrna g, má za následek 4. července velmi výrazné změny v jižní části penumbrálního mostu. Nejprve se mění jeho tvar a vytváří se velmi nápadný ohyb mostu téměř o 90° a s pokračující srážkou dochází i k transformaci vnitřní struktury mostu /Obr. 9/. Důležitost a význam srážky tohoto typu je ještě zdůrazněna dalšími dvěma efekty: Především je to fakt, že bílá erupce, která byla pozorována 4. července v té-



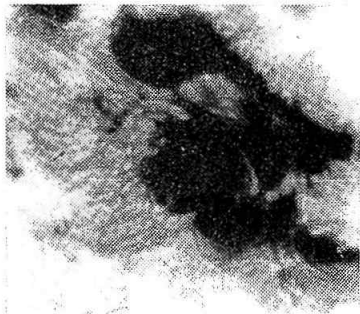
3.7.1974 05^h40^m UT



4.7.1974 11^h55^m UT



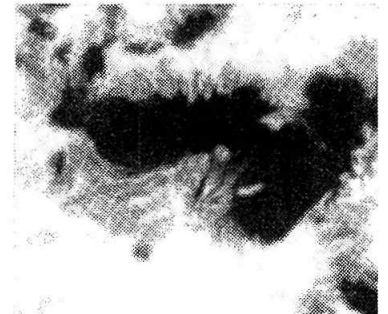
5.7.1974 12^h24^m UT



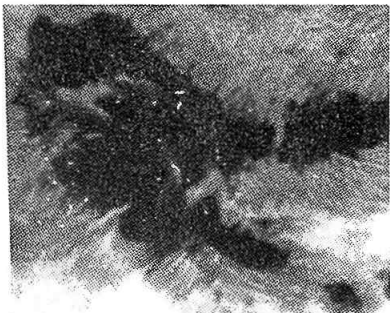
3.7.1974 06^h56^m UT



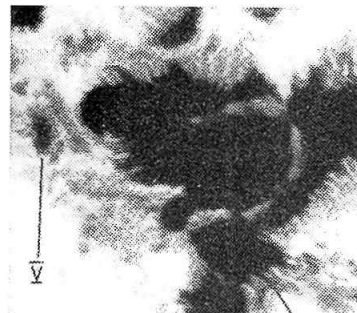
4.7.1974 13^h27^m UT



5.7.1974 15^h44^m UT



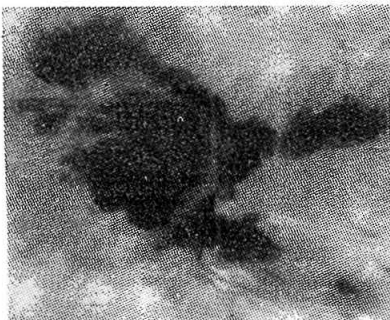
3.7.1974 08^h23^m UT



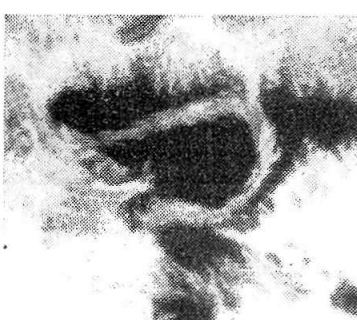
4.7.1974 15^h05^m UT



6.7.1974 07^h53^m UT



3.7.1974 10^h51^m UT



4.7.1974 16^h15^m UT



6.7.1974 13^h35^m UT

Obr. 9 - Průběh srážek skvrn s opačnými polaritami a vývoj mostů ve východní části komplexní skupiny.

to komplexní skupině, se vyskytovala právě v bezprostředním okolí místa srážky skvrny g s kladným blokem umbry I a za druhé je to velmi rychlé úplné vymizení negativní skvrny g po této srážce. Následujícího dne, 5. července, nelze již najít žádné známky její existence.

5. DISKUSE VÝSLEDKŮ

Z chování pohybujících se a srážejících se koncentrací lokálních magnetických polí stejné polarity můžeme odvodit některé důsledky. Malé "kvantové kousky" umbrálního plazmatu se zafixovanými magnetickými poli stejné polarity působí jako oddělené, ale kompletní systémy plazmy a magnetických siločar, které se za jistých podmínek sdružují a dočasně vytvářejí velké kompaktní umbry, jejichž způsob chování je nejlépe popsán jejich "amoebálním" pohybem, jejich protahováním a opětným zkracováním, jakoby to byl nezávislý uzavřený systém gumových provazců, který drží tmavý materiál izolován od teplejšího okolí. Také celé pohybující se komplexní systémy složené s několika lokálních koncentrací magnetického pole se chovají jako samostatné oddělené jednotky vytvořené z magnetických polí a fotosférické plazmy, které mají určitý stupeň elasticity a pohybují-li se - také kinetické energie a setrvačnosti. Také se dočasně sdružují, aby vytvořily komplikovanější struktury a rozpadají se zas jakmile přestanou působit síly, které je drží pohromadě. Musíme samozřejmě vzít v úvahu pronikání jejich siločar do jiných vrstev sluneční atmosféry a různé formy vzájemných vazeb tímto způsobem propojených vrstev. Sledujeme-li však např. pozoruhodně velkou umbru č. 8 a jižní složenou skvrnu během prvních vývojových fází procesu srážky, musíme dojít k závěru, že narážející skvrny musí být relativně mělké, jestliže mění tak rychle své pohyby a tvary. Pouze když se zformuje mezi jejich umbrami velmi úzký jasný most fotosférického typu, protažený v obou směrech do fotosféry, můžeme pravděpodobně mluvit o větší hloubce této překážky, zpomalující pohyb obou srážejících se skvrn.

Další informaci můžeme získat ze srážky koncentrací podle opačné polarit: Vidíme, že způsobují velké tečné napětí magnetických siločar propojujících narážející umbry při tangenciální srážce. Jedna skvrna může klouzat nebo proudit kolem druhé jestliže srážkové síly působí dostatečně dlouho a geometrie skvrn i srážky tomu vyhovuje, nebo proti sobě se pohybující skvrny mohou jedna druhou vzájemně zastavit, nebo - ve velmi speciálním případě, může srážka vést dokonce k "anihilaci" umbry, jak je to možno pravděpodobně pozorovat v případě negativní umbry označené jako g. Způsob srážky systémů s opačnou magnetickou polaritou se tedy liší od interakce systémů se stejnou polaritou. V případě opačných polarit vidíme větší snahu obou magnetických systémů po těsnější interakci, jejíž druh závisí na několika faktorech: rychlosti a směru vzájemných pohybů, tvaru a intenzitě pole srážejících se skvrn, stupni vzájemného propojení jejich umber čarami pole.

Fakt, že změny tvarů umber, struktur jasných mostů atd. následují bez jakéhokoliv časového prodlení, přímo bezprostředně po srážce, vede nás opětně k závěru, že studované procesy jsou relativně mělké a že i tloušťka vrstvy ve fotosféře, v níž pozorovaná aktivita hraje hlavní úlohu, je relativně malá.

Uvedomujeme si, že je velmi nesnadné uvést v soulad pravděpodobnou malou hloubku studovaných magnetických systémů např. s četnými velmi silnými erupcemi, které se v této komplexní skupině vyskytovaly. Ale jestliže hledáme přímou souvislost výskytu mohutné erupční činnosti se změnami topologie pole, vidíme, že obecně můžeme najít ke kterékoli sérii velkých erupcí znatelné změny pole, vyjádřené morfologickými variacemi různých fotosférických struktur. Ale chronologie a kauzální vztahy obou procesů nejsou ještě příliš jasné.

Dalším problémem, který se zdá být dosud velmi nesnadno fyzikálně interpretovatelný je pozorovaný proces tvoření nových skvrn nebo objevování nových koncentrací lokálního magnetického toku, který nepůsobí spojitě, ale v určitých vlnách nebo dávkách. Je zřejmé, že je to spojeno s hranicemi pole a jejich dynamickými změnami - protažením, posunutím nebo jiným zkomplikováním tvaru, ale jak se nová pole objevují, stále ještě nedovedeme říci. Vzájemné propojení obou polarit, vyvíjejících se polí, struktura, do které jsou uspořádávány fotosférické útvary se zdá opět demonstrovat, že tyto procesy mohou být relativně mělké. Z našich fotografií i z měření magnetických polí je jasné, že vyvíjející se tok může zvětšit svou hodnotu během několika hodin po svém prvním objevení více než o půl řádu. Současně s jeho růstem formující se nové koncentrace magnetického toku soustavně pronikají do dosud stále nepochybně neporušené fotosférické granulární struktury. Proces růstu se opět zastavuje s vytvořením pravidelné penumbry kolem umbry.

Domníváme se, že k tomu, abychom měli větší nádej pro interpretaci pozorovaných pravidelnosti během formování nového magnetického toku i během pozorovaných srážek magnetických systémů, je třeba znát rozdělení radiálních rychlostí ve fotosféře, abychom mohli určit celý vektor rychlostí pohybujícího se plazmatu ve studovaných částech skupiny skvrn při jednotlivých vývojových fázích během vzniku nového magnetického pole. Stejná měření radiálních rychlostí by byla velmi cenná i k tomu, abychom porozuměli roli "center aktivity".

LITERATURA

- /1/ Bumba, V.: 1982, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 33, v tisku.
- /2/ Bumba, V. a Hejna, L.: 1980, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 31, 257.
- /3/ Casamassima, F. a Croce, V.: 1974, Solar Phenomena, Osservatorio Astronomico di Roma Monthly Bull. N. 195, 6.
- /4/ Cragg, T.: 1974, Supplement to Solar Bulletin of the A A VSO 30, 7.
- /5/ Kovács, A.: 1977, Publ. of the Debrecen Helioph. Obs. 3, 231.
- /6/ Krat, V. A. /ed./: 1974, Magnitnye polja sol. pjaten, Solar Data 1974, No 7.
- /7/ Bumba, V.; Klvaňa, M. a Suda, J.: 1976, Fizika solnečnych pjaten /Moskva/, 49.

Rozdělovací funkce průměrných šířek slunečních skvrn

P. KOTRČ, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Spörerův zákon je zkoumán z hlediska rozdělovací funkce průměrných šířek skupin slunečních skvrn. Je provedena dekonvoluce asymetrických rozdělovacích funkcí do funkcí Gaussových a jsou stanoveny jejich charakteristiky. Výsledek je diskutován na schématu základních vlastností jedenáctiletého cyklu sluneční aktivity.

ÚVOD

Základní pravidla jimiž se řídí sestup šířkových zón skupin slunečních skvrn v průběhu 11-letého cyklu ke slunečnímu rovníku, se nazývají Spörerovým zákonem. Jejich zásady lze kvalitativně vyjádřit ve dvou bodech:

1. Na každé sluneční polokouli se skvrny vyskytují v šířkové zóně rovnoběžné se slunečním rovníkem, převážně v heliografických šířkách $\psi < 45^\circ$; šířkový rozsah zóny je $15^\circ - 20^\circ$.
2. Na začátku každého 11-letého cyklu se zóna skupin slunečních skvrn nachází ve vyšších heliografických šířkách /cca 30° / a s postupem cyklu sestupuje ke slunečnímu rovníku.

Motýlkový diagram Maunderové a řada navazujících prací o jeho tvaru a jemné struktuře značně rozšířily okruh poznatků o šířkovém rozložení skupin slunečních skvrn v průběhu cyklu sluneční aktivity. Vztahy mezi výskytem skvrn v heliografické šířce a sluneční diferenciální rotací vytvořily spolu s poznatkami o slunečních magnetických polích a konvekcí, základ pro vznik fyzikálních modelů sluneční aktivity. Jak uvedené dílčí poznatky, tak na nich založené modely sluneční aktivity mají řadu nejasných a problematických míst. Vytvářejí však jediný prostředek, který má současná sluneční fyzika k dispozici pro objasnění podstaty sluneční aktivity. Proto je výzkum Spörerova zákona a sluneční diferenciální rotace stále aktuální. Nový pohled na roli diferenciální rotace otevřely práce Howarda a Labonte. V prozatím posledním článku Howarda a Labonte /1982/ autoři ukazují, že jimi nalezený šířkový posun povrchových rychlostních vln od pólů ke slunečnímu rovníku je důkazem existence torzních kmitů sluneč-

ního povrchu. V odpovídajících heliografických šířkách má posun torsních vln stejný charakter jako ten jenž je obsažen ve Spörerově zákoně.

K prvním studiím, ukazujícím na souvislost Spörerova zákona s diferenciální rotací Slunce, patří článek Gleissberga /1944/. Je v něm ukázáno, že rychlost posunu průměrné šířky $\bar{\varphi}$ výskytu slunečních skvrn k rovníku je přímo uměrná šířkovému gradientu sluneční diferenciální rotace $\frac{d\xi}{d\varphi}$:

$$\frac{d\bar{\varphi}}{dt} \sim \frac{d\xi}{d\varphi} = -b \cdot \sin 2\varphi \quad /1/$$

neboť $\xi / \varphi = a - b \cdot \sin^2 \varphi = 14^{\circ},38 - 2^{\circ},77 \sin^2 \varphi$.

Vztah pro velikost úhlové diferenciální rotace s konstantami a, b nalezenými pro sluneční skvrny je nazýván vzorcem Newtona a Nunna /1952/. Vztah /1/, experimentálně nalezený Gleissbergem se stal jedním z výchozích prvků Babcockova i Leightonova modelu sluneční aktivity. Tento vztah však neplatí v celém intervalu heliografických šířek, v nichž se skupiny skvrn vyskytují. Jeho platnost končí v šířkách $|\varphi| < 10^{\circ}$.

Kopecký /1970/ zkoumal závislost šířkové charakteristiky motýlkového diagramu na diferenciální rotaci. Nalezl lineární korelaci mezi časovým trváním skvrnové aktivity D v dané heliografické šířce a velikostí úhlové diferenciální rotace

$$D \sim \xi(\varphi) \quad /2/$$

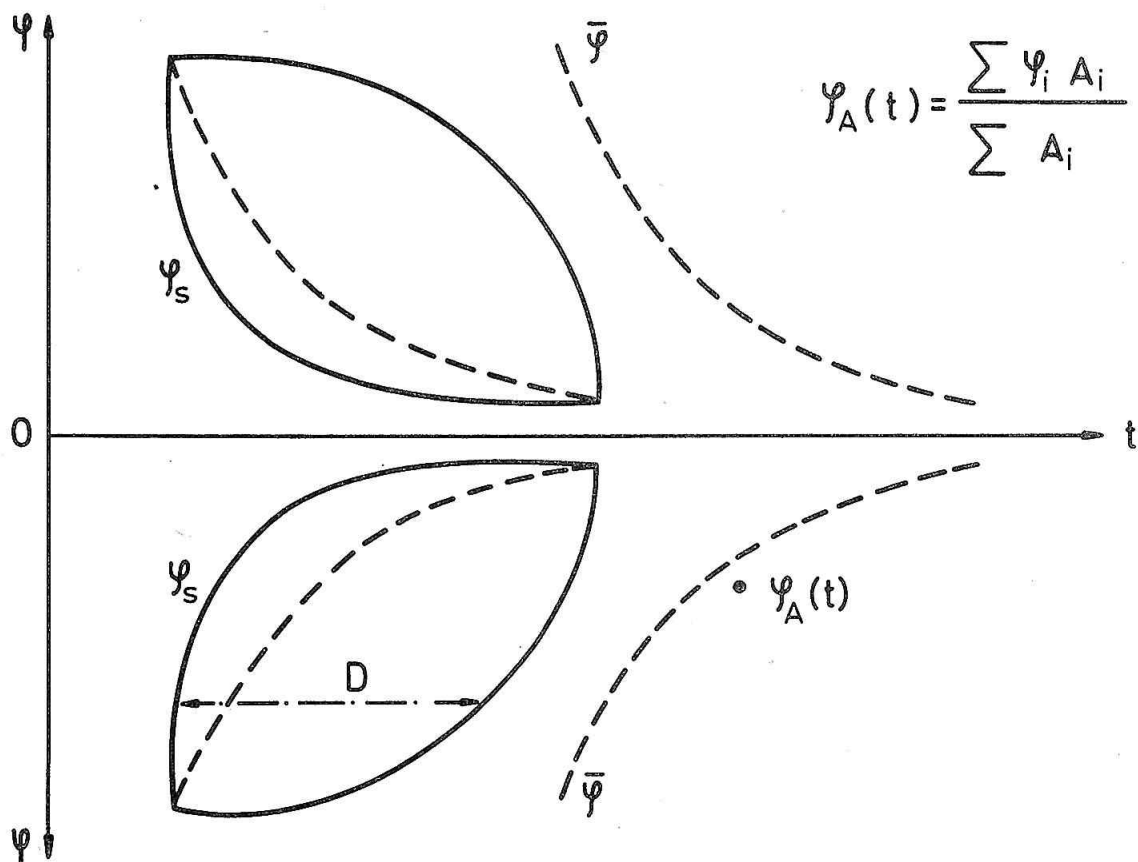
Do stejné skupiny vztahů mezi projevy Spörerova zákona v širším smyslu a sluneční diferenciální rotaci můžeme počítat i vztah Godoliho /1965/ pro spodní šířkovou hranici motýlkového diagramu φ_S :

$$\frac{d\varphi_S}{dt} \sim \left[\left(\frac{d\xi}{d\varphi} \right)^2 \cdot \left(\frac{d^2\xi}{d\varphi^2} \right)^{-1} \right]_{\varphi=\varphi_S} \quad /3/$$

Vztah /3/ byl odvozen z Babcockova modelu /1961/ slunečního cyklu. Význam veličin $\bar{\varphi}$, D a φ_S je demonstrován na obr. 1.

Zatím nevysvětlená zůstává podstatná skutečnost, že vztahy /1/ - /3/ přestávají platit v rovníkové zóně heliografických šířek $|\varphi| < 10^{\circ}$. Vysvětlení není možné nalézt u žádného z citovaných autorů vztahů /1/ - /3/.

Kopecký /1970/ při diskusi těchto vztahů předložil bez hlubšího vysvětlení hypotézu, označující za příčinu porušení jejich platnosti v oblastech $|\varphi| < 10^{\circ}$ těsnou blízkost polí opačné magnetické polarity na opačných stranách rovníku. Při případném upřesnění této hypotézy je však nutno uvážit, že magnetická pole opačných polarit na obou polokoulích na sebe v žádné kombinaci nemohou působit odpudivě, ale vždy jen přitažlivou silou. Tedy ve směru gradientu diferenciální rotace. Uvedená hypotéza proto bez dalšího upřesnění těžší dokáže vysvětlit porušení platnosti vztahů /1/ - /3/ v oblasti heliografických šířek $|\varphi| < 10^{\circ}$. K rozšíření znalostí o zákonitostech výskytu skupin skvrn v různých šířkách a tím i k upřesnění vysvětlujících hypotéz, mohou přispět i některé metody statistického zpracování dat.



Obr. 1 - Schéma motýlkového diagramu /vlevo/ a vyklouzaného průběhu střední šířky $\bar{\varphi}$ skvrn /vpravo/. φ_S = spodní hranice motýlkového diagramu, D = rozměr diagramu v dané heliografické šířce φ , $\varphi_A /t/$ = příklad skutečné hodnoty průměrné šířky skupin skvrn vážené plochou v dané otočce t . Naznačené sumace probíhají přes všechny skvrny dané carringtonovské otočky.

EMPIRICKÁ ČETNOSTNÍ ROZDĚLOVACÍ FUNKCE PODLE ŠÍŘKY

Pokusíme se o jiný pohled na rozložení skupin slunečních skvrn v různých heliografických šířkách. Nejvýstižněji popíše charakteristické kvantitativní zákonitosti výskytu skupin slunečních skvrn v heliografické šířce příslušná četnostní rozdělovací funkce. Nejúplnější postup ke stanovení funkce by měl zahrnout všechny skupiny skvrn tak, jak byly denně jejich polohy na Slunci měřeny. Takový postup by vzhledem k množství zpracovávaných údajů byl velmi pracný a zdlouhavý. Kromě toho prostá heliografická šířka skupiny neobsahuje v žádné míře informaci o mohutnosti skupiny skvrn. Proto bylo rozhodnuto sestavit četnostní rozdělovací funkci průměrných šířek slunečních skvrn za každou carringtonovskou otočku. Přitom při výpočtu průměrné šířky φ_A se jako váhový faktor užívá plocha dané skvrny, či skupiny skvrn:

$$\varphi_A = \frac{\sum \varphi_i \cdot A_i}{\sum A_i} \quad /4/$$

φ_i je heliografická šířka skupiny skvrn o ploše A_i . Sumace je provedena přes všechny skupiny skvrn, resp. skvrny v každé carringtonovské otočce.

Průměrné šířky skupin skvrn vážené plochou byly pro obě sluneční polokoule a každou carringtonovskou otočkou vybrány z análů Greenwich Photoheliographic Data za období od 17.4.1875 do 15.12.1975, tj. v carringtonovských otočkách číslo 288 - 1636.

Odděleně pro každou sluneční polokouli jsme sestrojili příslušná empirická statistická rozdělení. Počet tříd dělení byl stanoven podle Sturgesa /1926/ na 11, se šířkou jedné třídy odpovídající 3^0 heliografické šířky. To nám umožnilo sestroit empirická statistická rozdělení četností průměrných vážených šířek skupin slunečních skvrn. Kromě histogramů jsme pro jednotlivá rozdělení stanovili i základní momenty statistického rozdělení, odpovídající oběma souborům.

Některé momenty statistického rozdělení, které mají základní význam, uvádíme pro oba soubory dat v tabulce 1.

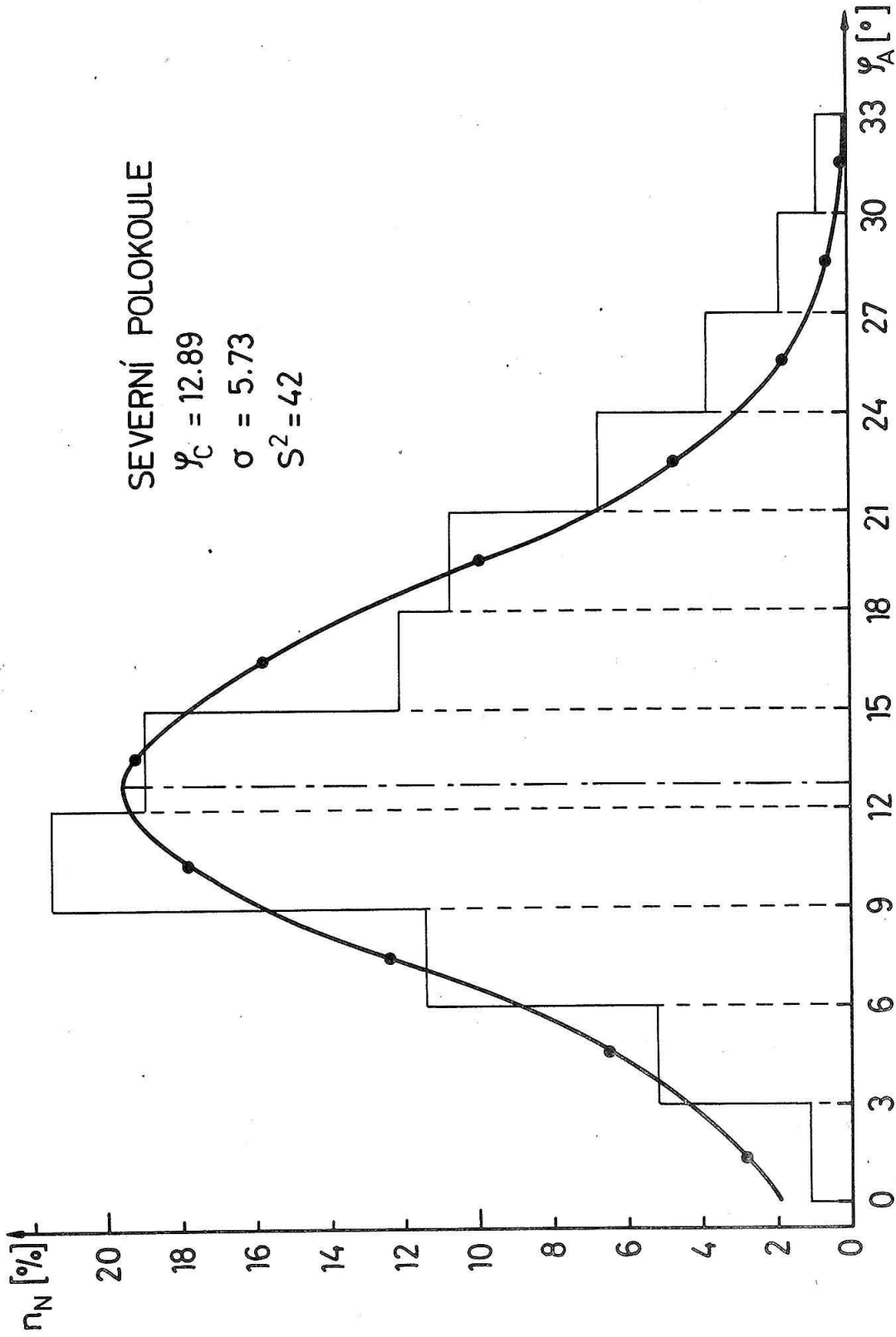
TABULKA 1

Statistická veličina	Severní polokoule	Jižní polokoule
Aritmetický průměr	13.26	13.38
Střední kvadr. chyba aritmetického průměru	0.18	0.18
Medián	12.65	12.73
Střední kvadr. chyba mediánu	0.23	0.23
Koeficient excesu	- 0.01	0.09
Koeficient asymetrie	0.22	0.28

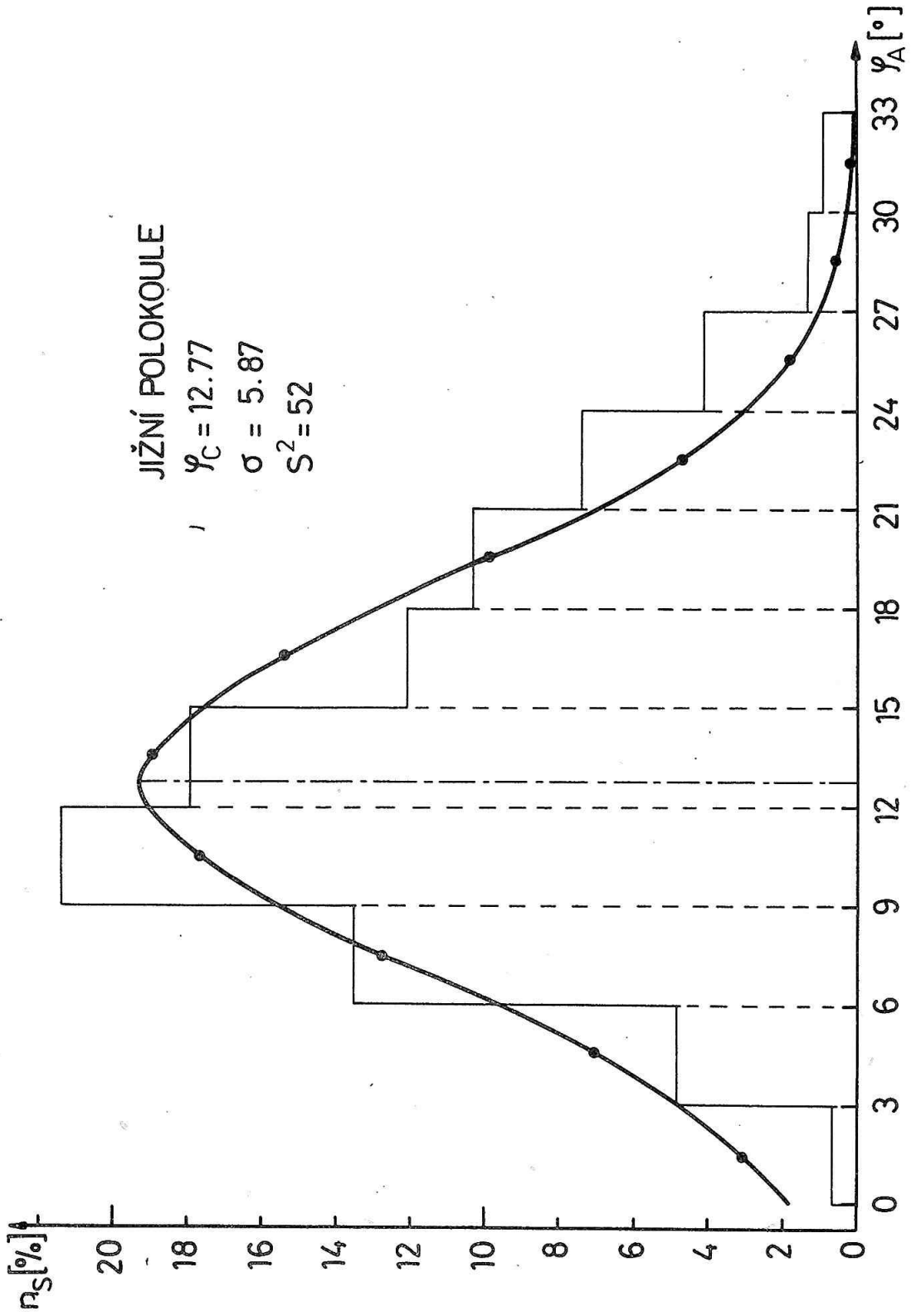
Z tabulky 1 i z histogramů na obr. 2 a obr. 3 vidíme, že empirické četnostní rozdělovací funkce průměrných šířek skupin slunečních skvrn jsou na severní a jižní polokouli natolik podobné, že je v rámci vypočetných chyb můžeme považovat za nerozlišitelné.

Pokusme se zvážít, zda rozdělení průměrných vážených šířek skupin skvrn můžeme považovat za jednoduchý náhodný proces. V takovém případě by bylo možné vyjádřit rozdělovací funkci náhodné proměnné Gaussovou rozdělovací funkcí. Příslušné Gaussovy rozdělovací funkce byly pro obě empirická rozdělení nalezeny metodou nejmenších čtverců a jsou zakresleny do obr. 2 a obr. 3

Z obou obrázků, stejně jako z vysokých hodnot zbytkové funkce S^2 vidíme, že aproximace empirického rozdělení Gaussovou rozdělovací funkcí je příliš hrubá. Hodnota koeficientů excesu je v obou případech v mezích, které nevylučují plat-



Obr. 2 - Gaussova křivka proložená histogramem průměrných šířek skupin skvrn za carringtonovskou otočkou pro severní polokouli.



Obř. 3 - Gaussova křivka proložená histogramem průměrných šířek skupin skvrn za carringtonovskou otočkou pro jižní polokouli.

nost hypotézy, že jde o jednoduchý náhodný proces. Testování hodnoty koeficientu asymetrie nám však s 95% věrohodností vyvrátilo platnost hypotézy, že jde o jednoduchý náhodný proces.

Vsoká hodnota koeficientu asymetrie empirických rozdělení nás přivedla k hypotéze, že soubor hodnot průměrných šířek skupin skvrn je smíšený základní soubor. Tedy soubor, který je možno považovat za směs souborů s jednoduchým rozdělením náhodné proměnné. V našem případě předpokládáme, že jde o dva soubory, které smíšený základní soubor vytvářejí. V případě platnosti této hypotézy bychom dané četnostní rozdělení podle průměrné vážené šířky považovali za složené ze dvou jednoduchých náhodných procesů s normálním rozdělením. Výslednou rozdělovací funkci bychom pak získali složením Gaussových funkcí odpovídajících oběma jednoduchým náhodným procesům.

Předpokládejme tedy, že každý soubor příslušný dané sluneční polokouli je směsí dvou souborů s náhodným rozložením. Každý z těchto podsouborů je pak možno charakterizovat střední hodnotou φ_{Ci} , střední kvadratickou odchylkou σ_i a vahou a_i , s níž je daný náhodný soubor v souborů smíšeném zastoupen. Budeme hledat uvedené parametry φ_{Ci} , σ_i , a_i / $i = 1, 2$ / pro vyjádření četností rozdělovací funkce ve tvaru:

$$n(\varphi) = \sum_{i=1}^2 \frac{a_i}{\sigma_i \cdot \sqrt{2\pi}} \cdot e^{-\frac{1}{2} \frac{\varphi - \varphi_{Ci}}{\sigma_i}^2} \quad /5/$$

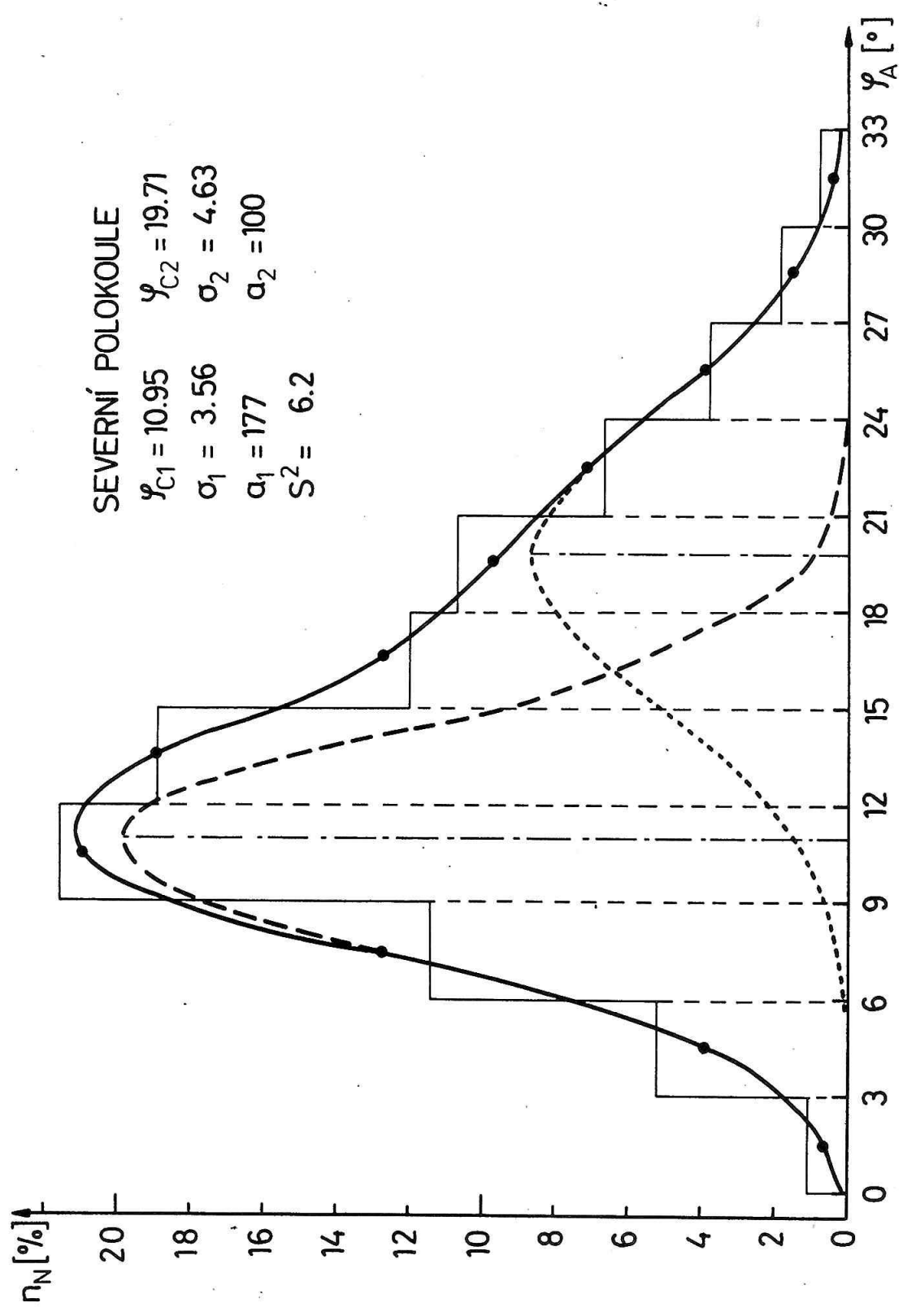
Metodou nejmenších čtverců pro daná empirická rozdělení minimalizujeme hodnotu funkce:

$$S^2 = \sum_{k=1}^{NT} \left(n(\varphi_k) - n_k \right)^2 \quad /6/$$

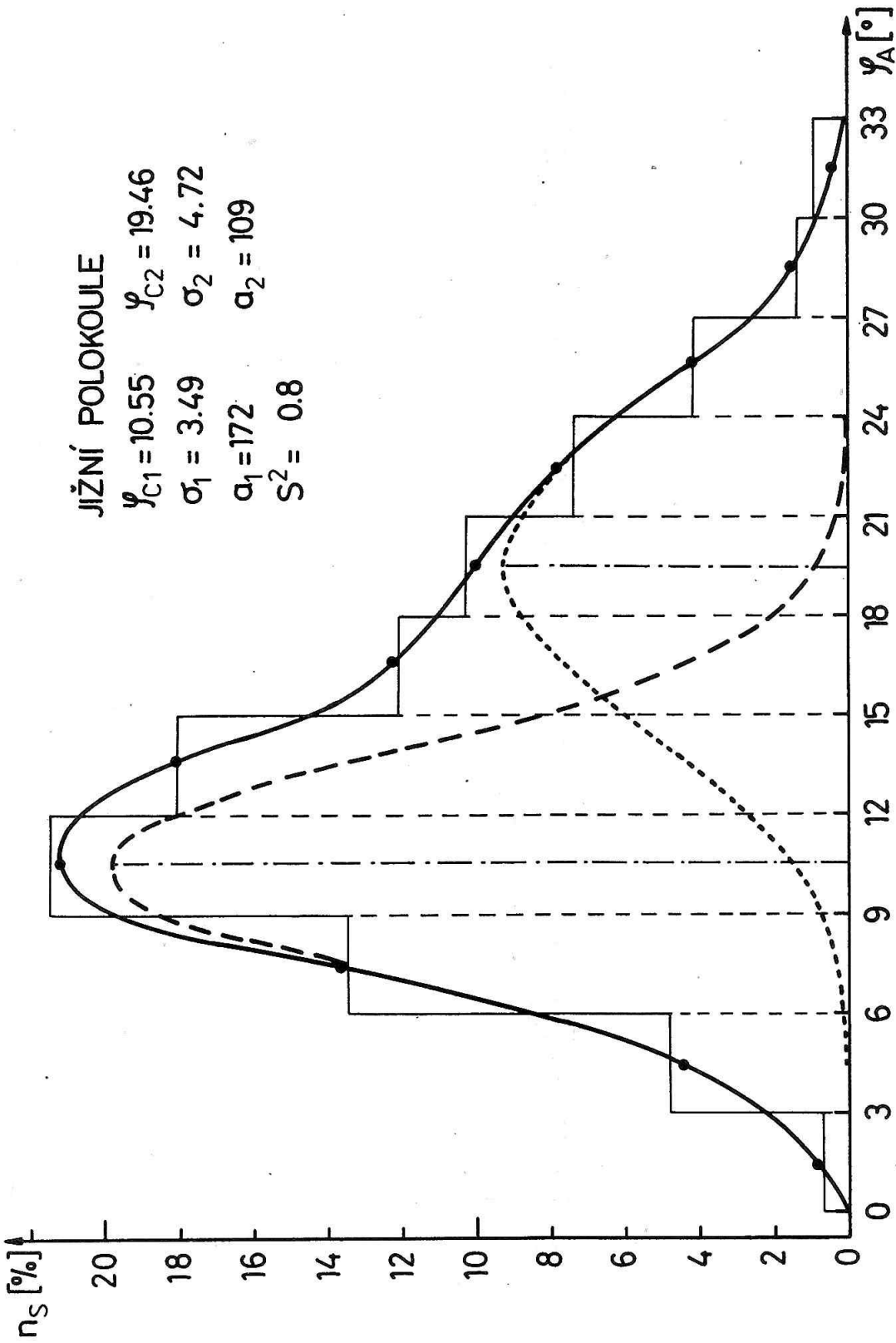
NT je počet tříd dělení, n_k je hodnota empirické rozdělovací funkce ve středním bodě k-té třídy dělení φ_k .

Nalezené hodnoty jsou uvedeny v tabulkách na obr. 4 a 5 spolu s grafickým znázorněním obou jednoduchých i výsledné složené rozdělovací funkce. Těsnost aproximace původní empirické rozdělovací funkce složením dvou Gaussových funkcí můžeme posoudit podle hodnoty funkce S^2 uvedené v obou obrázcích. Statistická věrohodnost byla prověřena dvěma testy, běžným Studentovým a podle Weira /1960/, a přesahuje 95%.

Vzhledem k dobré těsnosti aproximace a k rozlišitelnosti obou Gaussových funkcí můžeme nadále pokládat předloženou hypotézu za přijatelnou. Na základě ní pak rozdělení průměrných šířek skupin skvrn můžeme pokládat za složené ze dvou náhodných procesů s normálním rozložením náhodné proměnné. Gaussova funkce odpovídající vyšším šířkám má relativně nižší váhu 35 - 40% a větší disperzi hodnot než Gaussova funkce odpovídající náhodnému procesu v nižších šířkách.



Obr. 4 - Dvojice Gaussových křivek proložených histogramem průměrných šířek skupin skvrn za carringtonovskou otočkou pro severní polokouli.



Obr. 5 - Dvojice Gaussových křivek proložení histogramem průměrných šířek skupin skvrn za carringtonovskou otočku pro jižní polokouli.

SHRNUTÍ VÝSLEDKŮ

Empirická četnostní rozdělení carringtonovských otoček podle průměrné vážené šířky skupin skvrn jsou na severní i jižní sluneční polokouli stejná, kladně asymetrická. Vzhledem k vysoké asymetrii není možno tato četnostní rozdělení aproximovat jedinou Gaussovou funkcí a tudíž soubor průměrných šířek považovat za jednoduchý soubor s normálně rozloženou náhodnou proměnnou.

Četnostní rozdělovací funkci carringtonovských otoček podle průměrné šířky skupin skvrn je možno prakticky beze zbytku vyjádřit složením dvou Gaussových rozdělovacích funkcí. Na základě toho je možno proces posunu průměrných šířek, který je obsažen ve Spörerově zákoně považovat za složený ze dvou náhodných procesů s normálním rozdělením náhodné proměnné kolem příslušných středních hodnot φ_{C1} a φ_{C2} .

Střední hodnoty Gaussových funkcí, jež vytvářejí funkci výsledného rozdělení jsou navzájem statisticky rozlišitelné s věrohodností vyšší než 95%. S výjimkou pásma průměrných šířek $13^{\circ} - 17^{\circ}$, které obsahuje řádově 20% všech hodnot smíšeného souboru, je možno provést oddělení prvků jednotlivých souborů s normálním rozdělením náhodné proměnné.

Soubory s normálně rozloženou náhodnou proměnnou ve vyšších šířkách /počátek cyklu/ mají menší četnost 35 - 40% a větší disperzi - střední kvadratická odchylka $\sigma_1 = 3^{\circ},50$ heliografické šířky. Soubor s normálně rozloženou náhodnou proměnnou v nižších šířkách /další fáze cyklu/ má větší četnost 60 - 65% a nižší disperzi - střední kvadratická odchylka $\sigma_2 = 4^{\circ},65$ heliografické šířky.

Hraniční hodnotou platnosti vztahů /1/ - /3/ mezi parametry diferenciální sluneční rotace jsou střední hodnoty φ_{C1} náhodně rozložených souborů z nižších heliografických šířek.

DISKUSE VÝSLEDKŮ

V následující části se pokusíme nastínit zařazení výsledků predešlých úvah a výpočtů do schématu 11-letého cyklu sluneční aktivity.

Předně je nutno konstatovat, že z hlediska dlouhodobého časového intervalu je rozdělení průměrných šířek skupin skvrn na severní a jižní polokouli dokonale symetrické vzhledem ke slunečnímu rovníku.

Na počátku 11-letého cyklu sluneční aktivity se zóny výskytu skupin skvrn, stejně tak jako rychlostní lokální extrémů torsních kmitů slunečních povrchových vrstev podle Howarda a Labonte /1982/ nacházejí ve vyšších heliografických šířkách. Sluneční polární oblasti jsou v této době obsazeny pozadovým magnetickým polem té polarity, která je na uvažované polokouli v daném cyklu vedoucí. Celkové magnetické pole Slunce má v této době charakter převážně dipólový a toroidální složka celkového pole je relativně nevýznamná. Z toho usuzujeme, že ještě nemůže vytvářet účinnou energetickou bariéru, která by usměrňovala a lokalisovala nové magnetické oblasti - skupiny skvrn při jejich vzniku do úzkého pásma heliografických šířek. To by mohlo vysvětlit, že rozptyl průměrných šířek skupin skvrn v jednotlivých carringtonovských otočkách je v této části cyklu relativně větší / $\sigma_2 > \sigma_1$ /.

Podle představ modelu Leightona /1969/ je posun zón slunečních skvrn k rovníku způsobován radientem diferenciální rotace. Nepřítomnost sil toroidálního pole by mohla vysvětlit, že posun zón k rovníku je v této části cyklu rychlý a tím i v zásadě probíhá podle Gleissbergova vztahu /1/. S postupem času se situace začíná měnit.

V průběhu cyklu migrují útvary chvostové polaroty magnetického pole, vzniklé rozpadem aktivních oblastí, ke slunečním pólům. Tam dochází k jejich anihilaci s magnetickými poli opačné polaroty. V období maxima cyklu dojde k přeměně magnetické polaroty polárních oblastí. Útvary pozařového magnetického pole s vedoucí polaritou, vznikající rovněž rozpadem aktivních oblastí, se dostávají do zón rovníkových, kde vytvářejí více či méně rozsáhlé unipolární oblasti vedoucí polaroty. Útvary tohoto typu byly v článku Bumby a Howarda /1965/ klasifikovány jako stínové unipolární magnetické oblasti. Tyto oblasti vedoucí polaroty by měly vytvářet účinnou energetickou překážku zabráňující vytváření nových aktivních oblastí u slunečního rovníku. Stínové unipolární magnetické oblasti navzájem anihilují. Zároveň by pravděpodobně docházelo v místech, kde na uvažované polokouli není stínová unipolární oblast magnetické polaroty vytvořena, k anihilaci dosud nevynořených podfotosférických magnetických polí opačných polarit v oblasti blízké rovníku. Tento výklad by nám vysvětlil skutečnost prudkého poklesu rozdělovací funkce průměrných šířek v oblasti $|\psi| < 10^\circ$, a tedy vlastně důvod porušení platnosti vztahu /1/ - /3/. Zároveň pak spolu se změnou směru sil dipólového magnetického pole Slunce a vzrůstem toroidální komponenty pole umožňuje vysvětlit těsnější lokalizaci nově se tvořících aktivních oblastí v nižších šířkách kolem střední hodnoty $\psi_{C1} \sim 10^\circ,5$ v užším pásmu heliografických šířek $|\phi_1| < \phi_2'$.

Energie, jež se v těchto rovníkových zónách nutně musí anihilací polí opačných polarit uvolňovat se patrně projeví v některé formě energie mechanické. Uvedený proces by měl být hypoteticky úzce spřažen i s otázkami dosud neprokázané meridionální cirkulace.

Závěrem ještě poznámka k zdánlivé rozporuplnosti pojmů náhodností a systematickosti obsažené ve Spörerově zákoně a tedy i oprávněnosti zvoleného přístupu studia jevů. Náhodnost uvažovaného procesu Spörerova zákona je způsobena konvektivními a turbulentními pohyby a jejich stochastickou lokalizací vzhledem k momentálnímu rozložení velkorozměrových útvarů magnetického pole. Systematickosti Spörerova zákona vyplývá z postupného sestupu aktivních zón k nižším šířkám spolu s torsními vlnami a ze systematicky se měnící magnetické konfigurace celkového pole Slunce. V rámci těchto představ je možno uvažovat o reálnosti rozdílných fyzikálních podmínek na počátku a v dalších fázích cyklu. A tedy i o reálnosti existence kvalitativně rozdílných, byť i náhodně rozložených souborů v různých heliografických šířkách.

Hypotézy předložené v této práci je nutno hlouběji propracovat a v podmínkách jednotlivých 11-letých cyklů ověřit. Zvláštní pozornost bude třeba věnovat dvěma posledním slunečním cyklům, pro něž jsou již dostupná nejen data o polích magnetických, ale i rychlostních.

LITERATURA

- /1/ Babcock, H. W., 1961, Astrophys. J. 133, 572
- /2/ Bumba, V., Howard, R., 1965, Astrophys. J. 141, 1502
- /3/ Gleisberg, W., 1944, Astrophys. J. 100, 219
- /4/ Godoli, G., 1965, Contr. Oss. Astrofis. Arcetri No 120
- /5/ Howard, R., Labonte B. J., 1982, Solar Phys. 75, 161
- /6/ Kopecký, M., 1970, Bull. Astron. Inst. Czech. 21, 73
- /7/ Leighton, R. B., 1969, Astrophys. J. 156, 1
- /8/ Newton, H. W., Nunn M. L., 1952, Monthly Notices Roy. Astron. Soc. 111,

413

- /9/ Sturges, H. A., 1926, J. Amer. Statist. Assoc. 21, 65
- /10/ Weir, J. B., 1960, Nature 187, 438

Otáčanie škvŕn v aktívnych oblastiach

Hale 17827 a 17823

A. KUČERA, Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

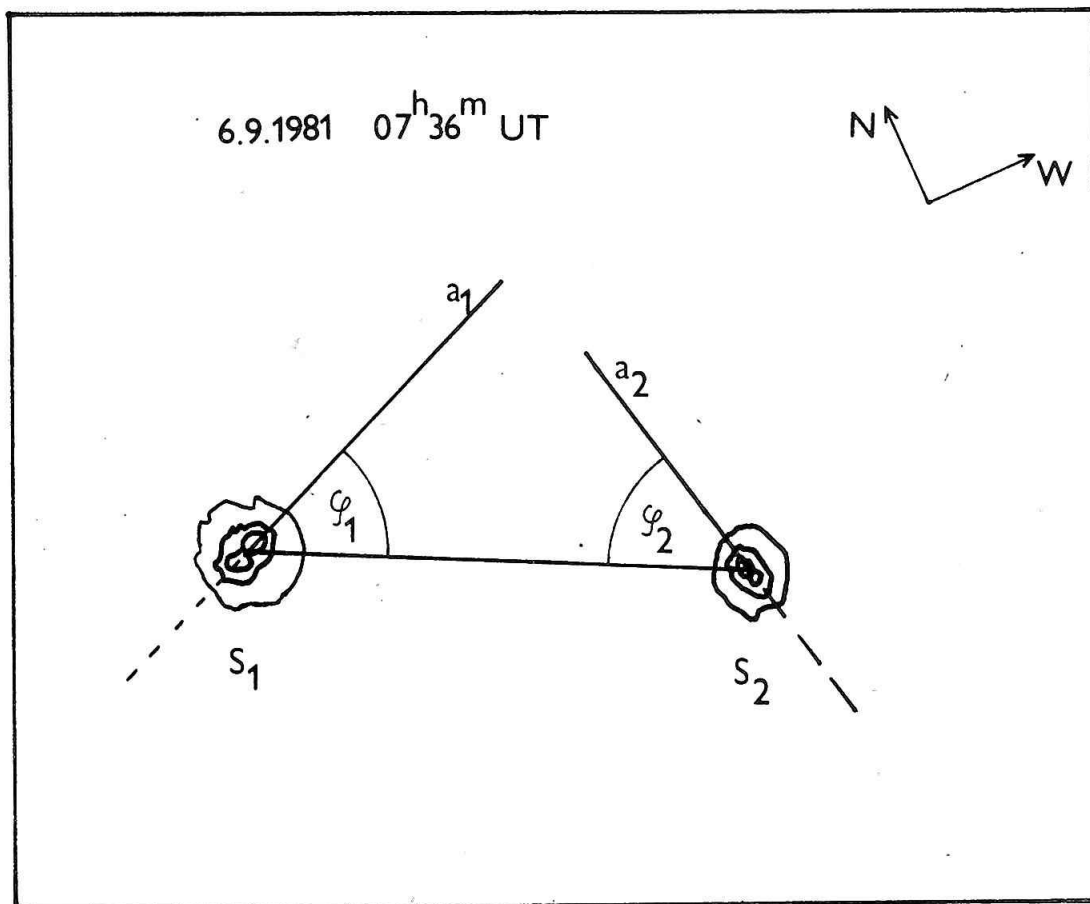
Boli skúmané otáčavé pohyby škvŕn v susedných aktívnych oblastiach Hale 17827 a 17823 v dňoch 2. - 8. 9. 1982. V pohybových charakteristikách sa prejavujú prvky tlmeného a oscilačného pohybu. Hlavná škvŕna S_1 /AR Hale 17827/ má tieto pohybové charakteristiky: maximum uhlového otočenia bolo pozorované 6.9.1981 o 16 h UT a jeho relatívna hodnota vzhľadom na zvolenú základňu bola 57° . Uhlová rýchlosť otáčania dosiahla maximum $/1,14^\circ \text{ h}^{-1}/$ dňa 3.9.1981 o 11 h UT a uhlové zrýchlenie vykazuje lokálne maximum $/0,029^\circ \text{ h}^{-2}/$ dňa 5.9.1981 o 08 h Ut. Hlavná škvŕna S_2 /AR Hale 17823/ ktorá prejavuje pri otáčaní výrazné oscilačné pohyby, má tieto pohybové charakteristiky: maximum uhlového otáčania $/65,5^\circ/$ bolo pozorované 7.9.1981 o 06 h UT. Uhlová rýchlosť dosiahla extrémnu hodnotu $/0,56^\circ \text{ h}^{-1}/$ dňa 4.9.1981 o 18^h UT a maximálnu hodnotu $/1,3^\circ \text{ h}^{-1}/$ dňa 6.9.1981 o 01^h UT. Najväčšie uhlové zrýchlenie $/0,74^\circ \text{ h}^{-2}/$ bolo 5.9.1981 o 09^h UT.

ÚVOD

Otáčavý pohyb jednotlivých škvŕn a škvŕn v skupine, je dosť častým javom. Problém rotačného pohybu škvŕn bol študovaný už dávno, Hale /1908/, Evershed /1910/, ale niektoré otázky zostávajú nedoriešené. Z hľadiska novších teórií vlastnej rotácie škvŕn, ktoré pripisujú hlavnú úlohu pri rotácii škvŕny lokálnemu magnetickému polu, Gopasjuk /1965/, Knoška /1976/, je vhodné študovať vybrané prípady takejto rotácie. Štúdium magnetických a dynamických pohybových charakteristík hmoty v škvŕnách, Kotov /1970, 1972, 1976/, Gopasjuk /1977/, Sakurai /1981/ naznačuje niektoré z možných príčin rotačných pohybov škvŕn.

METODIKA PRÁCE

Na skúmanie otáčavých pohybov hlavných škvŕn v aktívnych oblastiach Hale 17827 a 17823, boli použité fotografie slnečnej fotosféry v bielom svetle získané slnečným ďalekohľadom $/D = 0,13 \text{ m}, f = 1,95 \text{ m}/$ na observatóriu Skalnaté Pleso. Z fotografického materiálu, ktorý obsahoval viac ako 100 snímok, bolo vybraných 14 najkvalitnejších vo vhodnom časovom rozpätí. Po ekvidenzitnom spracovaní bol meraný uhol ψ , ktorý je zvieraný spojnicou oboch škvŕn S_1 a S_2 a priamkou prechádzajúcou stredmi dvoch umbier v sledovanej škvŕne /pozri Obr. 1/.



Obr. 1 - Ekvidenzitný záznam fotodetailu škvŕn s vyznačením severu a zá-
pádu. Jednotlivé symboly znamenajú: S₁ = hlavná škvŕna AR 17827,
S₂ = hlavná škvŕna AR 17823, a₁ = priamka spájajúca jadrá škvŕny S₁,
a₂ = priamka spájajúca jadrá škvŕny S₂.

Meraný uhol bol opravený o skreslenie vyvolané vplyvom projekcie. Pre obe hlav-
né škvŕny bola pre všetky hodnoty uhla φ , ako aj hodnoty uhlovej rýchlosti a
hodnoty uhlového zrýchlenia, odhadnutá stredná chyba.

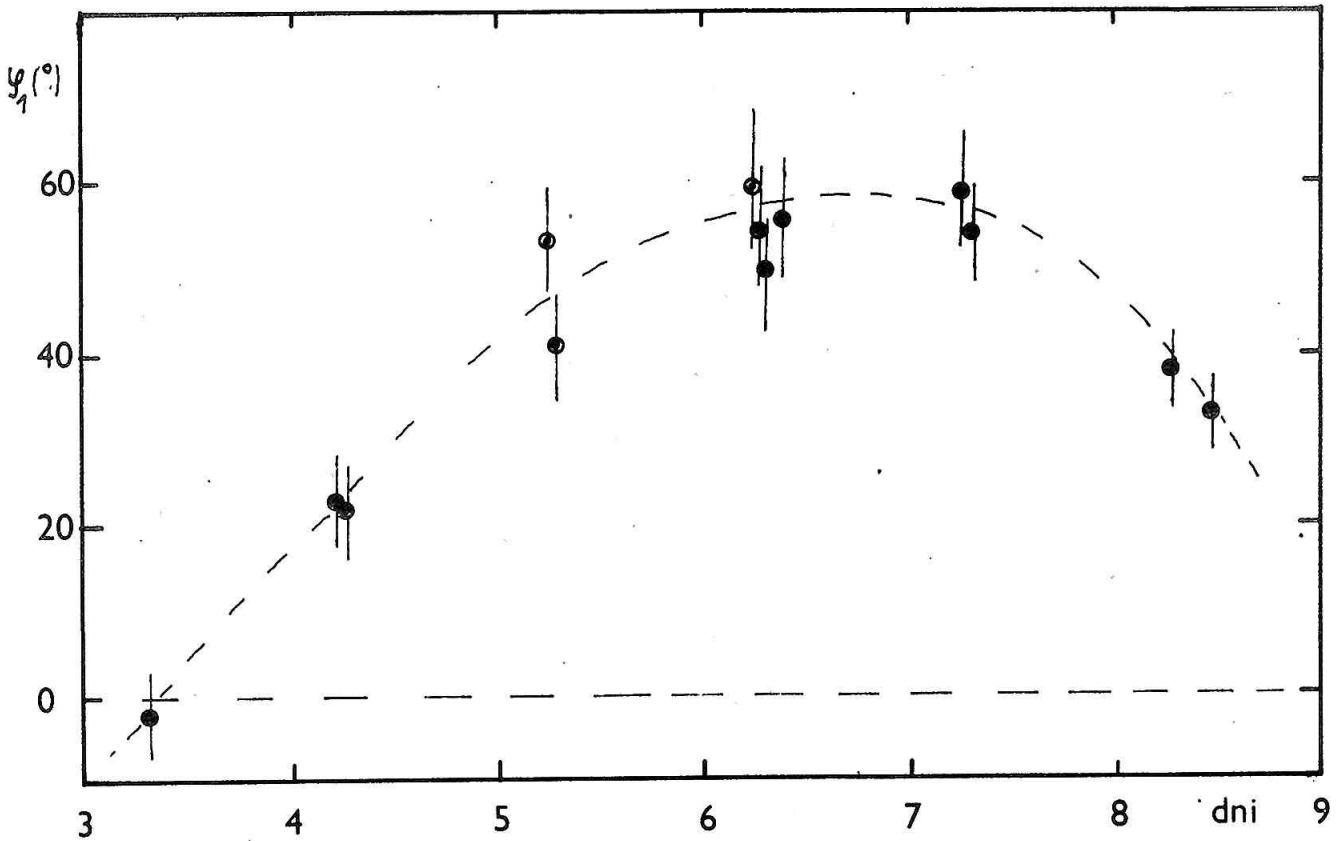
VÝSLEDKY

Relatívne hodnoty uhla φ_1 /platia pre hlavnú škvŕnu S₁, AR Hale 17827/ udáva
tabuľka 1 a ich časový priebeh je na Obr. 2. Hodnoty uhlovej rýchlosti ω_1 a
uhlového zrýchlenia $\frac{\Delta\omega_1}{\Delta t}$ udávajú tabuľky 2 a 3 a ich priebeh znázorňujú Obr.
3 a 4. Pohybové charakteristiky $\varphi_2, \omega_2, \frac{\Delta\omega_2}{\Delta t}$ / hlavnej škvŕny S₂ /AR Ha-
le 17823/ sú uvedené v tabuľkách 4, 5 a 6 a ich priebehy znázorňujú obrázky
5, 6 a 7.

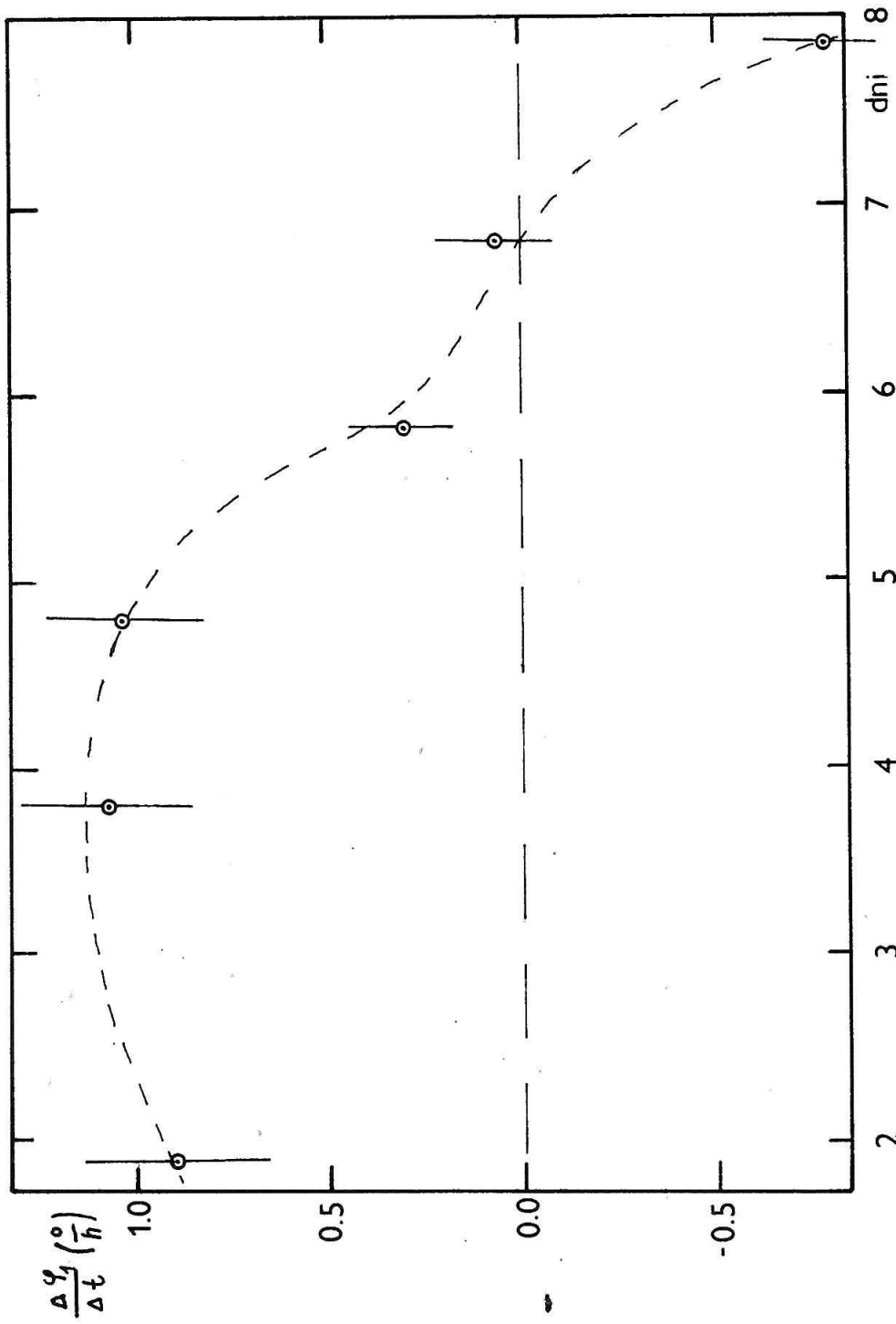
VÝVOJ AR HALE 17827 A 17823

V rotácii č. 1711 dosiahla AR 17775 maximálny rozvoj 11.8.1981 a pri západnom okraji 14.8. naznačovala monotónne zmenšovanie plochy. Nie je možné jednoznačne usúdiť na identitu škvŕn v nasledujúcej rotácii č. 1712. V blízkosti AR 17775 boli pozorované dve vedúce škvŕny, z ktorých AR 17827 mala by byť návratom AR 17775. Dôvodom pre toto stanovisko je unipolárne magnetické pole vedúcej škvŕny AR 17827, ktoré svedčí skôr o návrate ako o novovzniknutej škvŕne.

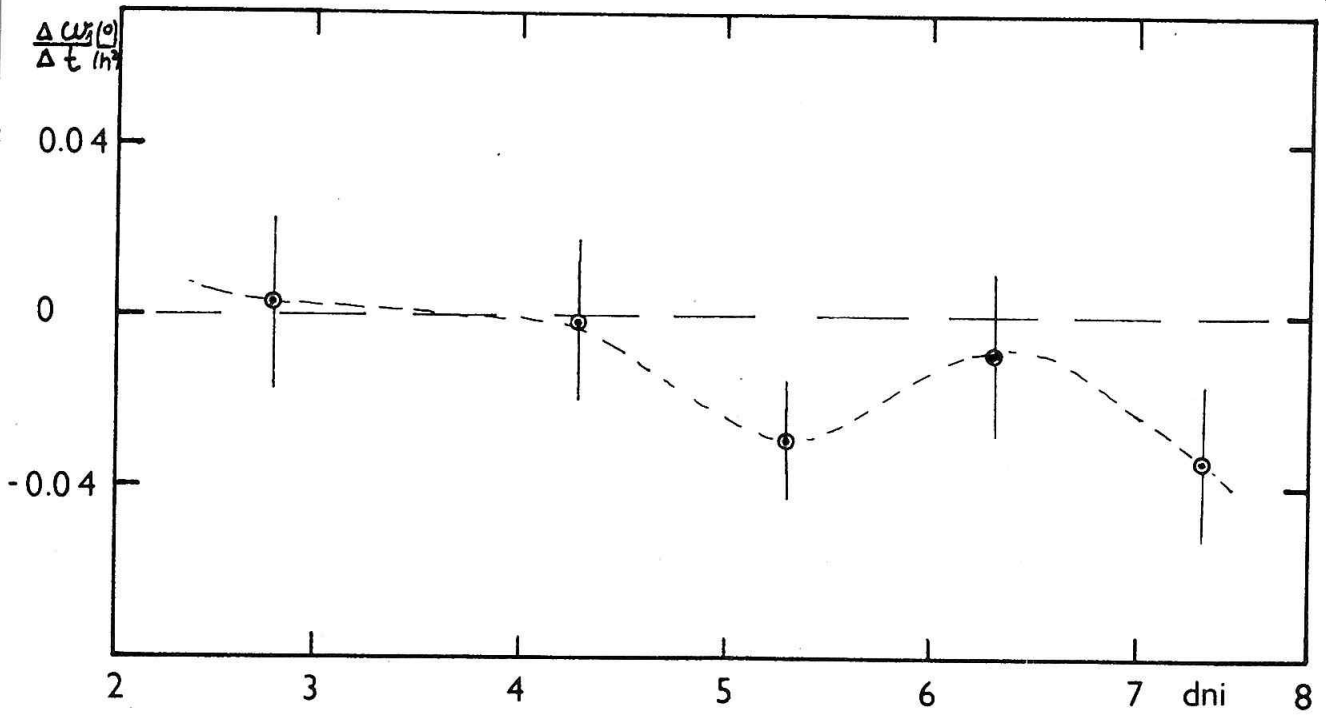
AR 17827 mala stredné heliografické súradnice $l = 127^{\circ}$, $b = +12^{\circ}$. Vedúca škvŕna AR 17827 bola pozorovaná v predošlej rotácii č. 1711 a bola označená č. Hale 17775. Podľa Mt. Wilsonskej magnetickej klasifikácie bola v dňoch 2. až 4. septembra 1981 typu α_p , β_p , a 5. septembra 1981 mala zložitú magnetickú štruktúru typu $\beta\gamma$. 5. a 6.9.1981 na východ od hlavnej škvŕny boli pozorované drobné škvŕny v bipolárnom usporiadaní. Tieto škvŕny boli označené číslom Hale 17831. Podľa magnetogramu z Kitt Peak skupina slnečných škvŕn AR 17827 mala dobre skoncentrovanú pozitívnu vedúcu polaritu, kruhovej formy, ale mimoriadne slabú a iba pozdĺž chromosférickej siete útržkovite rozmiestnenú negatívnu polaritu. Táto skutočnosť sa odzrkadľuje aj v slabom H-alfa flokulovom poli. Od 5.9.1981 v lokalite AR 17831 bolo pozorované slabé bipolárne novovzniknuté magnetické pole.



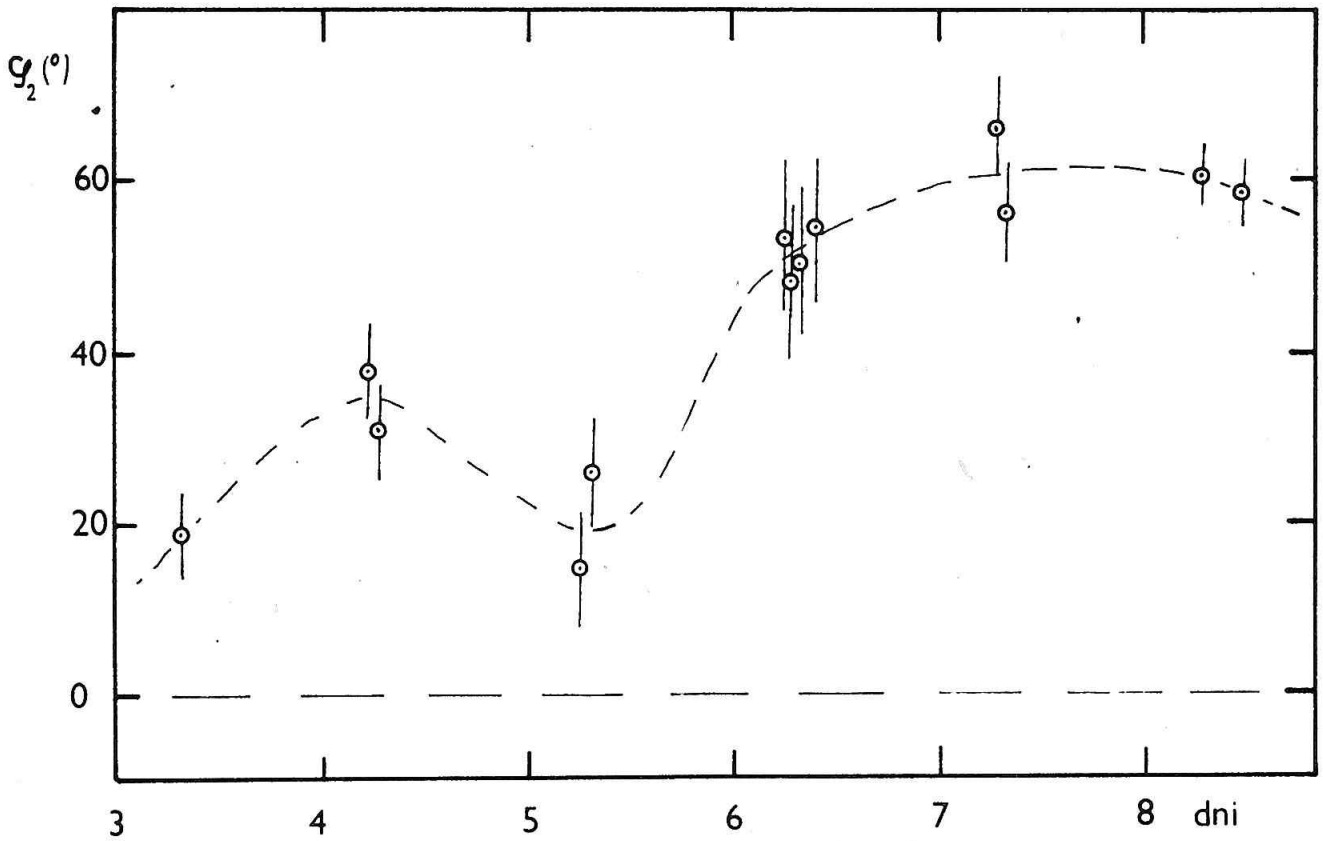
Obr. 2 - Časový priebeh hodnôt uhla ψ_1 .



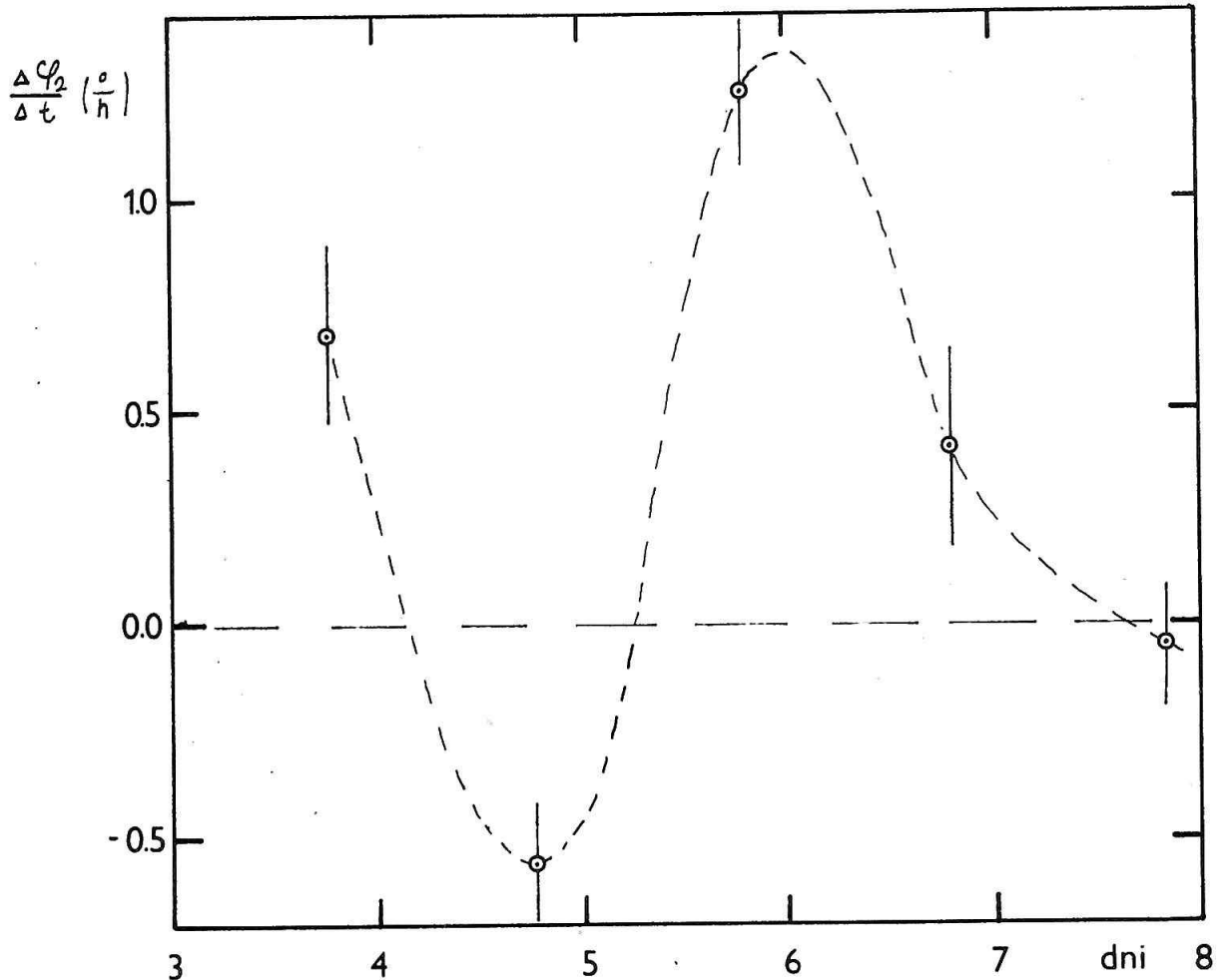
Obr. 3 - Časový priebeh hodnôt uhlovej rýchlosti ω_1 .



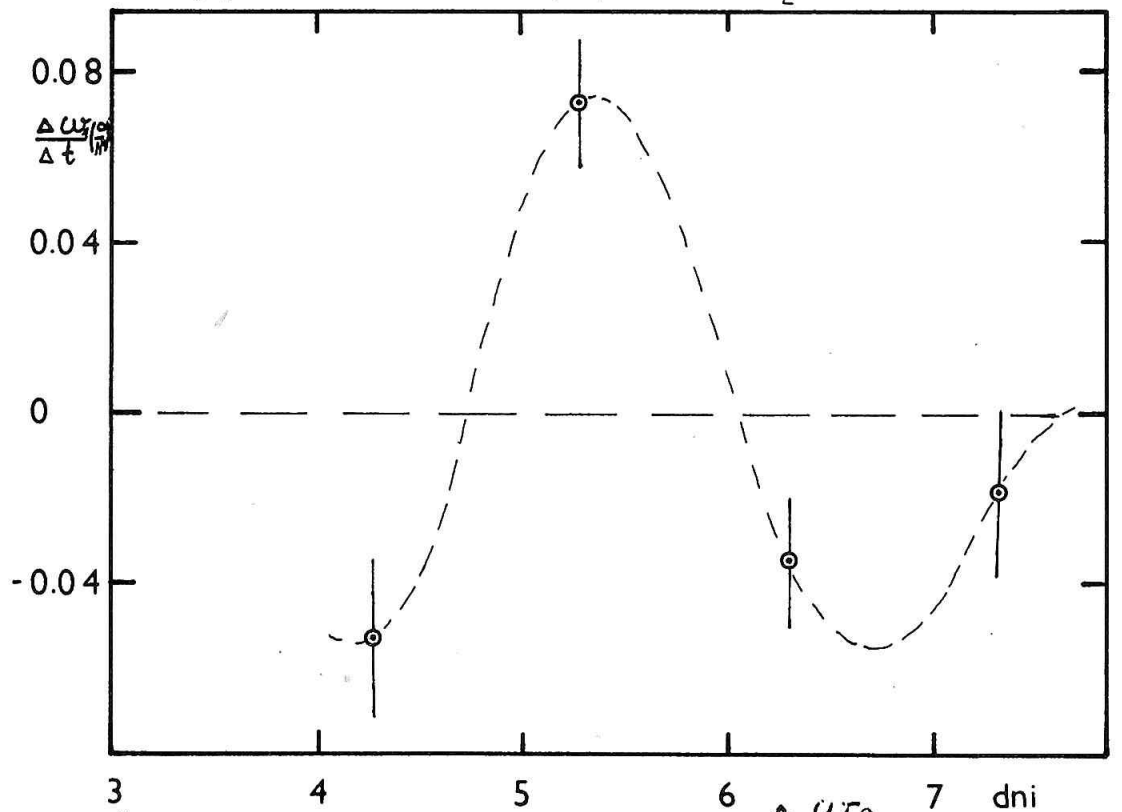
Obr. 4 - Časový priebeh hodnôt uhlového zrýchlenia $\frac{\Delta\omega_1}{\Delta t}$.



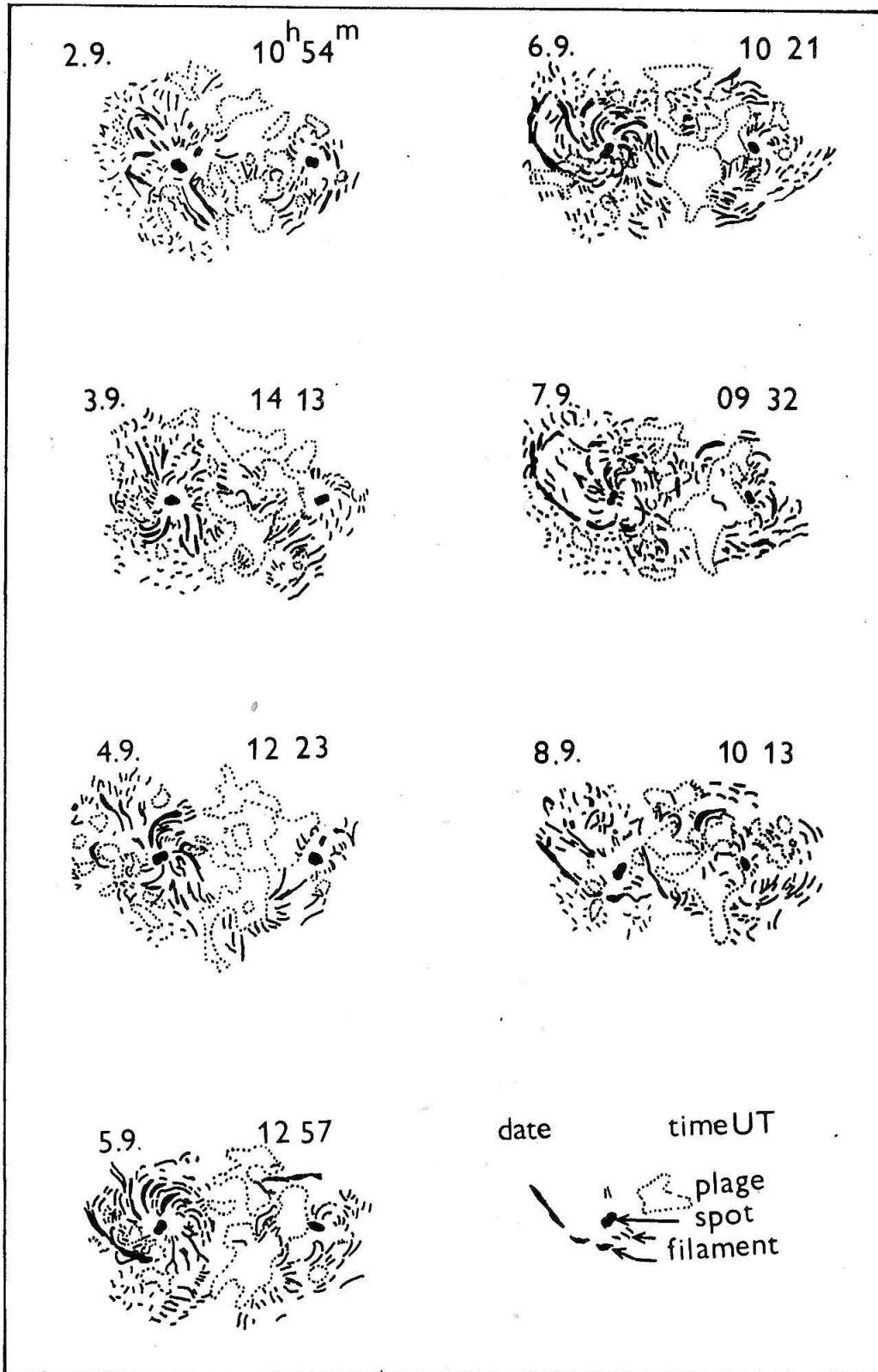
Obr. 5 - Časový priebeh hodnôt uhla φ_2 .



Obr. 6 - Časový priebeh hodnôt uhlovej rýchlosti ω_2 .



Obr. 7 - Časový priebeh hodnôt uhlového zrýchlenia $\frac{\Delta \omega_2}{\Delta t}$



Obr. 8 - Jemná štruktúra chromosféry v aktívnych oblastiach Hale 17823 a 17827 /podľa H-alfa filtergramov získaných na Krymskom astrofyzikálnom observatóriu/.

TABUĽKA 1

Dátum	Čas UT	$\varphi_1 \pm$ stredná chyba
31.8.81	06 ^h 12 ^m	-68,0 5,0
3.9.81	07 29	- 2,1 5,2
4.9.81	05 30	22,2 5,8
4.9.81	06 41	21,7 5,8
5.9.81	06 02	53,2 7,0
5.9.81	07 10	41,0 7,0
6.9.81	06 06	59,5 9,8
6.9.81	06 49	54,1 9,8
6.9.81	07 36	49,7 9,8
6.9.81	09 36	55,3 9,8
7.9.81	05 48	58,3 7,0
7.9.81	07 31	54,2 7,0
8.9.81	06 42	38,1 5,0
8.9.81	11 14	33,1 5,0

TABUĽKA 4

Dátum	Čas UT	$\varphi_2 \pm$ stredná chyba
3.9.81	07 ^h 29 ^m	18,6 5,0
4.9.81	05 30	37,7 5,2
4.9.81	06 41	30,7 5,2
5.9.81	06 02	14,5 6,5
5.9.81	07 10	26,0 6,5
6.9.81	06 06	53,0 9,0
6.9.81	06 49	48,4 9,0
6.9.81	07 36	49,9 9,0
6.9.81	09 36	54,5 9,0
7.9.81	05 48	65,7 6,5
7.9.81	07 31	56,0 6,5
8.9.81	06 42	60,5 4,0
8.9.81	11 14	58,5 4,0

TABUĽKA 2

Dátum	Čas UT	$\omega_1 [^\circ/h] \pm$ stredná chyba
1.9.81	18 ^h 47 ^m	0,90 0,25
3.9.81	18 47	1,06 0,22
4.9.81	18 21	1,03 0,20
5.9.81	19 04	0,30 0,18
6.9.81	19 06	0,07 0,20
7.9.81	19 49	-0,78 0,15

TABUĽKA 5

Dátum	Čas UT	$\omega_2 [^\circ/h] \pm$ stredná chyba
3.9.81	18 ^h 47 ^m	+0,68 0,25
4.9.81	18 21	-0,56 0,15
5.9.81	19 04	+1,25 0,20
6.9.81	19 06	+0,41 0,25
7.9.81	19 49	-0,05 0,15

TABUĽKA 3

Dátum	Čas UT	$\frac{\Delta\omega_1}{\Delta t} [^\circ/h^2] \pm$ stredná chyba
2.9.81	18 ^h 53 ^m	+0,003 0,003
4.9.81	06 34	-0,002 0,020
5.9.81	06 42	-0,029 0,013
6.9.81	07 05	-0,010 0,020
7.9.81	07 27	-0,035 0,025

TABUĽKA 6

Dátum	Čas UT	$\frac{\Delta\omega_2}{\Delta t} [^\circ/h^2] \pm$ stredná chyba
4.9.81	06 ^h 34 ^m	-0,053 0,020
5.9.81	06 42	+0,073 0,015
6.9.81	07 05	-0,035 0,015
7.9.81	07 27	-0,018 0,020

AR 17823 mala stredné heliografické súradnice $l = 132^{\circ}$, $b = +08^{\circ}$. Pri východnom slnečnom okraji dňa 30.8.1981 bol pozorovaný vznik aktívnej oblasti. Maximálny stupeň rozvoja dosiahol 1.9.1981. Z magnetogramov získaných na Kitt Peak Observatóriu je zrejmé, že išlo o variabilnú bipolárnu oblasť so zložitou štruktúrou, v ktorej boli pozorované neutrálne čiary zálivového tvaru. Z toho dôvodu boli pozorované drobné parazitné škvrny oboch polarít v okolí hlavnej škvrny.

DISKUSIA VÝSLEDKOV

Z kinematického hľadiska /pozri Obr. 3/ sa dá povedať, že od 2. do 4.9.1981 vrátane mala umbra škvrny S_1 AR 17827 rovnomerný rotačný pohyb s uhlovou rýchlosťou $\omega_1 = +0,09 \text{ h}^{-1}$. 5.9.1981 sa ω_1 stlmila na $+0,03 \text{ h}^{-1}$, čo znamená pomalšiu rotáciu v tom istom zmysle. Táto zmena časove dost dobre koinciduje s pozorovaním novovytvoreného bipolárneho magnetického poľa AR 17831, ale napriek tomu sa zdá, že vedúca škvrna AR 17827 bola viac ovplyvňovaná zložitou topológiou magnetického poľa zápornej polarít prislúchajúcej AR 17823. Tento názor potvrdzuje aj oscilačný pohyb umbry AR 17823, ktorá tak isto v čase zo 4.9. na 5.9.1981 ukazuje prudkú zmenu tak v zmysle ako aj v hodnote uhlovej rýchlosti /pozri Obr. 5, 6, 7/. Vzhľadom na to, že zmeny v pohybových charakteristikách oboch škvŕn v ďalších dňoch koincidujú, dá sa predpokladať, že sú výsledkom tej istej príčiny. Oba pozorované javy, t. j. zmeny v štruktúre magnetického poľa AR 17823 a kinematické charakteristiky oboch škvŕn spolu uzko súvisia. Rotácia zasahuje aj do chromosféry, ako dokumentuje pozorovanie jemnej chromosférickej štruktúry týchto aktívnych oblastí /pozri Obr. 8/.

LITERATÚRA

- /1/ Evershed, J.: 1910, Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 70, 217
- /2/ Gopasjuk, S. I.: 1965, Izv. Krym. astrofiz. Obs. 33, 100
- /3/ Gopasjuk, S. I.: 1977, Izv. Krym. astrofiz. Obs. 57, 107
- /4/ Gopasjuk, S. I.: 1981, Izv. Krym. astrofiz. Obs. 64, 108.
- /5/ Hale, G. E.: 1908, Astrophys. J. 28, 315
- /6/ Hale, G. E.: 1908, Astrophys. J. 28, 100
- /7/ Knoška, Š.: 1976, Kandidátska práca, Tatranská Lomnica
- /8/ Kotov, V. A.: 1970, Izv. Krym. Astrofiz. Obs. 41-42, 67
- /9/ Kotov, V. A.: 1972, Izv. Krym. Astrofiz. Obs. 46-115
- /10/ Kotov, V. A.: 1974, Izv. Krym. Astrofiz. Obs. 51, 39
- /11/ Kotov, V. A.: 1976, Izv. Krym. Astrofiz. Obs. 54, 185
- /12/ Sakurai, T.: 1981, Solar Phys. 69, 343

Zmeny magnetického toku pri erupcii 11. 7. 1978

V. KARLOVSKÝ, Krajská hviezdáreň Hlohovec

ABSTRAKT

V práci je skúmaná súvislosť medzi zmenami magnetického toku a elektrickej intanzity pri erupcii 11.7.1978 v aktívnej oblasti McMath 15403 a priebehom elektrickej intanzity v experimentoch s "laboratórnymi slnečnými erupciami", konkrétne s experimentom DIPD Bauma a Bratenahla. Ukazuje sa, že je tu významná súvislosť. Ďalej je predložený spôsob ako merať magnetické pole v rôznych rezoch aktívnej oblasti súčasne a tiež ako merať rýchle zmeny magnetického poľa na rôznych miestach súčasne. Tento spôsob by mal umožniť podrobnejšie skúmanie procesov prebiehajúcich pri erupciách.

Erupčná aktivita v magnetickom poli aktívnej oblasti na Slnku vyžaduje určité podmienky pre svoj vznik. Vzhľadom na to, že sledovanie erupčnej aktivity je dôležité i z hľadiska pozemského, tejto oblasti sa v poslednom čase venuje stále väčšia pozornosť.

Podmienky pre vznik erupcie sú takéto:

1. Existencia nulovej čiary, alebo hraničnej čiary v magnetickom poli aktívnej oblasti /1/.
2. Zmena magnetickej konfigurácie, ktorá vedie na nulovej čiare k objaveniu sa elektrického poľa a vzniku prúdovej vrstvy/1/.

Zmena magnetickej konfigurácie ukazuje na to, že v aktívnej oblasti dochádza k zmene magnetického toku. Elektromotorické napätie EMN je:

$$EMN = - \frac{d\Phi}{dt} \quad (1)$$

/1/

kde Φ je magnetický tok, t je čas a $\Phi = \int_S \vec{B} \cdot d\vec{S}$

Zmena magnetického toku Φ môže byť spôsobená:

1. Zmenou B - magnetickej indukcie
2. Zmenou S - plochy magnetického poľa
3. Zmenou uhlu medzi vektormi $d\vec{S}$ a \vec{B}

V našom prípade sme sa zamerali na dve z týchto možností, a to na zmenu magnetického toku zmenou uhlu medzi vektormi \vec{dS} a \vec{B} a na zmenu magnetickej indukcie B . Vyšetrovali sme zmeny magnetického toku v aktívnej oblasti McMath 15403 /skupina slnečných škvŕn Mt Wilson 20123/ z 11. 7. 1978, kedy v tejto oblasti vznikla veľká protonová erupcia. Pretože úloha bola veľmi zložitá, urobili sme niektoré zjednodušenia. Použili sme niektoré výsledky práce L. Dezsö a i. /2/ o pohyboch umbier v skupine slnečných škvŕn, pretože zmena uhlu medzi \vec{dS} a \vec{B} súvisí s pohybmi škvŕn. Vybrali sme si za základ umbry l_1 a b /v označení práce /2/, ktoré ležia po stranách okolo nulovej čiary. V blízkosti týchto škvŕn sa objavila biela emisia a tiež tu došlo k začiatku erupcie v H-alfa. Výšku magnetického systému sme vzali podľa výsledkov /2/ za rovnú $h \approx 10\ 000$ km o 10^h UT.

Magnetický systém sme aproximovali magnetickým poľom prúdovej slučky, pričom vzdialenosť uvažovaných bodov r bola značne väčšia ako rozmery slučky $r \gg a$. Vektorový potenciál pre našu slučku bol:

$$\vec{A} = \frac{\mu_m}{4\pi r^3} (-iy + jx)$$

Obmedzili sme sa na rovinu $x = 0$, kedy výrazy pre zložky magnetickej indukcie sú:

$$B_x = 0 \quad B_y = \frac{\mu_m \cdot 3yz}{4\pi r^5} \quad B_z = \frac{\mu_m \cdot (2z^2 - y^2)}{4\pi r^5} \quad /2/$$

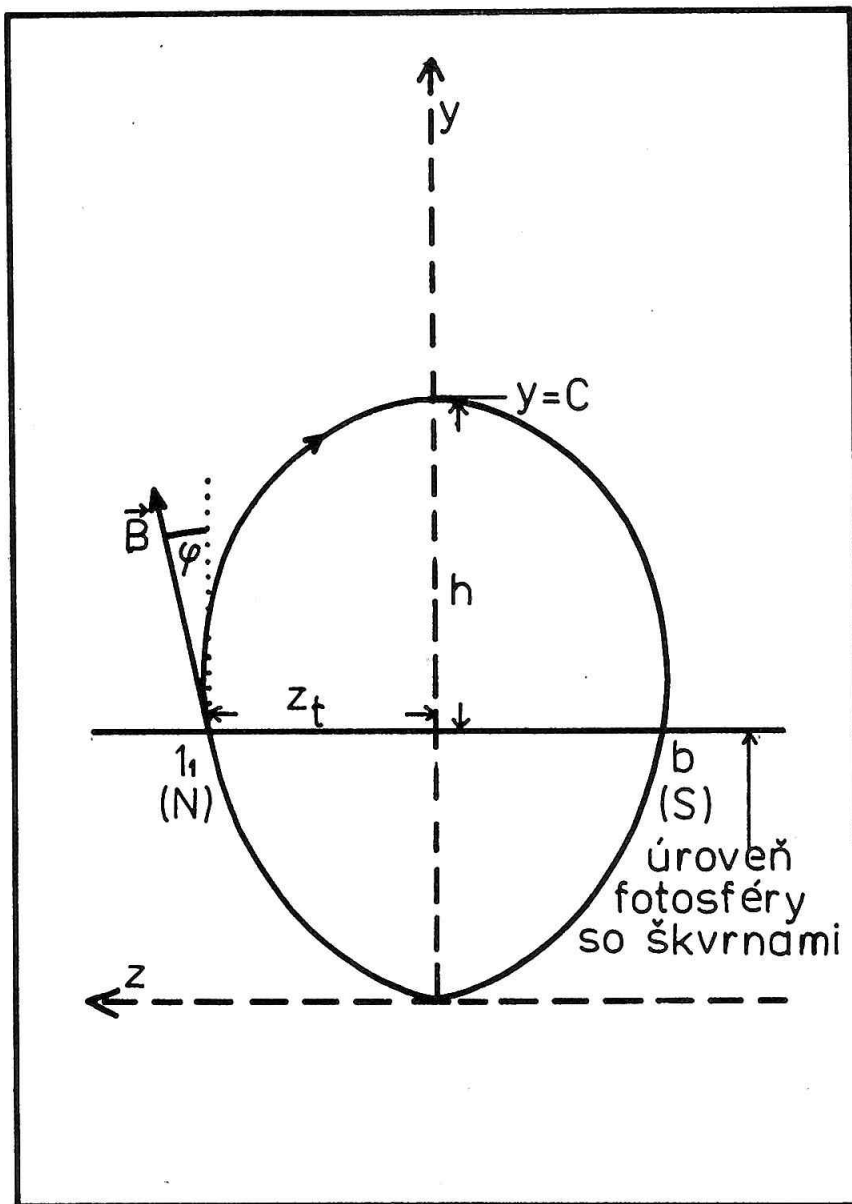
μ - permeabilita prostredia

$m = I \times a^2$, kde I je prúd v slučke s charakteristickým rozmerom a a rovnica pre siločiaru je:

$$z = \pm y \sqrt{\left(\frac{C}{y}\right)^{2/3} - 1} \quad /3/$$

Kladný smer osi y smeruje v našom prípade kolmo od úrovne fotosféry od Slnka, smer osi z je rovnobežný s úrovňou fotosféry /zanedbali sme zakrivenie fotosféry na vzdialenosť škvŕn l_1 a b /. Uvažovali sme iba magnetické pole pre $y > 0$ s konštantou $C = 17\ 700$ km, čiže iba jednu siločiaru vedúcu stredmi škvŕn l_1 a b . Pri zmene vzdialenosti škvŕn l_1 a b sa menila výška siločiar nad fotosférou, ktorá bola určená ako $C - y = h$, pozri obrázok číslo 1. Vzdialenosť medzi b a l_1 je pri rovnici siločiar:

$$z = \pm y \sqrt{\left(\frac{C}{y}\right)^{2/3} - 1} \text{ rovná } 2z_t \text{ /Obr.1/}$$



Obr. 1 - Pozri vysvetlenie v texte.

Pri zmene vzdialenosti medzi b a l_1 sa celá magnetická siločiarra posúva v kladnom smere osi y pri znižovaní vzdialenosti a v opačnom smere pri zväčšovaní vzdialenosti /obr. 2/. Plochu umbier b a l_1 sme považovali za rovnú plochu magnetického poľa a po celý čas za nemennú.

$$S_b = 66,352 \times 10^{12} \text{ m}^2 \quad S_{l_1} = 8,826 \times 10^{12} \text{ m}^2$$

Magnetický tok pre škvrnu b a l_1 v nejakom čase nech je daný ako:

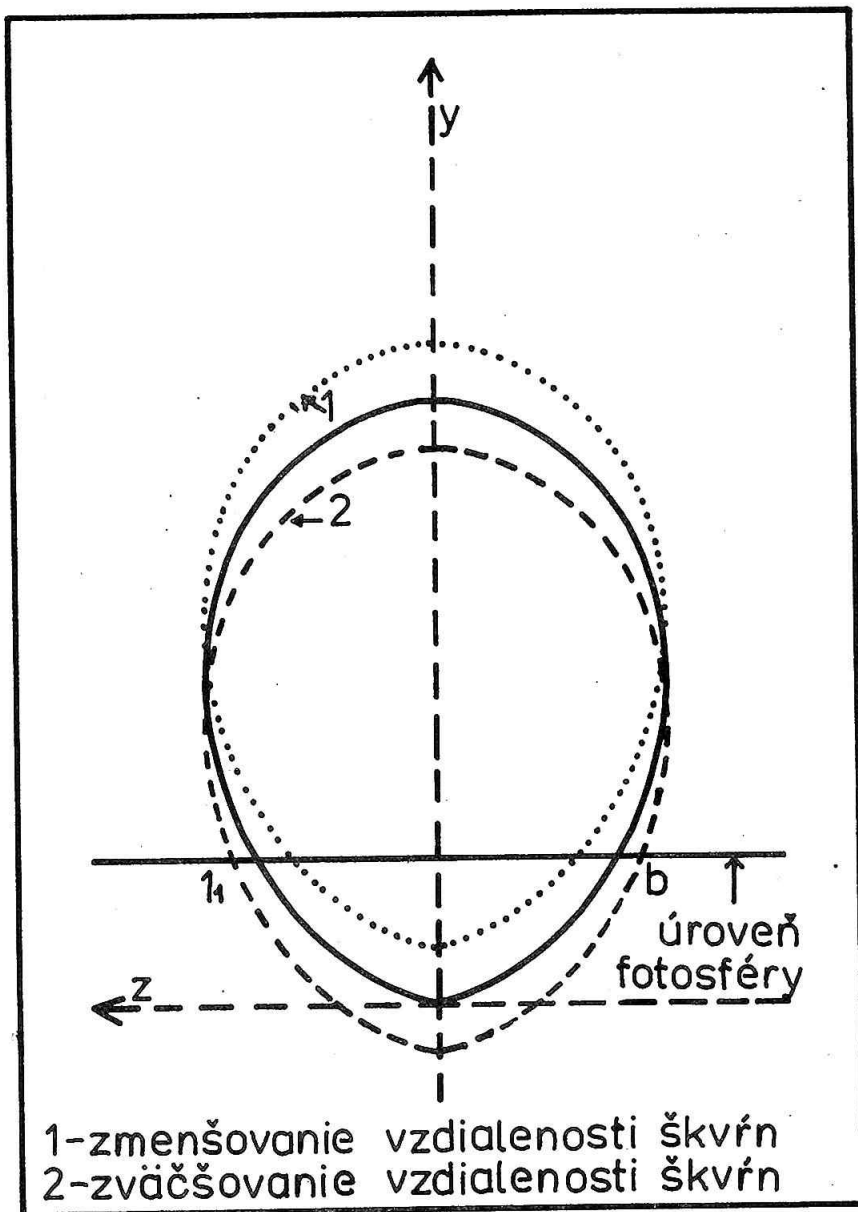
$$\text{pre } b \quad \Phi_b = B_y \cdot S_b \quad \text{pre } l_1 \quad \Phi_{l_1} = B_y \cdot S_{l_1}$$

kde B_y je zložka magnetickej indukcie na úrovni fotosféry. Ak magnetická indukcia pri oboch škvrnách je 0,2 Tesla /2000 Gauss/ o 10^h UT, dostaneme maxi-

málny magnetický tok

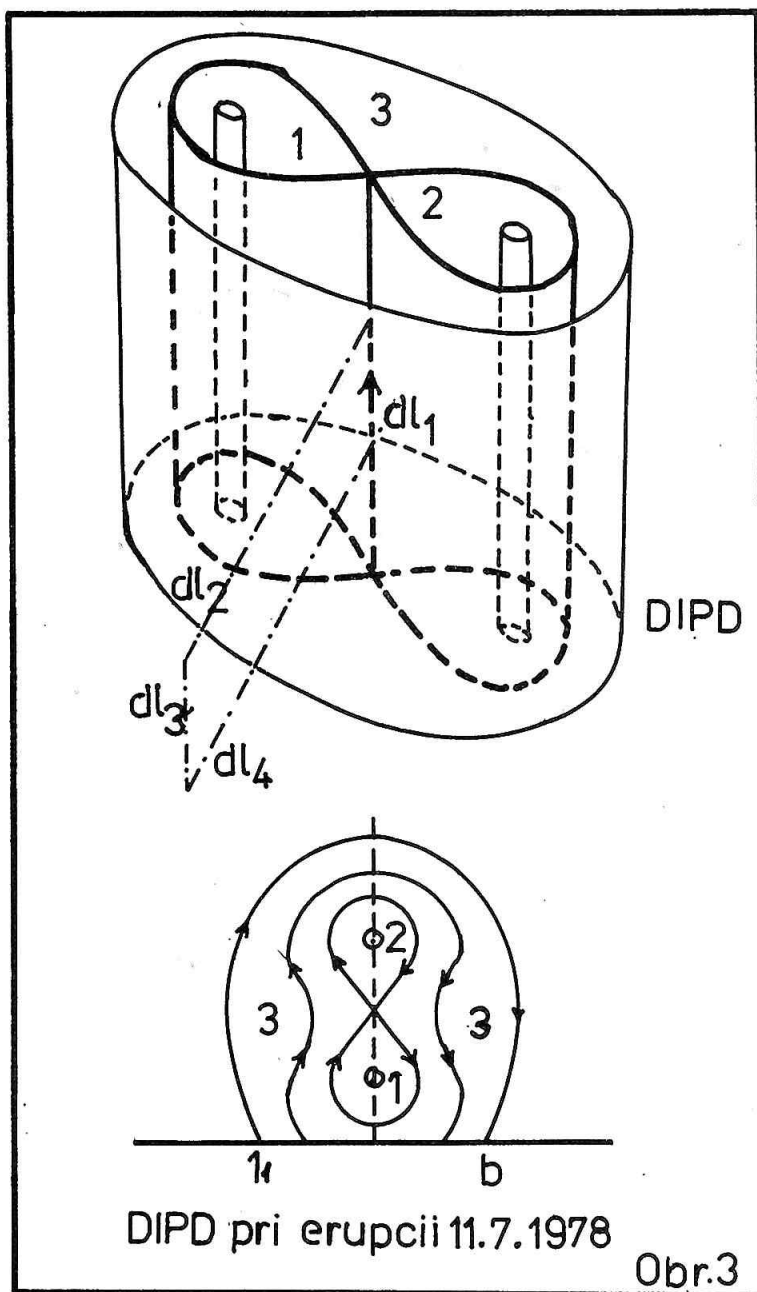
$$\bar{\Phi}_b = 132,704 \times 10^{11} \text{ Wb} \quad \bar{\Phi}_{l_1} = 17,652 \times 10^{11} \text{ Wb}$$

Pri približovaní, či vzdalovaní sa škvŕn b a l_1 mení sa uhol medzi vektormi \vec{dS} a \vec{B} a v konečnom dôsledku aj magnetický tok na úrovni fotosféry. To, ako sa mení, môžeme zistiť ak poznáme uhly medzi \vec{dS} a \vec{B} a vypočítame v jednotlivých časoch príslušné magnetické toky, alebo priamo vypočítame zložku B_y a pomocou nej zasa magnetický tok v určitom čase. Uhly medzi \vec{dS} a \vec{B} na úrovni fotosféry /pozri obr. 1/ pre náš prípad sú v tabuľke 1. Systém priečných slučkovitých siločiar obopína pri veľkých erupciách filament /15/, preto pri erupcii 11.7.1978 môžeme výšku siločiar h porovnávať s výškou filamentu pred začiatkom erupcie. Pre pozorovanie výšok: filament o $10^{\text{h}40^{\text{m}}}$ UT $\approx 10\ 000$ km, h vypočítaná $10^{\text{h}45^{\text{m}}}$ UT $10\ 868,5$ km.



Obr. 2 - Pozri vysvetlenie v texte.

Experimenty Bauma a Bratenahla s DIPD /Double inverse pinch device/ [7], [8] pravdepodobne zodpovedajú situácii na Slnku pri erupcii 11.7.1978, pozri obr. 3. Pritom $E = \dot{\Phi}_3 / l$ je elektrická intenzita vonku v cele 3. Zmeny magnetického toku a vypočítané EMN pri pohyboch škvŕn b a l_1 zodpovedajú okoliu ciel 1 a 2, čiže cele č. 3. Ak porovnáваме priebehy elektrickej intenzity z experimentu DIPD, teda E a EMN_b zistíme tu analógiu. Pri vzdialenosti škvŕn b a l_1 10^7 m sú oba priebehy porovnateľné. Keď vypočítame z EMN_b a polôh škvŕn elek-



Obr. 3 - Hore: Schéma zariadenia v experimente DIPD. Magnetické siločiarly ciel 1 a 2 sa prepájajú na neutrálnej čiare /včítane úseku dl_1 /, čím sa mení magnetické pole v cele 3. Pri prepájaní siločiar sa meria indukované elektromotorické napätie v drôtenej slučke $dl_1 - dl_4$. Dole: Schéma magnetických siločiar pru erupcii 11.7.1978.

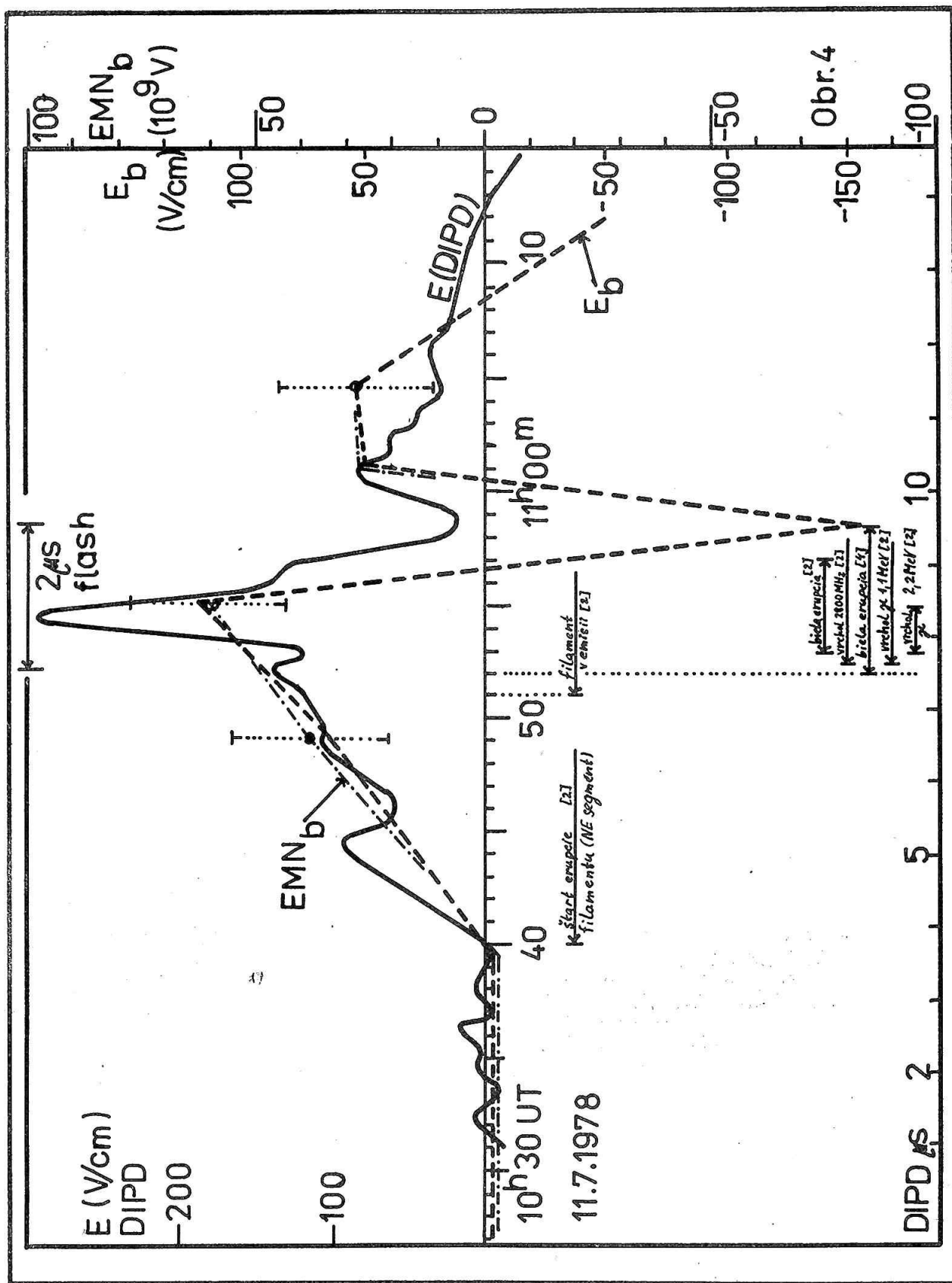
trickú intenzitu E_b , môžeme porovnať priebeh tejto elektrickej intenzity s priebehom elektrickej intenzity v experimente s DIPD. Pri porovnávaní priebehov EMN_b , E_b s E sú upravené škály. Platí škála $E = 0,63$ škála E_b a škála $E = 0,32$ škála EMN_b . Úprava škály EMN_b a E_b vyplýva z predpokladu, že časový priebeh veličín pri procese uvoľnenia energie na Slnku a v experimente DIPD je zhruba rovnaký a líši sa len absolútnymi hodnotami elektrickej intenzity či elektromotorického napätia. Stotožnenie časového intervalu fázy vzplanutia /flash/ v experimente s DIPD a pri erupcii bolo vykonané v súlade s prácami Bauma a Bratenahla /7/, /8/. Koeficient korelácie medzi EMN_b a E je 0,6917. Fáza vzplanutia pri erupcii bola určená z trvania bielej erupcie, vrcholu rádiovkej emisie na 2800 MHz, vrcholu gama žiarenia na 1,1 a 2,2 MeV a emisie filamentu /2/, /4/. Koeficient korelácie medzi E_b a E bol vypočítaný na 0,6921. Vzťah oboch priebehov intenzít je teda významný. Priebeh elektrickej intenzity pri erupcii, presnejšie jej závislosť na čase je relatívne dosť hrubo vyjadrená, čo súvisí s malým počtom meraní polôh škvŕn v pozorovanom intervale. Na obrázku č. 4 sú tiež vyznačené chyby v určení EMN_b vyplývajúce z nepresnosti určenia polôh škvŕn b a l_1 v práci /2/. Chyby sú $\pm 1,7 \times 10^{10}$ V pri nepresnosti určenia polôh $\pm 0,033$ heliografických stupňov.

V aktívnej oblasti McMath 15403 došlo 11.7.1978 k bielej erupcii v čase $10^h52^m - 10^h58,5^m$ UT /4/. Podľa iných autorov o $10^h53^m - 10^h57^m$ UT /2/. Vzájomné pohyby škvŕn b a l_1 pred a po erupcii ukazujú, že erupcia vzniká pri silnej zmene magnetického toku a pri relatívne veľkých hodnotách elektrickej intenzity, takto vyvolanej. V našom prípade bola zmena magnetického toku z väčšej časti spôsobená zmenami medzi smermi dS a B a zmenami B-magnetickej indukcie. Napriek zjednodušeniam pri zisťovaní zmien magnetického toku môžeme konštatovať, že erupcie vznikajú pri veľkých zmenách magnetického toku a že experimenty Bauma a Bratenahla v podstate správne vystihujú procesy prebiehajúce pri erupciách na Slnku. Pokiaľ chceme v budúcnosti podrobnejšie skúmať procesy prebiehajúce pri erupciách, bude potrebné získať rozloženie magnetického poľa na úrovni fotosféry /pričnej aj pozdĺžnej zložky B/ v časových intervaloch minimálne 1 až 2 minúty a tiež situáciu v aktívnej oblasti vo viditeľnom svetle a v H-alfa rovnako často. Možnosť získať rozloženie magnetického poľa rýchlo, to znamená za 1 minútu, alebo ešte skôr, nám umožňuje použitie mnohonásobnej štrbiny spektrografu.

Multištrbina je vlastne viacero častí jednej väčšej štrbiny, ktoré /časti/ sú rozložené tak, aby bolo možné pozorovať spektrum v rôznych častiach aktívnej oblasti /skupiny slnečných škvŕn/, pričom ale rozloženie je také, že spektrá do jednotlivých štrbín sa neprekrývajú. Pozri obr. 5.

MOŽNOSTI A VÝHODY MULTIŠTRBINY

1. Je možné získať magnetické pole v rôznych rezoch v aktívnej oblasti /skupine slnečných škvŕn/ súčasne, za tých istých atmosférických podmienok, z čoho si možno vytvoriť obraz ako vyzerá magnetické pole celej oblasti.
2. Je možné získať magnetické pole v rôznych rezoch súčasne za rovnakých atmosférických podmienok v rôznych magnetických aktívnych spektrálnych čiarach.



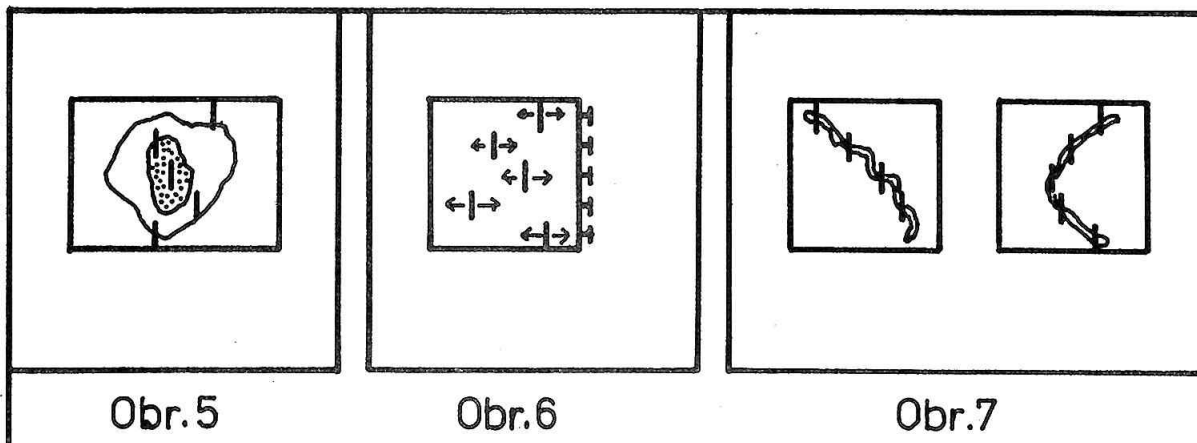
Obr. 4 - Priebeh elektrickej intenzity v experimente DIPD a priebeh EMN_b a E_b pri erupcii 11.7.1978.

3. Je možné získať rýchlostné pole zo spektrálnych čiar v rôznych rezoch súčasne a súčasne zistiť magnetické pole v týchto rezoch.
4. Je možné zisťovať rýchle zmeny magnetických a rýchlostných polí, ktoré sú obmedzené len časom expozície. Expozícia závisí od prístroja, fotomateriálu, šírky štrbiny a od iných okolností. Tieto rýchle zmeny môžeme zisťovať v rôznych rezoch v aktívnej oblasti. Čas expozície sa pri stredných spektrografoch pohybuje okolo 1 až 20 sekúnd.

NEVÝHODY

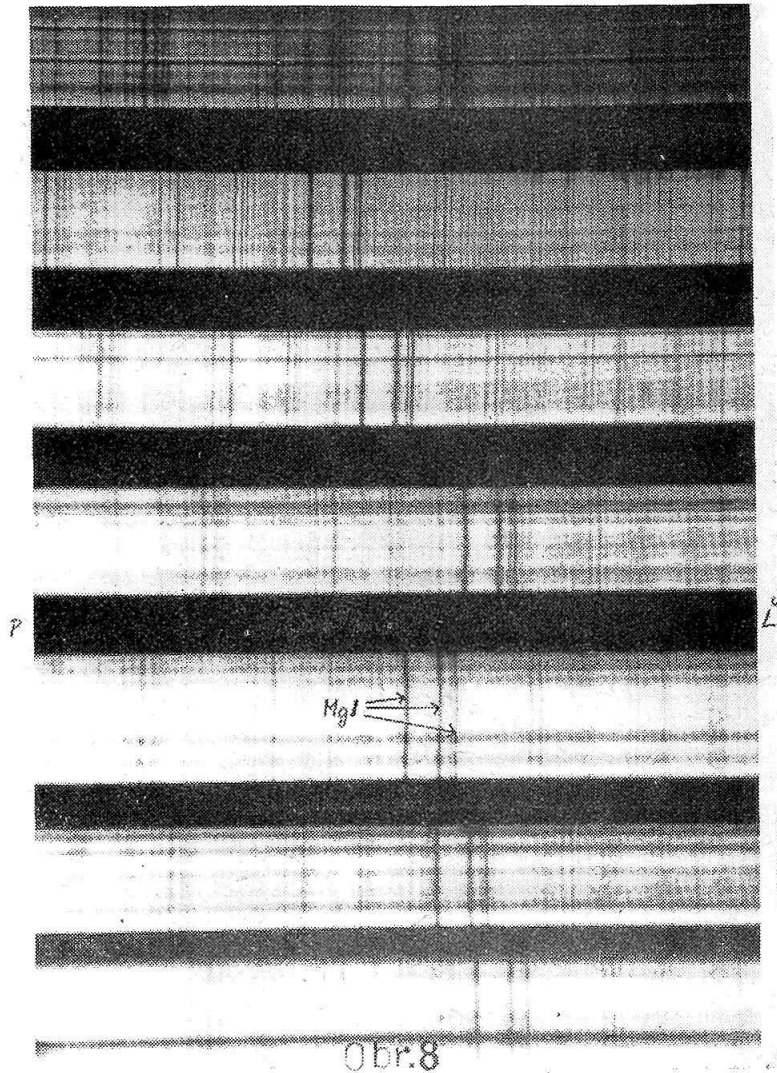
- a/ Vysoké nároky pri výrobe na mechanické časti štrbín.
- b/ Problémy pri zisťovaní inštrumentálnych profilov.
- c/ Určitá nelinearita disperzie.
- d/ Vysoká pracovnosť pri spracovávaní spektier.
- e/ Ťažkosti pri skanovaní oblastí krokovou kamerou.

Pokiaľ by sme mali k dispozícii multištrbinu s posuvateľnými jednotlivými štrbinami /obr. 6/, takáto multištrbina nám umožňuje merať magnetické pole, či



Obr. 5, 6, 7 - Pozri vysvetlenie v texte.

rýchlosti vo viacerých rezoch detailu aktívnej oblasti súčasne za rovnakých atmosférických podmienok podľa toho, aký tvar má detail /napríklad filament, protuberancia, škvrna/. Pozri obrázok 7. Na obrázku 8 je fotografia provizornou multištrbinou. Snímka spektra Slnka bola urobená spektrografom Krajskej hviezdárne v Hlohovci 24.3.1982. Najvýraznejšie absorpčné čiary patria horčíku.



Obr. 8 - Snímka spektra Slnka urobená provizornou multištrbinou na spektrografe Krajskej hviezdárne v Hlohovci 24.3.1982. Najvýraznejšie absorpčné čiary patria horčíku. Foto: V. Karlovský

TABUĽKA 1

čas UT h m	Δ°	z_t (cm)	y (km)	h (cm)	φ°	B_y (Tesla)	ϕ_b (10^{11} Wb)	$\Delta\phi_b$ (10^{11} Wb)
10:30	1,091	6626,2	7671,0	10029,0	10,7	- 0,1964	- 130,372	+ 29,803
10:04	1,114	6765,8	8650,4	9049,6	5,4	- 0,1515	- 100,569	-109,563
10:15	1,020	6194,9	6073,8	11626,2	19,4	- 0,3166	- 210,132	+ 27,631
10:34	1,044	6340,7	6517,0	11183,0	17,0	- 0,2751	- 182,501	+ 16,654
10:45	1,059	6431,8	6831,5	10868,5	15,3	- 0,2499	- 165,846	-187,064
10:53	0,918	5575,5	4649,0	13051,0	27,5	- 0,5318	- 352,911	-147,787
10:57	0,843	5119,9	3858,3	13841,7	32,3	- 0,7546	- 500,698	+149,473
11:00	0,919	5581,5	4660,8	13039,2	27,4	- 0,5293	- 351,225	- 32,998
11:02	0,900	5466,1	4444,9	13255,1	28,7	- 0,5791	- 384,223	- 85,137
11:07	0,857	5204,9	3994,8	13705,2	31,5	- 0,7073	- 469,360	+162,482
11:17	0,947	5751,6	5002,4	12697,6	25,5	- 0,4625	- 306,878	

Δ° - vzdialenosť škvŕn b a l4 v heliogr.stupňoch

TABUĽKA 2

čas UT h m	EMN _b /10 ⁹ Volt/	EMN _{L4} /10 ⁹ Volt/	E _b /Volt/cm/
10:00	- 12,418	+ 1,652	- 18,54
10:04	+ 16,600	- 2,208	+ 25,62
10:15	- 2,424	+ 0,322	- 3,87
10:34	- 2,523	+ 0,335	- 3,95
10:45	+ 38,972	- 5,184	+ 64,91
10:53	+ 61,578	- 8,191	+115,15
10:57	- 83,041	+11,046	-155,19
11:00	+ 27,498	- 3,657	+ 49,78
11:02	+ 28,379	- 3,775	+ 53,19
11:07	- 27,080	+ 3,602	- 49,43
11:17			

LITERATÚRA

- /1/ Syrovatskyi, S. I.: Zborník, Problémy slnečnej aktivity a kozmický systém, Prognoz, vyd. Nauka, Moskva 1977, s. 5 - 22
- /2/ Dezsö, L. a i.: Solar Physics 67, 1980, 317 - 338
- /3/ Allen, C. W.: Astrophysical quantities, The Athlone Press, London, 1973
- /4/ Karlovský, V., Krajčír, E., Křivský, L.: Kozmos 2, 1979, 52, SÚAA Hurbanovo
- /5/ Karlovský, V.: Referáty z X. celoštátneho seminára o rádioastronómii 10. až 11.11.1978, Úpice 1978
- /6/ Hornung, H.: Sterne und Weltraum 3, 1979, 104
- /7/ Baum, P. J., Bratenahl, A.: Solar Physics 47, 1976, 331 - 344
- /8/ Bratenahl, A., Baum, P. J.: Solar Physics 47, 1976, 345 - 360
- /9/ Mayfield, E. B., Chapman, G. A.: Solar Physics 70, 1981, 351
- /10/ Karlovský, V.: Zborník referátov z 5. celoštát. sln. seminára, SÚAA Hurbanovo 1981, 48 - 55
- /11/ Sattarov, I.: Zborník, Morfologia a cykličnosť slnečnej aktivity, FAN Taškent 1981, 107 - 121
- /12/ Solar Geophysical Data, 1978, No 409, Part I a II
- /13/ Harvey, K. L., Harvey, J. W.: Solar Physics 47, 1976, 233 - 246
- /14/ Solnechnye dannye No 7, 1978
- /15/ Slonim, J. M., Kuleshova, K. F.: Zborník, Morfologia a cykličnosť slnečnej aktivity, FAN Taškent 1981, 3 - 23
- /16/ Ambrož, P.: Zborník ref. z 5. celošt. semin., SÚAA Hurbanovo 1981, 11-27
- /17/ Zajdel, A. N.: Spektrální analýza, SNTL Praha 1970.

Extrapolční modely koronálního magnetického pole a jejich vztah k morfologii klidných protuberancí

P. AMBROŽ, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

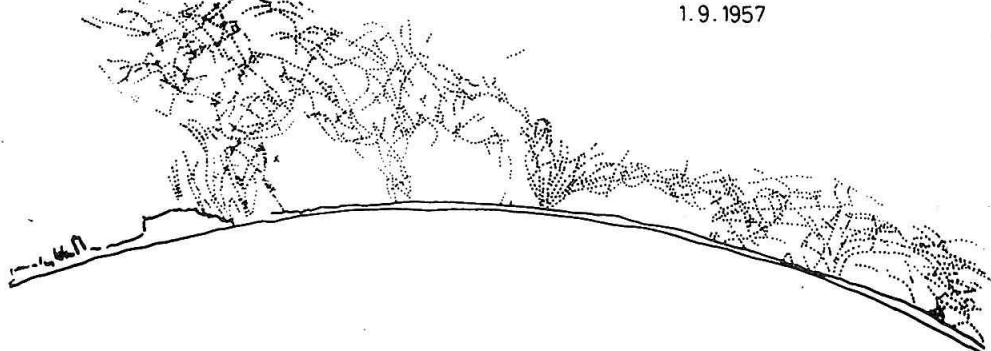
Na vybraných případech pozorování klidných protuberancí jsou ukázány některé interpretační možnosti, které skýtají metody extrapolace fotosférických magnetických polí do korony.

Protuberance jsou jedny z mála aktivních jevů na Slunci, u nichž můžeme pozorovat jejich strukturu až do výše 10^5 km nad úrovní fotosféry. Kladné protuberance navíc jen velmi zvolna mění svoji polohu, tvar a strukturu a tak je možné syntetizovat poznatky z přechodu filamentu po slunečním disku, kdy pozorujeme spíše jeho horizontální strukturu až do okamžiku, kdy se nám při okraji jeví jako protuberance a vidíme více či méně zřetelně jeho strukturu vertikální.

Z tohoto hlediska můžeme soudit, že protuberance jsou útvary jejichž trojrozměrné uspořádání je velmi těsně vázáno na trojrozměrné uspořádání magnetického pole na rozhraní dvou oblastí podélné komponenty magnetického pole opačné polarity.

V tomto referátu se v krátkosti zmíníme o dvou aspektech této problematiky. V první řadě je třeba konstatovat, že již jednoduchá fotografická pozorování provedená koronografem přinášejí při interpretaci řadu obtíží. Jako příklad uvedeme staré, ale výstižné pozorování klidné protuberance z 1. září 1957. Na Obr. 1 je uvedena kresba struktury vláken tak, jak byla odvozena složením šes-

1.9.1957

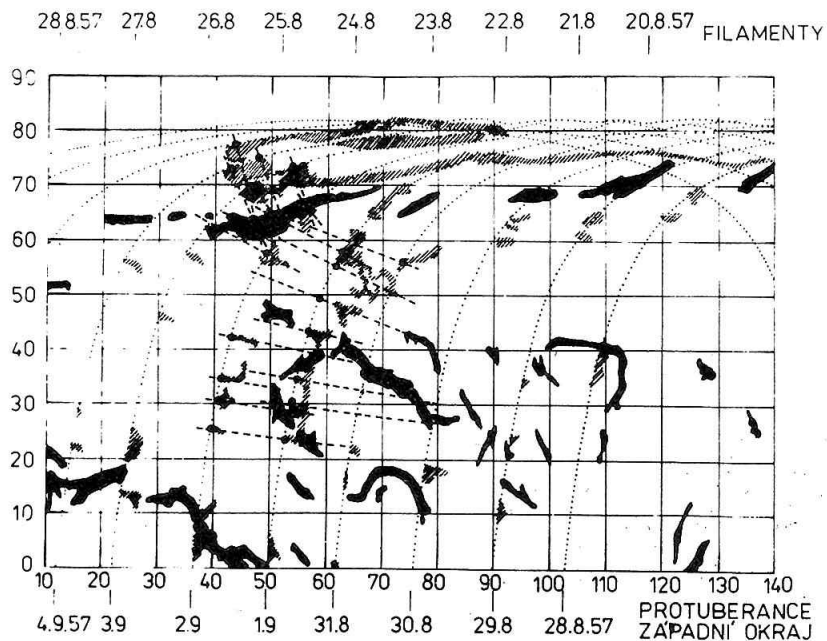


Obr. 1 - Struktura vláken klidné protuberance z 1. září 1957.

ti snímků, které byly pořízeny zhruba v průběhu jedné hodiny, kdy ale nedošlo k žádným pozorovatelným strukturálním změnám. Jednalo se o typickou klidnou protuberanci, která již dvě otočky před datem pozorování na okraji byla lokalizovaná v stejné oblasti slunečního povrchu.

Z obrázku je patrné, že protuberance je složená z velikého počtu vláken, která tvoří celkovou konfiguraci protuberance. Je typické, že protuberance je propojená s chromosférou prostřednictvím několika "noh". Vlastní struktura na obrázku ukazuje, že v levé části protuberance, která zasahuje do větších výšek, nacházíme poměrně neuspořádaný shluk vláken, u nichž nevidíme výraznou pravidelnost. Zde zdánlivě lze souhlasit s názorem, že tvar vláken je ovlivňován náhodnou a neuspořádanou turbulencí uvnitř protuberance. Naproti tomu střední část protuberance ukazuje, že vlákna vycházejí z chromosféry a tvoří "nohy" protuberance a v oblasti, kde dvě sousední jsou propojena je zřetelně patrné zkroucení svazku vláken. Pravá část protuberance je sice méně zřetelná, ale přesto zde opět vidíme pravidelně uspořádané obloukové struktury.

Hlavním problémem při interpretaci takových pozorování je efekt projekce. Při pozorování na slunečním okraji zpravidla filament neleží v pozorovací rovině a tak projekce strukturu protuberance zkresluje. Na obr. 2 je znázorněn rozbor celkové situace. Synoptická mapa, která je sestavená z denních pozorová-



Obr. 2 - Výřez ze synoptické mapy sluneční chromosféry. Černé jsou vyznačeny polohy a tvar filamentů pozorovaných na disku, tečkované vykresleny kružnice slunečního okraje tak jak se promítají do sítě heliografických souřadnic. Šrafované jsou zde současně zakresleny protuberance, pozorované na západním okraji Slunce. Čárkovane jsou vykresleny směry pozorovacích paprsků z vybraných bodů na okraji.

ní na disku znázorňuje /černě/ polohy jednotlivých filamentů v heliografické síti. Do stejné sítě jsou tečkovaně zakresleny polohy čar, představující okraj slunečního disku v dnech, kdy protuberance, která nás zajímá, procházela nad okrajem Slunce. Schematicky šrafovaně jsou zde vykresleny protuberanční útvary tak, jak byly při okraji den po dni pozorovány. Tímto postupem je možné v heliografické síti vykreslit čarkované směry pozorovacích paprsků ve vybraných místech na okraji vůči směru osy filamentu. Pro náš případ tak získáváme několik překvapivých informací. Předně levá a pravá část protuberance tvoří jen zdánlivě jediný celek, ale ve skutečnosti se jedná o dva poměrně dosti vzdálené filameny. Levá část představuje projekci filamentu z polární zóny, který pozorujeme téměř ve směru osy filamentu. Tak si lze vysvětlit velmi neuspořádanou strukturu vláken v této části. Naopak střední a pravá část protuberance odpovídá filamentu ve středních šířkách a při pozorování na okraji hledíme v podstatě na filament z boku kolmo k jeho ose. Odtud je názorně vidět, že základní struktura klidné protuberance je tedy spíše uspořádaná a že má smysl se zabývat matematickým popisem a metodami numerického modelování. Tím se zde poněkud odtahujeme od velmi často propagovaného názoru o neuspořádané turbulentní struktuře klidných protuberancí. Naopak chceme ukázat, že filament či protuberance jsou útvary, které mají síce složitou strukturu, ale kterou alespoň v těch nejjednodušších konfiguracích dokážeme poměrně snadno modelovat.

V další části tohoto referátu budou diskutovány některé podmínky, které jsou nutnými, ale i omezujícími faktory pro numerické modely. Úlohu zredukujeme tak, že přijmeme předpoklad, podle něž struktura protuberance je tvořena trubicemi magnetického toku "naplněnými" protuberanční plazmou.

Pro naše sledování je rozumné si vymezit v koronálním prostoru určitý, ne příliš velký, ohraničený objem. Z důvodu numerických výpočtů je nejvýhodnější zvolit hranice tak, že dolní hranice je totožná se sluneční fotosférou, boční hranice jsou kolmé k povrchu i k sobě navzájem. Zhora tento objem není třeba uzavírat již proto, že například intenzita magnetického pole s výškou velmi výrazně klesá a tak poměrně brzy se dostaneme do situace, kdy v této souřadnici máme nulovou hraniční podmínku.

Nyní v tomto objemu analyzujeme podmínky, které potřebujeme znát, abychom mohli kvantitativně popsat magnetickou energii. Magnetická energie je daná hodnotou integrálu:

$$M = \int_V \frac{|\vec{B}|^2}{8\pi} dV = \int_V \frac{|\vec{B}|^2}{8\pi} dx dy dz$$

Abychom tedy M mohli stanovit, potřebujeme znát rozložení \vec{B} v celém našem objemu V , což je problém krajně obtížný. Prakticky to totiž znamená, že buď \vec{B} v objemu V můžeme popsat analyticky a potom se jedná pouze o otázku vyčíslení objemového integrálu, anebo \vec{B} ve V máme určeno diskrétně a numericky a potom je zde problém nalezení vhodné numerické metody. Rozhodně se ale nejedná o snadno překonatelné problémy. Uvažme, co vlastně jsme schopni pozorovat a jak a s jakou kvalitou dokážeme hodnotu \vec{B} ve V stanovit.

Řekněme rovnou, že numerické stanovení \vec{B} v objemu V je krajně obtížné. Dosa-
vadní dostupné metody měření magnetických polí jsou poměrně dobře rozvinuté
pro měření ve fotosférických absorpčních spektrálních čarách. V zásadě je mož-
né v úrovni fotosféry s použitím jedné čáry získat velikost všech tří kompo-
nent vektoru \vec{B} ovšem pouze v jedné rovině. Použitím dvou či více spektrálních
čar je možné měřit na několika hladinách současně, avšak pouze v rozmezí fo-
tosféry, tj. ve vrstvě 300 - 400 km tlusté. Při případném využití některých
chromosférických čar již vzniká problém jejich šíře a definice jejich konkrét-
ní výškové hladiny.

Obzvláště obtížná situace je v koróně, kde se jedná o prostředí opticky ten-
ké a proto pojem určitých výškových hladin je zatím naprosto nezvládnutelný.
Je sice pravda, že v minulosti byla prováděna měření intenzity magnetického
pole v protuberancích a měření směru vektoru pole v pozorovací rovině v pro-
tuberancích i v koróně. Byla to však pouze pozorování na okraji a tuto proble-
matiku lze uzavřít konstatováním, že doposud se nepodařilo pozorovatelsky za-
jistit znalost \vec{B} v objemu V tak, abychom z těchto měření si mohli udělat před-
stavu o hodnotě M v objemu V .

Jako prakticky schůdnější se jeví jiná cesta, která využívá určitá dílčí dos-
tupná pozorování a některé předpoklady k tomu, aby bylo \vec{B} možno v objemu V
extrapolovat a tedy vyjádřit buď analyticky případně numericky v předepsané
formě. Většina magnetografů měří podélnou komponentu pole, tj. hodnoty na dol-
ní hranici našeho objemu. V důsledku zakřivenosti slunečního povrchu je na
disku měřená hodnota pole totožná s veličinou $B_z / z = 0$ pouze v těsném okolí
středu disku. Se vzrůstající vzdáleností od středu se rozdíl mezi měřenou hod-
notou a jejím očekávaným významem silně zvětšuje. Údaje na ostatních rozhra-
ních prakticky nelze měření získat a tak zpravidla hodnoty odvozené z něja-
kého výpočtu mají stejnou věrohodnost jako hodnoty zadané například konstan-
tou, či ještě jednodušejší, hodnoty nulové.

Pokud jde o metodiku extrapolace, je třeba mít stále na zřeteli, že v zásadě
vždy máme k dispozici pouze určité hodnoty B zjištěné na dolním rozhraní. Z
takto zadaných okrajových podmínek dokážeme jednoznačně bez dalších dodateč-
ných podmínek extrapolovat v našem studovaném objemu magnetické pole, jehož
konfigurace je potenciálová, tj. bezproudová. Přestože to není naprosto nez-
bytné, předpokládáme, že takové konfigurace se vytvářejí především v objemech
s velmi nízkou vodivostí, což pro Slunce nepřímě znamená objem s vakuem bez
plazmy. V takovém přiblížení je potom samozřejmé, že výsledek a tedy i přes-
nost extrapolace závisí na formě a přesnosti zadání okrajových podmínek. Do-
posud v extrapoláčnické praxi byla použita celá řada metod zadání okrajových
podmínek pro tuto úlohu a bylo zjištěno, že konečný výsledek se případ od pří-
padu zřetelně liší.

Jestliže pro bezproudové konfigurace dokážeme magnetické pole extrapolovat
poměrně uspokojivě, pro konfigurace proudové je situace nepoměrně obtížnější.
Obecně totiž platí, že kromě proudových systému na rozhraní mohou existovat
i uzavřené proudové systémy uvnitř objemu V . Pozorovatelsky jsme schopni prou-
dové systémy odhalit pouze z dobré znalosti rozložení magnetického pole. Z rov-

nic elektrodynamiky totiž vyplývá

$$\operatorname{rot} \bar{B} = \frac{c}{4\pi} \bar{j}$$

a pro hustotu proudu tedy

$$\bar{j} = \frac{4\pi}{c} \operatorname{rot} \bar{B}$$

což v pravých souřadnicích vede k

$$j_x = \frac{4\pi}{c} \left(\frac{\partial B_z}{\partial y} - \frac{\partial B_y}{\partial z} \right)$$

$$j_y = \frac{4\pi}{c} \left(\frac{\partial B_x}{\partial z} - \frac{\partial B_z}{\partial x} \right)$$

$$j_z = \frac{4\pi}{c} \left(\frac{\partial B_y}{\partial x} - \frac{\partial B_x}{\partial y} \right)$$

Z těchto tří výrazů vidíme, jak je obtížná situace, jestliže máme k dispozici pouze měření podélné komponenty v jedné spektrální čáře. V takovém případě totiž nelze z magnetických pozorování proud odvodit vůbec a jsme schopni stanovit pouze derivace $\partial B_z / \partial x$ a $\partial B_z / \partial y$. Jestliže máme k dispozici tříkomponentní magnetogram, můžeme stanovit rozložení hodnoty j_z . Jestliže tzv. vektormagnetografem budeme moci měřit ve dvou výškových hladinách, lze potom stanovit i derivace $\partial B_y / \partial z$ a $\partial B_x / \partial z$ a tak alespoň pro tenkou vrstvu budeme schopni ve fotosféře řešit proudovou úlohu úplně. Pro horní chromosféru a korónu je tento postup zatím neúčinný a je jen velmi malá naděje, že takovým způsobem bude možné v tomto prostoru někdy postupovat.

Nejschůdnější cestou pro pochopení realizovaných stavů a konfigurací v prostoru nad fotosférou je kombinování řady metodik zahrnujících přímá pozorování i různé formy zjednodušených, ale věrohodných matematických modelů.

Monochromatická pozorování protuberancí i koronálních útvarů ukazují, že u těchto objektů téměř vždy pozorujeme výraznou vláknitou strukturu, která je tím výraznější, čím proměnlivější se sledovaný útvar chová. Zvláště u protuberancí lze konstatovat, že nepřítomnost vláknité struktury na jejich fotografických snímcích je příznakem malého rozlišení resp. špatné kvality obrazu.

Tvar těchto vláken i jejich ukotvení ve fotosféře nasvědčuje tomu, že všechny pozorované struktury jsou vytvářeny plazmatickými provazci v nejrůznějších konfiguracích, kde osa provazce je rovnoběžná se směrem celkového vektoru intenzity magnetického pole. Odtud vyplývá možnost modelovat tyto útvary konfiguracemi magnetických siločar.

Základní problém je tedy následující: nalézt takovou numericky modelovanou konfiguraci magnetických siločar, která při vhodné orientaci vůči našemu pozorovacímu paprsku vykazuje podobnost mezi modelem a pozorovaným objektem v maximálním množství podstatných rysů. Podaří-li se takový modelový příklad nalézt a jsou-li použita zjednodušení dostatečně fyzikálně únosná, potom je možné uspokojivě analyzovat model a snažit se tak jeho prostřednictvím pochopit

fyzikální podstatu pozorovaného jevu. Cílem tohoto příspěvku je ukázat na některé praktické postupy i problémy, s nimiž se při této práci setkáváme.

Dosavadní modelová představa o klidné protuberanci se vytvářela již od třicátých let tohoto století a je stavěna na některých faktech, jejichž soubor je mírně řečeno neúplný. Klidná protuberance se vyskytuje na rozhraní dvou protikladných oblastí tzv. podkladového magnetického pole. Byly pozorovány filameny na disku, jejichž šíře nad neutrální čarou byla pouhých 6000 km, délka podél neutrální čáry 200 000 km a podle profilu při průchodu okrajem výšky kolem 75 až 100 000 km. Na tomto základe bylo nasnadě filament postulovat jako plazmatickou desku s rozměry výše uvedenými. Poněvadž filameny se často doslova "vznášejí" v koronálním prostoru, bylo možné uvažovat o jejich zavěšení v magnetickém poli spojujícím obě polarity. Tento model byl řadou autorů rozpracován a lze říci, že až doposud je to pro tento typ protuberancí nejlépe rozpracovaná modelová představa. Popis vláknité struktury uvnitř desky byl převeden na neuspořádanou turbulenci a řada pozorovaných jevů byla poměrně násilně do tohoto modelového schématu implantována. Materiál pro tento útvar se u tohoto modelu zpravidla čerpal prostřednictvím kondenzace z koróny. Doba života takového útvaru je dlouhá, řádově 7 - 8 otoček. Podporou pro tuto hypotézu byla i některá kinematografická pozorování, podle nichž v protuberanci materiál stéká shora dolů. Nevýhodou valné většiny těchto modelových studií bylo, že analytická řešení byla převážně dvojrozměrná a vektorové komponenty ve směru podélné osy filamentu byly zanedbávány resp. pokládány za nulové. Tak se stalo, že problematika klidných protuberancí byla více či méně již považována za vyřešenou a tedy i z vědeckého hlediska za neatraktivní.

Rad bych zde na několika příkladech předvedl alternativní koncepci filamentárního modelu, která zcela obstojí výše uvedeným kritériím a navíc staví problematiku filamentů do stejné teoretické roviny jako otázku erupcí a některých koronálních útvarů.

Prvním aspektem, který zde budeme diskutovat, je otázka struktury koronálního magnetického pole v bipolární magnetické oblasti. Jak bylo uvedeno výše, dokážeme strukturu pole v koróně v bezproudovém přiblížení spočítat s přesností odpovídající zadání okrajových podmínek, a tak je zajímavé porovnat výsledky alespoň dvou zadání.

Jestliže rozložení $B_z / z = 0$ je zadáno spojitou funkcí, potom i struktura koronálního pole a tedy také struktura siločar je homogenní a jedná se o systém oblouků, spojujících opačné polarity. Jestliže zvolíme zadání $B_z / z = 0$ nespojitě ve formě diskretních zdrojů magnetického toku, potom i rozložení siločar a struktura pole v koronálním prostoru v okolí rozhraní polarit je značně nepravidelná. Při rozložení zdrojů na hranicích hypotetických šestiúhelníkových supergranulárních cel dostáváme v zásadě několik výškových úrovní, na nichž se kumulují vrcholy oblouků. Nejnižší výškovou hladinou je úroveň chromosféry, kde kulminují konfigurace související v podstatě s intergranulárními zdroji. V oblasti vzájemných hranic obou polarit je tato struktura narušena a nahrazena oblouky, které propojují opačné polarity v dimenzích jedné supergranule. Do koróny se v takové konfiguraci dostává jen malé množství magnetické

ho toku a nalezené siločárové struktury obvykle propojují těžiště obou oblastí opačné polarit. Z toho, co jsme vložili do zadání - tj. diskrétní rozložení zdrojů na dolním rozhraní jsme dostali odpovídající vertikální členění oboukovitých útvarů. Z hlediska klidných protuberancí je podstatná existence totálního propojení obou polarit v těsné blízkosti společných hranic obou oblastí a určitá deprese magnetického toku v oblasti mezi "protuberanční" a "koronální" výškovou úrovní. Zatímco první útvar budeme dále diskutovat z hlediska přiblížení se k modelu filamentu, druhý útvar je možno hodnotit jako postačující podmínku pro vznik tzv. koronálního dómu, často interpretovaného jako hustotní depresi koróny v těsném okolí klidných protuberancí. Odtud lze uzavřít, že přítomnost hustotní deprese nad protuberancí vyplývá přímo ze zadání okrajových podmínek a nemusí tedy být důsledkem údajného odčerpání protuberanční hmoty v důsledku kondenzace z této oblasti. Předložená proudová konfigurace má vlákna siločar kolmá na čáru rozhraní polarit. Konstatujme, že pozorování na disku jednoznačně ukazují, že jemná struktura filamentů je tvořená vlákny rovnoběžnými či téměř rovnoběžnými se směrem podélné osy filamentů. Znamená to, že je velmi pravděpodobně, že původní oblouky kolmé k rozhraní polarit jsou v důsledku velkorozměrové horizontální konvekce deformovány protisměrným pohybem obou zakotvení ve směru rovnoběžném s rozhraním polarit. Tento proces připomínající stříh je možné teoreticky popsat v prvním přiblížení tak, že rotace vektoru \vec{B} není nulová a tedy že jsme bezproudovou konfiguraci změnili na konfiguraci proudovou. Obecně takové proudové konfigurace mohou být nestabilní, poněvadž v nich působí elektromagnetické síly, které nemusí být v rovnováze s ostatními silami působícími na plazmatickou konfiguraci. Existuje pouze určitý, úzce omezený typ konfigurací, které jsou stabilní, v nich tyto elektromagnetické síly jsou nulové a kterým proto říkáme bezsilové. Je pro ně tedy typické, že se jedná o konfigurace proudové a stabilní. Obecně v našem objemu resp. na jeho dolním rozhraní mohou existovat horizontální konvektivní pohyby, které jsou nelineární, tj. vektor rychlosti na našem rozhraní mění směr i velikost nelineárním způsobem. Výpočet koronální struktury pole za těchto okolností je potom tzv. nelineární úloha a máme pro ní několik partikulárních postupů a řešení. Jestliže je charakter deformace v celé studované oblasti stejný, potom řešíme lineární problém s konstantní deformací, kde jsou řešení dostupná zhruba stejně snadno, jako v bezproudovém přiblížení. Pokusme se nyní tyto jednoduché a dostupné postupy aplikovat na úlohu související s modelem filamentu v oblasti těsně kolem rozhraní polarit. Pro jednoduchost zadáme rozložení $B_z / z = 0$ analyticky a co nejjednodušeji. Řekneme, že rozhraní polarit je přímka, po jejíchž obou stranách intenzita pole narůstá s opačnou polaritou podle sinové funkce. Budeme uvažovat v pravouhlém souřadném systému, kde osa y je totožná s rozhraním polarit, osa x je k ní kolmá a leží v rovině fotosféry. Osa z udává výšku nad povrchem. Výpočet na základě předchozích úvah představuje v podstatě možnost porovnat bezproudové a proudové konfigurace.

Předpokládejme tedy, že na úrovni fotosféry je normální komponenta pole popsána výrazem

$$B_z(z=0) = B \sin k_x x$$

kde platí $-\frac{\pi}{2} \leq k_x x \leq \frac{\pi}{2}$. Potom B je magnetická indukce na okraji vyšetřované zóny $k_x = \frac{\pi}{L_x}$ a L_x je charakteristický rozměr odpovídající šíři oblasti ve směru kolmém na neutrální čáru. Rozložení $B_z / z = 0$ je ve směru rovnoběžném s neutrální čarou konstantní. Pro jednotlivé složky magnetické indukce ve vyšetřovaném objemu dostaneme v případě dodržení bezsilové podmínky vztahy

$$B_x = -\frac{B}{k^2} k_x (k^2 - d^2)^{1/2} \cos k_x x \cdot e^{-(k^2 - d^2)^{1/2} z}$$

$$B_y = -\frac{B}{k^2} k_c d \cos k_x x \cdot e^{-(k^2 - d^2)^{1/2} z}$$

$$B_z = \frac{B}{k^2} k_x^2 \sin k_x x \cdot e^{-(k^2 - d^2)^{1/2} z}$$



Obr. 3 - Snímka klidné protuberance pořizená v Ondřejově dne 26.6.1978.

kde $k^2 = k_x^2 + k_y^2$, když $k_y = \frac{\pi}{L_y}$ a L_y je rozměr oblasti ve směru neutrální čáry. Hodnota α je konstantní pro celou oblast a s úhlem β definovaným jako $\text{tg } \beta = B_x/B_y$ je vázána výrazem

$$\alpha = k \cos \beta$$

Pro magnetickou energii potom dostaneme výraz

$$M = \frac{1}{32\pi} \frac{2k_x^2 + k_x^2 k_y^2}{k^2 (k^2 - \alpha^2)^{3/2}} B^2 L_x L_y$$

Při výpočtu tvaru siločar magnetické konfigurace používáme vztahů pro B_x , B_y , B_z .

Pro porovnání výpočtu s pozorováním použijeme snímek klidné protuberance pořízený dne 26.6.1978 protuberančním koronografem v Ondřejově, který je reprezentován na obr. 3. Vlákna v této protuberanci vytvářejí nad neutrální čarou tunelový útvar, kde odpovídající zakotvení jednotlivých oblouků jsou vůči kolmici k neutrální čáře vzájemně posunuta ve směru osy filamentu. Podobná konfigurace je znázorněna výpočtem na obr. 4 provedeným na základě výše uvedené metodiky při pohledu shora. Úhel vůči ose filamentu odpovídá míře kumulované



Obr. 4 - Tvar siločar magnetické bezsilové konfigurace při pohledu shora. Zde $\beta = 25,84^\circ$.



Obr. 5 - Stejná konfigurace jako na obr. 4 při pohledu z boku.

magnetické energie konfiguraci. Čím je menší, tím je uvolnitelná energie větší. Při úhlu 90° je nulová. Na obr. 5 je pohled na takovou konfiguraci s úhlem $\beta = 25^\circ$ z boku a vidíme, že je zde nesporná podobnost obou obrázků. Zároveň zajímavá rozvaha o množství uvolnitelné energie vyplývá z rozdílu mezi magnetickou energií bezsilové konfigurace a energií potenciálové konfigurace. Hodnoty pro intenzitu magnetického pole 30 G a 60 G v oblasti o rozměrech $L_x = 1 \times 10^9$ cm a $L_y = 2 \times 10^{10}$ cm jsou uvedeny v tabulce 1 v závislosti na deformačním úhlu β . Výraz $\Delta M = M - M / \beta = 90^\circ$ je hodnota magnetické energie deformované konfigurace zmen-

šená o magnetickou energii konfigurace bezproudové a odpovídá tedy skutečné množství uvolnitelné energie během procesu relaxace konfigurace. Je zřejmé, že hodnoty uvolnitelné energie jsou o jeden až dva řády nižší, než je tomu u erupcí a zjevnou příčinou je především malá intenzita magnetického pole. V této souvislosti je třeba konstatovat, že porovnání s erupcemi není náhodné. Na tomto případě chceme ukázat, že podobný modelový popis je použitelný jak pro erupce, tak i pro protuberance. Oba jevy vykazují schopnost náhlého erupčního uvolnění nakumulované magnetické energie, která se zčásti přemění na

kinetickou energii ejektované chromosférické plazmy. U erupcí se jedná o často pozorovaný doprovodný typ protuberance, pro níž je užíván název "sprey". U klidné protuberance se jedná o proces její aktivace a o přeměnu na eruptivní protuberanci. Přestože zde nastíněná paralela není zatím zcela propracována ani pozorovatelsky, ani teoreticky, lze v odborné literatuře nalézt řadu případů pozorování, kde nalézáme mezi oběma jevy mnoho společného. Výše uvedený popis i energetická ocenění zřetelně ukazují, že v každém případě proces eruptivní fáze protuberance pracuje s nepoměrně nižšími energetickými hustotami než je tomu u erupcí a tedy zcela jistě se jedná o efekt kvantitativně odlišný od erupcí, i když kvalitativně by se mohlo jednat o procesy velmi blízké.

Při pozorování eruptivních protuberancí jsme zpravidla svědky tzv. roztáčení vláken protuberance v konfiguraci. Znamená to, že před aktivací byla konfigurace klidné protuberance stočená. Tuto skutečnost lze interpretovat tak, že zřejmě prosté stříhové deformování není postačující pro vznik nestability, u níž by proběhla aktivace eruptivní protuberance. Principiálně ale stříhová i spirálová deformace jsou si kvalitativně podobné a obojí mají příčinu v deformačních jevech na dolním rozhraní, tedy ve fotosféře. Je tedy zcela přijatelné, že pouze klidná protuberance se strukturou určitého typu se může vyvinout v protuberanci eruptivní. Z pozorování víme, že ne každá klidná protuberance se musí dostat až do eruptivní fáze, ba právě naopak dochází k tomu poměrně zřídka.

Z toho, co jsme uvedli je patrné, že kolem této naší problematiky je ještě řada věcí nejasná, avšak lze očekávat, že právě výzkumem v tomto směru můžeme získat řadu poznatků o celé škále procesů, které probíhají na rozhraní opačných polarit fotosférických magnetických polí i o průběhu nestabilit, které při výzkumu sluneční aktivity mají zcela zásadní význam.

TABULKA 1

B = 30 G

B = 60 G

ξ	M [erg]	ΔM [erg]	M [erg]	ΔM [erg]
5°	1,301 · 10 ³⁰	1,188 · 10 ³⁰	5,205 · 10 ³⁰	4,751 · 10 ³⁰
10°	6,531 · 10 ²⁹	5,397 · 10 ²⁹	2,613	2,159
20°	3,316	2,182	1,326	8,723 · 10 ²⁹
30°	2,268	1,134	9,073 · 10 ²⁹	4,536
40°	1,764	6,300 · 10 ²⁸	7,058	2,521
50°	1,481	3,470	5,922	1,385
60°	1,310	1,760	5,239	7,020 · 10 ²⁸
70°	1,207	7,300 · 10 ²⁷	4,828	2,910
80°	1,152	1,800	4,607	7,000 · 10 ²⁷
90°	1,134		4,537	

Rok maxima slnečnej činnosti

A. ANTALOVÁ, Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

V práci sú diskutované projekty Roka maximálnej slnečnej činnosti /SMY/, jeho štruktúra a výsledky. Uvedený je prehľad súčasných modelov a klasifikácia chromosférických erupcií.

ÚVOD

Rok maximálnej slnečnej činnosti - Solar Maximum Year /SMY/ bolo medzinárodné koordinované pozorovanie vývoja aktívnych oblastí na Slnku v čase od 1. augusta 1979 do 28. februára 1981, teda v období maxima 21. cyklu slnečnej činnosti. SMY bol organizovaný:

Vedeckým výborom pre slnečno-zmeskú fyziku /SCOSTEP/, Medzinárodnou astronomickou úniou /IAU/,

Medzinárodnou úniou pre geodéziu a geofyziku /IUGG/,

Medzinárodnou úniou pre čistú a aplikovanú fyziku /IUPAP/,

Výborom pre kozmické výskumy /COSPAR/.

Základný výskumný program SMY bol zameraný na chromosférické erupcie a mal tri podprogramy:

1. FBS - štúdium akumulácie erupčnej energie /preds. Z. Švestka/.
2. SERF - štúdium uvoľnenia energie v erupcii, /preds. D. Rust/.
3. STIP - štúdium poerupčných prejavov v medziplanetárnom priestore, /preds. M. Dryer/.

Koordinované pozorovania Slnka prebehli v nasledovných časových intervaloch:

1. august - 20. december 1979
1. apríl - 1. júl 1980
1. september - 31. október 1980

Po ukončení SMY bol dodatočne určený ďalší interval:

1. apríl - 30. jún 1981.

Predsedom SMY bol menovaný prof. C. de Jager a tajomníkom P. Simon. Na pozorovaniach počas SMY sa zúčastnilo 17 krajín a dve družice so špeciálnymi prístrojmi pre výskum erupcií na palube:

SMM - solár maximum mission a
Hinotori /Astro-A/

Projekt STIP vyžadoval koordinované údaje z niekoľkých ďalších družíc, nachádzajúcich sa vo vzájomne výhodných pozíciách. Ich zoznam je uvedený v ďalšom odseku.

Výsledky získané počas SMY boli zhodnotené na S M Y s y m p ó z i u , ktoré sa konalo v máji 1982 v Ottawe.

PROJEKTY F B S, S E R F a S T I P

Úvodom poznamenávam, že vzhľadom na účasť Astronomického ústavu SAV v projekte FBS a čiastočne v projekte SERF, údaje o jednotlivých projektoch nie sú vyvážené. Najmä projekt STIP je v tomto článku uvedený iba v základných rysoch.

a/ F B S

Hlavný pozorovací program FBS prebiehal v máji, júni, septembri a októbri 1980. Relatívne kludné obdobie v septembri 1980 bolo zamerané na pozorovanie j a s n ý c h r ö n t g e n o v ý c h b o d o v . Na družici SMM prebehlo 6 experimentov. Na FBS akciách sa počas vybraných krátkych intervalov zúčastňovali rádioteleskopy s veľkou rozlišovacou schopnosťou:

Very Large Array - VLA
Westerbork Synthesis Radio Telescope, Bonn
Owens Valley.

Získané výsledky boli posudzované na troch pracovných poradách:

vo februári 1981 v Greenbelt, USA
v marci 1981 na Kryme, ZSSR a
v októbri 1981 v Annecy, Francúzsko.

V Annecy pracovalo 7 pracovných skupín na určení prederupčnej aktivity ako aj na časovo-priestorovom výskyte jednotlivých ohnísk erupcií. Prácu skupín viedli určení koordinátori.

Pre FBS projekt boli vybrané nasledovné aktívne oblasti:

1. AO /aktívna oblasť/ NOAA č. 2456
19. - 22. máj 1980, koordinátor J. H a r v e y
21. mája 1980 o 21^h 07^m UT bola pozorovaná v AO 2456 erupcia 2B, X1.
2. AO 2469
22. - 27. mája 1980, koordinátor V. G a i z a u s k a s
28. a 29. mája 1980 spolu 5 väčších erupcií.
3. AO 2490
10. - 13. jún 1980, koordinátorka F. C h i u d e r i - D r a g o

4. AO 2517

16. - 24. jún 1980, koordinátorka S. M a r t i n
21. júna 1980 o 00^h 59^m UT erupcia 2N, M2 /pozri Obr. 4/.

5. AO 2522/2530

24. - 30. jún 1980, koordinátor E. S c h m a h l
23., 25. a 27. júna 1980 spolu 5 väčších erupcií.

6. Jasné röntgenové body

11. a 12. septembra 1980, koordinátorka F. T a n g

7. AO 2744

20. - 25. október 1980, koordinátor L. D e z s ů.

8. AO 3157/3159

12. - 16. jún 1981, koordinátor K. L a n g.

Pri hodnotení FBS je treba podotknúť, že hoci boli získané vývojové postupnosti pre niekoľko veľkých erupcií, predsa v uvedenom období sa nevyskytla žiadna naozaj veľká erupcia, ktorá by bola sprevádzaná mimoriadne silnými röntgenovými a mikrovlnnými zábleskami.

Po S M Y s y m p ó z i u v Ottawe bola štruktúra projektu FBS zmenená. Hľadanie všeobecných zákonitostí platných pre vznik erupcií bude pokračovať v nasledovných štyroch študijných skupinách:

- A/ Homológia erupcií. /Koordinátori Martres, Woodgate/
- B/"Vynárajúci sa"tok. /Gaizauskas, Priest/
- C/ Pohyby súvisiace s erupciami. /Moore, Emslie/
- D/ Krátkodobé zmeny vedúce k impulznej fáze erupcie. /Hurford, van Hoven/.

b/ S E R F

V projekte SERF počas SMY pracovali štyri pracovné skupiny:

1. Prenos energie v skupinách

Koordinátor M. M a c h a d o

Patrí sem skúmanie chromosférického vyparovania /konvekcie/, vedenie tepla počas erupcie, zväzky urýchlených častíc a ich vplyv na slnečnú atmosféru.

2. Urýchľovanie častíc

Koordinátor J. H e y v a e r t s

V tejto skupine sú skúmané mechanizmy urýchľovania elektrónov a protónov v erupčnej štruktúre magnetického poľa a tiež urýchľovanie častíc vlnami.

3. Impulzná fáza erupcií

Koordinátor M. K u n d u

Interpretácia impulzu tvrdého röntgenového žiarenia a rádiových zábleskov počas erupcie. Ich časová a priestorová súvislosť s mäkkým röntgenovým žiarením a mechanizmom uvoľňovania energie v erupcii.

4. Pohyb hmôt súvisiacich s erupciou

Koordinátor W. W a g n e r

Riešenie otázky znovuspojovania magnetických siločiar počas erupcie. Koronálne tranzienty, ich vznik a pôvod látky, ktorá sa v nich nachádza. Medziplanetárne prejavy koronálnych tranzientov.

Počas 15 SFRF akcií boli predbežne zhromaždené údaje o 346 erupciách. Ich zoznam bude publikovaný v Solar Physics /D. Rust, 1982/.

Feldman, Cheng a Doschek /1981/ na základe röntgenových spektier arupcií, získaných na družici P78-1 usúdil, že mäkké a tvrdé röntgenové záblesky nie sú príčinné spolu viazané, ale sú to dva rozdielne prejavy uvoľnenej erupčnej energie. Zdroj prederupčnej fázy zjasnenia v mäkkom röntgenovom žiarení zdá sa byť lokalizovaný v chladnejších vrstvách slnečnej atmosféry. Pravdepodobne súvisí s magnetickými slučkami nachádzajúcimi sa v prechodovej vrstve medzi chromosférou a korónou, s počiatočnou teplotou 10^5 °K a hustotou 10^{11} častíc v cm^3 . Namerané hodnoty z nameraných spektier svedčia skôr o spojitom príkone energie ako o postupnej aktivizácii susedných slučiek.

Protóny urýchlené počas erupcie interagujú s jadrami okolitých atómov /zväčša H, C, N, O/ a emitujú gama žiarenie. Na družici SMM boli zaregistrované synchronizované pulzy gama a röntgenového žiarenia, čo svedčí o tom, že elektróny a protóny boli urýchlené v magnetickej slučke iba niekoľko tisíc kilometrov dlhej. Urýchlenie protónov počas niekoľkých sekúnd v slučke, ktorá má rozmery iba niekoľko tisíc km je naozaj prekvapením. Väčšina modelov urýchľovania častíc počas erupcie bola založená na Fermiho mechanizme a vyžadovala 2 - 20 minút na produkciu protónov s energiami väčšími ako 10 MeV.

c/ S T I P

Pozorovania charakteristík slnečného vetra boli počas SMY získavané nielen družicou SMM, ale aj družicami:

P i o n e e r 10, 11 a 12

V o y a g e r 1 a 2

V e n e r a 11 a 12

P r o g n o z 8

I S E E - 3, /International Sun-Earth Explorer/

P 7 8 - 1, /Air Force Spacecraft/

H e l i o s 1 a 2 .

Všeobecne bolo očakávané, že erupcie, ktoré emitujú gama žiarenie a ktoré sú situované na západnom okraji Slnka, budú spôsobovať na Zemi najviac protónových spršiek. V skutočnosti Pesses a i. /1981/ zistili, že erupcie spojené s gama žiarením produkujú v oblasti Zeme veľmi málo, alebo žiadne protóny. Pravdepodobne, zväzok protónov, produkujúcich gama žiarenie počas erupcie, smeruje k povrchu Slnka. Už Mathews a Lanzerotti /1973/ uvádzajú argumenty, ktoré svedčia o tom, že protóny, ktoré registrujeme na Zemi po veľkých erupciách, musia byť urýchlené v medziplanetárnom priestore; nie sú to protóny urýchlené priamo počas erupcie v slnečnej atmosfére. Munro a i. /1979/ zistili, že každý rýchly erupčný proces v koróne vytvára rázovú vlnu. Kahler a i. /1978/ našli dobrú koreláciu a časovú následnosť výtryskov koronálnej hmoty a protónových spršiek registrovaných v medziplanetárnom priestore. Okrem toho ich merania svedčia o tom, že čím je rýchlosť koronálneho výtrysku väčšia, tým má rázová vlna väčšiu rýchlosť a registrované protóny väčšiu energiu.

POZOROVANIA ZÍSKANÉ HINOTORI A S M M

H i n o t o r i /Astro-A/ je druhý japonský astronomický satelit. Bol vypustený Inštitútom pre kozmické a aeronautické vedy Univerzity v Tokyu a pracuje od 26. februára 1981. Hinotori nesie 5 prístrojov, ktoré monitorujú celý slnečný disk.

1. röntgenový ďalekohľad, 10 - 60 keV /SXT/,
2. Braggove spektrometre pre spektrálnu oblasť 0,17 - 0,20 nm /SOX/,
3. röntgenový spektrometer, 2 - 20 keV /FLM/,
4. röntgenový spektrometer, 17 - 340 keV /HXM/,
5. gama spektrometer, 240 - 700 keV /SGR/.

Do 31. júla 1981 pomocou hinotori boli získané údaje o 261 erupciách, z toho 13 bolo typu X. Z pozorovaní SOX bolo zistené, že počas impulznej fázy erupcií teplota rastie z 15 na 30 miliónov $^{\circ}\text{K}$. Gama spektrometer /SGR/ zaznamenal spojité spektrum do 7 MeV. Zmerané boli nasledovné emisné čiary: 0,51 MeV /neidentifikovaná/, 0,84 MeV / ^{56}Fe /, 1,02 MeV / $e^+ + e^-$ /, 1,36 MeV / ^{24}Mg /, 1,64 MeV / ^{14}N alebo ^{20}Ne /, 2,22 MeV /D/, 4,44 MeV / ^{12}C /, 6,14 MeV / ^{16}O /.

Družica S o l a r m a x i m u m m i s s i o n - S M M bola vypustená dňa 14. februára 1980 a pracovala 9 mesiacov. Niesla 7 prístrojov a predbežné boli publikované nasledovné údaje:

1. Koronograf/polarimeter

House, Wagner, Hildner a Sawyer /1981/ zistili čistý výskyt H-alfa emisie zo z b y t k o v e r u p t í v n y c h p r o t u b e r a n c i í vo vonkajšej koróne /do $3,7 R_{\odot}$ /. Studený, neutrálny vodík zotrúva v pôvodnom stave hodinu i viac, počas jeho výstupu horúcou korónou. H-alfa emisia n e b o l a z i s t e n á pre s l u č k y t r a n z i e n t o v , čo opäť svedčí o ich koronálnom pôvode.

Počas 52 dní pozorovania bolo identifikovaných 22 tranzientov. Z analýzy plynie, že v čase slnečného maxima /éra SMM/ sa tranzienty vyskytovali vo väčšom intervale heliografických šírok, v porovnaní so slnečným minimom /éra Skylabu/. Rýchlosti tranzientov v oboch prípadoch boli podobné.

2. Ultrafialový spektrometer a polarimeter /UVSP/

Polarimeter, ktorý môže merať štyri Stokesove parametre, umožnil prvé pozorovania Zeemanovho efektu a s ním spojenú kruhovú polarizáciu v ultrafialovej časti spektra, s vlnovými dĺžkami menšími ako 200,0 nm. Tandberg-Hanssen a i. /1981/ uvádzajú, že z pozorovania čiary C IV 154,8 nm, ktorá vzniká v prechodnej vrstve pri teplote 10^5 $^{\circ}\text{K}$, vyplýva hodnota pozdĺžnej zložky magnetickej indukcie viac ako 1000 G, nad umbrou veľkých škvŕn. V prechodovej vrstve nad slnečnými škvŕnami boli pozorované o s c i l á c i e . Ich amplitúda je niekoľko km s^{-1} a periódy v rozmedzí 130 - 190 s. Ďalej bolo zistené, že UV zjavenia v oddelených lokalitách počas erupcie, dobre korelujú s individuálnymi vrcholmi na svetelnej krivke röntgenového žiarenia.

Woodgate a i. /1981/ študovali M2 erupciu z 30. apríla 1980, ktorá sa nachádzala na okraji slnečného disku. Podľa súčasných modelov "prederupčné zahriatie" slučky môže byť spôsobené spojitým nestabilným magnetickým znovaspojením starého a nového magnetického pola. V spomínanom prípade bolo prvé zjasnenie pozorované v p ä t k e d l h e j tenkej slučky a neskôr nasledovalo jej zjasnenie pozdĺž slučky smerom hore. Teoretická enterpretácia sa môže opierať o prácu Spicera /1977/, podľa ktorej magnetická slučka môže byť vnútorne nestabilná bez toho, aby vyžadovala interakciu s okolitým magnetickým polom.

3. Röntgenový polychromátor

Acton a i. /1981/ na základe analýzy 41 erupcií zistili, že erupcie sa prednostne vyskytujú v miestach, ktoré už mali zvýšenú emisiu mäkkého röntgenového žiarenia. Bolo zistené, že v aktívnej oblasti sa vyskytujú najvyššie teploty v nízkych magnetických slučkách /výška okolo 20 000 km/. Pred erupciou teplota má hodnotu 4×10^6 °K; počas erupcie teplota vzrastie na 12 - 22 miliónov °K.

4. HXIS - röntgenový spektrometer

HXIS zobrazoval zdroje tvrdého slnečného röntgenového žiarenia /3,5 - 30 keV/ s priestorovým rozlíšením $8''$. Najdôležitejším výsledkom z HXIS je zistenie, že impulzná fáza tvrdého röntgenového žiarenia v erupciách nie je tepelného pôvodu. Táto netepelná impulzná fáza je veľmi krátka, trvá iba 30 - 60 sekúnd. Hoyng a i. /1981/ zo štúdia obrazov erupcií v tvrdom X žiarení a z H-alfa filtergramov a tiež z máp fotosférických magnetických polí zistili, že emisia vzniká v arkádach slučiek, ktoré sa veľmi líšia v tvrdosti röntgenového žiarenia. V prípade erupcie zo 7. apríla 1980, najjasnejšia H-alfa časť mala súčasne aj najtvrdšie X žiarenie. V prípade erupcie z 10. apríla 1980 H-alfa emisia mala slučkový tvar, pričom mäkkšie X žiarenie bolo vo vrchole slučky a tvrdšie X žiarenie v p ä t e s l u č k y . Počas impulznej fázy boli zistené teploty vyššie ako 80 miliónov °K. Okrem toho bolo zistené, že malé horúce elementy erupcie sú ponorené do rozsiahlejších, chladnejších erupčných oblastí.

5. HXBS - röntgenový spektrometer

Orwig a i. /1981/ zistili zložitú variáciu intenzity tvrdého X-žiarenia počas desatiny sekundy a spektrálne zmeny v intervale niekoľkých sekúnd.

6. Gama spektrometer

Share a i. /1981/ namerali tak spojitú ako aj čiarovú gama emisiu počas erupcie 7. júna 1980 o $03^h 12^m$ UT. Impulzná X a gama fáza erupcie trvala menej ako 50 s. Spojitá emisia bola vyžarovaná elektrónmi s vysokou energiou a mala pulzný charakter. Najjasnejšia gama čiara 2,23 MeV vznikla zachytením neutróna vodíkom /D/ a jej intenzita klesala spojite. Neutróny vznikli pri reakciách energetických iónov.

7. Rádiometer

Willson a Hudson /1981/ z meraní počas prvých 45 dní na SMM zistili strednú hodnotu "slnečnej konštanty" $1368,64 \text{ Wm}^{-2}$ pre strednú hodnotu 1.AU. Absolútna chyba merania je $\pm 0,5\%$.

SÚČASNÉ ERUPČNÉ TEÓRIE

V súčasnosti sa všeobecne prijíma, že energia v erupcii sa uvoľňuje v t u r - b u l e n t n e j p r ú d o v e j v r s t v e /current sheet/, v ktorej prebieha "anomálna" disipácia nepotenciálneho magnetického poľa. Pritom výkon uvoľnenia energie je úmerný j^2/σ a dosahuje maximum počas erupcie tak v dôsledku vysokej hodnoty prúdovej hustoty "j" v prúdovej vrstve, ako aj v dôsledku malej hodnoty anomálnej vodivosti turbulentnej plazmy v prúdovej vrstve.

$$\sigma \ll \sigma = 3 \times 10^6 \text{ T}^{3/2}$$

V mieste, kde sú dve opačne orientované magnetické polia v kontakte vzniká p r ú d o v á v r s t v a . Pri veľkom lokálnom gradiente magnetickej indukcie, vznikajú miestne magnetohydrodynamické nestability napr. koráľková /tearing/ nestabilita. Koráľkovú nestabilitu použilo veľa autorov na vysvetlenie javu chromosférickej erupcie. Donedávna sa v modeloch vyskytoval pomaly druh koráľkovej nestability /Jaggi, 1964; Sturrock, 1966; Heyvaerts a i. 1977/. V súčasnosti Spicer /1977/ prepracoval rýchly, explozívny a viacnásobný druh koráľkovej nestability, ktorý je vhodný na modelovanie kompaktného druhu erupcií a erupčných protuberancií.

Prehľad jednotlivých modelov erupcií je znázornený na Obr. 1.

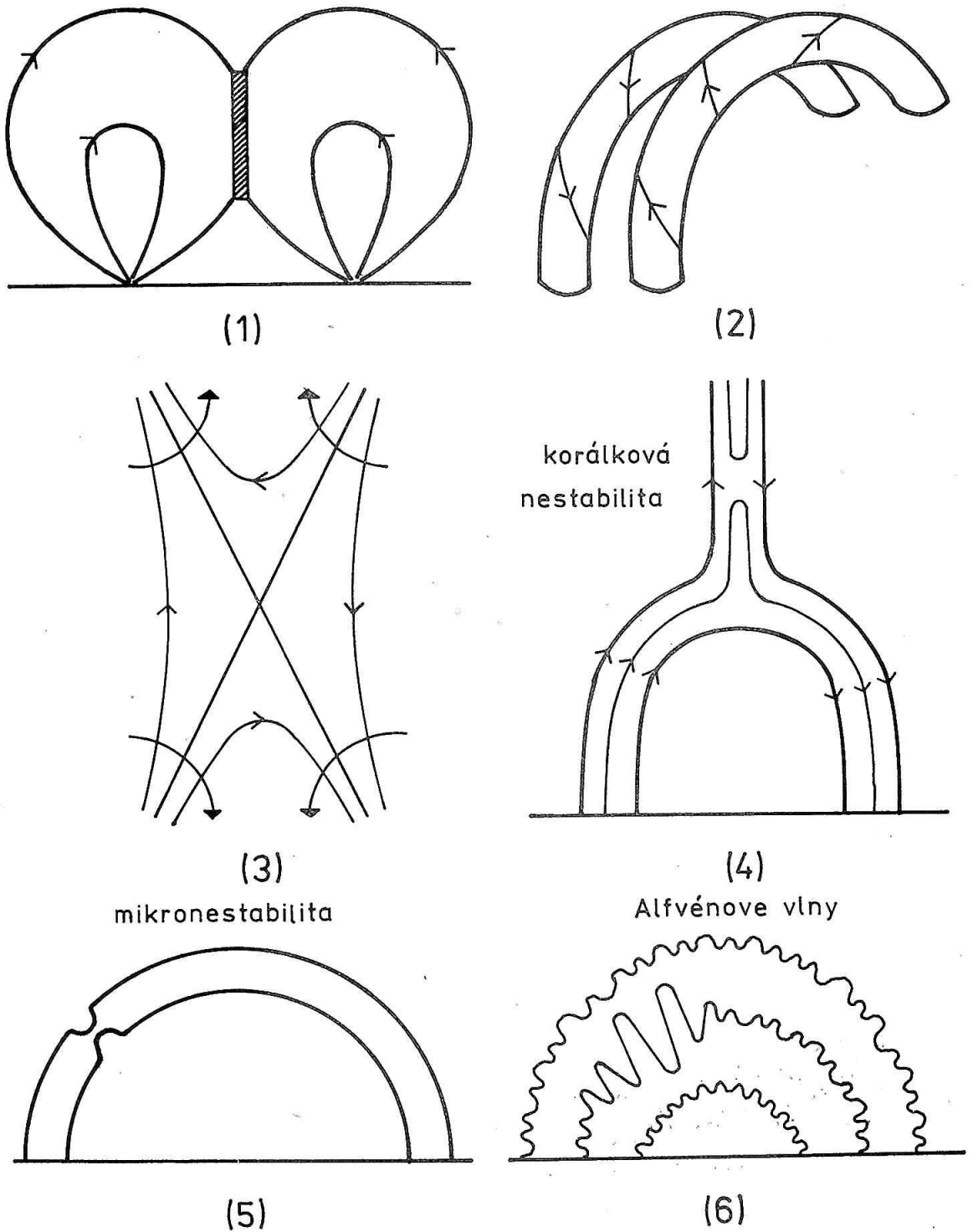
Prvú teóriu erupcií, ktorá využíva p r ú d o v ú v r s t v u vyslovil r. 1958 S w e e t . V jeho modele prúdovú vrstvu tvoria dve susedné bipolárne magnetické oblasti, Obr. 1 /1/.

Gold a Hoyle /1960/ uvažovali prúdovú vrstvu, ktorá vznikne v dotykovej rovine dvoch susediacich magnetických slučiek /pozri Obr. 1 /2/. Príťažlivým rysom tohto modelu je možnosť produkcie mnohých malých erupcií, s vysokou frekvenciou výskytu.

Syrovatsky /1966/ analyzoval parametre kvazistacionárnej rovnováhy v prúdovej vrstve a neočakávanú explóziu pri prechode vrstvy do turbulentného stavu Obr. 1 /3/.

Sturrock /1966/ uvažoval vznik prúdovej vrstvy nad magnetickou a r k á d o u . Táto magnetická konfigurácia má tú užitočnú vlastnosť, že energia, ktorá sa uvoľní v dôsledku napr. koráľkovej nestability v prúdovej vrstve, sa šíri smerom d o l u a vytvorí d v e j a s n é c h r o m o s f é r i c k é v l á k n a /pozri Obr 1 /4/. Na druhej strane, prítomnosť otvorených siločiar, dovoľuje únik častíc s vysokou energiou smerom hore.

Alfvén a Carlqvist /1967/ predložili model, ktorý vysvetľuje vznik erupcie bez prúdovej vrstvy. Model je založený na prerušení elektrického prúdu v slučke, v dôsledku bližšie našpecifikovaného, lokálneho stlačenia magnetickej slučky na priemer asi 80 km. Potrebná erupčná energia môže byť nahromadená v



Obr. 1 - MODELY ERUPCIÍ:

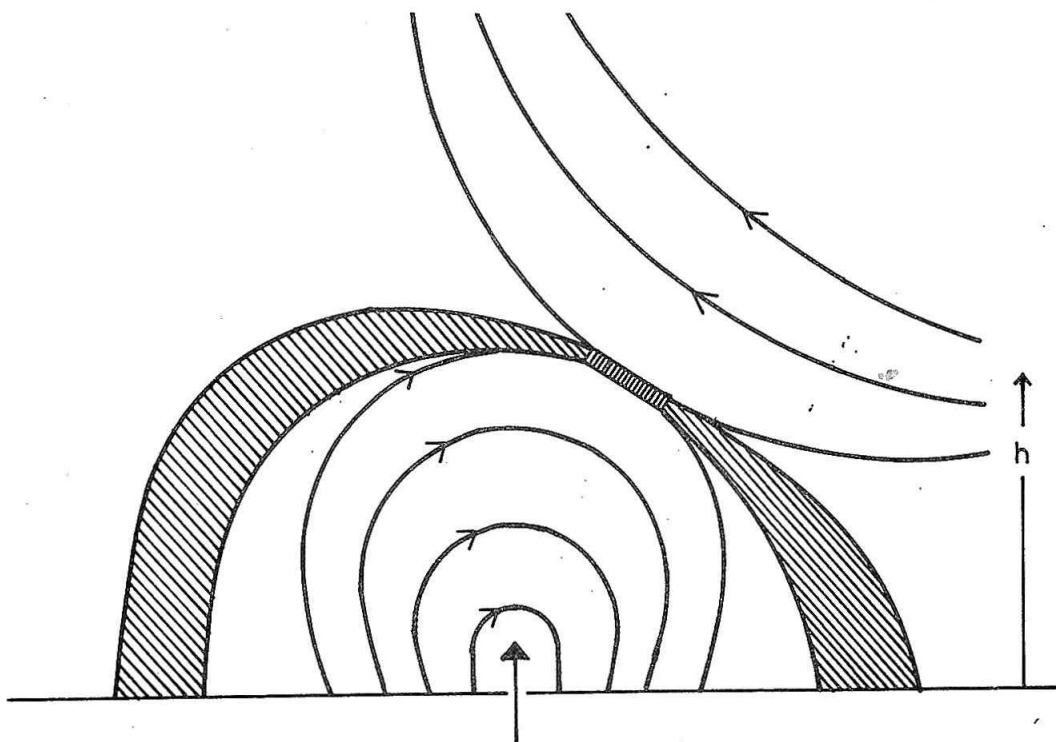
- 1 - Sweetov model prúdovej vrstvy, vytvorený susednými bipolárnymi magnetickými poľami.
- 2 - Goldov-Hoyleov model, v ktorom prúdová vrstva vzniká v rovine dvoch susedných magnetických slučiek.
- 3 - Syrovatskeho model prúdovej vrstvy /bod x/.
- 4 - V Sturrockovom modeli prúdová vrstva vzniká nad magnetickou arkádou. Arkáda je sústava vertikálne usporiadaných magnetických slučiek.
- 5 - Alfvénov-Carlqvistov model so stlačenou magnetickou slučkou.
- 6 - Piddingtonov model erupcie, s veľkou lokálnou amplitúdou Alfvénových vln.

slučke o dĺžke 10^4 km, ktorou preteká celkový prúd 10^{12} A. Za týchto podmienok, ak je prúd v slučke prerušený, erupčná energia sa uvoľní veľmi rýchlo a vznikne dostatočný skok napätia pre urýchlenie častíc, Obr. 1 /5/.

Peddington /1973/ navrhol vysvetliť vznik nestability a teda aj erupcie, veľkou lokálnou amplitúdou Alfvénových vln /pozri Obr. 1-6/.

Podľa súčasných predstáv, modely Syrovatskeho a Piddingtona nemajú dost' výbušný charakter a skôr sú vhodnejšie na vysvetlenie mechanizmu zohrievania koróny ako pre vznik erupcií. Alfvénov a Carlqvistov model /Obr. 1-5/ vyžaduje pre vytvorenie pozorovanej energie erupcií príliš silné elektrické prúdy.

Vďaka laboratórnym pokusom sú teraz fyzikálne vlastnosti prúdových vrstiev lepšie prebádané. Heyvaerts a i. /1977/ vytvorili model súvisiaci s vynáraním nového lokálneho magnetického poľa /pozri Obr. 2/. Pozorovania "poerupčných"



Obr. 2 - Vznik prúdovej vrstvy podľa Heyvaerts a i. /1977/ v dôsledku "vynárania nového lokálneho magnetického poľa" a jeho interakcie so starým magnetickým poľom.

slučiek podporili Kopp-Pneumanov model pre hlavnú fázu erupcie. V roku 1976 Antiochos a Sturrock navrhli, aby sa prudké zvýšenie hustoty koróny, ktoré sa zvyčajne pozoruje niekoľko minút po vzraste teploty vysvetlilo vyparovaním chromosféry.

KLASIFIKÁCIA ERUPCIÍ

V texte tohto článku bola niekoľkokrát použitá röntgenová klasifikácia erupcií. V roku 1970 Baker zaviedol rozdelenie erupcií na tri röntgenové typy: C, M, X. Ako štandard je zvolená emisia v intervale 0,1 - 0,8 nm.

Typ C - žiarivý výkon v intervale 0,1 - 0,8 nm dosahuje počas maxima erupcie hodnotu $10^{-6} - 10^{-5} \text{ J m}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Je to výkon, ktorý nedostačuje na vyvolanie silných geofyzikálnych efektov. V EUV pásme od 50,0 - 80,0 nm je počas erupcie typu C zvýšenie intenzity o 1,5% v porovnaní s hodnotou pred erupciou. V pásme kratších vlnových dĺžok od 10,0 do 50,0 nm dosahuje typ C zvýšenie intenzity o 0,5% v porovnaní s hodnotou pred erupciou.

Typ M - žiarivý výkon počas maxima erupcie dosahuje hodnôt 10^{-5} až $10^{-4} \text{ J m}^{-2} \text{ s}^{-1}$. Erupcia typu M stačí na vyvolanie veľkých geofyzikálnych efektov. Intenzita v extrémne ultrafialovom pásme /EUV/ od 50,0 do 80,0 nm je zvýšená o 20% a v pásme od 10,0 do 50,0 nm o 10% v porovnaní s hodnotou pred erupciou.

Typ X - žiarivý výkon počas maxima tohto typu erupcie je vyšší ako $10^{-1} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. EUV emisia v intervale od 50,0 do 80,0 nm je vyššia o 110% a v pásme od 10,0 do 50,0 nm je vyššia o 55% v porovnaní s hodnotou pred erupciou.

Z hľadiska celkového množstva energie /nie iba röntgenovej/ rozlišujeme:

Poderupciu - subflare, ktorá vyžiari energiu $10^{21} - 10^{23} \text{ J}$.

Priemerné erupcie /1F-2N/, ktoré vcelku vyžiaria energiu $10^{23} - 10^{24} \text{ J}$.

Mohutné erupcie /2B-3B/, ktoré vyžiaria energiu až $5 \times 10^{25} \text{ J}$.

Podľa tvaru erupcie, množstva celkovej uvoľnenej energie, časového priebehu vyžiareného spektra energie a pravdepodobne aj mechanizmu vzniku erupcie rozlišujeme dva typy erupcií:

- 1/ veľké, dvojvláknové erupcie
- 2/ malé, kompaktné, slučkové erupcie.

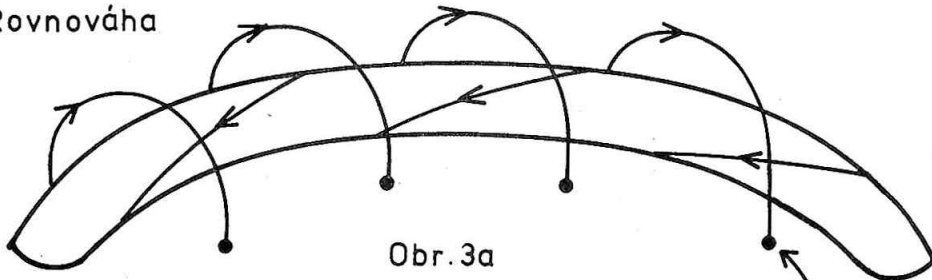
DVOJVLÁKNOVÉ ERUPCIE

Dvojvláknová erupcia je spôsobená nestabilitou magnetickej konfigurácie, v ktorej sa nachádza f i l a m e n t. Na rozdiel od filamentov aktívnej oblasti, ktoré spájajú priestorovo blízke opačné polarizácie nového magnetického poľa a sú situované kolmo na neutrálnu čiaru, filamente sú príznakom rozvinutej resp. starej aktívnej oblasti a sú orientované pozdĺž neutrálnej čiary. V priebehu vývoja AO, keď lokálne magnetické pole starne, jednotlivé vlákna /fibrily/ sú stále viac a viac stáčané /shear/, takže sú skoro paralelné k neutrálnej čiare a kolektívne vytvárajú filament. Je to dlhá magnetická slučka nachádzajúca sa vysoko nad neutrálnou čiarou a je orientovaná pozdĺž nej. V závislosti na magnetickej topológii okolia, resp. na tepelnej nerovnováhe, filament môže expandovať do koróny.

Z hľadiska súčasného modelu dvojvláknovej erupcie rozoznávame štyri fázy erupcie.

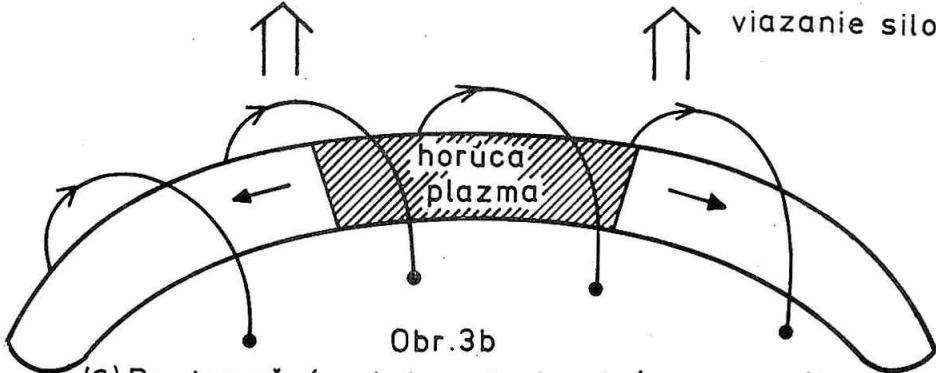
- a/ Pomalé prederupčné stúpanie filamentu do výšky, spôsobené pravdepodobne tepelnou nerovnováhou /pozri Obr. 3b/.
- b/ Eruptívna nestabilita magnetickej arkády, ktorá je sprevádzaná prudkým pohybom filamentu smerom hore /pozri Obr. 3c/.

(1) Rovnováha



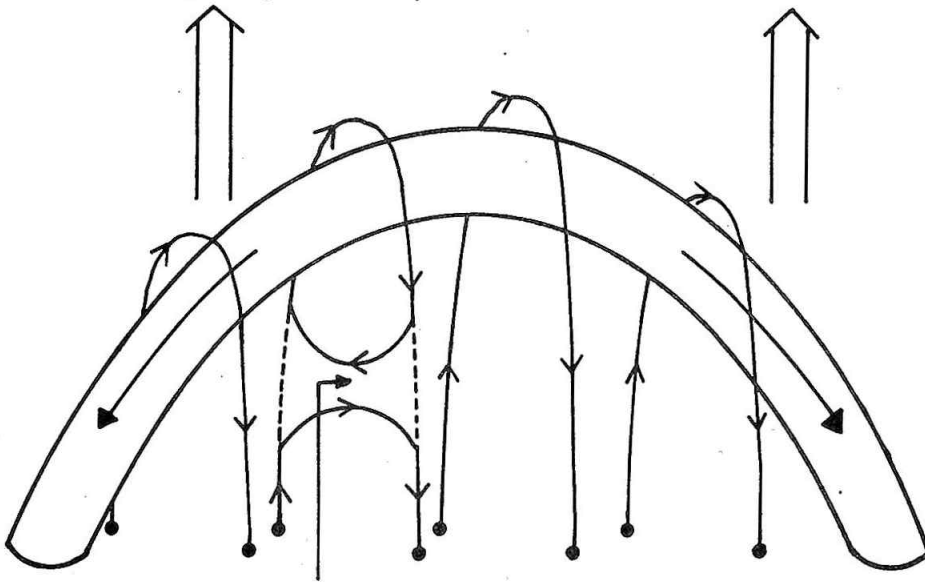
pomalé stúpanie filamentu

viazanie siločiar



(2) Preerupčné zohrievanie - tepelná nerovnováha

rýchle stúpanie filamentu



znavaspojenie

Obr.3c

(3) Fáza vzplanutia - magnetická nestabilita

Obr. 3 - Fázy erupcie.

3a - Magnetická slučka v rovnovážnom stave.

3b - Preerupčná fáza - tepelná nerovnováha.

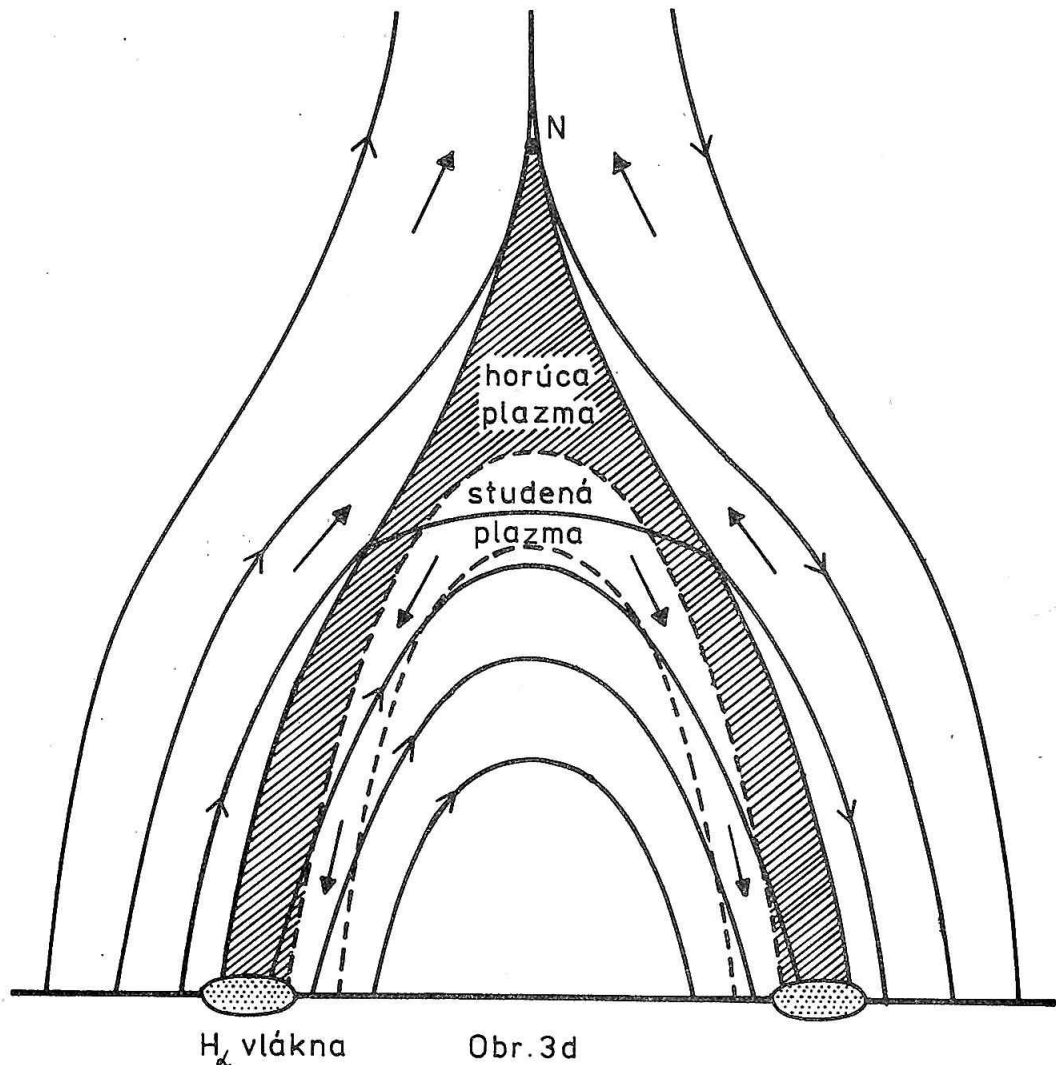
3c - Fáza vzplanutia - magnetická nestabilita.

- c/ Siločiarly magnetického poľa, ktoré boli prerušené /"roztrhnuté"/ do výšky stúpajúcim filamentom /pozri Obr. 3c/ sa začínajú opäť spájať - znovuspojenie /reconnection/.
- d/ Znovuspojenie pokračuje. "Poerupčné" slučky sa znova spájajú vyššie a vyššie, v dôsledku čoho sa H-alfa vlákna navzájom od seba vzdalujú /pozri Obr. 3d/.

Pozorovaný priebeh intenzity elektromagnetického žiarenia počas dvojvláknovej erupcie, najmä H-alfa emisie a röntgenového žiarenia, sa skladá z troch, resp. štyroch kvalitatívne odlišných fáz:

1/ Preerupčná /pre-flare/ fáza

Typicky trvá 10 minút. Počas nej mierne vzrastá mäkká zložka röntgenovej emisie. Znamená to, že oblasť sa zahriala na teplotu niekoľkých miliónov $^{\circ}\text{K}$ a súčasne je to svedectvo o aktívite magnetického poľa.



Obr. 3 - Fázy erupcie.

3d - Fáza vzplanutia - bočný rez magnetickou arkádou.

2/ Fáza vzplanutia /flash/

V priemere trvá 5 minút. Počas fázy vzplanutia tak intenzita, ako aj plocha erupcie prudko rastie. Niektoré erupcie počas prvej minúty fázy vzplanutia majú impulznú fázu. U niektorých erupcií, dokonca plošne veľmi veľkých, impulzná fáza nebola pozorovaná. Je možné, že ich výkon v krátkovlnnej emisii nestačil na zaregistrovanie. Počas impulznej fázy erupcie prudko rastie intenzita tvrdej zložky röntgenového žiarenia /s energiou fotónov $> 30\text{keV}$ / a gamma žiarenia.

3/ Hlavná fáza erupcie

Je to najdlhšie trvajúca fáza erupcie, počas ktorej intenzita elektromagnetického žiarenia klesá na prederupčnú hladinu. Intenzita H-alfa klesá hodinu i viac. Zvýšená emisia mäkkej zložky X-žiarenia trvá 1-2 dní.

Dvojvláknové erupcie súvisia s aktivitou filamentu /Rust a Webb, 1977; Kuiperus a Švestka, 1978/. Filament stúpa do výšky, až kým úplne nezdisipuje na začiatku vlastnej erupcie /"a disparition brusque"/. Rust /1976/ a Vorpahl /1973/ zistili, že pred vznikom väčšiny erupcií sa pozoruje výskyt nového magnetického toku.

JEDNODUCHÉ, ALEBO KOMPAKTNÉ ERUPCIE

Tento typ erupcií má ako základnú magnetickú topológiu magnetickú slučku. Je to typ, ku ktorému je priradená väčšina erupcií a poderupcií. Veľakrát bolo pozorované zjasnenie jednoduchej magnetickej slučky v röntgenových lúčoch, pričom slučka ostáva zdanlivo tvarovo nezmenená, ani sa nezmení jej lokalita. V H-alfa sú najčastejšie zjasnené pätky slučky. Na základe súčasných pozorovacích údajov nie je možné zistiť, či sa magnetické pole v slučke mení, alebo nie. Ak sa zmeny magnetického poľa vyskytujú, potom najprirodzenejším "spúšťovým" mechanizmom erupcie by boli magnetohydrodynamické nestability. V opačnom prípade je nutné hľadať mechanizmus spúšťový nesúvisiaci s magnetickou topológiou.

Najčastejšie sú v literatúre uvažované tri spúšťové mechanizmy pre začiatok erupcie:

1/ Zálivová /kink/ nestabilita

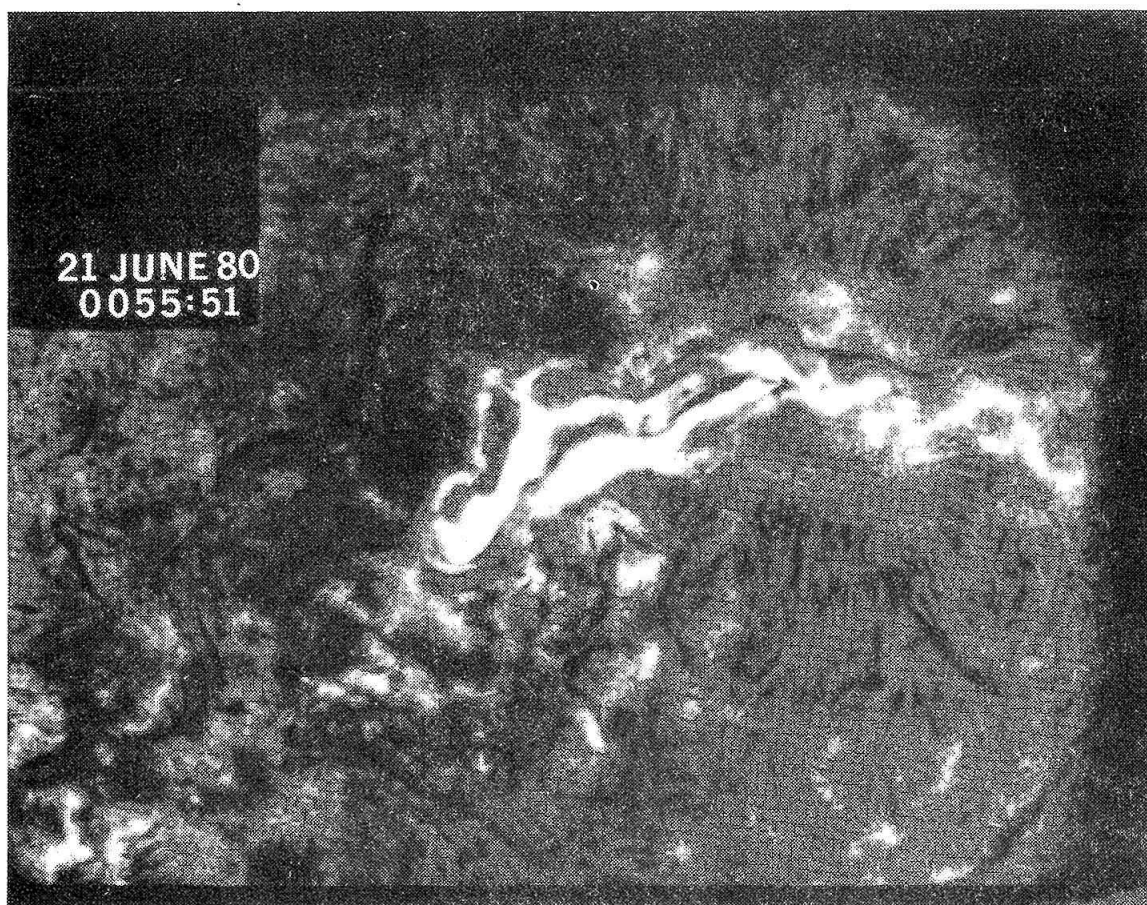
Už dlhšie je známe, že magnetické slučky sú zálivovo nestabilné. Z hľadiska pozorovaní bolo však ťažké vysvetliť, prečo niektoré slučky sú veľmi dlhú dobu stabilné. Vysvetlenie našli v r. 1972 Raadu a v r. 1979 Hood a Priest. Z ich prác vyplynulo, že pozorovaná stabilita slučiek je spôsobená naviazaním slučky na fotosféru /pozri Obr. 3a/. Rovnováha slučky trvá, pokiaľ magnetické siločiar sa neotočia oproti osi slučky o kritický uhol.

2/ Tepelná nerovnováha

Ak sa plazma v slučke zohrieva nastane kriticky stav vtedy, keď žiarivé straty energie nestačia vyrovnat ďalší príkon tepla. Plazma sa prehrieva, rovnováha sa v slučke preruší. Opäť sa rovnováha obnoví až pri teplotách rádu milión $^{\circ}\text{K}$, kedy sa stane efektívnym vedenie tepla.

3/ "Vynárajúce sa pole"

Spúšťovým mechanizmom erupcie je prúdová vrstva, vytvorená interakciou starého lokálneho magnetického poľa a nového "vynárajúceho sa poľa", ktoré stúpa do výšky /Heyvaerts a i. 1977/. Typ vznikajúcej erupcie je pritom determinovaný štruktúrou polí. Prúdová vrstva vznikne na rozhraní oboch polí. Na základe tohto mechanizmu je možné vysvetliť prederupčné zohrievanie, impulznú a hlavnú fázu erupcie.



Obr. 4 - Dvojvláknová erupcia z aktívnej oblasti č. Hale 16918, pozorovaná 21. júna 1980. Začiatok erupcie bol o $00^{\text{h}} 40^{\text{m}}$ UT, maximum o $00^{\text{h}} 55^{\text{m}}$ UT, importancia 2N.

ZÁVER

Jednotlivé erupcie sa veľmi líšia vo veľkosti, tvare, intenzite, spektre a v dĺžke trvania jednotlivých fáz. Pri hľadaní všeobecných vlastností erupcií treba určiť základné podmienky vzniku erupcií. Najobecnejším spoločným rasom erupcií je rýchle zohriatie určitej časti koróny a chromosféry na teplotu milión a viac $^{\circ}\text{K}$. Veľmi dôležitá je aj fyzikálna súvislosť medzi oblasťami plazmy a veľmi vysokou teplotou /desiatky miliónov $^{\circ}\text{K}$ / a oblasťami s nižšou teplotou /milióny $^{\circ}\text{K}$ /. Napriek neobyčajnému pokroku v pozorovaniach Slnka v celej šírke elektromagnetického spektra, ani tie najlepšie pozorovania nerozlišia útvary o priemere 100-200 km, potrebné pre definitívnu odpoveď o vzniku erupcií. Základným údajom pri riešení problému vzniku erupcií bude identifikovanie elementárnych erupčných zábleskov. Tieto boli zatiaľ zaregistrované v mäkkom röntgene a v priemere trvajú 4-25 sekúnd. Zatiaľ nevieme povedať, či emisia vzniká v jedinej slučke, v ktorej sa vyskytujú rôzne teploty /multitemplotná slučka/, alebo dokonca v celom systéme multitemplotných slučiek. Nie je však vylúčené, že emisia vzniká v systéme oddelených, takmer izotermických slučkách /vejár/.

Interpretácia veľmi rozmanitých pozorovaní počas SMY vedie k jemnej štruktúre erupcií. V slučkách sú lokalizované malé, husté, horúce jadrá o rozmeroch $4-9''$ /3000 - 6000 km/. Jadro môže byť identické s primárnym bodom uvoľnenia energie a nachádza sa nad neutrálnou čiarou. Jadro erupcie je obkolesené väčšou difúznou oblasťou s priemerom približne $30''$ /22 500 km/.

Nedávne pozorovania v extrémnej ultrafialovej oblasti a röntgenovej oblasti spektra zhodne ukázali, že koncentrácia elektrónov v daných vrstvách slnečnej atmosféry je počas erupcie vyššia, ako v tých istých vrstvách slnečnej atmosféry bez erupcie. Zvýšená hustota častíc počas erupcie je pozorovaná v širokej oblasti teplôt, od chladnej chromosférickej plazmy / 10^4 $^{\circ}\text{K}$ /, až po horúcu korónu. Žiadna z erupčných teórií uvádzaných v literatúre, či už ide o magnetické znovuspojenie v tenkej prúdovej vrstve, alebo o magnetohydrodynamickú nestabilitu v "strihnutých" /shear/ magnetických slučkách, neriešia problém zvýšenia hustoty plazmy počas erupcie.

Antiochos a Sturrock /1978/ navrhli vysvetliť pozorované zvýšenie hustoty plazmy počas erupcie chromosférickým vyparovaním. Proti takému vysvetleniu Cheng, Feldman a Doschek /1981/ uviedli ako argument rozpor medzi z teórie vyplývajúcimi pohybmi plazmy počas erupcie a pohybmi skutočne pozorovanými. Konkrétne ide o to, že z rozdielu teploty a hustoty v chromosfére a koróne počas erupcie vyplýva, že v magnetickej slučke bude tlak plynu vo vrchole slučky asi o dva rády vyšší, ako v jej pätkách. Tento pretlak bude tlačiť plazmu smerom dolu, k pätkám slučky. Cheng /1978, 1980/ naozaj pohyb hmoty smerom dolu v slučke spektroskopicky pozoroval.

Na druhej strane, pri "chromosférickom vyparovaní" sa predpokladá, že energia je uvoľnená blízko vrcholu slučky, s následným prenosom energie dolu do nižších vrstiev. Keďže chromosférická plazma nemôže energiu vyžiarit, zohreje sa na vysoké teploty, ktoré spôsobia pohyb prehriatej chromosférickej plazmy konvekciou smerom hore. Z pozorovaní tento očakávaný pohyb smerom hore nebol

zistený. V dôsledku toho "chromosférické vyparovanie", ak aj počas erupcie vzniká nie je určujúcim, ale iba podružným procesom.

Cheng, Feldman a Doschek /1981/ navrhli vysvetliť mechanizmus zhustenia a zahriatia plazmy jej stlačením. Predpokladajú, že stlačenie plazmy v erupčnej slučke je spôsobené dodatočným magnetickým poľom, ktoré vznikne v dôsledku elektrického prúdu pozdĺž magnetickej slučky. Je to vlastne pinch efekt, známy z laboratórií. Najväčším problémom je tu skutočnosť, že v dôsledku zužovania prierezu slučky sa zvyšuje magnetický tlak v plazme, ktorý pôsobí proti ďalšiemu stláčaniu. Veľkosť elektrického prúdu je totiž dôležitým parametrom, lebo podľa Alfvén, Carlqvistovho modelu pri príliš silných elektrických prúdoch vznikne magnetohydrodynamická nestabilita /napr. kink/, ktorá preruší elektrický prúd.

Z týchto dôvodov sú veľmi potrebné merania hustoty plazmy pred začiatkom erupcie. Je možné, že práve v dôsledku nepretržitého pozorovania aktívnych oblastí počas intervalov SMY, sa podarilo získať potrebný spektroskopický materiál.

LITERATÚRA

- /1/ Alfvén, H.; Carlqvist, P.: 1967, Solar Phys. 1, 220.
- /2/ Antiochos, S.; Sturrock, P.: 1976, Solar Phys. 49, 359.
- /3/ Acton, L. W.; Culhane J. L.; Gabriel, A. H.; Wolfson, C. J.;
Rapley, C. G.; Phillips, K. J. H.; Antonucci, E.;
Bentley, R. D.; Hayes, R. W.; Joki, E. G.; Jordan, C.;
Kayat, M. A.; Kent, B.; Leibacher, J. W.; Nobles, R. A.;
Parmar, A. N.; Strong, K. T.; Veck, N. J.: 1981,
Astrophys. J. Lett. 244, L 137.
- /4/ Baker, D.: 1970, Paper AIAA 70-1370, Huntsville, Alabama.
- /5/ Cheng, C. C.: 1978, Solar Phys. 56, 205.
- /6/ Cheng, C. C.: 1980, Solar Phys. 65, 283.
- /7/ Cheng, C. C.; Feldman, U.; Doschek, G. A.: 1981, Astron.
and Astrophys. 97, 210.
- /8/ Feldman, U.; Cheng, C. C.: 1981, Astrophys. J.
- /9/ Gold, T.; Hoyle, F.: 1960, Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 120,
89.
- /10/ Heyvaerts, J.; Priest, E. R.; Rust, D. M.: 1977, Astrophys.
J. 216, 123.
- /11/ Hood, A. W.; Priest, E. R.: 1981, v R. M. Bonnet a
A. K. Dupree /eds./ "Solar Phenomena in Stars and
Stellar Systems" 509.
- /12/ House, L. L.; Wagner, W. J.; Hildner, E.; Sawyer, C.;
Schmidt, H. U.: 1981, Astrophys. J. Lett. 244, L 117.
- /13/ Hoyng P.; Machado, M. E.; Duijveman, A.; Boelee, A.;
de Jager, C.; Fryer, R.; Galama, M.; Hoekstra, R.;

- Imhof, J.; Lafleur, H.; Maseland, H. V. A. M.;
Mels, W. A.; Schadee, A.; Schrijver, J.; Simnett, G. M.;
Švestka, Z.; van Beek, H. F.; van Tend, W.; van der Laan,
J. J. M.; van Rens, P.; Werkhoven, F.; Willmore, A. P.;
Wilson, J. W. G.; Zandee, W.: 1981, *Astrophys. J. Lett.*
244, L 153.
- /14/ Jaggi, R. K.: 1964, v **AAS-NASA Symp. on Physics of Solar
Flares**, 419.
- /15/ Kahler, S. W.; Hildner, E.; van Hollebeke, M. A. J.: 1978,
Solar Phys. 57, 429.
- /16/ Kopp, R. A.; Pneuman, G. W.: 1976, *Solar Phys.* 50, 85.
- /17/ Mathews, T.; Lanzerotti, L. J.: 1973, *Nature* 241, 335.
- /18/ Munro, R. H.; Gosling, J. T.; Hildner, E.; Mac Queen, R. M.;
Poland, A. I.; Ross, C. L.: 1979, *Solar Phys.* 61, 201.
- /19/ Orwig, L. E.; Frost, K. J.; Dennis, B. R.: 1981,
Astrophys. J. Lett. 244, L 163.
- /20/ Pesses, M. E.; Klecker, B.; Gloeckler, G.; Hovestadt, D.:
1981, *Proc. Intl. Conf. Cosmic Rays 17th*, 3, 36.
- /21/ Petschek, H. E.: 1964, in **AAS-NASA Symp. on Physics of
Solar Flares**, 425.
- /22/ Piddington, J. H.: 1973, *Astrophys. Space Sci.* 24, 259.
- /23/ Priest, E. R.: 1981, v C. Jordan /ed./ *Proc. 3rd European
Solar meeting*, Oxford.
- /24/ Raadu, M. A.: 1972, *Solar Phys.* 22, 425.
- /25/ Rust, D. M.: 1976, *Solar Phys.* 47, 21.
- /26/ Rust, D. M.; Webb, D. F.: 1977, *Solar Phys.* 54, 403.
- /27/ Spicer, D. S.: 1977, *Solar Phys.* 53, 305.
- /28/ Sturrock, P. A.: 1966, *Nature* 211, 695.
- /29/ Sweet, P. A.: 1958, v **IAU Symp.** 6, 123.
- /30/ Syrovatsky, S. I.: 1966, *Soviet Astron. -AJ* 10, 270.
- /31/ Tandberg-Hanssen, E.; Athay, R. G.; Beckers, J. M.;
Brandt, J. C.; Bruner, E. C.; Chapman, R. D.;
Cheng, C. C.; Gurman, J. B.; Henze, W.; Hyder, C. L.;
Michalitsianos, A. G.; Shine, R. A.; Schoolman, S. A.;
Woodgate, B. E.: 1981, *Astrophys. J. Lett.* 244, L 127.
- /32/ Vorpahl, J. A.: 1973, *Solar Phys.* 28, 115.
- /33/ Willson, R. C.; Hudson, H. S.: 1981, *Astrophys. J. Lett.*
244, L 185.
- /34/ Woodgate, B. E., Shine, R. A.; Brandt, J. C.; Chapman, R. D.;
Michalitsianos, A. G.; Kenny, P. J.; Bruner, E. C.;
Rehse, R. A.; Schoolman, S. A.; Cheng, C. C.;
Tandberg-Hanssen, E.; Athay, R. G.; Beckers, J. M.;
Gurman, J. B.; Henze, W.; Hyder, C. L.: 1981,
Astrophys. J. Lett. 244, L 133.

Vyhodnotenie účasti a napozorovaného materiálu v akcii
„Rok maxima slnečnej činnosti” (SMY)
na observatóriu AsÚ ČSAV
v Ondřejeve

F. ZLOCH

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Vyhodnotenie je spracované formou grafického katalógu. Katalóg zahrnuje obdobie máj 1979 - august 1981. Z katalógu možno vyčítať deň pozorovania, súradnice pozorovanej aktívnej oblasti a číslo aktívnej oblasti.

Katalóg dáva prehľadnú informáciu o frekvencii pozorovaní a o pozorovaných aktívnych oblastiach na Slnku v období SMY na observatóriu AsÚ ČSAV Ondřejov, čo bolo vlastne cieľom zverejnenej práce.

ZÁKLADNÉ INFORMÁCIE

Slnečné oddelenie Astronomického ústavu ČSAV v Ondřejeve zapojilo sa v rámci svojich prístrojových možností do medzinárodnej pozorovateľskej akcie SMY. Snaha bola čo najkomplexnejšie pozorovať aktívne oblasti, ktoré boli operatívne určované v medzinárodnom koordináčnom centre celej akcie.

Podrobnosti o zapojení sa jednotlivých observatórií, o pozorovacích prístrojoch týchto observatórií, je možné zistiť v publikácii SMY: FBS-SERF Manual SCOSTEP /Meudon, Dec. 1979/.

Pre informáciu uvádzame stručne pozorovacie prístroje ondřejovského observatória, ktoré boli zapojené do pozorovaní v rámci akcie SMY:

P C R 205 mm Clarkov refraktor - fotosféra /detailed/
C H R 210 mm refraktor - chromosféra H_{α} /detailed/
A P T 130 mm protuberančný koronograf
M F S mnohokamerový slnečný spektrograf
H S T veľký horizontálny spektrograf-magnetograf
S R S slnečný rádiový spektrograf

Popri týchto hlavných prístrojoch, ktoré boli prihlásené do pozorovaní SMY, boli v činnosti ďalšie:

W-L PT fotosférický patrolný ďalekohľad
H A PT chromosférický patrolný ďalekohľad / H_{α} /
R T 1 rádioteleskop
SEA 27 kHz prijímač s registráciou.

PREDBEŽNÉ VYHODNOTENIE

Cieľom tohto vyhodnotenia bolo získať ucelený prehľad o pozorovaných aktívnych oblastiach na Slnku v období trvania SMY, resp. získať obraz o podiele ondřejovského observatória na týchto pozorovaniach.

Po konzultáciách s pracovníkmi slnečného oddelenia sa ukázalo výhodné urobiť toto vyhodnotenie grafickým spôsobom. Vznikol grafický katalóg optických pozorovaní aktívnych oblasti na Slnku.

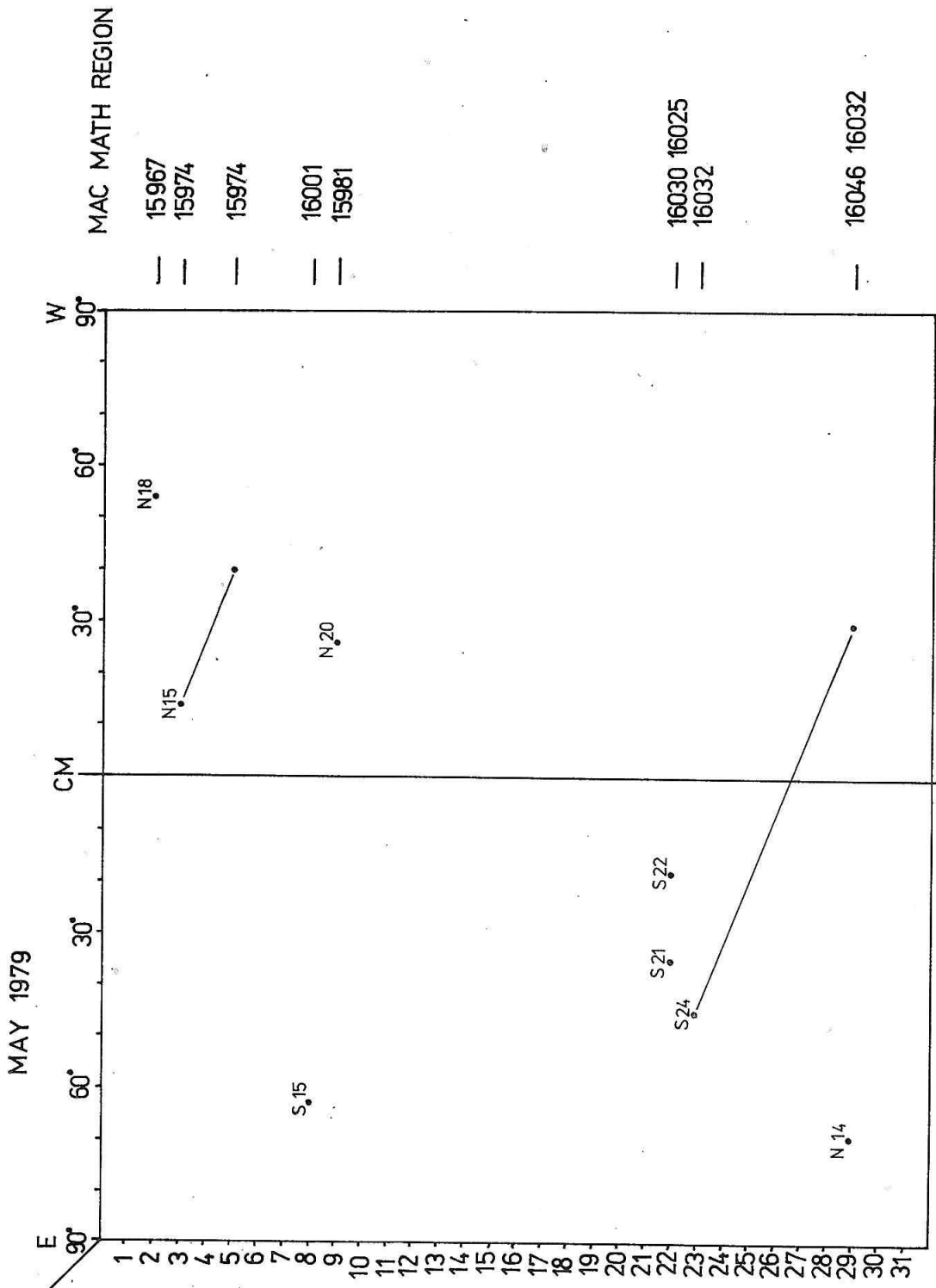
V katalógu sú zachytené obdobia, v ktorých sa na ondřejovskom observatóriu pozorovalo Slnko čo najkomplexnejšie, t.j. keď boli v činnosti okrem prístrojov W-L PT a HA PT i niektoré ďalšie optické prístroje. Rádiové pozorovania Slnka prebiehali počas SMY prakticky nepretržite, takže pre spracovanie tohto katalógu neboli rozhodujúcimi.

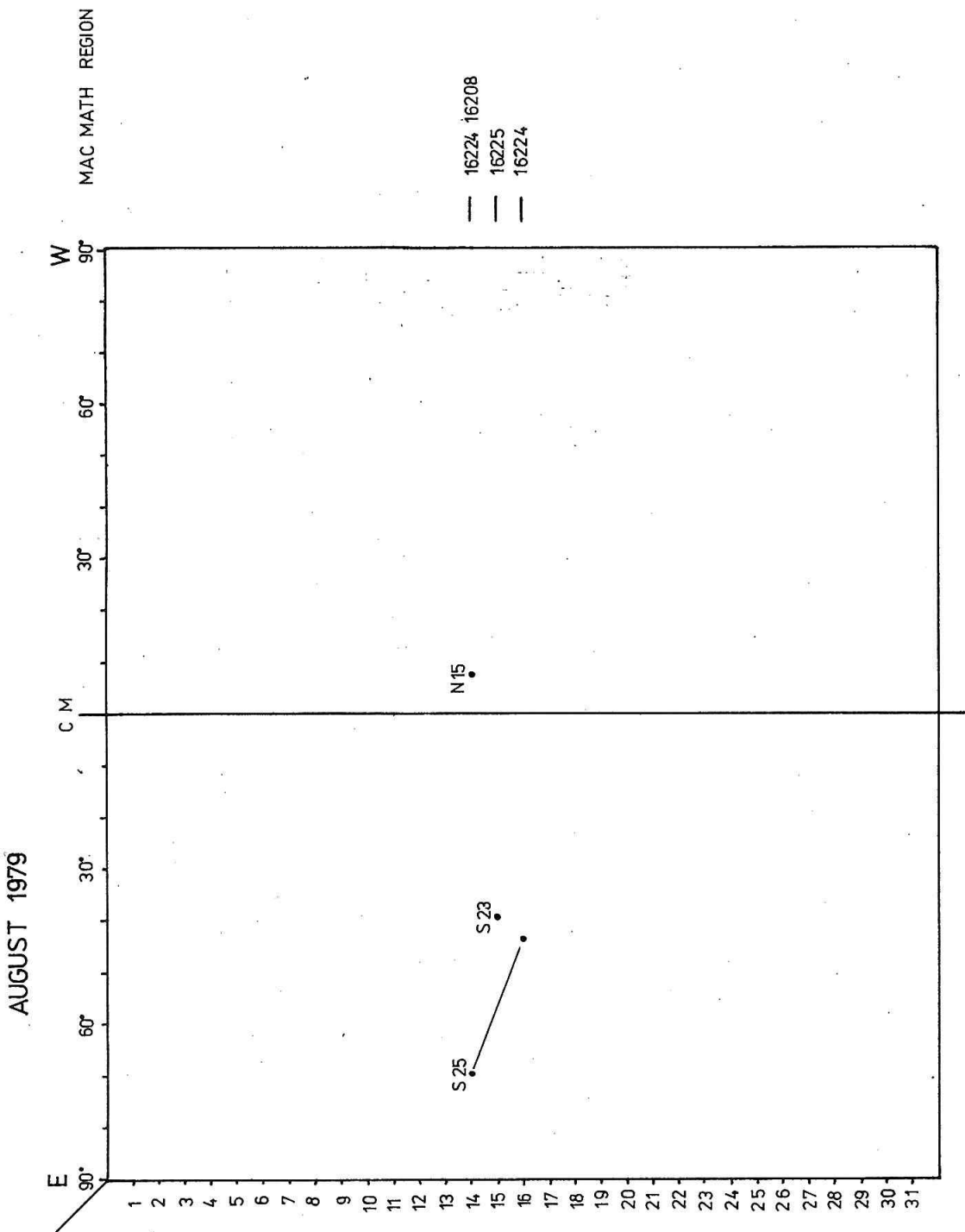
Podkladom pre spracovanie a zostavenie katalógu boli prehľady o pozorovaní Slnka v Ondřejove za jednotlivé roky, pozorovacie denníky od jednotlivých pozorovacích prístrojov. Presné polohy aktívnych oblastí boli čerpané z publikácie Solar Geophysical Data /WDC A Boulder/.

Jeden riadok katalógu teda obsahuje /zľava/: dátum pozorovania, aktívna oblasť vyznačená bodom a číslo aktívnej oblasti. Heliografické súradnice oblasti možno vyčítať priamo z katalógu. Riadok končí číslom aktívnej oblasti /do X/1979 číslovanie Mc Math, od XI/1979 číslovanie Hale/.

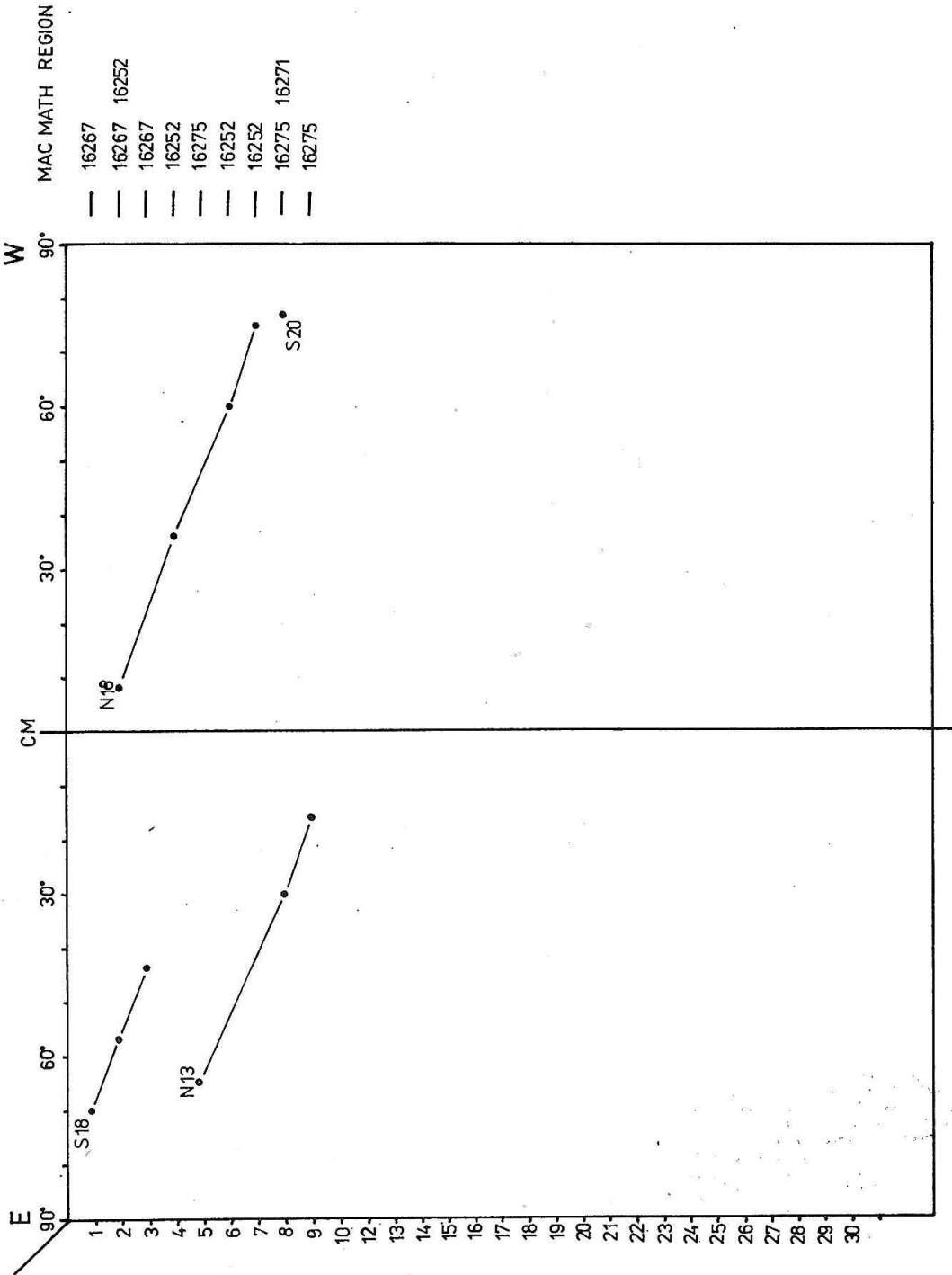
Pre názornosť sú zodpovedajúce body znázorňujúce p o l o h u rovnakej aktívnej oblasti spojené tenkou čiarou. Spojenie neznamena, že sa pozorovalo nepretržite v tom-ktorom období, deň pozorovania reprezentuje i b a bod.

Už na prvý pohľad je zrejmé, že uvedený katalóg má svoje výhody i nevýhody. Najväčšou nevýhodou tohto spôsobu spracovania je to, že nie je presne určený presný čas pozorovania, druh pozorovacieho prístroja a typ pozorovaného javu. Zlepšenie v tomto smere možno očakávať po ďalších prácach na katalógu. Výhod je niekoľko, napr.: prehľadnosť, možnosť vytypovania polohy skupiny v dĺžke po určitom čase a pod.

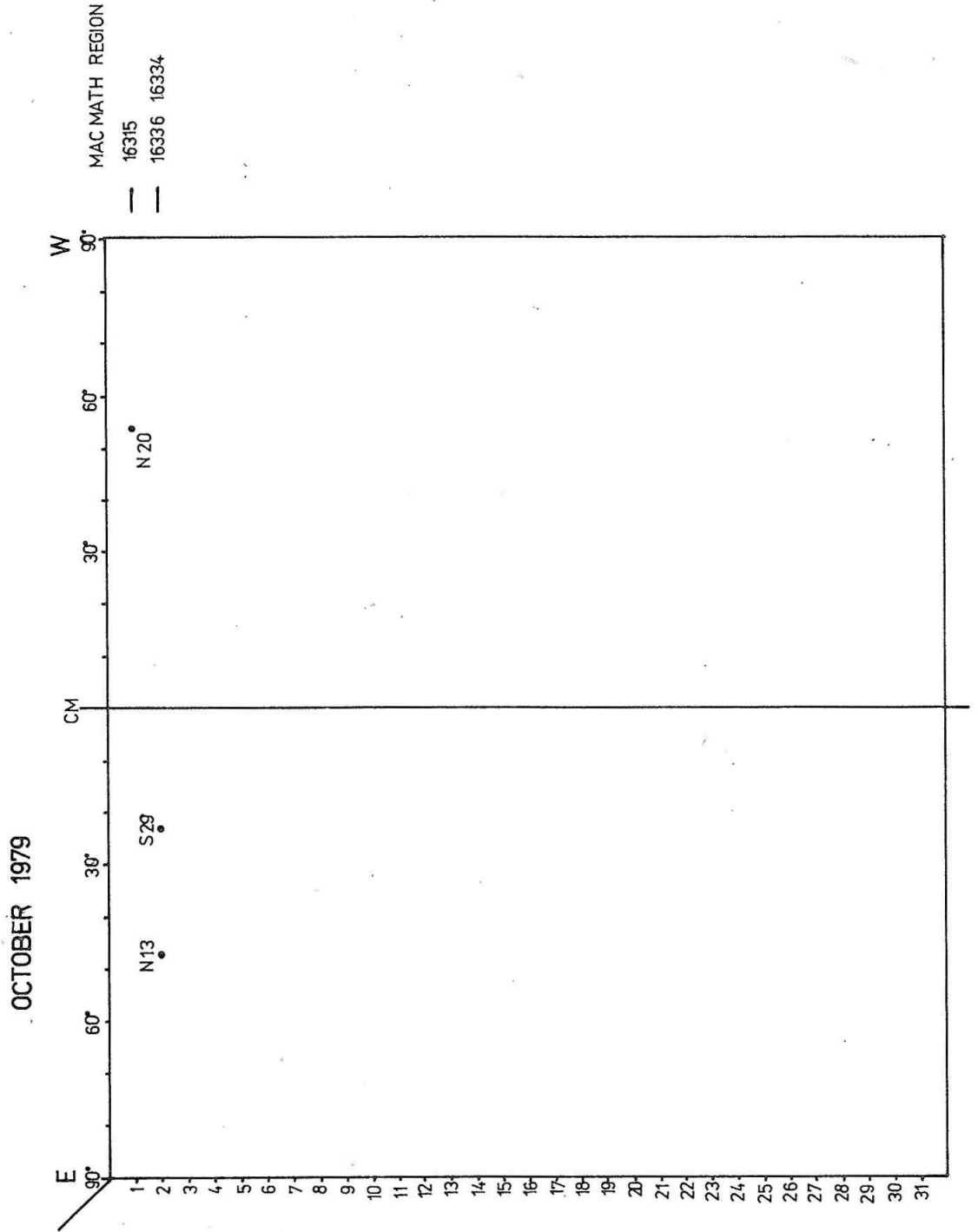


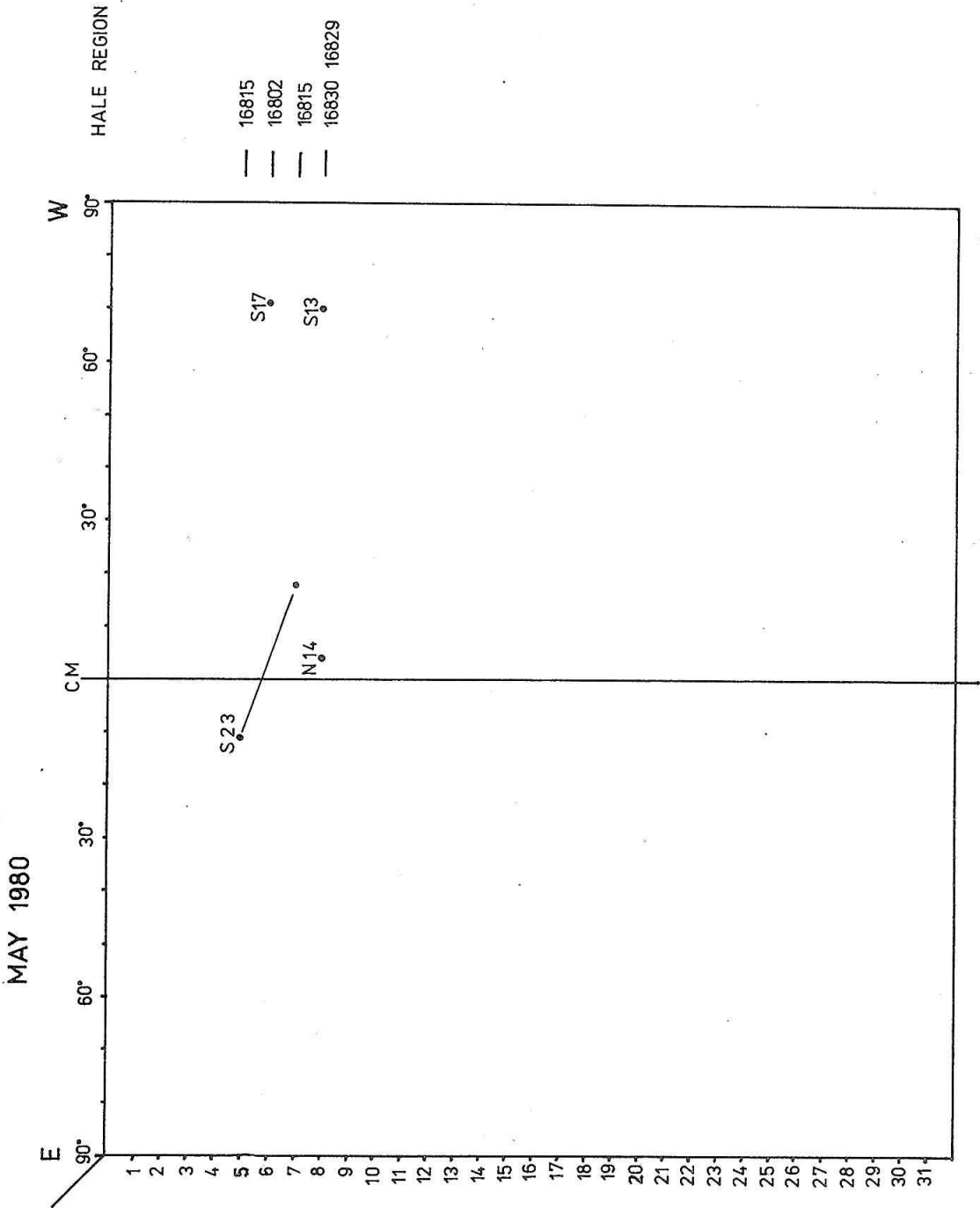


SEPTEMBER 1979

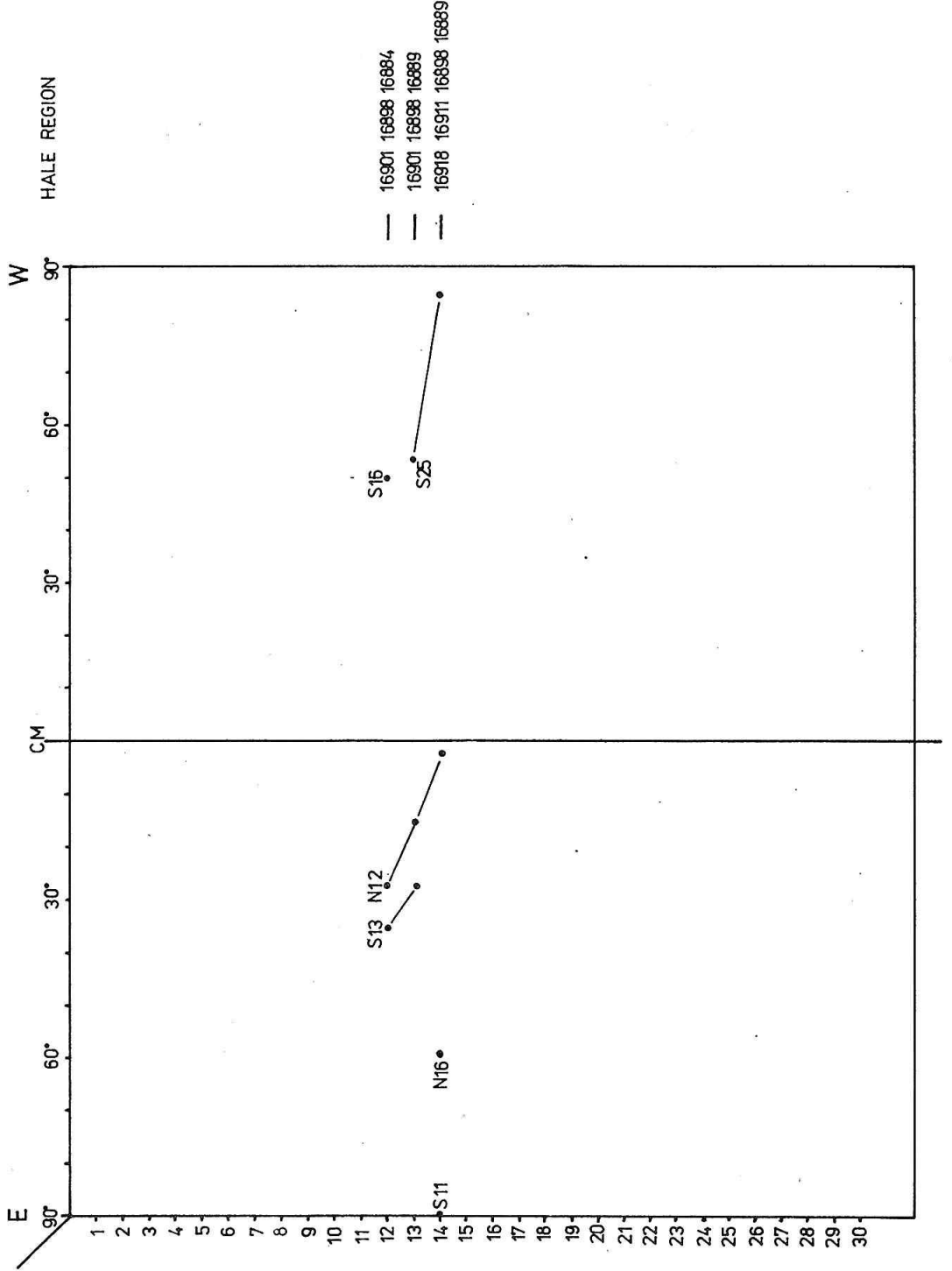


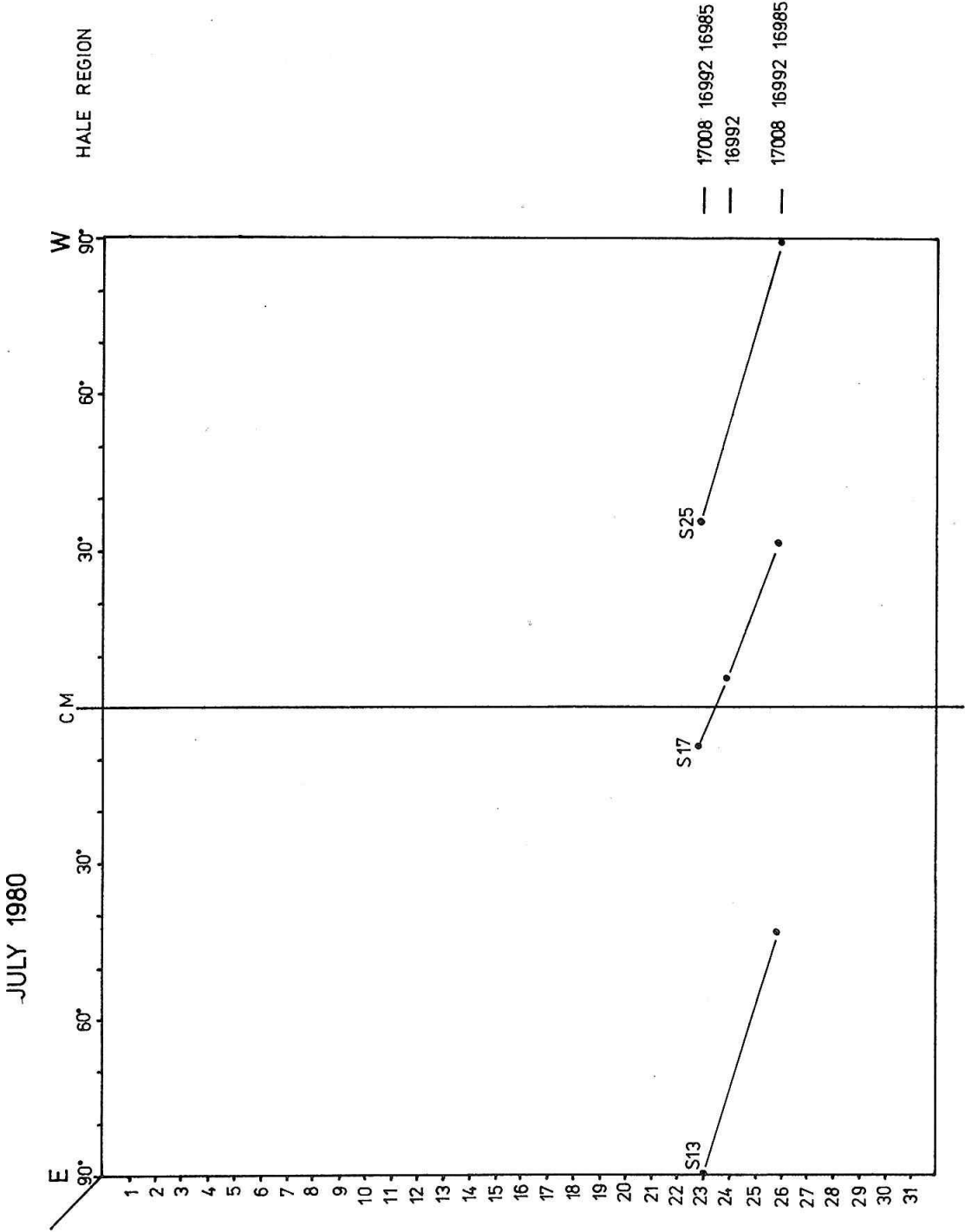
MAC MATH REGION
16267
16267 16252
16267
16252
16275
16252
16252
16275 16271
16275

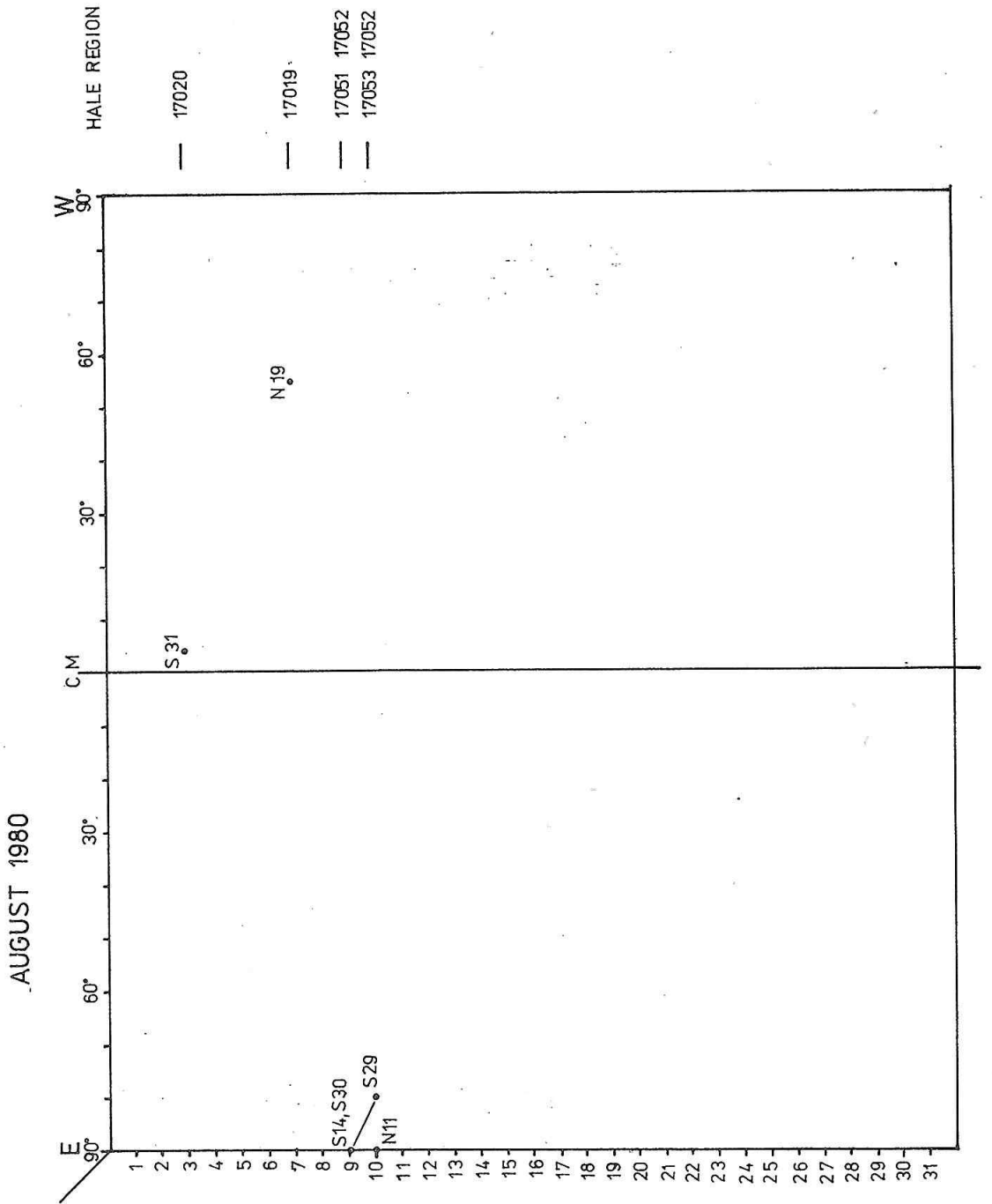




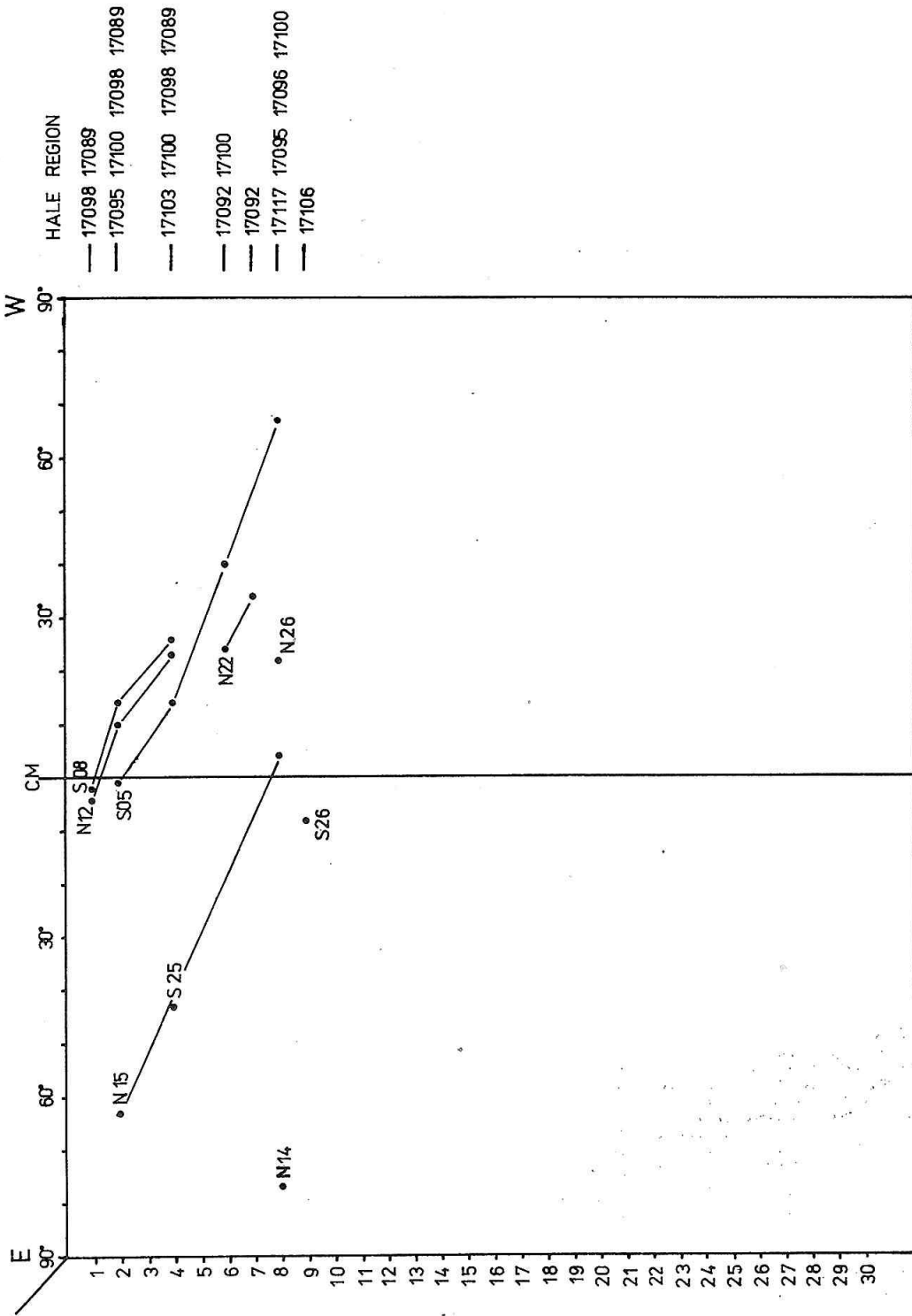
JUNE 1980

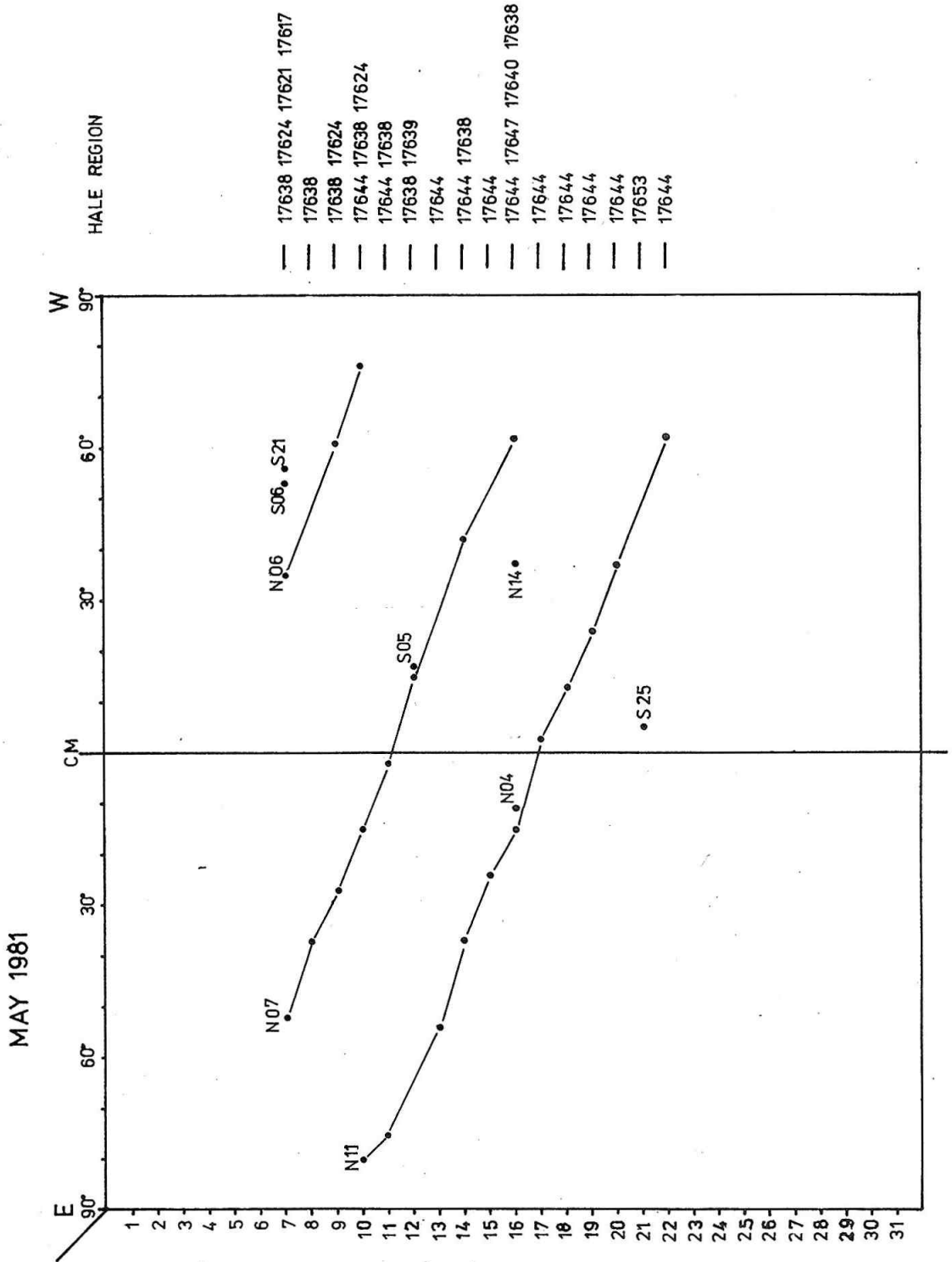




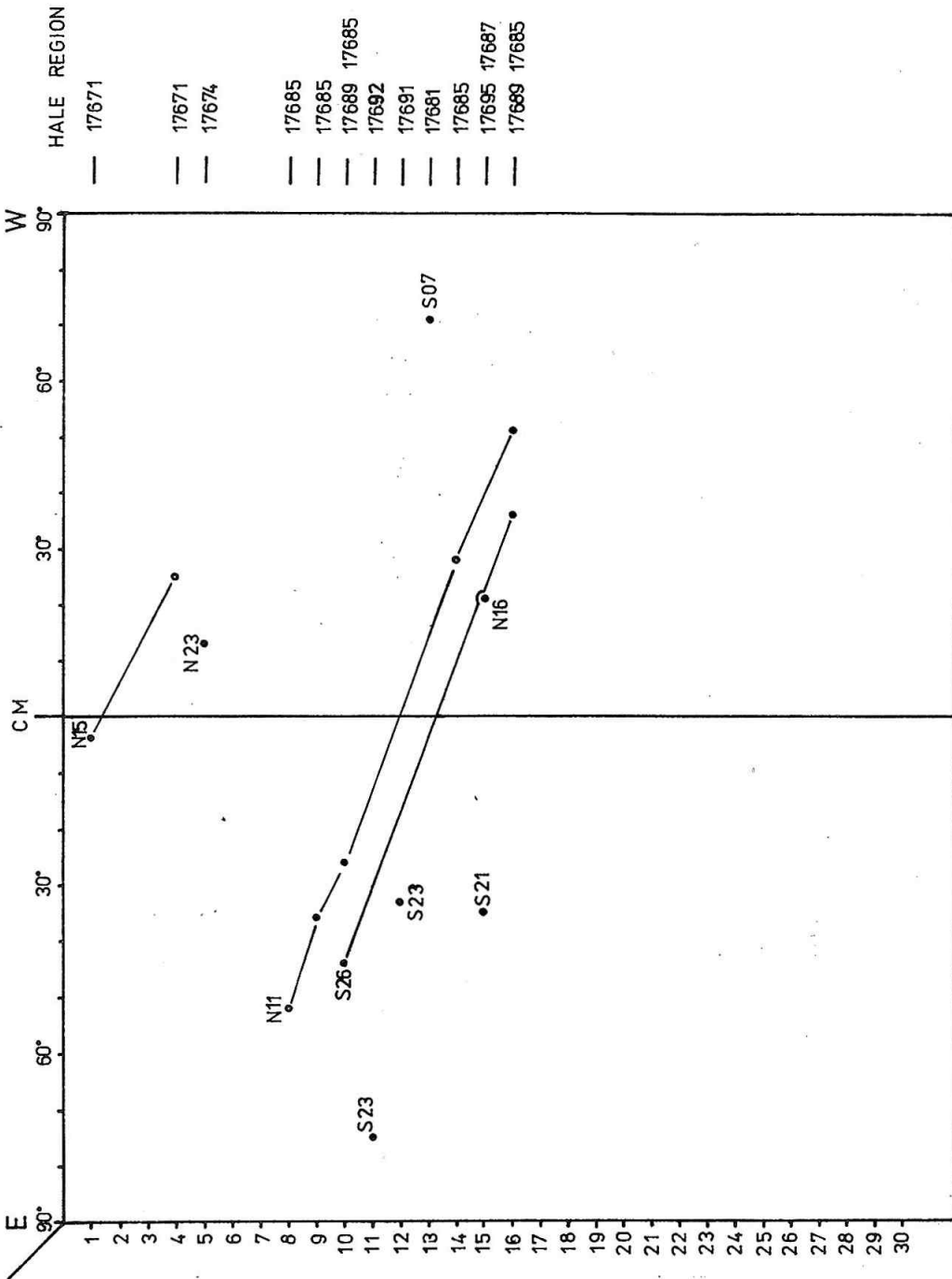


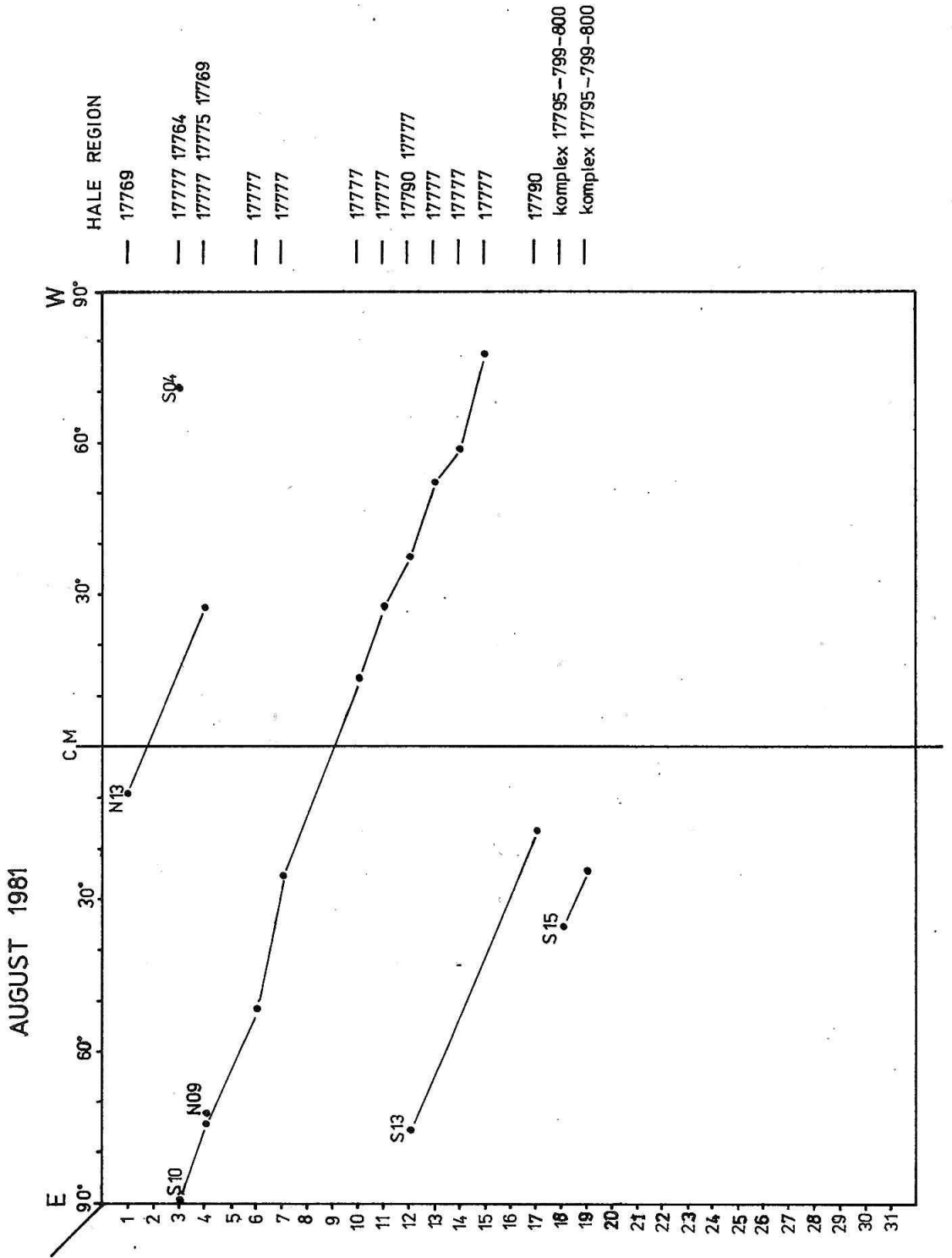
SEPTEMBER 1980





JUNE 1981





Evoluční charakteristiky aktivních oblastí na Slunci a jejich vztah k erupční produktivitě

P. AMBROŽ, Astronomický ústav ČSAV, Obdřejov

ABSTRAKT

Na příkladu aktivní oblasti z července 1974 je demonstrována energetická bilance kumulované i uvolněné magnetické energie v průběhu erupčně produktivní fáze vývoje skupiny skvrn a jsou akcentovány některé procesy, které vznik erupcí podmiňují.

Vlastní pohyby jednotlivých umber ve skupině slunečních skvrn, jsou-li změřeny s dostatečnou přesností, znázorňují kynematický vývoj skupiny. Při interpretaci takových měření lze hypoteticky vycházet ze dvou extrémních stanovisek.

První je důsledkem a priori představy, že umbry představují pouze zviditelněný řez trubnicemi magnetického toku rovinou fotosféry, přičemž trubice samotné pronikají hluboko do konvektivní zóny. Vlastní pohyby umber potom představují evoluci svázku trubic magnetického toku a celá tato hypotéza v podstatě předpokládá, že základním a hlavním dynamickým faktorem ve vývoji aktivního centra jsou především elektromagnetické síly působící na trubice magnetického toku. Horizontální pohyby plazmy na úrovni fotosféry, jsou-li pozorovány, jsou pouze důsledkem výše uvedeného procesu evoluce systému trubic magnetického toku.

Druhé krajní stanovisko vychází z předpokladu, že existuje určitá kontinuita mezi vývojem velkorozměrových podkladových magnetických polí a následným vývojem nově vzniklého aktivního centra. Znamená to, že v této koncepci se na vlastních pohybech umber dominantně podílí horizontální proudění fotosférické plazmy. Útvary umber jsou potom prouděním tohoto kontinua unášeny. Lze očekávat, že horizontální proudění takto indikované přímo v aktivní oblasti bude spojitě navazovat na velkorozměrové globální horizontální proudění ve vzdáleném okolí aktivního centra. Je třeba přiznat, že tato druhá hypotéza je daleko méně konzistentní s teoretickým modelem generace magnetických polí na Slunci obecně a silných polí v aktivních oblastech zvláště, než je tomu ve výše uvedeném prvním případě. Naopak velmi uspokojivě navazuje na metodu tzv. nosičů, tj. konkrétních pohybujiících se aktivních útvarů, na níž je vybudován převládající objem našich dosavadních znalostí o diferenciální rotaci. Obě extrémní stanoviska je možné v řadě aspektů sbližovat, resp. hledat stanoviska kompromisní.

Přesto ale pro potřeby této práce se podržíme naši druhé hypotézy. Budeme předpokládat, že magnetické pole kruhové a osamocené skvrny je generováno podfotosferickým elektrickým proudem tekoucím na povrchu válcového solenoidu, jehož osa je kolmá k rovině fotosféry. Průměr válcového solenoidu a hodnotu magnetické indukce v bodě, kde osa solenoidu protíná fotosféru je možné odvodit z pozorování. Další parametry, které pro tento model vyplývají z řešení, jež odvodili Sakurai a Uschida /1977/ je třeba chápat jako volné parametry. Tato metodika je vhodným numerickým postupem, který ale pouze v bezproudové. aproximaci dovoluje extrapolovat strukturu magnetických siločár nad aktivním centrem pro libovolný počet solenoidálních zdrojů magnetického toku. Je možné tak simulovat rozložení magnetického toku v bezproudovém přiblížení i pro morfologicky velmi složité skupiny skvrn. Výhody tohoto postupu jsou zjevné zvláště tehdy, nemáme-li k dispozici dostatečně kvalitní a homogenní mapy magnetického pole pořízené magnetografem.

Pod pojmem globálního vývoje skupiny chápeme sledování časové posloupnosti takových veličin jako je počet skvrn /umber/, jejich poloha navzájem, jejich plocha, rozložení polarit a intenzit magnetických polí. V průběhu vývoje skupiny se zpravidla všechny tyto veličiny mění.

Pro pochopení vztahu mezi vývojem skupiny a jejich produktivitou z hlediska erupční činnosti považujeme za nezbytné sledovat vývoj skupiny ve formálně stejných veličinách, v nichž je vyjádřena kumulace energie uvolnitelné při erupci. Bez ohledu na mechanismus kumulace i uvolnění je nesporné, že se jedná o kumulace magnetické energie v objemu ohraničeném zdola úrovní fotosféry a na bočních rozhraních rozměrem studované oblasti. Shora je tento objem neohraničen.

Ke kumulaci energie dochází především v takových magnetických konfiguracích, které jsou stabilní a obsahují přebytek magnetické energie. Tak například typická konfigurace, která je stabilní a je schopná kumulovat magnetickou energii, je magnetická bezsilová konfigurace, kde jedním z hlavních procesů jejího ustavení je deformace výchozí potenciálové konfigurace pohybem v místech zakotvení siločár při zachování magnetického propojení.

Proces sluneční erupce probíhá především v oblasti sluneční chromosféry a koróny. Zde je tedy největší naděje na postižení efektu kumulace a následně uvolnění magnetické energie. Ptáme se, jaký proces zde předchází erupci a zda může být charakterizován jako proces kumulační.

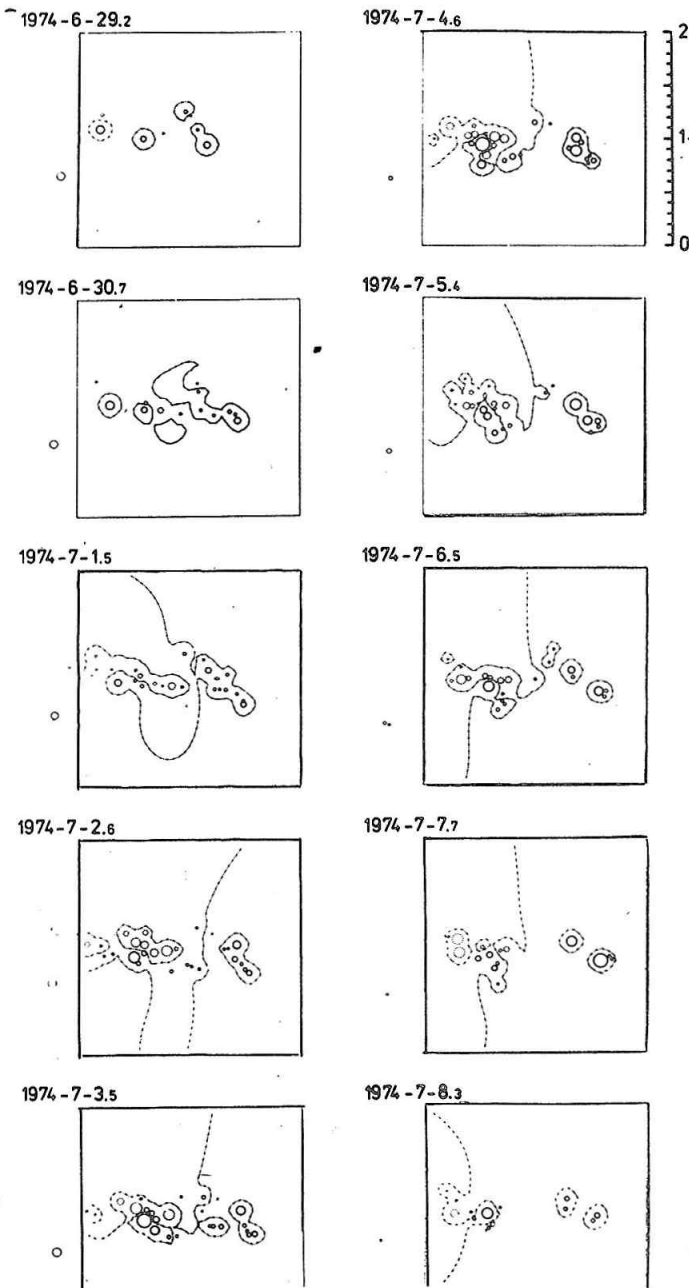
Typické pro vývoj aktivní oblasti Mc Math 13043 z přelomu června a července 1974, na níž budeme podmínky erupční produktivity demonstrovat, jsou výrazné vlastní pohyby ve chvostové skvrně. Ta zahrnuje v období svého maximálního vývoje obě polarit magnetického pole a jedná se tedy o tzv. magnetickou σ -konfiguraci. Přesná poziční měření pro tuto skupinu provedla Kovacs /1977/. Zpracovala fotosferická pozorování počínaje dnem 28. 6. 1974 až do 9. 7. 1974 a zachytila tak podstatnou část vývoje této skupiny, v níž byla velmi rozsáhlá a četná erupční činnost. Graf znázorňující trajektorie všech měřených umber je prezentován v její práci na obr. 15. Z trajektorií jednotlivých umber je patrné, že přes značný plošný rozsah skupiny i její velmi bohatou členitost

existují ve skupině určitá seskupení umber, která se buď během celého vývoje skupiny, nebo alespoň po nějakou dobu, pohybují kolektivně stejným směrem.

Tato skutečnost dává tušit, že ve skupině lze podstatně zjednodušit popis rozložení a rozměrů jednotlivých umber, rychlostí i magnetických polí tak, že lokální veličiny nahradíme veličinami integrálními. Tento proces je dokumentován na obr. 1 - 3.

Na obr. 1 jsou v chronologickém sledu zakresleny polohy jednotlivých elementárních solenoidů tak, jak jimi byly modelově nahrazeny jednotlivé umbry.

Čárkovanými kroužky jsou znázorněny zdroje magnetického toku záporné polarita,

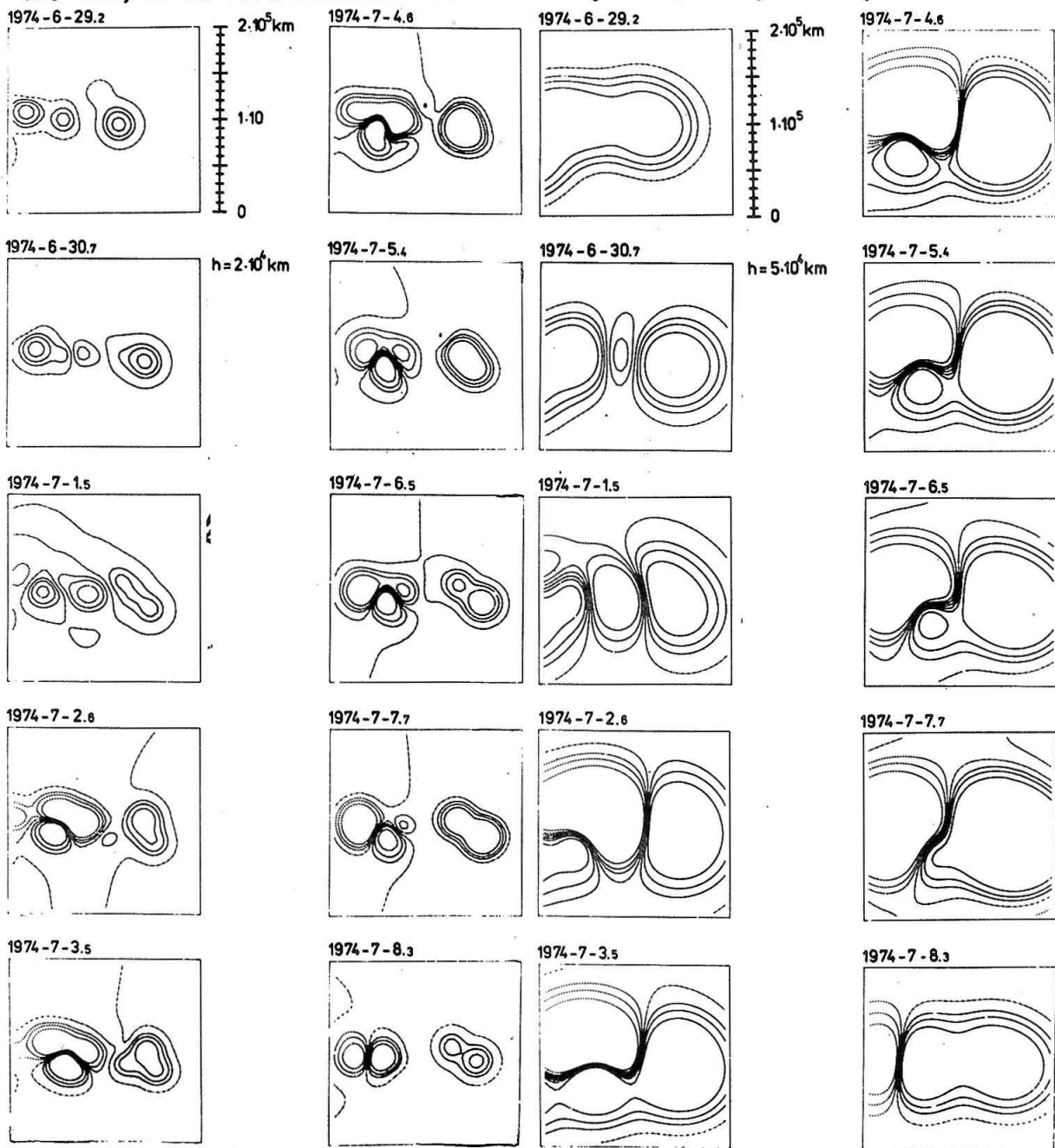


ty, plně zdroje kladné polarita. Čerchovaná čára mezi nimi znázorňuje neutrální čáru normální komponenty integrální hodnoty intenzity magnetického pole, která byla spočtena výše uvedeným postupem ve výšce kolem 7000 km nad úrovní fotosféry. Již odtud je patrné, že zatímco vedoucí skvrna v těchto měřících je poměrně stabilní, probíhají ve chvostové skvrně dosti dramatické vývojové změny. Struktura extrapolovaného pole se s výškou pronikavě zjednodušuje a tak již na hladině 20 000 km, která je znázorněná na obr. 2, vidíme, že velmi členitá struktura skupiny je nahrazená poměrně spojitými oblastmi příslušné polarita. V původní téměř monolitické oblasti kladné polarita se dne 30.6.1974 vytvořil zpočátku malý ostrůvek toku záporné polarita. Ten se v následujících dnech rychle zvětšoval a rostla v něm i intenzita magnetického pole. Zároveň jsme svědky, že patrně takováto konfigurace jako celek je nestabilní a tak docházelo k přesunu záporné polarita směrem k východu, zatímco východní ostrov kladné polarita se přesouval směrem na západ k vedoucí skvrně ve skupině. V místech

Obr. 1 - Chronologický sled modelových map aktivní oblasti Mc Math 13043 z roku 1974 na úrovni fotosféry. Čerchovaná neutrální čára je počítaná ve výšce 7000 km.

střetu obou protisměrně postupujících oblastí opačného magnetického toku došlo počínaje dnem 2.7.1974 k nárůstu gradientu intenzity magnetického pole, který se udržoval tak dlouho, dokud si obě polarizace nevyměnily svá místa. Došlo k tomu ze 7.7. - 8.7.1974. Výměna poloh oblastí opačné polarizace je stejně dobře patrná i na hladině 50 000 km, jak je znázorněno na obr. 3.

Tento proces je zajímavý z několika hledisek. Předně je zřejmé, že v místech neutrální čáry a zvláště v oblasti vysokého gradientu magnetického pole můžeme očekávat poměrně vysokou intenzitu horizontální komponenty pole. Samotný vysoký gradient normální komponenty je zpravidla nutnou podmínkou vzniku erupce. Tím, že na obou stranách neutrální čáry se nacházejí skvrny o intenzitě



Obr. 2 - Vypočtené rozložení magnetického toku pro zadání jako na obr. 1 avšak ve výšce 20 000 km.

Obr. 3 - Totéž jako na obr. 2 ve výšce 50 000 km.

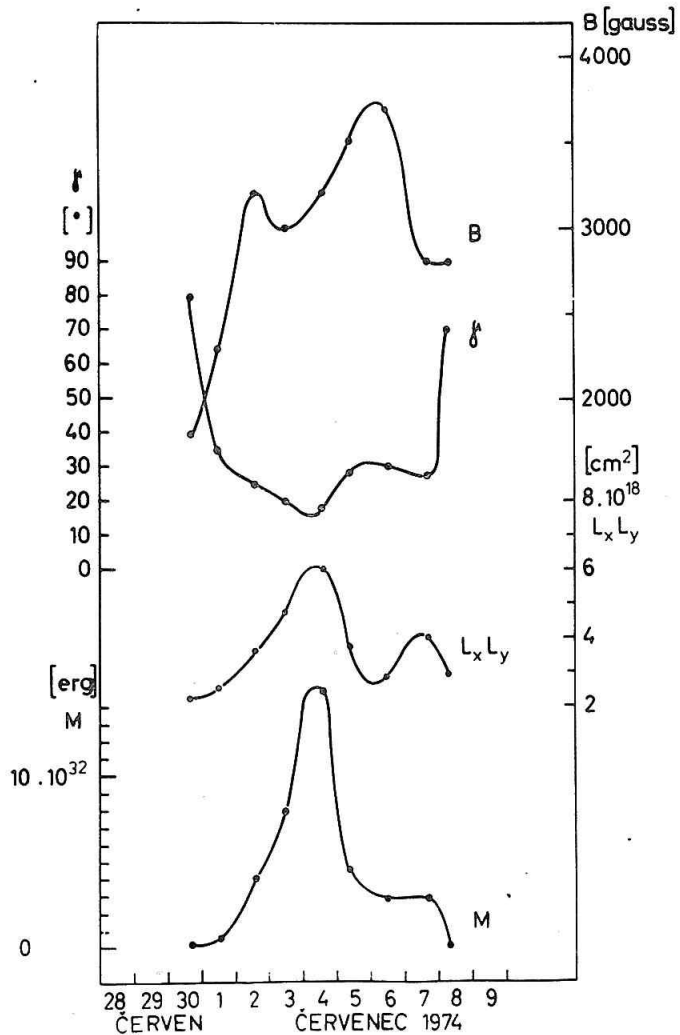
magnetických polí kolem 2500 - 3500 G a tyto skvrny vykazují protisměrný horizontální pohyb, jsou zde předpoklady, že v chromosféře dochází k tzv. stříhové deformaci magnetických silotrubic. To jsou naprosto postačující podmínky ke vzniku tzv. deformovaných konfigurací, v nichž teče elektrický proud. Vytváří se zde horizontální komponenta magnetického pole, jejíž jedna složka má směr rovnoběžný s neutrální čarou. Konfigurace tohoto typu mají daleko větší obsah magnetické energie, než konfigurace bezproudové a tato energie se může za určitých podmínek náhle uvolnit. Vývojový proces ve skupině, který zde byl popsán, lze tedy charakterizovat jako proces kumulace energie, která se potom může formou erupce uvolnit. V další části této práce se pokusíme tento proces zachytit kvantitativně.

Předpokládejme pro jednoduchost, že hlavními aktéry v procesu kumulace jsou pouze dvě oblasti opačné polarity ve chvostové skvrně. Stanovíme její těžiště, střední hodnoty intenzity magnetického pole B , vzdálenosti těžišť obou polarit L_y a střední rozměr oblasti kladné polarity ve směru kolmém na spojnici těžišť L_x . Budeme-li dále pro jednoduchost řešení předpokládat, že mimo období erupcí je deformována konfigurace stabilní a bezsilová, potom můžeme použít metodiku rozpracovanou Tanakou a Nakagawou /1973/. Podle ní je okamžitá magnetická energie obsažená v konfiguraci dána vztahem

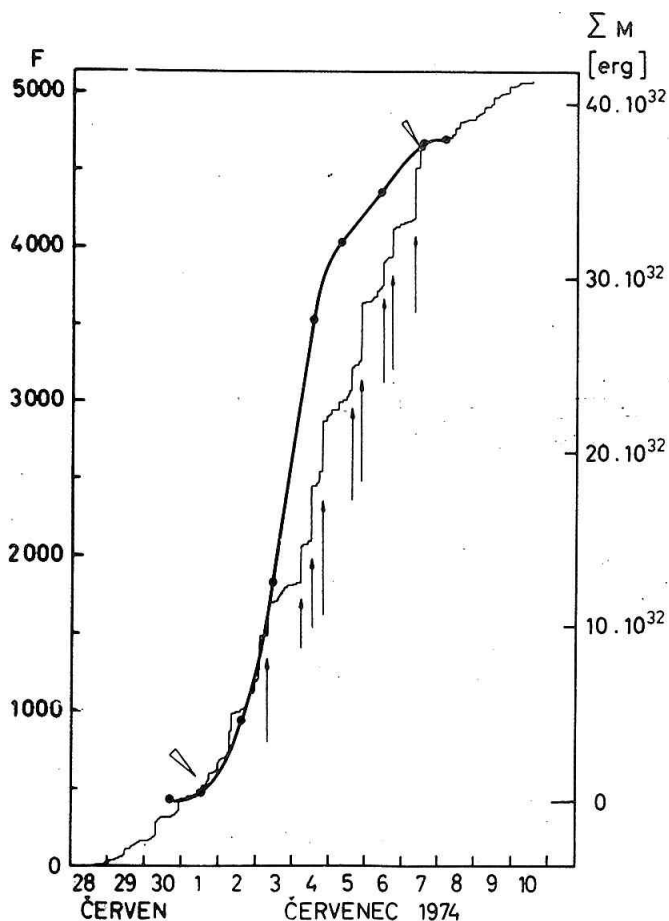
$$M = \frac{B^2 L_x L_y}{16\pi k \sin \phi}$$

kde ϕ je úhel, který silotrubice nad neutrální čarou s ní svírají. Tento úhel můžeme obecně stanovit z pozorování, což u této skupiny je obzvláště snadné, poněvadž rozhraní polarit je zde i ve fotosféře patrné jako jasný most. Na dobrých snímcích fotosféry jsou v něm patrná deformovaná penumbraální vlákna u nichž není problém úhel ϕ změřit.

Na obr. 4 jsou graficky znázorněny jednotlivé odvozené parametry naší skupiny, které potřebujeme pro výpočet magnetické energie. Je pozoruhodné, že chody veličin B , ϕ , i součinu $L_x L_y$ se zdají být poměrně špatně korelovatelné. Přitom se zdá, že největší vliv na průběh M má celková plocha oblasti rovna součinu $L_x L_y$. Magnetická energie oblasti vykazuje až do 3.7.1974 pronikavý růst. Dne 4.7.1974 resp.



Obr. 4 - Parametry skupiny Mc Math 13043, které vedou k výpočtu mag. energie M .



Obr.5 - Porovnání sumačních křivek magnetické energie M a erupčního indexu F.

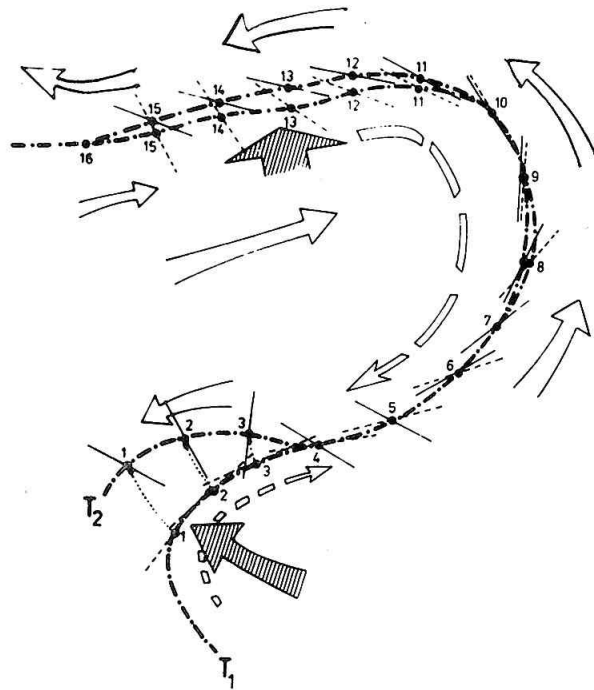
časového intervalu. Vzhledem k tomu, že touto křivkou je částečně popsán energiový příjem a křivkou pro F energiový výdej, vidíme, že až do 3.7.1974 byla energiová bilance skupiny vyvážena. Docházelo sice ke kumulaci energie v konfiguraci, ale zároveň formou malých erupcí docházelo k uvolňování energie. Situace se pronikavě změnila dne 3.7.1974 odpoledne, kde směrnice sumační křivky M si zachovala svojí strmost, zatímco křivka pro F je daleko méně strmá. Od tohoto data se zde objevují veliké erupce, ale v intervalech mezi nimi je výdej energie zanedbatelný. Zdá se, že v tomto období je v konfiguraci stále určitý přebytek uvolnitelné magnetické energie. Znamená to, že během erupce nedochází k totální relaxaci. Zatímco v jedné části oblasti dojde k erupčnímu procesu, může se poměrně nedaleko odtud uvolnitelná energie zachovávat resp. ještě vzrůstat.

Tento proces je možné demonstrovat na pozorování rychlých změn jemné struktury ve chvostové skvrně dne 4. 7. 1974, kde vlastní erupce ve 13, 54 UT v Ondřejově nebyla zachycena, ale jsou k dispozici velmi kvalitní snímky fotosféry pořízené zhruba 30 minut před a po erupci. Jejich porovnáním na obr. 6 velmi rychle zjistíme, že ve výchozí části skupiny došlo především k výrazné změně v poloze a tvaru neutrální čáry /čerchované silně/ mezi oběma pozorování. Ke zřetelné změně došlo ve spodní části obrázku, kde šrafovaná šipka znázor-

již večer 3.7.1974 dochází k zásadní změně. Od tohoto data konfigurace energii téměř výhradně vydává. Podotkněme, že 3. - 4.7.1974 je také patrná největší deformace konfigurace na rozhraní polarit, vyjádřená malou hodnotou úhlu θ .

Z hlediska posouzení procesu kumulace i výdeje energie je zajímavý obr. 5. Zde slabší zubatou křivkou je znázorněn ve formě sumační křivky vývoj erupčního indexu F podle Křivského /1975/ a na něm šipkami okamžiky, kdy došlo k náhlému uvolnění energie během protónové erupce. Podle Křivského jsou úzkými trojúhelníčky označená místa na sumační křivce, kde dochází ke změně režimu ve výdaji energie. Plná tlustá křivka pro M byla získána stejným způsobem jako křivka pro F a je to tedy sumační křivka magnetické energie. Škála sčítaných hodnot byla zvolena tak, aby souhlasila s křivkou pro F v počátečním a koncovém bodě vyšetřovaného

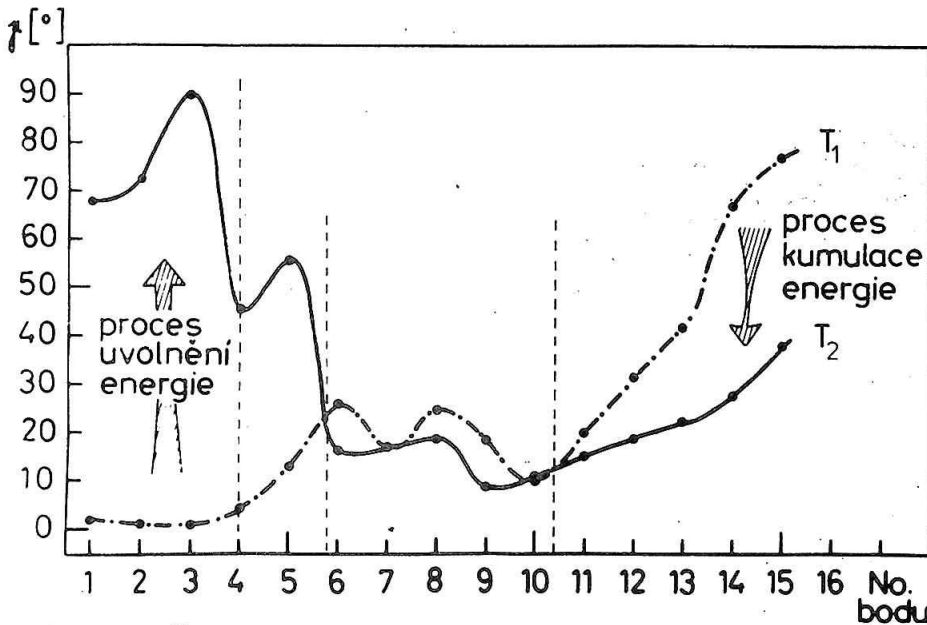
ňuje směr posunu neutrální čáry i jasného mostu v důsledku anomálně rychlého horizontálního pohybu jedné umbry v této oblasti. Během vývoje dochází k výrazným změnám i ve vnitřní struktuře mostu, tj. v úhlu, který vlákna v něm svírají s neutrální čarou. Zatímco před erupcí v čase T_1 byl tento úhel β v oblasti bodů označených čísly 1 - 5 velmi malý a tedy konfigurace byla silně deformována, vidíme, že po erupci v čase T_2 jsou vlákna k ose mostu téměř kolmá. Tuto změnu spojujeme s procesem erupce, kdy zřejmě během tzv. bílé erupce, která v této oblasti a v tomto období proběhla, došlo k uvolnění energie a k přestavbě struktury magnetického pole. Je zajímavé, že v ostatních částech mostu se erupční proces neuplatnil jako relaxační mechanismus, jak je dokumentováno na obr. 7.



Obr. 6 - Schema strukturálních změn ve chvostové skvrně mezi situacemi před T_1 a po T_2 bílé erupci.

Čísla jednotlivých bodů jsou totožná jako na obr. 6 a v těchto bodech jsou uvedeny hodnoty úhlu β pro okamžiky T_1 a T_2 . Vidíme, že zatímco v jedné části mostu dochází k procesu uvolnění energie, v jiné se energie zachovává a ještě dále probíhá proces kumulace zcela spojitě a nerušeně dál.

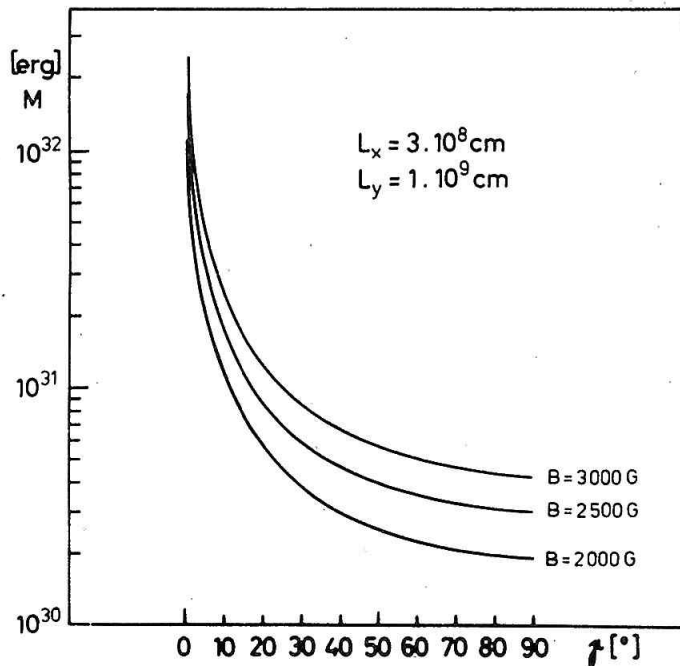
Z toho, co bylo uvedeno vyplývá, že pro erupční proces máme v naší interpretaci pozorování poměrně velmi malý geometrický prostor. Odhadujeme, že jeho rozměry jsou ve směru napříč k neutrální čáře kolem 3000 km a ve směru podél



Obr. 7 - Změny úhlu β vláken v jasném mostu mezi okamžiky T_1 a T_2 .

neutrální čáry kolem 10 000 km. Podotkněme, že se jedná skutečně o rozměry již srovnatelné s rozměry pozemskými. Nyní se ptáme, zda v takto ohraničeném objemu při intenzitách magnetického pole od 2000 - 4000 G může vůbec dojít ke kumulaci takového množství energie M jako je zapotřebí pro proces erupce.

Výpočet a jeho výsledky na obr. 8 ukazují, že především zásluhou poklesu úhlu pod hodnotu 10° v důsledku deformace způsobené horizontálním protisměrným pohybem umber opačné polaroty je energiový obsah uvolnitelné energie i v tak malé oblasti zcela postačující, aby dosáhl výkonu potřebného pro středně mohutnou protonovou erupci.



Obr. 8. - Závislost obsahu magnetické energie bezsilové konfigurace na úhlu deformace γ pro různé intenzity magnetického pole.

LITERATURA

- /1/ Kovacs, A.: 1977, Publ. of Debrecen Heliophysical, Obs., 3, 207
- /2/ Křivský, L.: 1975, BAC, 26, 203
- /3/ Sakurai, T.; Uchida, Y.: 1977, Solar Physics, 52, 397.

Vývoj FBS komplexu aktivity z mája 1980

A. ANTALOVÁ

Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

Vývoj skupín slnečných škvŕn, nachádzajúcich sa v aktívnej heliografickej dĺžke $l = 180^\circ$ bol skúmaný pre Carringtonové rotácie č. 1693, 1694 a 1695. Podrobne je diskutovaná erupčná aktivita v FBS komplexe aktivity z mája 1980 /pozri obr. 1 a 2/. Zvýšenie erupčnej aktivity v jednotlivých aktívnych oblastiach /AO/ dobre koreluje so zmenami magnetickej štruktúry príslušnej AO. V AO 16862 bolo obdobie zvýšenej erupčnej aktivity od 22,7 do 24,3 mája 1980. V AO 16863 vzniklo 74 poderupcií, ale žiadna mohutnejšia erupcia. Najväčšia erupčná aktivita /8 erupcií/ bola pozorovaná v dňoch 28. a 29. mája 1980 v AO 16864 a súvisela so vznikom nových slnečných škvŕn, ktoré boli lokalizované na západ od penumbry vedúcej škvŕny AO 16864 /pozri obr. 4/.

ÚVOD

Mimoriadne vhodným objektom na "Štúdium budovania erupčnej situácie" /projekt FBS/ počas "Roka maxima slnečnej činnosti" /SMY/ bol komplex aktivity, ktorý sa vytvoril na Slnku v máji až júni 1980. Komplex aktivity bol lokalizovaný na južnej pologuli Slnka, v intervale od $S 07^\circ$ do $S 20^\circ$ heliografickej šírky a od 170° do 195° heliografickej dĺžky. Uvedený komplex aktivity bol študovaný z rôznych hľadísk pracovníkmi Krymského Astrofyzikálneho observatória, IZMIRANu v Moskve, Astronomického ústavu SAV v Tatranskej Lomnici, Heliofyzikálneho observatória v Debrecene, Ottawa River Observatory, Meudonu, CALTECHu, zo San Fernanda a Tokya. Ich práce sú zadané do tlače.

V tomto príspevku bude popísaný výskyt erupcií v priebehu vývoja komplexu a to najmä v súvislosti so zmenami štruktúry magnetického pola. Údaje pre túto analýzu sú čerpané zo "Solar Geophysical Data" No. 429, 430, 431 a 432 a z bulletinu "Solnechnye Dannye" 1980/3, 4, 5. Sumačné krivky erupčnej aktivity boli vypočítané pre nasledovné tri Carringtonove rotácie Slnka: 1693, 1694 a 1695. Erupčný index F bol vypočítaný podľa Křivského /1975/ ako súčin importancie erupcie I a dĺžky trvania erupcie D, pričom čas trvania erupcie bol vyjadrený v minútach.

CARRINGTONOVA ROTÁCIA Č. 1693

Úvodom poznamenávam, že tá istá skupina slnečných škvŕn je označená na rôznych observatóriách príslušným bežným číslom, ktoré sa navzájom líšia. Z tohto dôvodu sa uvádza pred číslom skupiny názov observatória, napr. Roma, Mt. Wilson, Hale, NOAA.

Bipolárna skupina slnečných škvŕn Hale 16742 /NOAA 2362, NOAA-National Oceanic and Atmospheric Administration; Solnechnye Dannye 186/ bola pozorovaná 26. marca 1980 pri východnom okraji slnečného disku. Centrálnym meridiánom prešla 1. apríla 1980. Jej heliografické súradnice boli $b = S 12^{\circ}$, $l = 182^{\circ}$. Maximálny rozvoj dosiahla 27. marca 1980, kedy podľa modifikovanej zürišskej klasifikácie dosiahla typ DSI, magnetický typ $\mathcal{B} p$ a plochu 280 miliónťín slnečného disku. Plocha vedúcej škvŕny sa monotónne zmenšovala od 27. marca až po jej západ 7. apríla 1980.

V modifikovanej zürišskej klasifikácii /1982, SGD No. 450, Suppl./ prvé písmeno klasifikuje typ slnečnej skupiny: A, B, C, D, E, F, H.

Druhé písmeno klasifikácie charakterizuje formu penumbry najväčšej škvŕny:

- X označuje škvŕnu bez penumbry,
- R ... penumbra je iba čiastočne vytvorená,
- S ... symetrická penumbra s jemnou vláknitou štruktúrou, pričom jej priemer je menší ako 2,5 heliografického stupňa,
- A ... nesymetrická, zložitá penumbra, ktorá má priemer penumbry pozdĺž slnečného meridiánu menší ako 2,5 heliografického stupňa,
- H ... veľká symetrická penumbra, s priemerom väčším ako 2,5 heliografického stupňa,
- K ... veľká nesymetrická penumbra, s priemerom väčším ako 2,5 heliografického stupňa.

Tretie písmeno klasifikácie charakterizuje výskyt škvŕn v skupine:

- X označuje jedinú škvŕnu,
- O ... tzv. otvorené rozdelenie škvŕn v skupine. Plocha medzi vedúcim a zadným koncom skupiny je voľná, bez škvŕn, takže v skupine dve oblasti opačnej magnetickej polarity sú zreteľne oddelené.
- I ... škvŕny sa vyskytujú aj medzi vedúcou a zadnou časťou skupiny, ale žiadna zo škvŕn v centrálnej oblasti nemá penumbry,
- C ... kompaktný výskyt škvŕn. V oblasti medzi vedúcou a zadnou časťou skupiny sa nachádzajú veľké škvŕny, pričom aspoň jedna z nich má penumbry.

INTERAKCIA S INÝMI LOKÁLNymi MAGNETICKÝMI POĽAMI

30. marca 1980 sa vytvorila na severovýchode od Hale 16742 nová skupina slnečných škvŕn označená Hale 16745. Jej heliografické súradnice boli $b = S 08^{\circ}$, $l = 179^{\circ}$. AO Hale 16745 dosiahla maximálny rozvoj 31. marca 1980, kedy bola klasifikovaná typom BXO a zanikla 2. apríla 1980.

2. a 3. apríla 1980 bolo pozorované slabé pozitívne magnetické pole na západnom okraji magnetického poľa vedúcej negatívnej polarity AO 16742. Vzniklo reverzné magnetické usporiadanie, pri ktorom je porušený Halov zákon pre daný

11-ročný slnečný cyklus a danú polguľu. Nové pozitívne pole bolo slabé, slnečné škvrny s ním súvisiace neboli pozorované.

3. apríla 1980 sa vytvorilo nové bipolárne magnetické pole, lokalizované na východ od AO Hale 16742. Toto nové pole bolo sprevádzané výskytom slnečných škvŕn /napr. 5. apríla mali indukciu 2300 G/ a dosiahlo maximálny rozvoj 8. apríla 1980.

ERUPČNÁ AKTIVITA

AO Hale 16742: Erupčný index počas rotácie č. 1693 dosiahol celkovú hodnotu $F = 324$. Bol vypočítaný z 32 pozorovaných poderupcií. Zo sumárnej krivky je možné určiť dve obdobia zvýšeného erupčného výkonu:

- 2. apríla 1980

- 4. a 5. apríla 1980. 5. apríla 1980 o 03^h39^m UT bola pozorovaná röntgenová erupcia M2.

AO Hale 16745: V tejto skupine boli vcelku pozorované iba 3 poderupcie. Jedna 30. marca a dve 31. marca 1980.

DISKUSIA

Zaujímavý je vznik poderupcií v AO Hale 16745 v dňoch 30. a 31. marca 1980, t.j. v deň vzniku maximálneho rozvoja AO Hale 16745. Neskôr v AO Hale 16745 poderupcie neboli pozorované, hoci skupina trvala do 2. apríla 1980.

Ak berieme do úvahy lokalitu pozorovaných erupcií, potom zvýšenie erupčnej aktivity v AO Hale 16742 dňa 2. apríla 1980 svedčí o súvisi so vznikom reverzného magnetického usporiadania, lokalizovaného západne od AO Hale 16742.

Zvýšenie erupčnej aktivity v dňoch 4. a 5. apríla 1980 veľmi pravdepodobne súvisí s bipolárnym magnetickým polom, vytvoreným 3. apríla 1980 východne od AO Hale 16742. Pôvodne obidve bipolárne magnetické polia boli oddelené, ale podľa magnetogramu z Kitt Peak, 5. apríla sa "zjednotili", t.j. súhlasné polarity oboch bipolárnych polí vytvorili jediné pole, čo svedčí o dostatočnom zvýšení magnetického toku v okolí AO Hale 16742.

CARRINGTONOVA ROTÁCIA Č. 1694

H-alfa flokulové pole, súvisiace s AO Hale 16742 sa vrátilo na disk 24. apríla 1980 a bolo označené ako AO Hale 16796. Zbytok z lokálneho magnetického pola pretrvával na disku počas celej rotácie č. 1694. Slnečné škvrny nevznikli. V AO Hale 16796 bolo vcelku pozorovaných 13 poderupcií a celkový erupčný index dosiahol hodnotu $F=117$.

CARRINGTONOVA ROTÁCIA Č. 1695

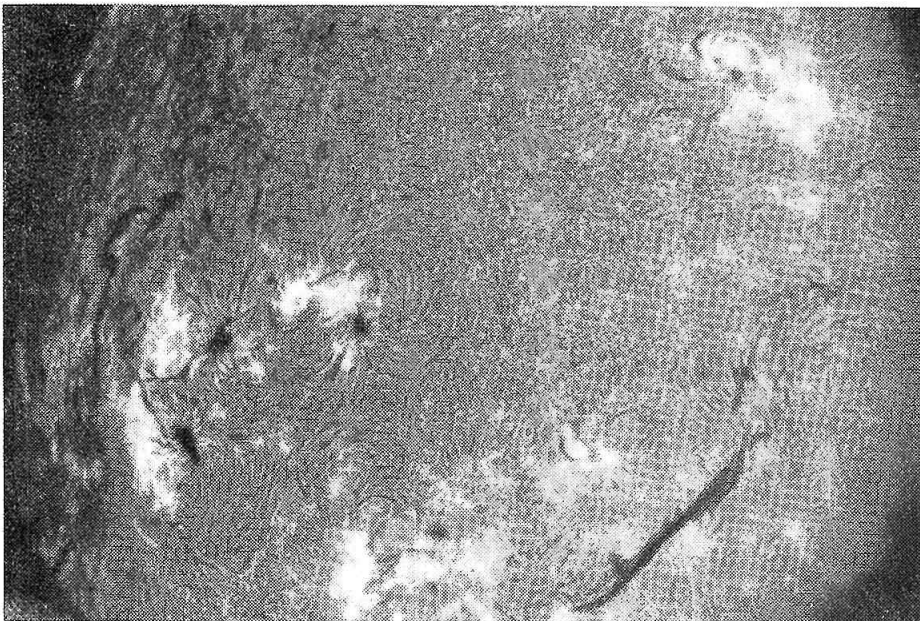
Komplex aktivity v máji 1980 obsahoval tri skupiny slnečných škvŕn, označených Hale 16862, 16863 a 16864 /NOAA 2466, 2469 a 2470/. Na obr. 1 je uvedený detail H-alfa synoptickéj mapy z Carringtonovej rotácie č. 1695. Komplex aktivity sa nachádza na intervale od 170° do 195° heliografickej dĺžky a od

08° do 20° južnej heliografickej šírky. Vytvorenie skupín slnečných škvŕn prebehlo počas prechodu oblasti na odvrátenej polguli Slnka, t.j. počas posledných 13 dní. Tento komplex troch skupín škvŕn bol vybraný na štúdium v rámci „Roka slnečnej činnosti“ v projekte FBS a bol celosvetovo pozorovaný od 22. do 29. mája 1980. Na obr. 2 je uvedený H-alfa filtergram komplexu aktivity z 22. mája 1980.

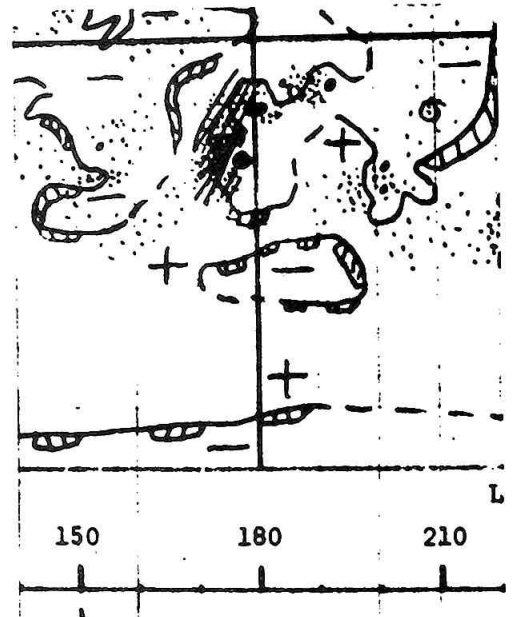
a/ AO HALE 16862
/Mt.W.21467, NOAA 2466, SD 268/

Východ AO Hale 16862 bol pozorovaný 18. mája 1980, centrálnym meridiánom oblasť prešla 25,3 mája 1980 a zapadla 30. mája. Maximálny stupeň rozvoja dosiahla 22. mája 1980 /plocha 490 miliónov slnečného disku a typ EHO/. Neskôr bola pomerne stabilná a zapadla ako typ DSO /poznámku o klasifikácii pozri v 2. odstavci/. Heliografické súradnice AO Hale 16862 boli $b=S 08^{\circ}$
 $l = 189^{\circ}$.

Z magnetického hľadiska /podľa magnetogramov z Kitt Peak Observatory/ bola zaujímavá štruktúra vedúcej časti AO Hale 16862, ktorá trvala od 20. do 24. mája 1980. Stručne je možné povedať, že oblasť vedúcej negatívnej polarita, ktorá

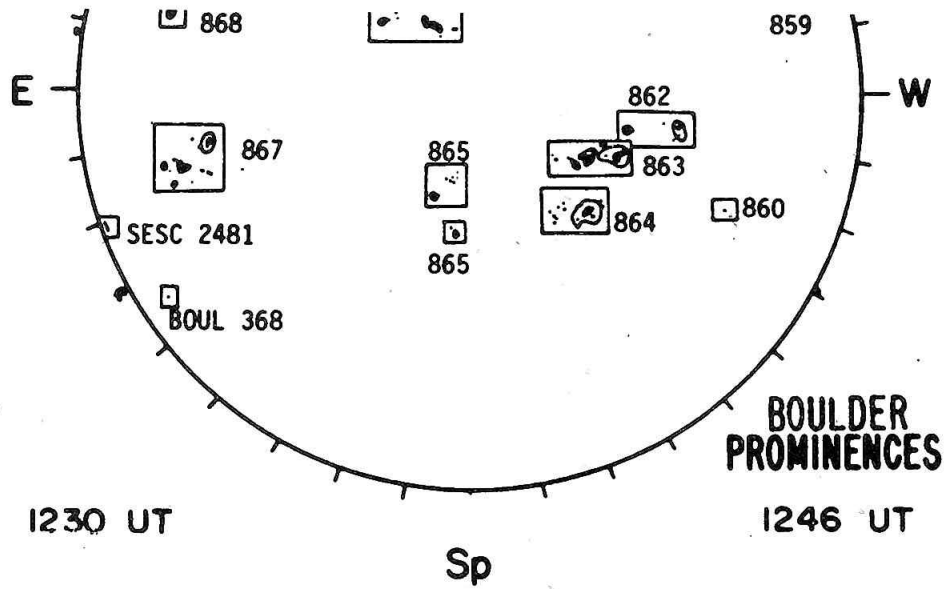


Obr.2 - H-alfa filtergram komplexu aktivity /AO Hale 16862-4/. Pozorovanie bolo uskutočnené na observatóriu Tokyjskej Univerzity, dňa 22. mája 1980 o 06^h 19^m UT.

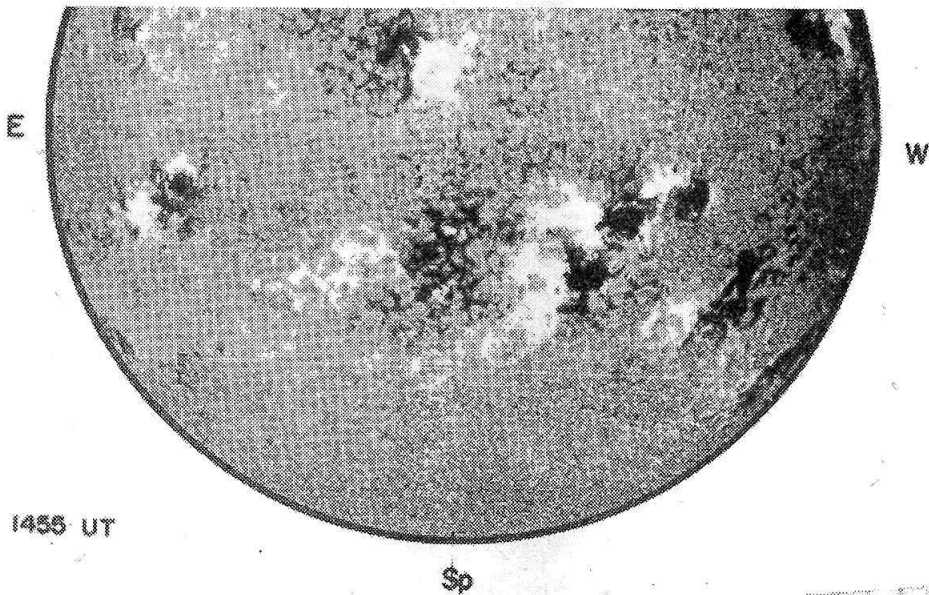


Obr. 1 - Detail z H-alfa synoptického mapy pre Carringtonovu rotáciu č. 1695 pre AO Hale 16862-4. Komplex aktivity sa nachádza v intervale od 170° do 195° heliografickej dĺžky a od 8° do 20° južnej heliografickej šírky. H-alfa synoptická mapa je uverejnená v SGD No.431/part I.

mala kruhovú formu, bola obklúčená v severovýchodne-južnej polovici tenkou polobručkou kladnej polarita a ďalej na východ opäť prúžkom negatívnej polarita. Na východ od tejto "prekladanej" magnetickej štruktúry sa rozprestierala rozsiahla oblasť kladnej polarita. Prstencové pozitívne magnetické pole, ktoré bolo



Obr. 3a - Slnečné škvrny v AO Hale 16862-4, pozorované dňa 27. mája 1980 /podľa SGD No. 431/part I/.



Obr. 3b - Magnetogram získaný na Kitt Peak Observatóriu dňa 27. mája 1980. Oblasti jasnejšie ako priemer označujú pozitívnu magnetickú polaritu. Oblasti tmavšie ako priemer vyznačujú negatívnu magnetickú polaritu. Magnetickú štruktúru komplexu aktivity je možné identifikovať porovnaním obr. 3b s obr. 3a.

"stlačené" medzi centrálné a vonkajšie prstencové negatívne magnetické pole dosiahlo maximálnu hodnotu 22. mája 1980. Prejavilo sa to výskytom drobných škvŕn kladnej polarita tesne na východnom okraji penumbry vedúcej škvŕny AO Hale 16862.

23. a 24. mája 1980 začali sa negatívne polia v prednej časti AO Hale 16862 "zjednocovať" do súvislej oblasti vedúcej zápornej polarita. Je to možné vysvetliť vznikom nového magnetického negatívneho toku v tejto časti AO Hale 16862. 26. mája 1980 sa opäť vyskytla kladná polarita na západ od penumbry vedúcej škvŕny AO Hale 16862. Toto reverzné magnetické usporiadanie pretrvalo, až kým skupina nezapadla 30. mája 1980 /pozri obr. 3b; na magnetograme je negatívna magnetická polarita označená tmavšou farbou a kladná magnetická polarita jasnejšou farbou ako šedé nulové pozadie/.

ERUPČNÁ AKTIVITA V AO HALE 16862

Erupčný index v skupine 16862 počas rotácie č. 1695 dosiahol celkovú hodnotu F = 469. V skupine bolo zaregistrovaných 41 poderupcií a 4 erupcie:

18. mája 1980/14 ^h 46 ^m UT	1B
23. mája 1980/21 ^h 33 ^m UT	1B
24. mája 1980/08 ^h 27 ^m UT	1B
29. mája 1980/05 ^h 05 ^m UT	1N

Sumačná krivka erupčného indexu má zaujímavý priebeh. Po priemernej erupčnej aktivite, ktorá trvala od 18,0 do 20,2 mája 1980 nastala úplná pauza od 20,2 do 22,7 mája. Pokrytie erupčnými patrolami bolo počas 20. - 22. mája obdobné ako v dňoch 18. a 19. mája 1980.

Obdobie zvýšenej erupčnej aktivity v AO Hale 16862 trvalo od 22,7 do 24,3 mája 1980. Vyvrcholilo 1B erupciou 24. mája 1980 o 08^h 27^m UT. Táto erupcia bola lokalizovaná na severnej hrane vedúcej škvŕny AO Hale 16862.

Obdobie zvýšenej erupčnej aktivity čiastočne časove koinciduje /20. - 24.máj/ s výskytom "prstencového" pozitívneho pola, obkľučujúceho východnú polovicu penumbry vedúcej škvŕny AO 16862. 1B erupcia 24/08^h 27^m UT pravdepodobne súvisí s novým tokom záporného magnetického pola, ktoré sa prejavilo na magnetograme v "zjednotení" predtým oddelených častí negatívneho pola a v "zmiznutí" kladného prstenca lokalizovaného východne od prednej škvŕny AO 16862.

Fotosférické pozorovania hlavných škvŕn AO 16862 svedčia o zmene orientácie umbrálnych detailov. Vedúca škvŕna AO 16862 sa "otáčala" v dňoch 25. a 26. mája 1980 priemernou uhlovou rýchlosťou $-1,3^{\circ} \text{ h}^{-1}$ a zadná škvŕna v dňoch 25. až 29. mája 1980 priemernou uhlovou rýchlosťou $+0,8^{\circ} \text{ h}^{-1}$ /Antalová, 1982/. V tejto súvislosti je nutné zdôrazniť, že zreteľné pohyby umbier hlavných škvŕn AO 16862 sa neodzrkadlili vo zvýšenej erupčnej aktivite AO, iba ak vo zvýšenej frekvencii umbrálnych erupcií, ako uvidíme v prípade AO Hale 16863.

b/ AO HALE 16863 /Mt. W. 21470, NOAA 2469, SD 269/

Východ AO Hale 16863 bol pozorovaný 19. mája 1980 a centrálnym meridiánom AO prešla 26,3 mája 1980. Heliografické súradnice AO Hale 16863 boli $b = S 12^{\circ}$, $l = 178^{\circ}$. Maximálny rozvoj AO 16863 dosiahla 26. mája 1980 /typ EKI a plocha

890 miliontín slnečného disku/. Magnetická Mt. Wilsonská klasifikácia bola od 24. do 30. mája 1980 nasledovná: σ , B_{β} , B_{β} , σ , B_{β} , σ , B_{β} .

Erupčný index v AO 16863 počas rotácie č. 1695 dosiahol celkovú hodnotu $F = 459$. Magnetická štruktúra AO 16863 bola v porovnaní s AO 16862 o niečo zložitejšia, ale v erupčnej činnosti sa to neprejavilo. V AO 16863 vzniklo síce až 74 poderupcií, ale nevznikla žiadna mohutnejšia erupcia. Sumačná krivka skupiny AO 16863 monotónne rástla. Najvyšší erupčný výkon dosiahla AO 16863 dňa 26. mája 1980, kedy AO dosiahla maximálny rozvoj.

AO Hale 16863 mala do 24. mája 1980 jednoduchú bipolárnu magnetickú štruktúru. Vedúca negatívna polarita bola kruhovej formy. 24. mája 1980 v severovýchodnej časti vedúcej negatívnej polarite vznikol malý ostrovček kladnej polarite, ktorá mal síce najmenšiu plochu, ale najväčšiu indukciu 25. a 26. mája. Na magnetograme z 27. mája 1980 /pozri obr. 3b/ je už vidieť iba nepatrné zvyšky tejto kladnej polarite, vo forme jasného vlákna, lokalizovaného vo vedúcej tmavej negatívnej polarite AO Hale 16863. 27. mája 1980 sa vytvoril nový pruh kladnej polarite v juhozápadnej časti AO Hale 16863, ktorý trval do 28. mája 1980. Vznikla tým mikroštruktúra magnetického póla v reverznom usporiadaní /pozri obr. 3b/.

Najdôležitejšia otázka týkajúca sa erupčnej aktivity v AO 16863 znie: Prečo v AO 16863 vznikali malé poderupcie /vcelku 74/, ale žiadna mohutnejšia erupcia? Odpoveď na túto otázku zatiaľ nepoznáme.

ERUPČNÁ AKTIVITA V AO HALE 16863

Z erupčnej aktivity v AO 16863 treba zdôrazniť nasledovné javy:

25. mája 1980 o 05^h 54^m UT bola veľmi intenzívna umbrálna erupcia nad vedúcou škvrnou AO Hale 16863. Umbra vedúcej škvrny AO 16863 sa skladala zo 3-7 fragmentov tej istej negatívnej polarite. Rýchle zmeny v orientácii umbrálnych častí vedúcej škvrny AO 16863 boli pozorované od 22. do 24. mája 1980 /Antalová, 1982/. Počas Carringtonovej rotácie č. 1695 bolo pozorovaných vcelku 22 umbrálnych zjasnení nad vedúcou škvrnou AO Hale 16863 /Gaizauskas, 1981/, čo je približne štyrikrát väčšia hodnota aká sa pozoruje nad škvrnami tej istej plochy. Príčina veľkej frekvencie umbrálnych zjasnení, podobne ako samotná podstata umbrálnych zjasnení nie je známa.

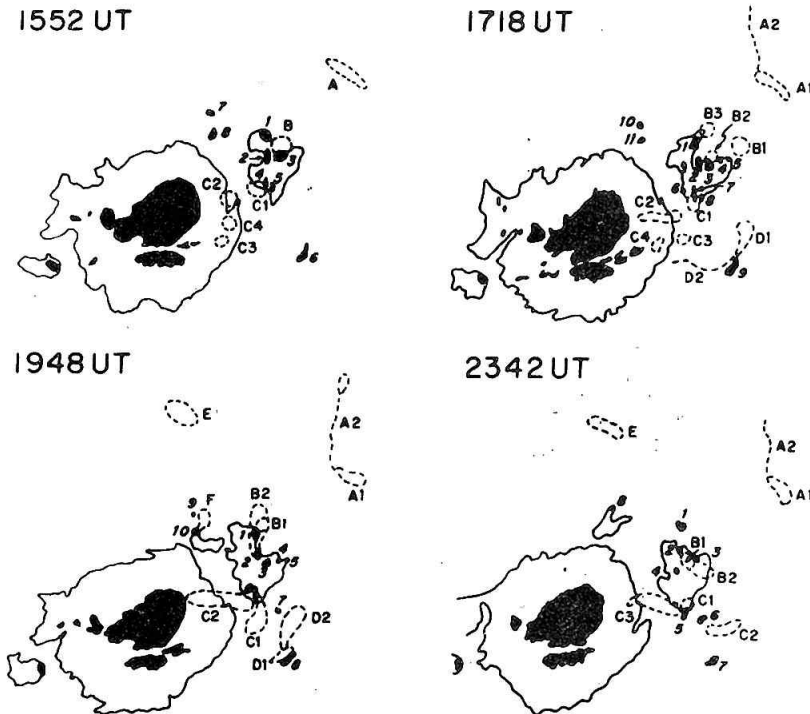
26. mája 1980 sa poderupcie vyskytovali najmä v "ostrove" kladnej polarite, situovanom v severovýchodnom smere od vedúcej škvrny 16863.

28. mája 1980 erupčná aktivita bola lokalizovaná v juhozápadnej časti AO, blízko novovytvoreného pruhu pozitívnej magnetickej polarite.

c/ AO HALE 16864 /Mt.W. 21469, NOAA 2470, SD 270/

AO Hale 16864 vyšla na východný okraj slnečného disku 19. mája 1980, centrálnym meridiánom prechádzala 26,5 mája a zapadla 1. júla 1980. Heliografické súradnice AO Hale boli $b = S 19^{\circ}$, $l = 179^{\circ}$. Maximálny rozvoj AO 16864 dosiahla 26. mája 1980 /typ EKI a plocha 640 miliontín slnečného disku/ podobne ako AO Hale 16863. Mt. Wilsonská magnetická klasifikácia AO 16864 bola do 27. mája

B_{β} ; 28. mája B_{β} a 29. mája σ . V porovnaní s AO 16863 mala jednoduchšiu



Obr.4 - Fotosférická a chromosférická situácia AO Hale 16864 dňa 28. 5.1982. Spojitá čiara označuje hranicu penumbrier škvŕn. Škvŕny sú čierne. Drobné škvŕny v novovytvorenej delta konfigurácii, lokalizovanej západne od vedúcej škvŕny AO Hale 16864 sú očíslované /1-11/. Ohniská erupcií v H-alfa sú označené čiarkovane. Prvé tri erupcie t.j. A: 28/15^h 52^m, B: 28/17^h 05^m, C: 28/19^h 24^m sú homologické. Ohnisko C1 bolo počiatkom impulznej fázy vo všetkých štyroch erupciách. V hornom ľavom rohu každej erupcie je uvedený čas maxima mikrovlnnej emisie.

štruktúru magnetického poľa.

Erupčný index v AO 16864 počas Carringtonovej rotácie č. 1695 dosiahol celkovú hodnotu $F = 803$. AO 16864 mala z komplexu aktivity najvyšší erupčný výkon. V AO Hale 16864 bolo pozorovaných 67 poderupcií a 10 erupcií. Sumačná krivka AO 16864 svedčí o tom, že spočiatku bola erupčná aktivita AO 16864 porovnateľná s aktivitou v AO 16863. Mierne zvýšenie erupčného výkonu nastalo 24. mája. Mimoriadne prudké zvýšenie erupčnej činnosti nastalo 28. mája a trvalo aj 29. mája, kedy bolo pozorovaných 8 röntgenových erupcií:

28. mája 1980/02 ^h 17 ^m UT	1N	M2	-
15 52	SB	C9	A
17 05	1B	M4	B
19 24	2B	X1	C
21 53	1B	M2	-
23 32	2B	M7	D
29. mája 1980/05 08	SN	M2	E
06 55	1N	?	-

Gaizauskas /1981/ usúdil, že malá delta konfigurácia, ktorá sa vytvorila 27. mája 1980 na západnej strane penumbry vedúcej škvŕny AO 16864 /pozri obr. 4/, bola príčinou vzniku erupcií 28. a 29. mája 1980.

Na obr. 4 spojité čiary definujú hranicu penumbrier škvŕn AO Hale 16864. Ohniská jednotlivých erupcií A-D sú uvedené čiarkovane. Oblasť C1 na obr. 4 bola počiatkom impulznej fázy pre každú z erupcií A-D. Táto jedinečnosť lokácie C1 je zatiaľ nevysvetlená. Okrem toho, ako uvádza Gaizauskas /1981/ homologia jednotlivých ohnisk erupcií trvá nielen niekoľko hodín /pozri obr. 4/, ale dokonca niekoľko dní. Malé poderupcie sa vyskytujú v tých istých lokalitách a ich tvar je podobný, hoci mierne modifikovaný.

VÝSLEDKY

Všetky obdobia zvýšenej erupčnej aktivity v skúmaných AO bolo možné priestorovo a časovo priradiť k zisteným špecifickým zmenám jemnej štruktúry magnetického poľa AO.

Špecifické zmeny magnetickej štruktúry AO súviseli so vznikom nových magnetických polí a ich interakciou so starým poľom AO.

Erupčná aktivita AO je priamo úmerná veľkosti nového magnetického toku, lokalite nového poľa vzhľadom na starú magnetickú štruktúru a pravdepodobne aj dobe trvania produkcie nového magnetického toku.

LITERATÚRA

- /1/ Antalová, A.: 1982, Bull. Astron. Inst. Czechosl.
- /2/ Gaizauskas, V.: 1981, Progress report FBS Action Interval 2, SMY Workshop, Annecy.
- /3/ Krivský, L.: 1975, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 26, 203
- /4/ Solar Geophysical Data: No. 429/part I, 430/part I, 431/part I, 432/part I.
- /5/ Solar Geophysical Data: 1982, No.450, Suppl. 24.

Erupce z 28. 3. 1980 a její radiová emise

spojená s koronálními jevy v H-alfa a bílém světle

L. KŘIVSKÝ, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov
M. KARLICKÝ, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov
A. TLAMICHA, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ÚVOD

Vzhledem k tomu, že erupce z 28.3.1980 /zač. 9,54 UT/ se projevila v řadě oborů emisí mimořádným způsobem, začala být středem pozornosti pracovníků různých zemí. Tato erupce byla doprovázena intenzivní a anomální radiovou emisí typu II a dalších typů /Chertok, 1981/, koronálním transientem aurorálního typu patrným na snímcích koronografu na sondě SOLWIND a difusní koronální září v H-alfa.

Aktivita a jevy z období 19. až 31.3.1980 byly doporučeny zvláštnímu zájmu v materiálu Preparation of SMY Workshop pod názvem Tentative SERF Working Groups /Study of Energy Release in Flares/ a to ve Working Group 3, v materiálu SERF Flares byla tato erupce zahrnuta v SERF Action 8. Zde předložené zpracování nemohlo být dokončeno před patričním Workoshop-em v Annecy /Francie/, v říjnu 1981. Zpracování zahrnuje vlastní československá, jugoslávská, německá a americká data.

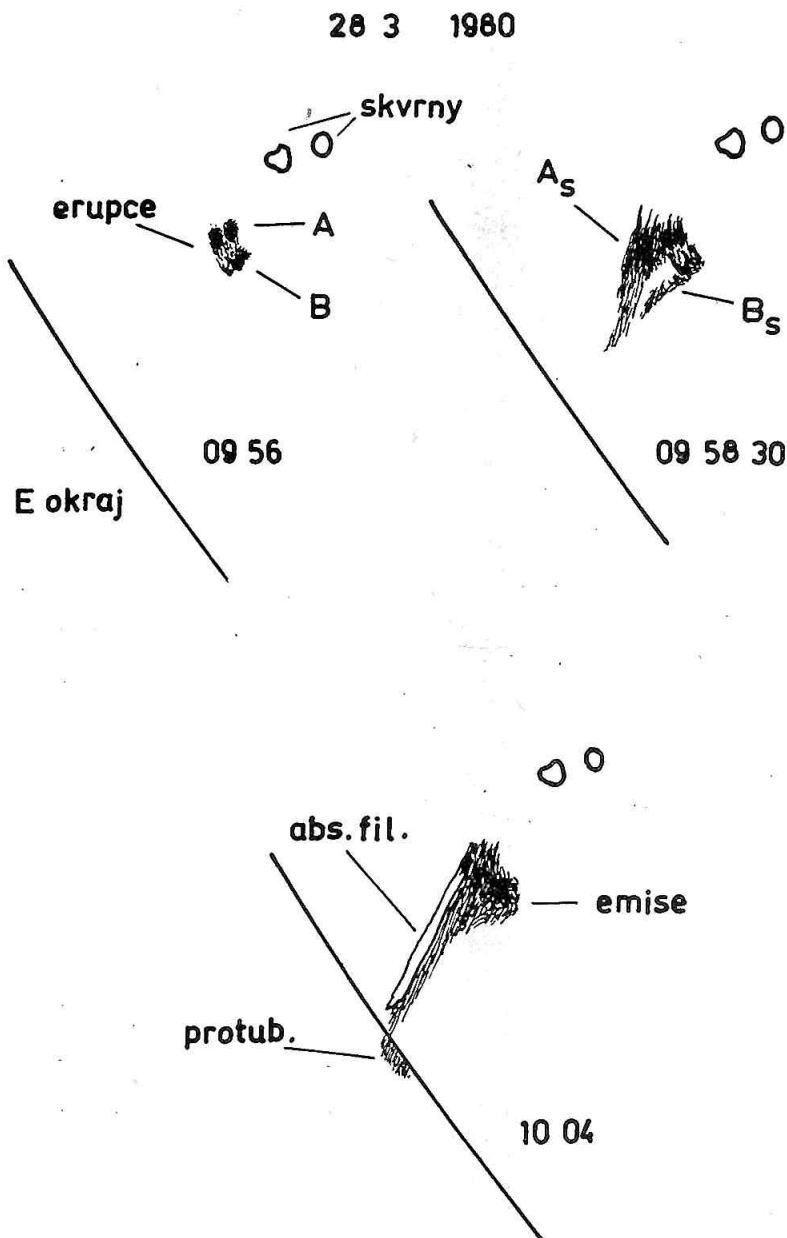
2. AKTIVNÍ OBLAST ZKOUMANÉ ERUPCE

Erupce z 28.3.1980 vznikla v aktivní oblasti typu F, 24°N , 55°E /No. 187 Sol. Danne, No. 16740 Hale/, $L = 178,5^{\circ}$; 27.3. není možno spolehlivě určit magnetický typ, 28.3. byla skupina typu $\beta\gamma$ a 29.3. typu δ , což signalisuje možnosti výskytu velkých energetických erupcí /Künzel, 1960/, Erupce vznikla na periférii uvedené skupiny skvrn, SE od skupiny směrem k okraji, asi 10° od těžiště kompaktní skupiny s pozoruhodným meridionálním rozvojem.

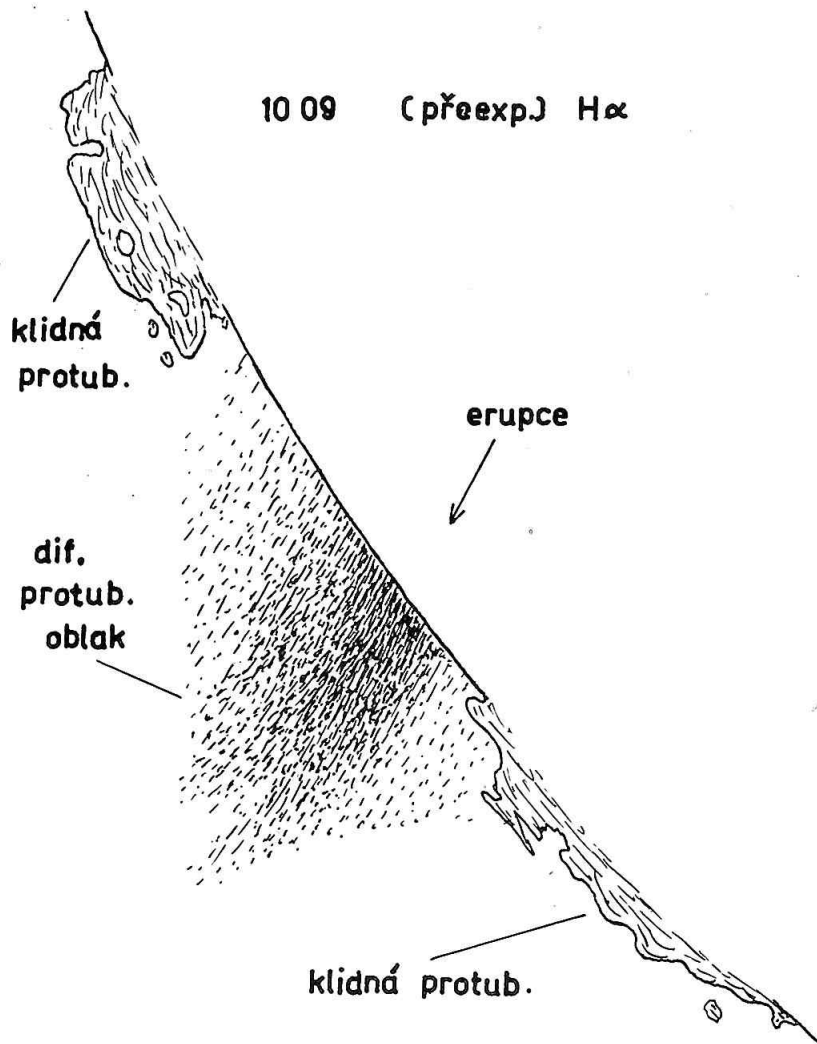
3. VÝVOJ A CHARAKTER ERUPCE

Zkoumaná erupce z 28.3.1980 byla snímána na jugoslávsko-československé observatoři Hvar /Jugoslávie/ od 09 53 do 10 11 UT, H-alfa filtrem o propustnosti 0,7 Å. Na snímcích je patrné, že erupce importance 2B měla na počátku v nižších hladinách tvar přemostění mezi políčky ukotvení A, B ve tvaru nízkých

erupčních smyček /na obr. 1, 09 56/. Z obou vnějších zakotvených partií, resp. stranou od nich, byly patrné výšlehy zářící H-alfa - materie A_s , B_s , na okrajích výšlehů se občas objevily partie v absorpci /09 59 30, 10 03 30, 10 07 00 UT/, viz obr. 1. Zdá se, že výšlehy se nešířily vzhledem k pozici erupce zcela radiálně, ale byly odkloněny od radiálního směru k východnímu okraji Slunce o úhel zhruba 20° . Byly měřeny vzdálenosti od základny erupce vždy na okraj výšlehu, případně na protuberanční pokračování výšlehů nad okrajem disku, což bylo patrné přibližně od 10 01 UT. Na snímcích se zvětšenou expozicí se ukázala nad touto partií rozsáhlá difusní záře v H-alfa /v šířce i ve výšce/, mezi dvěma klidnými protuberancemi. Tato záře, difusní protuberanční oblak měl



Obr. 1 - Kresby erupce z vybraných snímků v H-alfa, 28.3.1980, observator Hvar.

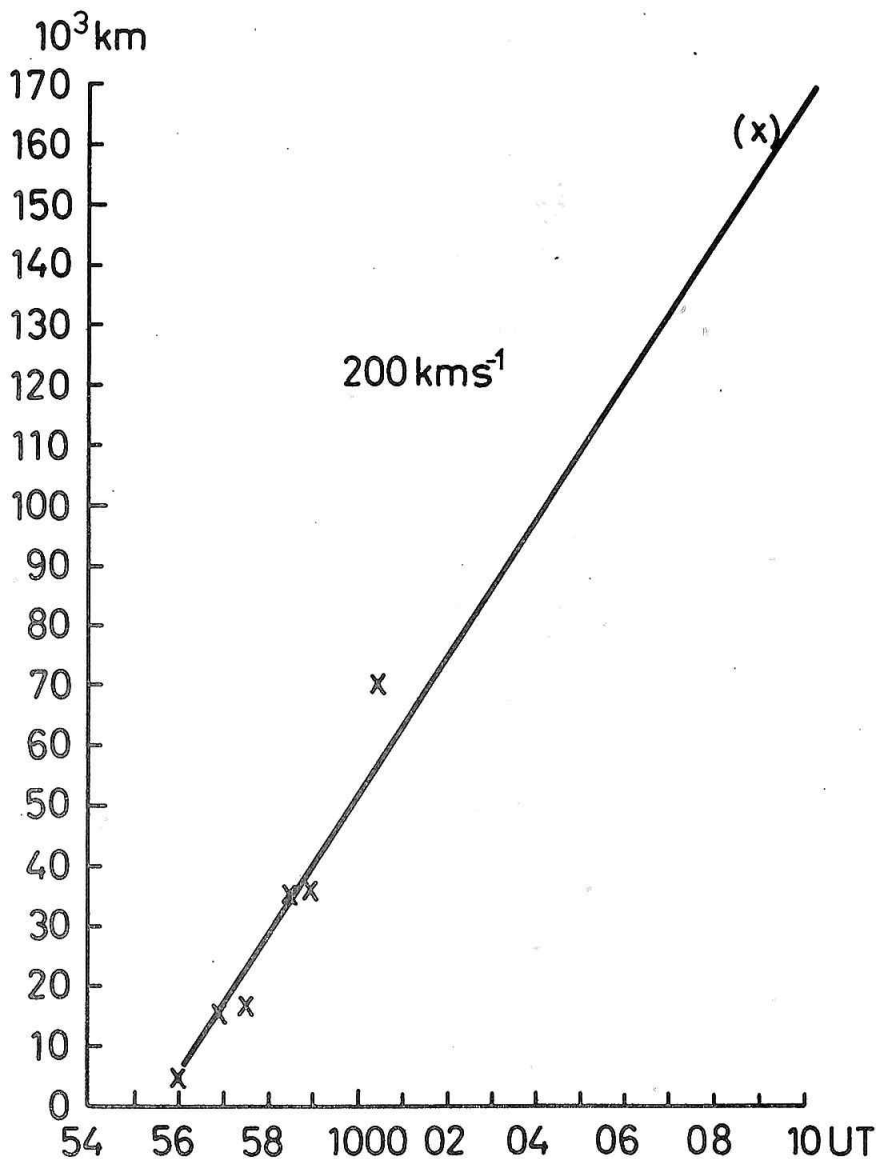


Obr. 2 - Kresba z přeexponovaného snímku v H-alfa /Observator Hvar/ s patrnou difusní protuberanční září nad erupcí, 28.3.1980.

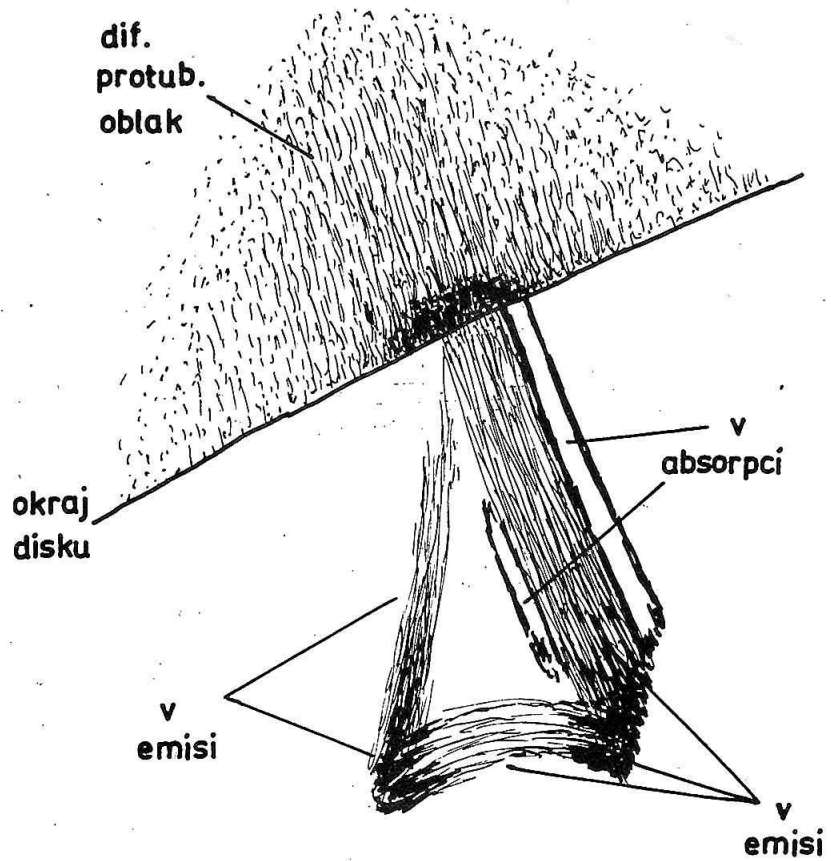
sotva patrnou strukturu, 10 07 a po 10 11 UT, viz obr. 2. Pokusili jsme se zaměřit i okraj této difusní záře a vypočítat rychlost šíření okraje výšlehu od prostoru nad erupcí až po koronální výšky. Výsledek je na grafu obr. 3. Jde o rychlost šíření zhruba 200 km s^{-1} . Údaj je vzhledem k nejistotě určení okraje výšlehu ve fázích vývoje nad limbem nejistý. K obdobné rychlosti dospěli autoři Bhatnagar a i. 1981. Syntetický schematisovaný obraz celého vývoje erupce je na obr. 4.

Je zřejmé, že v nižších partiích erupce šlo o uzavřené magnetické systémy /přemostění mezi bočními políčky/, na bocích erupce tj. stranou od políček zakotvení došlo k urychlení a volnému úniku plasmy ve volných magnetických strukturách daleko do korony a snad i do meziplanetárního prostoru. Emise, či absorpce v H-alfa útvaru výšlehu promítaná na sluneční disk či patrná do velkých vzdáleností nad diskem, dává obraz jen o stopách jiného primárního procesu /s velkým obsahem energie/, s jinými možnými rychlostmi i jinými teplotami, který je v čáře H-alfa neviditelný a může mít zcela odlišný tvarový rozsah vzhledem k pozorovanému výšlehu v H-alfa.

Nalezení rozsáhlé difusní aureoly nad erupcí přispělo k tomu, že bylo pojato podezření, že tato erupce by měla být spojená s koronálním transientem, a proto jsme se obrátili na Dr. N. R. Sheeley-ho, zda-li byl transient identifikován na snímcích koronografu na sondě SOLWIND /viz kap. 5/. Vzhledem k tomu, že vypočítané diferenční fotometrické snímky ukázaly /obr. 5/, že došlo ke generaci transientu, můžeme se domnívat, že výškově rozsáhlé výšlehy s projevem rozsáhlé difusní záře v H-alfa nad okrajem slunečního disku jsou součástí koronálního transientu v bílém světle a jsou patrné tehdy, když je zdroj tj. erupce poblíže okraje disku. Difusní záře H-alfa je pravděpodobně prostorově totožná se zaostávající spodní partií transientu.



Obr. 3 - Rychlosti výstupu měřené na okraji výšlehu z erupce nebo na horní okraj difusní protuberance /28.3.1980/.



H α

Obr. 4 - Syntetický schematický obraz vývoje erupce s doprovodnými jevy provedeny podle zkoumaného komplexu jevů při srupci 28.3.1980.

28.3. 0540-1419 UT

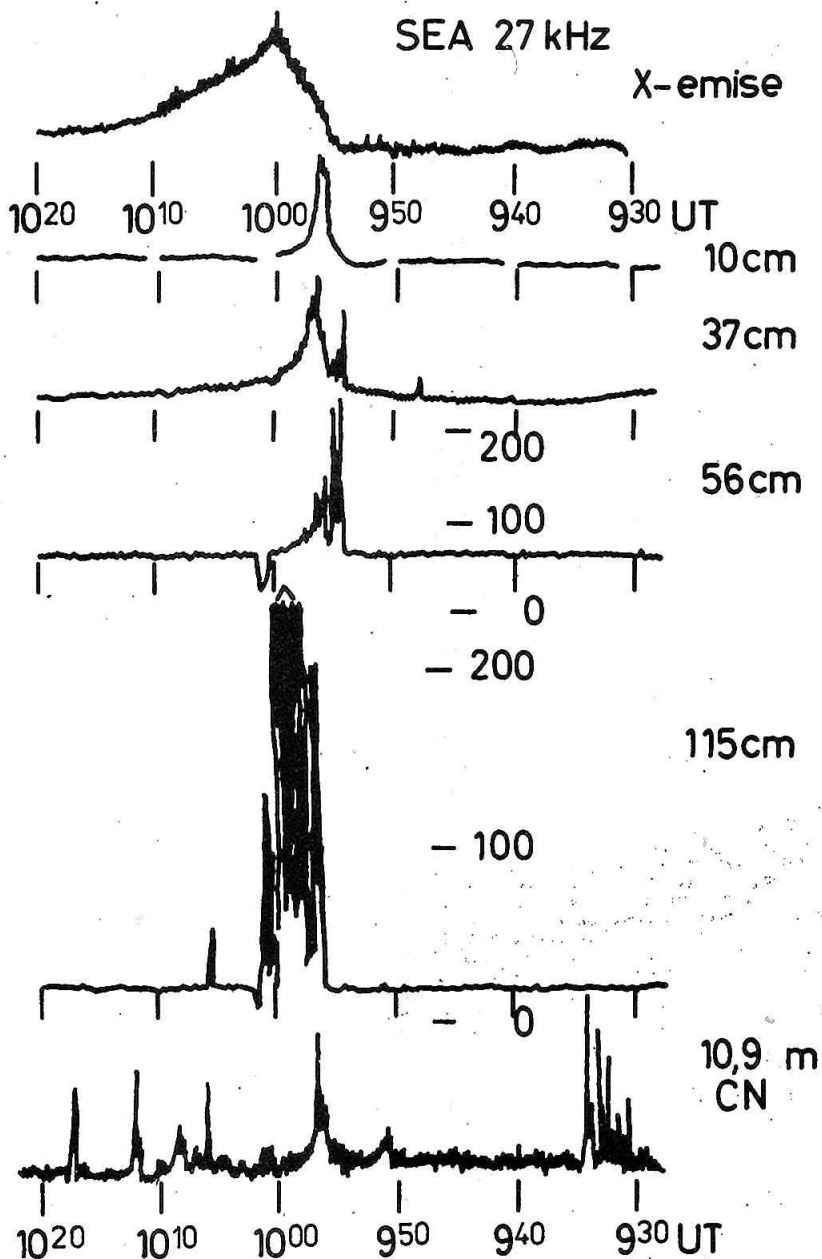


Obr. 5 - Kopie diferenčního vypočítaného snímku korony z 28.3.1980 /fotometrická diference mezi snímky 05 40 a 14 19 UT/ ze satelitu SOLWIND. Nalezená změna v záření bílé korony /tzv. transient/ y uvedeném intervalu je znázorněna tečkami. Kotouč je disk Slunce.

4. EMISE ERUPCE

R a d i o v á e m i s e

V době erupce bylo zaznamenáno komplexní radiové vzplanutí od milimetrového oboru po dekametrový obor /Sol. Geophys. Data, Boulder 429 /I/ a 433 /II/, 1980/. V nejkratší vlnové délce 35 000 MHz /Bern/ vzplanutí trvalo 3 minuty, od 09 56, s maximem 80 sfu v 09 57 UT. Z oboru decimetrových a metrových vln lze vidět záznamy z jednotlivých frekvencí na obr. 6 /Ondřejov/. Na těchto pásmech začínalo vzplanutí kolem 09 54 UT. Též je uveden záznam vzplanutí z



Obr. 6 - Kopie záznamů radiové emise při erupci z 28.3.1980. Všechny registrace jsou z Ondřejova, s výjimkou 10,9 m /Úpice/. Průběh erupce charakterizuje efekt SEA.

dekametrového oboru /32,8 MHz/, z hvězdárny Úpice /Československo/. Na této registraci je patrná řada radiových záblesků nejen v době erupce mezi 09 55 - 10 57 UT, ale jsou reálné i ostatní patrné vzplanutí charakterisující podmínky vzniku a průchodu poruch doprovázených radiovou emisí v koruně na výškách kolem 800 000 km.

Radiové spektrum 30 - 1000 MHz /observatoř Weissenau/ nemůže být reprodukováno; tok radiového záření na frekvencích 3000, 808, 536 a 260 MHz od erupce je na obr. 6. Radiová emise erupce začíná v čase ~ 09 54 30 UT. Objevuje se nejdříve na vyšších frekvencích, tj. na 3000, 808 a 536 MHz a v radiovém spektru je pozorována kvaziperiodická série decimetrových záblesků v rozsahu frekvencí 410 - 540 MHz ve dvou následných časových intervalech 09 54 25 - 09 55 03 UT a 09 55 30 - 09 56 17 UT. Nejčastěji vyskytující se "periodou" v první serii decimetrových záblesků je časový interval 1 - 1,5 s. Nejčastěji se vyskytujícím časovým intervalem v druhé serii decimetrových záblesků je časový interval 2 - 2,5 s. Tyto "periody" jsou v plné shodě s periodami, určenými v radiovém toku na 8 mm a periodami určenými v sekvencích vzplanutí typu III v případě erupce ze dne 22.9.1978 /periody 2,1 - 2,4 s., Urpo a kol., 1981/. Navíc se ukazuje z radiového spektra, že druhá serie decimetrových záblesků je doprovázena serií vzplanutí typu III v rozsahu frekvencí 30 - 290 MHz, v časovém intervalu 09 55 30 - 09 57 00 UT. Toto pozorování je v plné shodě s pozorováním na frekvenci 260 MHz. Po této fázi radiové emise dochází v časovém intervalu 09 57 30 - 10 01 00 UT ke vzplanutí, které považujeme za superposici několika radiových vzplanutí II. Zřejměna v časovém intervalu 09 57 30 - 09 58 30 UT lze ze záznamu radiového spektra zjistit čtyři frekvenčně driftující útvary, viz tab. 1. Tyto útvary považujeme na základě teo-

TABULKA 1

No.	začátek konec UT	frekv. pásmo mezi zač. a koncem MHz		poloha vlny nad fotosférou v době zač. typu II km	rychlost vlny km s ⁻¹	lineárně extra- polovaná poloha vlny nad fotosfé- rou v čase 09 55 km
		při základní frekv.	při harmonické frekv.			
1	09 57 28 09 57 45	123-112	246-219	291 000	1 590	55 000
2	09 58 00 09 58 10	80-75	?	429 000	2 400	- 3 000
3	09 58 23 09 58 40	75-60	?	480 000	1 590	157 000
4	09 57 57 09 59 00	200-100	400 - ?	222 000	880	64 000
5	10 01 00 10 14 00	?	240-50	394 000	630	167 000

rie vzplanutí typu II, za projevy průletu několika rázových vln. Tyto útvary s relativně vyšším frekvenčním driftem mají poměrně krátké trvání /10 - 60 s/. S použitím čtyř násobného Newkirkova hustotního modelu korony byly určovány rychlosti těchto rázových vln, které jsou spolu s časově-frekvenčními charakteristikami shrnuty v tab. 1 /vzplanutí 1 až 4/. Další vývoj radiové emise je charakterisován dlouhotrvajícím vzplanutím typu II /13 min/ s frekvenčním driftem $0,17 \text{ MHz s}^{-1}$ na frekvenci 120 MHz. Na základě teorie vzplanutí typu II s užitím 4 násobného Newkirkova hustotního modelu korony byla určena rychlost této nárazové vlny $v = 630 \text{ km s}^{-1}$ /vzplanutí č. 5, tab. 1/. K hodnotě rychlosti této nárazové vlny je třeba říci, že byla určena ze vzplanutí v časovém intervalu 10 05 00 - 10 05 30 UT, kde je nejzřetelněji patrné vyzařování v harmonickém páru spolu s frekvenčním rozštěpem jednotlivých větví vzplanutí II. Tento frekvenční rozštěp byl interpretován na základě práce Smerda a kol. /1975/ jako vyzařování z plazmatu před a za rázovou frontou. Prostor před rázovou frontou je charakterisován 4 násobným modelem hustot korony podle Newkirka.

Z dřívějších prací je známo /Pintér, 1982/, že se pomalejší rázové vlny /v našem případě č. 5 tab. 1/ vyznačují velkou stabilitou vzhledem k disipaci, a že se tyto pomalejší rázové vlny mohou šířit na značné vzdálenosti v meziplanetárním prostoru. Průchod nárazové vlny, prvé v období po studované erupci dne 28. března, byl zaznamenán na observatoři Geofyzikálního ústavu SAV v Hurbanově 30.3.1980 ve 23 53 UT. Budeme-li předpokládat, že průchod této nárazové vlny v okolí Země byl spojen s rázovou vlnou generující vzplanutí II /tab. 1 č. 5/, můžeme určit průměrnou rychlost této vlny v prostoru Slunce - Země $v = 670 \text{ km s}^{-1}$. Tato rychlost je prakticky shodná s rychlostí rázové vlny určené z radiového vzplanutí typu II /č.5 tab. 1/. Z tab. 1 je zřejmé, že se v první fázi generace vzplanutí typu II objevují rázové vlny s relativně vyšší rychlostí, které patrně velice rychle disipují a teprve pak se korunou šíří stabilní rázová vlna s relativně nižší rychlostí $v = 630 \text{ km s}^{-1}$.

Pokusme se nyní v rámci 4 násobného Newkirkova hustotního modelu korony extrapolací zjistit polohy rázových vln v čase 09 55 UT, který zhruba odpovídá počátku impulsové a explosivní fáze erupce. Polohy jednotlivých rázových vln, kde by se měly vlny generovat, jsou shrnuty v tab. 1. Vidíme, že pomalá a dominantní rázová vlna č. 5 by se v čase 09 55 UT měla nacházet ve výšce 167 000 km nad fotosférou. To se rozhodně neshoduje s představou o generaci rázové vlny v čase začátku, či po začátku erupce v prostoru chromosféry nebo těsně nad chromosférou. Tato skutečnost se dá vysvětlit odchylkou hustoty korony v příslušném místě od užívaného 4 násobného Newkirkova modelu korony. Znamenalo by to hustotu korony např. ve výšce 200 000 km nad fotosférou $n_e = 1,28 \times 10^{14} \text{ m}^{-3}$ oproti $n_{eN} = 3,78 \times 10^{14} \text{ m}^{-3}$ danou 4 násobným Newkirkovým modelem. Jednalo by se o snížení hustoty korony v daném místě na jednu třetinu, což je reálné.

Nabízí se však ještě jiná, závažná možnost vysvětlení rozporu ve zjištěných polohách generace rázové vlny v čase startu impulzivní fáze erupce. Jak bylo ukázáno, v počáteční fázi generace vzplanutí II byly zjištěny rázové vlny s rychlostí podstatně větší než je rychlost dominantní rázové vlny č. 5 /tab.1/.

Je proto možné si představit děj, při kterém v době impulsivní fáze erupce byla v prostoru chromosféry generována rázová vlna s rychlostí dostatečně velkou, aby v čase $\sim 09\ 58 - 10\ 00$ dosáhla výšky $\sim 280\ 000$ km nad fotosférou, kde se tato vlna /respektive vlny/ transformačními disipativními procesy /které jsou doprovázeny radiovou emisí/ transformuje na pomalejší a stabilnější rázovou vlnu. Proces této změny rychlosti rázové vlny může být spojen s přechodem rázové vlny z uzavřených magnetických struktur do struktur otevřených. Je pravděpodobné, že ale žádná z uvedených rázových vln č. 1 - 4 /tab. 1/ není přímo tou potřebnou rychlou rázovou vlnou. Jednak se tato rázová vlna nemusela radiově projevit a jednak v intervalu superposice několika rychlých rázových vln je interpretace driftu obtížná. Věrohodnost této představy o transformaci rychlé rázové vlny v pomalou rázovou vlnu lze potvrdit dvěma jevy pozorovanými v radiovém spektru. První jev je dobře patrný na záznamu radiového spektra. Jedna se o následné vzplanutí typu II č. 2 a 3 /tab. 1/, kde rychlejší rázová vlna s rychlostí $2400\ \text{km s}^{-1}$ jakoby přecházela v rázovou vlnu pomalejší s rychlostí $1590\ \text{km s}^{-1}$. Obdobná situace existence první rychlejší fáze a druhé hlavní pomalejší fáze typu II byla zjištěna předběžně u několika dalších případů z minulosti /Karlický a kol., 1982/.

X - e m i s e a i o n o s f é r i c k ý e f e k t

X-emise zkoumaného jevu byla zaregistrována na satelitu ISEE-3 na jednotlivých kanálech v rozmezí 12 - 168 keV /Bhatnagar a kol., 1981/, viz obr. 7. Je patrné, jak tomu obvykle bývá, že tvrdší obor X-emise září po krátkou dobu v době impulsivní a na počátku explozivní fáze erupce, před maximem záření erupce v H-alfa a v měkčích oborech X-emise /např. Valníček a kol., 1982/.

Na obr. 6 je ionosférický efekt SEA na 27 kHz /Ondřejov/, začátek efektu 09 55, maximum 10 00, konec $\sim 10\ 40$ UT, o mohutnosti 1+. Je známo, že efekty tohoto druhu, jsou vyvolány ionisací na spodním okraji D-oblasti měkčí X-emisí převážně oboru 0,05 nm - 0,8 nm a chod efektu SEA s nepatrným spožděním je totožný s chodem emise erupce v H-alfa /kupř. se šířkou čáry H-alfa/; Křivský, 1962, Křivský a Nestorov, 1968, Křivský a Pintér 1971.

5. KORONÁLNÍ TRANSIENT - AURORÁLNÍ EFEKT V BÍLÉ KORONĚ

Vzhledem k tomu, že autoři měli podezření, že erupce byla zdrojem koronálního transientu, na základě dotazu N. R. Sheeley Jr. /U. S. Naval Research Laboratory/ poskytl zprávu o snímání bílé korony koronografem na satelitu SOLWIND ze vzdáleností 2,6 - 10,0 R_{\odot} /1,808 430 - 6,955 500 km/, Poland a kol., 1981. Dr. N. R. Sheeley dal provést diferenční zobrazení ze snímků korony získaných v různých časových párech dne 28.3.1980, kdy byla zkoumaná erupce. Přímé snímky korony scházely v intervalu 08 40 - 11 20 UT, tj. právě bezprostředně kolem výskytu erupce; N. R. Sheeley nám poskytl kopie snímků korony z 07 55 a 13 40 UT a diferenční zobrazení /fotometrický rozdíl/ mezi snímky 05 40 a 14 19 UT /viz obr. 5/. Týmto zobrazením byl získán zcela pozoruhodný výsledek, který popisuje dr. Sheeley v zaslaném komentáři: "Streamer changes in all directions on the 14 19 - 05 40 difference image. This change is the greatest

one that occurred all day, and is unique because it shows variations in spoke-like structures radiating in all directions around the occulting disk". Dr. Sheeley uvedl data dalších snímků, které téhož dne byly provedeny, ale mezi nimi nebyly nalezeny patrné změny. Dr. D. M. Rust /který spolu s dr. M. Dryerem kontakt sprostředkoval/ komentoval jev v dopise takto: "Dr. Sheeley finds that streamers on the east limb at N 20, N 30 and N 55 brightened between 05 40 and 14 19 UT. There are other brightenings at other limbs in the same period. This may indicate that a coronal transient was moving along the line of sight toward the earth, and so it appeared at several limb positions. There was no change between 13 40 UT and 15 11 UT, so the transient must have taken place before 13 40 UT". V dalším komentáři dr. N. R. Sheeley sděluje: "Based on coronagraph observations of other eruptions that originated on the solar disk, I am now confident that our 14 19 - 05 40 difference image did indeed show your event of 09 45 UT March 28, 1980!" Názory shrneme ve volném vyjádření česky: Výrazná změna bílé korony, která se udála mezi 05 40 a 14 19 UT byla dosti unikátní a lze ji přisoudit erupci po 09 45 UT. Změny jsou patrné v různých polohách kolem zakrývajícího disku. Transient se pohyboval od erupce k Zemi ve směru pozorovacího paprsku, takže se projevil kolem Slunce na řadě posic.

Je zřejmé, že paprskovité změny bílé korony kolem okraje Slunce nám zobrazují stopy spodních částí smyček zakotvených na Slunci v prostoru erupce, tj. stopy po koronálním transientu, který se nešířil ve větších vzdálenostech korony ve směru normály procházející erupcí, ale stočil se do směru zhruba totožného s pozorovacím paprskem /Slunce - Země/. Tato interpretace, uváděná též dr. Rustem, je velice pravděpodobná a zřejmě se váže s největší pravděpodobností ke zkoumaným erupčním jevům z 09 54 UT, neboť v intervalu diferenčního zobrazení korony na sondě SOLWIND 05 40 - 14 19 UT nabyl jiný erupční jev v činnosti, který by mohl způsobit tak rozsáhlé změny korony. Vývoj erupce a doprovodných jevů v H-alfa, zvláště nalezení difusní protuberanční aureoly v H-alfa a charakter radiových emisí /viz kap. 3 a 4/ to činí téměř zaručeným.

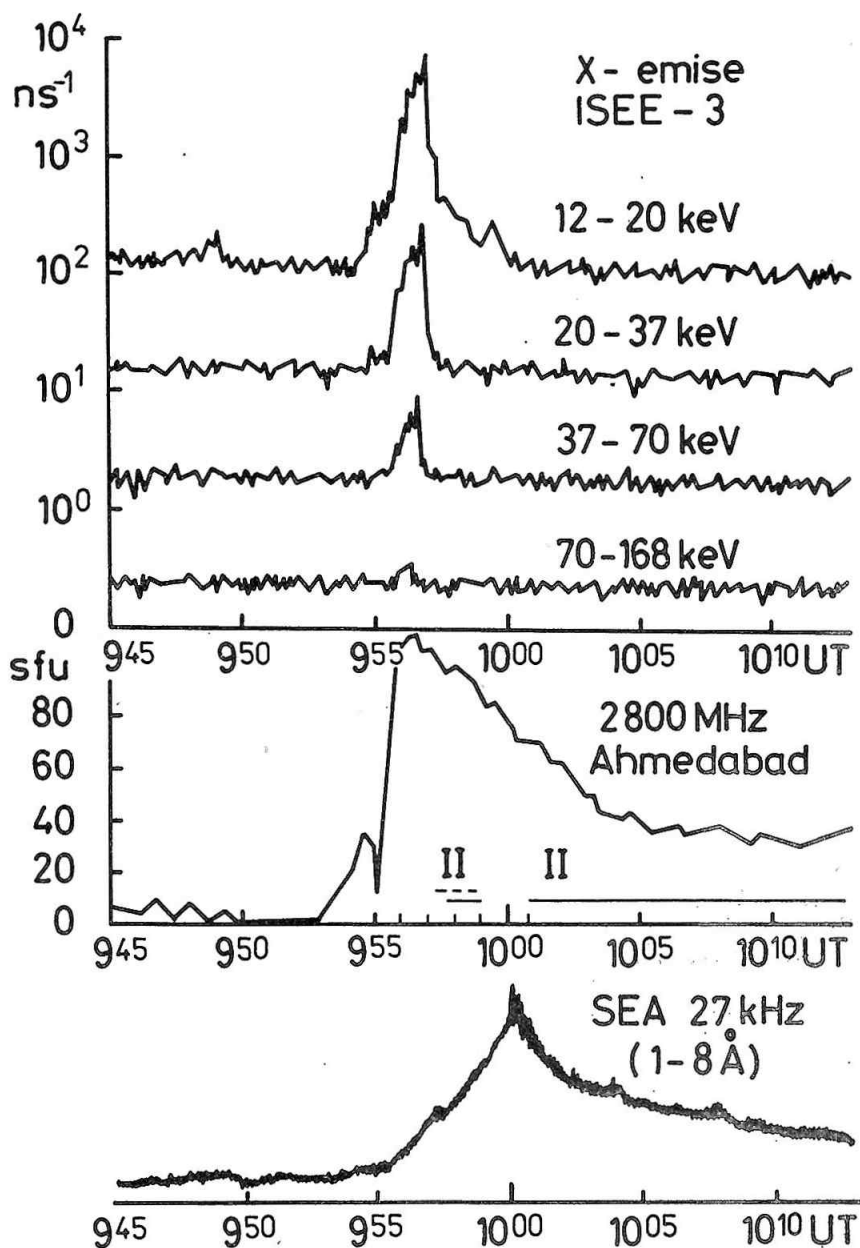
6. GEOAKTIVNÍ EFEKTY

Zkoumaná erupce zářila v širokém oboru X-emise /záznam na satelitech: ISEE-3 Bhatnagar a kol., 1981; SMS-GOES Solar-Geophys. Data, Boulder, No 433 /II//, což vyvolalo erupční ionosférické efekty. Záznam efektu SEA /sudden enhancement of atmospherics/ je na obr. 6 i 7. Efekt byl importance 1+, se začátkem 09 55, s maximem 10 00 a s přibližným koncem 10 40 UT. Chod X-emisí spolu s chodem ionosférického efektu je na obr. 7.

Po zkoumané erupci následovala geomagnetická bouře, která začala 30.3.1980 v 23 53 - 23 55 UT /SC/ a končila koncem 31.3.1980 /Sol. Geophys. Data, Boulder, No 429 /I//. Pro tuto bouři nelze jednoznačně určit zdroj na Slunci vzhledem k tomu, že kandidátů na zdrojovou erupci s emisí typu II a IV bylo 28 a 29.3.1980 více, i když je nejpravděpodobnějším kandidátem zkoumaná erupce.

PODĚKOVÁNÍ

Autoři děkují za pomoc při proměřování erupce J. Klimešovi z úpické hvězdárny, mimořádný dík patří dr. N. R. Sheeley /U. S. Naval Research Laboratory/, který poskytl informace a snímky koronálního transientu ze sondy SOLWIND. Bez pomoci dr. M. Dryera /Interplanetary Physics Branch, Boulder, USA/ a dr. D.M. Rust-a /Goddard Space Flight Center, Greenbelt, USA/ by nemohla být práce v předložené komplexní formě sestavena.



Obr. 7 - Záznam kanálů X-emise ze satelitu ISEE-3 při erupci z 28.3.1980 s radiovým vzplanutím 2800 MHz /Bhatnagar a kol., 1981/. Výskyty radiových typů II jsou označeny úsečkami podle radiového spetrogramu /Weissenau/. Průběh erupce charakterisuje efekt SEA /Ondřejov/.

LITERATURA

- /1/ Bhatnagar, A., Jain R.M., Shelke, R.N., Bhonsle, R.V., Degaonkar, S.S.,
Markeev, A.K., Formichev, V.V., Chertok, I.M., Kane, S.R.:
1981, preprint
- /2/ Chertok, I.M.: 1981, preprint
- /3/ Karlický, M., Jiříčka K., Kepka O., Křivský L., Tlamicha A.: 1982,
Bull.Astron.Inst.Czechosl. 33, 72-75.
- /4/ Křivský, L.: 1962, Studia geophys.geod. 6, 242.
- /5/ Křivský, L., Nestorov, G.: 1968, Bull.Astron.Inst.Czechosl. 19, 197.
- /6/ Křivský, L., Pintér, Š.: 1971, Rep. UAG-12(I), WDC-A, Boulder (USA),
p.16.
- /7/ Künzel, H.: 1960, Astron.Nachr. 285, 271.
- /8/ Pintér, Š.: 1982, Space Sci.Rev. 31, 437.
- /9/ Poland, A.I., Howard, R.A., Koomen, M.J., Michels, D.J., Sheeley, N.R.:
1981, Sol.Phys. 69, 169.
- /10/ Sheeley, N.R.Jr.: 1982, soukromé sdělení,
- /11/ Smerd, S.F., Sheridan, K.V., Stewart, R.T.: 1975, Astrophys.Lett. 16, 23.
- /12/ Urpo, S., Tiuri, M., Tlamicha, A., Pračka, M., Karlický, M.: 1981,
Astron.Astrophys. 93, 121.
- /13/ Valníček, B., Fárník, F., Křivský, L., Likin, O., Pisarenko, N.: 1982,
Rep. UAG-83(II), WDC-A, Boulder (USA), p.505.

Bližší o koronálních transientech lze v naší literatuře nalézt v následujících člancích:

- /1/ Křivský, L.: Expandující koronální smyčkové struktury identifikované na Skylabu. Zbor.ref.celost.slneč.sem. "Slnečná koróna, jej vzťah k medzipl. priestoru a geoaktivitě", Horný Smokovec 1974, Prešov 1975, 5-10.
- /2/ Křivský, L.: Sluneční koróna ze Skylabu, Vesmír 55,5,1976,152.
- /3/ Křivský, L.: Snímky korony v bílém světle, Kozmos 7,4,1976,128 (+ 2. str. obálky).
- /4/ Křivský, L.: Charakter koronálních explozí z hlediska radiové emise. Sbor.ref. z XI. celost.sem. o radioastronomii, Úpice 1979, 2-6.

Některé významné ionosférické efekty

z období vysoké sluneční aktivity duben – květen 1981

J. LAŠTOVIČKA, Geofyzikální ústav ČSAV Praha

J. BOŠKA, Geofyzikální ústav ČSAV Praha

ABSTRAKT

Provádí se analýza efektů některých velmi silných erupcí /včetně protonových/ v dolní ionosféře v extrémně porušeném období vysoké sluneční aktivity duben - květen 1981. Podrobněji se rozebírají efekty z 26.4., 27.4. a 16.5.1981. Je uveden též příklad dvou erupcí s předefektem v rentgenovém záření a příslušnou odezvou v ionosféře.

1. ÚVOD

V dubnu a květnu 1981 se na pozadí vysoké obecné sluneční aktivity pozorovala celá řada velmi silných slunečních erupcí, včetně protonových, i několik s nimi spojených silných geomagnetických bouří. V rámci 21. cyklu patří období duben - červen 1981 k nejporušenějším vůbec. Proto se stalo předmětem některých speciálních astronomických studií. Během těchto slunečních poruch byly pozorovány též velmi silné poruchy v celé ionosféře, včetně některých zcela anomálních jevů. Proto se období duben - květen 1981 stalo předmětem studia kolektivu ionosferiků z ČSSR, SSSR a NDR. V této práci podáváme výsledky studia efektů některých erupcí v dolní ionosféře.

2. EFEKTY SILNÝCH ERUPCÍ

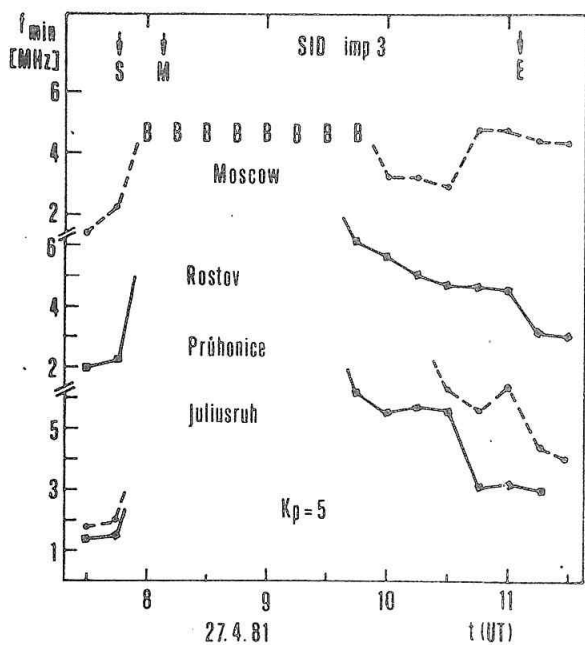
Pro studium efektů erupcí v tomto období používáme systém SID-monitorování na observatoři Panská Ves, jehož parametry jsou uvedeny v Tab. 1 /SID - sumární označení efektů slunečních erupcí v dolní ionosféře na šíření radiových vln v pásmu 3 kHz - 30 MHz/, výsledky z podobného systému SID-monitorování v NDR /observatoře Kühlungsborn a Juliusruh/ a zvláště se zaměřujeme na využití parametru f_{\min} z ionosond na observatořích Moskva, Rostov na Donu, Juliusruh a Průhonice. f_{\min} je minimální odražená frekvence radiových vln při vertikální ionosférické sondáži a je nepřímou mírou absorpce radiových vln - čím je f_{\min} vyšší, tím je vyšší i absorpce.

TABULKA 1

Parametry radiových tras, tvořících systém SID-monitorování na observatoři Panská Ves. φ , λ - geografická šířka a délka, d - délka trasy. Šířka a délka - střed trasy.

SID	f(kHz)	vysílač	$\varphi(N)$	$\lambda(E)$	d(km)
SWF	6090	Luxemburg	50°04'	10°18'	610
	1539	Deutschlandfunk	50°16'	11°47'	390
SFA	164	Allouis	49°00'	08°01'	999
	155	Brasov	48°13'	20°20'	981
SEA	27	příroda			

Vybrali jsme 6 erupcí se silnou ionosféricou odezvou. Dvě z nich, erupce 1B z 10.4. /11-12 UT/ a erupce 2B z 24.4. /1340-1540 UT, podle měření GOES-2 protonová erupce /1//, byly normálními, i když velice silnými efekty s dobrým souhlasem v průběhu slunečních H-alfa a rentgenových dat s ionosférickými SID a f_{min} daty. V obou případech na krátkou dobu okolo maxima erupcí došlo k totální absorpci signálu ionozond. Současné erupce 1B a SB z 24.4. /0846-1220 UT/ vedly rovněž k normálnímu, i když pozvolně probíhajícímu efektu v ionosféře. Další tři probírané případy jsou již zajímavější.

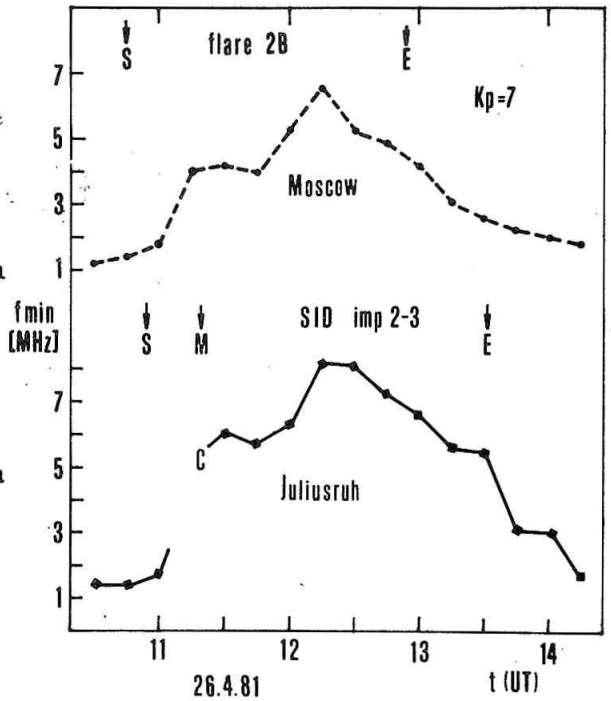


Obr. 1 - Efekt silné protonové erupce z 27.4.1981 v ionosférickém parametru f_{min} /MHz/ z ionosférických stanic Moskva, Rostov na Donu, Průhonice a Juliusruh. B - totální absorpce radiového signálu. S, M, E - začátek, maximum a konec silného /imp. 3/ SID efektu. $K_p=5$ - index geomagnetické aktivity.

Obr. 1 ukazuje ionosférický efekt nejmohutnější erupce za celé studované období, erupce z 27.4. /0745-1100 UT/. Tato erupce byla protonovou erupcí a vyvolala zvýšení absorpce radiovln v oblasti polární čepičky /PCA/, což znamená průnik vysokoenergetických protonů ze Slunce do oblasti blízko magnetického pólu Země. Podle rentgenových měření družice GOES /2/ v dubnu 1981 pouze výše popsaná protonová erupce z 24.4. dosáhla stejné hodnoty intenzity rentgenového záření jako tato erupce, ale tato erupce trvala daleko déle, v rengenu cca 6 hodin, takže delší /ale méně intenzivní/ erupce byla pozorována jen v noci 28/29.4. SID data na obr. 1 dobře souhlasí s průběhem rentgenového záření /kromě konce efektu, který ovšem pro žádnou veličinu nelze jednoznačně určit/. Odezva této erupce v f_{min} byla extrémně silná - prakticky po 2 hodiny úplně chyběl ionosférický signál, totální absorpce zcela zabránila ionosférické-

mu šíření středních a krátkých vln. Takto dlouhé období totální absorpce ve dně se ve středních šířkách vyskytuje zpravidla jen jednou za několik let. Nevysvětlen zůstává jistý nesoulad v průběhu f_{min} ke konci efektu. Vše probíhalo na pozadí značně vysoké geomagnetické aktivity $K_p = 5$.

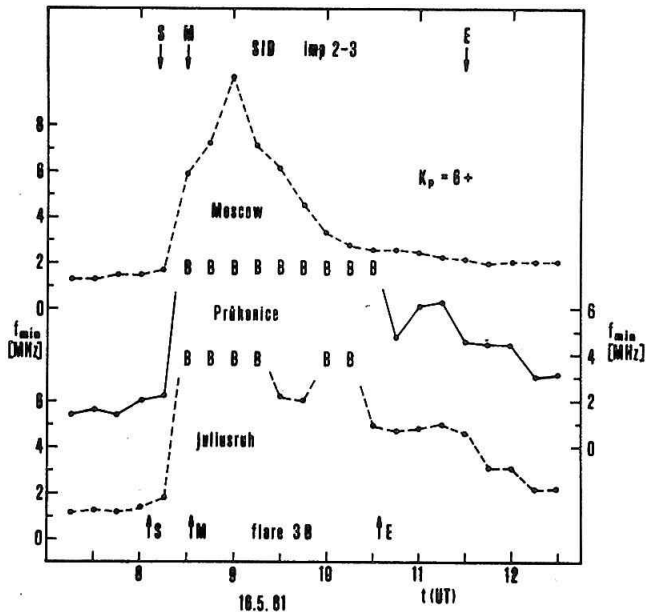
Obr. 2 ukazuje ionosférický efekt 2B erupce z 26.4. /~ 11-13 UT/. Opět pozorujeme silné SID a značné zvýšení f_{min} i když nedochází k totální absorpci. Celý efekt, trvající 2,5 - 3 hodiny, probíhá v maxima silné magnetické bouře $K_p = 7$. Zajímavé je, že ionosférický efekt probíhá ve dvou vlnách - prvá má maximum mezi 1115-1130 UT, kdy pozorujeme maximum SID /určené téměř shodně z SFA a SEA měření v Panské Vsi i Kühlungsbornu, na SWF měřeních totální absorpce/, lokální maximum f_{min} a ostré, ale kupodivu nikoliv hlavní, maximum v rentgenovém záření /i v 0,05 - 0,4 nm/ z GOES /2/. Hlavní maximum v f_{min} okolo 1215 UT odpovídá širokému maximum v měkčím rentgenu /0,1-0,8 nm/. Na SID záznamech též pozorujeme tuto druhou vlnu, ale značně nevýrazně /na některých frekvencích blízko meze detekovatelnosti/ a spíše o trochu dříve, což odpovídá dřívějšímu maximum v tvrdším rentgenu /0,05-0,4 nm/, který způsobuje SFA a SEA efekty. Z výše uvedeného vyplývá, že v tomto případě bylo správné hlavní maximum určeno překvapivě z f_{min} , nikoliv z SID údajů. Nelze ovšem vyloučit, že i tvrdé části rentgenového spektra /0,05-0,2 nm/, která odpovídá za maximum určené z SID dat, bylo hlavním již prvé maximum.



Obr. 2 - Totéž jako obr. 1 pro silnou erupci z 26.4.1981. Stanice Rostov a Průhonice nepracovaly. Uvedeny i údaje o erupci H-alfa.

Obr. 3 ukazuje ionosférický efekt 3B erupce z 16.5. /~ 8-11 UT/. Tato erupce byla též protonová. Pozorujeme značně silné SID /SWF imp. 3, SFA a SEA imp.2/. Celý efekt byl velmi dlouhý /trval cca 3,5 hodiny/ a probíhal s nepřiliš ostrým nasazením a velmi dlouhým dozíváním - v rentgenu exponenciální dozívání není zkončeno ani ve 20 UT /3/, tj. 12 hodin po začátku efektu. Celý efekt opět probíhá v maximum značně silné geomagnetické bouře $K_p = 6+$.

Vývoj f_{min} na stanici Moskva na jedné straně a na stanicích Juliusruh a Průhonice /větší počet "B" v Průhonících je dán nižší citlivostí stanice a vyšší úrovní okolního rušení/ na straně druhé je výrazně odlišný ve fázi po maximum efektu, kdy v Juliusruh pozorujeme ještě další dvě vlny se sekundárními maximy v 1000 - 1015 UT a 1115 UT, která se na moskevských datech nijak neprojeví. Začátek efektu v rentgenu H-alfa a SID vcelku souhlasí /rozdíl mezi nimi je men-



Obr. 3 - Totéž jako obr. 1 pro silnou erupci z 16.5.1981. Stanice Rostov nepracovala. Uvedeny i údaje o erupci H-alfa.

že obě vlny probíhaly v období maxima značně silné geomagnetické bouře, můžeme předpokládat, že obě vlny jsou spojeny s krátkodobým zvýšením vysypávání vysokoelektrických elektronů do dolní ionosféry. Obdobný efekt krátkodobého značného zvýšení vysypávání vysokoenergetických elektronů na těchto šířkách při kombinaci erupce a geomagnetické bouře po vysoce porušeném období byl pozorován a měření elektronů s $E = 20 - 150$ keV na družici Kosmos-348 prokázán v případě SID z 17.6.1970 /4/.

U výše uvedených velmi dlouhých erupcí vznikají problémy s časovým určením průběhu ionosférického efektu, které plynou z toho, že zpravidla nasazení a průběh efektu v rentgenovém záření i v ionosféře je povolnější než u obvyklých erupcí a dále /a to hlavně/ z toho, že časový průběh v tvrdší a měkčí části rentgenového spektra je odlišný /měkký rentgen se "zpožďuje"/. To má za následek značný rozptyl v určení časového průběhu efektu z různých ionosférických metodik [= z různých výšek v ionosféře = z různých efektivních vlnových délek rentgenu/.

10.4. v 1645 UT začala protonová 3B erupce. V Praze v té době bylo hodinu před západem Slunce. Proto některé stanice /Rostov, Moskva/ efekt nezaznamenaly a ostatní díky velkému zenitnímu úhlu Slunce ho zaznamenaly ve slabší formě než při vybraných 6 výše studovaných případech. Tato protonová erupce způsobila velmi silnou magnetickou bouři s maximem 13.4. v ranních hodinách, kdy např. na stanici Fredericksburg bylo zaregistrováno $K = 9$, což zde nepozorovali od doby známých protonových erupcí ze srpna 1972 /1/.

ší než rozdíl v určení začátku erupce v H-alfa z různých observatoří a SID z různých metod/. Maximum v SID a H-alfa odpovídá lokálnímu maximu v tvrdší části rentgenového spektra - vše okolo 0830 UT. Okolo 0900 UT pozorujeme maximum v f_{min} /Moskva/ a zároveň maximum v měkčím rentgenu /0,4-0,8 nm/ /3/. Podobně jako u předchozího efektu měkčí rentgen odpovídá f_{min} , ne SID. Poté intenzita rentgenového záření monotónně klesá podobně jako f_{min} v Moskvě. Obě vlny v f_{min} v Juliusruhu na sestupné fázi erupce tudíž nesouvisí s rentgenovým zářením. Vezmeme-li v úvahu to, že Juliusruh leží na značně vyšší geomagnetické šířce než Moskva, že celé období před 16.5. bylo značně geomagneticky porušené a

3. VLIV RENTGENOVÝCH "PŘEDEFEKTŮ" NA DOLNÍ IONOSFÉRU

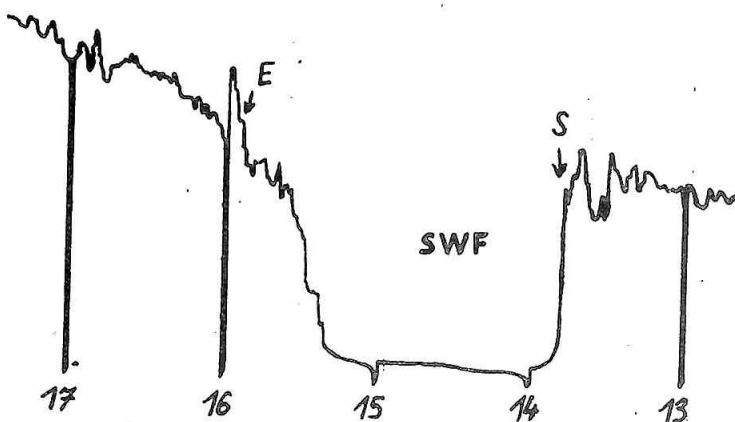
U některých, zvláště silných slunečních erupcí, pozorujeme zvláště v tvrdší části rentgenového spektra několik minut před začátkem hlavního vzplanutí slabší krátkodobé rentgenové vzplanutí, které budeme nazývat rentgenovým předefektem sluneční erupce. V dubnu - květnu 1981 pracoval čs. rentgenový spektrometr na družici Prognoz-8. Předběžná analýza výsledků měření ukázala, že během dvou z námi studovaných erupcí byl v rentgenu zaregistrován předefekt - 10.4. a 24.4. /5/. Ze systému SID=monitorování /Tab. 1/ je na efekty tohoto typu nejcitlivější měření na $f = 6090$ kHz /z technických i přírodních důvodů - odlišení od přirozených fluktuací/.

Obr. 4. ukazuje SWF efekt na 6090 kHz ze dne 10.4. Jde o velmi silný efekt, při kterém došlo na dobu 3/4 hodiny k prakticky úplnému vymizení signálu odraženého od ionosféry, což bylo způsobeno vysokým vzrůstem absorpce radiových vln. 20 minut před hlavním efektem, v 1040-1043 UT, byl na Prognozu 8 pozorován vcelku slabý předefekt /5/, který zcela přesně odpovídá výraznějšímu signálu, tj. vzrůstu absorpce v 1040-1043 UT./na obr. 4 označeno písmenem P/. Pak dochází opět k poklesu absorpce a teprve po 1100 UT začíná hlavní efekt. Předefekt můžeme pozorovat též na SFA měřených na 155 kHz. Signál na 1539 kHz byl již předtím prakticky plně absorbován. Na 164 kHz a 27 kHz jsou sice nějaké změny, ale spíše neerupčního charakteru.

Obr. 5. ukazuje SWF efekt na 6090 kHz ze dne 24.4.1981 /začátek ve 1348 UT/.

24. IV. 1981

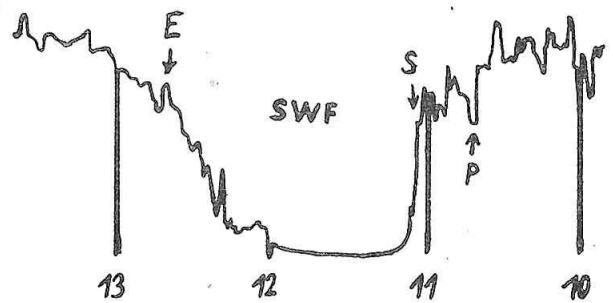
6090 kHz



Obr. 5 - Totéž jako na obr. 4, 24.4.1981.

10 IV 1981

Obs. Panská Ves
6090 kHz Luxembourg



Obr. 4 - Záznam SWF efektů ze dne 10. 4. 1981. Observator Panská Ves, frekvence 6090 kHz. S, M, E - začátek, maximum, konec.

Opět se jedná o velmi silný efekt, kdy na více než hodinu vymizel signál odražený od ionosféry. V tvrdém rentgenu měl být předefekt v 1349 UT, tj. jednu minutu po začátku SID, hlavní efekt pak o 10 minut později. V tomto případě byla pravděpodobně struktura předefekt-efekt v měkčím rentgenu méně výrazná, takže jejich ionosférický účinek splýnul v jeden efekt.

Projevy předefektů v ionosféře mají dvojí možný způsob vy-

užití. Za první, pro varování na výskyt silných erupcí a SID. Za druhé, s použitím celosvětové sítě SID monitorování by bylo případně možno monitorovat předefekty - výsledky by sloužili jako jeden z podkladů při studiu skutečných erupcí.

4. ZÁVĚR

Sluneční i ionosférické údaje ukazují, že období duben - květen 1981 bylo extrémně porušené a velmi zajímavé období, které by mělo být podrobena komplexnímu kordinovanému zkoumání. Ukazuje se, že při dlouhých a silných efektech je určování časového průběhu erupce z ionosférických dat obtížnější a že parametr f_{min} může sloužit jako dobrá pomocná veličina při studiu časového chodu měkčí části rentgenového spektra /0,4 - 1 nm/. Některé změny v ionosféře při takovýchto erupcích mohou být způsobeny sekundárně vyvolaným vysypáváním vysokoenergetických elektronů.

Podle našeho názoru by se měla venovat větší pozornost efektům rentgenových předefektů slunečních erupcí v ionosféře.

Děkujeme dr. Z. C. Rapoportovi z IZMIR AN SSSR /Troick/ za poskytnutí sovětských údajů o f_{min} , dr. O. B. Likinovi z IKI AN SSSR /Moskva/ za poskytnutí předběžných údajů o rentgenovém záření z Prognozu-8 a dr. J. Weissovi ze ZISTP-HHI AV NDR /observatoř Juliusruh/ za poskytnutí ionosférických údajů z NDR.

LITERATURA

- /1/ Solar-Geophys. Data, No 441, Part 1, NOAA, Boulder 1981
- /2/ Solar-Geophys. Data, No 446, Part 2, NOAA, Boulder 1981
- /3/ Solar-Geophys. Data, No 447, Part 2, NOAA, Boulder 1981
- /4/ Laštovička, J., Fedorova, N. I.: Geomagn. i aeronomija 16,/1976/, 101B,
/rusky/
- /5/ Likin, O. B.: Soukromé sdělení, Moskva 1981

Modely sluneční atmosféry

P. HEINZEL, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

V práci je podán stručný přehled současných představ o struktuře klidné sluneční atmosféry. Je diskutováno využití nejnovějších diagnostických metod k interpretaci vizuálních ultrafialových a infračervených spekter Slunce s cílem semiempiricky modelovat sluneční atmosféru, především pak chromosféru.

Naše předtavy o fyzikální struktuře sluneční atmosféry, stejně jako atmosfér jiných hvězd, byly během posledních dvou desetiletí výrazně ovlivněny následujícími třemi faktory - /i/ rozvoj základní astrofyzikální teorie, /ii/ rychlý rozvoj výpočetní techniky, a /iii/ zdokonalení pozemní pozorovací techniky a nástup pozorovací techniky v kosmu. Na základě dostupné fyzikální teorie a pomocí rychlých počítačů lze dnes konstruovat matematické popisy fyzikální struktury hvězdné atmosféry, které obecně nazýváme modely atmosféry. Konečným kritériem správnosti takto získaného modelu je vždy dobrý souhlas mezi vypočteným /syntetickým/ spektrem a spektrem pozorovaným. Přitom je třeba brát v úvahu co možná největší rozsah vlnových délek se zahrnutím jak profilů spektrálních čar, tak i intenzit v kontinuu. Za základní charakteristiku každého modelu atmosféry lze považovat teplotní strukturu dané atmosféry, tj. v podstatě závislost teploty na nějaké hloubkové škále. Podle toho jakým způsobem je tato teplotní struktura určena, hovoříme o modelech teoretických /zde je však třeba chápat pojem teoretický model v užším zmyslu/ nebo modelech semiempirických.

Teoretické modely jsou vnitřně konzistentní a teplotní struktura je v nich počítána na základě fyzikální teorie popisující vzájemnou interakci mezi zářivými /r/ a nezářivými /nr/ mody přenosu energie. Nejjednodušším příkladem jsou modely v tzv. zářivé rovnováze, kde se uvažuje přenos energie pouze zářením, přičemž platí

$$\nabla \cdot \vec{F}_r = 0, \quad /1/$$

tj. ~~gradient~~ ^{divergence} celkového toku záření je nulový. Ve složitějších případech je třeba uvažovat rovnováhu mezi lokální disipací nezářivé energie a zářivými ztrátami

$$\nabla \cdot \vec{F}_{nr} + \nabla \cdot \vec{F}_r = 0. \quad /2/$$

Jelikož je však o charakteru prvního členu v rovnici /2/ známo dnes ještě velmi málo, užívají se k praktickému určení teplotní struktury atmosféry vesměs modely semiempirické. To má význam zvláště u hvězd s chromosférami a korónami, kde první člen $\nabla \cdot \vec{F}_{nr}$ hraje důležitou roli při vysvětlení růstu teploty v těchto vrstvách. Naopak modely se zářivou nebo zářivě-konvektivní rovnováhou byly úspěšně aplikovány při studiu hvězdných fotosfér.

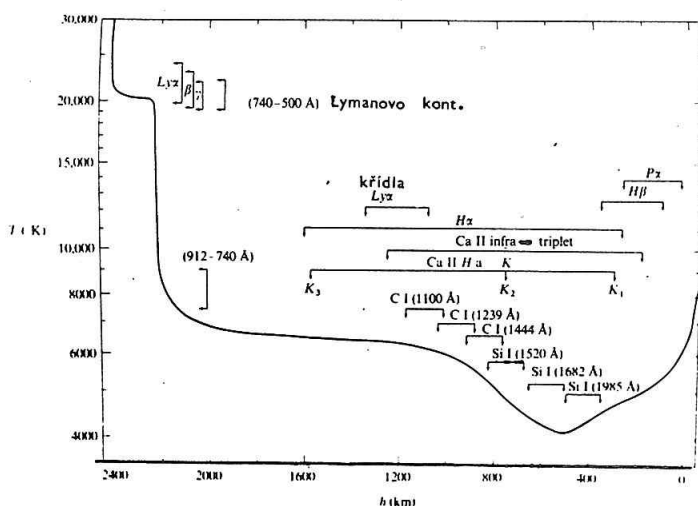
Semiempirické modely jsou konstruovány podobně jako modely teoretické, avšak s tou podstatnou výjimkou, že teplotní struktura je do nich vkládána jako vstupní parametr. U teoretických modelů jsou vstupními parametry pouze efektivní teplota hvězdy, gravitační zrychlení na povrchu a chemické složení atmosféry/. Zatímco u teoretických modelů je teplotní struktura počítána postupnými iteracemi /tzv. teplotní korekce/, je u semiempirických modelů chod teploty adjustován tak, aby s ním spočtené syntetické spektrum odpovídalo co nejlépe spektru pozorovanému. Přitom, jak již bylo řečeno výše, je třeba brát v úvahu co nevíce detailů ve spektru, a to především takových, které jsou citlivé na teplotu v dané hloubce atmosféry. Semiempirické modely tedy nepředpokládají zářivou rovnováhu a kromě teplotní struktury určují všechny ostatní fyzikální parametry podobným způsobem jako modely teoretické. Výhodou semiempirických modelů je to, že mohou stanovit relativně dobře velikost prvního členu v rovnici /2/, a to bez znalosti jeho fyzikální podstaty. Postup je takový, že na základě přijatého modelu s teplotní strukturou, která nejlépe odpovídá pozorovanému spektru, spočteme v každé hloubce atmosféry člen $\nabla \cdot \vec{F}_r$, tj. zářivé ztráty resp. příspěvky jež jsou nenulové pro reálnou chromosféru a přechodovou vrstvu kde neplatí zářivá rovnováha /viz dále/. Z rovnice /2/ potom snadno určíme velikost změny toku nezářivé energie $\nabla \cdot \vec{F}_{nr}$ a na základě znalosti tohoto členu ~~nemůžeme~~ dále uvažovat o podstatě procesů probíhajících ve hvězdných atmosférách, jmenovite o generaci, šíření a disipaci vln, o turbulentní disipaci v konvekci, o různých "shearing" efektech v rotující atmosféře, efektech magnetického pole na ohřev atmosféry atd.

Velká většina modelů sluneční atmosféry, o nichž budeme dále hovořit, vychází z následujících předpokladů:

- Atmosféru považujeme za planoparalelní vrstvu jejichž tloušťka je malá ve srovnání s poloměrem hvězdy. Navíc se zpravidla nebere v úvahu horizontální struktura atmosféry, takže se problém přenosu záření zjednoduší na jednorozměrnou úlohu. Zato však dostaneme pouze jakési "průměrné" modely atmosféry nebo jejich aktivních oblastí /např. flokule, erupce, umbry velkých skvrn/ bez možností studovat jemnou strukturu.
- Většinou neuvažujeme dynamické jevy /např. pulzace/ a atmosféru považujeme za statickou. Rovnice přenosu záření je časově nezávislá stejně jako populace jednotlivých hladin, které jsou specifikovány rovnicemi statistické rovnováhy.
- V atmosféře předpokládáme existenci hydrostatické rovnováhy, tj. rovnováhy mezi tlakem plynu a gravitačními silami.
- Energetická rovnováha je dána rovnicí /2/.

Základními rovnicemi popisujícími dané prostředí jsou potom rovnice hydrostatické rovnováhy /obecně by to byly rovnice magnetohydrodynamiky nebo kinetické rovnice/, rovnice přenosu záření, rovnice statistické rovnováhy a konečně zákon zachování energie. Současným řešením těchto rovnic dostaneme v obou případech /teoretickém i semiempirickém/ strukturální model hvězdné atmosféry, tj. závislost teploty, hustoty, tlaku atd. na hloubce v atmosféře. Zmíněná metodika je přehledně zhrnutá v článku Hekely a Hubeného /1974/, velmi podrobně je potom diskutována v monografii Mihalase /1978/. Dříve nežli se budeme zabývat jednotlivými v literatuře existujícími modely sluneční atmosféry, připomeňme si alespoň ve stručnosti základní charakteristiky morfologické struktury sluneční atmosféry jako celku a charakter jejího spektra.

Sluneční atmosféru lze jak známo rozdelit zhruba na čtyři velké části /vrstvy/ a sice na fotosféru, chromosféru sahající zhruba do výšky 2500 km nad okraj Slunce, horkou a řídkou korónu a konečně sluneční vítr. Průběh teploty v prvních třech vrstvách je znázorněn na Obr. 1 /Vernazza a jiní, 1973/. Horní hranice fotosféry je zde definována v oblasti teplotního minima.



Obr. 1 - Chod teploty ve sluneční atmosféře v závislosti na výšce. Na obrázku jsou vyznačeny oblasti formování některých vyznačujících čar včetně Lymanova kontinua mezi λ 50 - λ 91.2 nm. /Podle Vernazzy a jiní 1973/.

nebož již nedochází k efektivnímu ochlazování zářením a naopak koróna je zahřívána na teplotu řádově 10^6 K v důsledku disipace mechanické nebo magnetické energie.

S poklesem teploty směrem k teplotnímu minimu a jejím následným vzrůstem v chromosféře a přechodové vrstvě úzce súvisí globální charakter slunečního ~~spek~~ spektra. Spektrální čáry a kontinua v oblasti vlnových délek $\lambda \gtrsim 160$ nm vznikají ve fotosféře nebo v nižších vrstvách chromosféry. Jelikož je vo fotosféře záporný gradient teploty /viz. Obr. 1/, jsou všechny tyto čáry v absorpci a jen ty nejsilnější mají absorpční jádro zvýšené emisí z chromosféry /např. $H\alpha$ / nebo mají slabé emisní píky v blízkých křídlech /CaII H a K, MgII h a k/.

Horší hranice chromosféry se zpravidla definuje v oblasti, kde začíná být atmosféra zcela průzračná pro veškeré záření, tj. kde je již čára Lyman- α opticky tenká. Na této hranici, nazývané též přechodovou vrstvou mezi chromosférou a korónou, dochází k silnému ochlazování plazmy v důsledku intenzivní emise v jádru čáry Lyman- α , což se nakonec projevuje jako teplotní plateau nad $T = 20\,000$ K /viz Obr. 1/. Jelikož je Lyman- α posledním významným opacitním zdrojem v chromosféře, nastává za přechodovou vrstvou prudký vzrůst teploty,

Naproti tomu čáry a kontinua v oblasti $\lambda \approx 160$ nm jsou již v emisi, neboť jsou formovány v důsledku své výrazné opacitnosti v chromosféře, kde je teplotní gradient kladný /např. rezonanční Lymanova série vodíku/. V této části spektra je nejvýraznější emisní čára Lyman- α , jejíž jádro je formováno v přechodové vrstvě. Výjimkou je např. čára λ 1083.0 nm neutrálního hélia /v infračervené oblasti spektra/, která se pozoruje jako velmi slabá absorpční čára na disku, avšak je formována v chromosféře. Jelikož jsou různé části profilů čar /jádra, blízká křídla, daleká křídla/ a různé úseky spektra v kontinuu formovány v různých hloubkách atmosféry s odlišnou teplotou, je v principu možné určit na základě takového spektra teplotní model hvězdné nebo sluneční atmosféry. Na Obr. 1 jsou názorně vyznačeny oblasti formování důležitých čar. Nicméně takovéto určování teploty je možné opravdu až v poslední době, když je již dostatečně rozvinutá non-LTE teorie přenosu záření a když je možno využít rychlé počítače s velkou kapacitou paměti. Celá řada Fraunhoferových čar byla pochopitelně známa i proměřena již dříve, avšak zjednodušená LTE teorie aplikovaná na tyto čáry mohla dát pouze představu o struktuře fotosféry, a to na ještě zcela uspokojivou. I když je pravda, že ze silných Fraunhoferových čar /např. CaII H a K/ lze v principu vyčíst přítomnost chromosféry na Slunci, podrobné studium sluneční chromosféry a přechodové vrstvy začíná teprve s příchodem kosmických sond schopných detekovat sluneční záření v ultrafialové a daleké ultrafialové oblasti spektra, a současně s rozvojem non-LTE teorie na počátku šedesátých let.

Ačkoliv vznikla v průběhu šedesátých let řada modelů sluneční atmosféry, prvním známějším modelem se stal BCA-model /Bildberg Continuum Atmosphere/ publikovaný v roce 1968 Gingerichem a de Jagerem. Tento model, sestavený v průběhu mezinárodní konference konané v roce 1967 v Holandsku, byl založen na pozorováních v kontinuu. BCA má velmi široké teplotní minimum okolo $T = 4600$ K a sahá do výšky asi 1900 km. Jelikož byla ionizační rovnováha vodíku v tomto modelu počítána za předpokladu LTE, je BCA zcela neadekvátní pro popis chromosféry. BCA byl následovně revidován Gingerichem a jiní /1971/, kteří do něj zahrnuli raketová pozorování v daleké ultrafialové oblasti a pozorování v infračerveném oboru. Tento nový model byl nazván Harvard-Smithsonian Reference Atmosphere /HSRA/. Vychází již z non-LTE výpočtů chromosféry, jmenovitě ionizační rovnováhy vodíků a kovů. Během sedmdesátých let byl HSRA často používán v různých situacích. Další významnou sérií semiempirických modelů jsou modely Vernazzy a jiní /1973/, v nichž je na základě rozsáhlejších non-LTE simulací modifikována teplotní distribuce HSRA s rozšířením na přechodovou vrstvu, dále modely Vernazzy a jiní /1976/ a konečně nejnovější modely těchto autorů z roku 1981. V literatuře jsou tyto modely často citovány jako VAL I, VAL II a VAL III.

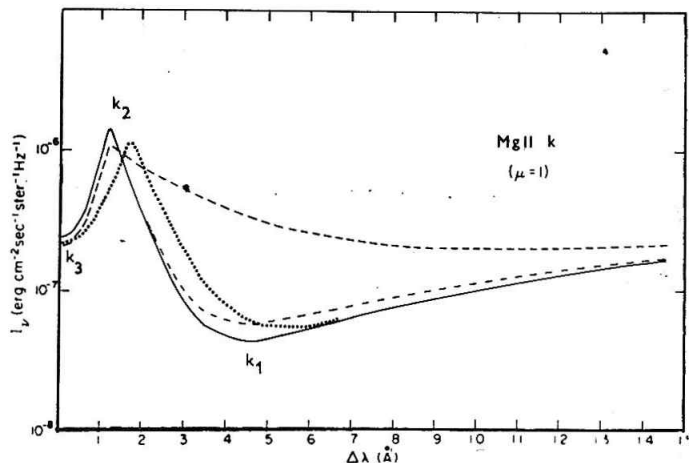
Modely VAL III jsou konstruovány pro šest pozorovaných jasových komponent sluneční atmosféry /označené jako A - F/, a to postupně od tmavých středů cel až k velmi jasným elementům chromosférické sítě. Každá z těchto komponent je aproximována planoparalelní vrstvou atmosféry v hydrostatické rovnováze /horizontální rozměr uvažovaných struktur značně přesahuje výšku formování čar a kontinuí/. Pro srovnání jsou použita hlavně pozorování ze Skylabu v daleké ultra-

fialové oblasti, získaná pro šest komponent klidné sluneční atmosféry. Zde si všimneme podrobněji pouze modelu C, který reprezentuje "průměrnou" klidnou atmosféru. Tento model, spolu s ostatními, je tabelován v práci VAL III /tabulka 12/, kde je pro 52 hladin atmosféry uvedena výšková závislost teploty, turbulentní rychlosti, hustoty a tlaku. Výšková škála je v rozsahu od -75 do 2543 km, přičemž nulová hladina odpovídá optické hloubce v kontinuu λ 500 nm rovné jedné. Teplotní minimum, které odpovídá horní hranici fotosféry, je ve výšce zhruba 500 km a teplota zde dosahuje nejnižší hodnoty 4170 K. V této oblasti jsou indikovány také nejmenší turbulentní rychlosti /několik desetin km s^{-1} /, které potom ve výšce okolo 2500 km dosahují velikosti řádově 10 km s^{-1} . Elektronová hustota v chromosféře je $10^{10} - 10^{11} \text{ cm}^{-3}$. Teplotní struktura modelu C je zhruba shodná s chodem teploty na Obr. 1 až na oblast přechodové vrstvy, kde je teplotní plateau modelu C ve výšce okolo 2200 km s teplotou asi 25000 K. Na tomto místě lze připomenout, že růst teploty v chromosféře nad velkou umbrou /Staude, 1981/ nebo silnou erupcí /Machado a jiní, 1981/ je podstatně rychlejší než je tomu v modelu C. Jinými slovy, nad skvrnou nebo erupcí je horní chromosféra mnohem teplejší nežli v klidné oblasti.

K získání dobré shody mezi syntetickými a pozorovanými profily rezonančních čar Lyman- α , Lyman- β , CaII H a K, MgII h a k bylo nutné vzít v úvahu částečnou redistribuci záření v křídlech těchto čar. Vliv částečné redistribuce na profil čáry Lyman- α byl poprvé odhadnut semiempirickým způsobem v modelech VAL I, kde bylo zjištěno, že po získání souhlasu s pozorováním je nutné počítat asi s 93% koherentního rozptylu a 7% nekoherentního rozptylu /tj. kompletní redistribuce/, což dává dohromady pokles intenzity v křídlech Lyman- α zhruba o faktor 5 - 6 oproti výsledku s kompletní redistribucí v celé čáře. Ještě v témže roce 1973 byl semiempirický odhad VAL I potvrzen dalšími výpočty Milkeyho a Mihalase /1973/, kteří použili pro popis částečné redistribuce kvantově-mechanické výsledky Omonta a jiní /1972/. Srážková redistribuce, odvozená Omontem a jiní má právě tvar lineární kombinace koherentního rozptylu a kompletní redistribuce, přičemž efekt koherence v křídlech klesá s rostoucí elektronovou hustotou. Pro případ subordinátních čar bylo ukázáno, že srážkovou redistribucí lze také vyjádřit ve stejném tvaru lineární kombinace, přičemž ale prvý člen nepopisuje čistě koherentní rozptyl v důsledku rozšíření dolní hladiny /Heinzel a Hubený, 1982/. S touto redistribucí pro subordinátní čáry bude možné, alespoň kvalitativně, odhadnout rozdíly od profilů spočtených za předpokladu kompletní redistribuce. V případě rezonančních čar Mg II vedlo zahrnutí částečné redistribuce do výpočtu modelů jednak k dobrému souhlasu s pozorovanými profily /včetně zatažení k okraji/ a zpětně také k přesnějšímu určení teplotního minima, v němž se formuje na redistribuci velmi citlivá část profilu kolem minima K_1 /viz Obr. 2/.

Nakonec se ještě krátce zmíníme o určení toku nezářivé energie pro model C. Na základě tohoto modelu spočetli VAL III gradient toku zářivé energie $\nabla \cdot F_r$ v různých čarách o kontinuu pro všechny uvažované hloubky v atmosféře /tento gradient označíme zhodně s VAL III jako \bar{Q} /. Například ^{divergence} gradient toku ve spektrální čáře je dán vztahem /VAL III/

$$\nabla \cdot \vec{F}_{ul} = h \nu_0 \left[n_u (A_{ul} + B_{ul} \bar{J}) - n_l B_{lu} \bar{J} \right], \quad /3/$$



Obr. 2 - Profil čáry Mg II k, který na základě modelu HSRA spočetli Milkey a Mihalas /1974/. Čárkovaná čára odpovídá výpočtu s kompletní redistribucí, zatímco ostatní profily byly spočteny s částečnou redistribucí /různé profily odpovídají různým turbulentním rychlostem a útlumovým parametrům v čáře/. $\mu = 1$ znamená střed slunečního disku.

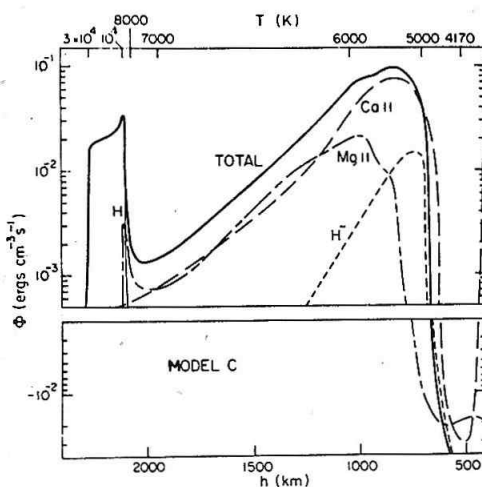
padě modelem C. $\nabla \cdot F_{ul}$ je rovno nule pouze v případě tzv. detailní zářivé rovnováhy v uvažované čáře, tj. je-li počet zářivých přechodů z dolní hladiny do horní roven přesně počtu spontánních a stimulovaných emisí z horní hladiny.

K členu $\nabla \cdot F_{ul}$ je ještě třeba přidat člen popisující změnu toku v kontinuích. V případě zářivé rovnováhy je součet obou těchto komponent, které zahrnují tok ve všech čarách a kontinuích, nezávislý na hloubce v atmosféře, tj. platí vztah $\nabla \cdot (F_{ul} + F_c) = \Phi = 0$. Na druhé straně u chromosfér, kde dochází k růstu teploty za teplotním minimem, musí Φ kompenzovat změnu toku nezářivé energie $\nabla \cdot F_{nr}$ podle rovnice /2/. Na Obr.3 /VAL III/ je znázorněna závislost velikosti členu Φ /křivka TOTAL/ na výšce ve sluneční atmosféře pro model C. Nulová hladina je charakterizována rozdělením na dva samostatné grafy. Jak je vidět, v chromosféře k tomuto celkovému gradientu toku záření významně přispívají rezonanční čáry Ca II /spolu s infračerveným tripletem/ a Mg II, zatímco vodík hraje dominantní roli až v přechodové vrstvě díky silné emisi v čáře Lyman- α . V chromosféře je $\Phi > 0$, což znamená, že

kde n_u a n_l jsou populace horní a dolní hladiny čarového přechodu, ν_0 je centrální frekvence čáry, h je Planckova konstanta a A_{ul} , B_{ul} a B_{lu} jsou Einsteinovy koeficienty. \bar{J} je definováno vztahem

$$\bar{J} = \int \Phi \nu J_\nu d\nu \quad /4/$$

přičemž J je střední intenzita pole záření a $\Phi \nu$ je normovaný absorpční profil pro danou čáru. Ze vztahu /3/ je názorně vidět, že změna celkového toku energie v čáře je daná přímo rozdílem mezi absorpcí záření /člen $n_l B_{lu} \bar{J}$ / a emisí /člen $A_{ul} (\dots)$ /, přičemž populace obou hladin jsou dány přijatým modelem, v našem pří-



Obr. 3 - Závislost gradientu toku záření na výšce ve sluneční atmosféře. Křivka TOTAL reprezentuje příspěvky od všech čar a kontinuí, které byly zahrnuty do modelu C, zatímco ostatní křivky odpovídají nejvýznamnějším zdrojům ochlazování jako jsou čáry Ca II, Mg II, Lyman- α a kontinuum H. Podle Vernazzy a jiní 1981/.

zde skutečně dochází k ochlazování atmosféry zářením tak jak jsme se o tom již zmínili /veličina Φ se v literatuře běžně nazývá rychlostí zářivého ochlazování/. Naproti tomu je atmosféra zahřívána v důsledku disipace nezářivé energie. Z grafu 3 přímo vidíme význam členu $\nabla \cdot F_{nr}$, který se podle rovnice /2/ liší od spočteného Φ jenom znaménkem. Jak jsme již ale řekli výše o fyzikální podstatě členu F_{nr} stejně jako o způsobu disipace této energie zatím mnoho nevíme. I když dnes existuje již celá řada teoretických modelů /v užším zmyslu/, které uvažují různé mechanismy ohřevu horních vrstev sluneční atmosféry, je celková situace zatím neuspokojivá /jedna z posledních diskusí teoretických modelů chromosfér pro hvězdy na hlavní posloupnosti je podána v práci Musielaka, 1982/. Například na základě analýzy dat z družice OSO-8 bylo zjištěno /Bonnet, 1981/, že původně uvažované akustické vlny na ohřev horní chromosféry a přechodové vrstvy nestačí.

Závěrem bychom řekli, že i když nám semiempirické modely poskytnou mnoho cenných informací o struktuře sluneční atmosféry a teoretické modely nám dávají možnost současně testovat možné mechanismy ohřevu, je pravdou, že - řečeno slovy prof. Mihalese - naše chápání hvězdných atmosfér je značně omezeno v důsledku neznalosti procesů přeměny energie mezi zářivými a nezářivými mody. Vývoj vhodné teorie, která by popisovala tyto interakce, je pravděpodobně jedním z nejdůležitějších cílů na tomto poli astrofyziky.

LITERATURA

- /1/ Bonnet, R.M.: 1981, Space Sci. Rev. 29, 131.
- /2/ Gingerich, C.J.; de Jager, C.: 1968, Solar Phys. 3, 5.
- /3/ Gingerich, C.J.; Noyes, R.W.; Kalkofen, W.; Cuny, Y.: 1971, Solar Phys. 18, 347.
- /4/ Heinzel, P.; Hubený, I.: 1982, Journal of Quant. Spectrosc. Radiat. Transfer 27, 1.
- /5/ Hekela, J.; Hubený, I.: 1974, Čs. čes. fyz. A 24, 477.
- /6/ Machado, M.E.; Avrett, E.H.; Vernazza, J.E.; Noyes, P.W.: 1981, Astrophys.J. (in press).
- /7/ Mihales, D.: 1978, Stellar Atmospheres, W.H. Freeman, San Francisco (2nd Edition).
- /8/ Milkey, R.W.; Mihales, D.: 1973, Astrophys.J. 183, 709.
_____ : 1974, Astrophys.J. 192, 769.
- /9/ Musielak, Z.: 1982, Astron. Astrophys. 105, 23.
- /10/ Omont, A.; Smith, E.W.; Cooper, J.: 1972, Astrophys. J. 175, 185.
- /11/ Staude, J.: 1981, Astron. Astrophys. 100, 284.

- /12/ Vernazza, J.E.; Avrett, E.H.; Loeser, R.: 1973, *Astrophys. J.* 184,
605.
- /13/ _____ : 1976, *Astrophys. J.*
Supp. 30, 1.
- /14/ _____ : 1981, *Astrophys. J.*
Supp. 45, 635.

Lyman-alfa záření Slunce v období 1977 – 1980

J. BOŠKA, Geofyzikální ústav ČSAV Praha

J. LAŠTOVIČKA, Geofyzikální ústav ČSAV Praha

Spektrální čára vodíku L-alfa na vlnové délce 121,567 nm je jako známo daleko nejsilnější emisní linií ve vzdálené ultrafialové oblasti slunečního spektra. Tok energie této velmi jasné čáry je zhruba tentýž jako v celém intervalu vlnových délek 0 - 150 nm. Interakce L-alfa záření s atmosférou Země je dvojího - jednak je L-alfa záření absorbováno ve velkých výškách atomárním vodíkem v tzv. geokoroně, jednak v dolní ionosféře /70 - 100 km/ je absorbováno O_2 a ionizuje NO, čímž se podstatně podílí na formování D vrstvy ionosféry. Znalost absolutní hodnoty intenzity L-alfa záření a jejich variací má zásadní význam pro studium fotosferických procesů v D vrstvě.

Shrneme-li výsledky starších měření L-alfa záření /1949 - 1975/ různými metodami, ukazuje se, že intenzita L-alfa čáry se v průběhu 11 let slunečního cyklu od minima k maximum mění zhruba dvakrát /1/ /typické hodnoty se pohybují v rozmezí $2 - 4 \cdot 10^{11}$ fot/cm² s/. Kromě této dlouhoperiodické variace se projevuje v intenzitě L-alfa čáry 27-denní cyklus rotace Slunce, přičemž změny intenzity v této krátkoperiodické variaci nepřesahují 30% absolutní hodnoty. V průběhu slunečních erupcí je vzrůst intenzity L-alfa malý a pouze pro velmi silné erupce se blíží 20% /1 - 3/. Kromě toho byla zjištěna velmi dobrá korelace mezi L-alfa zářením a R_z , dále mezi L-alfa zářením a radiovou emisí Slunce na vlnové délce 10,7 cm / $F_{10,7}$ /.

Je zde však problém a tím je přesnost absolutních měření intenzity L-alfa záření. Přesnost měření udávaná různými autory se liší, ale pohybuje se v hranicích $\pm 30\%$ absolutní hodnoty. Přitom rozdíl mezi různými odpovídajícími si měřeními dosahuje 100% /4/. Přesnost potřebná pro ionosférické aplikace by přitom měla dosáhnout zhruba 10%. Příčiny značné nepřesnosti jsou v podstatě dvě. Jednak je to obtížnost absolutní kalibrace přístrojů v pozemských podmínkách, prováděné před letem v laboratořích různými etalony záření. Druhou příčinou je problém dlouhodobé stability fotometrických záření na družicích. To se projevuje tím, že přístroje mění svoji citlivost v období mezi předletovou kalibrací a počátkem měření na oběžné dráze. Také v průběhu měření na oběžné dráze se citlivost přístrojů mění /již v průběhu několika týdnů/. Tím ovšem předletová kalibrace ztrácí značnou část své ceny. K dodatečné kalibraci se

využívá jednak korelace mezi ultrafialovým zářením a intenzitou toku $F_{10,7}$, už však není příliš spolehlivé. Dále je možné využít, pokud jsou k dispozici, jednotlivých raketových měření provedených souběžně s měřeními na družici. Ukazuje se, že dosažení přesnosti měření 10% a její udržení po dobu několika měsíců až roku je značně obtížný problém a vyžaduje kombinaci všech předchozích opatření. Z toho vyplývá, že údaje o krátkoperiodických variacích intenzity L-alfa záření pro taková období, jako je 27-denní perioda sluneční rotace, případně doba trvání erupce, je možno považovat za poměrně spolehlivé. Ovšem údaje o absolutní hodnotě intenzity L-alfa záření a o jejích změnách v průběhu 11-letého slunečního cyklu je nutné považovat za značně diskutabilní.

Nejbohatším zdrojem poznatků o intenzitě slunečního L-alfa záření za období do konce 20. slunečního cyklu jsou měření prováděná na družici OSO-5 od ledna 1969 do prosince 1972 /5/, a poté ještě v období říjen 1974 - srpen 1975 /6/. Tyto údaje představují homogenní řadu dlouhodobě značně stabilních měření /změna citlivosti přístrojů se uvádí přibližně 10% za 1 rok /6/. Výsledky ukazují, že 30% variace intenzity L-alfa záření v průběhu 27-denní periody sluneční rotace je naprosto reálná. Kromě toho data z OSO-5 ukazují, že variace záření klidného Slunce se překládá 27-denní variace způsobená aktivními oblastmi, ale že tok klidného Slunce se mění s 11-letým cyklem sluneční aktivity. Vidal-Madjar /1/ ukázal, že od roku k roku se klidový tok L-alfa záření klidného Slunce mění podle empirické formule

$$F_q = 0,63 \cdot 10^{-2} F_{10,7} + 1,49$$

$\bar{F}_{10,7}$ je roční střední hodnota toku záření pro $\lambda = 10,7$ cm. Hodnoty intenzity L-alfa záření naměřené na OSO-5 ležely v intervalu $\langle 3,79 - 2,01 \rangle$ /5,6/. Vidal-Madjar odvodil též empirické vztahy pro intenzitu L-alfa záření obřázející dlouhoperiodické i krátkoperiodické variace intenzity a to v závislosti na R_z i $F_{10,7}$. Jistá nejasnost zůstala v otázce absolutní hodnoty intenzity L-alfa záření. Na jedné straně raketová měření provedená v době činnosti OSO-5 /tabulka 1/ ukazují velmi dobrou shodu s údaji z družice OSO-5:

TABULKA 1

	OSO-5	Rakety
7.3.1970	3,41	3,2 [1]
10.6.1972	3,01	3,25 [1]
23.8.1972	2,99	2,89 [1]
13.12.1972	2,88	3,06 [1]

Ovšem na druhé straně studium Bennetovy komety v L-alfa čáře ukazuje na potřebu zvýšit absolutní hodnoty L-alfa z OSO-5 zhruba na dvojnásobek /7/.

Druhá fáze měření na OSO-5 probíhala již v prvních měsících 21.slunečního cyklu /začátek cyklu v EUV včetně L-alfa - duben 1975 /6/. Empirické vztahy odvo-

zené pro 20. cyklus nelze v prvních měsících 21. cyklu použít /6/. Jak je patrné, všechny závěry utvořené na základě měření v průběhu 20. slunečního cyklu dávají poměrně jednoznačný obraz, zvláště co se týká variací L-alfa záření. Jak bude dále patrné, měření prováděná na družici AE-E v průběhu let 1977-1980 dávají dosti odlišné výsledky. Družice AE-E byla vypuštěna v prosinci 1975, ovšem fotometry pro měření intenzity L-alfa záření se stabilizovaly až po 18 měsících, to znamená, že první experimentální údaje pocházejí z poloviny roku 1977 /8/. V období mezi koncem pozorování družice OSO-5 a počátkem práce družice AE-E však neexistují žádná družicová měření intenzity L-alfa záření. To si vyžádalo přijetí referenční hodnoty intenzity L-alfa záření /8/:

$$F_{\alpha \text{ref}} = 3 \cdot 10^{11} \text{ fot/cm}^2 \text{ s}$$

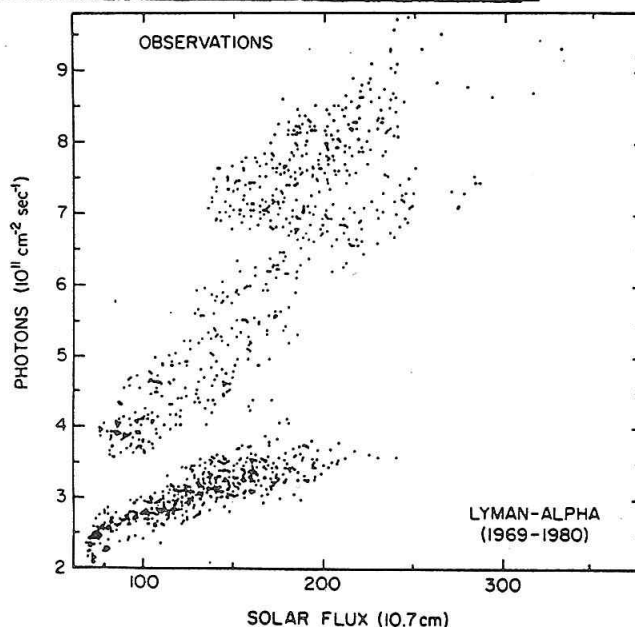
Pro období 13. - 28.7.1976, to je pro období minimální aktivity pro cyklus 21 /podle R_z /. Je nutné podotknout, že přijetí této referenční hodnoty L-alfa radiace je jedním z možných zdrojů chyb ve výsledcích měření. V tabulce 2 jsou shrnuty výsledky raketových měření L-alfa záření v období blízko minima sluneční činnosti. Značný rozptyl naměřených hodnot intenzity L-alfa záření při prakticky téže úrovni sluneční aktivity ukazuje obtížnost správného určení referenční hladiny.

TABULKA 2

Datum	$F_{10,7}$	R_z	F_{α}
23.4.1974	74	17	2,5 [9]
28.7.1975	74	26	2,2 [10]
18.2.1976	72	15	3,7 [10]
9.3.1977	81	20	4,28 [10]

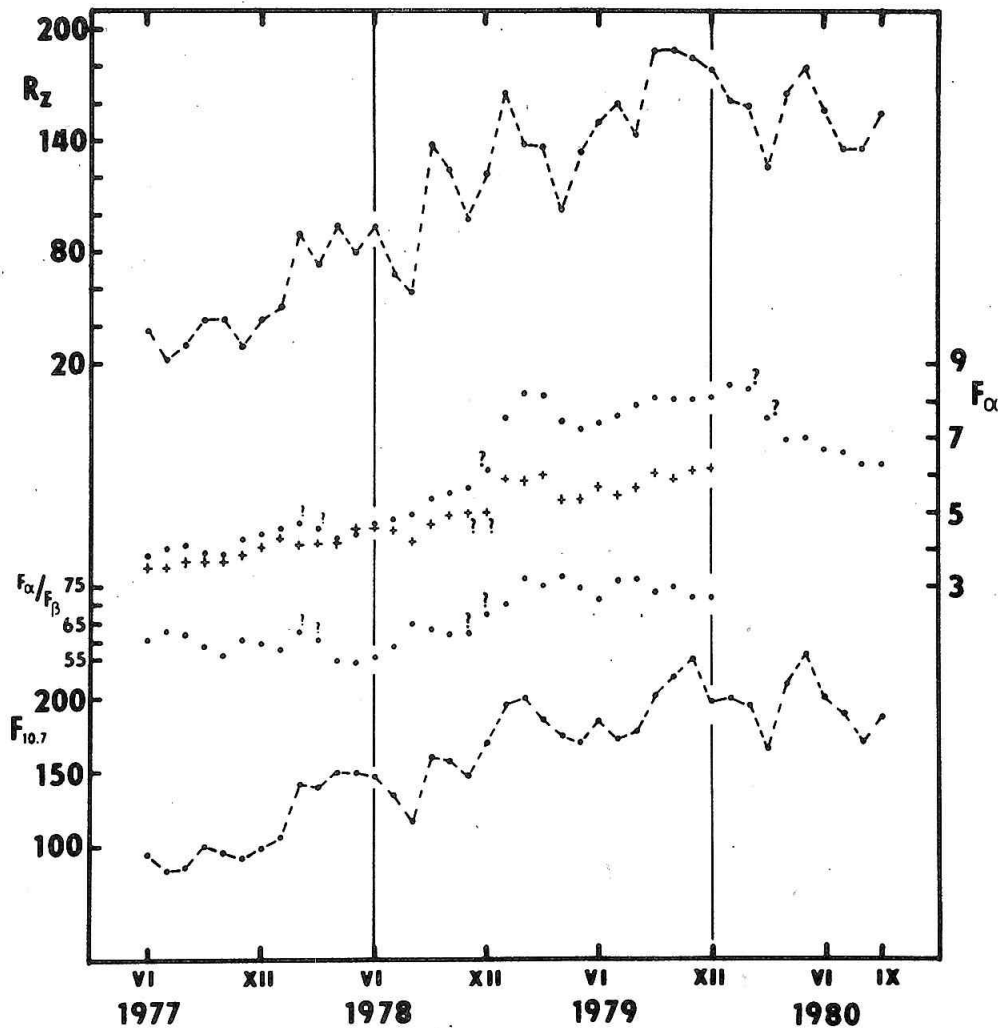
Hodnoty intenzity L-alfa záření naměřené jednak v průběhu 20. cyklu na družici OSO-5, jednak v průběhu prvních let 21. cyklu na satelitu AE-E jsou vyneseny jako funkce intenzity $F_{10,7}$ na obr. 1 /11/.

Z obrázku je patrné, že experimentální údaje o L-alfa záření mohou být rozděleny do tří skupin. Nejnižší skupinu tvoří hodnoty naměřené na OSO-5 v průběhu 20. cyklu /1969-1975/, střední tvoří údaje z družice AE-E z období červen 1977 - prosinec 1978, nejvyšší vytvářejí hodnoty L-alfa záření z družice AE-E v období 1979-1980. Je patrné,



Obr. 1 - Závislost intenzity L-alfa záření /denní hodnoty/ z družice OSO-5 a AE-E na $F_{10,7}$ podle /11/.

že pozorování konaná v období 21. cyklu vedou ke značně vyšším hodnotám intenzity L-alfa záření než pozorování ve 20. cyklu. Intenzity L-alfa záření naměřené na družici AE-E jsou někdy až trojnásobné vůči hodnotám naměřeným na OSO-5 při srovnatelné sluneční aktivitě. Na obrázku 2 jsou vyneseny průměrné měsíční hodnoty intenzity L-alfa záření F_{α} , R_z a $F_{10,7}$ za období 1977-1980. Sledujeme-li vzrůst L-alfa záření ve vztahu k vývoji 21. slunečního cyklu, vidíme, že po poměrně klidném vzestupu L-alfa radiace v období 1977-1978, jež vcelku dobře koresponduje se vzrůstem celkové sluneční aktivity, následuje prudký vzestup hodnot L-alfa záření na počátku roku 1979 a vysoká úroveň se udržuje až do začátku roku 1980. Poměr hodnot intenzity L-alfa záření v maximu a v minimu je v průběhu 21. cyklu neočekávaně velký a dosahuje hodnoty 3,29 /oproti hodnotě 1,8 ve 20. cyklu/. Zvláště neočekávaný je prudký vzrůst intenzity L-alfa záření v období 1979-1980. Z obr. 2 je patrné, že prudkému skoku v inten-



Obr. 2 - Chod měsíčních průměrných hodnot intenzity slunečního L-alfa záření F_{α} /tečky/ z družice AE-E /vypočteno z údajů /12/, /13/, korigované intenzity L-alfa záření /křížky/, poměru intenzit v L-alfa a L-beta čáře F_{α}/F_{β} /vypočteno z údajů /12/ a indexů sluneční aktivity R_z a $F_{10,7}$. 1980 - chybí spolehlivá L-beta data. ? - nespolehlivé hodnoty z malého počtu údajů.

zité L-alfa záření neodpovídá vývoj obecné sluneční aktivity $/R_z, F_{10,7}/$. Jak uvádí Hinteregger /8/ byly zkoumány možné přístrojové nebo experimentální příčiny tohoto vzrůstu, ale bez úspěchu. Bossy a Nicolet /11/ analyzovali statisticky naměřené údaje a ukázali, že se zde podstatně uplatňují efekty jiné než sluneční aktivita. Je patrné, že na vzrůstu intenzity L-alfa záření v období maxima 21. slunečního cyklu se podstatnou měrou podílí jednak dlouhodobá, ale patrně též skoková změna citlivosti měřícího zařízení na družici AE-E. K podobnému závěru vede, srovnáme-li výsledky měření z družice AE-E s výsledky raketových měření. Z let 1977-1980 jsou k dispozici výsledky tří experimentů /viz tab. 3/. Zatímco v období blízko minima je souhlas obou měření velmi dobrý /družice AE-E začala ovšem měřit za několik týdnů po raketovém experimentu/, v období maxima je nesouhlas naprosto zřejmý.

TABULKA 3

Datum	AE-E	Rakety LASP
9.3.1977	~ 3,8	4,28 [10]
5.6.1979	8,1	4,36 [14]
15.7.1980	6,7	5,01 [15]

Z toho, co bylo dosud řečeno vyplývá, že experimentální údaje z družice AE-E dosti přesně popisují krátkodobé variace intenzity L-alfa záření, ovšem pro zjištění dlouhodobých změn L-alfa záření je nutné provést korekci experimentálních údajů. Bossy a Nicolet /11/ použili ke korekci hodnot L-alfa záření hodnot $F_{10,7}$ jako indikátoru úrovně sluneční aktivity. Ovšem jak se ukazuje, $F_{10,7}$ není vždy dobrým ukazatelem úrovně L-alfa záření, zvláště jeho krátkodobějších variací /16/. Proto jsme se pokusili využít jiné možnosti ke zkorigování hodnot intenzity L-alfa záření. Na družici AE-E probíhala souběžně měření intenzity toku v L-beta čáře /102,57 nm/ vodíku. Toto měření jeví značně lepší dlouhodobou časovou stabilitu než měření L-alfa záření. Přitom obě měření jsou spolu velmi úzce svázaná a jejich variace si odpovídají. Předpokládáme-li, že L-alfa i L-beta záření pochází ze stejných oblastí chromosféry charakterizovaných jistou střední hodnotou teploty T, můžeme poměr intenzit dvou spektrálních čar vyjádřit /po jistých zjednodušeníh/ vztahem:

$$\frac{F_\alpha}{F_\beta} = \left(\frac{\lambda_\beta}{\lambda_\alpha}\right)^4 \cdot e^{\frac{hc}{kT} \left(\frac{1}{\lambda_\beta} - \frac{1}{\lambda_\alpha}\right)}$$

/1/

$\lambda_\alpha, \lambda_\beta$ - vlnové délky L_α a L_β spektrálních čar.

Ze vztahu /1/ je patrné, že poměr je závislý na teplotě zdroje a se vzrůstající teplotou poměr F-alfa/F-beta klesá. Vypočteme-li poměr F-alfa/F-beta pro celou sadu experimentálních dat družice AE-E, zjistíme, že soubor je možné rozdělit na dvě části /viz. obr. 2/. Jednak je to období 1977-1978, kdy se poměr F-alfa/F-beta pohybuje v rozmezí 50 - 65. Krátkodobé změny uvnitř tohoto období nejeví žádný výrazný vztah ke změnám obecné sluneční aktivity $/R_z$ v tomto

období spadá do intervalu 20 - 140, $F_{10,7}$ 90 - 170/. Dále je to období od ledna 1979, kdy poměr F-alfa/F-beta vzrostl a pohybuje se v rozmezí 70 - 90. Je zřejmé, že toto rozdělení odpovídá rozdělení naměřených údajů tak jak bylo patrné na obrázku 1. Je proto odůvodněné předpokládat, že vzrůst poměru F-alfa/F-beta v roce 1979 /který by předpokládal dlouhodobé ochlazení oblasti vyzařující obě spektrální čáry/ je důsledkem změny citlivosti měřícího zařízení daleko spíše než důsledkem změny ve sluneční aktivitě.

Výše uvedené zjištění využijeme k provedení korekce intenzity L-alfa záření. Korekci provedeme tak, že předpokládáme, že poměr intenzit F-alfa/F-beta by se neměl příliš měnit a měl by být asi 55, což je hodnota poměru F-alfa/F-beta zjištěná v období střední sluneční aktivity /duben - červen 1978/. Pomocí tohoto předpokladu jsme provedli korekci hodnot intenzity L-alfa záření. Výsledné měsíční průměry korigovaných hodnot L-alfa záření jsou vyneseny na obr. 2. Jak je z obrázku patrné, korekce nevedla pro období 1977 - 1978 k příliš velkým změnám intenzity L-alfa záření. Je zajímavé, že lokální minimum sluneční aktivity v červenci a srpnu 1978, které se vůbec neprojevovalo v nekorigovaných hodnotách L-alfa záření, je pro provedení korekce jasně patrné. Prudký vzrůst intenzity L-alfa záření v roce 1979 se podstatně snížil a lépe odpovídá vzrůstu obecné sluneční aktivity. To dokládají též statistické vztahy mezi měsíčními průměry intenzity L-alfa záření F-alfa a toku $F_{10,7}$, a mezi F-alfa a R_z . Pro nekorigované hodnoty F-alfa byly vypočteny tyto vztahy:

$$F_{\alpha} = 0,0157 \cdot R_z + 3,21$$

$$\rho = 0,95$$

a

$$F_{\alpha} = 0,0204 \cdot F_{10,7} + 1,78$$

$$\rho = 0,96$$

zatímco pro korigované hodnoty L-alfa záření byly zjištěny relace

$$F_{\alpha} = 0,02764 \cdot R_z + 2,9757$$

příčemž koeficient korelace $\rho = 0,88$

a

$$F_{\alpha} = 0,0338 \cdot F_{10,7} + 0,7139$$

$$\rho = 0,87$$

Tyto vztahy ukazují relativní zmenšení proměnné složky intenzity v celkové intenzitě L-alfa záření pro korigované hodnoty. Dále je též patrné, že korekce vedla ke zvýšení korelace jak mezi F-alfa a R_z , tak mezi F-alfa a $F_{10,7}$. Korigované absolutní hodnoty intenzity L-alfa záření vcelku dobře souhlasí s hodnotami, které získali Bossy a Nicolet /11/ na základě korekce provedené vzhledem k úrovni toku $F_{10,7}$.

Závěrem je nutné podotknout, že význam provedené korekce je relativní. To znamená, že korigované hodnoty L-alfa záření přesněji vyjadřují dlouhodobé změny intenzity L-alfa záření v období měření družice AE-E a tvoří homogenní řadu dat pro celé zkoumané období. Co se týče absolutních hodnot intenzity L-alfa záření, nelze dát jednoznačnou odpověď. V článku jsou ukázány obtíže spojené s určením absolutní hodnoty L-alfa záření. Rozpory v naměřených hodnotách me-

zi družicovými a raketovými měřeními nelze jednoznačně vysvětlit. Rozřešení otázky správných absolutních hodnot intenzity L-alfa záření mohou přinést jen nová, dokonalejší družicová a raketová měření. Vzhledem k fundamentální důležitosti L-alfa záření pro fyziku ionosféry představuje problém absolutní hodnoty intenzity L-alfa záření jeden z hlavních požadavků ionosferiků k specialistům v oboru sluneční fyziky.

LITERATURA

- /1/ The Solar Output and Its Variation, ed. O. R. White, Colorado Ass. Univ. Press, Boulder 1977.
- /2/ L. A. Hall: Solar Phys. 21 (1971), 167.
- /3/ D. F. Heath: J. Geophys. Res. 78 (1973), 2779.
- /4/ P. C. Simon et al.: Handbook for MAP, Vol. 3, p. 1, SCOSTEP Secr., Urbana 1981.
- /5/ A. Vidal-Madjar: Solar Phys. 40 (1975), 69.
- /6/ A. Vidal-Madjar, B. Phissamay: Solar Phys. 66 (1980), 259.
- /7/ H. U. Keller, G. E. Thomas: Astrophys. J. 186 (1973), L87.
- /8/ H. E. Hinteregger: Solar Irradiance and Its Variations at Wavelengths below 185 Nanometer. IAGA Assembly, Edinburgh 1981.
- /10/ L. Heroux, R. A. Swirbalus: J. Geophys. Res. 81 (1976), 436.
- /11/ G. J. Rottman: J. Geophys. Res. 86 (1981), 6697.
- /12/ L. Bossy, M. Nicolet: Planet. Space Sci. 29 (1981), 907.
- /13/ H. E. Hinteregger: Paper C.1.1.6, XXIII. COSPAR, Budapest 1982.
- /14/ H. E. Hinteregger a jiní: Paper 2D.3, IAGA Assembly, Edinburgh 1981.
- /15/ G. H. Mount a jiní: J. Geophys. Res. 85 (1980), 4271.
- /16/ G. H. Mount, G. J. Rottman: J. Geophys. Res. 86 (1981), 9193.
- /17/ J. Laštovička, P. Tříška: Proc. COSPAR Symp. "Methods of Measurements and Results of Lower Ionosphere Structure", p. 323, Akad.-Vlg., Berlin 1974.

Numerický hustotní model bílé korony

P. AMBROŽ, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

M. WOLF, Matematicko-fyzikální fakulta UK Praha

ABSTRAKT

Pro zatmění z 30.6.1973 je proveden výpočet struktury koronálního magnetického pole, navržen hustotní model a proveden výpočet záření bílé korony. Výsledky výpočtu jsou porovnány s výsledky pozorování expedice ASÚ SAV.

1. ÚVOD

Pozorování bílé korony při úplných zatměních Slunce patří ke standartním programům většiny vědeckých expedic. Snímky tohoto typu poskytují informaci o celkovém vzhledu korony, jejím typu, jemné vnitřní struktuře a rozložení jasu. U kalibrovaných snímků a měření, provedených i mimo zatmění pomocí koronametru je potom možné využitím více či méně složitých vypočtených metod stanovit elektronové hustoty v různých konkrétních lokalitách a výškových hladinách sluneční korony. Kvalitní fotografie bílé korony, zvláště potom ty, kde byl použit tzv. radiální neutrální filtr, dovolují nahlédnout i do jemné struktury koronálních útvarů, kde podle tvaru oblouků, paprsků i jasových depresí je možné formulovat i některé soudy o struktuře koronálních magnetických polí. Tyto soudy jsou vedeny úvahou, podle níž smyčky, oblouky i paprsky v koruně jsou v podstatě magnetické silotrubice "naplněné" koronální plazmou a tedy oblasti o relativně větší elektronové hustotě než oblasti bez těchto struktur. Je samozřejmě možné z takových pozorování vyvodit celou řadu závěrů o rozložení elektronové hustoty v koruně, resp. o vztahu hustoty korony k rozložení fotosférických a chromosférických aktivních jevů a fotosférických magnetických polí. Jedním z podstatných aspektů takové praxe je skutečnost, že např. takto stanovená struktura magnetického pole je ale vlastně velmi subjektivní a zatím neexistuje žádná známá možnost, jak ji exaktně trojrozměrně interpretovat a navázat na pozorování struktury magnetického pole ve fotosféře a chromosféře.

Předmětem této předložené práce je pokusit se modelovými prostředky a metodami výše uvedenou metodiku obrátit. Znamená to, že na základě fotosférických pozorování magnetických polí byl vytvořen základní soubor vstupních dat, kte-

rá byla využita pro numerickou extrapolaci magnetických siločar do koronálního prostoru. Na tomto základě bylo potom provedeno "naplnění" magnetických konfigurací koronální plazmou podle předem odvozených obecných zásad. Touto cestou byla vytvořena možnost stanovit v libovolném bodě koronálního prostoru v určitém rozmezí vzdáleností od slunečního středu hodnoty lokálních elektronových hustot. Aby bylo možné takto modelované hodnoty porovnat s pozorováním, bylo třeba nejdříve modelovat rozptyl fotosférického záření na volných elektronech v koruně. K tomu účelu byla na pozorovacím paprsku, procházejícím v předem zvolených bodech nad slunečním okrajem pozorovací rovinou, zvolena řada ekvivalentních, téměř bodových objemových elementů. V každém z nich byla řešena rozptylová úloha a spočteno rozptýlené záření z tohoto elementárního objemu ve směru k pozorovateli. Integrace podél pozorovacího paprsku potom dovozovala stanovit modelovou hodnotu jasů bílé korony v daném bodě. Vhodnou volbou celé sítě takových bodů bylo možné skonstruovat izofoty korony a statisticky porovnat spočtené a změřené výsledky.

V případě souhlasu obou výsledků nemáme sice jistotu, že naše řešení je jediné, avšak máme zde k dispozici kvalitativně i vyhovující nástroj a metodu. V případě jen částečného souhlasu můžeme odhadnout, který mechanismus v modelu vykazuje slabší a konečně kdyby se dostavil zásadní nesouhlas, jsme schopni usoudit, které mechanismy, resp. jaké hodnoty parametrů jsou pro naše účely zásadně nepřijatelné.

METODA A ZPŮSOB EXTRAPOLACE KORONÁLNÍCH MAGNETICKÝCH POLÍ

Měření rozložení podélné komponenty magnetických polí ve sluneční fotosféře je v podstatě jediným pravidelně dostupným zdrojem informací o globální struktuře slunečního magnetického pole. Přímé informace o struktuře magnetického pole ve sluneční koruně prakticky neexistují a nebo jsou jen zcela sporadicky a lokálně dostupné. Podobně materiál, týkající se struktury koronálních jevů /úplné zatmění, snímky v monochromatických koronálních čarách, snímky v oboru X a UV záření/ není vždy k dispozici.

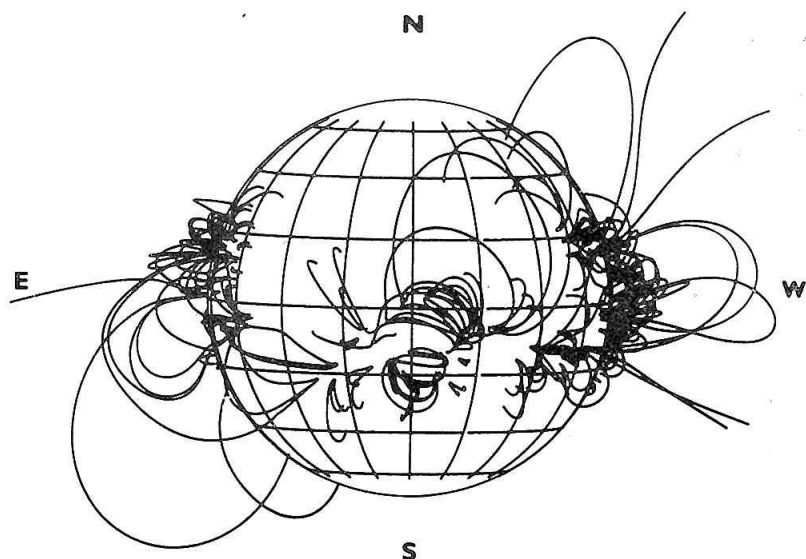
Modelově použitelná a numericky schůdná cesta k získání představ o struktuře magnetického pole v koruně spočívá v aplikaci vhodné metodiky extrapolace magnetických polí, která jsou k dispozici z fotosférických měření. Takovým výchozím datovým souborem byly v našem případě synoptické i denní mapy slunečních magnetických polí pro celý disk, sestavené z fotoelektrických pozorování na observatoři Mt. Wilson v USA. Vlastní extrapolační metodika je budována na principu diskrétního solenoidálního zdroje magnetického toku. Tento model vyplývá z řešení, vypracovaného Sakuraim a Uchidou /1977/. Výchozí mechanismus generace magnetického pole předpokládá elektrický proud, protékající podfotosférickou kruhovou smyčkou. Takovéto kruhové smyčky jsou výchozími elementy, jimiž podle reálných pozorování je modelováno zadání v horních fotosférických vrstvách, přičemž vzájemná topologie středu smyček, jejich průměr i centrální intenzita magnetického pole a tedy i proud, tekoucí smyčkou, jsou přímo odvozeny z pozorování. Vlastní výpočet spočívá ve stanovení řady bodů ležících na jedné magnetické siločáře v prostředí, kde platí tzv. bez-

poruchová aproximace. Při výpočtu jsou používány sférické souřadnice.

Konkrétní výpočet, který byl v práci použit, se týká slunečního zatmění, které bylo pozorováno dne 30. června 1973 expedicí, pořádanou Astronomickým ústavem SAV v Nigeru. Pro výpočet byly použity hlavně synoptické mapy fotosférických magnetických polí. Do výpočtu byla zahrnuta pouze tzv. podkladová magnetická pole, jež sice pokrývají značnou část slunečního povrchu a podílejí se tedy zásadním způsobem na celkové konfiguraci magnetických polí v koruně, jejich intenzita ale na úrovni fotosféry nepřesahuje 80 G /v materiálu z Mt. Wilsonu/. Do jednotlivých magnetických oblastí byl pokud možno beze zbytku vepsán soubor kruhových smyček tak, aby byla vystižena jejich morfologická mnohotvárnost a zároveň aby středy kruhových smyček spadaly do míst lokálních maxim intenzity magnetického pole. Počátek siločar byl stanoven v každé kruhové smyčce na kružnici o poloměru jedné desetiny poloměru smyčky a to tak, že byla vybrána trojice bodů, jejichž vzájemný středový úhel byl 120° .

Pro náš výpočet bylo vybráno celkem 151 zdrojů magnetického toku. Každá siločára byla počítána numerickou integrací s integračním krokem 15 000 km. Během této fáze, která je na celém výpočtu nejzdlouhavější, byla v bodech, ležících na siločáře, počítána hodnota magnetické indukce podle vztahů, které odvodili Sakurai a Uchida /1977/ /viz též Ambrož, 1980/. Výpočet siločáry se prováděl tak dlouho, dokud se čára z koronálního prostoru nevrátila zpět do fotosféry a u otevřených konfigurací dokud body na siločáře, resp. jejich vzdálenost od středu Slunce nepřesáhla $2,0 R_\odot$. Výpočet byl proveden pro celé Slunce, kde rozložení polí ve fotosféře bylo získáno v časové posloupnosti obvyklým synoptickým způsobem a jedná se tedy o určitou formu aproximace. Celkem byly vypočteny souřadnice bodů, tvořících 453 siločar, jejichž alespoň jeden počátek vycházel z místa slunečního povrchu, kde bylo lokální zvýšení intenzity magnetického pole.

Počátky extrapolovaných siločar jsou z hlediska celkového pohledu na model sluneční koule rozloženy značně nerovnoměrně. Větší koncentrace siločar je v komplexech aktivity a jednotlivých aktivních oblastech, zatímco fotosféricky a chromosféricky neaktivní oblasti jsou v našem modelu prakticky bez siločar.



Na obr. 1 je zobrazen výsledek výpočtu pro 30. 6.1973 se souřadnicemi středu disku $L = 339,3^\circ$ a $B = 2,8^\circ$. Tento rys výběru počátku siločar, volby pozorovacího materiálu a konečně i metodiky výpočtu je pro výsledek této práce podstatný a ko-

Obr. 1 - Viditelná konfigurace siločar koronálních magnetických polí při zatmění 30.6.1973.

nečný efekt je volbou předchozích charakteristik metody do značné míry determinován. Určitým opodstatněním takového postupu je dobrý souhlas mezi rozložení fotosférických magnetických polí a aktivních oblastí se snímky koronálních útvarů v X a UV záření. Výrazné koronální útvary pozorujeme téměř bez výjimky tam, kde jsou dostatečně intenzivní a topologicky složitá magnetická pole ve fotosféře.

3. HUSTOTA KORONÁLNÍ SMYČKY A GLOBÁLNÍ ROZLOŽENÍ HUSTOTY V KORONĚ

Hypotéza, kterou jsme si v této práci vytkli za úkol prověřit, je následující: bílá korona, speciálně tzv. K-korona představuje nejdifúznější formu korony vůbec. Přesto vycházíme z předpokladu, že všechny struktury, které na snímcích korony pozorujeme, jsou integrálním obrazem velikého množství koronálních smyček, oblouků a paprsků, zakotvených ve fotosféře. Jejich tvar i rozložení jsou principiálně závislé na rozložení magnetického toku ve fotosféře. Vedle této filamentární struktury bílé korony lze očekávat, že vlastní struktura prostoru nad chromosférou bez přítomnosti uzavřeného magnetického pole může být popsána homogenním, pouze radiálně závislým hustotním modelem, který v naší úloze vytváří jakési pozadí strukturám, vzniklým při superpozici smyček a oblouků.

Pro model homogenní atmosféry tvořící pozadí, je možné velmá jednoduchým způsobem odvodit vztah, který v podstatě odpovídá známému barometrickému vzorci. Podle něj hustota korony exponenciálně klesá s výškou nad povrchem. Použijeme-li předpoklad izotermické korony, potom rychlost tohoto poklesu je nepřímo úměrná teplotě.

Pokud jde o jednotlivé smyčky a oblouky, zde je situace daleko složitější. V zásadě lze říci, že základní stavební prvek takové koncepce je jedna jedina smyčka, v níž ale může být fyzikálně rozhodující hodnota několika parametrů. Z nich pro naši úlohu jsou významné: intenzita magnetického pole, elektronová hustota a teplota a to jak podél smyčky, tak i v jejím kolmém průřezu.

K výpočtu elektronové hustoty v určitém bodě /označme jej A/ bylo použito výrazu

$$N_e(A) = N_1 \cdot \exp \left[- \frac{\mu m_H g_0 R_0}{k T} \left(1 - \frac{R_0}{r} \right) \right] + N_0 \cdot \sum_{i=1}^N \exp(-\alpha \Delta_i^2)$$

kde první člen na pravé straně popisuje spojitě pozadí, zatímco druhý člen je superpozicí všech N smyček do bodu A. Zde Δ_i je nejmenší vzdálenost z bodu A k i-té smyčce a konstanta alfa určuje šířku profilu smyčky. Velmi důležitými hodnotami jsou hustoty N_1 což je elektronová hustota korony na hranici s chromosférou a N_0 je vnitřní elektronová hustota v ose smyčky. Hustota pozadí závisí na teplotě T a výšce r. Ostatní hustoty jsou R_0 ... sluneční poloměr, g_0 ... gravitační zrychlení na povrchu, m_H ... hmotnost atomu vodíku, μ ... střední hmotnost částice koronální plazmy v jednotkách hmotnosti atomu vodíku a k ... Boltzmannova konstanta.

V první etapě naší práce jsme přijali několik zjednodušujících předpokladů. Model elementární smyčky byl zvolen fenomenologicky a to tak, že centrální hustota smyčky N_0 byla pro všechny siločáry stejná a byla stejná i pro všechny body na siločáře. Rozložení hustoty napříč smyčky bylo námi předepsáno a má v podstatě Geussův profil s maximem na ose smyčky.

Při této velmi hrubé a jednoduché formě modelu jsou jednotlivé fyzikální vztahy ve smyčkách nahrazeny systémy volných a tedy volitelných parametrů, u nichž základním kritériem výběru je alespoň řádový souhlas s průměrnými hodnotami, odvozenými z pozorování a maximální souhlas výsledků celé výpočetní procedury s výsledky pozorování. Při této koncepci je evidentní, že akceptovatelné řešení nemusí být jediné. Nalezení jakéhokoli přijatelného řešení ale potvrzuje, že celá modelovací numerická procedura může při své komplexnosti poskytnout řešení, ověřitelné přímým pozorováním a hlvaně řešení; které je s pozorováním v souhlase.

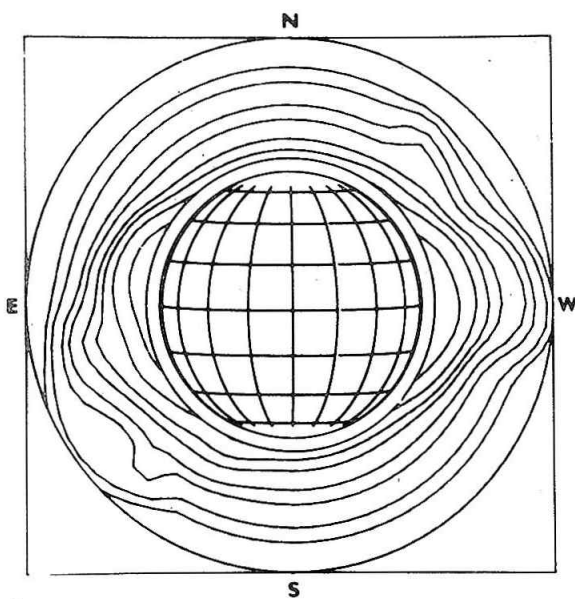
S ohledem na trojrozměrný charakter takového řešení je potom možné s daleko větší věrohodností usuzovat na hustotní strukturu korony v libovolném zvoleném bodě s přesností, odpovídající přesnosti našeho numerického modelu.

Vlastní jas bílé korony je složen z jasu F-korony a jasu K-korony. Naši modelovou procedurou budeme modelovat pouze K-koronu, což se ale při porovnání výsledku výpočtu s měřením projeví relativně velmi malou chybou kolem 2%.

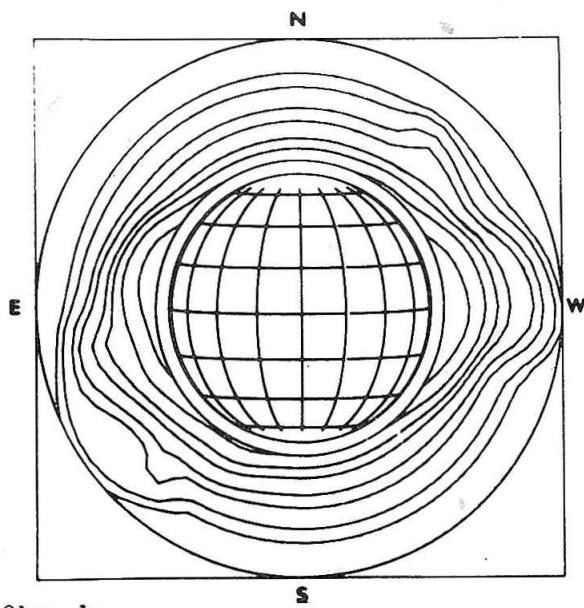
Záření K-korony je způsobeno Thompsonovým rozptylem především fotosférického záření na volných elektronech v bodech korony, ležících na přímce, totožné v okolí Slunce s pozorovacím paprskem. Zajímá nás pouze tá část rozptýleného světla, která směřuje po pozorovacím paprsku směrem k Zemi. Při vlastním výpočtu je třeba provádět numerickou integraci v určitém konečném rozmezí délky pozorovacího paprsku a zvolit přijatelnou metodu integrace a vhodný integrační krok. Spočteny jas korony vyjadřujeme v poměrných jednotkách vůči jasu středu slunečního disku. Výpočet byl proveden v síti bodů v pozorovací rovině u níž krok v pozičním úhlu byl 5° a krok ve směru poloměru byl $0,1 R_\odot$ od $1,1 R_\odot$ do $2,0 R_\odot$ od středu Slunce. Tímto způsobem bylo pro každý konkrétní model spočteno pole hodnot o rozměru 72×10 údajů, které bylo možné a nakonec vhodné vyjádřit ve formě izofot v polárních souřadnicích. Kombinací volných parametrů byl proveden výpočet celkem pro 28 modelů a z nich potom statistickým porovnáním s pozorováním bylo vybráno několik, u nichž byl souhlas nejuspokojivější. Na obr. 2 jsou znázorněny výsledky výpočtu pro okamžik pozorovaného zatmění dne 30.6.1973 a pro různé modely.

4. POROVNÁNÍ MODELŮ S POZOROVÁNÍM

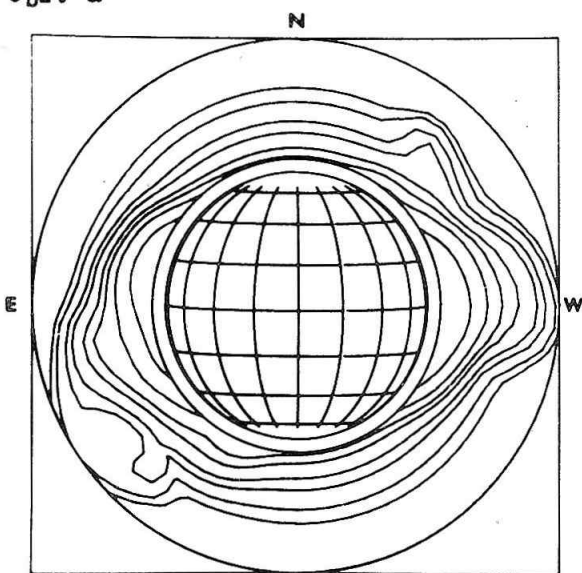
Pozorování bílé korony ze zatmění 30.6.1973, získaného expedicí AsÚ SAV, bylo zpracováno Rušinem a Rybanským /1975/. Autoři odvodili z pozorování hodnoty jasu pro výškové hladiny v rozmezí od 1,10 do 2,90 v poloměrech Slunce a poziční úhly kolem slunečního okraje s intervalem po pěti stupních. Poněvadž geometrie pozorování i výpočtu vzájemně souhlasí, bylo tak možné statistickým porovnáním modelů s měřením testovat maximální souhlas.



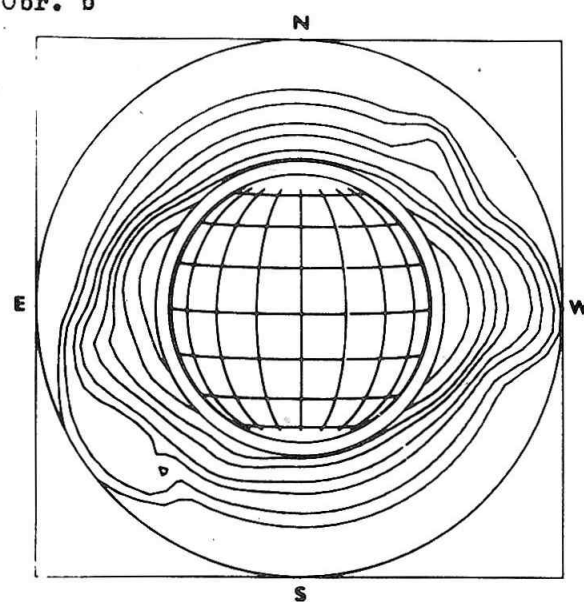
Obr. a



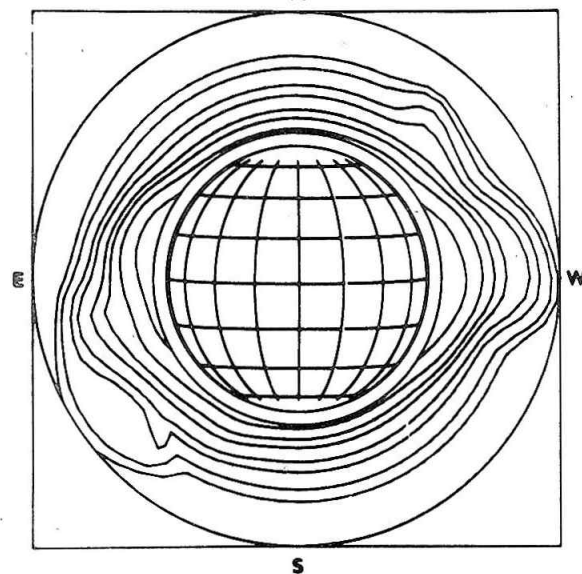
Obr. b



Obr. c



Obr. d



Obr. e

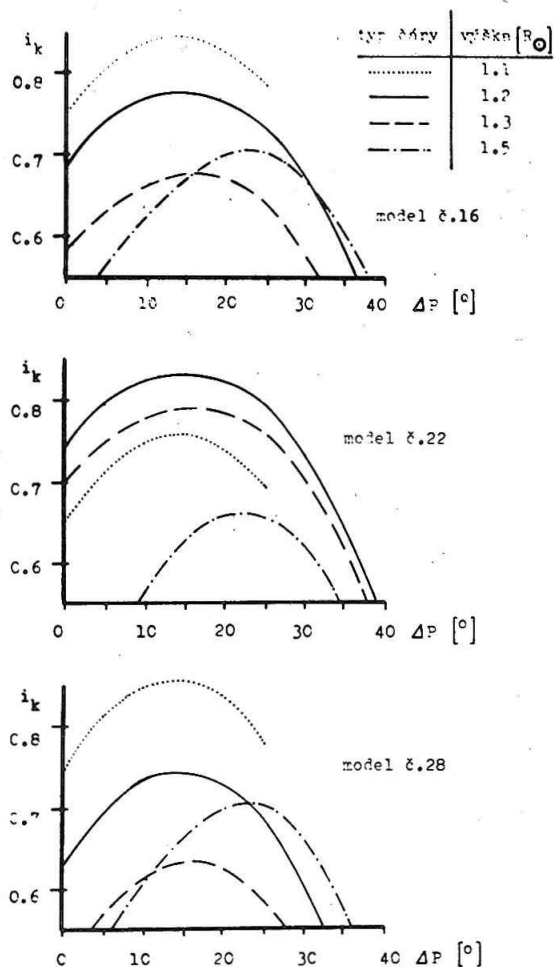
Obr. 2 - Vypočtené izofoty sluneční korony pro čísla modelů: a/8, b/15, c/21, d/22, e/28. Hladiny jsou na stejných úrovních jako v práci Rušin, Rybanský /1975/.

První výběr byl prováděn stanovením korelace pro soubory zahrnující všechny známé hodnoty v pozičním úhlu na výškové hladině $1,2 R_{\odot}$. Pro vypočtený a změřený soubor o rozsahu 72 prvků byl vypočten index korelace a vybrány ty modely, u nichž byla hodnota indexu největší. V průběhu této analýzy se ukázalo, že maximální korelace nastává v situaci, kdy měřený a spočtený soubor jsou vůči sobě stočeny o úhel $15 - 20^{\circ}$. Tato vlastnost byla nalezena u všech sledovaných modelů a nejlepší souhlas byl vyhledáván statistickou metodou křížové korelace. Výsledky těchto výpočtů pro různé modely i různé výšky nad okrajem jsou znázorněny na obr. 3.

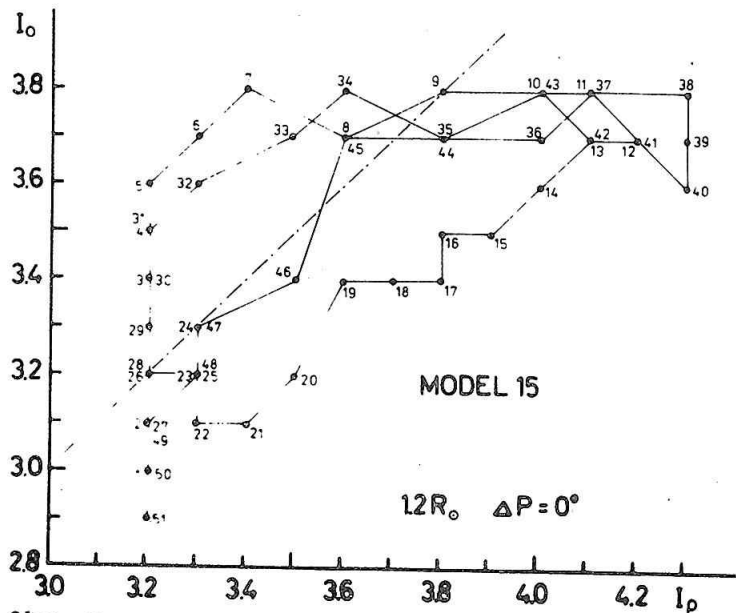
Jako podstatný výsledek těchto šetření bylo zjištěno, že přes všechna zjednodušení modelů byl výpočet v nejlepších případech dosažen takový souhlas s pozorováním, že index korelace ve výškových hladinách $1,2 R_{\odot} - 1,3 R_{\odot}$ se pohybuje v rozmezí $0,80 \leq i_k \leq 0,86$ což se jeví být krajně uspokojivé. Je třeba konstatovat, že pro hodnoty na hladině $1,1 R_{\odot}$ a zvláště potom na hladině $1,4 R_{\odot}$ a výše souhlas mezi výpočetem a pozorováním klesá. Může to být způsobeno cha-

akterem extrapolovaných magnetických polí. Pro hladinu $1,1 R_{\odot}$ ve vypočtených konfiguracích chybí příspěvek pole a tedy i siločáry, které jsou svázány se silnými lokálními poli skupin skvrn. Tato pole v našich vstupních datech nebyla do výpočtu zahrnutá. Podobně ve větších vzdálenostech, tj. na hladinách $1,6 R_{\odot}$ a výše je nesouhlas pochopitelně již proto, že vypočítané potenciálové magnetické pole má v těchto výškách tak nízkou intenzitu, že dynamické efekty, související s kinetickou energií koronálního plazmatu zde začínají převažovat nad energií magnetickou a tedy spočtené konfigurace zde již nejsou ani hypoteticky jednoznačně dominující.

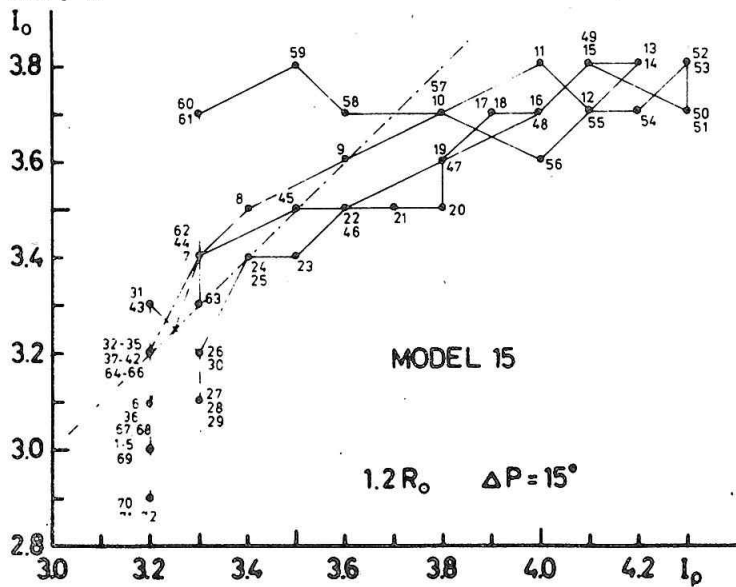
Zvláštní pozornost byla věnována detailnímu porovnání sledovaných řad. Na Obr. 4 jsou uvedeny grafy závislosti jasů korony pozorované na těchto veličinách, vypočtených pro model č. 15 na hladině $1,2 R_{\odot}$. Z grafu 4a/ kde $\Delta P = 0^{\circ}$ a škály pozičního úhlu jsou totožné je zřejmé, že body se vzrůstajícím pořadovým číslem se nevyskytují ani na přímce ani na určité, konkrétní otevřené křivce. Naopak pozorujeme, že body, jsou-li spojeny, vytvářejí uzavřenou křivku a připomínají závislost dvou periodických funkcí vzájemně fázově posunutých. V sou-



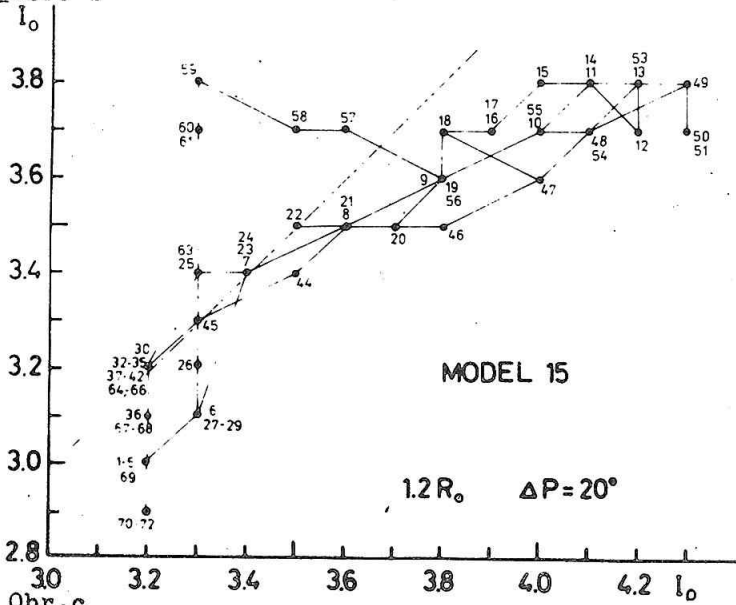
Obr. 3 - Křížová korelace / vyjádřená indexem korelace i_k / mezi vypočteným a pozorovaným jasnem korony v závislosti na ΔP pro různé modely a různé výšky nad povrchem.



Obr. a



Obr. b



Obr. c

vislosti s předchozím šetřením byla provedena obdobná analýza pro případ $\Delta P = 15^\circ$ a $\Delta P = 20^\circ$, která je znázorněna na obr. 4b/ a 4c/. U těchto posledních grafů je zřejmé, že až na několik anomálně ležících bodů je regrese znázorněna nelineární závislostí. Z grafu je patrné, že souhlas s lineární regresní křivkou je nejlepší pouze u středních hodnot intenzit, zatímco u nízkých a vysokých hodnot intenzit je odchylka nejmarkantnější. Určitou zvláštností jsou body č. 59, 60, a 61 na obr. 4b/, kde pozorovaný jas korony je vyšší než jas vypočtený. V ostatních bodech, neležících na přímce lineární regrese jsou vypočtené hodnoty jasu vyšší než hodnoty pozorované. Bližším rozбором těchto závislostí lze odvodit některá pravidla, která mohou být použita při dalším zdokonalování metodiky numerického výpočtu. Krátce lze říci, že v první etapě je třeba upřesnit některé lokality koronálních magnetických polí a v další etapě se zaměřit na zlepšení koincidence obou jasových škál.

Pokud jde o základní charakteristiky nejlepších vybraných modelů, jsou v tabulce č.1 /Wolf, 1981/ uvedeny základní parametry modelů a hodnoty indexu korelace mezi vy-

Obr. 4 - Závislost měřených hodnot jasu korony na počítaných hodnotách ve výšce $1,2 R_0$ pro model 15, když a/ $\Delta P = 0^\circ$, b/ $\Delta P = 15^\circ$, c/ $\Delta P = 20^\circ$.

počtenými a pozorovanými hodnotami jasu korony pro tři různé výškové hladiny.

5. ZÁVĚR

V závěru se pokusíme stručně zhodnotit spočtený výsledek z hlediska jeho platnosti, praktické použitelnosti i perspektiv dalšího zdokonalování. Předložený pokus o sestavení numerického modelu bílé korony v zásadě ukázal, že navrženou cestou lze bez vážnějších problémů dosáhnout výsledku, který svými parametry odpovídá dosavadním znalostem o hustotě korony a díky své numerické podstatě je schopen postihnout i strukturální a hustotní nehomogenity. Dosavadní dvojkomponentní model odvozuje svoji strukturu od vypočtené konfigurace magnetických siločar v koruně. Vzhledem k tomu, že další úvahy o hustotě jsou na této konfiguraci závislé pouze geometricky, je systém výběru počátku počítaných siločar jedním z hlavních faktorů, určujících přesnost výsledků. Na základě našich zkušeností se domníváme, že subjektivitu ve výběru počátku siločar je možné výrazně potlačit, pokud by se podařila nalézt teoreticky zdůvodněná závislost mezi intenzitou magnetického pole a hustotou. Zdůrazňujeme, že předložená práce takovou možnost velmi silně naznačuje.

Dalším nedostatkem naší metodiky je výškově nezávislý model smyčky. V principu je možné a dnes jsou k tomu již teoretické podklady, sestavit model smyčky, kde jedním z určujících faktorů zůstává hustota v oblasti jejího zakotvení do fotosféry, ale s výškou se mění jak hustota, tak i teplota. Určujícím faktorem jsou potom jak síla gravitace, tak i např. divergence magnetického pole a jeho intenzita.

Naznačený proces s největší pravděpodobností sníží počet volných parametrů modelu, zcela jistě ale skomplikuje vlastní výpočet a prodlouží výpočetní čas modelu, což ale není v dnešní době již nepřekonatelný problém.

TABULKA 1

Číslo modelu	počáteční hodnoty		T 10 ⁶ K	index korelace pro ΔP=15°		
	N ₀ 10 ¹³ m ⁻³	N ₁ 10 ¹³ m ⁻³		1.1R ₀	1.3R ₀	1.5R ₀
8	2	3	2.5	0.81	0.68	0.54
15	2	5	2	0.84	0.62	0.59
21	3	3	2	0.82	0.75	0.69
22	2	3	2	0.76	0.79	0.65
28	2	10	1.5	0.86	0.63	0.67

LITERATURA

- /1/ Ambrož, P.: 1980, Zborník referátov z 5. Celoštátneho slnečného seminára, Považská Bystrica, str. 11.
- /2/ Rušín, V., Rybanský, M.: 1975, BAC 26, 160.
- /3/ Sakurai, T., Uchida, Y.: 1977, Solar Physics, 52, 397.
- /4/ Wolf, M.: 1981, Diplomová práca, MFF KU Praha.

Biela koróna zo zatmenia Slnka dňa 16. februára 1980

V. RUŠIN, Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

V práci uvádzame výsledky pozorovania koróny v bielom svetle /štruktúra, absolútna jasnosť, tvar a integrálny jas/ zo zatmenia Slnka dňa 16. februára 1980. Všetky skúmané charakteristiky ukazujú, že koróna pri tomto zatmení bola maximálneho typu. V okolí južného polu sa pozoruje ubytok v absolútnej jasnosti, ktorý je voči svojmu okoliu dost výrazný, a ktorý by mohol predstavovať korónalnu dieru. Lineárny priebeh koeficientu sploštenia dosiahol hodnotu $\xi = 0,027$, ktorý sa takto radí k najmenším hodnotám v pozorovanej histórii zatmení. Integrálny jas bielej koróny v intervale $P = 1,03 - 6,00 R_{\odot}$ má hodnotu $J = 1,12 \times 10^6 J_D$.

ÚVOD

Úplné zatmenia Slnka poskytujú jedinečnú príležitosť pre takmer komplexné štúdium fyzikálnych parametrov slnečnej koróny /štruktúra, absolútna jasnosť, polarizácia, magnetické polia, rozdelenie častíc, teplota a pod./ My sa v našom príspevku ďalej budeme zaoberať morfológickými vlastnosťami bielej koróny, jej absolútnou jasnosťou, tvarom a integrálnym jasom. Uvedené parametre sú dôležité nielen pre poznanie fyziky Slnka, ale aj pre poznanie vzťahov Slnko - Zem, pretože ako je všeobecne známe, slnečná koróna cez slnečný vietor vstupuje do interakcie s magnetosférou a ionosférou našej Zeme, a následne ovplyvňuje pravdepodobne aj biosféru.

Zatmenie Slnka dňa 16. februára 1980 bolo pozorované expedíciou Astronomického ústavu SAV v Jawal Gere /Rušín, 1980/. Pre vyššie naznačené štúdium sme použili výsledky pozorovaní z dvoch experimentov: "Fotografovanie bielej koróny" a "Polarizácia koróny v bielom svetle". Získaný materiál umožnil študovať fotometrické vlastnosti bielej koróny do $6 R_{\odot}$, štruktúralne asi do $10 R_{\odot}$.

Ako sme uviedli už skôr /Rušín a Sýkora, 1980/, v experimente "Fotografovanie bielej koróny" sa urobilo celkom 5 expozícií v nasledovnom čase:

1/ 10 : 13 : 03 UT	1/160 s
2/ 10 : 13 : 22 UT	1/100 s
3/ 10 : 13 : 56 UT	1/50 s

4/ 10 : 14 : 08-10 UT 2 s
5/ 10 : 15 : 25-36 UT 11 s

Farebné diapozitívy /3 snímky/ v experimente "Polarizácia bielej koróny" boli urobené v časovom intervale 10:14:00 - 10:15:25 UT.

Definitívne parametre pre zatmenie a súradnice pre pozorovacie stanovište sú:

Začiatok zatmenia: 10:12:53 UT /15:42:53 miestneho času/
K_oniec zatmenia: 10:15:35 UT /15:45:35 miestneho času/
Dĺžka zatmenia: 2^m 42^s so stredom 10:14:14 UT.

Zemepisné súradnice pozorovacieho stanovišta sú:

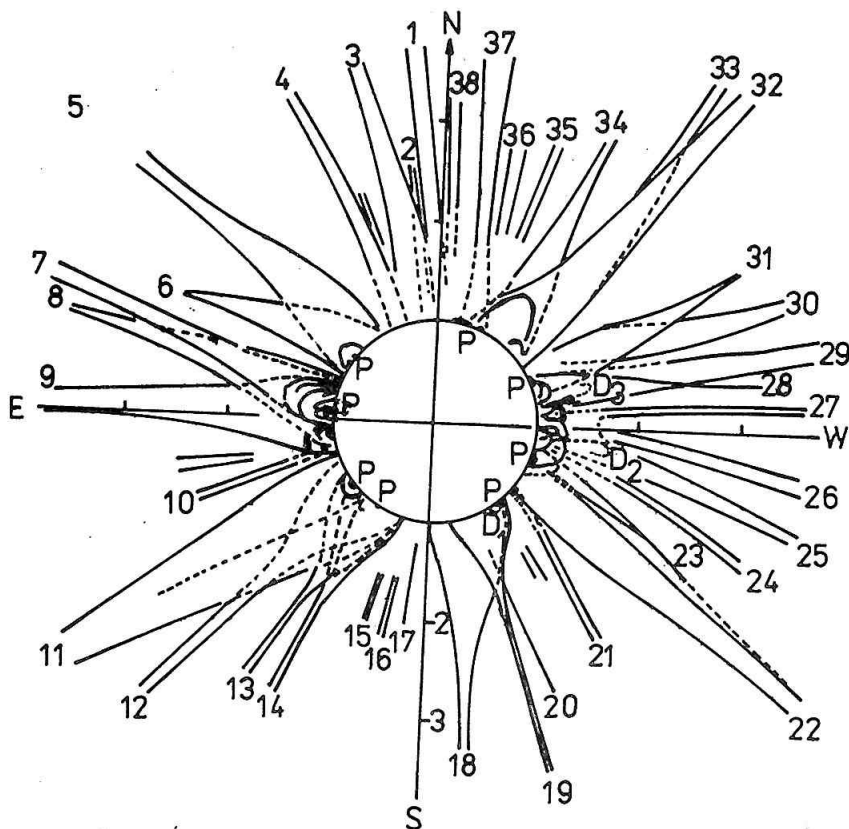
$$\varphi = 15^{\circ} 50' 57''$$
$$\lambda = -76^{\circ} 52' 52''.$$

Pozorovacie stanovište bolo situované 3,4 km južne od centrálnej čiary.

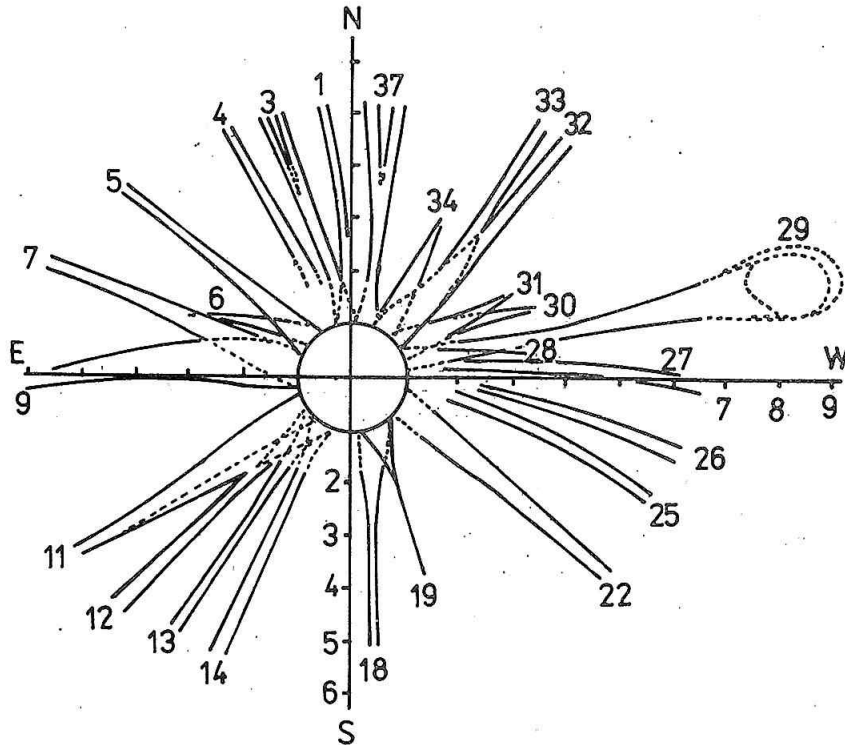
Pre ďalšie použitie napozorovaný materiál bol spracovaný fotografickou metódou za účinnej spolupráce W. Högnera z observatória v Tautenburgu /NDR/.

ŠTRUKTÚRA BIELEJ KORÓNY

Schematický náčrt koronálnych štruktúr je uvedený na Obr. 1 /asi do 3,5 R_o/ a na Obr. 2 /do 6,0 - 9,5 R_o/ . Štruktúra slnečnej koróny počas úplného zatme-



Obr. 1 - Štruktúra bielej koróny / $\leq 3,5 R_o$ / ktorá sa určila z 20 cm ďalekohľadu, F = 304 cm. Koronálne slučky a oblúky vo vnútornej koróne sú vytiahnuté hrubou čiarou. Písmeno P označuje protuberancie.



Obr. 2 - Štruktúra bielej koróny /do $6,0 - 9,5 R_{\odot}$ / ktorá sa určila z farebného diapozitívu. Čísla koronálnych lúčov sú totožné s označením lúčov na Obr. 1.

nia Slnka dňa 16. februára 1980 je typická pre maximum slnečnej činnosti /maximálna hodnota vyhľadaného Wolfovho čísla slnečných škvŕn pripadá na december 1979/. Pozoruje sa v nej množstvo lúčov, z ktorých väčšina má radiálny priebeh. Časť z nich sa pozoruje vo výškach väčších ako $6 R_{\odot}$.

Oblasť severného pólu je bohatšia na široké koronálne lúče než oblasť nadjužným pólom. V okolí severného pólu sa pozorujú lúče typu prilbice, ktorých šírka vo výškach väčších ako $2 R_{\odot}$ je zrovnateľná so šírkou niektorých rovníkových lúčov, ale pri mesačnom limbe ich základňa je 2 - 3 krát menšia. Nad južným pólom sa pozorujú málo výrazné, tenké polárne lúče priemeru okolo 8000 - 10 000 kilometrov, radiálne orientované. Rozdiel v tvare a množstve lúčov nad jednotlivými pólmi nepochybne súvisí s vývojom polárnych zón protuberancií. Kým na severnej pologuli sa pozoruje dobre vyvinutá polárna zóna protuberancií v šírke 70° /Solar Geophysical Data, 1980/, na južnej pologuli sa podobný obraz nepozoruje. Z toho vyplýva, že vývoj aktivity na jednotlivých pologuliach nebol rovnaký, ale sa pozoruje istý časový predstich /okolo pol roka/ vo vývoji aktivity na severnej pologuli pred južnou pologulou.

Podstatným je rozdiel v štruktúre dolnej koróny /do $1,5 R_{\odot}$ / medzi rovníkovými oblasťami nad východným a západným limbom. Kým nad východným limbom aj pri značnej aktivite fotosféry pozorujeme len jasné, pre maximum typické široké základne veľkých lúčov, s nepatrnými štruktúrami /jednoduché sľučky/ najmä nad protuberanciami /výnimkou je koronálna kondenzácia v pozičnom uhle okolo

100⁰/, nad západným limbom sa takýto obraz nepozoruje. Dominujúce postavenie tu majú rôzne koronálne oblúky a slučky, navzájom poprepájané, takže pre pozorované lúče vo väčších výškach len ťažko sa hľadajú ich základne. Tieto ak aj existujú, nemajú taký vzhľad ako základne podobných lúčov nad východným limbom. Usudzujeme preto, že veľkosť a konfigurácia magnetických polí, ktorá sa na vytváraní koronálnych štruktúr podieľa, prevládala nad tlakovými, gravitačnými a zotrvačnými silami, ktoré spolurozhodujú o štruktúre koróny. Medzi lúčami č. 26 a 27 sa vo výškach 1,6 - 1,7 R_☉ pozoruje prudký pokles intenzity.

Nad východným limbom v pozičnom uhle okolo 100⁰ sa pozoruje koronálna kondenzácia zložitej vnútornej filamentárnej štruktúry, ktorej maximálna výška je okolo 100 000 kilometrov.

V predbežnej analýze zatmeňových snímok sme uviedli /Rušin 1980/, že na našich záberoch sme nenašli útvar, ktorý sa pozoroval počas tohto zatmenia v Keni /Sky and Telescope, 1980/, a ktorý dostal pomenovanie "tenisová raketa". Dodatočná detailná analýza diapozitívov kontrastnou metódou však ukázala, že na našich snímkach sa tento útvar pravdepodobne tiež nachádza /na Obr. 2 vo výškach okolo 7 - 9,5 R_☉ je zakreslený bodkovanou čiarou/. Realitu tohto faktu ešte overujeme.

Zložitosť vnútorných koronálnych štruktúr svedčí o tom, že aktivita pri západnom limbe bola väčšia ako nad východným limbom. Túto skutočnosť konečne potvrdzujú aj, napríklad zvýšené intenzity emisnej koronálnej čiary 530,3 nm /Rybanský, 1980/ a tranzienty v dolnej bielej koróne, ktoré sa pozorovali v dňoch 15. - 17. februára 1980 /Fisher a Poland, 1981/.

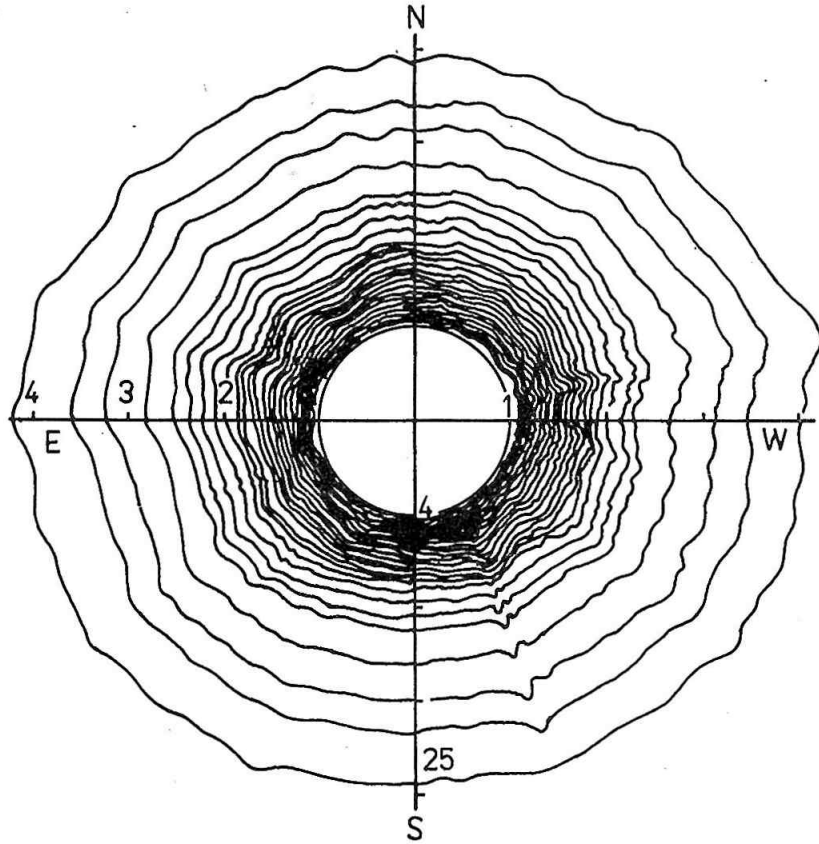
Zaujímavými miestami v koronálnych lúčoch č. 19, 25 a 28 sú miesta zníženej intenzity /zakreslené bodkovanou čiarou a označené písmenami D₁, D₂ a D₃/, ktoré sú úzke a majú tvar pripomínajúci parabolu. Kým takýto útvar v lúči č. 18 je nepochybne koronálnou dutinou, ktorej existencia je spojená s nižšie sa nachádzajúcou protuberanciou, úplne opačná je situácia v zostávajúcich dvoch lúčoch. Uvedené útvary sa pozorujú vo výškach okolo 450 000 kilometrov, prípadne 360 000 kilometrov; ich šírka je okolo 10 000 kilometrov a nie sú spojené s protuberanciami. Predpokladáme, že vzhľadom na túto skutočnosť a svoj tvar, tieto útvary predstavujú v koronálnych lúčoch určitú nespojitosť, ktorá nakoniec za vhodných podmienok vyustí do situácie, vhodnej pre vznik tranzientu.

FOTOMETRIA A TVAR SLNEČNEJ KORÓNY

Na fotometrické spracovanie /absolútna fotometria/ sa z experimentu "Fotografia bielej koróny" použila expozícia č. 4, ktorá spoľahlivo pokrýva rozsah výšok asi od 1,03 R_☉ do 4 R_☉. Izofoty sa získali fotografickou cestou. Kalibrácia izofót /priradenie koronálnej hodnoty jednotlivým izofótam/ sa urobilo viacnásobnými fotometrickými rezmi v dvoch vybraných miestach na pôvodnom negatíve pomocou mikrofotometra MF - 2. Šírka meracej štrbiny pri 30-násobnom zväčšení bola 3 x 3 mm. 9-stupňové kalibračné škály zo stredu slnečného disku sa získali dňa 17. februára 1980 v dopoludňajších hodinách pri rovnakej výš-

ke Slnka nad horizontom, aká bola v čase zatmenia. Slnečné svetlo bolo pritom zoslabené neutrálnym filtrom NG-1 a objektív bol cloňený na 20 mm /0,01 pôvodnej plochy objektívu/.

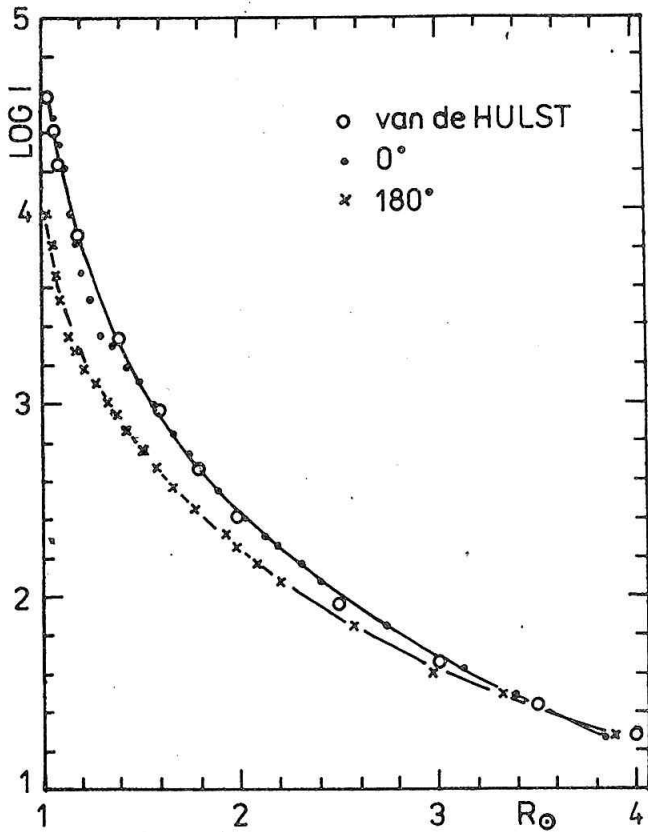
Výsledný obraz izofót absolútnej fotometrie K+F koróny je uvedený na Obr. 3. Pri určovaní absolútnych intenzít sa bralo do úvahy spektrálne rozdelenie žiarenia stredu slnečného disku podľa Labasa a Neckela /1968/ a štandardná priepustnosť zemskej atmosféry /Martynov, 1960/. Efektívna vlnová dĺžka, pri ktorej boli snímky získané, je okolo 580 nm. Obrázok je konštruovaný tak, že logaritmus intenzity stredu slnečného disku pri uvedenej vlnovej dĺžke je rovný 10,0. Hodnoty jednotlivých izofót sú uvedené v tabuľke č. 1.



Obr. 3 - Izofoty bielej koróny /K+F/, ktoré sa získali z experimentu "Fotografia bielej koróny".

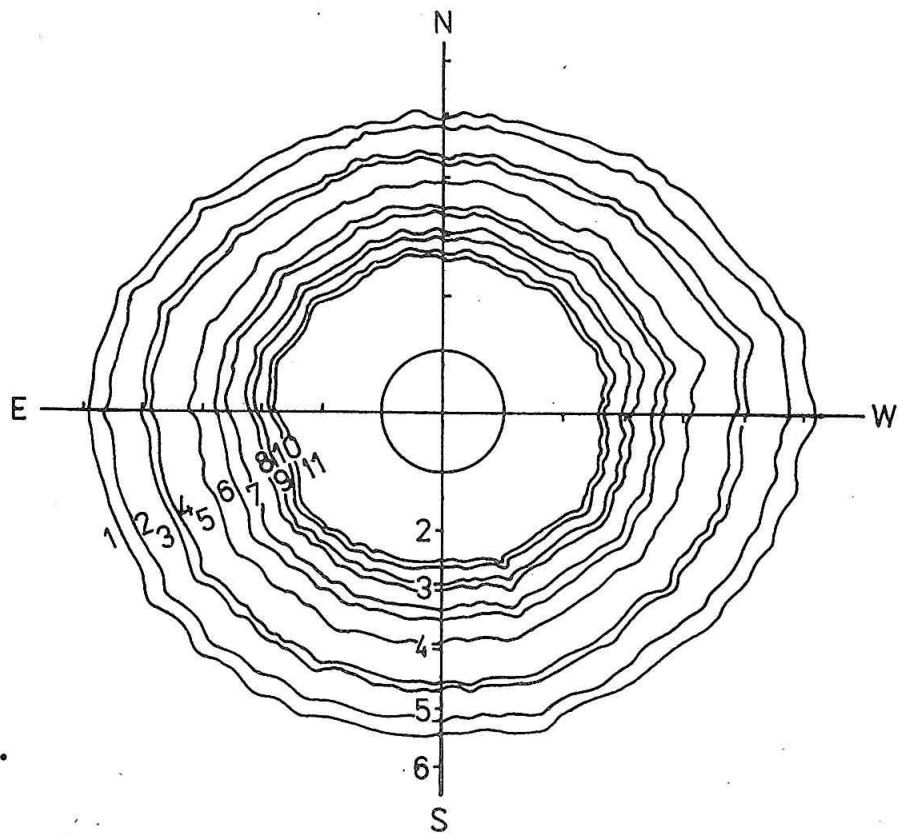
TABUĽKA 1 - Hodnoty izofót v rozsahu výšok 1,1 - 4,0 R_0

Číslo izofoty	Intenzita	Číslo izofoty	Intenzita
1	4,48	14	2,85
2	4,33	15	2,74
3	4,22	16	2,66
4	3,97	17	2,55
5	3,81	18	2,42
6	3,67	19	2,31
7	3,54	20	2,17
8	3,35	21	2,07
9	3,28	22	1,84
10	3,18	23	1,62
11	3,10	24	1,49
12	3,00	25	1,28
13	2,94		



Obr. 4 - Izofoty bielej koróny, ktoré sa získali z diapozitívu. Vnútorne izofoty z tohto experimentu sa prekrývajú s vonkajšími izofotami z Obr. 3.

Z priebehu izofót okolo slnečného disku vyplýva určitá vyrovnanosť, čo svedčí o koróne maximálneho typu /maximálna hodnota vyhľadaného Wolfovho čísla slnečných škvŕn, $R = 165$, pripadá na december 1979/. Pritom, ale dobre sú pozorovateľné detaily v jednotlivých koronálnych štruktúrach. K najpozoruhodnejším patrí úbytok jasnosti v okolí južného pólu. Priebeh intenzity v závislosti na výške pre pozičný uhol 180° /krížiky/ je zakreslený na Obr. 4. Pre porovnanie, na tom istom obrázku je uvedený priebeh intenzít na severnom póle 0° - čierne body/ a priemerná hodnota /bielé krúžky/ z mnohých zatmení pre póly /van de Hulst, 1953/. S pribúdajúcou výškou, kde sa postupne prejavuje viac vplyv F-koróny, tento rozdiel sa stráca, a vo výškach okolo $4 R_{\odot}$ nie sú pozorovateľné už nijaké rozdiely.



Obr. 5 - Priebeh polárnych intenzít 0° a 180° s výškou. Pre porovnanie sú uvedené aj hodnoty prevzaté z van de Hulsta. Details pozri v texte.

Na obrázku 5 sú nakreslené izofoty vonkajšej koróny /v rozsahu výšok okolo 2,5 - 6,0 R_{\odot} /, ktoré sa získali z farebného diapozitívu /exp. 2 s/ fotografickou cestou. Kalibrácia pre tieto izofoty počas zatmenia nebola robená, avšak za určitých predpokladov sme ju dodatočne získali doma. Vychádzali sme zo skutočnosti, že koróna v maxime slnečnej činnosti má sféricko-symetrický tvar, s rovnakým priebehom intenzít na póloch a na rovníku /van de Hulst. 1953/. Priradenie "absolútnej intenzity" jednotlivým izofotám sme urobili tak, že pre danú izofotu, ktorej priemerná výška sa vzala z pozičných uhlov 0° , 90° , 180° a 270° , sa priradila číselná hodnota podľa van de Hulsta /1953/. Získané hodnoty intenzít jednotlivých izofot sú uvedené v tabuľke č. 2. Uvedená extrapolácia pre výšky 4,0 - 6,0 R_{\odot} nespôsobuje veľkú chybu. Svedčí o tom aj porovnanie hodnôt extrapolovaných intenzít s priamo získanými hodnotami intenzít niektorých izofot vo výškach 2,5 - 4,0 R_{\odot} , ktoré uvádzame v tabuľke č. 1.

TABUĽKA 2 - Hodnoty izofot v rozsahu výšok 2,5 - 6,0 R_{\odot}

Číslo izofoty	Intenzita	Číslo izofoty	Intenzita
11	1,86	6	1,42
10	1,80	5	1,27
9	1,69	4	1,12
8	1,63	3	1,08
7	1,48	2	0,96
		1	0,89

Chceli by sme poznamenať, že vo výškach okolo 5,0 - 6,0 R_{\odot} sa pozoruje určitá asymetria v prospech juhozápadnej časti slnečného disku. Tento efekt nie je reálny, ale vyplýva z rozdielného vkladu rozptýleného svetla v zemskej atmosfére ku svetlu slnečnej koróny. Rozdiel medzi touto a opačnou stranou je okolo 3° , čo pri výške Slnka nad obzorom počas zatmenia / $\sim 32^{\circ}$ /, má už svoj efekt.

Tvar slnečnej koróny sa charakterizuje koeficientom sploštenia ξ , ktorý je definovaný vzťahom

$$\xi = \frac{R_E}{R_P} - 1,$$

kde R_E a R_P sú rovníkové a polárne vzdialenosti izofot, merané od centra slnečného disku. V praxi sa častejšie používajú priemerne hodnoty, určené podľa Ludendorffa z troch polôh:

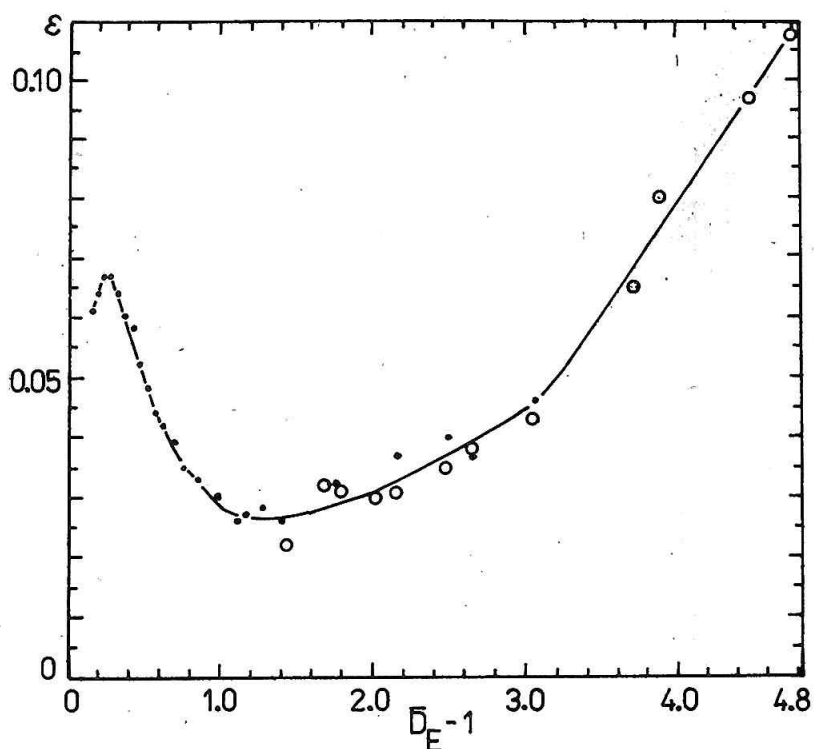
$$0^{\circ} \pm 22,5^{\circ} \text{ a } 90^{\circ} \pm 22,5^{\circ}.$$

Takto získané hodnoty pre náš prípad sú uvedené v tabuľke č. 3 a na obrázku č. 6. Mimoriadne hodnoty elipticity sa pozorovali v oblasti výšok 2,0 - 2,4 R_{\odot} . Lineárny priebeh elipticity, určený podľa vzťahu $\xi = a + b/R_E - 1$, pre skúmané zatmenie dosiahol hodnotu $a + b = 0,027$, pričom $a = 0,075$, $b = -0,048$

TABUĽKA 3

Elipťicita izofót bielej koróny /K+F/

Vnútorná koróna		Vonkajšia koróna	
R_E	ε	R_E	ε
1,164	0,061	2,439	0,022
1,204	0,064	2,688	0,032
1,243	0,068	2,795	0,031
1,283	0,067	3,025	0,030
1,331	0,064	3,152	0,031
1,375	0,061	3,486	0,035
1,430	0,058	3,657	0,038
1,472	0,052	4,061	0,043
1,531	0,046	4,721	0,065
1,578	0,044	4,895	0,080
1,634	0,042	5,503	0,097
1,705	0,039	5,808	0,108
1,774	0,035		
1,861	0,033		
1,984	0,030		
2,117	0,026		
2,177	0,027		
2,284	0,028		
2,412	0,026		
2,771	0,032		
3,162	0,037		
3,505	0,040		
4,067	0,046		



Obr. 6 - Elipticita izo-
fot vnútornej
/čierne body/ a
vonkajšej koróny
/biele krúžky/ vo
vybraných vzdia-
lenostiach od
stredú slnečného
disku.

/a, b sú koeficienty určené z priamkovej časti priebehu vo výškach $0,164 \leq R-1 \leq 1,117$ /. Uvedená hodnota patrí k jednej z najmenších hodnôt histórii pozorovania zatmení /Waldmeier, 1979/. Nuľová hodnota v tomto storočí sa pozorovala len počas úplného zatmenia Slnka dňa 7. marca 1970 /Waldmeier, 1979/.

INTEGRÁLNY JAS KORÓNY

Na určenie celkového jasu koróny nám poslúžili údaje, ktoré sme získali v predchádzajúcej kapitole. Od týchto údajov bolo potrebné odpočítať jas oblohy, meranie ktorého nebolo v pozorovacom programe našej expedície. Vzhľadom na veľmi dobrý stav oblohy, ktorý bol počas zatmenia, vzali sme pre jas oblohy hodnotu, ktorú sme namerali v blízkosti fotometrovanej snímky / $\sim 4,0$ / v mieste nad južným pólom, kde intenzita bola najnižšia, a ktorej hodnota je $1,26 \times 10^{-10}$ stredného jasu slnečného disku. Po prevedení výpočtu pre štandardnú oblasť $1,03 \leq r \leq 6,0 R_{\odot}$, s použitím extrapolácie baumbachovského gradientu jasu /Baumbach, 1937/ pre niektoré pozičné uhly v oblasti $r \leq 1,1 R_{\odot}$ /s naviazaním na koncové body našich meraní/, dostávame pre pomerný integrálny jas koróny vzhľadom na celkový jas slnečného disku hodnotu:

$$J = 1,12 \times 10^{-6} J_D.$$

POĎAKOVANIE

Záverom by som chcel poďakovať svojim kolegom L. Scheirichovi a K. Maníkovi, ktorí sa podieľali na spracovaní dát, ako aj W. Högnerovi z Tautenburgu, ktorý nám pomohol pripraviť fotografické izodenzity.

LITERATÚRA

- /1/ Baumbach, S.: 1937, Astron. Nachr. 263, 121.
- /2/ Fisher, R.R.; Poland, A.J.: 1981, Astrophys. J. 246, 1004.
- /3/ Labs, D.; Neckel, H.: 1968, Z. Astrophys. 69,1.
- /4/ Martynov, D.Ja.: 1960, Kurs praktičeskoj astrofiziki, /Goss. izd. fiz. mat. lit., Moskva/,str. 292.
- /5/ Rušin ,V.: 1980, Zborník referátov z 5. celoštátneho slnečného seminára, Považská Bystrica, SÚAA Hurbanovo, str. 127.
- /6/ Rušin, V.; Sýkora, J.: 1981, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 32, 59.
- /7/ Rybanský, M.: 1980, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 31, 316.
- /8/ Solar Geophysical Data: 1980, No. 428, Part I, /Boulder, U.S. Dept. of Commerce/.
- /9/ Sky and Telescope: 1980, Vol.59, 5, str. 383.
- /10/ Van de Hulst, D.: 1953, The Chromosphere and Corona, v The Sun", /ed. G.P. Kuiper/, Univ. of Chicago Press, Chicago, str. 207.
- /11/ Waldmeier, M.: 1979, Astron. Mitt., Zürich, No. 374.

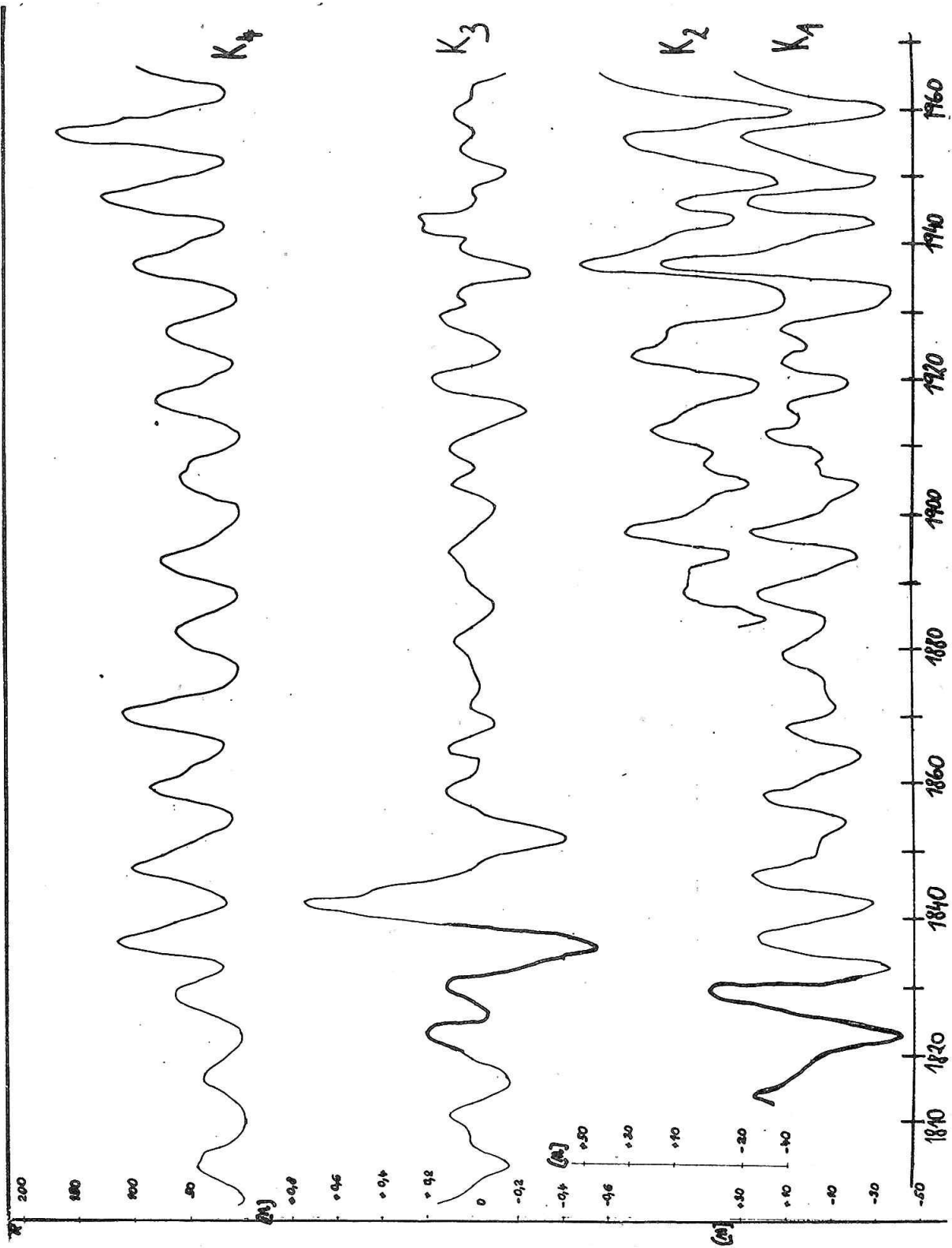
Závislost byla tedy sledována a zjišťována na průměrných ročních hodnotách množství srážek, velikosti atmosferického tlaku a teploty. Bylo předpokládáno nalezení určité periodicity v těchto řadách, které by měly být za předpokladu vlivu sluneční aktivity přibližně ekvivalentní 11 leté a 80 leté periodě činnosti Slunce. Pro vhodné porovnání příslušných řad byly tyto nejprve zhlazeny a posléze upraveny tzv. "metodou pásmového filtru", pro potlačení vedlejších periodicit. Je nutno podotknout, že při použití jakékoliv metody zhlazování dostáváme výsledky, které tímto mohou být částečně zkresleny a které neudávají skutečnost, nýbrž vyznačují vždy jen směr změn vývoje neboli tendenci vývoje. Protože nám šlo o dlouhodobé kolísání prvků /v rámci sekulární periody/, použili jsme zhlazení, odpovídající metodě "prvního integrálu" /viz 3/. Z hlediska krátkodobých variací /ekvivalentních 11 leté periodě sluneční aktivity/ jsme pro jednotlivé cykly R a jím příslušné hodnoty meteorologických prvků vy počítali korelační koeficienty /viz tabulka 1/.

VÝSLEDKY

Po zhlazení hodnot příslušných řad meteorologických prvků se objevily krátkodobé periodicity, které svým chodem a délkou cyklu zhruba odpovídají jednotlivým cyklům 11 leté periodicity aktivity Slunce. Dá se říci, že závislost těchto "krátkodobých" variací v chodu ročních úhrnů srážek a hodnot atmosferického tlaku na 11 leté periodě sluneční činnosti /vyjádřené chodem R_z / je zřejmá /viz Obr. 1/. Korelace mezi jednotlivými cykly sluneční aktivity a příslušnými hodnotami meteorologických faktorů je ve většině případů významná /viz tab. 1/. U atmosferického tlaku je však chod obrácen /a tedy i závislost/, což je ovšem dáno fyzikálně-meteorologickým vztahem mezi oběma meteorologickými faktory-srážkami a atmosferickým tlakem. Celkově lze říci, že sluneční aktivita zřejmě ovlivňuje svými účinky chod počasí. Zajímavou skutečností je, že určitou dobu je závislost pozitivní /tedy se vzrůstající aktivitou v cyklu roste celkový úhrn srážek a hodnoty tlaku klesají/, ale za určitou dobu /asi 5 cyklů/ se změni táto závislost na opačnou - negativní. Totéž u atmosferického tlaku. Tato skutečnost by se dala předběžně vysvětlit dvojím způsobem:

- 1/ nestejnou délkou period jednotlivých cyklů aktivity a příslušného cyklu srážek /tlaku/;
- 2/ přes vlivy 11 leté periody aktivity Slunce se překládá a chod ovlivňuje sekulární /80 letá/ perioda sluneční aktivity. Případně zde hrají roli ještě jiné vlivy a faktory jak slunečního, tak i terestriálního původu. Je zajímavé, že ke změně závislosti dochází poměrně pravidelně po 4 - 5 cyklech 11 leté periody, což je jednak polovina sekulárního cyklu a dále to odpovídá údajně změně poloh center aktivity na Slunci. Někdy je totiž po určitou dobu aktivnější severní polokoule Slunce a pak dojde k výměně. Tyto skutečnosti však pro krátkou dobu pozorování nejsou dobře ověřeny.

Při hledání dlouhodobých variací změn kolísání podnebí v závislosti na sekulárním cyklu aktivity jsme navázali na práci RNDr. L. Krivského /4/, který tuto závislost již zkoumal a našel souvislost mezi dlouhodobým chodem srážek a sekulárním cyklem sluneční aktivity. Podle těchto výsledků /viz Obr. 2/ se



Obr. 1 - Krátkodobé variace v chodu atmosferického tlaku /K3/, srážek /K1/ ze stanice Klementinum a srážek /K2/ prepočtených pro Čechy v závislosti na llti leté aktivitě Slunce /K4/ vyjádrené chodem R_z .

hu mezi oběma zkoumanými veličinami /tedy veličinami, na nichž chceme závislost na sluneční aktivitě objevit a veličinami, které tuto sluneční aktivitu charakterizují/. Jednou z možných metod je tedy srovnávání několika časových řad napozorovaných údajů mezi sebou. V našem případě šlo o srovnání řady napozorovaných meteorologických hodnot s časově ekvivalentní řadou určitého indexu sluneční aktivity. Porovnáním chodu obou řad a jinými statistickými metodami jsme se snažili prokázat vliv působení sluneční aktivity na tyto meteorologické prvky /srážky, tlak a teplotu/.

Nejnápadnějším projevem sluneční aktivity jsou sluneční skvrny. Jsou to oblasti ve sluneční fotosféře, které jsou vázány na oblasti silných lokálních magnetických polí, jejichž projevem skvrny jsou. Teplota je zde v průměru o 1500 K nižší než v oblasti okolí fotosféry. Charakteristický rozměr skvrny je 10^4 km. V těchto oblastech silných a složitých komplexů magnetických polí probíhá také děje vzniku erupcí, které zejména svými účinky ovlivňují bezprostředně děje na Zemi.

Běžným měřítkem sluneční činnosti je tedy např. množství slunečních skvrn, které udává tzv. "relativní číslo" /R/. Je-li počet všech skvrn-f a všech skupin skvrn-g, pak platí známý vzorec:

$$R = k \cdot /10g + f/$$

kde konstanta k závisí na rozlišovací schopnosti dalekohledu. Relativní číslo zavedl v roce 1760 astronom Wolf a jednotlivé cykly aktivity jsou průběžně číslovány. Ukázalo se totiž, že hodnoty R s časem kolísají. Byla tak objevena periodicitu relativního čísla a také celé sluneční aktivity. Nejznámější je 11 letá perioda /cyklus/ sluneční aktivity a 80 letý cyklus. V maximu aktivity bývá krátkodobě R kolem 300, v minimu někdy klesá až na nulu. Ovšem i maximální hodnota R není ve všech cyklech stejná, nýbrž také kolísá s periodou asi 80 let /tzv. sekulární cyklus sluneční aktivity/.

Jestliže chceme tedy určit závislost nějaké zvolené časové řady prvků na sluneční aktivitě, je nasnadě hledat v posloupnosti těchto hodnot podobnou cykličnost, jakou projevuje příslušný index sluneční aktivity /např. R/. Tímto srovnáním můžeme dostat první důležité informace o hledaném vztahu.

SLUNEČNÍ AKTIVITA A KOLÍSÁNÍ KLIMATU /podle Klementína/

Byl proveden pokus nalezení závislosti v chodu některých meteorologických prvků na sluneční aktivitě. Z toho hlediska byla vybrána řada napozorovaných meteorologických hodnot ze stanice Klementínám v Praze. Dvěstěletá řada těchto meteorologických pozorování je významným souborem dat pro studium kolísání klimatu a jiné vědecké práce; řadí se mezi nejdelší soubory meteorologických dat na světě a svou poměrnou homogenitou je unikátní. Hydrometeorologický ústav v Praze shromáždil všechna dostupná data, převedl tyto údaje do současných fyzikálních jednotek a uveřejnil je v dvojdílném sborníku /1/. Jako srovnávací faktor sluneční aktivity byly použity roční průměrné hodnoty relativního čísla R_z uveřejněné v bulletinu pro pozorovatele Slunce /2/. Tato řada švicovského relativního čísla patří k nejdéle pozorovaným a nejhomogenějším prvkům indexu sluneční aktivity.

Kolísání chodu meteorologických prvků ze stanice Klementinum a sluneční aktivita

L. HURTA, Hvězdárna, Vsetín

ABSTRAKT

Bylo zpracováno meteorologické pozorování ze stanice Klementinum v Praze /200 letá rada/ a na chodu průměrných ročních hodnot tlaku, teploty a úhrnu srážek byla hledána závislost těchto parametrů na sluneční aktivitě /11 letý a 80 letý cyklus/. Určená závislost chodů srážek a tlaku na 11 letém cyklu sluneční činnosti není jednoznačná /asi po 4 - 5 cyklech se kladná korelace mení na zápornou a naopak/. Závislost dlouhodobého chodu teploty na 80 letém /sekulárním/ cyklu sluneční aktivity je zřejmá a opačná než je závislost v chodu srážek. Význam pro předpověď charakteristiky podnebí pro budoucí léta.

V současné době roste teoretický i praktický význam výzkumu Slunce, zejména z hlediska zkoumání vlivů sluneční aktivity na děje na Zemi. Tyto problémy, které jsme si zvykli zhrnovat pod pojem "Vztahy Slunce - Země", jsou však velmi komplikované a obsáhlé. K jejich pochopení je třeba znát nejen jevy sluneční aktivity, ale i jejich účinek na meziplanetární prostor, magnetosféru, ionosféru, troposféru a v neposlední řadě i biosféru Země. A je nutno přiznat, že o většině dějů/zejména těch, které převádí přímý účinek aktivity na děje na Zemi/ máme zatím jen omezené teoretické vědomosti. Problém je typický interdisciplinární, zahrnuje jak otázky astronomické, tak i problémy geofyzikální, meteorologické, biologické a také medicínské. Nehledě k tomu, že zde mohou hrát důležitou roli v jednotlivých případech i jiní činitelé, jejichž existenci a důležitost si můžeme zatím jen stěží do všech důsledků představit a plně ji pochopit. Možná, že výsledky, které přinese budoucnost na základě nových poznatků a rozboru nových údajů z oblasti astronomické i terestriální nepotvrdí všechny naše současné myšlenky a možná, že budeme nuceni pod vlivem těchto nových informací některé své teoretické předpoklady poopravit. A můžeme se dostat do situace, že se nám budou jevit tyto problémy působení účinků sluneční aktivity na naše prostředí ještě složitější a rozmanitější - tak jako je složitá a rozmanitá sama příroda.

Zatím jsme ve většině případů, při zkoumání těchto vztahů, především odkázání na určitý napozorovaný materiál, jenž různými statistickými metodami a porovnáním zpracováváme. Samozřejmě za předpokladu fyzikálního a logického vzta-

TABUĽKA 2

Geomagn. index	pred oteplením					0	po oteplení				
	5	4	3	2	1		1	2	3	4	5
	Ci - Mironovič	5,8	6,5	8,3	9,0		8,9	10,6	10,3	9,0	8,6
Kp - Mironovič	2,00	2,29	2,75	2,75	2,72	2,95	3,12	2,72	2,78	2,14	
Kp - Geochlanjan	2,28	2,25	2,47	2,53	2,17	2,33	2,36	2,67	2,33	1,08	

TABUĽKA 3

	pologuľa	jan.	feb.	mar.	apr.	máj	jún	júl	aug.	sep.	okt.	nov.	dec.	poznámka
80°	sev.	-58,4*	-57,3	-56,0	-53,1	-49,9	-47,7	-45,3	-46,9	-50,9	-54,0	-56,7	-58,2	názvy mesiacov pre sev. pologuľu
	juž.	-66,5	-64,7	-64,0	-61,9	-58,6	-53,6	-53,2	-52,9	-54,9	-57,7	-61,6	-63,2	
	ΔT	8,1	7,4	8,4	8,8	8,7	5,9	7,9	6,0	4,0	3,7	4,9	5,0	január sev. pologuľe → júl juž. pologuľe etc
75°	sev.	-57,2	-56,4	-55,4	-52,6	-49,5	-46,6	-44,9	-46,3	-50,0	-53,2	-55,6	-57,4	* teploty v °C
	juž.	-62,5	-62,9	-62,4	-60,2	-57,6	-53,6	-51,8	-52,2	-53,3	-56,8	-59,8	-61,5	
	ΔT	5,3	6,5	7,0	7,6	8,1	7,0	6,9	5,9	3,3	3,6	4,2	4,1	
65°	sev.	-55,3	-55,1	-54,1	-51,9	-48,8	-45,4	-45,4	-43,2	-44,5	-47,6	-53,8	-55,1	teploty na hĺbkine 300 mb / 8,7 km /
	juž.	-58,3	-58,3	-57,8	-56,3	-54,1	-51,3	-49,1	-49,1	-50,2	-52,6	-55,9	-56,7	
	ΔT	3,0	3,3	3,7	4,4	5,3	5,9	5,9	5,9	5,7	5,0	2,1	1,6	

- /27/ Godson, W. L.: A Comparison of Stratospheric Warming in the Arctic and Antarctic, Meteor. Abhandl., 36, 1963, pp. 161 - 206
- /28/ Pogosjan, Ch. P.: Sezonnje kolebanja obščej cirkuljacii atmosfery, Tr. CIP, 1957, 1 /28/
- /29/ Labitzke, K., Van Loon, H.: A Note on Stratospheric Midwinter Warmings in Southern Hemisphere, Journ. Apl. Met. No 12, 1965, pp. 292 - 295
- /30/ Rotolante, R. A., Parra, A. M.: Meteorological Rocket Data Profile of the Stratosphere Mc Murdo, Journ. Geoph. Res. 70, 4, 1965
- /31/ Ždanov, L. A.: The Behaviours of Antarctic Stratospheric Warming Phenomena in the Spring of 1964, Int. Antarct. Anal. Centre, No 4, 1966
- /32/ Finger, F. G., McInturff, R. M.: High - level Circulation Studies on Rawinsonde, Rocketsonde and Satellite Observations, Space Research XIV, Berlin, 1974
- /33/ Solar Terrestrial Environmental Research in Japan, vol. 5, 1981, June 1, Tokyo.

TABUĽKA 1

Číslo	názov stanice	geografické súradnice		poznámka
1	Heiss Island	87° 37' N	58° 03' E	
2	Thule	76° 33' N	68° 49' W	
3	Fort Greely	64° 00' N	145° 44' W	
4	Fort Churchill	59° 00' N	94° 00' W	
5	West Geirinish	57° 00' N	07° 00' W	
6	Berlin	52° 00' N	13° 20' E	výšková sondáž
7	Volgograd	48° 41' N	44° 21' E	
8	Green River	38° 56' N	110° 04' W	
9	Wallops Island	37° 50' N	75° 29' W	
10	Point Mugu	34° 07' N	119° 07' W	
11	White Sands	32° 23' N	106° 29' W	
12	Cape Kennedy	28° 27' N	80° 32' W	
13	Barcing Sands	22° 02' N	159° 47' W	
14	Grand Turk	21° 26' N	71° 09' W	
15	Antigua	19° 09' N	61° 47' W	
16	Siwall	13° 06' N	59° 37' W	

- /7/ Sazonov, B. I.: Vysotnyje baričeskije obrazovanja i solnečnaja aktivnost', Leningrad, 1964
- /8/ Labitzke, K.: On the Mutual Relation between Stratosphere and Troposphere during Periods of Stratospheric Warmings Winter, Journ. Appl. Meteor. vol. 4, 1965, 91 - 99
- /9/ Schurmans, G. J.; Oort, A. N.: A possible influence of Solar Flares on the Contours heights of Constant pressure Levels in the Troposphere and Lower Stratosphere, Symposium Vienna, May 3 - 7, 1966
- /10/ Pogosjan, Ch. P.: Strujnyje tečenja v atmosfere, Leningrad, 1960
- /11/ Bossolasco, M., Elena, A.: A Stratospheric Warming and Inospheric Absorption in Winter, Symposium Vienna, May 3 - 7, 1966
- /12/ Pogloščenje radiovoln v poljarnoj šapke, Moskva, 1965
- /13/ Paetzold, H. K., Zschörner, H.: Blarings of Sputnik III and the Variable Acceleration of Sattelite, Space Research I, 1960
- /14/ Bezprozvannaja, A. S., Sazonov, B. I.: Vzryvnyje potepjenja v zimnoj stratosfere i solnečnaja aktivnost', Trudy AA NII 1969, tom 289
- /15/ Ryžakov, L. Ju.: Ob osoblennostjach temperaturnych uslovij v nižnoj stratosfere i ich svjaz s troposfernoj cirkuljaciej, Problemy Arktiki i Antarktiki, 1960, vyp. 5, 39 - 46
- /16/ Murgatroid, R. J.: Winds and Temperature between 20 km and 100 km, Rev. Quart. Journ., vol. 83, No 358, 1957
- /17/ Hines, C. O.: Internal Atmosphere Gravity Waves of Inosphere Heights, Can. Journ. Phys. vol. 38, 1960, pp. 1441
- /18/ Zimmerman, S. P., Champion, K. S. W.: Transport Processes in the Upper Atmosphere, Journ. Geoph. Res. vol. 68, No 10, 1963
- /19/ Hines, C. O.: The Upper Atmosphere in Motion, Quart. J. Royal Met. Soc. vol. 89, No 379, 1963, pp. 1 - 42
- /20/ Golicyn, G. S.: K voprosu o vozmožnosti nagreva verchnej atmosfery dlin-novolnovoj akustičeskoj radiacijej, Izv. AN SSSR, ser. geof. 1961, No 7
- /21/ Žukova, L. P.: Nekotoryje veličiny potoka energii mezmasštabnyh voln i pritoka tepla v mezosferu, Meteor. Hidrolog. 1971, No 2
- /22/ Trubnikov, B. N., Šerba, I. A.: O vertikalnom rasprostranenij krupnomasštabnyh vozmuščenij v stratosferu, Trudy CAO, 1967, vyp. 66
- /23/ Gajgerov, S. S.: Aerologija poljarnych rajonov, Leningrad, 1964
- /24/ Gajgerov, S. S.: Voprosy aerologičeskogo strojenija, cirkuljacii i klima svobodnoj atmosfery Centralnoj Arktiki i Antarktiki, Rezultaty issledovanja po programe MGG, 1962, No 4
- /25/ Pogosjan, Ch. P.: Ob atmosfernoj cirkuljacii v Antarktike, Moskva, 1959
- /26/ Tamber, G. M.: Aerometeorologičeskije issledovanja v Antarktike I Soviet-skoj antarktičeskoj ekspedicii 1955 - 1957, Meteor. Hidrolog. 1957, No 6

tosféry a mezosféry, toky energie do strednej atmosféry z dolnej ionosféry, zohriatej aurorálnymi sprškami častíc.

Treba zdôrazniť, že rozdiely v dynamike, strednej štruktúre a zložení vzoriek atmosféry medzi severnou a južnou pologulou sú najväčšie v zime, práve pre polárnu strednú atmosféru.

Najdôležitejšou úlohou výskumu MAP je dobré využitie a podľa možnosti úplná interpretácia charakteru strednej atmosféry v globálnom meradle. Treba podčiarknuť, že číselné modelovanie strednej atmosféry bude dostatočne silným prostriedkom na získanie hlbšieho pohľadu do mechanizmu fyzikálnych procesov o strednej atmosfére.

Plánuje sa globálna analýza údajov, za cieľom štúdia väzby medzi dynamickými procesmi v neutrálnej atmosfére a energetikou v ionizovanej atmosfére. Špeciálna pozornosť sa bude venovať vzťahu denných zmien S_q polí, spôsobených variáciami vetra v ionosfére a šíreniu energie vo vertikálnom smere, v spojitosti s atmosférickými slapmi a planetárnymi vlnami.

Za cieľom pochopenia detailného mechanizmu fyzikálnych procesov ako sú: dynamika, radiácia, fotochéria a ich vzájomné interakcie, sa plánujú nasledujúce modely:

- 1/ trojrozmerný časovo závislý model globálnej cirkulácie pre stratosféru, mezosféru a dolnú termosféru, /obr. 5/,
- 2/ jednoduché mechanické modely na výskum individuálnych procesov, ako sú: interakcie vlnovo-zonálneho toku a radiačnej rovnováhy pre O_3 , H_2O a CO_2 .

Až keď sa dá očakávať, že výsledky spomínaného projektu nebudú k dispozícii skôr ako o niekoľko rokov /posledné až ku koncu roku 1985/, je možné už teraz tvrdiť, že len globálny výskum meteorologických, geofyzikálnych, astrofyzikálnych a iných údajov a jeho komplexné spracovanie môže viesť k definitívnej odpovedi na otázku, ako vlastne súvisia tieto procesy a akú ich odozvu v počasí alebo aspoň v klíme našej planéty môžeme očakávať.

LITERATÚRA

- /1/ Geochlanian, T. Ch.: O prírode stratosfernych potepnenij, Leningrad, 1972
- /2/ Pogosjan, Ch.P., Pavlovskaja, A. A., Letnikov, G. V.: Neperiodičeskije procesy v stratosfere severnogo polušarja, Leningrad, 1969
- /3/ Godson, W. L.: Total ozone and the middle stratosphere over Arctic and sub-Arctic in winter and spring, Quart. J. Royal Met. Soc., vol. 86, 1960, pp. 301-317
- /4/ Jacchia, G. G.: Atmospheric heating in the auroral zones, J. Geoph. Res. vol. 69, 5, 1964, pp. 905-910
- /5/ Groves, G. V.: Correlation of upper atmosphere air density with geomagnetic activity, November 1960, Space Research II, Amsterdam 1961
- /6/ Krajčovič, S., Křivský, L.: Severe Geomagnetic Storms and their Sources On the Sun, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 33 /1982/, 47-58

Tieto výsledky však boli získané na báze skúmania procesov v troposfére a v stratosfére len do výšok 30 km. Malé množstvo experimentov o meteorologickom režime vo vrstve 30 - 80 km spôsobilo, že procesy v hornej stratosfére a v mezofére nie sú ešte dostupné pre hlbšiu analýzu.

Mapy absolútnej baričkovej topografie pre vysoké hladiny - 1; 0,6 a 0,3 mb - za obdobie oteplenia a súčasná analýza meteorologických procesov v celej vrstve troposféra - stratosféra v tom istom období pomohli k získaniu úplnej predstavy o podmienkach formovania stratosférických oteplení. Analýza polí vertikálnych pohybov dokázala, že začiatkové obdobie procesu oteplenia sa charakterizuje maximálnymi hodnotami vertikálnych pohybov v troposfére a malými hodnotami v stratosfére. Úmerne rozvoju procesu otepľovania vertikálne pohyby vzduchu sa v troposfére zoslabujú a zosilňujú sa najprv v dolnej a potom v hornej stratosfére.

Je len prirodzené, že veľkorozmerové transformácie cirkulácie prebiehajú v zimných mesiacoch, keď sú rozdiely teplôt rovník - pól najväčšie a to nielen v troposfére, ale aj v stratosfére. Ako sa ukázalo, z predbežne prehodnoteného materiálu, niet ešte dostatok experimentálneho materiálu, aby bolo možné jednoznačne definovať vzťahy slnečná aktivita - geomagnetická aktivita - počasie. Chýbajú hlavne údaje z dostatočne hustej siete meteorologických a geofyzikálnych staníc v globálnom meradle, a to predovšetkým zo strednej atmosféry.

Určitý pohľad na túto problematiku nám poskytuje japonský národný program v rámci celosvetového *M i d d l e a t m o s p h e r e p r o g r a m* /MAP/ - výskumu strednej atmosféry - ktorý sa podobá sovietskemu a americkému programu. Zameranie programu MAP je nasledujúce, /33/:

- 1/ výskum vetrov a šírenie vln v atmosfére
- 2/ výskum zložiek atmosféry
- 3/ výskum aerosólu a radiácie atmosféry
- 4/ koordinované pozorovania Antarktídy
- 5/ analýza napozorovaných údajov a modelovania atmosféry hlavne v Antarktíde

Budú sa študovať zonálne vetry v strednej atmosfére, planetárne vlny o periódach asi 10 dní, denné a polodenné prílivové /slapové/ vlny, gravitačné vlny o periódach od niekoľko hodín do niekoľko minút, ako aj rýchle turbulentné zmeny - vo výškach 10 - 60 km.

Najdôležitejšou zložkou strednej atmosféry je ozón. Okrem vertikálneho rozdelenia ozónu sa budú sledovať zložky OH, N₂O, CO, NO₂ a NO.

Niekoľko km nad tropopauzou sa nachádza vrstva aerosólu. Jeho prírastok v stratosfére môže viesť k stratosférickému otepleniu, otepleniu /alebo k ochladeniu/ zemského povrchu, teda v konečnom dôsledku ku klimatickým zmenám na našej planéte.

Cieľom výskumných prác je získanie kvantitatívneho pochopenia dynamiky, štruktúry, zložiek strednej atmosféry, a to vo vzťahu k tým istým parametrom pre stredné a malé zemepisné šírky. V polárnej strednej atmosfére boli pozorované niektoré veľmi významné javy - hlavne v zimnom období - náhle oteplenia stra-

V šesťdesiatych rokoch sa objavili práce, autori ktorých predpokladali, že objavili stredoziemné oteplenie v Antarktide. Napríklad *L a b i t z k e a V a n L o o n*, /29/, vyslovili predpoklad o tom, že v stratosfére Antarktídy môžu vzniknúť oteplenia, nie však na hladine 10 mb, ale vyššie. Tento predpoklad bol urobený na základe raketovej sondáže v r. 1962 na stanici *Mc Murdo*. V práci /30/ sa uvádza oteplenie v strednej a dolnej stratosfére 27. sept.- 3. okt. 1962. Toto oteplenie, objavené raketou, sa podľa autorov šírilo zdo- la nahor.

Aj sovietski bádatelia predpokladali, že oteplenie v severnej polárnej stratosfére je analogické otepleniu v južnej stratosfére za tú istú periódu, /31/. *Gaigerov* preanalýzoval ten istý prípad a prišiel k záveru, že malé oteplenia v Antarktide sú možné, ale sú v porovnaní s otepleniami na severnej pologuli nepatrné.

ZÁVER

Zmeny slnečnej aktivity sa zrejme musia odrážať na procesoch a javoch vysokých vrstiev atmosféry, hlavne v ionosfére, pretože do tejto oblasti preniká veľké množstvo kozmickej a slnečnej energie. Do nižších vrstiev /stratosféra, troposféra/ preniká z tejto energie už len bezvýznamná časť a preto pokusy o výskum primárnych slnečno-troposférických vzťahov zatiaľ neuspeli.

Oteplenia zimnej stratosféry sa pozorujú v rokoch so zvýšenou slnečnou aktivitou, ako aj v rokoch tzv. pokojného Slnka. Oteplenie napr. z 27. jan. 1964, /32/, bolo sprevádzané prestavbou termobarických polí a cirkulácie vo výškach troposféry - hornej atmosféry, s návratom k cyklonálnej cirkulácii nad hladinou 5 mb.

V neprospech korpuskulárnej hypotézy hovorí aj to, že zimné stratosférické oteplenia sa nepozorujú v rajónoch centrálnej Antarktídy. Zdalo by sa, že vcelku - pri takých istých podmienkach výmeny žiarivej energie na extrémnom severe a juhu našej planéty - teplotný režim v centrálnych oblastiach veľkých širok by mal byť rovnaký. Jestvujú však rozdiely a pritom podstatné a počas celého roka. Tieto rozdiely sú spôsobené hlavne rozdielnou intenzitou makroturbulენტnej výmeny vzdušných mäs na obidvoch pologuliach. Teda význam korpuskulárnych tokov pri formovaní zimných stratosférických oteplení v polárnych oblastiach nie je zatiaľ potvrdený, ani vyvrátený.

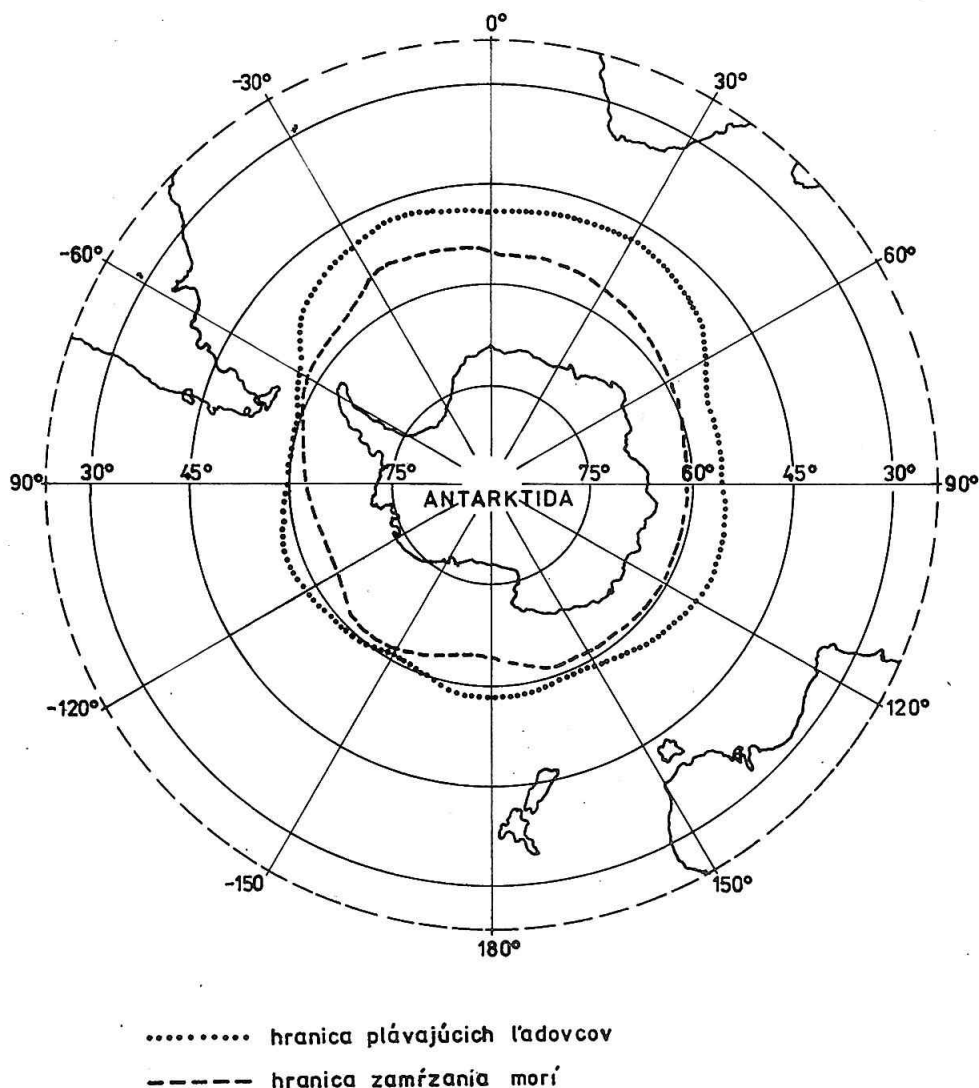
Preto boli ďalšie výskumy zamerané na určenie úlohy dynamických faktorov vo formovaní zimných stratosférických oteplení. Uskutočnené výskumy umožnili zmenu predstáv o tom, že rýchle zmeny termobarického poľa sa ohraničujú troposférou, zatiaľ čo v stratosfére jestvuje len zmena sezónnych cirkulácií, spôsobených radiačným režimom.

Je známe, že radiačné procesy - ohrievanie a ochladzovanie vzduchu - prebieha relatívne pomaly, zatiaľ čo rýchle zmeny sa určujú dynamikou atmosférických procesov. Bola objavená zhodnosť štruktúry termobarického poľa stratosféry a štruktúry poľa v troposfére.

množstvo slnečnej radiácie. Jediným reálnym zdrojom týchto rozdielov musí byť - podľa jeho mienky - dolu sa nachádzajúci povrch, základný mechanizmus pre-stavby polí meteorologických prvkov má teda dynamický charakter.

V prácach /25, 28/ bolo dokázané, aký veľký je vplyv doluležiaceho povrchu na štruktúru výškového barického poľa, teda aj na cirkuláciu. Z týchto výskumov vyplýva, že kontinenty a oceány vytvárajú podmienky pre intenzívnu medzišír-kovú výmenu vzduchu v mimotropických šírkach severnej pologule. Homogénne, tak-mer súvislá plocha oceánu miernych šírok južnej pologule nemá za následok in-tenzívne meridionálne transformácie cirkulácie. Treba poznamenať, že sa jedná o stupeň zasiahnutia vysokých šírok makroturbulentnou výmenou.

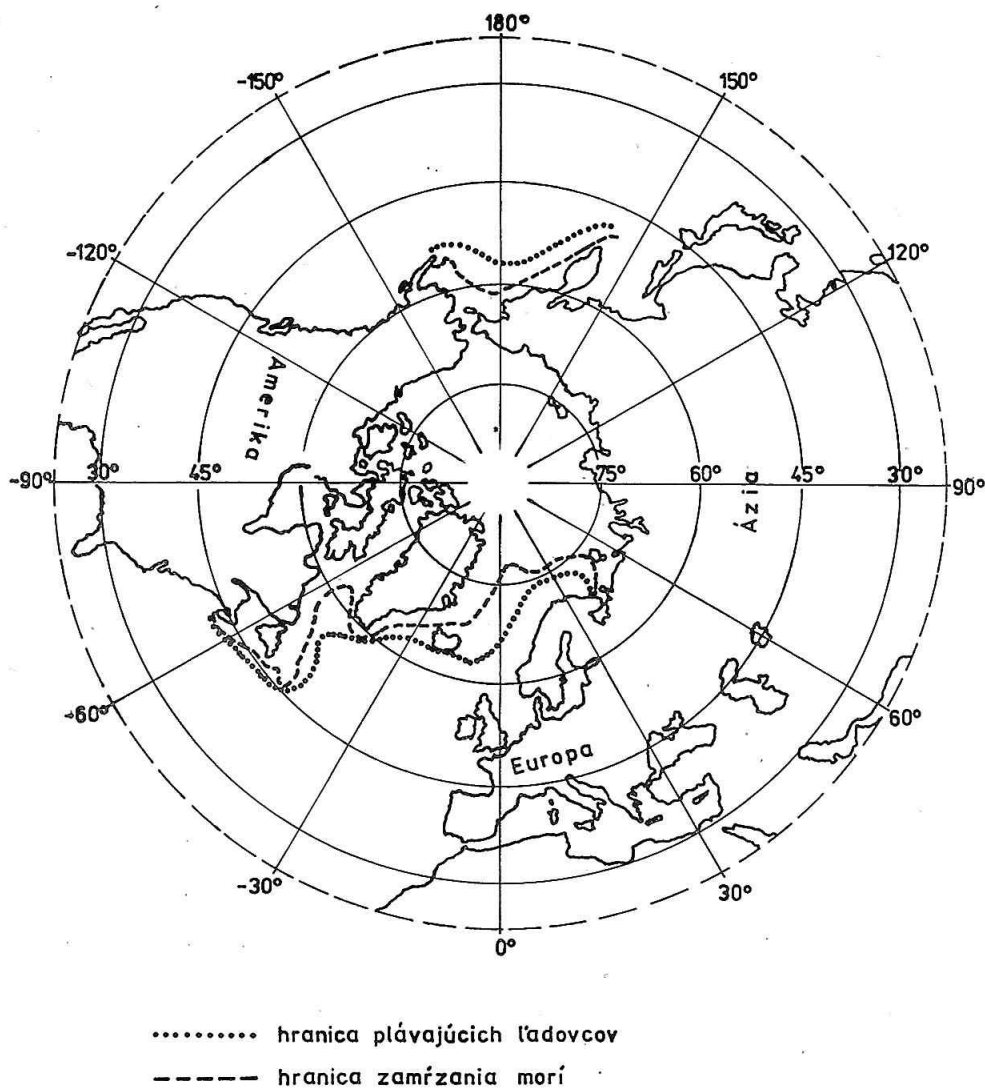
Výskumníci meteorologického režimu a cirkulácie atmosféry pologúl sa pokúsili najst' okrem rozdielných aj všeobecné črty. Vyvolala preto prítomnosť v strato-sfére veľkých šírok takého javu ako zimné oteplenie snahu najst' analogický jav v zimnej stratosfére južnej pologule.



Obr. 7 - Rozloženie zóny zamrzania a zóny plávajúcich ľadovcov pre južnú pologuľu.

Iná situácia je charakteristická pre Antarktídu. V tejto oblasti stredná hranica plávajúcich ľadovcov prechádza vo vzdialenosti 2000 km v lete a 3000 km v zime, /obr. 7/. Taký rozdiel plávajúcich ľadovcov okoloseverného a južného pólu ukazuje na rozličný účinok ochladenia vzduchu, ktorý sa pohybuje zo strany stredných šírok. V Antarktíde je možný vznik väčšieho zníženia teploty ako v Arktíde. Symetrické rozloženie ľadovcov a konštantné ochladenie vzdušných mäs zo stredných šírok spôsobuje vznik chladnej depresie nad Antarktídou, s cirkuláciou podobnou ako je v Arktíde, ale s menšími rýchlosťami.

Podobné závery môžeme nájsť aj v práci /27/. Autor zhrnul výsledky výskumu cirkulácie v polárnych oblastiach južnej pologule počas MGR a urobil hlbokú analýzu zvláštností cirkulácie v polárnej stratosfére južnej pologule v porovnaní a analogickými procesmi na severnej pologuli. Nepovažuje slnečnú aktivitu za hlavnú príčinu rozdielov v stavbe polárnej atmosféry severnej a južnej pologule, pretože do atmosféry obidvoch pologúl preniká približne rovnaké



Obr. 6 - Rozloženie zóny zamrzania oceánov a zóny plávajúcich ľadovcov pre severnú pologuľu.

Spolu s gravitačnými vlnami sa môžu generovať aj akustické vlny. Veľkosť akustického ohrevu ionosféry od troposférických zdrojov určil G. S. Golitsyn, /20/. Dokázal, že vzostupný tok energie /rádové 10^{-5} J/m³s/ nie je schopný vyvolať pozorované ohrievanie.

Ako efektívnejší sa ukazuje mechanizmus dynamického ohrievania pomocou prenosu energie gravitačnými vlnami. V práci /21/ sa získali odhady časti energie troposférických vln, ktorá preniká do hornej stratosféry a závisí od sezóny a zmeny vetra s výškou. Zistilo sa, že sezónne zmeny cirkulácie v horných vrstvách atmosféry sú rozhodujúce pre podmienky vertikálneho šírenia vln. Autorka sa domnieva, že takýto prítok energie je jednou z príčin anomálneho termického režimu hornej atmosféry.

Na základe analýzy sovietskych a iných raketových údajov sa dokázalo, /22/, že globálne troposférické poruchy môžu preniknúť do stratosféry, pričom v zime sú pre takýto prenik najpriaznivejšie podmienky.

ZVLÁŠTNOSTI ATMOSFÉRY JUŽNEJ POLOGULE A ZIMNÉ STRATOSFÉRICKÉ OTEPLENIA

Medzinárodná dohoda o usporiadaní Medzinárodného geofyzikálneho roku /MGR/ bola impulzom na zorganizovanie meteorologickej siete v Antarktíde. Väčšina staníc začala pracovať v rokoch 1956 - 1957. V celom rade prác, pri skúmaní meteorologických zvláštností a cirkulácie atmosféry južnej pologule, sa uskutočnilo porovnanie s analogickými procesmi, ktoré prebiehali v atmosfére severnej pologule. Zistilo sa napríklad, /23/, /24/, /25/, že veľkosti priemerých mesačných teplôt v rozličných výškach troposféry a dolnej stratosféry sú v Antarktíde podstatne nižšie ako v Arktíde, /Tab. 3/.

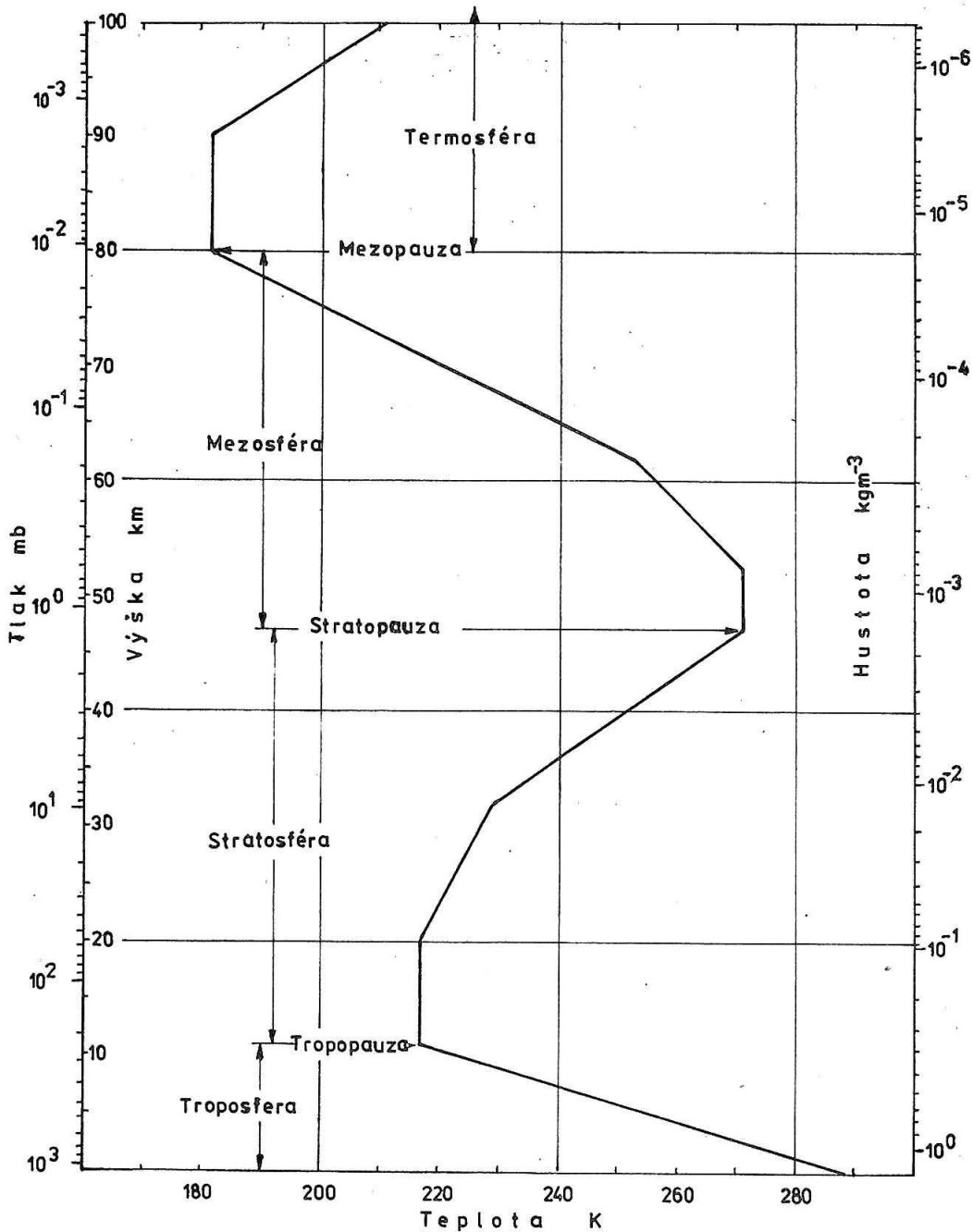
O niečo iný režim sa pozoroval v strednej stratosfére Antarktídy. V zime je tu chladnejšie ako v Arktíde, avšak v lete sú teploty v stratosfére Antarktídy dokonca vyššie ako v Arktíde. Zaujímavý je aj režim vetrov v polárnych oblastiach obidvoch pologúl. V zime pozdĺž polárneho kruhu aj na severnej aj na južnej pologuli prebieha vzrastanie rýchlosti vetra s výškou. Vo vrstve 25 - 30 km prevyšujú rýchlosti vetra 200 km/hod. Na stanici M I R N Y J už vo výške 17 - 18 km dosiahla rýchlosť vetra 150 km/hod, /26/. Rýchlosti vetra v strede kontinentu sú menšie.

Charakter rozdelenia rýchlosti vetra nad pólmi ukazuje, že nad severným pólom sa častejšie pozoruje cyklonálna a anticyklonálna činnosť ako nad južným pólom. Podľa P o g o s j a n a , /25/ rozdiely v cirkulácii atmosféry nad severným a južným pólom sú determinované fyzikálno - geografickými podmienkami.

Na severe je hranica plávajúcich ľadovcov rozložená voči pólu asymetricky. /Obr. 6/. Pól sa totiž nachádza blízko otvorenej časti oceánu /Atlantiku a Barentsovho mora/, asi 1000 km od strednej hranice plávajúcich ľadovcov. Existencia kontinentov a oceánov spôsobuje časté cyklóny, ktoré sa premiestňujú severovýchodným smerom, cez pól. Zo strany Atlantiku do oblasti pólu sa vnášajú teplé masy ovzdušia, ktoré tu vyvolávajú prudké zmeny teploty.

ciu zvyšovať sa prudko s výškou. Kmity pozorované v horných vrstvách atmosféry, sú viazane na postup energie prílivu zdola.

Zostávajú ešte gravitačné vlny, spôsobené orografiou a konvekciou. Tieto vlny sa zväčšujú čo do amplitúdy s výškou, pričom s výškou vzrastá aj kinematická viskozita, čo má za následok dissipatívnu produkciu tepelnej energie v mezosfére. Rýchlosť dissipácie energie je na hladine 95 km asi $5 \cdot 10^{-2}$ W/kg /molekulárna viskozita/, $5 \cdot 10^{-1}$ W/kg /turbulentná viskozita/. Prírastok teploty je poblíž hladiny 95 km asi 10^0 C/deň, avšak už vo výške 140 km je to už 100^0 C/deň.



Obr. 5 - Teplota atmosféry od zemského povrchu až do výšky 100 km, štandardný model atmosféry USA 1960.

M. B o s s o l a s c o a A. E l e n s , /11/, uvažili iný indikátor - pohltenie rádiových vln v polárnej čiapke. Jav je spôsobený v oblasti polárnych čiapok preniknutím mäkkých kozmických lúčov počas silných chromosférických erupcií. Vo výške asi 50 km sa vytvorí oblasť s vysokou ionizáciou, ktorá má za následok úplné prerušenie chodu rádiových vln v polárnej čiapke na trasách, ktoré ležia v polárnych oblastiach /12/. Z výsledkov analýzy vyplýva, že medzi anomáliami pohltienia rádiových vln v polárnej čiapke a anomálnymi otepleniami v rade príprav jestvuje korelácia.

Existuje ešte jeden indikátor slnečnej aktivity, ktorý využíva celý rad autorov - polárne žiare. Na báze raketových výskumov sa získali údaje o tom, že teplota mezospféry v zóne polárnych žiar je značne vyššia ako teplota mezospféry menších zemepisných šírok. Táto skutočnosť vedie k predpokladu, že doplnujúce zohrievanie mezospféry sa zabezpečuje vpádom korpuskul, pretože podľa /13/ sú korpuskulárne toky sústredené na nočnej strane Zeme.

Hoci minimum frekvencie objavenia sa polárnych žiar sa zhoduje s minimom slnečnej aktivity, maximum frekvencie polárnych žiar sa obyčajne dosahuje o dva dni po maxime vytvárania sa slnečných škvrn. Ako je všeobecne známe, analogické posunutie voči maximu slnečných škvrn sa ukazuje aj pri charaktere rozloženia geomagnetickej aktivity.

Stále sporadickejšie sa objavujú práce, v ktorých sa uznáva úloha slnečného faktora vo formovaní stratosférických oteplení. Nastáva určitá zmena v prístupe k povahe stratosférických oteplení: spolu so slnečným faktorom sa uvažuje - - alebo aspoň nevyklučuje - aj vplyv intenzívnych meridionálnych transformácií, ktoré prebiehajú v tropospfére, prebiehajúce počas zimných oteplení /14, 15/.

DYNAMICKE FAKTORY

Zistená skutočnosť, že teplota v mezospfére /75 - 100 km, obr. 5/, počas zimného obdobia je vyššia ako v letnom období /16/, poslúžila ako báza pre hľadanie príčin, ktoré by mohli vysvetliť tento jav. K dynamickým príčinám autor počíta 3 typy atmosférických vln:

- a/ planetárne vlny
- b/ prílivové vlny
- c/ gravitačné vlny

Okrem toho uvažuje aj turbulenciu atmosféry, vyvolanú gravitačnými vlnami. Výkon, vyvolaný turbulenciou vo výškach 95 - 105 km bol určený na základe pozorovaní a dosahuje hodnotu $W = 10^{-2}$ W/kg, /18/. Táto energia vedie k ohrevu asi o 1°C/deň. Ukázalo sa, že turbulencia sa v zime zväčšuje a môže vyvolať spomínané ohrievanie.

Atmosférické vlny globálneho rozmeru - planetárne vlny - ktoré majú periódy niekoľko dní, prenášajú značnú časť energie z tropospféry do stratosféry. Najlepšie sú známe také typy pohybov v horných vrstvách atmosféry, ktoré sú charakterizované periodicitou viazanou na zemskú rotáciu. Takéto kmity sa volajú prílivové. V práci /19/ sa dokazuje, že amplitúda rýchlostí prílivov má tenden-

Pre obdobie 1. - 24. novembra 1960 zostrojil J a c c h i a krivky zmeny hustoty, zistené družicami a porovnal ich s chodom geomagnetickej aktivity a so slnečným žiarením na vlne 10,7 cm. Na obr. 4 sú momenty geomagnetických búrok znázornené šipkami. Krivky hustôt atmosféry takmer opakujú krivku K_p indexov, nesusúhlasia však s energiou slnečného žiarenia na vlne 10,7 cm.

Ukazuje sa, že súvis teploty termosféry s geomagnetickou aktivitou tiež existuje, avšak otázky reakcie teploty mezoféry a stratosféry na geomagnetickú porušenosť nie sú ešte ani jednoznačne zamietnuté ani prijaté, napr. v práci /7/ sa tvrdí, že prudké zvýšenie teploty v stratosfére je viazané na korpuskulárne žiarenie Slnka!

zaujímavý pokus viazať náhle zimné oteplenia na geomagnetickú aktivitu, sa objavuje v práci /8/. V nej bolo vybraných niekoľko oteplení s nasledujúcimi údajmi: 9. januára 1956, 2. marca 1956, 23. januára 1957, 21. januára 1961, 15. februára 1962, 14. januára 1963, 24. januára 1964. Pre každý prípad, ktorého začiatok sa považoval za nulový bod, sa uvažovalo 5 dní pred oteplením a 5 dní po oteplení. Analogicky sa uvažovali aj hodnoty indexov $C_i \times 10$ pre každý deň. Potom sa vypočítali priemery pre každý deň, teda 5 dní pred oteplením a 5 dní po oteplení. Výsledky sú usporiadané v Tab. 2. Z jednej je zrejmé, že počas periódy, ktorá predchádzala otepleniu, geomagnetická aktivita vzrastala a za deň po začiatku oteplenia dosiahla maximum. Na základe toho V. M i r o n o v i č prišiel k záveru, že medzi zimnými stratosférickými otepleniami a slnečnou aktivitou existuje prísna stochastická závislosť. Ukázalo sa, že aplikácia tejto metódy na iný súbor údajov z rokov 1958 - 1964 nepotvrdila Mironovičom dosiahnuté výsledky.

S c h u r m a n s a O o r t , /9/, sa pokúsili objasniť vplyv slnečných erupcií na dolné vrstvy atmosféry. Slnečné erupcie, použité v tomto výskume, boli vybrané na základe dvoch kritérií:

1. Za silné erupcie sa považovali také, čo boli označené ako 2₊ a viac.
2. Za susedné erupcie sa považovali také, čo boli oddelené časovým intervalom, menším ako 48 hodín.

V období MGR a MGS bolo vybraných 81 erupcií. Pre určitú sieť severnej hemisféry bola vypočítaná veličina ΔH , predstavujúca priemerný rozdiel výšok potenciálu na hladine 500 mb, teda asi 5,4 km, medzi aerologickým pozorovaním po erupcii /čas t/ a pozorovaním 24 hodín pred erupciou - pre 81 erupcií. Na základe takto získaných údajov bola zhotovená mapa $\Delta H /p,t/$ pre hladinu 500 mb, pre čas pozorovania, ktorý nasleduje za erupciou.

Autori konštatovali, že pole potenciálu má buňkovitú štruktúru a domnievali sa, že orografia a baroklinnosť atmosféry nemôžu byť zdrojom takej buňkovitej štruktúry. Teda ani vplyv vírov vznikajúcich za určitých podmienok na rozhraní teplej a studenej masy nemôže vyvolať horespomínanú štruktúru. Autori prišli k záveru, že najväčšia zmena potenciálu sa pozoruje asi o 6 hodín po erupcii, z čoho by vychádzala energia korpuskulárnych častíc rádovo 1 MeV.

Ukázalo sa však /10/, že taká buňkovitá štruktúra geopotenciálu je /najmä vo veľkých šírkach/ charakteristickou črtou atmosféry a že autori ešte raz potvrdili už známe štruktúry atmosféry.

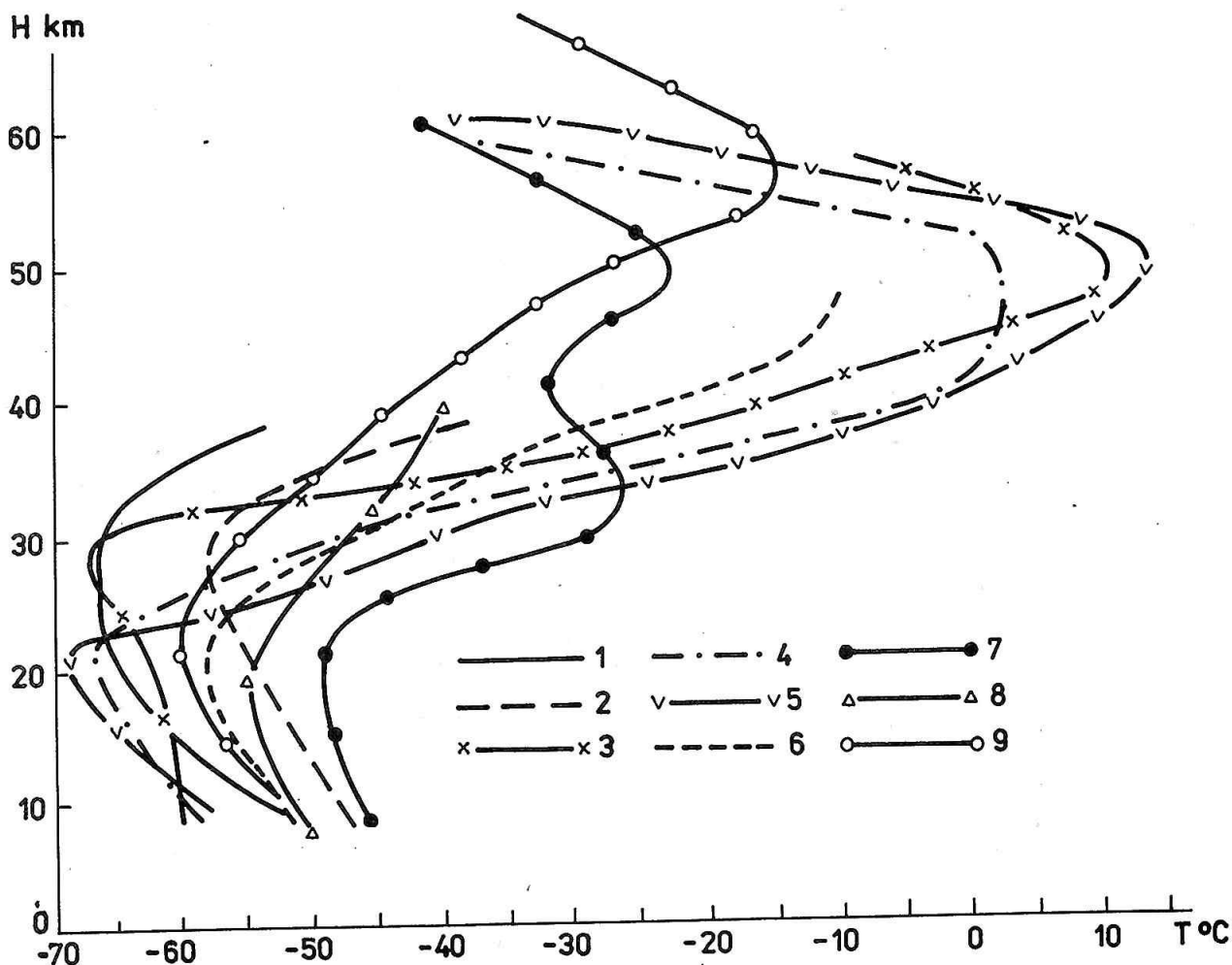
čas zvýšenej slnečnej aktivity, /4/. Ako vieme, dôkazom existencie korpuskulárneho žiarenia sú geomagnetické búrky, pozorované na zemskom povrchu. Preto sa celý rad výskumníkov zapodieva vysvetlením korelácie medzi javmi na Slnku a geomagnetickými búrkami. Dokázalo sa, že pri tzv. veľkých geomagnetických búrkach z 12. a 15. nov. 1960 existoval tesný súvis medzi K_p indexmi a hustotou atmosféry vo výške 205 km, /5/. Nájdenej závislosť:

$$\rho = \rho_0 / (1 + \alpha K_p), \quad - 1 -$$

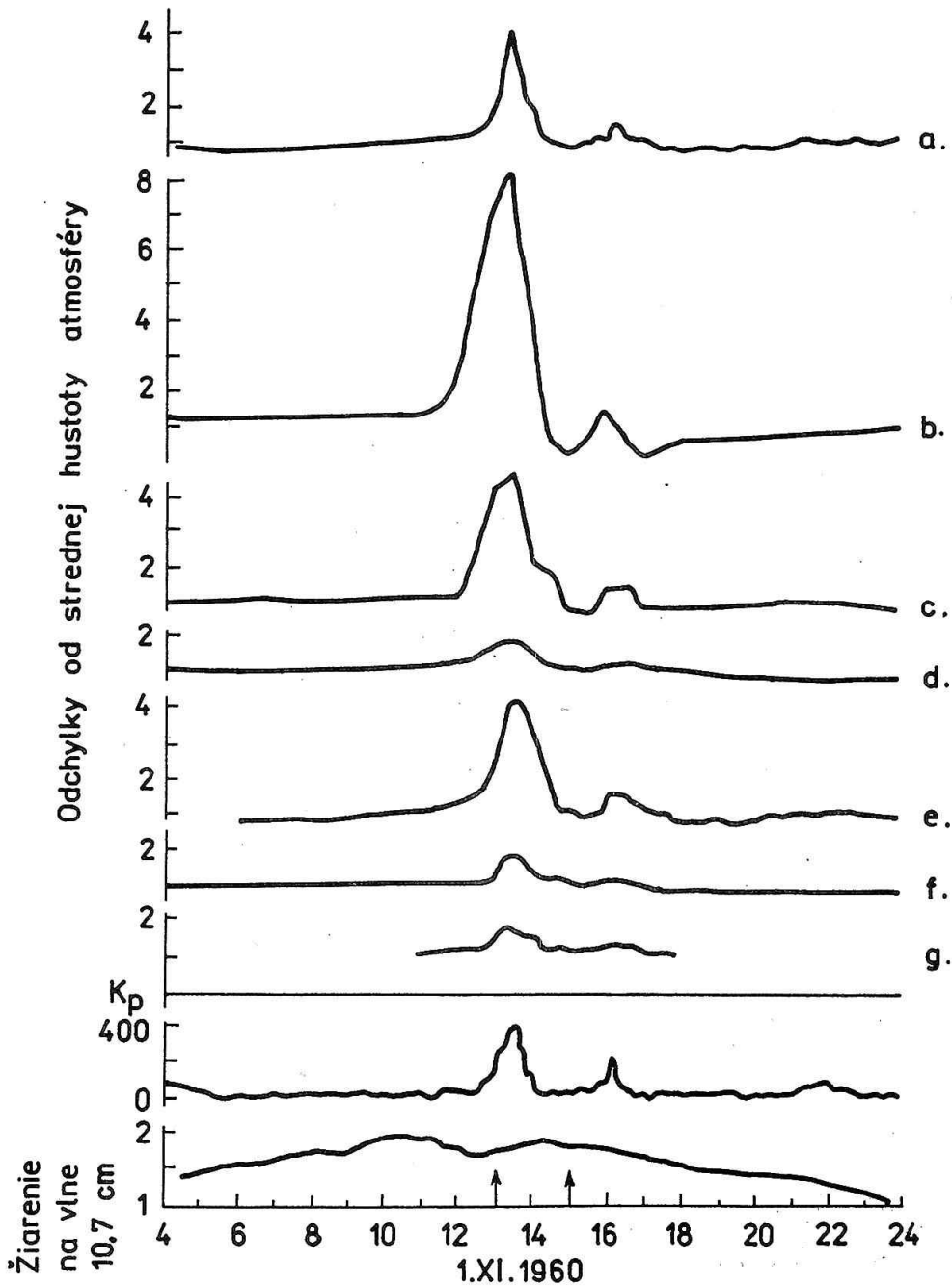
kde $\alpha = 0,21$, $\rho_0 = 2,2 \cdot 10^{-13} \text{ g/cm}^3$ pre výšku 205 km ukazuje, že už pre hladinu porušenosti $K_p \geq 5$ sa hustota vzduchu v uvažovanej výške zdvojnásobí, /Obr. 3/. Uvedené gigantické geomagnetické búrky majú nasledujúci zápis K_p indexov:

5₀ 6₀ 8₋ 8₀ 9₋ 9₋ 9₀ 9₀ 9₋ 8₊ 8₀ 6₊ 7₊ 5₋ 6₀ 6₀ 6₀ 8₋ 8₊ 8₊ 6₀ 5₊
6₋ 5₋ - 2 -

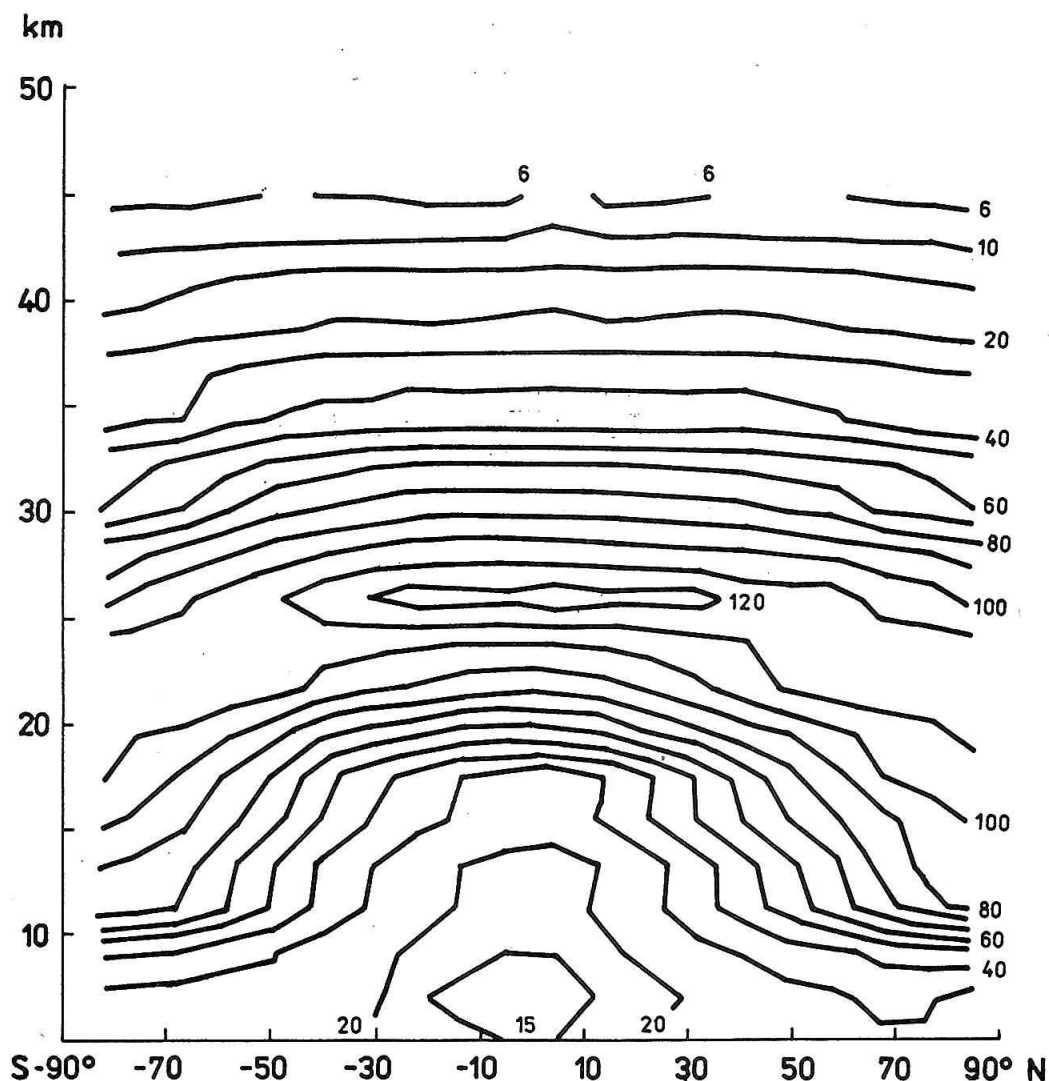
a majú náhle začiatky a na ich základe určené rýchlosti šírenia medziplanetárnych nárazových vln 970 km/s a 1773 km/s, /6/. Tieto búrky patria medzi najintenzívnejšie, aké boli vôbec pozorované.



Obr. 4 - Teplota stratosféry nad Európou podľa údajov raketovej sondáže nad Hebridami /50-60 km/ a nad Berlínom /10-40 km/: 1 - 1. dec. 57, 2 - 2. - 7. dec. 57, 3 - 13. - 14. dec. 57, 4 - 18. - 19. dec. 57, 5 - 22. 23. dec. 57, 6 - 26. - 27. dec. 57, 7 - 31. dec. 57, 8 - 5. jan. 58, 9 - priemerná teplota za január v zemepisnej šírke 55° N.



Obr. 3 - Odchýlka hustoty atmosféry od jej strednej hustoty vo výškach 210-1100 km, nov. 1960 a/ Echo 1-1100 km, b/ Vanguard I - 650 km, c/ Vanguard II - 560 km, d/ Vanguard III - 530 km, e/ Explorer VIII - 420 km, f/ Explorer I - 350 km, g/ Discoverer V - 210 km.



Obr. 2 - Globálne vertikálne rozloženie ozónu / μ m/mb/.

21 - 25 km /Obr. 2/, zatiaľ čo nahor a nadol od tejto vrstvy sa množstvo ozónu znižuje. Nad výškou 54 km nebol doteraz experimentálne ozón dokázaný. Blízko rovníka je maximum výskytu ozónu vo výške 46 km, poblíž zemepisných pólův, vo výške 19 km.

Ku koncu zimy sa vo veľkých zemepisných šírkach / $72^{\circ} \leq \varphi \leq 82^{\circ}$ / pozoruje sezónne maximum. Začína sa vytvárať v auguste - septembri /minimum/, extrémnu hodnotu dosahuje v novembri - decembri. Na južnej pologuli sa maximum dosiahne v septembri - októbri.

Podľa doteraz získaných údajov, denné zmeny teploty, spôsobené pohltením slnečnej radiácie ozónom vo výške okolo 30 km, sú asi 1°C , maximálne zmeny teploty vo výške 50 km dosahujú asi 5 - 8°C . Teplotný režim stratosféry podstatne závisí od schopnosti ozónu pohlcovať krátkovlnné žiarenie a vyžarovať ho do atmosféry ako tepelnú energiu. Prisudzuje sa preto ozónu základná úloha pri formovaní zimných oteplení celým radom pracovníkov, /3/.

Zdá sa, že v hornej atmosfére - vo výškach 200-300 km - hustota ovzdušia dobre koreluje so slnečnou aktivitou, pritom najväčšia korelácia bola zistená po-

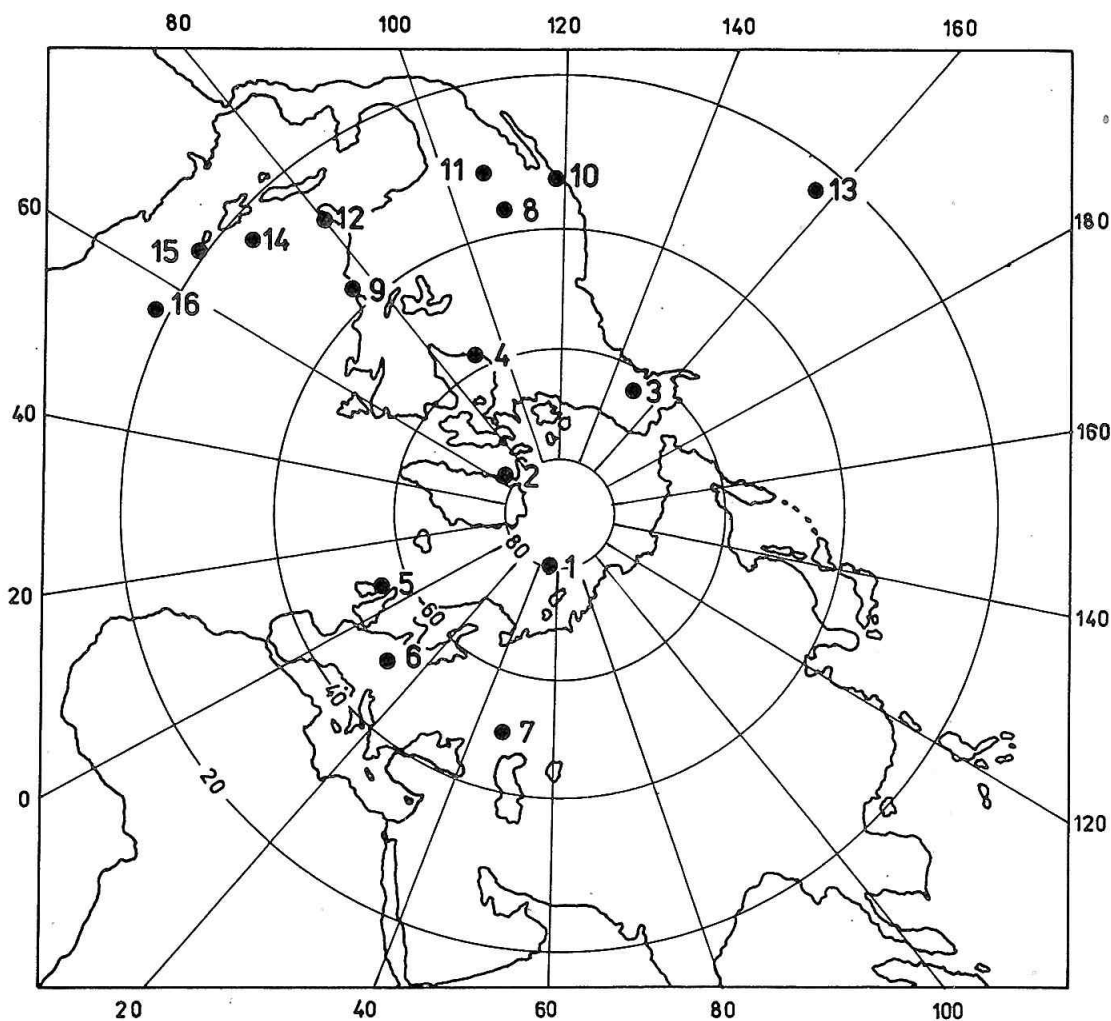
1. Skupina prác, ktoré predpokladajú, že zimný ohrev stratosféry severnej poglobule je spôsobený dynamickými a termickými procesmi v hornej atmosfére /mezosfére a v termosfére/.
2. Skupina prác, ktoré vysvetľujú vznik ohrevov stratosféry ako následok účinku dynamických procesov.

Cieľom tohto príspevku je stručné prehodnotenie obidvoch horeuvedených smerov, ako aj získanie aspoň predbežnej odpovede na otázku, či existuje vzťah medzi slnečnou aktivitou, oteplením stratosféry, geomagnetickou aktivitou a počasím.

DYNAMICKÉ A TERMICKÉ PROCESY V HORNEJ ATMOSFÉRE

Za posledné roky sa jasne preukázala dôležitosť úlohy, ktorú hrá v meteorológii stratosféry a mezosféry ozón. Ozón má význam aj v termickej rovnováhe atmosféry, pohlcuje slnečnú energiu v pásme 200 - 750 nm a znovu ju vyžaruje ako tepelnú energiu.

Globálne rozdelenie ozónu je zrejmé z vertikálneho profilu podľa /2/. Od výšky 6 km sa koncentrácia ozónu zvyšuje a dosahuje maximálnu hodnotu vo výškach



Obr. 1 - Geografické rozloženie staníc pre raketovú sondáž.

O vzťahu slnečná aktivita – oteplenie stratosféry – geomagnetická aktivita – počasie v globálnom meradle

S. KRAJČOVIČ

Geofyzikálny ústav SAV, Bratislava

ABSTRAKT

V práci sa kriticky prehodnocujú vedecké príspevky, alebo aspoň ich podstatná časť, ktoré boli publikované k problematike oteplenia stratosféry a s ňou súvisiacich javov a to od r.1954 až do r. 1980. Na základe tohto prehodnotenia - často protichodných názorov na danú problematiku - a to nielen zo strany geofyzikov a meteorológov, ale aj slnečných fyzikov, je možné prísť k záveru, že tento veľmi významný jav môže byť jednou z príčin zmien počasia, ak sú tieto zmeny uvažované v globálnom meradle.

Na definitívnu odpoveď na diskutovanú problematiku bude však treba počkať do uskutočnenia celosvetového výskumu "Výskum strednej atmosféry", ktorý prebieha v osemdesiatych rokoch a je zameraný najmä na oblasť Antarktídy a na vybrané oblasti svetového oceánu.

ÚVODOM

Vo februári 1952 bol - pri dlhodobom výskume dolnej a strednej stratosféry - objavený tzv. b e r l í n s k ý f e n o m é n. Od tohto dátumu sa začali skúmať čoraz vo väčšom meradle tzv. zimné oteplenia stratosféry. Postupne sa vybuodovala na severnej hemisfére sieť staníc pre raketovú sondáž atmosféry.

Zoznam týchto staníc a ich geografické rozloženie je zrejmé z Tab. 1. Schématické znázornenie rozloženia staníc je uvedené na Obr. 1. Do konca sedemdesiatych rokov sa odhalili pri štúdiu tohto zaujímavého javu nasledujúce zákonitosti: každoročne - počas chladného polroka - sa pozoruje niekoľko oteplení stratosféry, avšak veľké oteplenia sa pozorujú - v dlhodobom priemere - raz za dva roky, bez ich presného striedania sa, /1/.

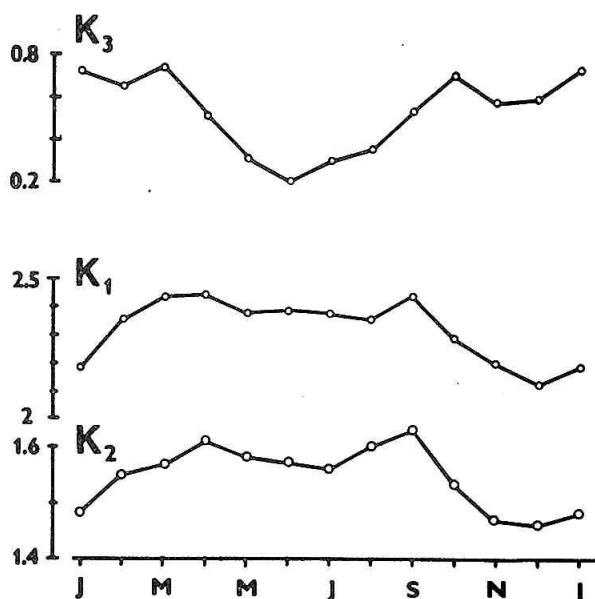
Oteplenia tohto druhu sú charakteristické zvýšením teploty viac ako o 30°C, podľa porovnaní s normálnymi teplotami v zimných obdobiach 1956/57, 1957/58, 1962/63, 1965/66 a 1967/68 /Obr. 2/. Existuje veľké množstvo vedeckých prác, ktoré sú zasvätené výskumu povahy stratosférických oteplení, ako aj príčin takých oteplení. Výskum v globálnom meradle sa zatiaľ uberá dvomi odlišnými smermi:

Předběžné výsledky ukazují, že v komplexu vlivu kosmických a geomagnetických faktorů na lidský organismus se uplatní i geomagnetické pulsace. Charakteristika pulsací pomocí indexů pak poskytuje možnost zkoumat tyto vztahy kvantitativně, podobně jako K-indexy se používají při zkoumání vlivů celkové magnetické aktivity na lidský organismus.

LITERATURA

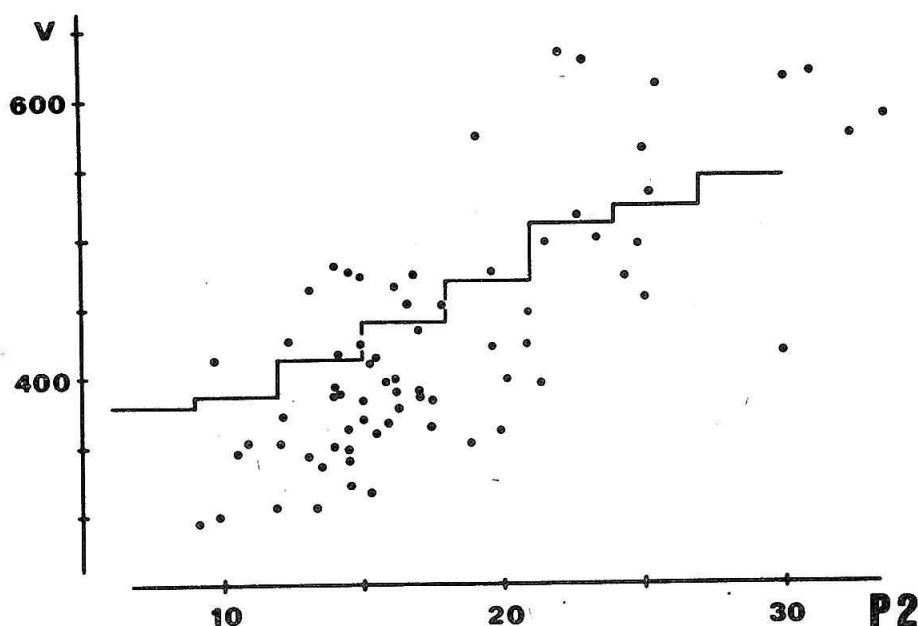
- /1/ Bouška, J.: Geomagnetic Indices of Geophysical Activity. Travaux Inst. Géophys. Acad. Tchécosl. Sci. No 442, Geofysikální sborník 1975, Academia, Praha 1977.
- /2/ Jahresbericht 19xx des Adolf-Schmidt-Observatorium für Erdmagnetismus in Niemeck /všechny ročníky/.
- /3/ Veröffentlichungen des Geophysikalischen Observatoriums Fürstenfeldbruck, Ser. A. Nr. 13 /1971/ a další ročníky.
- /4/ Geophysical Observatory Reports of the Geodetic and Geophysical Research Institute of the Hungarian Academy of Sciences, Year 19xx /všechny ročníky/.
- /5/ Ádám, A., Verö, J., Miletits, Cz., Halló, L., Wallner, Á.: The geophysical Observatory near Nagycenk, I. Electromagnetic Measurements and Processing of Data. Acta geod., geophys. et mont. Acad. Sci. Hung., 16 /1981/, 333.
- /6/ Monatsbericht des Adolf-Schmidt-Observatoriums für Erdmagnetismus in Niemeck, január 1980 /a další měsíce/.

Závěrem ukážeme, k čemu lze pulsační indexy použít. Především ke zjištění jakýchkoli statistických zákonitostí ve výskytu pulsací. Jednoduchým sčítáním lze najít sekulární variace, roční variace, 27-denní periodu sluneční rotace, některé indexy umožňují zkoumat i denní variaci apod. Vše se dá snadno provést odděleně pro různá období, např. v létě či v zimě, v magneticky klidných či porušených dnech apod. Na Obr. 1 je ukázka roční variace indexů K_2 z observatoře Niemeck za období 1955 - 1980. Jasně je vidět překrývání celoroční vlny s maximem v létě s polroční vlnou s maximy v rovnodennostech. U některých typů pulsací je výrazná celoroční vlna, u jiných polroční. Použitá metoda nerozlišuje typ pulsací, proto se obě vlny prokrývají. Uvedena je též roční variace celkové magnetické aktivity a výskytu zálivů. Pomocí pulsačních indexů



Obr. 1 - roční variace magnetické aktivity v Niemecku. K_1 = celková magnetická aktivita, K_2 = pulsace, K_3 = zálivy /druhé číslo v čtyřčíslí indexu/.

lze zkoumat také korelaci výskytu pulsací se všemi geofyzikálními i jinými jevy, které lze vyjádřit číselnou hodnotou platnou pro každý den, příp. jeho část. Na Obr. 2 je uvedena korelace mezi hodnotou pulsačního indexu P2 /pulsace Pc3/ ze stanice Fürstenfeldbruck ve složce H za rok 1971 a rychlostí slunečního větru. Lomenou čarou je zakreslen průměr za léta 1966 - 1971. Zcela obdobně lze sestavit závislost pro jiné indexy a jiné geofyzikální a další veličiny.



Obr. 2 - Korelace mezi hodnotami pulsačního indexu P2 ze stanice Fürstenfeldbruck a rychlostí slunečního větru v km/s za rok 1971.

Podobným způsobem se určují pulsační indexy na observatoři Nagycenk v Maďarsku. Na rozdíl od Fürstenfeldbrucku je frekvenční obor výskytu pulsací rozdělen do 12 užších pásem P1 až P12: 3 - 5 s, 5 - 10 s, 10 - 15 s, 15 - 20 s, 20 - 25 s, 25 - 30 s, 30 - 40 s, 40 - 60 s, 60 - 90 s, 90 - 120 s, 2 - 5 min, 5 - 10 min. Aktivita pulsací v každém z těchto pásem se posuzuje zvláště podle telurických záznamů vždy pro každý 30-minútový interval. Hodnotí se pouze, zda-li se v daném časovém intervalu vyskytly pulsace z některého výše uvedeného frekvenčního pásma. Celý den se hodnotí indexem o hodnotě 1 až 5 takto: Vyskytly-li se pulsace z daného frekvenčního oboru méně než ve 20% zkoumaných časových intervalů, je index roven 1, je-li výskyt mezi 20 - 40%, je index roven 2 atd. Za den je tak určeno všech 12 indexů, pro každé pásmo jeden. Tyto indexy jsou pravidelně publikovány od r. 1966 v /4/, podrobnější popis metody je v /5/. Metoda poskytuje poněkud hrubší informace o amplitudě, avšak přesnější informace o periodě pulsací než indexy z Fürstenfeldbrucku. V materiálu, zvláště ze starší doby, jsou však četné výpadky /až desetidenní/, kromě toho indexy z různých let nejsou vzájemně zcela srovnatelné.

Na observatoři v Nagycenk se kromě těchto indexů hodnotí aktivita geomagnetických poruch v oblasti na rozhraní mezi makrostrukturou a mikrostrukturou. K tomu slouží indexy K /různé od metody Niemegek/, které popisují aktivitu v pěti frekvenčních pásmech K1 až K5 v oborech 0 - 2 min, 2 - 6 min, 6 - 12 min, 12 až 24 min a 24 - 60 min. Určují se z hodinových průměrů aktivity v uvedených pásmech. Amplituda poruch v těchto pásmech se převádí na hodnoty 1 až 5 podle zvláštních tabulek. Indexy K1 až K5 jsou publikovány rovněž v /4/ a metoda je blíže popsána v /5/. Toto je jediná metoda, která si všímá aktivity v oboru period desítky minut, materiál je publikován za dva sluneční cykly a je homogenní.

Nejnovější metoda pulsačních indexů byla vypracována opět na stanici Niemegek v NDR. Na této stanici pracuje aparatura pro automatickou digitalizaci záznamu s krokem 1 s v systému "in line". Všechny práce s těmito daty provádí počítač bezprostředně po jejich naměření. Signál se nejprve dělí pomocí numerických filtrů do čtyř frekvenčních pásem, jejichž meze odpovídají definičním oborům pulsací Pc2, Pc3, Pc4 a Pc5. V každém pásmu se pak určuje střední perioda a amplituda vždy v 6-minutových intervalech /v oboru Pc5 ve 12 minutových intervalech/ a z nich se určí hodinové průměry. Tyto se pak převádějí podle zvláštních tabulek na hodnoty indexu 0 - 9 /amplitudy/, resp. 0 - 7 /periody, avšak v oboru Pc2 jen 0 - 3/. Publikuje se tedy pro každou hodinu a každé frekvenční pásmo vždy dvojčíslí, jehož první číslice vyjadřuje amplitudu a druhá periodu. Uvádí se též denní průměr indexů zaokrouhlený na celé číslo. Tato metoda poskytuje nejpresnější informace o periodách a amplitudách pulsací a o jejich rozložení během dne. Aparatura pro digitalizaci však pracuje pouze tři dny v měsíci, a to ve dnech mezinárodně určených za světové. Je v provozu teprve od r. 1980 a od této doby se také indexy publikují v měsíčních bulletinech /6/, ne však v celoročních /2/. V lednovém čísle je vždy uveden podrobný popis metody a tabulky pro převedení středních hodnot period a amplitud na indexy. Na magnetických páskách jsou na observatoři uchována data z let 1975 - 1979, která budou stejnou metodou zpracována a publikována později.

Mnoho pokusů v tomto směru bylo již učiněno. Bylo navrženo více způsobů, jak aktivitu pulsací charakterizovat tzv. pulsačními indexy. Některé zůstaly jen jako návrh /autor navrhl metodu a sám spočítal indexy pro určité období, ale dále se nepokračovalo/, jiné byly přijaty na některé observatoři. Existuje tedy několik observatoří, které pravidelně publikují pulsační indexy na základě metody u nich vyvinuté. Zde popíšeme tyto metody a jejich publikování. Přehled ostatních metod je uveden v /1/.

Nejstarší, ovšem též nejprimitivnější metoda byla vyvinutá na stanici Niemegk v NDR. Již od roku 1949 se hodnotí mikrostruktura geomagnetického pole pomocí K_2 -indexů /symbolem K_1 označují v Niemegku K -indexy pro makrostrukturu/. Indexy K_2 stejně jako K_1 jsou uváděny vždy pro každý tříhodinový interval. Index K_2 je vlastně čtyřčíslí, aktivita mikrostruktury se vyhodnocuje ze čtyř hledisek. Všechna čísla v tomto čtyřčíslí nabývají hodnot od 0 do 3. První číslo charakterizuje aktivitu pulsací: 0 přísluší pulsacím s amplitudou pod 2 nT, 1 amplitudám od 5 do 10 nT a 3 amplitudám přes 10 nT. Metoda nebere v úvahu periody pulsací, protože mezinárodní dělení pulsací do skupin bylo přijato až v r. 1963. Druhá číslice se vztahuje k výskytu zálivovitých porúch a je různá od nuly jen tehdy, vyskytuje-li se v té době záliv. Třetí číslice charakterizuje porušenost ve složce Z a čtvrtá celkový charakter záznamu. Obě se postupem času ukázaly jako méně významné. Metoda vzhledem k malému rozsahu hodnot indexů je poměrně hrubá, kromě toho neobsahuje žádnou informaci o periode pulsací. Její předností je dlouhá řada pozorování bez mezer, proto se v ní pokračuje dodnes. Dále je to jediná metoda, která publikuje indexy v intervalech kratších než 1 den a která si kromě pulsací všímá také zálivů. Indexy jsou pravidelně publikovány v /2/, kde je i podrobnější popis metody.

Dokonalejší metoda byla vyvinutá na stanici Fürstenfelbruck v NSR. Aktivita pulsací se hodnotí zvláště ve čtyřech frekvenčních pásmech P1, P2, P3 a P4, jejichž meze odpovídají definičním oborům pulsací Pc2, Pc3, Pc4 a Pc5 /5-10 s, 10-45 s, 45-150 s, 150-600 s/. Do těchto oborů ovšem spadá i aktivita pulsací Pi a dalších variací, kritériem je zde pouze perioda. Aktivita se ohodnotí v každém 15-minutovém intervalu a v každém frekvenčním pásmu číslem 0 až 9. Tato čísla jsou stanovena tak, že mají přímý vztah ke střední amplitudě pulsací v daném intervalu. Index 1 odpovídá v pásmu P1 amplitudě 0,0625 nT, v pásmu P2 0,125 nT, v pásmu P3 0,375 nT a v pásmu P4 0,75 nT. Ostatní indexy odpovídají příslušným násobkům. Za celý den se pak určí, opět zvláště v každém frekvenčním pásmu, celodenní index jako součet indexů ze všech 15-minutových intervalů vyjádřený v procentech maximální možné hodnoty. Nejde vlastně o index v pravém smyslu slova, neboť není dán jako malé celé číslo, spíše připomíná amplitudu A_p . Metoda umožňuje poměrně přesně určit střední denní amplitudu pulsací ve frekvenčních oborech pulsací Pc2 až Pc5. Kolísání periody uvnitř oboru ovšem nemůže postihnout. Celý postup byl proveden zvláště v severojižní složce H a ve východozápadní složce D, čímž byl získán popis aktivity v obou složkách. Východozápadní složku nevyhodnocuje žádná jiná metoda. Indexy byly spočteny pouze pro období 12 let /1960 -1971/, v dalších letech aparatura na registraci pulsací nepracuje. Byly publikovány v podobě grafu v /3/, kde je i podrobnější popis metody určování indexů. Materiál je homogenní, bez výpadků.

Metody hodnocení aktivity mikrostruktury

zemského magnetického pole

J. STŘEŠTÍK, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

V článku jsou popsány metody hodnocení aktivity geomagnetických pulsací pomocí pulsačních indexů, které jsou používány na stanicích Niemegk, Fürstenfeldbruck a Nagycenk. Uveden je způsob získávání těchto indexů a jejich publikace. Závěrem je ukázáno, k čemu je možno pulsační indexy použít a jaké informace lze jejich prostřednictvím získat.

Při zkoumání vztahů mezi zemským magnetickým polem a ostatními geofyzikálními i jinými jevy nás nezajímá ani tak vlastní hodnota intenzity tohoto pole, jako jeho proměnlivost. Při strojovém zpracování dat je třeba mít pro tuto proměnlivost jednoduché číselné vyjádření. Pro hodnocení porušenosti makrostruktury geomagnetického pole se již asi 40 let používají K-indexy, které hodnotí magnetickou aktivitu v každém tříhodinovém intervalu světového času čísly od 0 do 9. Makrostrukturou zde rozumíme vše, co lze vyčíst z tzv. normálních záznamů /s registrační rychlostí 20 mm/hod a s citlivostí kolem 2 - 4 nT/mm/. Jsou ještě jiné způsoby hodnocení magnetické aktivity, jejich přehled je uveden v /1/.

Zemské magnetické pole má však i svou mikrostrukturu, viditelnou na záznamech s registrační rychlostí 6 mm/min a více a s citlivostí pod 1 nT/mm. U těchto záznamů bývají zpravidla vykompenzovány poruchy náležející k makrostruktuře. V mikrostruktuře geomagnetického pole jsou nejnápadnějším jevem různé oscilace s periodami od 1 s až do několika desítek minut a s amplitudou od setin do desítek nT, které nazýváme geomagnetické pulsace. Jejich vznik souvisí s magnetohydrodynamickými vlnami v zemské magnetosféře. Pulsace dělíme na pravidelné /Pc/ a nepravidelné /Pi/, oboje se dále dělí podle period do šesti skupin Pc1, Pc2 ... Pc6, resp. do tří skupin Pi1, Pi2, Pi3. Přibližně lze říci, že pro každou skupinu existuje poněkud odlišná teorie vzniku.

Pro zkoumání pulsace samotných i pro hledání jejich souvislostí s jinými jevy by bylo výhodné popsat jejich aktivitu numericky, podobně jako aktivita makrostruktury je popsána K-indexy. Úkol je zde o to složitější, že je třeba brát v úvahu i periodu pulsací, neboť není jedno, jakého druhu se pulsace v daném dni vyskytovaly. Dosud však neexistuje celosvětově přijatá charakteristika pro tento účel.

- /19/ Paschmann, G., Haerendel, G., Sckopke, N., Rosenbauer, H., Hedgecock, P., C., 1976 : Plasma and magnetic field characteristics of the distant polar cusp near local noon:the entry layer, J. Geophys. Res., 81A, 2883.
- /20/ Parker, E., N., 1967 a : Confinement of a magnetic field by beam of ions, J. Geophys. Res., 72, 2315.
- /21/ Parker, E., N., 1967 b : Small - scale nonequilibrium of the magnetopause and its consequences, J. Geophys. Res., 72, 4365.
- /22/ Reiff, P., H., Hill, T., W., Burch, J., L., 1977 : Solar wind plasma injection at the dayside magnetospheric cusp, J. Geophys. Res., 82A, 479.
- /23/ Rosenbauer, H., Grünwaldt, H., Montgomery, M. D., Paschmann, G., Sckopke, N., 1975 : Heos 2 plasma observations in the distant polar magnetosphere:the plasma mantle, J. Geophys. Res., 80A, 2723.
- /24/ Sckopke, N., Haerendel, G., Paschmann, G., Rosenbauer, H., Hedgecock, P., C., 1976 a : Mapping of the magnetospheric entry layer, předneseno na Second Magnetospheric Cleft Symposium, St. Jovite, Quebec, October 5-8.
- /25/ Sckopke, N., Paschmann, G., Rosenbauer, H., Farfield, D., H., 1976 b : Influence of the interplanetary magnetic field on the occurrence and thickness of the plasma mantle, J. Geophys. Res., 81A, 2687.
- /26/ Sonnerup, B., U., Ö., Ledley, G., 1979 : Ogo 5 magnetopause structure and classical reconnection, J. Geophys. Res., 84A, 399.
- /27/ Vasyliunas, V., M., 1975 : Theoretical models of magnetic field line merging, Rev. Geophys. Space Phys., 13, 303.
- /28/ Vasyliunas, V., M., Sckopke, N., Rosenbauer, H., 1977 : Structure of the polar magnetosheath as observed by Heos - 2, EOS, Trans. Am. Geophys. Un., 58, 1206.
- /29/ Willis, D., M., 1969 : The influx of charged particles at the magnetic cusp on the boundary of the magnetosphere, Planet. Space Sci., 17, 339.
- /30/ Willis, D., M., 1975 : The microstructure of the magnetopause, Geophys. J. R. Astr. Soc., 41, 355.
- /31/ Winningham, J., D., 1972 : Characteristics of magnetosheath plasma observed at low altitudes in the dayside magnetospheric cusps, in: Earth's Magnetospheric Processes, D. Reidel Publ. Co., Dordrecht.
- /32/ Wolf, R., A., Harel, M., 1980 : Dynamics of the magnetospheric plasma, in: Dynamics of the Magnetosphere, D. Reidel Publ. Co., Dordrecht.

- /3/ Carlson, E. W., Parady, B., Temerin, M., Torbert, R., Kelley, M., 1976 : Impulsive plasma injections into polar cusp, předneseno na Second Magnetospheric Cleft Symposium, St. Jovite, Quebec, October 5-8.
- /4/ Crooker, N., U., 1977 : Explorer 33 entry layer observations, J. Geophys. Res., 82A, 515 .
- /5/ Dungey, J., W., 1961 : Interplanetary magnetic field and the auroral zones, Phys. Rev. Lett., 6, 47.
- /6/ Frank, L., A., 1971 : Observations of charged particle precipitation into the auroral zone, J. Geophys. Res., 76, 3612.
- /7/ Haerendel, G., Paschmann, G., Sckopke, N., Rosenbauer, H., Hedgecock, P. C., 1978 : The frontside boundary layer of the magnetosphere and the problem of reconnection, J. Geophys. Res., 83A, 3195.
- /8/ Hansen, A., M., Bahnsen, A., A., D'Angelo, N., 1976 : The cusp - magnetosheath interface, J. Geophys. Res., 81A, 556.
- /9/ Heelis, R., A., Hanson, W., B., Burch, J., L., 1976 : Ion convection velocity reversals in the dayside cleft, J. Geophys. Res., 81A, 3803.
- /10/ Heikkila, W., J., Winningham, J., D., 1971 : Penetration of magnetosheath plasma to low altitudes through the day side magnetospheric cusps, J. Geophys. Res., 76, 883.
- /11/ Heikkila, W., J., 1975 : Is there an electrostatic field tangential to the dayside magnetopause and neutral line?, Geophys. Res. Lett., 2, 154.
- /12/ Heikkila, W., J., 1975 : Magnetospheric plasma regions and boundaries, in: Physics of the Hot Plasma in the Magnetosphere, Plenum Press, New York.
- /13/ Hill, T., W., Reiff, P., H., 1977 : Evidence of magnetospheric cusp proton acceleration by magnetic merging at the dayside magnetopause, J. Geophys. Res., 82A, 3623.
- /14/ Křivský, L., 1967 : On the possibility of the conjunction of the Earth's magnetic field with a solar magnetic bottle, Bull. Astron. Inst. Czechosl., 18, 83.
- /15/ Levy, R., H., Petschek, H., E., Siscoe, G., L., 1964 : Aerodynamic aspects of the magnetosphere flow, AIAA J., 2, 2065.
- /16/ Maezawa, K., 1976 : Magnetospheric convection induced by the positive and negative Z components of the interplanetary magnetic field: quantitative analysis using polar cap magnetic records, J. Geophys. Res., 81A, 2289.
- /17/ McDiarmid, I., B., Burrows, J., R., Budzinski, E., E., 1976 : Particle properties in the day side cleft, J. Geophys. Res., 81A, 221.
- /18/ Nishida, A., 1971 : Interplanetary Origin of electric fields in the magnetosphere, Cosmic Electrodynamics, 2, No 3, 350.

okolí neutrálních bodů snižena - prakticky nulová, usuzuje se, že plazma přechodové oblasti proniká v těchto místech do magnetosféry. Schematicky si můžeme polární výběžek představit jako nálevku přibližně symetrickou okolo osy procházející jejím ústím, které je obráceno směrem k Zemi. Předpokládejme, že rozdělení částic podle rychlostí je opět maxwellovské a elektrostatické pole, kolmé k hraniční vrstvě a vytvořené polarizací slunečního větru, je skratováno přes ionosféru /Parker, 1967, ab/ nebo je vyrovnáno okolními částicemi /Willis, 1975/. Potom tok částic polárním výběžkem do magnetosféry je dán vztahem /Willis, 1969/

$$F = \frac{3}{8} \frac{R c}{e} \left(\frac{\pi}{2} n_{\infty} m_{\infty} \right)^{1/2} v_{\infty} \cos \psi ,$$

kde n_{∞} je hustota neporušeného slunečního větru, m_{∞} je střední hodnota dvojice elektron-iont, v_{∞} je rychlost částic neporušeného slunečního větru, ψ je úhel sevřený vektorem rychlosti neporušeného slunečního větru s vnější normálou k pomyslené ploše v místě styku nálevky s přechodovou oblastí, R je maximální poloměr nálevky, c je rychlost světla, e je absolutní hodnota náboje částice. Pro protony vezměme parametry /Willis, 1969/ $R = 3,44 R_Z$ - R_Z je poloměr Země, $v_{\infty} = 500$ km/s, $n_{\infty} = 5$ protonů/cm³, $\psi = 127^{\circ}$, potom rychlost toku protonů do magnetosféry je $5 \cdot 10^{24}$ protonů/s. Jestliže průměrná energie protonu je 1 keV, činí výkon přenášený z polárního výběžku do magnetosféry 10^9 W /Willis, 1969/.

ZÁVĚR

Odhadnuté toky energie pro oba modely magnetosféry jsou malé ve srovnání s požadovanou rychlostí disipace energie např. pro vyvolání polární magnetické subbouře, která činí 10^{11} W. Za poměrně klidných geomagnetických podmínek však mohou toky částic a jimi přenášená energie denní stranou magnetosféry generovat polární magnetické poruchy /při průniku plazmy do polární ionosféry dojde ke generaci elektromagnetických záření s vlnovou délkou 6300 Å/ /Akasofu a Chapman, 1972/.

PODĚKOVÁNÍ

Děkuji RNDr. Ladislavu Křivskému, CSc. za řadu připomínek, kterými přispěl ke zlepšení této práce a za trpezlivost při četných inspirujících diskusích o procesech přenosu energie čelní částí magnetosféry do jejího nitra.

LITERATURA

- /1/ Akasofu, S.-I., Chapman, S., 1972 : Solar - Terrestrial Physics, Clarendon Press, Oxford.
- /2/ Alfvén, H., 1939 : Theory of magnetic storms I, Kgl. Sv. Vet. Akad. Handl., Ser. 3, 18, No 9.

/Carlson a i., 1976/. Umístění zdrojů bylo určeno od vzdálenosti 10 - 12 poloměrů Země, nejpravděpodobněji na denní straně magnetopauzy. Existují náznaky, které pramení hlavně z pozorování zachycených energetických částic, viz. např. /McDiarmid a i., 1976/, že na straně obrácené ke Slunci jsou siločáry vnitřního výběžku uzavřené a vybíhají do vstupní vrstvy, zatímco siločáry směřující do ohonu jsou otevřené a určují plazmový plášť. Rovněž byla stanovena úloha ionosféry jako plazmového zdroje pro rozštěp, např. s pomocí iontů O^+ podle jejich toku z rozštěpu do plazmového pláště /Wolf a Harel, 1980/. Aby bylo možné vysvětlit vysoké rychlosti těchto iontů, musíme postulovat jejich urychlování podél magnetického pole, způsobené pravděpodobně paralelními elektrickými poli v oblastech anomálního měrného odporu.

Plazmový plášť je tvořen plazmou proudící podél magnetických siločar směrem od Zeme do ohonu magnetosféry, přičemž její parametry jsou podobné parametrům plazmy přechodové oblasti /Rosenbauer a i., 1975/. Tloušťka pláště pozitivně koreluje s jižní komponentou MMP /Sckopke a i., 1976b/. Rychlost toku v plášti je menší než rychlost toku v přechodové vrstvě, přičemž kladně koreluje s poslední zmíněnou. Hustota částic, teplota a hromadná rychlost klesají postupně s hloubkou ve směru od magnetopauzy k vnitřní hranici pláště.

ENERGIE PŘENÁŠENÁ Z VNITŘNÍHO POLÁRNÍHO VÝBĚŽKU DO POLÁRNÍHO MAGNETOSFÉRIKÉHO ROZŠTĚPU - MODEL OTEVŘENÉ MAGNETOSFÉRY

Tok energie přenášený částicemi plazmy vnitřního polárního výběžku do polárního magnetosférického rozštěpu určíme ze vztahu:

$$S = 2,25\sqrt{\pi} R_Z^2 \frac{n}{2} M \sqrt{\frac{2}{m_0}} (E)^{3/2} ,$$

kde R_Z je poloměr Země, n je hustota částic ve vnitřním polárním výběžku, $M = B_1/B_2 - B_1$ je magnetická indukce v místě styku vnitřního polárního výběžku se vstupní vrstvou a B_2 je magnetická indukce v místě přechodu polárního výběžku v polární magnetosférický rozštěp, m_0 je klidová hmota částice, E je energie částice. Uvedený vztah byl odvozen za předpokladu maxwellovského rozdělení částic podle rychlostí a zanedbání binárních a vícenásobných srážek v důsledku relativně nízké hustoty částic. Pro protony s energií $E = 1,6 \cdot 10^{-16} \text{ J}$ /1 keV/ /winningham, 1972/, hustotu $n = 5 \cdot 10^5$ protonu/ m^3 /Rosenbauer a i., 1975/ a pro hodnotu $M = 10^{-4}$ /winningham, 1972/ zjistíme, že v období normální geomagnetické aktivity je výkon přenášený z denního vnitřního polárního výběžku do denního polárního magnetosférického rozštěpu roven 10^6 W . V období zvýšené geomagnetické aktivity může tato hodnota krátkodobě vzrůst až na 10^9 W .

PŘENOS ENERGIE Z DENNÍHO POLÁRNÍHO VÝBĚŽKU PLAZMY PŘECHODOVÉ OBLASTI DO MAGNETOSFÉRY - MODEL UZAVŘENÉ MAGNETOSFÉRY

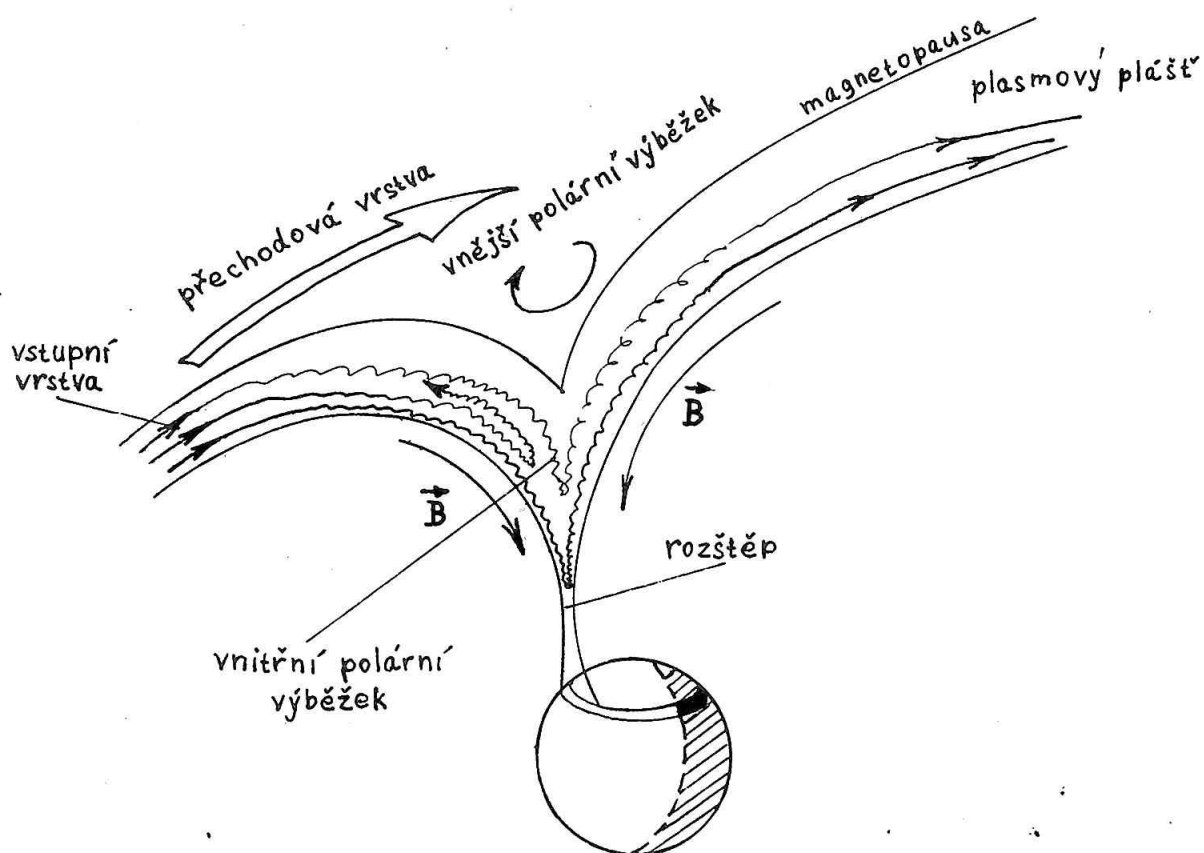
V modelu uzavřené magnetosféry je magnetopauza vnější obalová plocha uzavřených magnetických siločar. Všechny magnetické siločáry, náležející této ploše, vycházejí z jižního neutrálního bodu v denní oblasti a znovu vstupují do magnetosféry severním neutrálním bodem. Protože intenzita magnetického pole je v

1977/. Hraniční vrstva má nepravidelnější chování a její tloušťka je záporně korelována s jižní komponentou MMP. Rychlosti toků v této vrstvě jsou trvale nižší než rychlosti toků v přilehlé přechodové vrstvě.

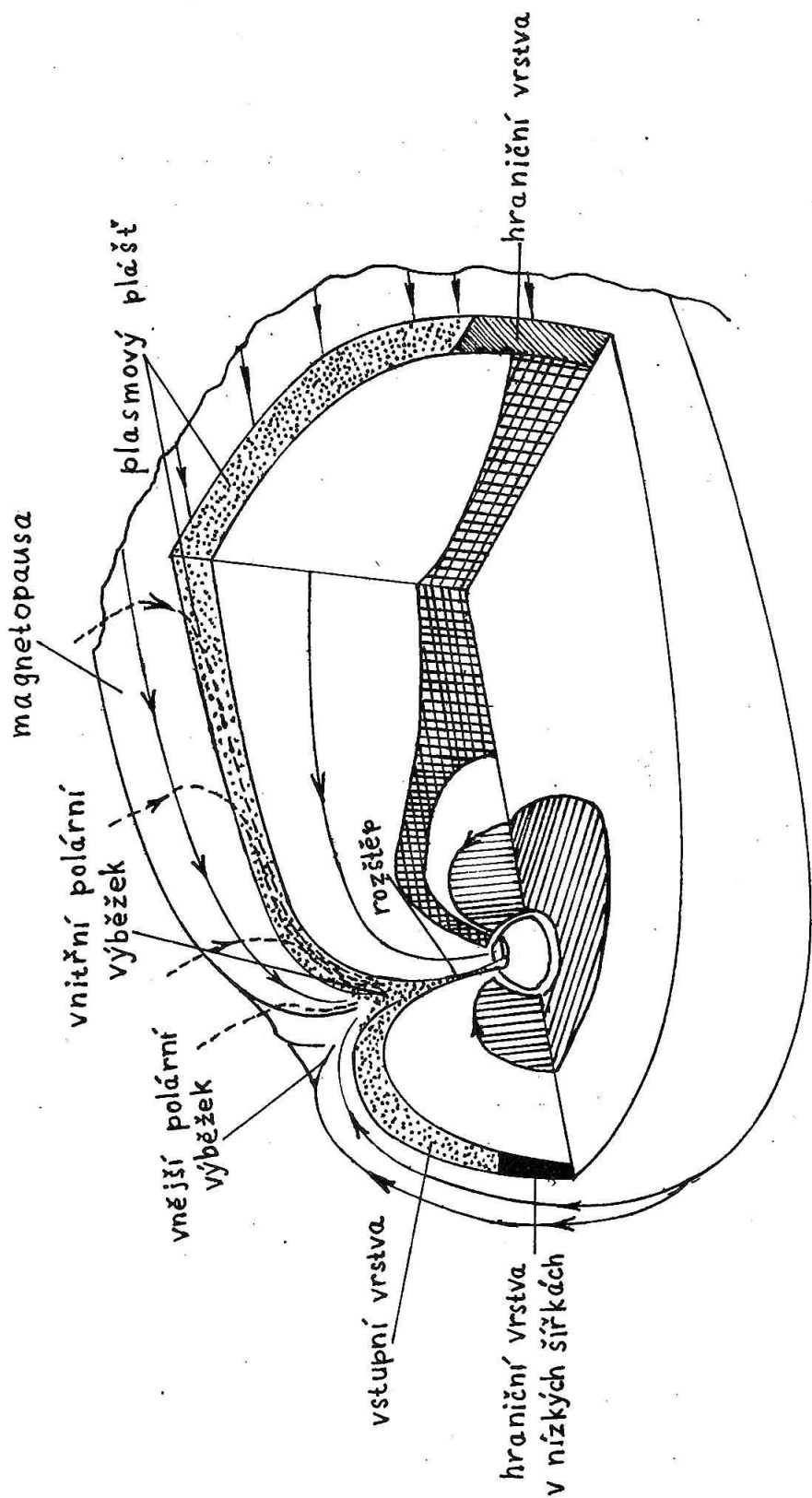
Polární výběžek plazmy přechodové oblasti je tvořen tzv. vnějším polárním výběžkem /exterior polar cusp/ /Vasilyunas, 1977/, nacházejícím se zhruba mezi vnější hranicí vstupní vrstvy a plazmového pláště a obsahujícím proudící plazmu teplejší a poněkud řidší než je plazma v přilehlé přechodové vrstvě a vnitřním polárním výběžkem. Vnitřní polární výběžek je oblast elipsovitého příčného průřezu a delší poloosou kolmou na meridiánový řez poledne-půlnoc a obsahující intenzivní toky nízkoenergetických nabitých částic, sestávající /Opr. 2/:

- 1/ Z plazmy vstupní vrstvy jejíž částice gyrují k zemské ionosféře.
- 2/ Ze zpětného proudění některých z těchto částic po jejich magnetickém zrcadlení nebo zpětném rozptylu.
- 3/ Z proudění částic ionosférického původu směrem z ionosféry.

Vlastní polární výběžek se postupně zužuje a přechází v polární rozštěp /zhruba ve vzdálenosti tří zemských poloměrů/. V oblasti kde polární rozštěp proniká do ionosféry je rozšířen v lokálním čase. Toto rozšíření může být zapříčiněno driftem plazmy směrem od poledního meridiánu, vyvolaného elektrickým polem v této oblasti /Heelis a i., 1976/. Jinou neméně důležitou charakteristikou rozštěpu je impulzivní injektáž plazmy a dobře patrnou rychlostní disperzí



Obr. 2.



Obr. 1.

přímý, někdy založený na analýze jednotlivých událostí. Interkonexe se může projevovat snadným nikoliv však volným pronikáním energetických částic do polárních čepiček; za nepřímý důkaz interkonexe je např. také považováno pozorování korelace mezi směrem MMP a geomagnetickými variacemi v polárních čepičkách i jejich velikostmi /pro úplnost poznamenejme, že rovněž při experimentálním ověřování klasické teorie rekonexe nastala v minulosti obdobná situace, viz. např. /Křivský, 1967/; výjimkou potvrzující pravidlo je práce B. U. Ö. Sonnerupa a B. G. Ledleye z června 1978 /Sonnerup a Ledley, 1979/, která v rámci klasického modelu rekonexe Levyho, Petscheka a Siscoea /Levy, Petschek a Siscoe, 1964/ na základě analýzy dat z jednoho průletu satelitu OGO 5 napříč magnetopauzou ukazuje, že pozorování magnetického pole in situ jsou obecně v souladu s tímto MHD modelem/.

ZÁKLADNÍ VLASTNOSTI HLAVNÍCH STRUKTURÁLNÍCH ČÁSTÍ DENNÍ OBLASTI MAGNETOSFÉRY

Jak jsme již naznačili v předcházejících odstavcích, odhalil experimentální výzkum, v souvislosti s polárním výběžkem v posledních pěti letech složitější strukturu denní strany magnetosféry. Byla objevena hraniční vrstva v nízkých šířkách, vstupní vrstva a plazmový plášť /odpovídající angl. názvy jsou low latitude boundary layer, entry layer, plasma mantle/ /Obr. 1/.

Vstupní vrstva je vytvářena pronikáním plazmy přechodové oblasti denní stranou magnetopauzy a zčásti je důsledkem adiabatického zrcadlení této plazmy v polárním magnetosférickém rozštěpu v nízkých výškách nad Zemí /Paschmann a i., 1976/. Na základě existence úplně zachycených energetických částic v této vrstvě se soudí, že siločáry jí procházející jsou uzavřené. Ve vstupní vrstvě proudí plazma podél siločar a má přibližně stejnou hustotu a teplotu jako plazma přechodové oblasti, avšak hromadná rychlost jejího toku je snížena. Jak touščka tak objemový plášť plazmy postupně narůstá od subsolárního bodu /subsolar point/ směrem k výběžku. Jestliže je vrstva plně vyvinuta, pak její touščka ani objemový obsah plazmy nezávisí na MMP /Sckopke a i., 1976a/. Všechna tato fakta svědčí v neprospěch možnosti, že vstupní vrstva je důsledek procesu rekonexe magnetických polí, který by měl probíhat na čelní straně magnetopauzy. Proudění ve vstupní vrstvě je nepravidelné, často turbulentní a může být směřováno jak od Slunce tak směrem k němu. Výskyt částic pohybujících se směrem ke Slunci byl vysvětlen magnetickým zrcadlením částic vstupní vrstvy při jejich gyraci podél siločar do rozštěpu. Diskontinuita pole, která odděluje vstupní vrstvu od přechodové, je sídlem mechanismů, které do značné míry mění rozdělovací funkci plazmy přechodové oblasti v rychlostním prostoru tak, že má snadný ale nikoliv volný přístup do vstupní vrstvy. Hustotní profil vrstvy, který charakterizuje spíše dobře vyvinutou vnitřní hranici, nás vede k návrhu modelu vstupního mechanismu, založeného na koherentním vtoku plazmy, avšak difuzní přenos vlastní magnetopauzou v počátečním stádiu pronikání plazmy nemůže vyloučit. Pravděpodobně jsou zde v činnosti oba druhy mechanismů /Reiff a i., 1977; Hill a Reiff, 1977/. Vstupní vrstva byla rozdělena dále na tzv. vlastní vstupní vrstvu, která se rozprostírá nad 50° magnetosférické šířky a na hraniční vrstvu v nízkých šířkách /Haerendel a i., 1978; Crooker,

\vec{E}_i a James W. Dungey /Dungey, 1961/ vytvořil model magnetosféry ve kterém jsou siločáry magnetosférického pole bezprostředně propojeny se siločarami meziplanetárního magnetického pole /MMP/. Podlé těchto siločar může být elektrické pole transformováno do magnetosféry, přičemž za určující proces takové transformace je považována rekonexe magnetického pole a meziplanetárního magnetického pole slunečního větru /Nishida, 1971/. Geomagnetické místo bodů v nichž dochází k přepojování siločar tvoří křivku rekonexe, která musí splňovat dva základní požadavky:

- 1/ Křivka rekonexe musí procházet stagnačním bodem /reálně řečeno stagnační oblastí/ toku plazmy slunečního větru při jeho interakci s magnetopauzou, aby její existence na denní straně magnetopauzy byla stabilní.
- 2/ Druhá podmínka charakterizuje směr křivky rekonexe a určuje, že tato je rovnoběžná se směrem povrchového proudu magnetopauzy, spojeného s diskontinuitou magnetického pole.

Křivka rekonexe, procházející čelní částí denní strany magnetosféry, existuje vždy, když meziplanetární magnetické pole má jižně směřovanou složku. Jisteže meziplanetární magnetické pole má severní složku, která je co do intenzity větší než KB_{it}^2/B_g / $B_{it} = \sqrt{B_y^2 + B_z^2}$ / je tečná složka MMP v čelní části magnetosféry a B_g je hodnota geomagnetického pole v téže části magnetosféry; součinitel K charakterizuje zesílení MMP na stacionární rázové vlně /bow shock/, křivka rekonexe procházející čelní částí magnetosféry přestane existovat, a však tvoří se dvě nové křivky rekonexe na severní a jižní části povrchu ohonu magnetosféry v místě styku polárního výběžku plazmy přechodové oblasti s plazmovým pláštěm /Maezawa, 1976/.

Při interakci jižně směřovaného MMP a geomagnetického pole prostřednictvím rekonexe a celkový elektrický proud na denní straně magnetopauzy $9 \cdot 10^6$ A při potenciálovém rozdílu mezi ranní a večerní stranou magnetosféry rovném 60kV, bude disipační výkon činit $5 \cdot 10^{11}$ W /Heikkila, 1975/. Tato energie absorbovaná plazmou, by měla způsobit její zahřátí. Kromě toho se různé teorie rekonexe shodují v tom, že z oblasti rekonexe má dojít ke zvýšenému odtoku plazmy /Vasyliunas, 1975/. Na rozdíl od uvedených teoretických předpovědí data ze satelitu HEOS-2 odhalila v této části magnetosféry oblast plazmy se sníženou hustotou energie a redukovanou rychlostí toku plazmy /Hansen a i., 1976/. Mimo to by při procesu rekonexe měla plazma odtékat napříč otevřených siločar směrem do vyšších geomagnetických šířek a v oblasti od polárního výběžku k rovníku by musel existovat pás otevřených siločar. Pozorované rozložení energických elektronů podle roztečných úhlů /pitch angle/ však ukazuje na zachycené částice a tedy i uzavřené siločáry ve vstupní vrstvě a polárním výběžku /McDiarmid, 1976/. Uvedené skutečnosti si v budoucnu vyžádají důkladnou revizi našich představ o interakci MMP s polem geomagnetickým. V souladu s některými zahraničními pracemi, viz např. /Heikkila, 1975/, budeme pro tuto interakci používat název interkonexe, který bude označovat pouze topologii otevřené magnetosféry a nebude v sobě zahrnovat žádné vyjádření o elektrickém poli či konvekci zamrzlých siločar magnetického pole. Experimentální důkaz interkonexe magnetosférických siločar a siločar meziplanetárního magnetického pole je dosud ne-

Přenos energie a hmoty do magnetosféry
denním polárním výběžkem plazmy
přechodové oblasti

T. ZEITHAMER, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

V této práci jsou zhrnuty základní vlastnosti plazmy hlavních strukturálních částí denní oblasti magnetosféry, získané z družicových měření. Je stručně diskutován problém interakce meziplanetárního magnetického pole s geomagnetickým polem v čelní části magnetosféry. Na základě kinetické teorie plazmy je pro model otevřené magnetosféry vypočteno množství energie, přenášené z vnitřního polárního výběžku do polárního magnetosférického rozštěpu.

ÚVOD

Interakce slunečního větru s magnetosférou určuje mikroskopickou strukturu hranice magnetosféry a ovlivňuje pohyb i disipaci energie plazmy přechodové oblasti /magnetosheath/ v průběhu jejího pronikání do vlastní magnetosféry. Na základě experimentálních údajů o složení, hustotě, teplotě, velikosti a směru hromadné rychlosti toku plazmy jakož i velikosti a orientaci magnetického pole byla v rozmezí geomagnetických šířek 75° - 85° zjištěna v souladu s teorií oblast, kterou nazýváme denní polární výběžek plazmy přechodové oblasti /polar cusp/ /Heikkila a Winningham, 1971; Frank a Ackerson, 1971/. Denní polární výběžek, mající tvar zakřivené nálevky, se s klesající vzdáleností od povrchu Země podél magnetických siločar zužuje a přechází postupně ve válcovou délkově ohraničenou vrstvu, rozloženou přibližně symetricky okolo lokálního magnetického poledne, kterou nazýváme polární magnetosférický rozštěp /polar cleft/. Přes mnohá měření prováděná in situ, je stále ještě otevřena otázka určení topologie magnetického pole v polárním magnetosférickém rozštěpu a procesů jejichž prostřednictvím proniká plazma v těchto oblastech obsažená přímo do vlastní magnetosféry. Odpověď na tuto otázku je úzce spjata s řešením obecnějšího problému, totiž za jakých podmínek je možné na reálnou magnetosféru aplikovat model buď otevřené nebo uzavřené magnetosféry a nebo modely vzniklé syntézou dvou předchozích extrémních případů. Tento centrální problém magnetosférické fyziky není doposud uspokojivě vyřešen.

Hannes Alfvén /Alfvén, 1939/ jako první vyslovil hypotézu, že nezanedbáme-li meziplanetární magnetické pole, uskutečňuje se přenos energie slunečního větru do magnetosféry pronikáním meziplanetárního konvekčního elektrického pole

TABUĽKA 2

B_z	r. 1965 - 1974	
	N	N', %
-	2591	55,64
+	712	15,29
0	30	0,64
/	1324	28,43
Σ	4657	100

TABUĽKA 3

$N' (t)$	$\Delta N'$	N'_0	$\varphi_{N'}$	$\delta\varphi$	R	SO
N'_-	6,55	52,27	128°	-23°	0,26	15,71
\overline{N}'_-	8,99	50,55	128°	-28°	0,66	7,20
$N'_{-,w}$	13,47	50,69	123°	-29°	0,67	10,79
$N'_{-,e}$	7,94	53,81	65°	-93°	0,64	7,65
$N'_{-,s}$	11,06	50,03	183°	25°	0,69	7,66
N'_+	3,13	13,79	52°	-99°	0,30	7,47
\overline{N}'_+	3,11	13,18	75°	-81°	0,56	3,71
$N'_{+,w}$	3,87	13,66	102°	-50°	0,55	4,58
$N'_{+,e}$	4,32	14,35	71°	-87°	0,75	3,11
$N'_{+,s}$	5,48	13,21	344°	186°	0,50	5,65

LITERATÚRA

- /1/ Arnoldy, R. L.: Signature in the interplanetary medium for substorms, 76, 5189, 1971
- /2/ Meng, C. I., Tsurutani, B., Kawasaki, K., Akasofu, S. I.: Cross-correlation analysis of the AE-index and the interplanetary magnetic field B_z component, J. Geophys. Res., 78, 617, 1973
- /3/ Akasofu, S. I.: Energy coupling between the solar wind and the magnetosphere, Space Sci. Rev., 28, 121, 1981
- /4/ Perreault, P., Akasofu, S. I.: A study of geomagnetic storms, Geophys. J. Roy. Astron. Soc., 54, 547, 1978
- /5/ Quarterly Bulletin on Solar Activity, Published by the Eidgen. Sternwarte in Zürich
- /6/ King, J. H.: IMF Data Book, NASA - NSSDC, 1975
- /7/ IAGA Bulletin, No. 12 t2, 1965 - No. 32e, 1974
- /8/ Imeljanov, I. P.: Formy kolebanij v bioritmologii, Izd. Nauka, 1976
- /9/ Ezekiel, M., Fox, K. A.: Methods of Correlation and Regression Analysis, New York, 1959
- /10/ Bielekova, M.: Magnitnoje pole plazmy i geomagnitnaja aktivnost' v 20-om solnečnom cikle, Geomagnetizm i aeronomija, v tlači.

TABUĽKA 1 - pokračovanie

Rok	mesiac	N ₊	N ₋	N _o	N ₁	N ₊ ²	N ₋ ²
1971	jan	3	6	-	21	10,00	20,00
	feb	3	9	-	12	12,50	37,50
	mar	1	11	-	17	3,45	37,93
	apr	1	16	-	5	4,55	72,73
	máj	-	13	-	9	0	59,09
	jún	-	7	-	-	0	100,00
1971	júl	2	11	-	2	13,33	73,33
	aug	1	14	-	3	5,56	77,78
	sep	5	13	-	5	21,74	56,52
	okt	1	6	-	17	4,17	25,00
	nov	2	13	-	7	9,09	59,09
	dec	3	5	-	6	21,43	35,71
1972	jan	2	12	-	7	9,52	57,14
	feb	5	12	1	-	27,78	66,67
	mar	3	18	-	5	11,54	69,23
	apr	4	10	-	6	20,00	50,00
	máj	1	11	-	5	5,88	64,71
	jún	1	6	-	4	9,09	54,55
	júl	1	4	-	6	9,09	36,36
	sep	3	10	-	11	12,50	41,67
	okt	1	16	-	6	4,35	69,57
	nov	3	10	-	8	14,29	47,62
	dec	2	11	-	5	11,11	61,11
	1973	jan	4	14	1	5	16,67
feb		2	5	-	11	11,11	27,78
mar		2	6	1	13	9,09	27,27
apr		-	5	-	2	0	71,43
máj		2	3	-	8	15,38	23,08
jún		3	5	-	2	30,00	50,00
júl		3	7	-	1	27,27	63,64
aug		4	9	-	3	25,00	56,25
sep		4	13	-	3	20,00	65,00
okt		3	14	-	8	12,00	56,00
nov		2	15	1	3	9,52	71,43
dec		3	11	-	3	17,65	64,71
1974		jan	2	4	-	23	6,90
	feb	1	7	-	15	4,35	30,43
	mar	4	10	-	14	14,29	35,71
	apr	1	6	-	8	6,67	40,00
	máj	-	5	-	11	0	31,25

TABUĽKA 1 - pokračovanie

Rok	mesiac	N ₊	N ₋	N ₀	N ₁	N ₂	N ₃
	jún	2	15	-	35	3,85	28,85
	júl	11	25	-	25	18,03	40,98
	aug	14	52	1	14	17,28	64,20
	sep	16	57	-	9	19,51	69,51
	okt	17	60	2	5	20,24	71,43
	nov	16	50	1	2	23,19	72,46
	dec	12	49	1	11	16,44	67,12
1968	jan	8	60	-	7	10,67	80,00
	feb	18	59	2	11	20,00	65,56
	mar	18	63	1	7	20,22	70,79
	apr	23	43	2	7	30,67	57,33
	máj	18	43	-	19	22,50	53,75
	jún	6	43	1	14	9,38	67,19
	júl	11	45	-	12	16,18	66,18
1968	aug	12	56	-	10	15,38	71,79
	sep	30	58	-	11	30,30	58,59
	okt	12	46	-	16	16,23	62,16
	nov	10	35	-	12	17,54	61,40
	dec	22	57	-	7	25,58	66,28
1969	jan	19	56	1	6	23,17	68,29
	feb	18	33	1	8	30,00	55,00
	mar	11	57	-	9	14,29	74,03
	apr	10	32	-	36	12,82	41,03
	máj	5	35	-	41	6,17	43,21
	jún	6	31	1	27	9,23	47,69
	júl	7	36	2	17	11,29	58,06
	aug	12	30	-	15	21,05	52,63
	sep	14	39	-	30	16,87	46,99
	okt	7	39	-	28	9,46	52,70
	nov	5	37	1	25	7,35	54,41
	dec	19	46	1	22	21,59	52,27
1970	jan	2	18	-	3	8,70	78,26
	feb	-	11	1	7	0	57,89
	mar	2	10	-	12	8,33	41,67
	apr	2	4	-	12	11,11	22,22
	máj	-	9	-	5	0	64,29
	jún	2	8	-	6	12,50	50,00
	júl	-	12	-	4	0	75,00
	aug	-	8	1	12	0	38,10
	sep	3	14	-	9	11,54	53,85
	okt	3	9	-	14	11,54	34,62
	nov	1	9	-	16	3,85	34,62

1/04 $B_z < 104 N_-$, 1,04 $B_z < 104 N_+$ pre všetky sezóny ako i pre ročné a mesačné údaje,

2/04 $N_- < 04 N$ okrem equinoxia,

3/04 $N_+ \sim 04 N$ okrem letného solstícia.

Vidieť, že vplyvu slnečnej aktivity najviac podlieha B_z zložka, menej parametre N_- , N_+ a najmenej parameter N .

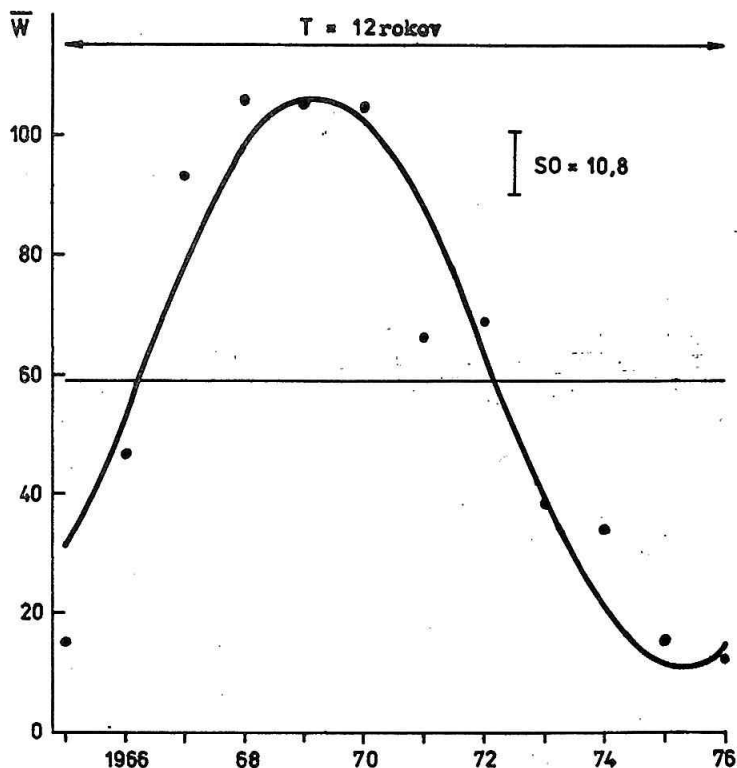
ZÁVER

Analýzou geomagnetických zálivov vo vzťahu k B_z zložke MMP v 20. slnečnom cykle bolo zistené nasledujúce: Dobrým priblížením charakteristík výskytu týchto porúch pri $B_z < 0$ a $B_z > 0$ je kosínusová závislosť; korelácia je výrazná $/0,50 \leq R \leq 0,75/$ pre ročné a sezónne údaje uvažovaných charakteristík. Fázové posuvy 04 charakteristiky N_- voči slnečnej aktivite sú menšie ako charakteristiky N_+ . Pozoruje sa určitý ročný chod 04 pre N_- . Pre N_+ tento je značne variabilný. N_{-max} , N_{+max} sa objavujú /okrem letného solstícia/ pri náhlom vzraсте slnečných škvŕn vo vzostupnej fáze cyklu.

Výsledky získané touto analýzou predstavujú ďalšie štatistické vyhodnotenie vzájomných súvislostí slnečnej aktivity, severojužnej zložky MMP a geomagnetických zálivov v 20. slnečnom cykle.

TABUĽKA 1

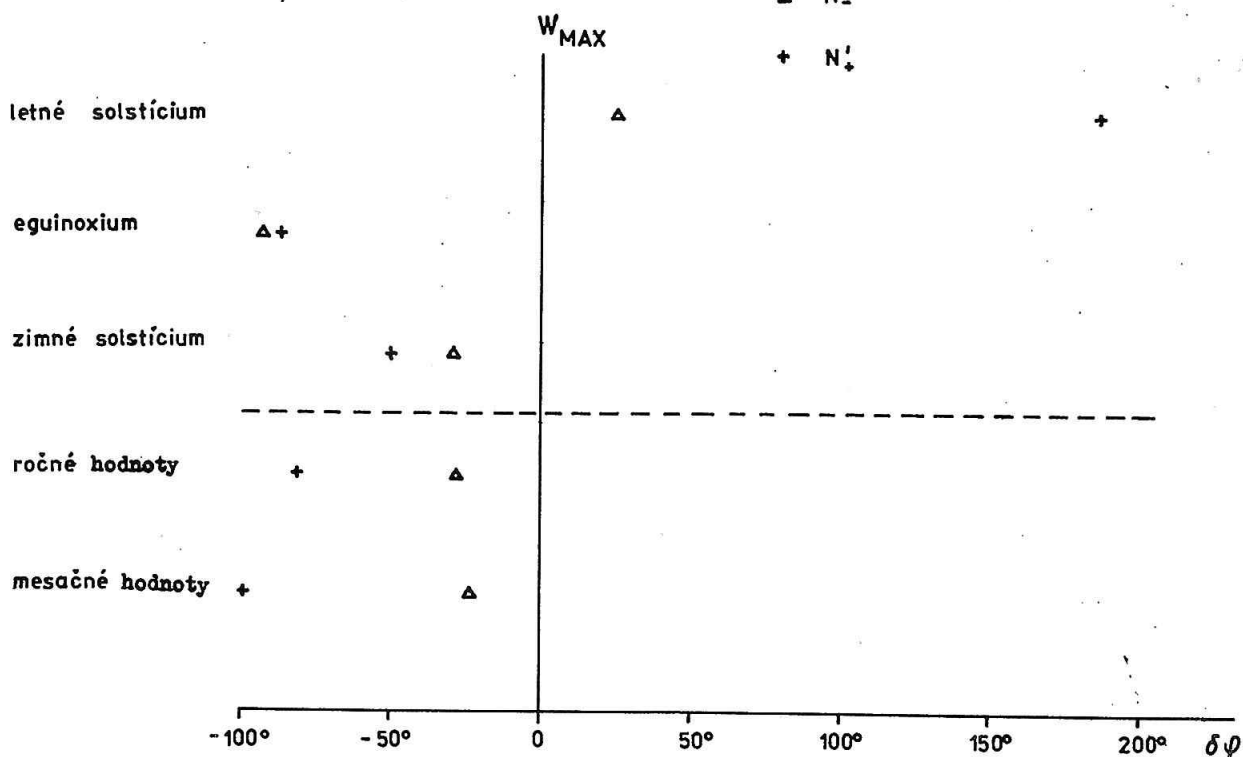
Rok	mesiac	N_+	N_-	N_0	N	N_+	N_-
1965	jún	2	16	-	44	3,23	25,81
	júl	15	25	1	29	21,43	35,71
	aug	18	43	-	34	18,95	45,26
	sep	19	69	-	15	18,45	66,99
	okt	11	47	-	16	14,86	63,51
	nov	13	20	-	30	20,63	31,75
	dec	5	35	-	20	8,33	58,33
1966	jan	3	25	-	35	4,76	39,68
	júl	6	33	-	22	9,84	54,10
	aug	6	41	-	38	7,06	48,24
	sep	15	44	-	27	17,44	51,16
	okt	9	41	1	14	13,85	63,08
	nov	14	47	1	9	19,72	66,20
	dec	11	49	-	4	17,19	76,56
1967	jan	9	36	1	15	14,75	59,02
	feb	14	32	-	2	29,17	66,67
	mar	11	60	2	14	12,64	68,97
	apr	10	22	-	22	18,52	40,74
	máj	9	24	-	36	13,04	34,78



Obr. 3.

V parametri N'_+ sú fázové posuvy väčšie ako v N'_- a sú i značne variabilné v priebehu roka /obr. 4/. Stupeň korelácie sa mení tiež v priebehu roka. N'_{+max} sa objavuje /okrem letného solstícia/ v priebehu pred W_{max} od 1,7 po 3,3 roka. Z uvedeného vyplýva, že vplyv slnečnej aktivity sa prejavuje bezprostrednejšie na výskyt geomagnetických zálivov pri $B_z < 0$ ako pri $B_z > 0$.

V parametroch N'_- , N'_+ je zakotvený faktor geomagnetický /výskyt zálivov N/ a súčasne i faktor medziplanetárny B_z . Časové závislosti parametrov N'_- , N'_+ sa preto porovnávajú aj s časovou závislosťou N a B_z , ktoré boli vyšetované v /10/. Z porovnania výsledkov znázornených na obr.4 a na obr.13 v /10/ sa ukázalo, že:



Obr. 4.

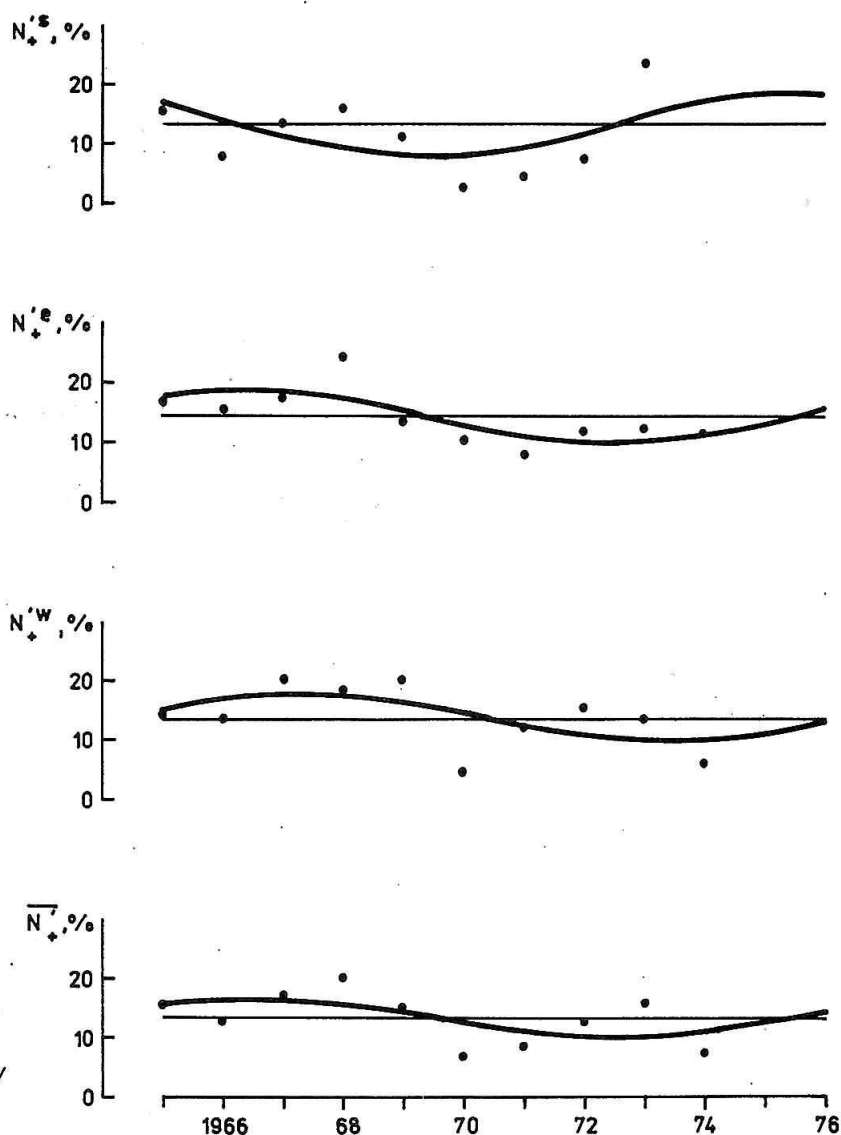
noty, ktoré slúžili len pre určenie fázového posuvu geomagnetických parametrov N , AE , a_p , A_p vzhľadom na slnečnú aktivitu. Na základe výsledkov /10/ je v tab. 3 vypočítaný fázový posuv N'_- , N'_+ voči slnečnej aktivite. Z tab. 3 vidieť, že pri ročných a sezónnych hodnotách vychádza výrazná korelácia $0,50 \leq R \leq 0,75$, pričom pri mesačných údajoch je $R \sim 0,30$. Odchýlky v amplitúdach a fázach medzi mesačnými a ročnými údajmi sú v prípustných medziach daných spriemernením.

ANALÝZA VÝSLEDKOV

V /10/ bolo ukázané, že použitím lineárnej dvojpremennej regresnej analýzy možno porovnávať časové závislosti parametrov slnečnej aktivity so zmenami magnetického poľa v medziplanetárnom priestore a na povrchu Zeme. Z tohto porovnania vyplýva rozdiel vo fázových posunutí medziplanetárnych a pozemských parametrov voči slnečnej aktivite. V tejto práci je uvedená metóda aplikovaná na vyšetrovanie parametrov N'_- , N'_+ .

Fázové posuvy parametrov N'_- , N'_+ voči slnečnej aktivite, vypočítané na základe mesačných, ročných a sezónnych hodnôt, sú znázornené na obr. 4.

V parametri N'_- je fázový posuv malý s určitým ročným chodom; N'_- narastá od zimného solstícia k equinoxiu a potom klesá k letnému solsticiu /obr.4/. Stupeň korelácie pre tento parameter je v priebehu roka takmer stabilný. N'_- má maximum /okrem letného solstícia/ v predstihu pred maximum W od 0,8 po 3,1 roka.

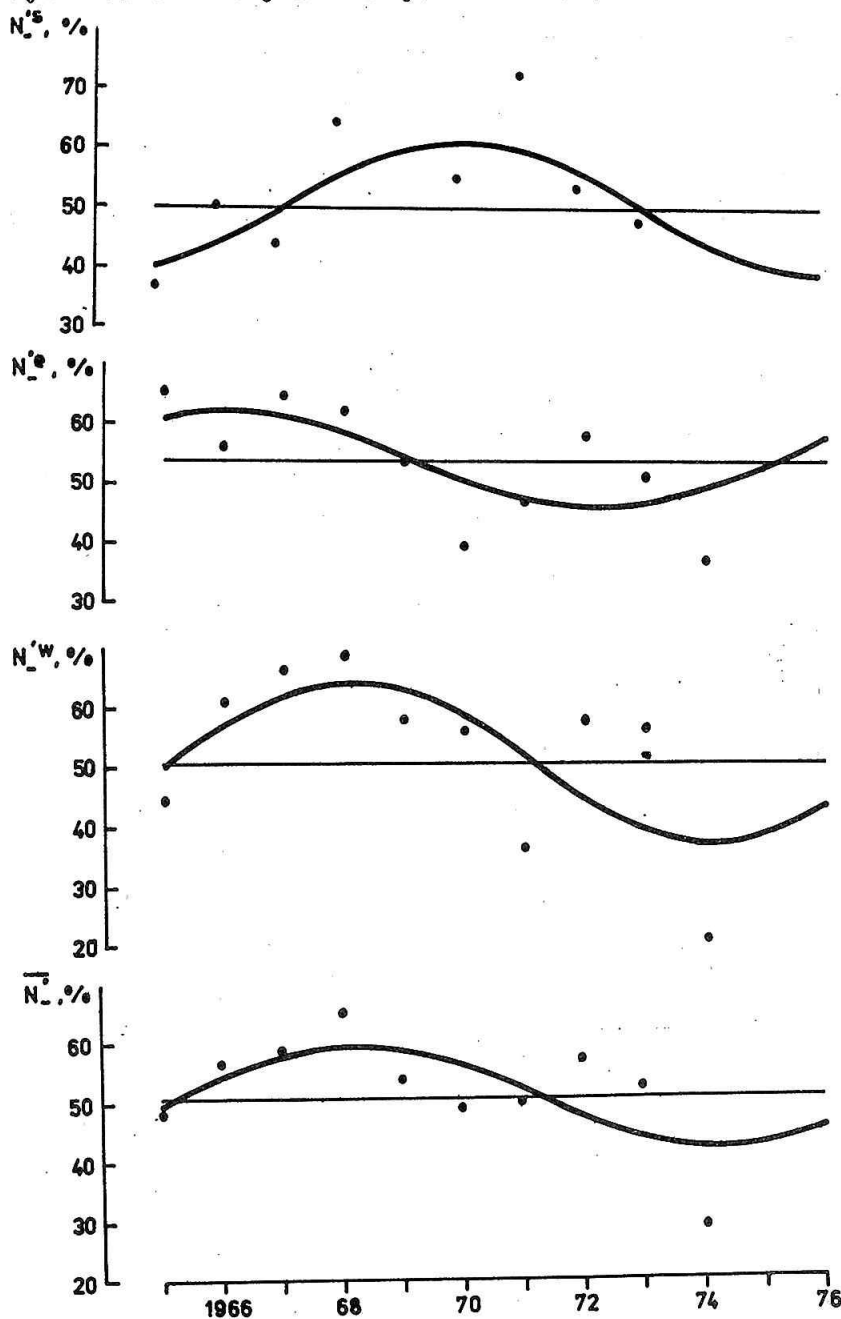


Obr. 2

CYKLICKÉ ZMENY PARAMETROV N_-^s , N_+^s

Výskyt geomagnetických zálivov vo vzťahu k severojužnej zložke MMP za jednotlivé mesiace vyšetřovaného obdobia v 20. slnečnom cykle a za celé toto obdobie charakterizujú údaje uvedené v tab. 1 a 2. Z tabuliek vidieť, že výskyt zálivov prevláda pri $B_z < 0$. Ako je uvedené v tab. 2, vo vyšetřovanom období v 15,3% z celkového počtu prípadov sa vyskytujú zálivy i pri severnej zložke MMP.

Aby sa potvrdili vzájomné súvislosti slnečnej aktivity, severojužnej zložky MMP a zálivovitých porúch aj pri takej skutočnosti, že v ročnom chode výskytu týchto porúch sa prejavujú sezónne vplyvy, bol vyhodnotený percentuálny výskyt zálivov i v jednotlivých sezónach.



Na obr. 1 a 2 sú znázornené bodmi ročné a sezónne charakteristiky výskytu geomagnetických zálivov N_-^s a N_+^s ; je vyznačená tiež ich kosínusová závislosť a stredná hodnota tejto závislosti.

Veličiny charakterizujúce \cos - závislosť /5/ - amplitúda, stredná hodnota, fáza, úhrnný koeficient korelácie R , štandardná odchýlka SO - sú uvedené v tab. 3 pre mesačné, ročné a sezónne hodnoty a rozdiel fáz $\delta\varphi = \varphi_N - \varphi_W$, vypočítaný pre závislosti /5/ vo vzťahu k časovej závislosti Wolfových čísel W /6/ v 20. slnečnom cykle.

Na obr. 3 sú znázornené priemerné ročné hodnoty W , ich \cos - závislosť $W(t) = \Delta W \cos(2\pi \frac{t}{T} - \varphi_W) + W_0$ /6/ jej stredná hodnota a štandardná odchýlka. V práci /10/ sú uvedené výsledky lineárnej dvojpremennej regresnej analýzy Wolfových čísel aj pre mesačné a sezónne hod-

Obr. 1

CIELE ANALÝZY

1. Percentuálne vyhodnotenie výskytu geomagnetických zálivov pri $B_z < 0$ / N'_- / a $B_z > 0$ / N'_+ / za jednotlivé mesiace, roky a sezóny rokov 1965 - 1974.
2. Vyšetrenie cyklických zmien charakteristík výskytu zálivov N'_- , N'_+ použitím metódy lineárnej dvojpremennej regresnej analýzy.
3. Zistenie fázového posuvu medzi Wolfovými číslami a charakteristikami N'_- , N'_+ .
4. Preskúmanie ročného chodu tohto fázového posuvu.

POUŽITÉ ÚDAJE A METODIKA

Pre uvedené vyšetovanie sa použili slnečné /Wolfové čísla/ /5/, medziplanetárne / B_z zložka MMP/ /6/ a geomagnetické údaje /časové začiatky zálivovitých porúch/ /7/. Geomagnetické zálivy sa analyzujú za obdobie jún 1965 - máj 1974. V tomto období sa vyskytlo podľa katalógov /7/ 3333 geomagnetických zálivov, pri výskyte ktorých sú dostupné údaje o B_z zložke. Tieto údaje sú neúplné hlavne v rokoch 1966, 1970, 1972. Použitá štatistická metóda umožňuje získať výsledky vyhodnotenia výskytu zálivovitých porúch vo vzťahu k polarite B_z zložky v celom 20. slnečnom cykle.

Percentuálny výskyt zálivovitých porúch pri $B_z < 0$ a pri $B_z > 0$ je daný vzťahmi

$$N'_- = 100N_-/N, \quad /3/$$

$$N'_+ = 100N_+/N, \quad /4/$$

kde $N = N_- + N_+ + N_0 + N$, a N_- , N_+ , N_0 , N , je počet zálivov pri $B_z < 0$,

$B_z > 0$, $B_z = 0$ a keď nie sú k dispozícii údaje o tejto zložke v uvažovanom časovom intervale, t. j. za jednotlivé mesiace - N'_- , N'_+ , roky - \bar{N}'_- , \bar{N}'_+ a sezóny rokov - N'_-^w , N'_+^w /zimné solstícium/, N'_-^e , N'_+^e /equinoxium/, N'_-^s , N'_+^s /letné solstícium/ v 20. slnečnom cykle.

Uvedené charakteristiky výskytu zálivov /označené spoločným symbolom N' / boli vyrovnané kosínusoidou použitím metódy lineárnej dvojpremennej regresnej analýzy /8,9/

$$N'(t) = \Delta N' \cos(2\pi \frac{t}{T} - \psi_{N'}) + N'_0, \quad /5/$$

kde $\Delta N'$ je amplitúda, N'_0 - stredná hodnota, $\psi_{N'}$ - fáza, T - perióda vyšetovanej harmonickej periodickej závislosti $N'(t)$. Pre mesačné charakteristiky výskytu zálivovitých porúch bola použitá perióda 20. slnečného cyklu $T = 142$ mesiacov /október 1964 - jún 1976/ a pre ročné a sezónne charakteristiky $T = 12$ rokov /r. 1965 - 1976/.

Geomagnetické zálivy vo vzťahu k B_z zložke

medziplanetárneho magnetického poľa v 20. slnečnom cykle

M. BIELEKOVÁ, Geofyzikálny ústav SAV Bratislava

ABSTRAKT

V práci sa vyšetruje percentuálny výskyt geomagnetických zálivov vo vzťahu k polarite B_z zložky medziplanetárneho magnetického poľa /MMP/ v 20. slnečnom cykle. Metódou lineárnej dvojpremennej regresnej analýzy sú vyčíslené amplitúda, stredná hodnota, fáza, úhrnný koeficient korelácie odpovedajúci kosínusovému priebehu a štandardná odchýlka časovej závislosti charakteristík výskytu zálivových porúch geomagnetického poľa /pri $B_z < 0$ a $B_z > 0$ / v uvedenom slnečnom cykle. Je zistená dobrá korelácia so slnečnou aktivitou, pri fázovom posuve uvažovaných charakteristík výskytu geomagnetických zálivov.

ÚVOD

Je zistené /1,2/, že existuje súvis geomagnetických zálivov so severojužnou zložkou B_z MMP. Tieto poruchy v geomagnetickom poli sú jedným z prejavov subbúrkovej aktivity, ktorú vyvoláva zmena polarít B_z zložky z kladnej /severnej/ na zápornú /južnú/. Oneskorenie $\sim 10 - 90$ minút/ začiatku zálivovitých porúch za zmenou polarít B_z zo severnej na južnú je následkom magnetosférických procesov, ako je vzájomné pôsobenie medziplanetárneho a geomagnetického poľa, postupný proces častíc a polí z dennej strany magnetosféry do magnetosférického ohvasta a potom k Zemi.

Podľa súčasných výsledkov výskumu /3/ magnetosférická subbúrka je priamym následkom zvýšenia funkcie väzby energie medzi slnečným vetrom a magnetosférou. Perreault a Akasofu /4/ predpokladajú, že tok energie zodpovedný za magnetosférickú subbúrku a búrku má tvar

$$\mathcal{E} = VB^2 \sin^4 \left(\frac{\theta}{2} \right) l_0^2, \quad /1/$$

kde V je rýchlosť slnečného vetra, B - indukcia MMP, θ - polárny uhol vektora MMP premietnutý do roviny $Y - Z$, t. j.

$$\begin{aligned} \theta &= \arctg \left(|B_y| / |B_z| \right) \text{ pre } B_z > 0 \\ \theta &= 180^\circ - \arctg \left(|B_y| / |B_z| \right) \text{ pre } B_z < 0 \end{aligned} \quad /2/$$

l_0 - konštanta ~ 7 polomerov Zeme/.

- /32/ Crooker, N. U.: Dayside Merging and Cusp Geometry, J. Geoph. Res., v. 84, 951, 1979.
- /33/ Haerendel, G. a i.: The Front Side Boundary Layer of the Magnetopause and the Problem of Reconnection, J. Geoph. Res., v.83, 3195, 1978.
- /34/ Rezhenov, B. V. a i.: Convection in the Polar Cap After the Interplanetary Magnetic Field Becomes Northward, Planet. Space Sci., v. 28, 595, 1980.
- /35/ Gizler, V. A a i.: Electric Fields and Currents in the Ionosphere Generated by Field-Aligned Currents Observed by Triad, Planet. Space Sci., v. 27, 223, 1979.
- /36/ Mishin, V. M.: High-Latitude Geomagnetic Variations and Substorms, Space Sci. Rev., v. 20, 621, 1977.
- /37/ Prigancova, A.: Sviaz parametrov solnečnega vetra i geomagnitnoj vozmuščenosti v 20-om cikle solnečnoj aktivnosti, Phys. Solariterr., No. 12, 19, 1980.
- /38/ Maezawa, K.: Dependence of Geomagnetic Activity on Solar Wind Parameters, Compiled Data on STE, 1979.
- /39/ Pisarenko, Ju. V., Rudneva, N. M.: O geoeffektivnosti vysokoskorostnyh potokov v solnečnom vetre na faze rosta solnečnoj aktivnosti, Geom. Aeron., t. 20, 515, 1980.
- /40/ Šelomencev, V. V.: Sviaz geomagnitnoj aktivnosti so skorostju i koncentracije solnečnega vetra v režime kvaziviazkogo vzaimodejstvija, Geom. Aeronom., t. 20, 880, 1980.
- /41/ Prigancova, A.: Diagnostics of the Interplanetary Magnetic Field North-South Component Orientation, Contrib. Geoph. Inst. SAS, v.12, 35, 1982.
- /42/ Čirkov, N. P.: O sviazi geomagnitnoj aktivnosti i skorosti solnečnega vetra s solnečnoj aktivnostju, Geom. Aeron., t. 19, 217, 1979.
- /43/ Plotnikov, I, Ja., Šadrina, L. P.: Svrnjenje geoeffektivnosti vozmuščenij skorosti solnečnega vetra i MMP v period narastanija solnečnoj aktivnosti, Geom. Aeron., t. 21, 541, 1981.
- /44/ Akasofu, S. I., Chao, J. K.: Interplanetary Shock Waves and Magnetospheric Substorms, Planet. Space Sci., v. 28, 381, 1980.
- /45/ Akasofu, S. I. a i.: Power Transmission from the Solar Wind-Magnetosphere Dynamo to the Magnetosphere and to the Ionosphere: Analysis of the IMS Alaska Meridian Chain Data, Planet. Space Sci., v. 29, 721, 1981.
- /46/ Akasofu, S. I.: Prediction of Development of Geomagnetic Storms Using the Solar Wind-Magnetosphere Energy Coupling Function, Planet. Space Sci., v. 29, 1151, 1981.
- /47/ Prigancová, A.: Energetický parameter ξ , nepublikované, 1981.
- /48/ Sugiura, M.: What Do We Expect in Magnetic Activity in the Current Solar Cycle, EOS, v. 61, 673, 1979.
- /49/ Gosling, J. T. a i.: An Unusual Aspect of the Solar Wind Speed Variations During Solar Cycle 20, J. Geoph. Res., v. 82, 3311, 1977.

- /10/ Piddington, J. H.: The Closed Model of the Earth & Magnetosphere, J. Geoph. Res., v. 84, 93, 1979.
- /11/ Wagner, C. U., Möhlmann, D., Schäfer, K., Mishin, V. M., Matveev, M. I.: Large-Scale Electric Fields and Currents and Related Geomagnetic Variations in the Quiet Plasmasphere, Space Sci. Rev., v. 26, 391, 1980.
- /12/ Akasofu, S. I.: Study of Individual Geomagnetic Storms in Terms of the Solar Wind, Planet. Space Sci., v. 28, 933, 1980.
- /13/ Hoffman, R. A.: Dynamics Explorer Program, EOS, v. 61, 689, 1980.
- /14/ Guřelmi, A. V.: MGD - volny v okolozemnoj plazme, Izd. Nauka, Moskva 1979.
- /15/ Kovalevskij, I. V.: Energetika nekotorych slonečno-zemnych sviazej, Sb. Problemy solnečnozemnych sviazej, Aščabad, 1981.
- /16/ Hundhausen, A. J.: Coronal Expansion and Solar Wind, Springer-Verlag, Berlin, 1972.
- /17/ Harvey, J. W., Sheeley, N. R.: Coronal Holes and Solar Magnetic Fields, Space Sci. Rev., v. 23, 139, 1979.
- /18/ Prigancová, A.: Solar Wind Evolution and Recurrent Geomagnetic Disturbances, Contr. Geoph. Inst. SAS, v. 10, 53, 1980.
- /19/ Gosling, J. T.: Transient Phenomena in the Solar Atmosphere and Solar Wind, Physics of Solar Planetary Environments, Ed. D. J. Williams, AGU, 1976.
- /20/ Bobrov, M. S.: Zamknutyje i otkrytyje potoki solnečnovo vetra, Geom. Aeron., t. 19, 349, 1979.
- /21/ Broussard, R. M. a i.: A survey of Coronal Holes and Their Solar Wind Associations Throughout Sunspot Cycle 20, Solar Phys., v. 56, 161, 1978.
- /22/ Sheeley, N. R., Harvey, J. W.: Coronal Holes, Solar Wind Streams, and Geomagnetic Activity during the New Sunspot Cycle, Solar Phys. v. 59, 159, 1978.
- /23/ White, O. R. /Ed/: The Solar Output and Its Variation, Colorado Associated University Press, Boulder, 1977.
- /24/ Koržov, N. P.: Magnitnaja cstrukturа sistemy Solnce - mežplanetnaja sreda, Issledovanija geom., aeron., fizike Solnca, Vyp. 49, 62, 1979.
- /25/ Villante, U., ai.: The Shape and Location of the Sector Boundary Surface in the Inner Solar System, J. Geoph. Res., v. 84, 6641, 1979.
- /26/ Smith, E. J., Tsurutani, B. T.: Observations of the Interplanetary Sector Structure up to Heliographic Latitudes of 16°: Pioneer 11, J. Geoph. Res., v. 83, 717, 1978.
- /27/ Fairfield, D. H., Ness, N. F.: Interplanetary Sector Structure, J. Geoph. Res., v. 79, 5089, 1974.
- /28/ Matsushita, S., Trotter, D. E.: IMF Sector Behavior Deduced From Geomagnetic Data, J. Geoph. Res., v. 85, 2357, 1980.
- /29/ Akasofu, S. I.: Poliarnye i magnitosfernye subburi, Izd. Mir, Moskva 1971.
- /30/ Potemra, T. A.: Current Systems in the Earth's Magnetosphere, Rev. Geoph. and Space Phys., v. 17, 640, 1979.
- /31/ Swift, D. W.: Auroral Mechanisms and Morfology, Rev. Geoph. and Space Phys., v. 17, 681, 1979.

ZÁVER

V krátkom prehľade niektorých aspektov výskumu vzťahov Slnko - Zem z geofyzikálneho hľadiska sme sa dotkli niekoľkých zásadných problémov z oblasti fyziky Slnka, fyziky medziplanetárneho prostredia a fyziky magnetosféry. Ich výskum za posledných 20 rokov zreteľne pokročil dopredu vďaka úspechom kozmického výskumu. Na základe bezprostredných pozorovaní parametrov slnečnej plazmy ako aj prejavov slnečnej aktivity pomocou družíc sa spresnili naše teoretické predstavy o zložitom komplexe fyzikálnych procesov generovania energie a jej transformácie zo Slnka, vypracovali sa originálne modely interakcie slnečného vetra s magnetosférou.

Veľa otázok ostáva ešte nezodpovedaných, resp. vyžadujúcich ďalší výskum.

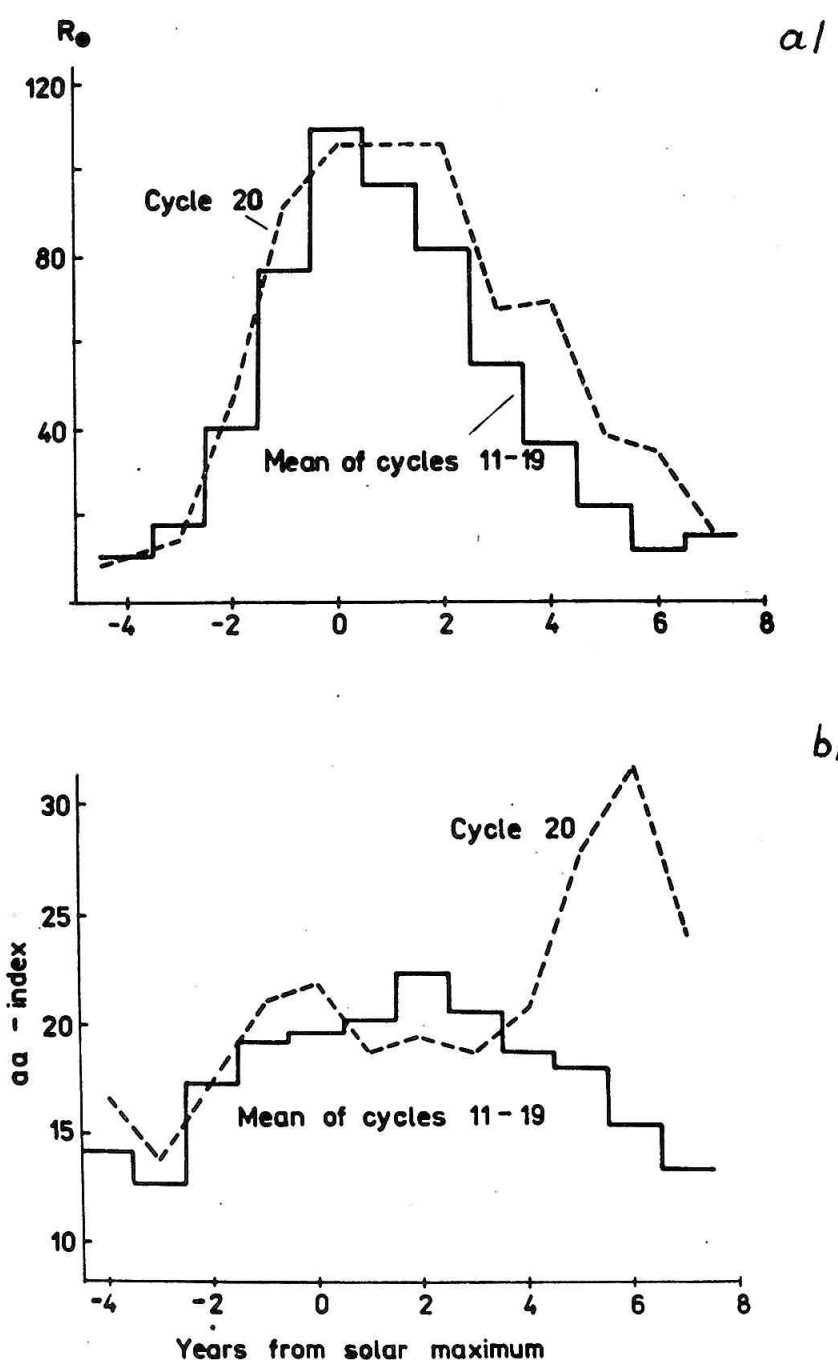
Štúdium dynamiky parametrov slnečnej plazmy aj naďalej ostáva v centre pozornosti. Preto sa s kozmickými experimentami počíta aj v budúcnosti, najmä so súbežnými pozorovaniami pomocou viacerých družíc.

Pri interpretácii bohatej informácie kozmických meraní sa cestou zovšeobecnenia experimentálnych údajov zdokonalia naše teoretické a empirické poznatky o primárnych zdrojoch geomagnetických porúch a zákonitostiach ich časovo-priestorových zmien.

Lepšie a hlbšie pochopenie vzťahu medzi slnečnou činnosťou a magnetosférickou aktivitou jednak pomáha lepšie pochopiť efekty vyvolané na Zemi, jednak slúži pre prognostické účely, čo z hľadiska potrieb spoločenskej praxe má nezastupiteľný význam.

LITERATÚRA

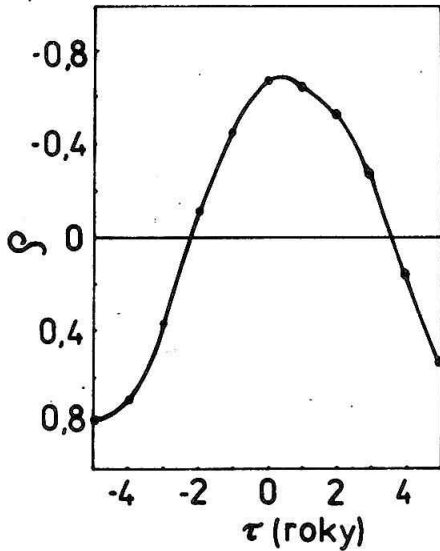
- /1/ Syrovatskij, S. I.: Fizičeskaja priroda i energetika solnečnoj aktivnosti. Material Simp. KAPG po solnečno-zemnoj fizike, Aščabad 1979.
- /2/ Akasofu, S. I., Čepmen, S.: Solnečno-zemnaja fizika, Izd. Mir, Moskva 1974.
- /3/ Nišida, A.: Geomagnitnyj diaгноz magnitosfery, Izd. Mir, Moskva 1980.
- /4/ Pudovkin, M. I., Raspopov, O. M., Klejmenova, N. G.: Возмуščenja электромагнитного поля Земли, Izd. Leningradskovo univerzitet, Leningrad, 1976.
- /5/ Sergejev, V. A., Cyganenko, N. A.: Magnitosfera Zemli, Izd. Nauka, Moskva 1980.
- /6/ Vitinskij, Ju. I., Ol', A. I., Sazonov, B. I.: Colnce i atmosfera Zemli, Gidrometeoizdat, Leningrad, 1976.
- /7/ Gnevishev, M. N.: Essential Features of the 11-year Solar Cycle, Solar Phys., v. 51, 175, 1977.
- /8/ Iškov, V. N., Mogilevskij, E. I.: O diskretnom režime energovydelenija pri bolšich solnečnych vspyškach, Material Simp. KAPG po solnečno-zemnoj fizike, Aščabad, 1979.
- /9/ Ivanov, K. G., Evdokimova, L. V., Mikerina, N. V., Charšiladze, A. F.: Mežplanetnye i magnitosfernyje efekty moščnych izolirovannyh solnečnych vspyšek, Geomagn., Aeron., t. 19, 1133, 1979.



Obr. 13 - Porovnanie chodu relatívneho čísla slnečných škvŕn R_0 /a/ a aa - indexu /b/ v 20. cykle s ich priemernými cyklickými variáciami v 11. - 19. cykloch vzhľadom na rok maxima slnečnej aktivity.

ledok zvláštností evolúcie parametrov slnečného vetra v priebehu 11-ročného cyklu slnečnej aktivity.

Analýza dlhodobých zmien konvenčného indexu slnečnej aktivity - relatívneho čísla slnečných škvŕn R_p - vo vzťahu k búrkovému indexu D_{st} viedla k zaujímavému výsledku /47/. Prekvapila asymetria korelačnej krivky vzhľadom na $\tau = 0$ /Obr. 12/. Korelácia je najväčšia pri istom $\tau > 0$. Detailnejšia analýza uká-



Obr. 12 - Korelácia medzi relatívnym číslom slnečných škvŕn R_p a búrkovým indexom D_{st} /podľa ročných priemerov/.

zala, že tento časový posun činí niekoľko mesiacov / $\tau = 5$ mes./ . Z fyzikálneho hľadiska to znamená, že porušenosť GMP môže byť značná v zostupnej fáze cyklu slnečnej aktivity /47/.

NIEKOĽKO POZNÁMOK O 20. CYKLE

V tejto súvislosti poukážeme na jednu pozoruhodnú zvláštnosť 20. cyklu slnečnej aktivity. O anomálnom charaktere porušenosťi GMP v uvedenom cykle sa dosť často hovorí. Neobvyklý vývoj geomagnetickej aktivity v týchto rokoch je názorný, ak ho porovnáme so strednou hodnotou z predošlých deviatich cyklov slnečnej aktivity /48/. Na základe údajov o relatívnom číslu slnečných škvŕn R_p a o aa - indexe - najstaršom indexe geomagnetickej aktivity meranom od roku 1873 - sa vypočítala jednak priemerná cyklická variácia slnečnej aktivity za 11. až 19. cykly, jednak priemerná cyklická variácia geomagnetickej aktivity za to isté obdobie. Tie-
to sa porovnali s chodom relatívneho čísla R_p a aa-indexu v 20. cykle/Obr. 13/. Ako vidieť, napriek nepatrným zmenám v chode relatívneho čísla v porovnaní s priemernou cyklickou variáciou, je chod geomagnetickej aktivity v 20. cykle značne anomálny. Porovnanie jednotlivých cyklov odhaľuje, prirodzene, určité odlišnosti /48/, ale tak markantný výkyv v chode geomagnetickej aktivity, aký nachádzame pre 20. cyklus, je ojedinelý. Nastoluje otázku zásadného charakteru. Do akej miery sú vlastnosti slnečného vetra - hlavného geoeфекtívneho činiteľa slnečnej aktivity - skúmané na základe údajov kozmických pozorovaní v r. 1962 - 1976 smerodajné z hľadiska ich dlhodobých zmien? Táto otázka bezprostredne súvisí so zákonitostami dlhobej evolúcie fyzikálnych procesov v atmosfére Slnka, predovšetkým s vývojom a rozložením zdrojov vysokorychlostných tokov slnečného vetra.

Vzťah medzi energetickým parametrom \mathcal{E} a spotrebou energie U_T udáva účinnosť dynama slnečný vietor - magnetosféra. Presvedčíme sa o tom ak sledujeme výkon dynama a magnetosférickú aktivitu pri $\mathcal{E} \in 10^{10} + 10^{13}$ W /45, 46/.

Pri $\mathcal{E} \leq 10^{10}$ W je magnetosféra v stabilnom stave.

Pri \mathcal{E} zväčšujúc sa do 10^{11} W sa v magnetosfére zintenzívňuje konvekcia, ale ku kulminácii energie nedochádza v dôsledku jej dissipácie vo forme Jouleových strát /hlavne v polárnej čiapke/.

Pri $\mathcal{E} \approx 10^{11}$ W sa pozoruje začiatok subbúrkovej aktivity, ktorá sa zintenzívňuje pri $\mathcal{E} > 10^{11}$ W. Index aurorálnej aktivity AE sa zväčšuje.

Pri $\mathcal{E} \approx 10^{12}$ W začíname pozorovať nárast prstencového prúdu, o čom svedčí chod zmien indexu búrkovej aktivity D_{st} . Odčerpávanie nadbytočnej energie prstencovým prúdom pokračuje pri $\mathcal{E} > 10^{12}$ W. Hodnota D_{st} je úmerná \mathcal{E} , ale táto závislosť je nelineárna /45/.

Pri poklese \mathcal{E} búrková aktivita zaniká, intenzita subbúrkovej aktivity sa znižuje. Magnetosféra postupne sa vracia do stabilného stavu, pri ktorom je $\mathcal{E} \leq 10^{10}$ W.

Ilustráciou tesnej súvislosti výkonu magnetosférického dynama s vývojom subbúrkovej a búrkovej aktivity slúži, napr. Obr. 11, na ktorom môžeme sledovať zmeny parametrov \mathcal{E} , AE a D_{st} pre dva geomagneticky porušené intervaly v roku 1975 /47/.

Súvislosť medzi parametrami \mathcal{E} , AE a D_{st} poukazuje na to, že magnetosférická aktivita sa kontroluje energiou slnečného vetra vnášanou do magnetosféry, a nie jej vnútornými charakteristikami, ako sa dlhší čas predpokladalo.

K V A N T I T A T Í V N Y M O D E L G E O M A G N E T I C - K E J A K T I V I T Y

VZŤAH MEDZI SLNEČNOU A GEOMAGNETICKOU AKTIVITOU

Výskyt a intenzita geomagnetických porúch sa viaže na pôsobenie vonkajších zdrojov prameniáciach zo Slnka. Kvantitatívne modelovanie magnetosférickej aktivity vychádza z analýzy vzájomného vzťahu indexov geomagnetickej a slnečnej aktivity, ktoré slúžia pre vyjadrenie kvantitatívnych charakteristík rozličných úkazov v premennom GMP a v atmosfére Slnka. Už táto úloha sama osebe nie je ľahká. Je to spojené s rôznymi typmi pozorovaných porúch, ktoré sa líšia intenzitou, frekvenciou, trvaním, charakterom výskytu a lokalizáciou. Poznáme viacero numerických indexov geomagnetickej a slnečnej aktivity, ale otázka adekvátneho vyjadrenia odpovedajúcich úkazov je stále aktuálna.

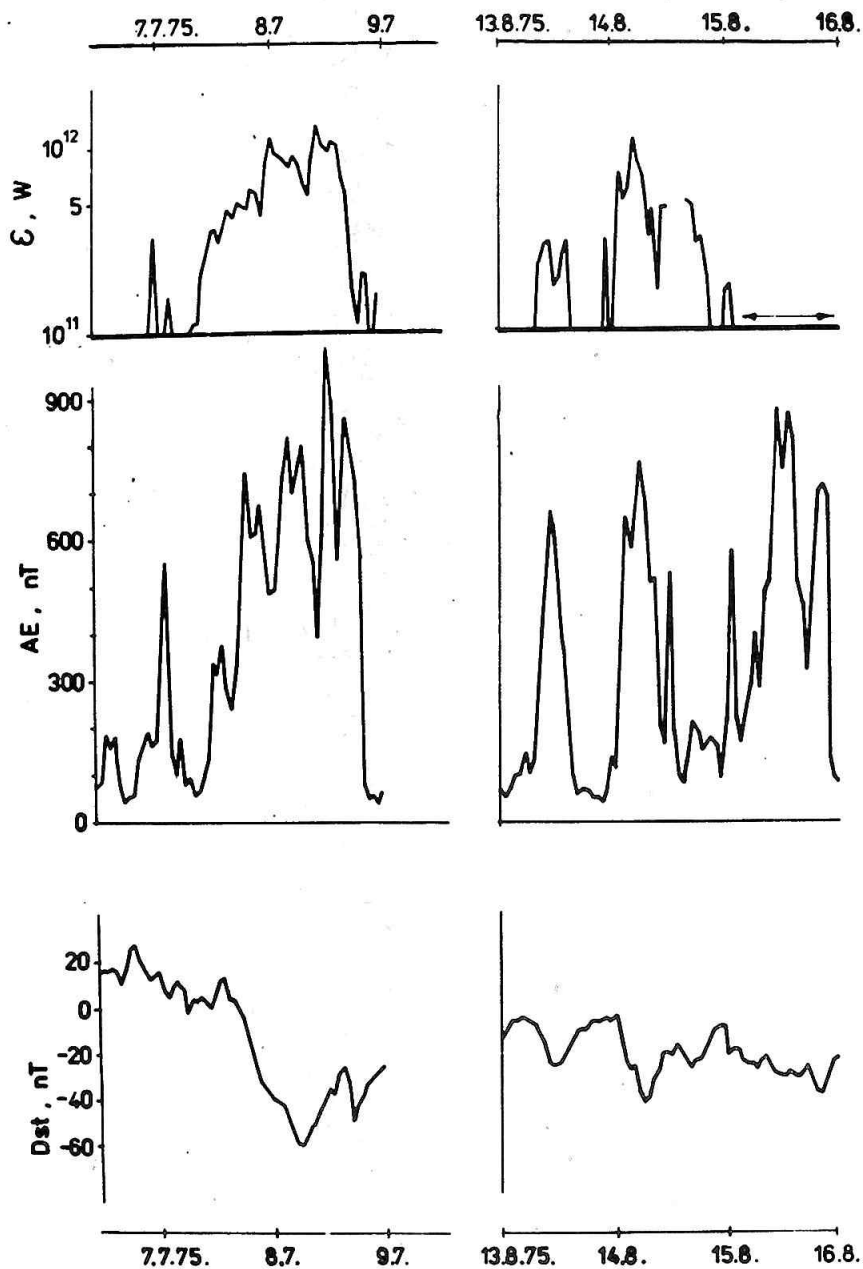
V empirických modeloch geomagnetickej aktivity sa využívajú rozličné numerické indexy a získané korelačné vzťahy, - v niektorých prípadoch zdanlivo rozporné, - nekompromisne potvrdzujú, že úroveň porušenosti GMP je riadená vlastnosťami slnečného vetra.

Na druhej strane, ako sa ukázalo, nemusí sa geomagnetická aktivita vždy zhodovať s chodom slnečnej aktivity /5, 16, 41, 47/. Je to do určitej miery dôs-

Veľkosť energetického parametra \mathcal{E} , predstavujúceho z fyzikálneho hľadiska výkon dynama slnečný vietor - magnetosféra, dobre súhlasí s celkovou spotrebou energie v magnetosfére U_T , ktorá dissipuje hlavne vo forme Jouleovho tepla U_J a zároveň "poháňa" magnetosférické dynamo. Geomagnetické poruchy su vlastne prejavom charakteru rozdelenia energie spotreby U_T medzi jednotlivými magnetosférickými úkazmi /45/:

$$U_T = U_J + U_A + U_R,$$

kde U_A je tok energie v aurorálnej oblasti, U_R je tok energie prstencového prúdu.



Obr. 11 - Profil zmien energetického parametra \mathcal{E} a geomagnetických indexov AE, D_{st} pre intervaly 7.-9.7.1975 a 13. - 16.8.1975. V druhom intervale je úsek chýbajúcich údajov o slnečnej plazme označený šípkami.

Treba povedať, že nie je doteraz jednotný názor na geoeфекtivitu rôznych parametrov slnečnej plazmy. Dá sa to do určitej miery vysvetliť jednak interkoreláciou jednotlivých parametrov, jednak zmenou korelačného vzťahu pri použití odlišnej rozlišovacej schopnosti vstupných údajov /38, 41/. V poslednom prípade je variabilita uvažovaných parametrov definovaná použitou časovou škálou, čo sa nakoniec odrazí v korelačnom vzťahu.

Treba poznamenať, že príspevok jednotlivých parametrov slnečného vetra sa mení pri prechode od jednej fázy cyklu k druhej /37/ a je vhodné uvažovať ich vplyv komplexne. Preto okrem základných parametrov slnečného vetra sa skúmajú odvodené parametre, t. j. kombinácie základných parametrov. K nim patria napr. VB_{zs} , V^2 , V^2B_{zs} , ρV^3 , VB^2 , kde V je rýchlosť slnečného vetra, B_{zs} - normálna zložka južného MMP, ρ - hustota plazmy, B - intenzita MMP. Pomocou odvodených parametrov dá sa skúmať komplexný účinok jednotlivých parametrov slnečnej plazmy a ich vzájomný účinok pri ovplyvňovaní globálnej magnetosférickej aktivity a režimu celkového systému magnetosféricko-ionosférických prúdov /37, 38, 43, 44/. Interpretácia získaných korelačných vzťahov nie je z hľadiska fyzikálneho jednoduchá, nakoľko predpokladá identifikáciu celého reťazca procesov interakcie slnečného vetra s magnetosférou, ako aj mechanizmu prenášania energie slnečnej plazmy do magnetosféry. Čo sa týka tejto problematiky je zaujímavé poznamenať, že sa v tomto smere naše predstavy v ostatných rokoch podstatne zmenili.

Ešte prednedávnom panoval názor, že magnetosféra je rezervoár, v ktorom sa ukladá energia slnečného vetra. V tomto smere za hlavnú "úschovňu" energie sa pokladal magnetosférický chvost. Základné prejavy magnetosférickej aktivity - subbúrky, resp. búrky - sa vysvetľovali náhlym uvoľnením nahromadenej energie vďaka "uvedeniu do chodu" spúšťového mechanizmu, /napr. medziplanetárna nárazová vlna/. Inými slovami, veľký dôraz sa kladol na proces predprípravy magnetosféry. Detailná súbežná analýza údajov o parametroch slnečného vetra a prejavov magnetosférickej subbúrkovej a búrkovej aktivity odhalila neopodstatnenosť tejto predstavy a zároveň vyzdvihla význam istého odvodeného parametra, tzv. energetického parametra \mathcal{E} /44, 45, 46/.

ENERGETICKÝ PARAMETER \mathcal{E}

Energetický parameter interakcie \mathcal{E} , ktorý zaviedol S. I. Akasofu /44, 45, 46/, zahrňuje integrálny účinok viacerých geoeфекtívnych činiteľov slnečného vetra:

$$\mathcal{E} = VB^2 \sin^4\left(\frac{\theta}{2}\right) l_0^2,$$

kde $l_0 = 7R_E$ (R_E - polomer Zeme), θ - polárny uhol v rovine YZ, súvisiaci s celkovou deformáciou hraničnej prúdovej vrstvy, VB^2 - vyjadruje hustotu toku energie slnečnej plazmy. Táto veličina je totožná s Poytingovým vektorom \vec{P} :

$$\vec{P} = \vec{E} \times \vec{B}, \text{ kde } \vec{E} = \vec{V} \times \vec{B}.$$

Ide vlastne o energiu transformovanú do magnetosféry cez plochu $l_0^2 \sin^4\left(\frac{\theta}{2}\right)$, ktorej priestorová orientácia je závislá od vzájomnej orientácie MMP a osi geodipólu / $\theta = f(B_y, B_z)$ /.

Vplyv orientácie MMP na celkový režim konvekcie je všeobecne známy. Výrazne sa tento vplyv prejavuje najmä v polárnych oblastiach. V tejto súvislosti je zaujímavé spomenúť vývoj našich predstáv o konvekcii v polárnej čiapke. Viaceré analýzy viedli k záveru, že jednovírový prúdový systém odpovedá severnej orientácii MMP, kdežto pri južnej orientácii MMP vzniká dvojitý prúdový systém. Je to názorné na príklade univerzálneho modelu ľubovoľnej orientácie vektora intenzity MMP /31/. Pri jeho rotácii v rovine YZ - pri zmene orientácie MMP zo severnej na južnú a pri zmene polarít sektora - nadobúda konvekcia v polárnej oblasti čo do geometrickej konfigurácie rozličné podoby - s prechodom od jednovírového prúdového systému k dvojitým. Pozorujeme aj asymetriu vzhľadom na polaritu sektora MMP /Obr.10/.

Inými slovami, na dynamickom charaktere interakcie zmagnetizovanej slnečnej plazmy s magnetosférou sa významne podieľa MMP, pričom celkový režim elektrodynamických procesov v magnetosfére sa premieta do obrazu globálnej a lokálnej porušenia GMP. Tu hrá svoju úlohu aj priestorová orientácia geomagnetického dipólu. Ovplyvňuje nielen proces interakcie, ale aj rozloženie vodivosti v ionosfére.

GEOAKTÍVNE PARAMETRE

Meniace sa úroveň geomagnetickej porušenia sa vyvoláva variabilitou slnečnej plazmy. Ich korelácia s indexami geomagnetickej aktivity je odlišná, čo znamená, že nie všetky z parametrov slnečného vetra sú rovnako geoeaktívne. Rýchlosť slnečného vetra patrí medzi najgeoeaktívnejšie parametre, ale ako sme sa presvedčili, táto nie je jedinou a rozhodujúcou príčinou geomagnetických porúch. Podstatný vplyv sa pozoruje zo strany severojužnej zložky MMP /37, 38/. Pri južnom MMP sú vysokorýchlostné toky zreteľne geoeaktívnejšie /37/.

Prítomnosť vysokorýchlostného slnečného vetra vyvoláva zintenzívnenie medziplanetárneho elektrického poľa:

$$\mathbf{E} = - \mathbf{V} \times \mathbf{B}.$$

K tomu dochádza vďaka zvýšenej rýchlosti slnečného vetra, značnému stupňu stlačenia v prvej fáze vysokorýchlostného toku, ale tiež, ako ukazuje detailnejšia analýza, vďaka fluktuáciám MMP /39/, ktoré sa pozorujú v druhej fáze vysokorýchlostného toku pri návrate hodnôt rýchlosti na kludnú hladinu.

Preto sa dosť často hovorí o rozličných typoch geoeaktívnych zón v slnečnom vetre podľa príspevku jednotlivých parametrov slnečného vetra do celkového obrazu geomagnetických porúch - menovite rýchlosti slnečnej plazmy, jej hustoty, B_z komponenty MMP, fluktuácií MMP /40/.

Tieto predstavy nachádzajú aplikáciu pri diagnostike komponentov MMP a dlhodobých zmien geomagnetickej aktivity /41/. Zároveň znamenajú, že pri dlhodobých variáciách geomagnetickej aktivity značnú úlohu zohráva veľkorozmerové slnečné magnetické pole, ktoré sa podieľa na 22-ročnej modulácii porušenia GMP /42/.

Celkový režim trojrozmerného systému magnetosféricko-ionosférických prúdov, zahrňujúceho prúdové obvody polárnych elektrojetov - východného a západného - ako aj obvod prstencového prúdu, sa premieta do zmien ukazovateľov magnetosférickej subbúrkovej a búrkovej aktivity - indexov AE a Dst.

Pre porovnanie v Tab. 4 sa uvádzajú niektoré prúdové parametre systému magnetosféricko-ionosférických prúdov /5,15/.

NIEKTORÉ PARAMETRE SYSTÉMU MAGNETOSFÉRICKO-IONOSFÉRICKÝCH PRÚDOV

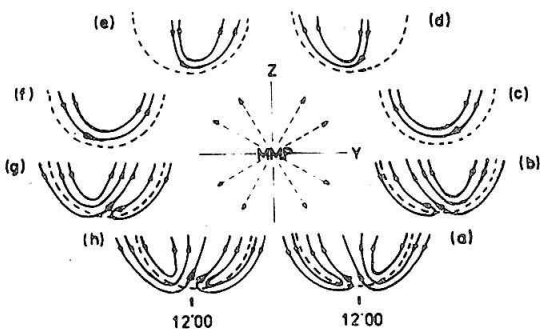
Tabuľka 4

Prúdy	Intenzita prúdu, /A/
Prúdy na dennej strane magnetopauzy	10^7
Prúdy v plazmovej vrstve	
/v rovine $y_{GSM} = 0$ /	$\sim 10^7$
Pozdĺžne prúdy	$2,7 \cdot 10^6 + 5 \cdot 10^6 /+$
Prstencový prúd	$\sim 2 \cdot 10^6$
Polárne elektrojety	$\sim 10^6$

/+ za porušených podmienok

Generovanie magnetosférickej konvekcie, elektrických polí a prúdov sa spája jednak s procesom kvaziviskózneho interakcie, jednak s procesom rekonexie magnetických siločiar. V druhom prípade obyčajne uvažujeme ekvivalentné prúdové systémy, nakoľko informácia o magnetických poruchách /rot \vec{B} / nie je postačujúca pre výpočet skutočného systému prúdov $\vec{j} \neq 0$ priestorového rozloženia.

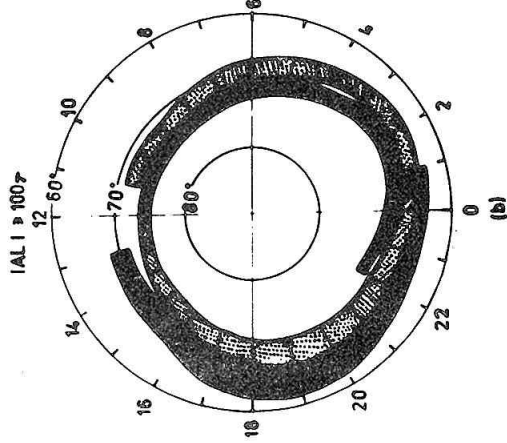
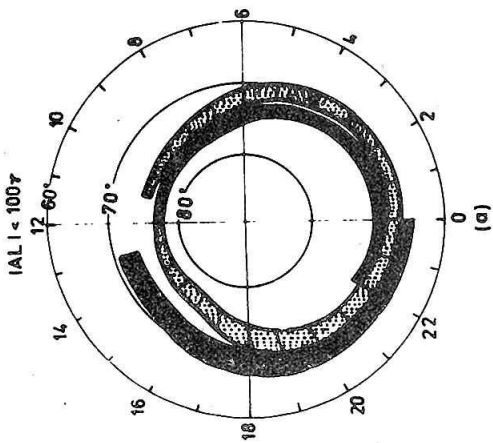
Anglický vedec Dungey vo svojej teórii rekonexie magnetických siločiar bral do úvahy iba klasický prípad antiparalelných polí v podslnečnom bode - medziplanetárneho magnetického poľa južnej orientácie a magnetického poľa Zeme orientovaného na sever. Postupne sa skúmali ďalšie prípady a vyvíjala sa snaha o ich zovšeobecnenie, kedy orientácia MMP je ľubovoľná. Hovorí sa o väčšej pravdepodobnosti rekonexie v oblasti kaspov, ako v podslnečnom bode. Táto otázka neprestáva byť predmetom diskusií /32, 33, 34, 35, 36/.



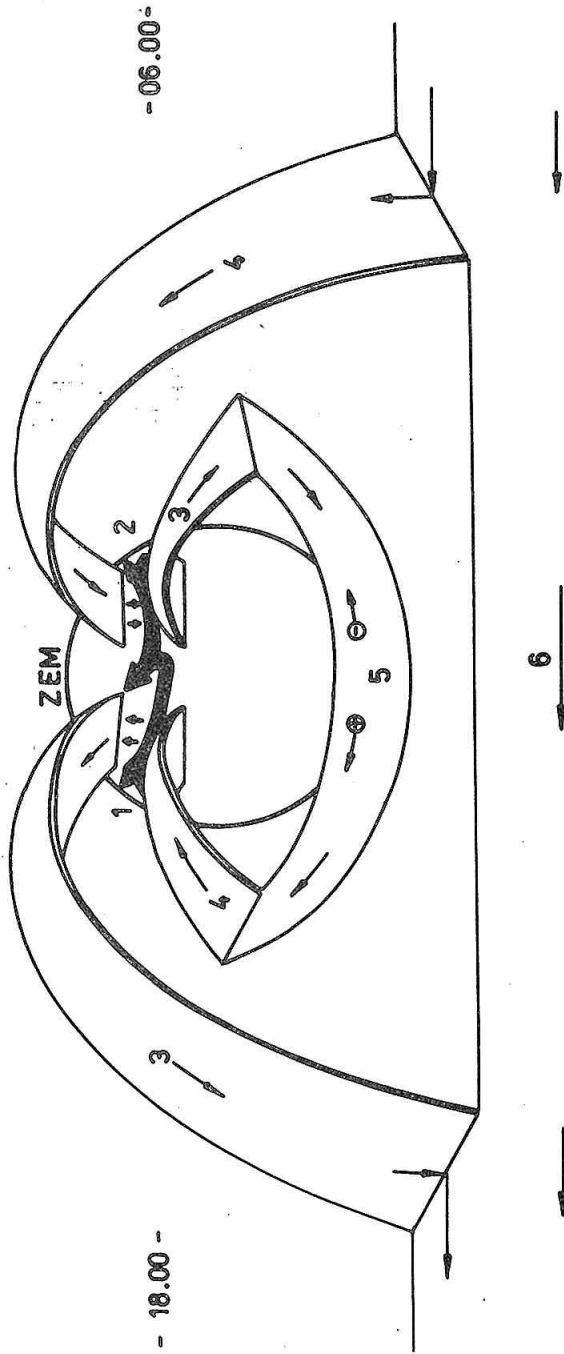
Obr.10 - Modifikácia konvekcie v polárnej čiapke, ktorej hranica na dennej strane je zobrazená prerušovanou čiarou, pri rotácii vektora intenzity MMP v rovine YZ /v centre obr./ . Ekvivalentný prúdový systém zaznamenáva prechod od dvojvirového prúdenia pri južnom MMP k jednovirovému prúdeniu pri severnom MMP, pričom v oblasti kaspov pozorujeme konvekciu smerom na východ, ak $B_y > 0$, a smerom na západ, ak $B_y < 0$.

nespojivosti. Z Obr. 7 vidieť, že oblasti "1" a "2" sa za porušených podmienok rozširujú a posúvajú do nižších šírok. Ukázalo sa, že intenzita pozdĺžnych prúdov dobre koreluje s úrovňou planetárnej magnetickej porušivosti.

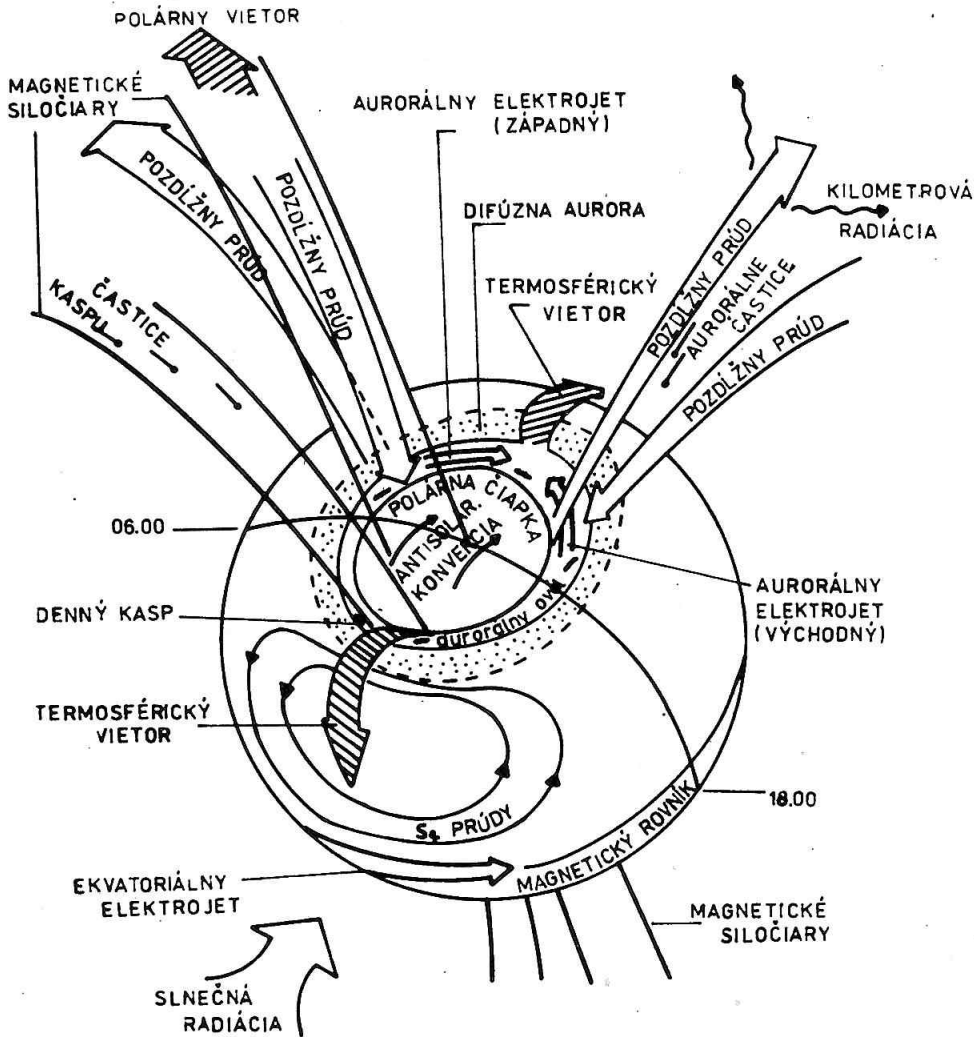
Obr. 9 názorne ukazuje, že pozdĺžne prúdy súvisia s dôležitými prúdovými obvodmi veľkorozmerového systému magnetosféricko-ionosférických prúdov - s aurorálnymi elektrojetmi, resp. s čiastočným prstencovým prúdom /31/. Časť priečných prúdov chvosta /6/ preniká do ionosféry /4/. Toto prúdenie sa napája jednak na západný elektrojet /2/, jednak na čiastočný prstencový prúd /5/ cez spiatocné prúdenie z ionosféry /3/. V oblasti vtekania prúdov do ionosféry zo strany obrátenej k rovníku /4/ - vo večernom sektore - prúdi východný elektrojet /1/, ktorý spolu so západným elektrojetom sa napája na dosku z ionosféry vytekajúcich prúdov na strane obrátenej k pólu /3/. Poznávame, že oblasť vstupu pozdĺžnych prúdov do ionosféry a oblasť ich výstupu odpovedá lokalizácii aurorálneho oválu.



Obr. 8 - Polárny pohľad na rozloženie a smery prúdenia pozdĺžnych prúdov pri zníženej /a/ a zvýšenej /b/ geomagnetickej porušivosti.



Obr. 9 - Vzťah medzi pozdĺžnymi prúdmi a niektorými prúdovými obvodmi v ionosfére a magnetosfére.



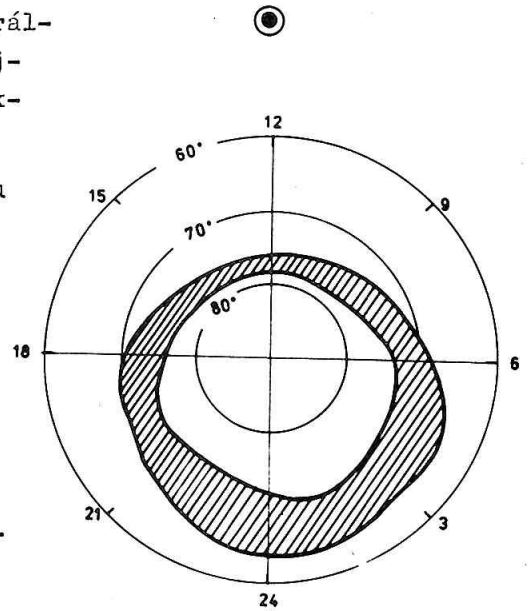
Obr. 7 - Schematické zobrazenie niektorých fyzikálnych úkazov a javov v systéme magnetosféra - ionosféra - atmosféra.

K druhému typu procesov patrí magnetosférické dynamo, ktorého činnosť sa prejavuje v globálnom meradle. Jeho účinnosť, ako ukážeme ďalej, je variabilná.

Z hľadiska elektrodynamiky magnetosféry zvláštna úloha, ako sme poznamenali vyššie, patrí pozdĺžnym prúdom, vďaka ktorým sa vytvára jednotný systém magnetosféricko-ionosférických prúdov. Ich existenciu, o ktorej sa dlhé roky diskutovalo, jednoznačne potvrdili bezprostredné družicové a raketové merania rozloženia častíc, resp. variácií poľa magnetických porúch. Najmä spracovanie údajov z družice TRIAD umožnilo vytvoriť si obraz o priestorovom rozložení a smeroch prúdenia pozdĺžnych prúdov /Obr. 8/, /30/. Prúdy pozdĺž magnetických siločiar sa sústreďujú do dvoch oblastí obkľučujúcich geomagnetický pól. Je to "oblasť 1" na strane obrátenej k pólu, kde prúdy vtekajú do ionosféry v rannom sektore /tmavá zóna/ a vytekajú z ionosféry vo večernom sektore /bodkovaná zóna/. "Oblasť 2", lokalizovaná na strane obrátenej k rovníku, sa v rannom a večernom sektore charakterizuje prúdmi opačnej orientácie. Sektor 2200-2400 MLT, kde tieto dva prúdové systémy sa prekrývajú, odpovedá oblasti Harangovej

Lokalizácia a parametre jednotlivých štrukturálnych elementov magnetosféry závisia od vonkajších podmienok a celkovej magnetosférickej aktivity.

Magnetosféra je osovo asymetrická, v dôsledku čoho má ovál polárnych žiar excentrickú geometriu /Obr. 6/, ktorej variabilita určuje konfiguráciu polárnych čiapok. Práve pojem oválu polárnych žiar názorne vystihuje jednu z najzákladnejších vlastností magnetosféry - jej dynamickosť. Oblasť oválu je z fyzikálneho hľadiska veľmi významná, nakoľko práve cez túto oblasť sa aurorálne častice dostávajú do vnútornej magnetosféry a vyvolávajú celý reťazec procesov /29/.



Obr. 6 - Ovál polárnych žiar v súradnicovom systéme geomagnetická šírka - miestny čas.

DYNAMICKÉ PROCESY INTERAKCIE

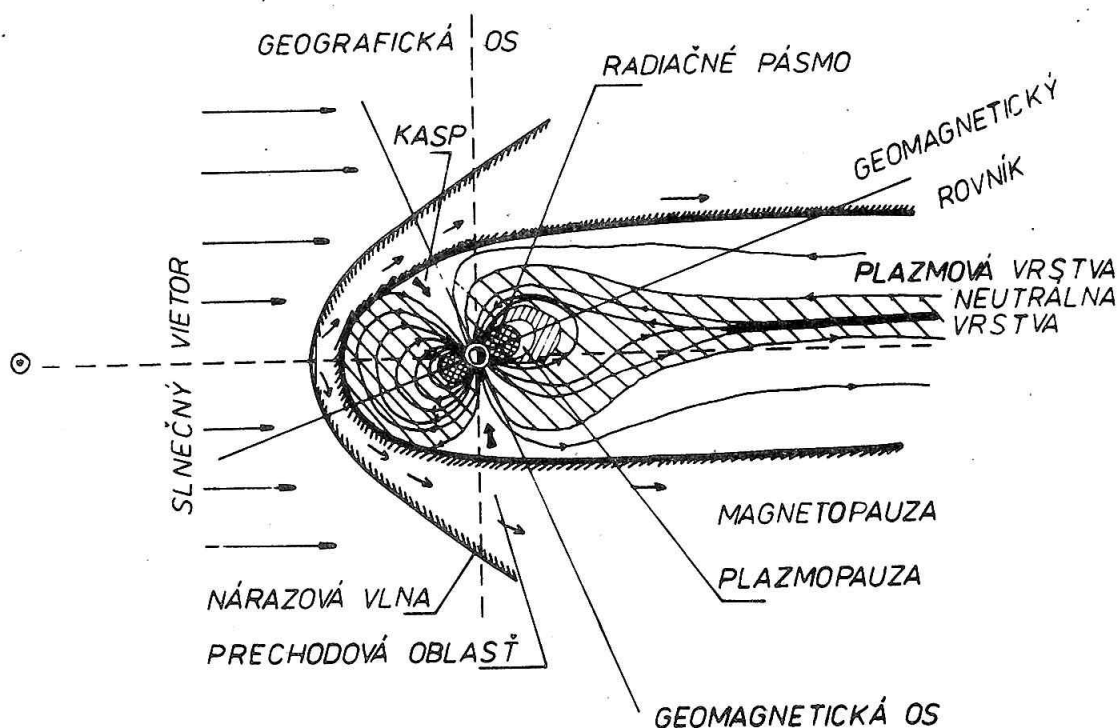
SYSTÉM MAGNETOSFÉRICKO-IONOSFÉRICKÝCH PRÚDOV

Elektrodynamická stránka veľkorozmerového rozloženia systému magnetosféricko-ionosférických elektrických polí a prúdov je veľmi zložitá. Je dôsledkom celého komplexu fyzikálnych úkazov a javov v systéme magnetosféra - ionosféra - atmosféra. Pôsobením korpuskulárneho a elektromagnetického žiarenia Slnka vzniká v tomto systéme zložitá štruktúra rozloženia a prúdenia magnetosférickej a ionosférickej plazmy /Obr. 7/, pričom pozdĺžne prúdy sú dôležitým článkom. Ich úloha je významná: z hľadiska elektrodynamiky magnetosféry spájajú oblasti s odlišným režimom prúdenia - prúdenie ionosférickej plazmy, kde intenzita prúdov je úmerná intenzite elektrických polí $/\vec{j} \sim \vec{E}/$ s prúdením magnetosférickej plazmy, kde táto závislosť ustupuje a prevláda drift častíc a prúdenie následkom hustotných gradientov.

Je opodstatnené hovoriť aspoň o dvoch odlišných typoch procesov /11/. K prvému patrí tzv. atmosférické dynamo, pôsobiace v ionosfére a slúžiace ako hlavný zdroj usporiadaného pohybu častíc v rôznych šírkových pásmach. Kvantitatívne modely atmosférického dynamu vychádzajú z rozloženia rýchlostných polí ionosférických vetrov. Pri bezprostredných pozorovaniach ionosférickej plazmy, pri pozorovaniach pozemskými radarom, celooblohovými kamerami atď., sa spresnili modely ionosférických vetrov, modely anizotropného rozloženia vodivosti ionosféry, na základe čoho bol vypracovaný 3D model dynamo. Tento model na rozdiel od 2D modelu umožňuje presnejšie vysvetlenie pozorovaných geomagnetických porúch, menovite variácií S_q -poľa /5, 11/.

MAGNETOSFÉRA

Magnetosfére - magnetický obal Zeme - je dutina, ktorá sa formuje v dôsledku interakcie zmagetizovanej slnečnej plazmy s geomagnetickým pólom /Obr. 5/.



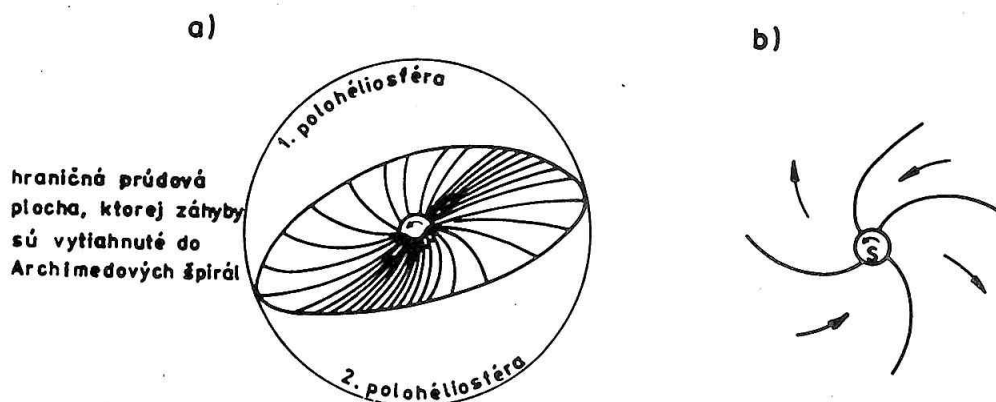
Obr. 5 - Magnetosféra a jej štruktúra.

Otázky vzniku magnetosféry, formovania rozličných plazmových oblastí v nej sa stali klasickými a sú výstižne zhrnuté vo viacerých prácach /2, 3, 5/. Pre stručnosť uvedieme iba hlavné údaje o geometrii magnetosféry /Tab. 3/.

Tabulka 3. Údaje o geometrii magnetosféry

Základné geometrické parametre magnetosféry	Hodnota /v zemských polomeroch R_E /
Vzdialenosť ku frontu nárazovej vlny	14 / 10 + 20 /
Vzdialenosť do podslnečného bodu	10 / 6 + 15 /
Vzdialenosť do magnetopauzy v smere ráno - večer	16
Hrúbka plazmového plášťa /PM/	2 + 3
Hrúbka vstupnej vrstvy /v blízkosti kaspov/ /EL/	0,5
Dĺžka chvosta	1000
Hrúbka chvosta vo vzdialenosti $20 R_E$:	
v smere sever - juh	40
v smere východ - západ	50
Hrúbka plazmovej vrstvy v chvoste	10
Vzdialenosť do centra prstencového prúdu	4 + 7

Komplexné spracovanie družicových meraní parametrov medziplanetárneho magnetického poľa /MMP/ viedlo k zisteniu /24/, že v oblasti rozpínajúcej sa slnečnej koróny - heliosfére - sú magnetické siločiarly MMP orientované smerom od Slnka alebo ku Slnku v súlade s polaritou heliodipólu. Oblasti odlišnej polarity sú od seba oddelené hraničnou prúdovou vrstvou, ktorej záhyby sa v dôsledku rotácie Slnka vyťahujú do Archimedových špirál. Pri pohybe po obežnej dráhe Zem sa nachádza buď nad alebo pod hraničnou prúdovou vrstvou, t. j. každý prechod cez ňu sa zaznamenáva ako hranica sektora, v dôsledku čoho registrujeme bipolárne MMP. Inými slovami, sektorová štruktúra vzniká pri projekcii hraničnej prúdovej vrstvy na rovinu ekliptiky /Obr. 4/. Mimo roviny ekliptiky sa



Obr. 4 - Predstava hraničnej prúdovej vrstvy v heliosfére /a/ s aplikáciou na prípad 4-sektorovej štruktúry MMP /b/.

sektorová štruktúra registruje iba v obmedzenom pásme helioširok. Pritom čím je väčšia heliošírka, tým vo väčšej miere prevláda orientácia MMP určitej polarity /k pretínaniu hraničnej prúdovej vrstvy dochádza zriedka/. Pri heliošírke $\sim 16^\circ$ je MMP, ako ukázali bezprostredné kozmické merania na družiciach Pionier - 10, 11, monopolárne /25, 26/.

Zem v priebehu roka dosahuje heliošírky maximálne $\pm 7,5^\circ$. V dôsledku toho rozloženia dominantnej polarite MMP pre jednotlivé ročné obdobia, má určitý charakter, ktorý sa mení harmonicky so zmenou heliošírky /Rozenberg-Colemanov efekt/. Sínusoidy pre jednotlivé cykly slnečnej aktivity sú, ako sa dá očakávať, v protifáze /27/.

Magnetické pole Zeme, najmä v polárnych čiapkách citlivo reaguje na zmeny polarite MMP. Na základe známeho Mansurov-Svalgaardovho efektu možno odhadovať polarite sektorov podľa špecifických variácií geomagnetického poľa, zaznamenávaných vysokoširokovými stanicami. Najnovšie výsledky ukazujú, že takéto odhady sa s vysokým stupňom presnosti dajú robiť podľa priemerných denných a mesačných hodnôt horizontálnej zložky GMP meraných na týchto stanicami /28/.

Na obežnej dráhe Zeme 90% energie prenášanej slnečným vetrom tvorí jeho kinetická energia. Preto z energetického hľadiska je pôsobenie nízkorýchlostných a vysokorýchlostných tokov slnečného vetra značne odlišné. V Tab. 1 sa uvádzajú hlavné parametre nízkorýchlostného a vysokorýchlostného slnečného vetra.

Do dosť zaužívanej terminológie patria pojmy kludného a porušeného slnečného vetra /23/. Bezprostredne sa vzťahujú na fakt tesnej súvislosti parametrov slnečného vetra so zložitými procesmi, odohrávajúcimi sa na Slnku, a vystihujú ich variabilitu. Variabilita je obzvlášť nápadná v porušenej slnečnej plazme. Vysvetľujeme to prítomnosťou magnetohydrodinamických diskontinuit a medziplanetárnych nárazových vln.

Pre porovnanie v Tab.2 sa uvádzajú niektoré energetické parametre slnečného vetra /5, 15, 23/.

NIEKTORÉ ENERGETICKÉ PARAMETRE SLNKA A SLNEČNÉHO VETRA

TABUĽKA 2

Parameter	Hodnota, /W/
Tok žiarivej energie	$4 \cdot 10^{26}$
Tok tepelnej energie	10^{18}
Tok mechanickej energie vo vonkajšej fotosfére	10^{22}
Tok mechanickej energie do vnútra koróny	$3 \cdot 10^{21}$
Tok energie rozpínajúcej sa koróny	$3 \cdot 10^{20}$
Tok energie koronálnej X-radiácie	10^{20}
Tok energie v čiare H_{α} /max/	10^{19}
Tok energie z erupcie	$/1 + 100/10^{21}$
Tok energie medziplanetárnych nárazových vln:	
a/ pre nízkorýchlostné toky	$3 \cdot 10^{20}$
b/ pre vysokorýchlostné toky	$1,4 \cdot 10^{21}$

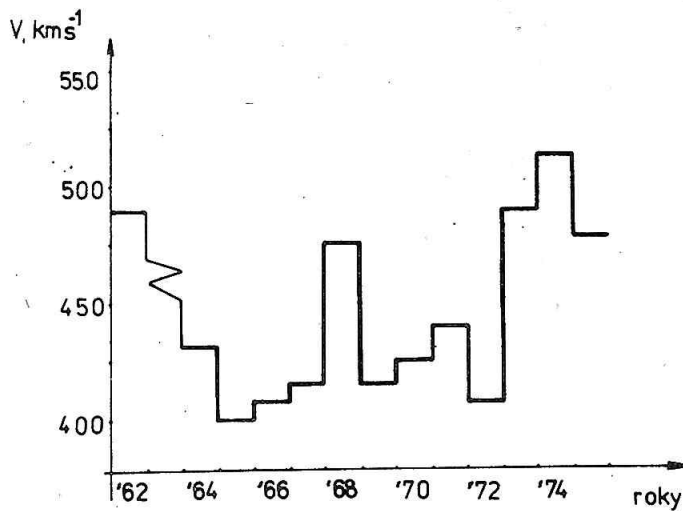
Slnečná plazma je zmagnetizovaná a jej magnetické parametre majú z geofyzikálneho hľadiska podstatný význam.

HELIOSFÉRA

Rozpínajúca sa na obrovské vzdialenosti slnečná koróna - slnečný vietor - unáša do medziplanetárneho priestoru veľkorozmerové slnečné magnetické pole, ktoré je dipólované charakteru. Na jednotlivých stranách od slnečného rovníka dominuje polarita príslušného polárneho magnetického poľa, ktorá sa mení s periódou 22. rokov. Vo fáze minima párneho /nepárneho/ cyklu slnečnej aktivity sa na severnej pologuli pozoruje N /S/ - polarita a na južnej - S /N/ - polarita. V maxime slnečnej aktivity veľkorozmerové slnečné magnetické pole zaniká.

viator sporadického charakteru. Výskyt sporadických /tranzientných/ tokov slnečného vetra sa viaže na erupčnú aktivitu Slnka, ktorá kulminuje vo fáze maxima 11-ročného slnečného cyklu /19, 20/.

Druhý zdroj dlhší čas patril k hypotetickým a bol identifikovaný vďaka úspechom kozmickej éry. Tento zdroj, tzv. koronálna diera, sa charakterizuje dosť slabým magnetickým poľom otvorenej konfigurácie uľahčujúcej únik slnečnej plazmy /21, 22/. Vzhľadom na značnú životnosť koronálnych dier, ktoré majú tendenciu sa v čase minima slnečnej aktivity sústreďovať v blízkosti slnečného rovníka, je pre vysokorychlostné toky z koronálnych dier príznačný rekurentný charakter. Inými slovami, v dôsledku rotácie Slnka sa rekurentné vysokorychlostné toky vyskytujú opakované s periódou $T \approx 27$ dní a ich výskyt kulminuje v rokoch minima slnečnej aktivity. Profil dlhodobých zmien rýchlosti slnečného vetra je znázornený na Obr. 3. Ako vidíme, výskyt vysokorychlostného slnečného vetra je zvýšený nielen v



maxime slnečnej aktivity, kedy prevládajú tranzientné toky, ale aj v minime, kedy dominujú rekurentné toky /18/.

Obr. 3 - Profil dlhodobých zmien rýchlosti slnečného vetra v rokoch 1962 - 1976. Pre obdobie r. 1963 - 1964 chýbajú údaje kozmických pozorovaní slnečného vetra.

NIEKTORÉ PLAZMOVÉ CHARAKTERISTIKY

TABUĽKA 1

Parameter	Nízkorýchlostné toky		Vysokorychlostné toky	
	priem. hodnota	priem. odchýlka σ	priem. hodnota	priem. odchýlka σ
n, cm^{-3}	11,9	4,5	3,9	0,6
$V, \text{km/s}$	327	15	702	32
$nV, 10^8 / \text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$	3,9	1,5	2,7	0,4
$T_p, 10^5 \text{K}$	0,34	0,15	2,3	0,3
$T_e, 10^5 \text{K}$	1,3	0,3	1,0	0,1
$T_u, 10^5 \text{K}$	1,1	0,8	14,2	3,0
T_e/T_p	4,4	1,9	0,45	0,07
T_u/T_p	3,2	0,9	6,2	1,3
n_u/n_p	0,038	0,018	0,048	0,005

šia časť slnečnej energie. Táto vyvoláva viaceré fyzikálne procesy v okolozemskom priestore, najmä v ionosfére a atmosfére. Je opodstatnené považovať ich za súčasť zložitého komplexu javov v systéme magnetosféra - atmosféra, v dôsledku ktorých sa v magnetosfére a nižších výškach nad Zemou vybudí elektromagnetické žiarenie v nízkofrekvenčnom pásme /Obr. 2/. Väčšina z uvádzaných typov elektromagnetického žiarenia bezprostredne súvisí s rozličnými formami nestability okolozemskej plazmy /14/.

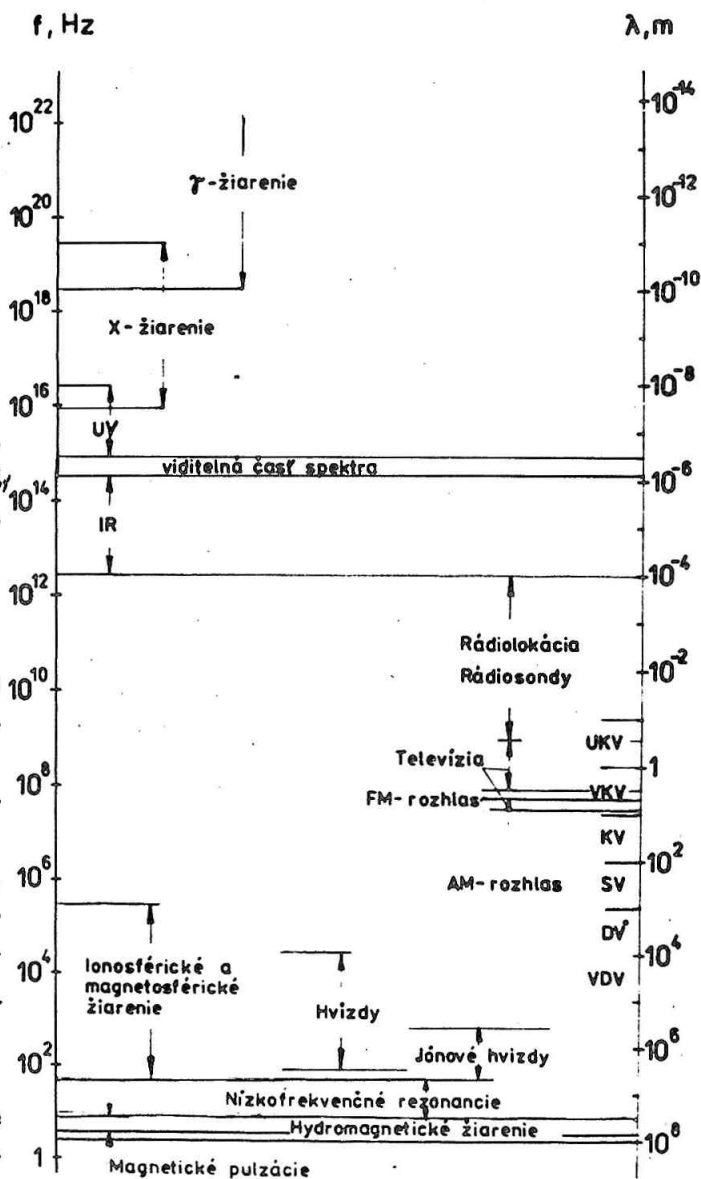
ZDROJE A MAKROSKOPICKÉ VLASTNOSTI KORPUSKULÁRNEHO ŽIARENIA

Korpuskulárne žiarenie Slnka je zastúpené energetickými časticami s energiami $E \approx 10^6 + 10^9$ eV, pre ktoré zvykneme používať termín slnečných kozmických lúčov a nízkoenergetickou plazmou známou ako slnečný vietor.

Tok energie slnečného vetra je podstatne nižší v porovnaní s tokom energie elektromagnetického žiarenia, ale to neprekáča unikajúcej slnečnej plazme byť významným zdrojom energie pre komplexné procesy elektromagnetickej povahy vnútri magnetosféry /15/. Energia slnečného vetra, vznikajúceho v dôsledku rozpínania slnečnej koróny, tvorí iba nepatrný zlomok $\sim 1\%$ energetických strát slnečnej atmosféry, resp. $\sim 10\%$ energetických strát koróny.

Na formovanie vysokorýchlostných tokov slnečného vetra sa žiada 2-3 krát väčšia energia ako pre nízkorýchlostné toky. Pritom regulácia energetickej bilancie slnečnej koróny je daná konfiguráciou koronálnych magnetických polí /16, 17, 18/. Ich geometria určuje podmienky úniku slnečnej plazmy do medziplanetárneho priestoru a vytvára dva druhy zdrojov vysokorýchlostného slnečného vetra.

Prvým z nich je aktívna oblasť, kde pôsobia silné magnetické polia zatvorenej konfigurácie. Pri slnečnej búrke - erupcii - dochádza k násilnej emisii slnečnej plazmy, vzniká vysokorýchlostný slnečný



Obr. 2 - Elektromagnetické žiarenie Slnka a magnetosféry. Pre porovnanie sa uvádza frekvenčný rozsah rádiatelekomunikačnej siete.

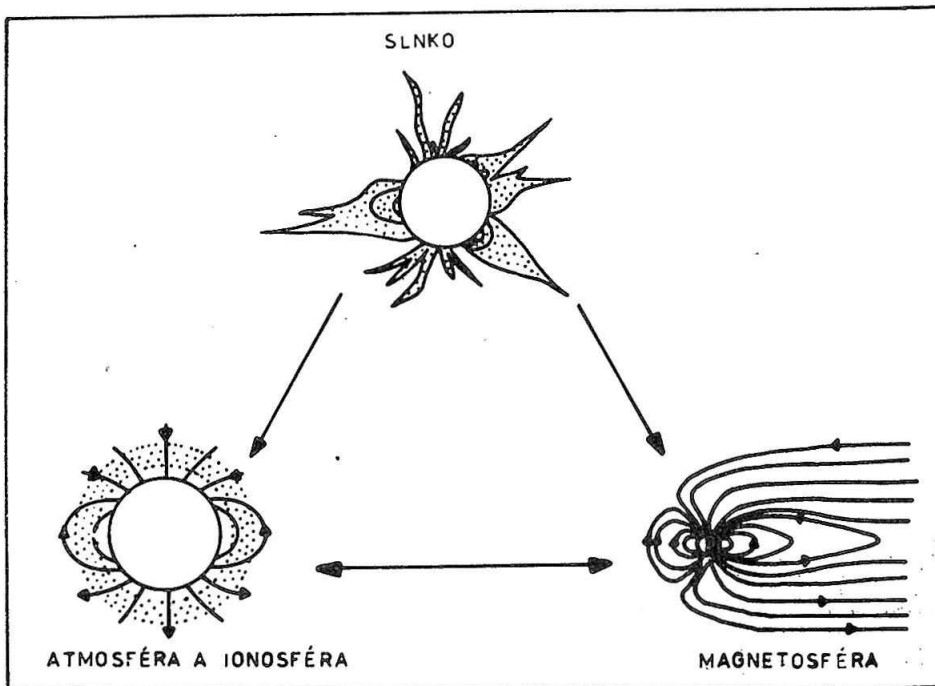
Výsledky, získané pri uplatňovaní každého z aspektov, prispievajú na základe integrálnej informácie k odhaleniu zložitej mozaiky fyzikálnych procesov na Slnku, v medziplanetárnom a okolozemskom priestore.

V ďalšom výklade sa podrobnejšie pozastavíme na geofyzikálnom aspekte výskumu vzťahov Slnko - Zem.

H L A V N É P O J M Y

SYSTÉM SLNKO - MAGNETOSFÉRA - ATMOSFÉRA

Výskum vzťahov Slnko - Zem na základe bezprostredných kozmických meraní viedol k principiálne novému prístupu ku štúdiu zložitých dynamických procesov interakcie v rámci systému Slnko - magnetosféra - atmosféra 2, 3, 4, 5, 12, 13. Pri tomto prístupe zásadný dôraz sa kladie nielen na dynamiku prenášania energie zo Slnka, foriem interakcie slnečného vetra s magnetosférou, ale nie v menšej miere sa pozornosť sústreďuje na procesy v hornej atmosfére a na elektromagnetický charakter interakcie magnetosféry s ionosférou, resp. atmosférou /Obr. 1/.



Obr. 1 - Systém Slnko - magnetosféra - atmosféra. Heliogeofyzikálne úkazy sú dôsledkom zložitých fyzikálnych procesov v tomto systéme.

Energia Slnka, šíriaca sa v medziplanetárnom priestore vo forme elektromagnetického a korpuskulárneho žiarenia, sa v priebehu času mení, čo znamená, že efekty interakcie slnečného žiarenia s magnetosférou a atmosférou Zeme /ako aj iných planét/ nie sú rovnaké. Výskum dynamického charakteru týchto efektov je spoľahlivou cestou pre pochopenie fyziky vzťahov Slnko-Zem.

ELEKTROMAGNETICKÁ RADIÁCIA SLNKA

Energia elektromagnetickej radácie Slnka je rozložená v širšom pásme vlnových dĺžok - od krátkovlnného žiarenia až po rádiové žiarenie /Obr. 2/. Najvýznamnejšími komponentmi tokov energie sú toky UV a IR - žiarenia a, samozrejme, viditeľnej časti spektra. Celkove, je v elektromagnetickom pásme sústredená väč-

P R E D M E T V Ý S K U M U

OKRUH RIEŠENÝCH OTÁZOK

Problematika vzťahov Slnko - Zem zahrňuje široký okruh otázok. Viaceré z nich majú fenomenologický význam, ďalšie slúžia pre hlbšie pochopenie procesov vzájomnej interakcie medzi jednotlivými zložkami systému Slnko - Zem. Nie menej významné je vysvetlenie morfológických vlastností sledovaných úkazov, čo pomáha ďalšiemu rozpracovaniu a spresneniu našich predstáv o skúmaných procesoch. Neostáva stranou ani aspekt praktickej aplikácie získaných poznatkov, ich využitia pre potreby spoločenskej praxe.

Okruh riešených otázok sa dá zhrnúť do niekoľkých tematických celkov. Vymenujme ich. Sú to predovšetkým otázky fyziky slnečnej aktivity /1/. Na ne naväzuje problematika dynamických vlastností medziplanetárneho prostredia /2/. V kontexte týchto primárnych hľadísk sa skúma otázka geoeektívnych agensov slnečnej aktivity /3/. Ich pôsobenie podmieňuje a usmerňuje procesy v magnetosfére, ionosfére a atmosfére Zeme, ktorých výskum umožňuje nám pochopiť rozličné geofyzikálne úkazy pozorované na Zemi /4, 5, 6/.

Pri výskume horeuvedenej problematiky do popredia vystupuje otázka energetiky slnečných procesov a geofyzikálnych úkazov, otázka mechanizmu pôsobenia variability slnečných procesov na okolozemský priestor a Zem, otázka spôsobu transformácie energie slnečných procesov v energiu geomagnetických porúch, otázka dynamiky plazmových procesov atď.

SMERY VÝSKUMU

Výskum problematiky vzťahov Slnko - Zem v konečnom dôsledku vyúsťuje v porovnanie prejavov slnečných procesov s geofyzikálnymi úkazmi. Súhrnný výskum sa rozčleňuje do niekoľkých smerov, z ktorých každý sa opiera o konkrétny aspekt. Sú to nasledovné aspekty:

- h e l i o f y z i k á l n y aspekt, pri ktorom sa pozornosť upiera na štúdium mechanizmu úniku častíc slnečnej plazmy, ich akcelerácie a dynamiky týchto procesov /7, 8/,
- k o z m o f y z i k á l n y aspekt, pri ktorom sa pozornosť upiera na štúdium mechanizmu šírenia porúch, na otázky celkového spektra porúch a ich modelov, na možnosť diagnostiky magnetosférických porúch /9/,
- g e o f y z i k á l n y aspekt, pri ktorom pozornosť sa upiera na podmienky a dôsledky interakcie slnečnej plazmy s magnetosférou, ionosférou i atmosférou Zeme, na otázky časovo-priestorovej variability parametrov slnečného vetra a medziplanetárneho magnetického poľa /MMP/ vo vzťahu k magnetosférickej aktivite, na otázky informatívnosti sledovaných procesov pre účely prognostického charakteru, na otázky modifikácie primárnych porúch v dôsledku vplyvu procesov v ionosfére a pôsobenia prírodných elektromagnetických polí /10, 11, 12/.

Niektoré aspekty problematiky vzťahov Slnko – Zem

A. PRIGANCOVÁ, Geofyzikálny ústav SAV Bratislava

ABSTRAKT

V práci sa predkladajú niektoré nové výsledky výskumu vzťahov Slnko - Zem z geofyzikálneho hľadiska

ÚVOD

Súčasnú predstavu o fyzike plazmy, o fyzikálnych mechnizmoch rozličných elektrodynamických procesov, o dynamike časovo-priestorových charakteristík medziplanetárneho a okolozemského priestoru, sa formovali vďaka úspešnému výskumu vzťahov Slnko - Zem.

Významný pokrok v tejto oblasti vedeckého bádania je podmienený viacročnými družicovými pozorovaniami nielen vnútri magnetosféry, ale aj v kozmickom priestore. Rozsiahla vedecká informácia, získaná pri bezprostredných kozmických meraniach umožnila súbežnú analýzu slnečných a geofyzikálnych javov, pri ktorej sa odhalili hlbšie súvislosti ich vzájomného vzťahu.

Viacere závažné problémy sa riešia v rámci spolupráce socialistických krajín. Komplexný výskum problematiky vzťahov Slnko - Zem sa realizuje v rámci širších medzinárodných programov. O niektorých z nich sa tu už hovorilo. Spomenieme ešte jeden. Roku 1976 sa zahájil medzinárodný program výskumu magnetosféry /IMS/. Postupne sa do tohto programu zapojilo 50 štátov. Experimentálna fáza výskumov, ktorá trvala až do roku 1980, zahrňovala koordinované pozorovania pomocou družíc, merania na balónoch i raketách, pozorovania na rozšírenej sieti pozemských staníc. Je pozoruhodné, že v priebehu týchto rokov bol vytvorený dokonalý systém informácie, čo umožnila pružný prístup k získaným údajom. T. č. program vstúpil do fázy spracovania tohto rozmanitého materiálu a dá sa očakávať, že získané výsledky poslúžia pre ďalšiu systemizáciu našich poznatkov v tejto oblasti, pre zovšeobecnenie experimentálnych údajov na základe matematického, fyzikálneho a empirického modelovania skúmaných procesov a ich komplexov.

- /17/ Waldmeier, M.: 1950, Zeitschrift für Astrophysik 21, 24.
- /18/ Ward, F.: 1966, Astrophysical Journal 145, 416.
- /19/ Wilcox J. M., Howard, R.: 1970, Solar Physics 13, 251.
- /20/ Wilcox, J. M., Schatten, K. H., Tannenbaum, A. S. a Howard, R.: 1970,
Solar Physics 14, 255.

Poznamenávame, že výsledky na Obr. 6 a Obr. 7 sa vzťahujú na šírkový interval $\pm 40^\circ$.

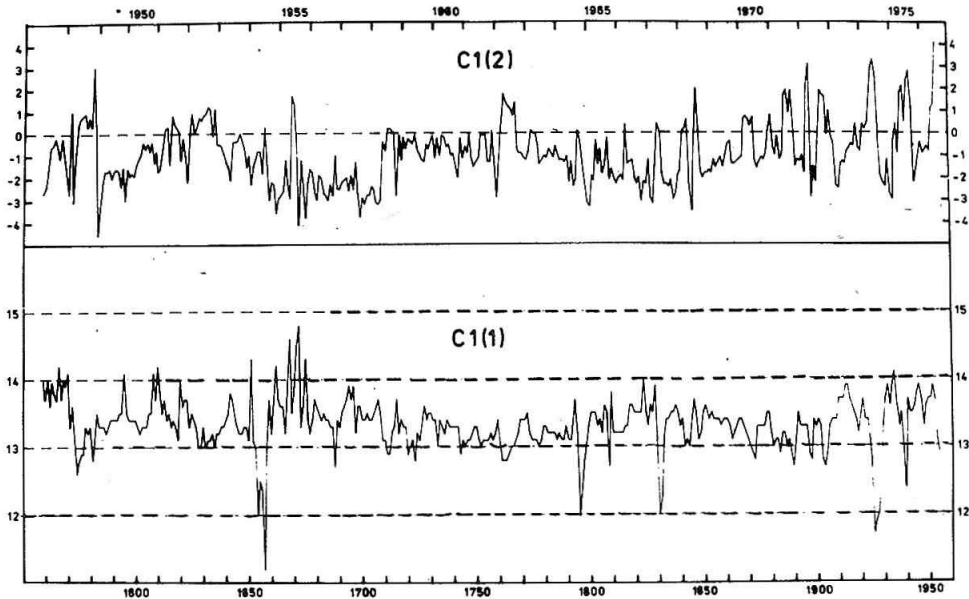
Podobná analýza a interpretácia výsledkov si vyžiada dlhší čas. Uvedieme preto len niekoľko skutočností, vyplývajúcich zo zbežnej prehliadky uvedených obrázkov;

- podobnosť C1/1/ a C2/2/;
- jedenástočná perióda v C1/1/: pomalšia rotácia na začiatku cyklov, rýchlejšia rotácia na konci cyklov. V C2/1/ taký priebeh nie je viditeľný;
- nepodobnosť C1/2/ a C2/2/;
- jedenástočná perióda v C1/2/: na začiatku cyklov prevláda diferenciálna rotácia /indukujú ju vyššie záporné hodnoty C1/2/, na zostupnej vetve cyklov prevláda rotácia na spôsob pevného telesa /malé záporné hodnoty C1/2/. V chode koeficientu C2/2/ nie je podobná perióda zrejماً - variácie sú viacmenej nepravidelné, amplitúda fluktuácií je asi dvakrát väčšia než u C1/2/.
- zrejmu antikoreláciu medzi C2/2/ a C2/3/ možno na základe tvaru funkcie ω/ψ vyložiť takto: záporné C2/2/ a kladné C2/3/ znamená, že nízke šírky rotujú diferenciálne a vysoké na spôsob pevného telesa a naopak;
- charakteristickým rysom kriviek je značná fluktuácia hodnôt, menovite C2/2/ a C2/3/, prípadne C1/2/. Vyplýva zo zložitejšej štruktúry zmien sklonu pásov aktivity na Obr. 1.

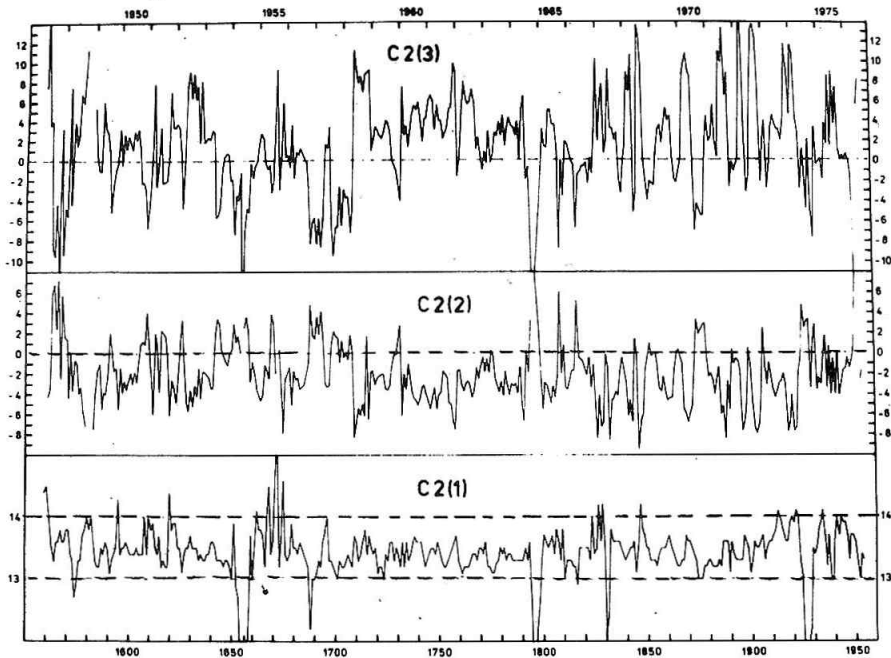
LITERATÚRA

- /1/ Ambrož, P.: 1973, Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia 24, 80.
- /2/ Antonucci, E., Dodero, M. A.: 1977, Solar Physics 34, 3.
- /3/ Antonucci, E., Svalgaard, L.: 1974, Solar Physics 34, 3.
- /4/ Bohlin, J. D.: 1970, Solar Physics 12, 240.
- /5/ Bumba, V.: 1976, v Basic Mechanisms of Solar Activity /editori V. Bumba a J. Kleczek/, IAU Symposium No 71, 47.
- /6/ Bumba, V., Howard, R.: 1969, Solar Physics 7, 28.
- /7/ Cooper, R. H., Billings, D. E.: 1962 Zeitschrift für Astrophysik, 55, 28.
- /8/ Hansen, R. T., Hansen, S. F. a Loomis, H. G.: 1969, Solar Physics, 10, 135.
- /9/ Luzov, A. A., Kullin, G. V. a Pežemskij, A. I.: 1965, Geomagnetizm i aeronomia 3, 392.
- /10/ Newton, H. W., Nunn, M. L.: 1951, Monthly Notices Royal Astronomical Society 111, 413.
- /11/ Sýkora, J.: 1971a, Solar Physics 18, 72.
- /12/ Sýkora, J.: 1971b, Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia 22, 12.
- /13/ Sýkora, J.: 1975, Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, 5, 7.
- /14/ Timothy, A. F., Krieger, A. S., a Vaiana, G. S.: 1975, Solar Physics 42, 135.
- /15/ Trellis, M.: 1957, Supplement Annal Astrophysique No. 5.
- /16/ Wagner, W. F.: 1975, Astrophysical Journal 198, L 141.

Je zrejmé, že prvé koeficienty udávajú veľkosť rotácie na rovníku, druhé veľkosť diferenciálnej rotácie a tretí koeficient určuje zmenu diferenciálnej rotácie /jej spomalovanie, alebo zrýchľovanie/. Všetky koeficienty vyjadrujeme v jednotkách stupeň/deň. Bez toho, žeby sme sa na tomto mieste zaoberali metódikou výpočtu a jej možným vplyvom na obdržané výsledky, uvádzame na Obr. 6 a Obr. 7 grafické vyjadrenie časového priebehu všetkých piatich koeficientov.



Obr. 6 - Časový priebeh koeficientov vo výraze pre zmenu rotačnej rýchlosti s heliografickou šírkou: $\omega = C1/1/ + C1/2/ \sin^2 \psi$. Platí pre interval $\pm 40^\circ$ heliografickej šírky.



Obr. 7 - To isté ako na Obr. 6 pre výraz $\omega = C2/1/ + C2/2/ \sin^2 \psi + C2/3/ \sin^4 \psi$.

napríklad, iba 3-dňový rozdiel danej periódy od štandardnej /strednej/, potom dĺžkový posuv aktivity /alebo nejakého dlhotrvajúceho koronálneho útvaru/ predstavuje na rovníku posuv o $1^{\circ},7$ za deň, čo odpovedá rýchlosti hmoty asi 250m/s. Pre šírku 60° táto hodnota musí byť asi dvojnásobná.

Z časovo-dĺžkového chovania výrazne spriemerovaných rekurenčných periód zelenej koróny Antonucci a Svalgaard /1974/ dedukovali, že variácie rekurenčných periód možno vyložiť pomocou horizontálnych pohybov hmoty v slnečnej atmosfére. Avšak pomerne dlhé trvanie posuvu aktivity s konštantnou rýchlosťou, vysvetľované náhlym počiatkom posuvu s inou rýchlosťou, ktoré zachvacuje naraz značný interval heliografických šírok a pritom niekedy ukazuje silnú diferenciálnu rotáciu a inokedy rotáciu "skoro ako pevné teleso", naznačuje, že fyzikálny proces určujúci rotáciu dolnej koróny musí pôsobiť v značne veľkých dimenziách. Pretože koronálne útvary a ich svietivosť úzko súvisia s fotosferickými magnetickými poliami, je pravdepodobne, že nové magnetické polia, ktoré sa vynárajú do starých a pomaly disipujúcich veľkorozmerových magnetických štruktúr, spôsobia ich viacmenej spojitý pohyb v jednom smere, t. j. k východu alebo k západu. Také vysoko organizované pohyby na veľkej ploche pravdepodobne naznačujú súvislosť s konvekciou podfotosferickej hmoty a s generáciou podfotosferických magnetických polí. Nemožno asi vylúčiť možnosť, že v turbulentnej konvekcii existuje určité množstvo nestabilných režimov, ktoré v priebehu času môžu striedavo nastupovať, pričom frekvencia jedného z týchto režimov behom určitého časového obdobia môže byť spôsobená relatívne malou odchýlkou od štandardných podmienok a môže teda viesť k rôznorodosti pozorovaných rekurenčných vlastností.

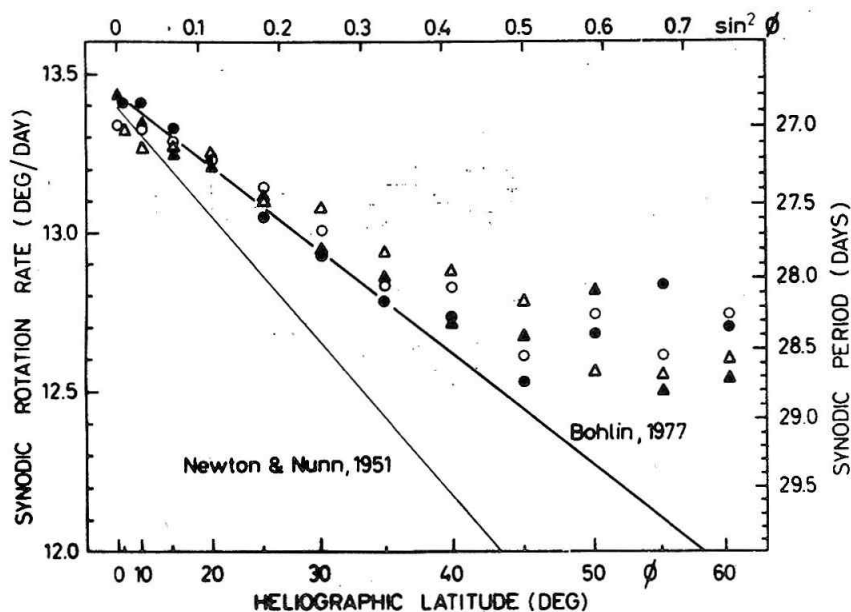
Variabilita periódy rekurencie nie je významná z prognostického hľadiska, pretože ju možno odhaliť s dostatočnou presnosťou len jednu rotáciu po prvej rekurencii. Je samozrejme obtiažne rozlíšiť v počiatkovej fáze medzi náhodnou a rekurentnou aktivitou. Avšak analýza predošlej fotosferickej a chromosferickej aktivity a jej vývoja môže významne pomôcť v identifikácii menovite rekurenčnej aktivity. Predpoveď dĺžky /"doby života"/ individuálnych pásov rekurencie, charakterizujúcich dané obdobie /pozri Obr. 1/ sa zdá byť ešte problematickejšou.

Analýza zmien korelačných koeficientov s časom /Obr. 2 a 3/ sa zdá byť nádejnejšou pre určenie "doby života" rekurenčných útvarov. Starostlivá prehliadka Obr.1 odhaľuje, že krátkodobé rekurencie sa striedajú s dlhodobými a súčasne dlhodobé rekurencie majú tendenciu výrazne sa prejavovať najmä na zostupnej vetve cyklov. Toto je celkom v dobrom súhlase s časovým chovaním korelačných koeficientov, napríklad pre rovníkovú zónu /obrázok tu nepublikujeme/. Malé korelačné koeficienty odpovedajú krátkotrvajúcim rekurenciám, naopak, vysoké korelačné koeficienty odpovedajú stabilným dlhotrvajúcim rekurenciám. To je výsledok z prognostického hľadiska významný.

Celkom nedávno sme charakter koronálnej rotácie skúmali pomocou časového priebehu hodnoty koeficientov vo vzťahoch

$$\begin{aligned} \omega /1/ &= C1/1/ + C1/2/ \sin^2 \varphi \\ \omega /2/ &= C2/1/ + C2/2/ \sin^2 \varphi + C2/3/ \sin^4 \varphi . \end{aligned}$$

Na veľmi malú diferenciálnu rotáciu vo vysokých heliografických šírkach /Obr. 4 a Obr. 5/ sa treba pozerať s rezervou, pretože tento fakt môže byť v skutočnosti nereálny. Pripomenieme, že vstupné koronálne údaje boli pre daný deň získané spriemerovaním originálnych údajov pozorovaných na východnom okraji Slnka



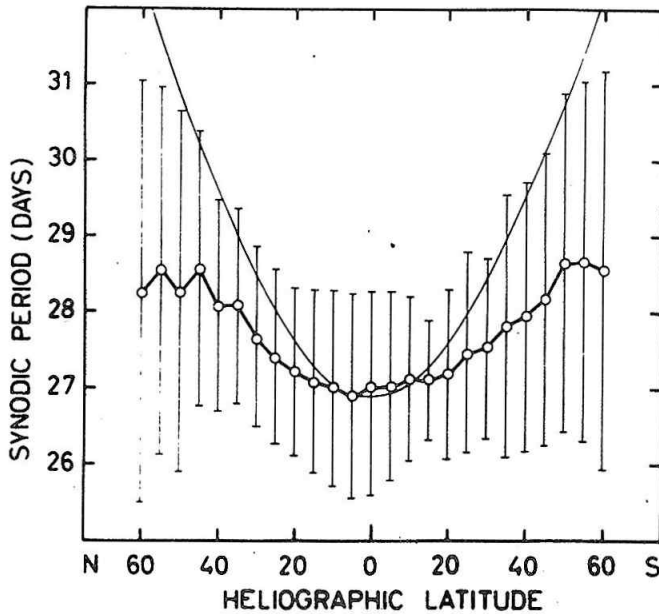
Obr. 5 - Závislosť rotačnej periódy zelenej emisnej koróny na heliografickej šírke. Krúžky boli použité pre severnú a trojuholníky pre južnú pologuľu. Plnými znakmi sú znázornené výsledky z maximálnej rekurencie na ac funkciách, počítaných z úplného súboru údajov v období 1947-1976. Biele znaky predstavujú výsledky prevzaté z Obr. 4. Pre porovnanie sú nakreslené aj funkcie diferenciálnej rotácie pre slnečné škvrny /Newton a Nunn, 1951/ a pre kombináciu niekoľkých iných prejavov slnečnej aktivity /Bohlin, 1977/.

ka o 7 dní skôr a na západnom okraji Slnka o 7 dní neskôr než tento daný deň. Uvedená skutočnosť môže byť príčinou určitej umelej premennej zložky s periódou 28 dní, ktorá môže byť do našich počítaných periód infiltrovaná.

Koronálne útvary, pozorované na okraji Slnka, možno vidieť počas niekoľkých dní a to alebo pre ich značný rozsah v heliografickej dĺžke, alebo jednoducho preto, že na okraji Slnka pozorujeme pozdĺž zorného lúča, t. j. koronálne útvary pozorujeme v priebehu dlhšieho času, než odpovedá ich skutočnému rozsahu v heliografickej dĺžke. Z tohto dôvodu v nižších šírkach, kde sa rotačné periódy nelíšia veľmi od spomenutej možnej umelej periódy, možno oddôvodnene očakávať, že sa efekt možnej umelej periódy zdanlivo neprejaví. Avšak vo vyšších šírkach v dôsledku väčšieho rozdielu medzi skutočnou a možnou umelou periódou, môže táto výraznejšie ovplyvniť konečný výsledok. Početný výskum tohto efektu v súčasnosti robíme.

Diferenciálna rotácia je bežne určovaná pomocou rozsiahleho spriemerovania pozorovacích údajov. Ukázali sme, že vo všetkých heliografických šírkach evidentne existujú pomerne veľké zmeny rekurenčných periód s časom. Ak uvažujeme,

Popísanou metódou postupného počítania rekurenčných períód pre určitý zvolený časový interval údajov pri súčasnom posúvaní zvoleného intervalu cez celý blok údajov o určitý konštantný časový krok dostávame sériu rozličných períód. Spriemerovaním týchto períód pre každú heliografickú šírku, obdržíme strednú hodnotu períódy spolu s jej štandardnou odchýlkou, charakterizujúcou rozptyl hodnôt v sérii. Urobili sme takéto výpočty pre všetky heliografické šírky, pričom za časový interval sme zvolili 7 bartelsovských rotácií a tento interval sme postupne posúvali o časový krok jednej bartelsovskej rotácie. Výsledky možno vidieť na Obr. 4. Rekurenčná períóda rastie od rovníka k vyšším šírkam



Obr. 4 - Šírková závislosť synodickej rotačnej períódy zelenej emisnej koróny. Každá hodnota períódy predstavuje priemer zo série períód odvodených z maxim prvej rekurencie na ac funkciách. Autokorelačné funkcie boli počítané z časových intervalov 7 bartelsovských rotácií s postupným posuvom o jednu rotáciu. Zvislé úsečky predstavujú štandardné odchylky variácie períód. Tenkou symetrickou krivkou je znázornená funkcia diferenciálnej rotácie rekurenčných škvŕn /Newton a Nunn, 1951/.

podstatne pomalšie než je tomu pre rekurenčné škvŕny /Newton a Nunn, 1951/, ktorých výsledok je tiež uvedený pre porovnanie. Rast períód sa pomerne náhle znižuje v šírke asi 40° . Rozptyl je pomerne veľký - 1,2 dňa v nižších šírkach a 2-3 dni vo vyšších heliografických šírkach.

Strednú hodnotu rekurenčnej períódy možno jednoducho obdržať aj pomocou počítania ac funkcií z celého súboru údajov. Porovnať tieto výsledky s výsledkami prezentovanými na Obr. 4 možno na Obr 5. Sklon synoptickéj rýchlosti rotácie je pomalší než pre rekurenčné škvŕny a je lineárny až do šírok asi 35° . Až k týmto šírkam sa len málo líši od synoptických rotačných rýchlostí, ktoré odvodil Bohlin /1977/ z analýzy pozorovacích údajov o protuberanciách, nízkej koróne a fotosférickom magnetickom poli. Zákon synodickej diferenciálnej rotácie odvodený pre interval šírok 0° - 35° osobitne pre severnú a južnú polo-

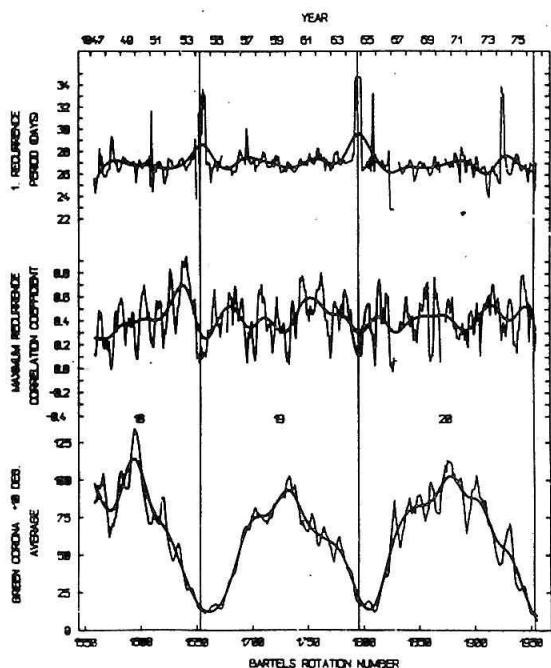
guľou, zo segmentovej série /Obr. 4/, je:

$$\begin{aligned} \omega /N/ &= 13,38 - 1,56 \sin^2 \varphi \\ \omega /S/ &= 13,34 - 1,15 \sin^2 \varphi \end{aligned}$$

a priamo z celého súboru údajov /Obr. 5/

$$\begin{aligned} \omega /N/ &= 13,45 - 2,05 \sin^2 \varphi \\ \omega /S/ &= 13,41 - 1,73 \sin^2 \varphi . \end{aligned}$$

Ako vidno koeficienty diferenciálnej rotácie /druhý člen/, odvodené odlišnými metódami sa dost značne líšia. Svojím spôsobom je to odraz značnej premenlivosti rekurentnej períódy s časom.

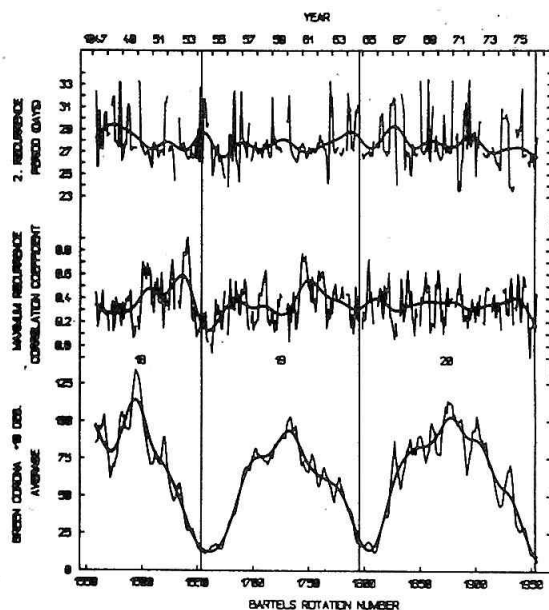


Obr. 2. - Časové zmeny rekurenčnej periódy /hore/ a maximálnych korelačných koeficientov /v strede/ - obe boli odvodené z prvých rekurenčných maxim na ac funkciách. Tieto funkcie a ich priemerné hodnoty /dolu/ boli počítané pre časový interval 5 bartelsovských rotácií z intenzít zelenej emisnej koróny v heliografickej šírke +10° za obdobie 1947-1976. Vertikálne čiary oddelujú slnečné cykly č. 18, 19 a 20.

Korelačný koeficient vykazuje veľké a rýchle fluktuácie, zatiaľ čo amplitúda je prakticky rovnaká behom celého skúmaného intervalu /1947-1976/ a nezávisí na fáze slnečného cyklu. Stredná hodnota korelačného koeficientu je asi 0,4. Na "vyhladenej"krivke možno jasne vidieť kvaziperiodické variácie s periódou asi troch rokov a viditeľný je aj stúpajúci trend koeficientu v priebehu 18. a 19. cyklu slnečnej aktivity. Nie je tomu tak v 20. cykle.

Podobný postup sme použili aj pri určovaní sekundárnych periód rekurencie. V tomto prípade sme interval periód ohraničili hodnotami od 23,5 do 33,5 dní. Výsledky sú znázornené na Obr. 3. Priebeh korelačných koeficientov v porovnaní s priebehom na Obr. 2 zostáva nezme-

nený, zato periódy rekurencie sú charakterizované ešte výraznejšou variabilitou než v prípade prvej rekurencie, ktorá pravda lepšie odráža premenlivý charakter pásov zvýšenej aktivity, viditeľný na Obr. 1. Druhá rekurencia neposkytuje žiadnu informáciu o aktivite trvajúcej kratšie než dve bartelsovské rotácie. Rozdiel medzi premennosťou periód prvej a druhej rekurencie vedie v istom zmysle k triviálnym záverom: /1/ že krátkotrvalá aktivita /prinajmenšom tá, ktorej "životná doba" je medzi jednou a dvomi rotáciami/ rotuje s periódou blízkou k teoretickej hodnote pre rovníkovú zónu; /2/ že dlhotrvajúca aktivita rotuje v rôznom čase s rôznymi periódami a súčasne sa táto aktivita vyskytuje obyčajne v preferovaných heliografických dĺžkach, ktoré sú veľmi pravdepodobne identické s tzv. aktívnymi dĺžkami. V tejto práci prezentujeme len analýzu údajov z heliografickej šírky +10°. Či sú naše závery platné aj pre iné šírky, musíme ešte overiť. Taký výskum v súčasnosti robíme.

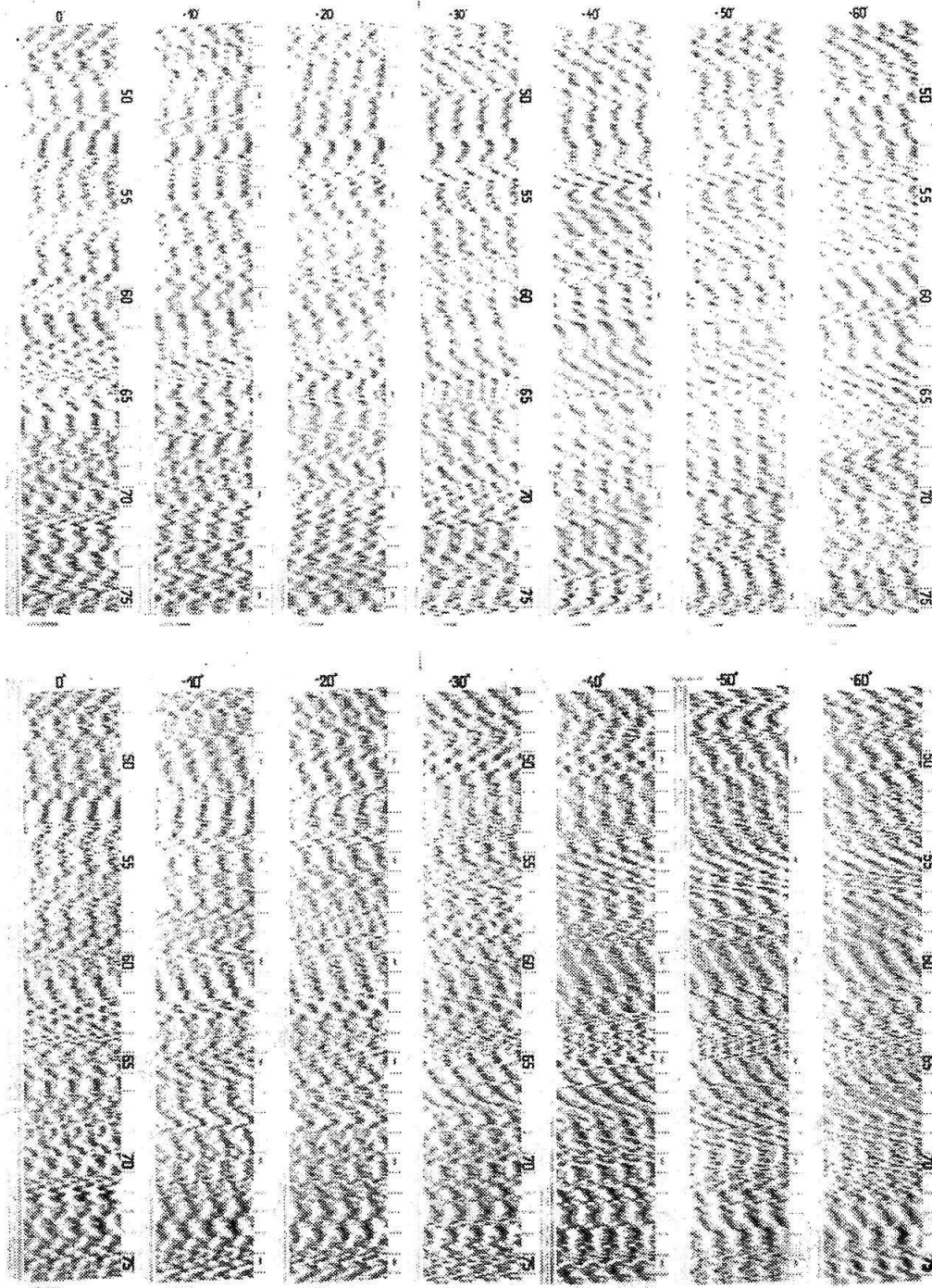


Obr. 3 - To isté čo na obr.2, ale odvodené z maxim druhej rekurencie na ac funkciách.

Podstatné rekurenčné charakteristiky zelenej emisnej koróny možno vidieť na prvý pohľad. Je zrejmé, že zložka rekurentnej aktivity existuje v priebehu celého skúmaného časového intervalu, nezávisle na heliografickej šírke a fáze cyklu a pravdepodobne by ju bolo možné nájsť aj v polárnych oblastiach, ktoré v našej práci neskúmame /obmedzili sme sa na šírky $\pm 60^{\circ}$ /. Ďalej perióda rekurencie, ktorá je v podstate úmerná sklonu odpovedajúcich tmavých pásov na Obr. 1, je veľmi premenlivá, pričom niekedy nadobúda hodnoty menšie než odpovedajú perióde rotácie na rovníku Slnka /jedná sa o sklony smerom dolava dolu/. Takúto situáciu možno miestami vidieť i v pomerne vysokých heliografických šírkach. Ďalším momentom, ktorý na Obr. 1 zasluhuje pozornosť, je skutočnosť, že doba trvania /"života"/ útvarov rekurentnej aktivity je veľmi rôzna - od niekoľkých rotácií do niekoľkých rokov. Ak postupujeme od rovníka k vyšším šírkam, vidíme v niektorých častiach obrázku tendenciu postupného odklonu pásov od vertikálneho smeru /predstavuje 27 dňovú periódu rotácie/ stále viac a viac doprava dolu, t. j. k dlhším periódam rotácie, čo je, pravda v súhlase s teóriou diferenciálnej rotácie. Takéto časti sú však dosť často vystriedané časťami, kedy sa sklon pásov v závislosti na heliografickej šírke prakticky nemení, t. j. v takých obdobiach pozorujeme v podstate "rotáciu na spôsob pevného telesa" koronálnej vrstvy slnečnej atmosféry. Popísané zámery sklonov majú za následok pomerne zložitú štruktúru Obr. 1. Pri troche pozornosti možno na obrázku vidieť i dôležitú skutočnosť, že totiž najvýraznejšie sa "rotácia na spôsob pevného telesa" objavuje pred koncom každého slnečného cyklu.

Je jasné, že prehnané priemerovanie údajov, prezentovaných na Obr. 1, by bolo na škodu kvantitatívneho popisu vyššie spomenutých rekurenčných charakteristík. Dostatočné časové rozlíšenie dosiahneme, ak podrobíme autokorlačnej /ac/analýze pomerne krátke časové intervaly /segmenty/ a ak takúto analýzu opakujeme pri časovom posuve segmentu o určitý vhodný krok. Na Obr. 2 možno vidieť výsledky pre heliografickú šírku $+10^{\circ}$. Dĺžka segmentu bola 5 bartelsovských rotácií /135 dní/ pričom segment sa postupne posúval o jednu rotáciu /27 dní/. V hornej časti obrázku je narysovaný chod rotačných periód odvodený zo vzdialeností maxim prvej rekurencie na ac funkciách. Chod maximálnej hodnoty korelačných koeficientov je prezentovaný v strednej časti obrázku a celkom dolu je uvedený chod koronálnych intenzít v danej šírke /v tomto prípade $+10^{\circ}$ /, spriemerovaných za intervaly 5 rotácií. Silnými plnými čiarami je vo všetkých prípadoch znázornený chod "vyhladených" údajov. Výber maxim na ac funkciách bol ohraničený na interval periód od 22 do 35 dní. V niektorých prípadoch maximá boli mimo vybraného intervalu /pozri prerušenia na dvoch horných krivkách/. Zvislé čiary znázorňujú hranice slnečných cyklov.

Už bežný pohľad na Obr. 2 napovedá, že v periódách rekurencie a v hodnotách maxim korelačných koeficientov existuje značná variabilita. V časových intervaloch, kedy je variácia periód nevelká, zoskupujú sa tieto periódy okolo 27 dní, t. j. blízko štandardnej hodnoty rotačnej periódy rovníkovej zóny. Väčšina väčších odchýliek od tejto periódy /vrátane tých, ktoré presahujú zvolené hranice periód a javia sa ako prerušenia na krivkách/ je typická pre obdobie minim slnečných cyklov a čiastočne aj pre prvú polovicu slnečných cyklov.



Obr. 1 - Dĺžkové rozloženie jasnosti zelenej emisnej koróny pre obdobie 1947 - 1976 je prezentované pre každých 10° heliografickej šírky. Detail pozri v texte.

lej ich "doby života". Takýto predpoklad vedie ku koncepcii aktívnych dĺžok, ktoré boli široko skúmané pomocou najrozličnejších prejavov slnečnej aktivity. Bumba a Howard /1969/ študovali veľkorozmerové rozloženie slnečných magnetických polí takým spôsobom, že synoptické mapy týchto polí usporiadali do časovej postupnosti, pričom separovali obe polarities poľa. Našli, že magnetické pole má určité dlhotrvajúce štruktúry, ktoré podľa charakteristických znakov nazvali sekcie /sections/ rady /rows/ a prúdy /streams/. Ich obecným znakom je, že si počas príslušného /dlhého/ času zachovávajú určitú stálu rotačnú rýchlosť. Na uvedených postupnostiach synoptických máp sú výrazne viditeľné dva systémy sklonov /odpovedajú dvom systémom rotačných rýchlostí/ spomenutých útvarov. Pre šírkový interval $\pm 20^{\circ}$ sklon odpovedá skoro presne 27-dňovej perióde rotácie, zatiaľ čo pre vyššie heliografické šírky sklon útvarov indikuje 28 - 29-dňovú periódu rotácie. Detailnejšie sú tieto výsledky diskutované neskôr Bumbom /1976/. Podobný výsledok obdržal Ambrož /1973/, keď do analogickej časovej postupnosti usporiadal sériu synoptických máp vápnikových flokulí. Okrem periódy blízkej 27 dňom našiel tiež rotačnú periódu rovnú približne 30 dňom. Sýkora/1971a/ skúmal dĺžkové rozloženie aktivity zelenej emisnej koróny v nízkych, stredných a vysokých šírkových zónach. Jeho výsledok deklaruje periódu rotácie rovnú približne 28 dňom a to pre všetky šírkové zóny. Nepriamo sa tým dokazuje "rotácia na spôsob pevného telesa" a to ako z podstaty analyzovaného materiálu vyplýva u veľkorozmerových a dlhotrvajúcich koronálnych útvarov.

Analogicky ku šírko-časovým diagramom, v ktorých sa používajú carringtonovské súradnice, konštruovali sme v našom prípade zelenej emisnej koróny podobné diagramy /grafy/ pri použití bartelsovských súradníc, ktorých hlavným znakom je, že perióda rotácie sa kladie rovnou 27,0 dňom. Podrobne o podstate a príprave vstupných údajov tejto našej práce pojednávajú články Sýkora 1971a, 1971b a 1975/. Šírko-časové bartelsovske grafy sme zostrojili pre každých 5° heliografickej šírky v celom nami skúmanom intervale širok $\pm 60^{\circ}$. Zaujímala nás v údajoch predovšetkým premenlivá zložka súvisiaca so slnečnou rotáciou, preto sme ponajprv eliminovali závislosť našich vstupných údajov na fáze slnečného cyklu a to odčítaním minimálnej hodnoty, ktorá sa v danej bartelsovskej rotácii objavila od všetkých údajov v rotácii. Premennivá zložka, ktorá po takomto odčítaní zostáva, je však ešte stále trochu závislá na fáze cyklu /väčšie amplitúdy sa vyskytujú pri vysokých priemerných hodnotách intenzity koróny a menšie amplitúdy sú charakteristické pre nižšie hladiny svietivosti koróny/. Preto sme ďalej zbytkové hodnoty v každej bartelsovskej rotácii delili ich strednou hodnotou a konečne po násobení stami sme obdržali všetky hodnoty vyjadrené v percentách strednej hodnoty. Aby sme rekurenčný charakter premenlivej zložky súvisiacej so slnečnou rotáciou zvýraznili pokiaľ možno najviac, aplikovali sme ďalej na údaje početný filter, ktorý popísal Luzov a kol./1965/, pričom sme použili konvenčné filtračné parametre. Výsledky vykreslené pre každých 10° heliografickej šírky metódou tieňovania pomocou tlačiarne počítača sú prezentované na Obr. 1. Horná časť obrázku ukazuje situáciu na severnej a dolná časť na južnej pologuli Slnka.

ton a Nunn /1951/ a Ward /1966/ previedli ich detailný výpočet. Podobne ako u slnečných škvŕn, aj v prípade koróny možno jej rotáciu určiť predovšetkým pomocou pozorovania dlhotrvajúcich rekurentných koronálnych útvarov. Už prvá analýza, ktorú pre široký interval heliografických šírok previedol Trellis /1957/ ukázala, že koróna rotuje v nižších šírkach pomalšie a vo vyšších šírkach rýchlejšie než je tomu v prípade fotosféry. Waldmeier /1950/ a Cooper s Billingsom /1962/ ukázali, že rotačná rýchlosť koróny vo vysokých šírkach je podstatne vyššia než zistil Trellis, teda aj podstatne vyššia, než bola odvodená pre fotosférickú vrstvu slnečnej atmosféry.

Menovite v poslednom desaťročí bolo vykonané mnoho na polí štúdia slnečnej rotácie a jej závislosti na heliografickej šírke, pričom ako podkladový materiál boli použité pozorovania najrozličnejších javov v atmosfére Slnka, vrátane koróny. Výsledky Hansena a kol. /1969/, ktorí aplikovali autokorelačnú /ac/ analýzu na pozorovanie bielej koróny z rokov 1964-1967, podobne ako výsledok Sýkora /1971a/, ktorý analyzoval dĺžkové rozloženie aktivity zelenej emisnej koróny v nízkych, stredných a vysokých heliografických šírkach za roky 1947-1968, ukázali, že veľkorozmerové útvary v koróne majú tendenciu rotovať ako pevné teleso. Bohlin /1970/ obdržal podobný výsledok, keď skúmal rotáciu strimerových /angl. streamer/ konfigurácií v bielej koróne za obdobie 1964-1965.

Antonucci a Svalgaard /1974/ skúmali rotačné charakteristiky koróny pomocou autokorelačnej výpočtovej techniky, pričom k analýze použili údaje zo Synoptic Tables of the Green Corona for Period 1947-1970, ktoré publikoval Sýkora /1975/. Našli, že krátkotrvajúce aktívne útvary v koróne sú charakterizované podobnou diferenciálnou rotáciou ako krátkotrvajúce štruktúry fotosférického magnetického poľa /Wilcox a kol., 1970; Wilcox a Howard, 1970/. Pritom však nimi zistená závislosť rotačnej rýchlosti na heliografickej šírke je nepochybne menšia než rekurentné slnečné škvŕny našli Newton a Nunn /1951/. Na druhej strane, dlhotrvajúce koronálne útvary sú charakterizované "rotáciou na spôsob pevného telesa" /jedna otočka trvá podľa nich asi 27 dní/ a to v hraniciach celého nimi analyzovaného šírkového intervalu $\pm 60^\circ$. Antonucci a Svalgaard tiež našli, že veľkosť diferenciálnej rotácie sa systematicky mení v priebehu slnečných cyklov. Dobre definovaná diferenciálna rotácia sa objavuje najmä v období maxim slnečných cyklov /vysoká aktivita/, potom jej hodnota klesá a v období pred minimami cyklov rotuje koróna "skoro ako pevné teleso".

Tieto výsledky Antonucci a Dodero /1977/ potvrdili neskôr na predĺženom rade koronálnych pozorovaní o obdobie 1970-1974. Tento ich doplnujúci časový interval zahrňuje aj obdobie letu OSO7 a Skylabu. Timothy a kol. /1975/ a tiež Bohlin /1977/ odvodili z XUV snímok koróny /Skylab, jún 1973 - január 1974/, že aj koronálne diery vykazujú veľmi malú diferenciálnu rotáciu. Wagner /1975/ obdržal prakticky ten istý výsledok, keď študoval diferenciálnu rotáciu koronálnych dier pomocou EUV snímok získaných na OSO7 v období máj 1973 - október 1973.

Keď sa študuje rekurencia dlhotrvajúcich útvarov slnečnej aktivity, ktoré sa používajú na stanovenie rotačných rýchlostí, akosi mlčky sa predpokladá, že tieto útvary si s dostatočnou stabilitou zachovávajú svoju polohu v priebehu ce-

Rotácia a diferenciálna rotácia slnečnej koróny

J. SÝKORA, Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica

V. LETFUS, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

V práci sú uvedené výsledky skúmania charakteru rotácie rekurentných útvarov emisnej zelenej koróny v rokoch 1947-1976, t. j. za obdobie takmer troch slnečných cyklov, z normalizovaných údajov merania celosvetovej siete koronálnych staníc. Použitý údaje dovolili sledovať časové zmeny rotačnej rýchlosti koróny v jednotlivých heliografických šírkach v rozmedzí širok $\pm 60^\circ$ s intervalom 5° . Výsledky autokorelačnej analýzy spolu s bartelsovskými grafmi premennej zložky aktivity ukazujú, že rotačná rýchlosť je vo všetkých šírkach značne premenná u krátko žijúcich útvarov predovšetkým v prvej fáze cyklu, u dlhšie žijúcich útvarov viacmenej behom celého cyklu. Pokles priemernej rýchlosti rotácie s rastúcou šírkou je v zhode s poklesom rýchlosti, odvodeným pre protuberancie, bielu koronu a fotosférické magnetické polia, je však menší než diferenciálna rotácia slnečných škvrn. Veľmi malá zmena diferenciálnej rotácie pre šírky väčšie než 40° je pravdepodobne ovplyvnená spôsobom prípravy východných údajov. Z analýzy časových zmien diferenciálnej rotácie vyplýva, že korona rotuje striedavo v niektorých obdobiach, najmä v prvej fáze cyklu s výraznou diferenciálnou rotáciou, v iných obdobiach, menovite na koncoch cyklov, s malou diferenciálnou rotáciou, t. j. skôr ako tuhé teleso.

Rozloženie svietivosti emisnej zelenej koróny, pozorovanej na okraji Slnka, reprezentuje v skutočnosti rozloženie hustoty častíc v nízkej koróne, pričom zvýšená jasnosť odpovedá miestam zvýšenej hustoty častíc. Takéto rozloženie jasnosti a hustoty koróny závisí jednak na rozložení fotosférických magnetických polí, ale aj na konfigurácii týchto polí v koronálnej vrstve slnečnej atmosféry. Koronálne kondenzácie, charakterizované veľkou hustotou častíc a teda zvýšenou svietivosťou, predstavujú uzavreté magnetické štruktúry nad aktívnymi oblasťami, zatiaľ čo miesta so zníženou hustotou častíc a teda nízkou jasnosťou predstavujú oblasti s unipolárnym a väčšinou slabým magnetickým polom, pričom siločiarly tohto poľa majú tzv. otvorenú konfiguráciu.

Jedným z viditeľných prejavov zosilnených magnetických polí vo fotosfére sú skupiny slnečných škvrn, z pozorovaní ktorých bola mnohokrát odvodzovaná rotácia Slnka a diferenciálna rotácia jeho fotosférickej vrstvy. Napríklad, New-

- /9/ Smith, S. F., Harvey K. L.: 1970, V C. J. Macris (ed.), "Physics of the Solar Corona", 156 (Dordrecht-Holland).
- /10/ Waldmeier, M.: 1956, Zsch. f. Astrophys. 40, 221.

Častokrát bylo pozorováno šíření excitační vlny podél smyčky na větší vzdálenosti.

P r o t u b e r a n c e

Pokud jde o krátkodobé změny v zelené koróně a jejich souvislost s protuberanční činností, zmíníme se o třech případech:

- A. Eruptivní protuberance mohou způsobit současně i vyvržení koronální plazmy, jak bylo zjištěno rozborem bohatého spektrálního materiálu /Hansen a Kleczek, 1962/.
- B. V zelené koronální čáře byl pozorován velmi rychlý spraj, potvrzený v čáře $H\alpha$ /Orrall a Smith, 1961/.
- C. Smyčkové protuberance po erupcích ukazují stupňovitý růst podobně jako zelené struktury.

Obecně můžeme říci, že pohyby protuberanční plazmy jsou zpravidla rychlejší, 50-80 km/s. Pád materiálu ve smyčkových protuberancích může být 50-100 km/s, zatímco pohyby plazmy v zelených smyčkách dosahují kolem 25 km/s /Waldmeier, 1956/. Rychlost stupňovitého růstu systému smyček v čáře $H\alpha$ a λ 530,3 nm je srovnatelná.

Nejvyšší rychlosti zjištěné ve sprayích a eruptivních protuberancích, větší než 1000 km/s, nebyly v zelené koróně pozorovány. Možný důvod je nejen v časovém rozlišení, ale především v tom, že spray a eruptivní protuberanci můžeme pozorovat ve velkých vzdálenostech od slunečního okraje, kdežto expandující smyčky brzo zmizí.

ZÁVĚR

Zde jsme se soustředili jen na výčet hlavních charakteristik krátkodobých změn v zelených koronálních strukturách a naznačili souvislosti s ostatní sluneční činností. Pro nedostatek času nebylo možno diskutovat některé poznatky, např. zcela stranou zůstala otázka energetická, kterou se zabýváme v připravovaném článku.

LITERATURA

- /1/ Bruzek, A., DeMastus H. L.: 1970, Solar Phys. 12, 447.
- /2/ Bugoslavskaja, E. Ja.: 1949, Trudy GAIŠ, 19.
- /3/ Dunn, R. B.: 1971, v C. J. Macris (ed.), "Physics of the Solar Corona", 114 (Dordrecht-Holland).
- /4/ Hansen, R., Kleczek J.: 1962, PASP 74, 507.
- /5/ Kleczek, J., Růžičková-Topolová B.: 1981, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 32, 72.
- /6/ Orrall, F. Q., Smith H. J.: 1961, Sky and Tel. 22, 330.
- /7/ Rust, D. M., Webb D. F.: 1977, Solar Phys. 54, 403.
- /8/ Růžičková-Topolová, B.: 1981, v "Third European Solar Meeting" Oxford, 273.

V našem materiálu jsme měřili 3 místa v jedné koronální kondenzaci /z 11. ledna 1967/ pohybující se rychlostí 110 km/s. Jedno z nich byla smyčka, která se zpočátku pohybovala pomalu a náhle byla urychlena a zmizela. Dvě smyčky se náhle objevily a zmizely po několika minutách. Případ byl zajímavý tím, že všechny tři smyčky měly před zmizením stejnou rychlost a dosáhly jí přibližně ve stejnou dobu, což nasvědčuje společně příčné expanze. Erupční aktivita byla malá, v intervalu filmování se žádná erupce nevyskytla. Ale řadu hodin předem byla pozorována na velmi vzdáleném místě slunečního disku erupce importance 3b. Nevylučujeme možnost spojení rychlých expanzí s touto velkou erupcí nebo jejími doznívajícími efekty. Šíření poruch na velké vzdálenosti magnetohydrodynamickou vlnou vysokými rychlostmi je známo /Smith a Harvey, 1970/ jak z pozorování chromosféry v čáře $H\alpha$, tak i z rentgenů /případ sympatických erupcí/.

SROVNÁNÍ S KRÁTKODOBÝMI ZMĚNAMI V JINÝCH SPEKTRÁLNÍCH OBORECH

Nyní se podíváme na změny probíhající v koronálních strukturách v jiných spektrálních oborech, a to v bílé koróně, v rentgenu a v protuberancích.

B í l á k o r ó n a

Mimo zatmění je bílá koróna pozorována systematicky K-koronametrem. Pozorování indikují rychlé změny, přestože rozlišovací schopnost koronometru je poměrně nízká. Zejména po erupcích se ukazují zjasnění v důsledku růstu elektronové hustoty v koróně.

Koronografy umístěné na satelitech získávají vysoce kvalitní sekvence snímků bílé koróny, která zachycují krátkožijící koronální změny, tzv. coronal events.

Pohyby ve strukturách bílé koróny znamenají vždy skutečný pohyb plazmy. Oblouky nad protuberancemi pozorované při úplných slunečních zatměních expandují rychlostí 2-10 km/s, tedy stejně jako oblouky pozorované v zelené čáře. Expanze bílých oblouků nad oblastmi skvrn probíhají rychleji 50 km/s. Poměrně rychlé jsou také změny poloh některých paprsků. Okraje helmet se pohybují pomalu, maximálně do 4 km/s. /Bugoslavskaja, 1949/.

K o r ó n a v r e n t g e n u

Kosmický výzkum prováděný mimo zemskou atmosféru zahrnuje pozorování koróny v rentgenu. Jednou jeho předností je možnost pozorování jevů v měkkém rentgenu přímo na disku a studovat tak strukturu oblastí, případně spojení rentgenových smyček s jevy v jiných spektrálních oborech.

Ukazuje se, že délka rentgenových smyček je srovnatelná s délkou zelených. Průměr smyček je vesměs větší /Rust a Vebl, 1977/, což je patrně důsledek rozlišovací schopnosti. Byly však zjištěny i smyčky o průměru kolem 8 tisíc km, tedy odpovídající průměrům měřených v zelené koróně. Také rychlosti expanze smyček a oblouků jsou přibližně stejné jako rychlosti v zelených strukturách, tj. bezprostředně po erupčních jevech je rychlost kolem 50 km/s, později klesá na 1-10 km/s.

vování a mizení temných prostorů, vše dohromady tvoří jeden celek svázaný magnetickým polem aktivní oblasti.

Není bez zajímavosti, že některé oblasti jeví se často přímo ve středu koronální kondenzace a v těsném sousedství aktivních změn zůstávají jakoby netknuty činnosti v ostatních částech. Je ovšem možné, že v důsledku projekce se jeví blíže aktivním místům než v skutečnosti leží.

ERUPČNÍ AKTIVITA A KRÁTKODOBÉ ZMĚNY V KONDENZACÍCH

Všechny podrobně studované změny probíhající v koronálních strukturách jsme konfrontovali s erupční činností příslušné oblasti. Variant bylo několik:

- A. V oblasti se vyskytovaly erupce malé a střední mohutnosti, ale mimo interval filmování zelené koróny.
- B. V intervalu filmování se žádná erupce nevyskytla, ale přecházela mu velmi mohutná erupce v příslušné oblasti, někdy řadu hodin předem.
- C. V příslušné oblasti se vyskytly erupce přímo v intervalu filmování.

Poněkud překvapilo, že jsme nenašli rozdíly charakteru jevů probíhajících v časových intervalech s erupcemi a jevů v intervalech bez erupcí /body A a C/. Erupce se vždy dala navázat na některé drobné změny ve struktuře, které by se daly připsát na její vrub. Avšak tyto změny probíhaly stejnými rychlostmi a ve stejných mezích jako desítky jiných probíhajících bez erupcí. Jen v jednom z našich případů /22. února 1967/ došlo k výrazným změnám druhu stupňovité excitace různých smyček, avšak bez skutečných expanzí. Jednalo se velice pravděpodobně o důsledek erupce importance 2b, která v příslušné oblasti právě probíhala.

Typicky odlišně se projevovaly nejmohutnější erupce, k nimž došlo několik hodin před započatím filmování /bod B/. Vytvořily se specifické poerupční konfigurace smyček, svítící na vrcholech a přetrvávající řadu hodin i několik dnů. Na otázku, za jak dlouho po erupci se tyto smyčkové systémy vytvářejí a jaké další podmínky jsou k tomu zapotřebí /např. vzdálenost erupce/ nebylo možno najít v materiálu, který jsme měli k dispozici.

Všechny studované koronální struktury měly jednu společnou charakteristiku: byly to aktivní oblasti s výraznější erupční činností. Máme však dojem, že odezva zelené koróny na erupci v chromosféře nemusí být vždy tak dramatická, jak bychom očekávali z rádiových pozorování.

RYCHLÉ EXPANZE

Vedle pomalých změn, o kterých jsme dosud hovořili, jsou v literatuře uvedena i pozorování pohybů plazmy v koronálních kondenzacích o vysokých rychlostech 100-500 km/s /Bruzek a DeMastus, 1970; Orrall a Smith, 1961/. Tyto vysoké rychlosti a zrychlené pohyby se pozorují jen vzácně, protože při frekvencích snímků omezených expoziční dobou většinou uniknou pozorování.

obtížně rozlišit. Snažili jsme se pečlivě tyto případy eliminovat. Možnost změny obou procesů podporuje i skutečnost, že stupňovitý růst probíhá přibližně stejnými rychlostmi, jako se vyskytují u pravých expanzí, v průměru snad o něco vyššími /10-20 km/s/.

Stupňovité rozsvěcování susedních míst bylo pozorováno také ve směru horizontálním, tj. šířící se přibližně ve stejné výšce nad slunečním okrajem. Podrobněji jsme studovali dva takové případy. Jeden z nich byl již v literatuře popsán jako "mávající oblouk" - "vinking arch" z 22. února 1967 /Brouzek a DeMastus, 1970/. Tato interpretace se nám nezdá správná. Pečlivou prohlídkou filmu bylo zjištěno, že jde o postupné rozsvěcování a pohasínání systému smyček v horizontálním směru z bočního pohledu. I druhý případ z 18. listopadu 1968 nasvědčoval o postupném rozsvěcování hladin v horizontálním směru.

Rychlost šíření emise v obou případech byla obdobná jako u šíření radiálním směrem. Oba studované případy časově souvisely s výskytem erupce v příslušné oblasti.

Do stupňovitého rozsvěcování šířícího se jinými směry než radiálními můžeme zahrnout i jiné jevy popisované v literatuře, nař. oscilace smyček nebo přeskoky oblouku nazývané "realignment" /Dunn, 1971/. Soudíme, že tyto jevy ve skutečnosti nesouvisí s makroskopickými pohyby plazmy nebo rychlými změnami skokem podkladových magnetických polí.

Fyzikálně vzniká podle našich představ objevování - rozsvěcování smyček vstříkováním částic ze spodních vrstev aktivní oblasti do koróny, kde jsou magnetickými poli zachyceny a termalizovány v silotrubicích. Emise v zelené čáře vzrůstá totiž se čtvercem hustoty částic. Naproti tomu expanze smyček je zcela jiné podstaty, zobrazuje změny elektrických proudů tekoucích podél magnetického pole smyček z podfotosférických vrstev.

Temné prostory

Vedle dosud popsaných jevů, tj. pohybu smyček, stupňovitého šíření smyček, variací jasu, se občas ve strukturách objeví zřetelný temný prostor, který se stejně jako zjasňování postupně objevuje, nějakou dobu trvá a opět mizí. Jeho životní doba je obdobná jako u aktivních smyček, tj. nejčastěji 30-100 minut. Jemné prostory jsou nápadné svým dosti ostrým ohraničením; jasné struktury i difusní složka plazmy jako by se jim vyhýbaly.

Časová návaznost změn

Jestliže se v koronální kondenzaci vyskytne více pohybujících se útvarů během doby pozorování, existuje časová návaznost a proto pravděpodobně i souvislost jednotlivých dějů. K tomu přistupují i změny jasu navazující i souvislé se stupňovitou i skutečnou expanzí smyček. Např. jedna smyčka se zastavuje a mizí, jiná se dává do pohybu, další oblast zjasňuje třeba právě ve chvíli, kdy pohyb vzdálenější smyčky mění rychlost. A tak všechny události probíhající v koronální kondenzaci, ať už je to objevování a mizení, začátky a konce pohybů, zlomy v rychlosti, změny v jasu, rozštěpy a splývání smyček i obje-

i rychlosti vyšší, až do 20 km/s, ovšem méně často /Růžičková-Topolová, 1981/. Při této "pravé" expanzi se posouvá celá silotrubice i s plazmou směrem vzhůru, jako by se nafukovala; jde tedy o pohyb veškerého materiálu uzavřeného ve smyčce jako celku. Zdánlivě se přitom průřez smyčky nemění, což ovšem nelze doložit měření vzhledem ke značně difusnímu obrysu smyček v zelené koróně.

Trvání expanze se většinou pohybuje v intervalu 20-80 minut /57% případů/, jen zřídka bývá delší než 2 hodiny. Rychlost expanze je různá případ od případu a navíc průběh expanze se mění i u téže smyčky. Většinou každá smyčka se po určité dobu rozpíná konstantní rychlostí, v průměru po dobu 10-60 minut. Někdy je maximální rychlost na počátku pozorování - objevení smyčky, po určité době se smyčka zpomalí a zastaví a většinou též zmizí. Jindy je tomu naopak, smyčka zmizí právě v době svého nejrychlejšího pohybu.

Zmizení smyčky může být důsledkem změny hustoty nebo změny teploty, nebo - při velmi rychlých expanzích - důsledkem dopplerova posuvu a zmizení z čáry, resp. z filtru koronografu.

Měříme-li pohyby několika útvarů v jedné koronální kondenzaci, nacházíme často stejné rychlosti i u smyček prostorově vzdálených. Jindy opět naměříme rychlosti zcela odlišné, svedčící o diferencované příčině expanze.

Typické je, že nikdy není pozorován pohyb směrem dolů, tj. nedochází ke zmenšování smyček.

T v o r b a a m i z e n í s m y č e k

probíhá následujícím způsobem: určité místo v koronální kondenzaci zjasní, pozvolna se začne objevovat struktura. Přesný okamžik objevení smyčky nelze stanovit. Formování trvá 15-30 minut. Mizení má obdobný charakter, začíná shora, obrysy na vrcholku smyčky se začnou rozplývat, smyčka se stává difusní, zůstávají boční větve. Charakteristický čas mizení je rovněž kolem 20 minut. Životní doba těchto vznikajících a mizejících smyček je většinou 1-2 hodiny.

Tvorba a mizení smyček jsou zároveň zjasňováním a slábnutím. Na rozdíl od expanzí nejde o makroskopický pohyb materiálu, i když oba procesy spolu často souvisí. Při obou jevech, tj. jak expanzích tak i objevování a mizení nedochází k podstatným změnám struktury koronální kondenzace jako celku, která v zelené čáře i ve své magnetické struktuře zůstává zachována po mnoho hodin, někdy zřejmě i několik dnů.

S t u p ň o v í t ý r ů s t s m y č e k

Častým jevem je stupňovitý růst: jedna smyčka slabne, její kresba se stává difusní, zároveň však o něco výše nad ní se formuje smyčka nová, paralelní, takže vzniká dojem, jako by se původní smyčka zvětšila. V těchto případech se jedná o emisi z výše položené magnetické silotrubice, která již dříve existovala, avšak neviditelná v zelené čáře. Někdy se objevují i níže položené smyčky, jako by se vynořovaly z dolních vrstev, a stejným způsobem zdánlivě expandují.

Stupňovitý růst je pravděpodobně působen šířením fyzikálních podmínek, které budí emisi vyšších a vyšších hladin. Od skutečné expanze ho lze někdy velmi

koronální kondenzace na slunečním okraji po dobu několika hodin nelze více upřesnit. Změněnou strukturou téže koronální kondenzace pozorovanou následující den je nutno do značné míry přičíst vlivu rotace a nikoliv jen vnitřním změnám v konfiguraci.

JAS V KORONÁLNÍCH STRUKTURÁCH

Řada smyček a oblouků je dobře definovaná po své celé délce nad kompaktním jádrem kondenzace, většinou jsou však zřetelně vykresleny jen jejich částí; obvykle jsou to postranní větve - legs, někdy jedna větev s vrcholovým obloukem. Chýbějící část má difusní charakter a její jas je slabší.

Pokud je smyčka dobře definovaná po celé délce, bývá též stejně jasná bez ohledu na výšku. U neúplně vykreslených smyček mají větší jas jejich dolní části, s výškou jas lkesá.

V systémech v omezeném intervalu výšek - případ od případu různém - mají oblouky stejný jas. Ve větších výškách však bývají oblouky neúplné, což je patrně způsobeno nedostatkem koronální plazmy, můžeme-li soudit z analogií s koronálním deštěm.

V typických poerupčních smyčkách intenzivně září jejich vrcholy. Tento efekt je možno vysvětlit velmi malým průřezem smyčky spojeným s velkou hustotou materiálu soustředěného ve smyčce. Při erupci dochází k silnému urychlení částic, zintenzivňuje i proces zachycení a termalizace částic v silotrubicích, patrně i v důsledku zvýšení magnetické energie. Vrcholy smyček mohou svítit také proto, že je vidíme v projekci, často překryté či překřížené. Malé průřezy těchto smyček souvisí možná s velkou rychlostí erupcí urychlených částic, které se ve slabších polích okrajových partií smyčky neudrží.

V zelené koróně nikdy nejsou pozorovány amorfní neohraničené uzly nebo oblaka svícící plazmy nezapadající do struktur, bez spojení s bází, s jádrem koronální kondenzace.

ZMĚNY VE STRUKTURÁCH

Mnoho koronálních kondenzací s bohatou strukturou nejeví rychlé a výraznější změny konfigurací, spíše pomalé změny v jasu, objevování a mizení útvarů, což lze obtížně kvantitativně vyjádřit. Vývoj oblouků a smyček sleduje neviditelnou avšak existující strukturu.

Skutečné pohyby koronální plazmy jsou pozorovány jen řídce. Projevují se expanzí smyček, kde jedině je rychlost pohybu měřitelná a na takové jsme v první řadě zaměřili svou pozornost.

E x p a n z e s m y č e k

Rychlost expanze některých smyček je dosti dobře měřitelný parametr a byl již určován některými autori před námi /např. Brouzek a DeMastus, 1970/. V našich vybraných případech jsme změřili 64 smyček z 15 koronálních kondenzací a stanovili nejčtetnější interval rychlosti 1 - 4 km/s /61% případů/. Vyskytují se

povrchu. Určitý počet oblouků, zejména těch, které spojují dvě rozdílné oblasti, jsou polokruhovitého tvaru.

Po větší erupci se v aktivní oblasti zpravidla vytváří systém smyček charakteristického tvaru, poměrně velmi úzkých vzhledem k jejich výšce a početnějších ve srovnání se systémy v oblastech bez mohutnějších erupcí, s velmi jasnými vycholy.

Smyčky a oblouky jsou vždy rovinné útvary, bez torze.

Větší množství oblouků a smyček se vyskytuje v systémech až o několika desítkách prvků. Přitom je obtížné rozhodnout, zda jde o smyčky různých velikostí ležících v jedné rovině anebo o smyčky zařazené za sebou a tvořící jakýsi tunel. Důvod je ten, že nemůžeme pozorovat ukotvení smyček, které se vždy ztrácejí již v určité výšce nad stínícím diskem koronografu v hustém jasném jádru koronální kondenzace. Z pozorování jsme získali dojem, že existují obě možnosti, tj. rovinný systém i tunelový.

Systémy jeví tendenci k ekvidistantním polohám jednotlivých smyček.

GEOMETRICKÉ CHARAKTERISTIKY SMYČEK

a/ Tloušťka - průměr smyček a oblouků byla měřena v našem materiálu na takových útvarech, kde alespoň část z nich byla dobře definovaná /Růžičková-Topolová, 1981/. Většina hodnot ležela v intervalu od 7 do 10 tisíc km, vyskytují se ovšem i hodnoty kolem 5 tisíc a na druhé straně 12 tisíc km. Větší tloušťky nacházíme u vyšších a rozlehlejších oblouků, více difuzních, u nichž dochází k možnosti zdánlivého splývání několika útvarů dohromady. Poerupční smyčky bývají naopak velmi tenké, jejich průřez leží někdy na hranici rozlišení kolem 2 tisíc km.

Pokud bylo možno ověřit na dobře definovaných smyčkách, je po celé jejich délce zachován stejný průřez, což nasvědčuje, že nejde o bezsílové konfigurace.

b/ Skutečnou výšku a délku základny jsme určili jen u takových oblouků, jejichž paty bylo možno přiřadit různým aktivním oblastem. Za některých zjednodušujících geometrických předpokladů byly tyto parametry vypočteny pro 135 oblouků v naší dřívější práci. Frekvenční maximum délek základny leží v intervalu 100-150 tisíc km, maximum výšek v intervalu 110-130 tisíc km. Základny a výšky budou pochopitelně dosahovat nižších hodnot u smyček ukotvených v jedné aktivní oblasti a u smyček, které v důsledku projekce patří ke kompaktnímu jádru koronální kondenzace a které tedy nebylo možno rozlišit.

ŽIVOTNÍ DOBA SMYČEK

Některé zelené koronální útvary jsou krátkožijící, mizí po půl hodině, většinou existují 1 - 2 hodiny. Vedle těchto aktivních smyček a oblouků existují stálé, dlouhožijící struktury, a je jich převážná většina, s životní dobou kolem 12 hodin a pravděpodobně ještě delší, což vzhledem k tomu, že vidíme jen průmět

Krátkodobé změny v koronálních strukturách

B. RUŽIČKOVÁ-TOPOLOVÁ, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov
J. KLECZEK, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Na základě filmů zelené koróny pořizovaných na Sacramento Peak Observatory práce studuje strukturu koronálních kondenzací a její krátkodobé změny, především: expanze smyček, jejich tvoreni, zmeny jasu, mizení, stupňovitý růst a rychlá expanze, jakž i výskyt temných prostorů. Dále se zabýváme souvislostmi těchto zmen s erupční aktivitou a s dalšími projevy sluneční činnosti v různých spektrálních oborech: v rentgenovém záření, v H-alfa čáře a v bílé koróně.

ÚVOD

V našem článku v časopise Bull. Astron. Inst. Czechosl. /Kleczek a Ružičková-Topolová, 1981/ jsme se zabývali některými geometrickými charakteristikami smyček v zelené koróně, zejména tvarem, velikostí a umístěním. Pokračováním této práce, založené na proměřování sekvencí filtrogramů získaných na observatoři Sacramento Peak, bylo studium změn, především krátkodobých, ve strukturách koronálních kondenzací v zelené čáře λ 530,3 nm. Šlo nám o změny velikosti, průřezu a též jasu. Práce dosud není ukončená; v tomto referátu podáváme její částečné výsledky.

STRUKTURA KORONÁLNÍ KONDENZACE V ZELENÉ ČÁŘE

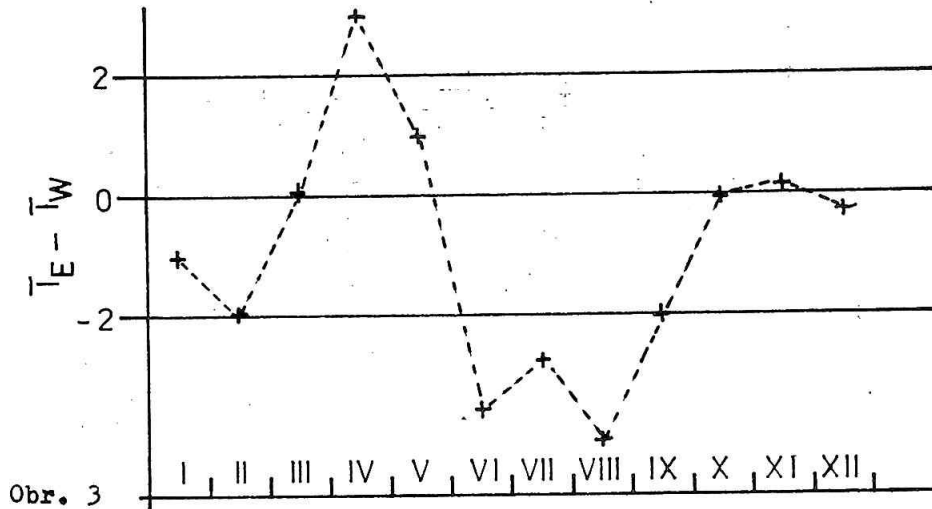
Převažující část plazmy koronální kondenzace je soustředěná do struktur, tj. oblouků, smyček a paprsků, podíl difusní části kondenzace je zanedbatelný. Ve srovnání s obrazem v H α čáře jsou koronální útvary v důsledku malé optické toušťky méně jasné a zřetelné. Spodní oblast koronální kondenzace jeví se jako kompaktní jádro je tvořená překrytím velkého množství nízkých a jasných smyček, které nelze rozlišit.

Smyčky a oblouky mají většinou vejčitý tvar, pokud z nich vidíme podstatnou část, a to i v případě smyček se základnou rovnoběžnou s poledníkem. U mnohých smyček vidíme jen jejich horní polokruhové části vlivem zakřivení slunečního

- /2/ Tyagun, N. F., a Rybanský, M.: 1981, Phys. Solariterr., No. 17, 19
- /3/ Trellis, M.: 1960, Comt. Rend. 250, 58.

Určený smer by vcelku vyhovoval Trellisovej hypotéze, avšak hustota by musela byť asi o tri rády $!!$ vyššia a okrem toho existencia slnečného vetra nedovoľuje, aby sa častice medzihviezdnej hmoty dostali až do vnútornej koróny /podľa pozorovaní ktorej sa asymetria určuje/.

V roku 1979 sme sa rozhodli štatisticky analyzovať pozorovania koróny z obdobia 1964 - 1976 a určiť pre ne rozdelenie asymetrie /Tjagun, Rybanský, 1982/. Výsledok je znázornený na Obr. 3 a je skoro opačný, ako výsledok Trellisa.



Teda záhada sa ešte zväčšila a celý problém je ešte nejaznejší, ako bol na začiatku a bude potrebné sa ním ďalej zaoberať /pokiaľ ho nechceme prehlásiť za jeden zo zastaralých problémov/. K tomu ešte treba poznamenať, že asymetria sa prejavuje presvedčivo, každoročne a ďalej, aktívne dĺžky sa nemôžu prejavovať v ročnej perióde.

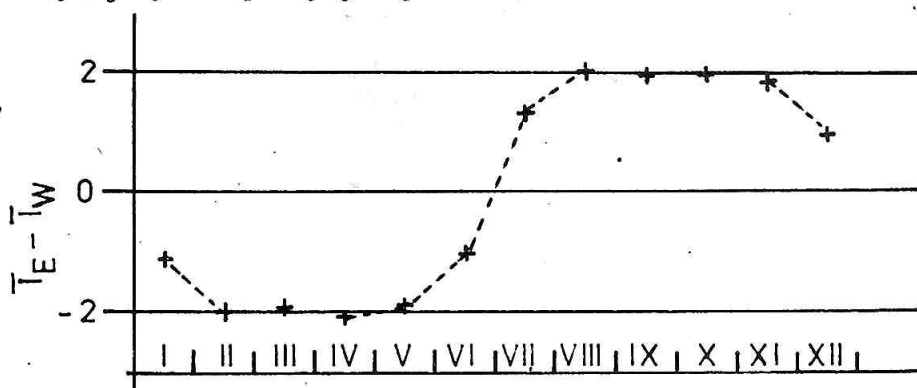
Celá otázka je zaujímavá ešte aj z iného aspektu. Dnes, po predbežnom spracovaní pozorovaní z orbitálnej stanice Skylab /ktoré mali objasniť otázku ohrevu slnečnej koróny/, môžeme povedať, že nemáme žiadnu teóriu, ktorá by vysvetľovala vysokú teplotu slnečnej koróny. V päťdesiatych rokoch existovala teória, ktorá tvrdila, že vysokú teplotu koróny spôsobujú častice, dopadajúce na Slnko z okolitého priestoru, následkom gravitačnej sily /akreačná teória/. Hoci táto teória bola rýchlo zavrhnutá pre vnútorné protirečenia, je v nej jeden údaj, ktorý je, mierne povedané zaujímavý. Ak určíme rýchlosť protónu, voľne padajúceho z nekonečna na Slnko, dostaneme hodnotu, ktorá sa iba veľmi málo líši od tepelnej rýchlosti protónov v slnečnej koróne. Je táto zhoda náhodná? Okrem toho, podľa tejto teórie, má byť priebeh asymetrie práve opačný, ako podľa výsledku Trellisa /Billings, 1966/, t. j. taký, ako podľa nášho výsledku.

Otázka asymetrie koróny nie je teda vôbec vysvetlená, vidíme však, že pri jej riešení narážame na závažné a zásadné teoretické otázky, ktoré nám môžu pomôcť pri riešení podstatnejších otázok, ako je pomerne jednoduchý problém štatistického spracovania merania intenzít koronálnych čiar.

LITERATÚRA

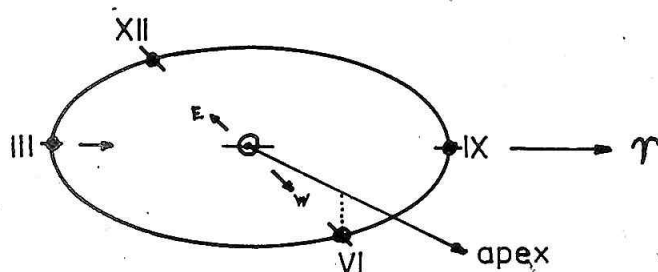
- /1/ Billings, D. E.: 1966, A Guide to the Solar Corona, Academic Press, New York, London

1947 - 1958 ukázal, že asymetria mesačných priemerných hodnôt má periodický charakter, s periódou jedného roka. Výsledok je znázornený na Obr. 1. \bar{I}_E a \bar{I}_W sú priemerné mesačné hodnoty intenzity v rozsahu heliografických šírok od $+60^\circ$ do -60° , pre východný a západný okraj Slnka.



Obr. 1.

Trellis tento výsledok vysvetľuje vlastným pohybom Slnka voči susedným hviezdám, spoločne s ktorými rotuje okolo centra Galaxie. Slnko sa premiestňuje v smere: $\alpha = 270^\circ$, $\delta = +30^\circ$, rýchlosťou okolo 20 km/s. Bod na ploche v uvedenom smere sa nazýva apex, a bol určený metódami hviezdnej štatistiky. Je prirodzene predpokladať, že relatívna rýchlosť Slnka voči medzihviezdnej hmote je tiež 20 km/s, t. j. zdá sa nám, že Slnko sa nachádza v prúde medzihviezdného plynu, ktorý prichádza zo strany apexu /Obr. 2/. Tento prúd ionizuje a excituje atómy v slnečnej koróne a spôsobí napr. to, že v marci je koróna v



Obr. 2.

priemere jasnejšia na západnej strane. Zdá sa, že všetko je v poriadku a úkaz je vysvetlený.

Nie je však tomu tak. V dobe vzniku tejto teórie nebolo ešte nič známe o slnečnom vetre, a ďalej, kozmická technika nám umožnila určiť smer, rýchlosť, hustotu a teplotu hviezdneho vetra na základe intenzity tzv. pozadového žiarenia v čiare $L\alpha$. Toto žiarenie vzniká

v zóne, kde sa stretáva slnečný vietor s medzihviezdnou hmotou /okolo 50-100 astronomických jednotiek/. Analýzou pozorovaní intenzity tohto žiarenia sa určilo:

1. Medzihviezdná hmota je v okolí Slnka tiež v relatívnom pohybe voči okolitým hviezdám. Po vektorovom zložení relatívnych rýchlostí dostaneme smer redukovaného apexu: $\alpha = 252^\circ$, $\delta = -15^\circ$ a rýchlosť 19,5 km/s.
2. Hustota medzihviezdného plynu je okolo $0,1$ atómu/cm⁻³, teplota okolo 12 000 K.

„E-W asymetria koróny a hviezdny vietor“

M. RYBANSKÝ, Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

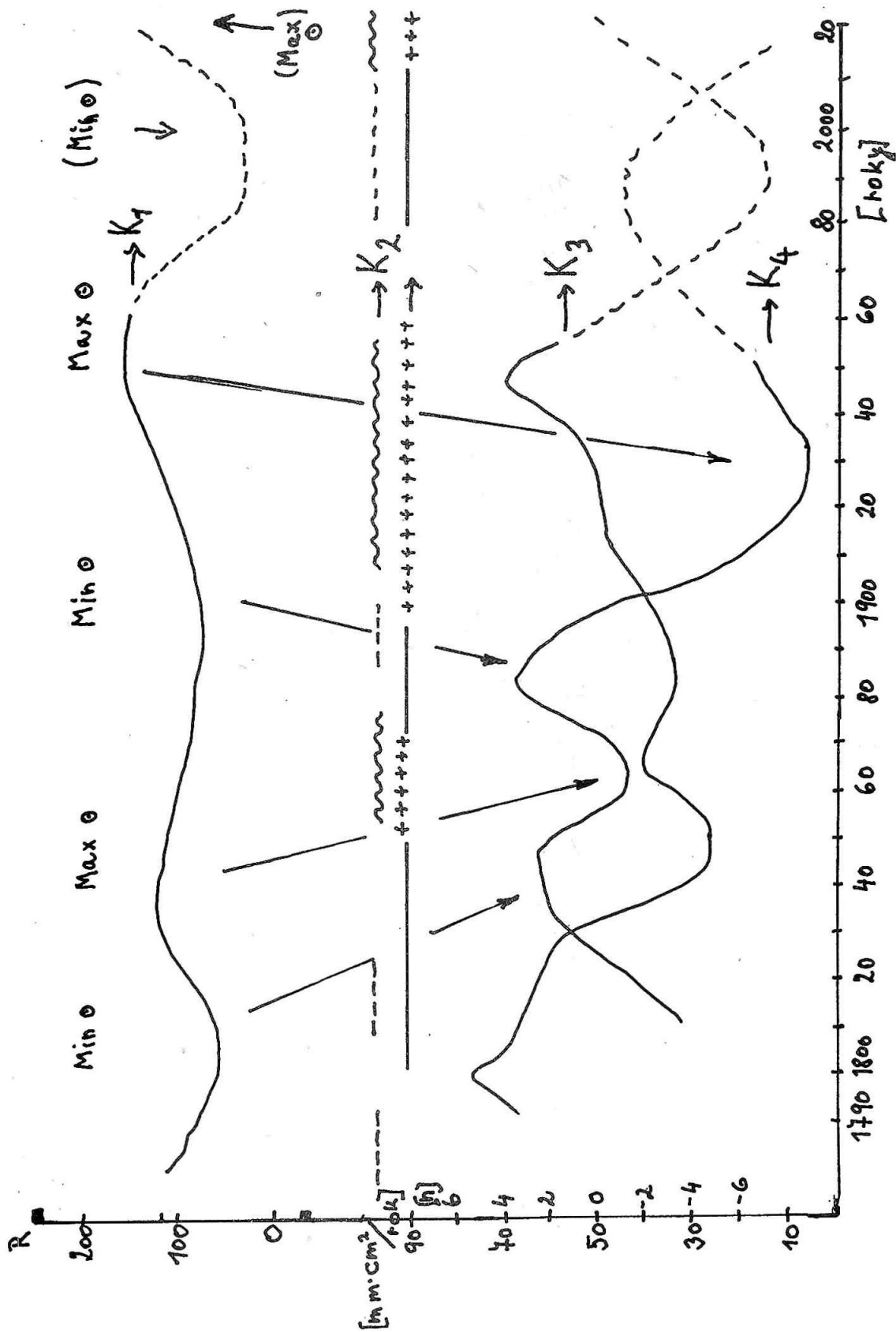
V článku sú opísané metódy získania hodnôt E - W asymetrie koróny, podľa pozorovania intenzít koronálnej čiary 530,3 nm. Ďalej sú uvedené úvahy o možných mechanizmoch vzniku tejto asymetrie.

Účelom tejto a podobných konferencií je hlavne oboznámiť širokú astronomickú verejnosť s najnovšími poznatkami v profesionálnom výskume. Patrilo by sa teda, aby každý prednášajúci vybral zo svojho oboru zaujímavú a novú tému. Hneď v úvode však musím priznať, že sa proti tejto zásade prehreším. Problém, o ktorom budem hovoriť, zďaleka nie je nový, ale napriek tomu sa mi zdá zaujímavý.

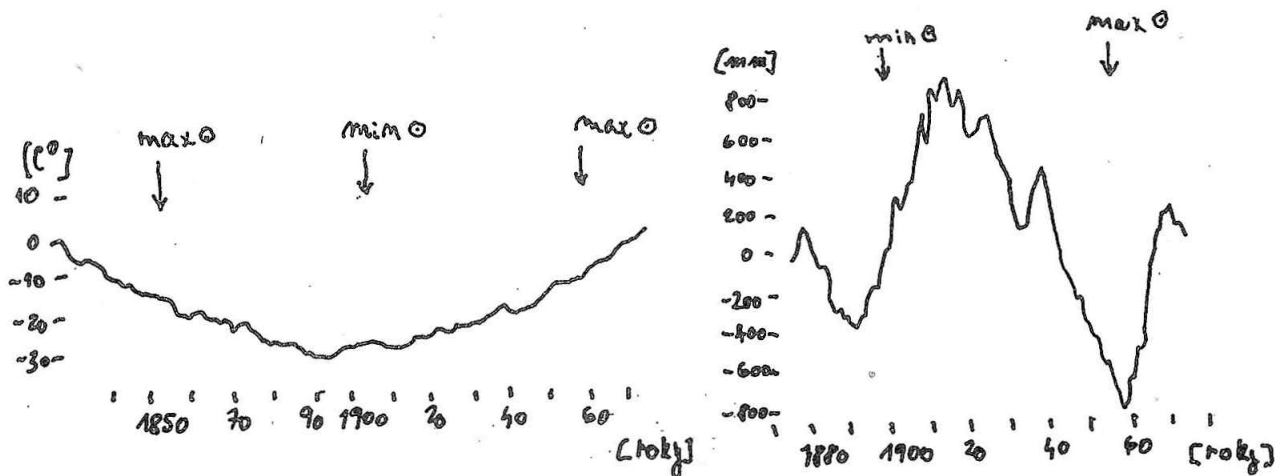
Viacrát sa tu spomínal "moderný" a "zastaralý" výskum. Žiada sa mi na túto tému povedať niekoľko slov, hoci tieto nebudú priamo súvisieť s problematikou, o ktorej bude reč. Nie je správne /hoci sa to často tak chápe/ pod pojmom "zastaralý" si predstavovať problém, ktorý sa už dlho snažíme riešiť, ale zdanlivo prešľapujeme na jednom mieste. Pojem "moderný" sa často používa tam, kde by malo byť "senzačný", alebo hanlivejšie: neoverený, predčasný. Myslím si, že podobne delenie by sa nemalo používať, pokiaľ ide o predmety výskumu, ale iba vzhľadom na použité metódy. Napríklad o podstate slnečných škvrn vieme veľmi málo, hoci ich pozorujeme už skoro 400 rokov. Nemôžeme však tvrdiť, že pátranie po ich podstate je problém zastaralý, skôr ťažký. Uzavrime úvahu tým, že budeme problém nazývať zastaralým, až keď bude vyriešený.

Vraciam sa však k predmetu mojej prednášky. Ak predpokladáme, že prejavy slnečnej aktivity sú dôsledkom vnútornej stavby Slnka, niet dôvodu, aby tieto neboli rovnomerne rozdelené na jeho povrchu /v smere E - W/, pokiaľ ide o dostatočne dlhú dobu, t. j., aby sme sa vyjadrili odborne, že priemerné rozloženie slnečnej aktivity má izotropný charakter. Testovanie hypotézy izotropnosti viedlo k objavu rôznych asymetrií u škvrn, erupcií a u iných prejavov slnečnej aktivity. Príčiny asymetrie sa buď neskoršie vysvetlili, alebo nie sú vysvetlené dodnes.

Pokiaľ ide o slnečnú korónu, prvú prácu tohto druhu publikoval Trellis /1960/. Na základe analýzy pozorovaní intenzít koronálnej čiary 530,3 nm za obdobie



Obr. 2 - Dlouhodobé kolísání srážek /K4/ a teploty /K3/ z Klementina v závislosti na sekulární periodě sluneční aktivity /K1/. Označeny maxima a minima 80 leté periody, čárkovane protažen chod do roku 2020. K2 ----- vyjadruje studené a deštivé klima, vlnovkou teplé a suché klima /podle záznamů kronik/; ----- vyznačuje studené a vlhké klima, ++++++ - teplé a suché klima /podle chodů obou grafů/.

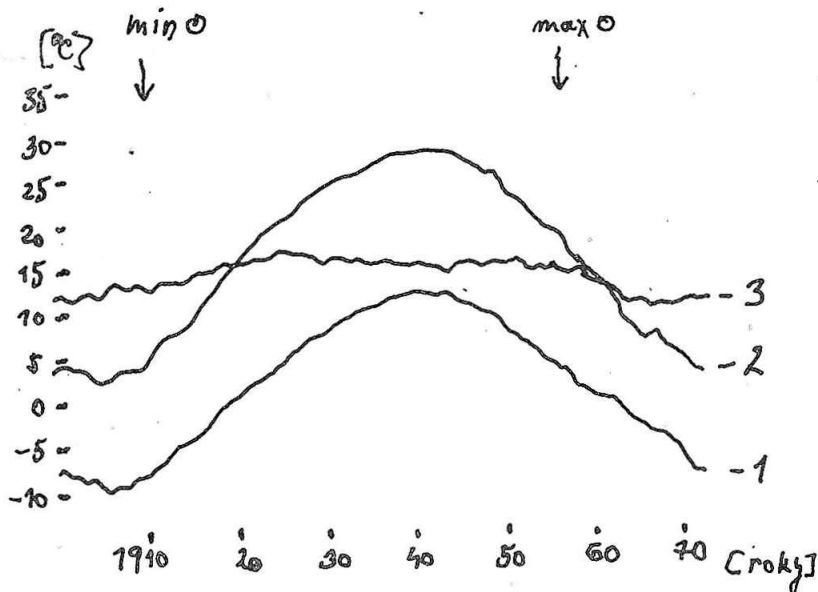


Obr. 3a - Skumulování procentuálních odchylek průměrných ročních teplot vzduchu /1826-1975/ od střední 150 leté v Krakove.

Obr. 3b - Skumulování procentuálních odchylek ročních srážek od 100 leté hodnoty /1876-1975 v Krakove.

vzrůstající aktivitou Slunce klesají roční úhrny srážek dlouhodobě. Tedy v rocích maxima 80 leté periody sluneční aktivity je dlouhodobé minimum srážek a naopak. My jsme tyto výsledky doplnili křivkou dlouhodobého chodu teploty z téže stanice. Předpokládaná závislost chodu teploty jak na sekulárním cyklu, tak i na chodu srážek se projevila. Co to tedy znamená z hlediska kolísání podnebí?

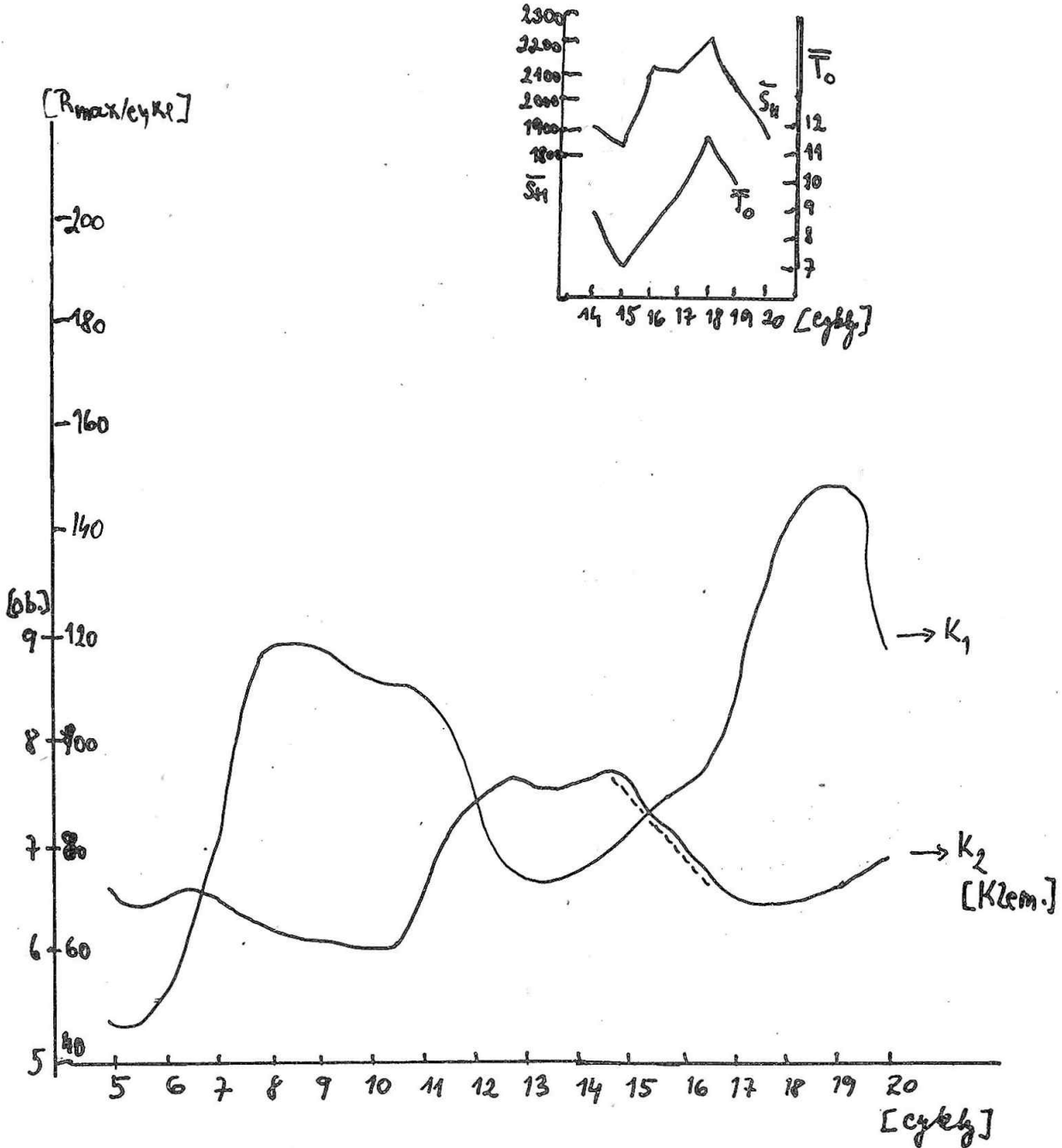
V době maxima sekulárního cyklu sluneční aktivity - tedy v rocích 1780-1790, 1840-1860, 1945-1960 - je tedy dlouhodobé minimum srážek, ale i zároveň dlouhodobé maximum teploty. Tedy podnebí suché a teplé! V době minima aktivity je naopak podnebí bohatší na srážky a chladnější. Tyto dlouhodobé změny chodu srážek a teploty podmiňují tedy kolísání klimatu v Čechách /resp. i v střední Evropě/. O tomto se můžeme přesvědčit ze záznamu starých kronik, ze kterých se dovídáme o střídání období teplejších a sušších s obdobími chladnějšími a bohatými na srážky. Tuto zajímavou skutečnost uvedl též RNDr. L. Křivský /8/.



Obr. 3c - Roční průběh extrémních teplot vzduchu /v pentádách 1901-1970/ v Krakove.

Tímto zjištěním by se daly vysvětlit různé klimatické výkyvy /např. tzv. malé doby ledové/ a mělo by to i velký význam pro prognózu počasí do budoucnosti /7/. Jenže skutečnost je složitější. Sluneční vlivy se nemusí projevovat svými účinky na atmosferickou cirkulaci, která sekundárně ovlivňuje počasí všude stejně. V některé geografické oblasti může dojít např. ke zvýšení úhrnu srážek pod

vlivem činnosti Slunce, jinde však může dojít k opačnému vlivu. Pro názornost uvádíme grafy ročních chodů procentuálních odchylek srážek, středních odchylek průměrných ročních teplot a roční průběh extrémních teplot /pentády/ z meteorologické stanice v Krakově. Z pozorování s chodem srážek a teploty z Klementina vyplývá globální shoda v dlouhodobém chodu teploty. V chodě srážek je vidět určitá odchylka /maximum 1920 v Krakově, minimum přibližně v té době v Klementinu/. Z toho vyplývá, že určitá stanice /vliv sluneční aktivity na dlouhodobý chod meteorologických prvků/ se může projevit na různém místě /z hle-



Obr. 4 - Nahore - závislost slunečního svitu S_H v hodinách pro jednotlivé cykly na sekundární /80 leté/ periode aktivity T_0 , vyjádrené průměrnou životní dobou skupin skvrn; /stanice Hurbanov/, dle - závislost oblačnosti K_2 pro jednotlivé cykly na 80 leté periode /vyjádrené zhlazenými hodnotami R_{max} v cyklech/ - K_1 ; /stanice Klementinum/.

diska synoptické situace/ jinak. Nehledě k tomu, že různé indexy sluneční aktivity /eventuelně fyzikální projevy v aktivních oblastech na Slunci/ mohou chod sekulární periody vykreslovat s určitými odchylkami. Také graf této 80 leté periodičnosti aktivity můžeme získat /sestavit/ v různých obmenách. Tedy odchylka např. v určení maxima této periody může dosahovat i $\pm 10 - 20$ let/viz /5/ a /6/, Obr. 3a, 3b, 3c/.

Z hlediska prognózy počasí do budoucna je vhodné se zmínit o článku M. Kopeckého /7/ ve kterém z hlediska vyše uvedených souvislostí se autor snaží předpovědět, jaké bude průměrné počasí v první polovině 21. století. Celkově se dá říci, že ke konci tohoto tisíciletí /kdy má nastat minimum sekulárního cyklu/ by mělo být počasí charakterově chladnější a bohatší na srážky. Naproti tomu ve 20. létech příštího století /kdy dojde k superpozici maxima sekulární periody a maximální leté periody sluneční aktivity /maximální hodnoty R by se měly pohybovat kolem 250-300! / by chod počasí měl vykazovat charakter teplého a suchého podnebí. Praktické důsledky jsou nasnadě... Tuto skutečnost dokazuje autor na grafu průměrné životní doby skupin skvrn pro jednotlivé cykly 11 leté periody /která vykazuje také charakter sekulárního cyklu/ a dobu slunečního cyklu /měřenou na stanici Hurbanovo/, sprůměrovanou pro roky toho-kterého cyklu /viz Obr. 4. nahoře/. Z tohoto grafu vyplývá, že v době maxima 80 leté periody je též maximum slunečního svitu /v minimu naopak/. Tento graf jsme doplnili podobným, kde byla brána oblačnost /hodnoty zprůměrovány pro jednotlivé cykly/ ze stanice Klementinum a maximální hodnoty R_z v jednotlivých cyklech /čímž jsme též obdrželi křivku sekulárního cyklu aktivity/. Námi obdržené výsledky potvrzují úvahy Kopeckého /viz graf 4 dole/ a navíc je ještě rozšiřují na delší období /graf byl dělán pro 15 cyklů 11 leté periody aktivity Slunce/.

DISKUZE

Závěrem lze shrnout, že výsledky této práce podporují teoretické úvahy o vlivu sluneční aktivity na počasí. Závislost však není vždy stejná a navíc jí nelze z tekového statistického materiálu stopercentně dokázat, jakýkoliv pozorovaný materiál může obsahovat určité subjektivní i objektivní chyby, které jsou dány např. nekonstantní metodikou pozorování a jejich zpracováním. Dále musíme počítat i s jinými faktory, které mohou ovlivňovat chod počasí a jenž nám mohou dosažené výsledky zkreslovat. Jde zde např. o vlivy znečištění ovzdušší a jiné, které mohou rozmazávat vliv Slunce. O tom by svědčily např. menší hodnoty korelačních koeficientů za poslední 3-4 cykly 11 leté periody - tedy za období průmyslového rozvoje. Tím se samozřejmě podstatně změnily podmínky i v oblasti samotné meteorologické stanice v Praze-Klementinu. Velkou roli zde hrají i samotné "převodné" mechanismy, jenž sprostředkovávají přenos přímého působení jevů sluneční aktivity na jednotlivé vrstvy atmosféry Země. Tyto mechanismy nám nejsou příliš známy, ale důležitou roli zde hraje patrně magnetosféra a "ohřev" stratosféry.

Dalším podstatným omezením je použití řady relativního čísla jako hlavního indexu aktivity. To nemusí přesně vyjádřit chod a energetickou stránku aktivity. Proto kdybychom použili jiných indexů pro vyjádření aktivity Slunce /a eventu-

elně indexů geomagnetické aktivity/, dostali bychom možná větší shodu mezi chodem obou řad. Ovšem pro poměrně krátkou dobu komplexního pozorování sluneční aktivity, nelze aplikovat jiné indexy.

Dalším omezením je použití samotné statistiky ve zpracování napozorovaného materiálu. Tyto úpravy mohou také skutečný chod řady pozměnit.

Největší nedostatek vidí autor v tom, že na celý složitý problém vlivu Slunce-Zem se díváme většinou jen z velmi úzkého hlediska - vlivu Slunce. To je jako bychom si vybrali z celého spektra jen uzoučkou část a tou chtěli poznat "veškerý běh světa". Neuvažujeme např. vlivy jiných vesmírných těles /jak na Zemi, tak na Slunce/, celý složitý komplex dějů v atmosféře, problematiku měření a zpracování výsledků, objektivitu pozorovaných jevů aj. To je nedostatek poměrně všech prací tohoto druhu /naši patrně nevyjímaje/. Přesto se celkově dá říci, že z hlediska dnešních poznatků Slunce ovlivňuje svou činností děje na Zemi /tò je i logický fakt!/. Ale je velmi nesnadné tento vliv nalézt a vysvětlit.

/Na výsledku této práce se mimo autora podíleli členové AK při hvězdárně ve Vsetíně: Z. Parduba a M. Leskovjan, kteří ji použili ve své práci v rámci SOČ 1981/.

TABULKA 1

Číslo cyklu	Roky	Max-Rz	Max-S	r	k.k.S	k.k.T1
5	1797-1809	1804	XX	X	XX	-0,89 ●
6	1810-1823	1816	1814	+2	+0,66	-0,92 ●
7	1824-1833	1830	1830	0	+0,96 ●	-0,89 ●
8	1834-1843	1837	1838	-1	+0,95 ●	-0,78 ●
9	1844-1856	1848	1847	+1	+0,80 ●	-0,05
10	1857-1867	1860	1859	+1	+0,65	+0,24
11	1868-1878	1870	1869	+1	-0,07	+0,49
12	1879-1889	1883	1880	+3	-0,83 ●	+0,67
13	1890-1901	1893	1889	+4	-0,69	+0,78 ●
14	1902-1913	1905	1898	+8	-0,72 ●	+0,30
15	1914-1923	1917	1913	+4	-0,01	-0,47
16	1924-1933	1928	1923, 1928	+5;0	+0,79 ●	-0,15
17	1934-1944	1937	1938	-1	+0,93 ●	-0,86 ●
18	1945-1954	1947	1947	0	+0,48	+0,03
19	1955-1964	1957	1957	0	+0,46	-0,27
20	1965-1975	1968	1967	+1	-0,47	XX

Vysvětlivky:

Max-Rz...veden rok maxima cyklu/vyjádřeného chodem Rz/;

Max-S ...rok maxima úhrnu srážek/průměrné zhlazené roční hodnoty z Klementina/;

r ...rozdíl maxim Rz a S/v letech/, + značí, že maximum S předcházelo maximu Rz;

k.k./S, TL/...hodnoty korelačních koeficientů, tečka za číslem značí, že hodnota vyhovuje významnosti pro $p=0,01$, je-li $N \approx 10, 11/\text{let}/$;

Poznámka: je-li $r \geq 2$ připadá max-S do oblasti minima cyklu a znaménko u hodnoty korelačních koeficientů se mění! /Totéž u k.k.tlaku/;

Maximum a minimum sekulární/80leté/činnosti Slunce:

Max : 1780-1790, 1840-1860, 1950-1960, /2020/;

Min : 1810-1820, 1895-1910, /1990/;

LITERATURA

- /1/ "Meteorologická pozorování v Praze-Klementinu 1775-1975", I, II, /HMÚ - 1976/
- /2/ "Bulletin pro pozorování Slunce", č. 9, Hvězdárna Val.Meziříčí, 1970
- /3/ M. Nosek: "Metody v klimatologii", Academia 1972
- /4/ RNDr. L. Křivský, CSc. "Dlouhodobé kolísání ročních srážek v Praze-Klementinu v období 1805-1931 ve vztahu ke sluneční činnosti", 1933
- /5/ Janina Trepínska "O temperaturze i opadach w Krakowie na tle wspolczesnych zmian klimatycznych", Institut Geografie UJ, 1971
- /6/ Janina Trepínska "O ekstremalnych temperaturach powietrza w Krakowie w XX stuleciu", Series Geographica-Physica, Vol. IX 1975
- /7/ M.Kopecký "Jaké bude průměrné počasí v první polovině příštího století", ŘH 1/82, str. 1-2
- /8/ L.Křivský, K. Fejml: "Sluneční aktivita za posledních 1000 let a některé její geoaktivní projevy", Sborník ze semináře v Fovážské Bystrici, 1980

Příspěvek k problematice vztahů

Slunce – Měsíc – Země

J. ČECH, Vysoká škola báňská Ostrava

ABSTRAKT

V referátě je upozorněno na souvislosti mezi tlakem vzduchu, otřesy, závaly a průtržemi na jedné straně a synodického měsíce na straně druhé.

Metoda překládání epochy je pak použita i při zkoumání vztahu mezi Wolfovým číslem R slunečních skvrn a synodického měsíce.

Je zjištěn patrný pokles hodnoty R v období kolem úplňku Měsíce a poté vzestup hodnoty R do čtvrtého dne po úplňku.

Při zkoumání závislosti tlaku vzduchu v Ostravě - Porubě na synodickém měsíci za období 1969 - 1980 bylo použito metody překládání epochy pro 7 dnů před a 7 dnů po úplňku a novu Měsíce.

Závěry jsou zajímavé - v době ± 2 dny kolem úplňku byl zjištěn náhlý pokles tlaku. Ze 146 sledovaných lunací mělo tuto vlastnost plných 85% lunací.

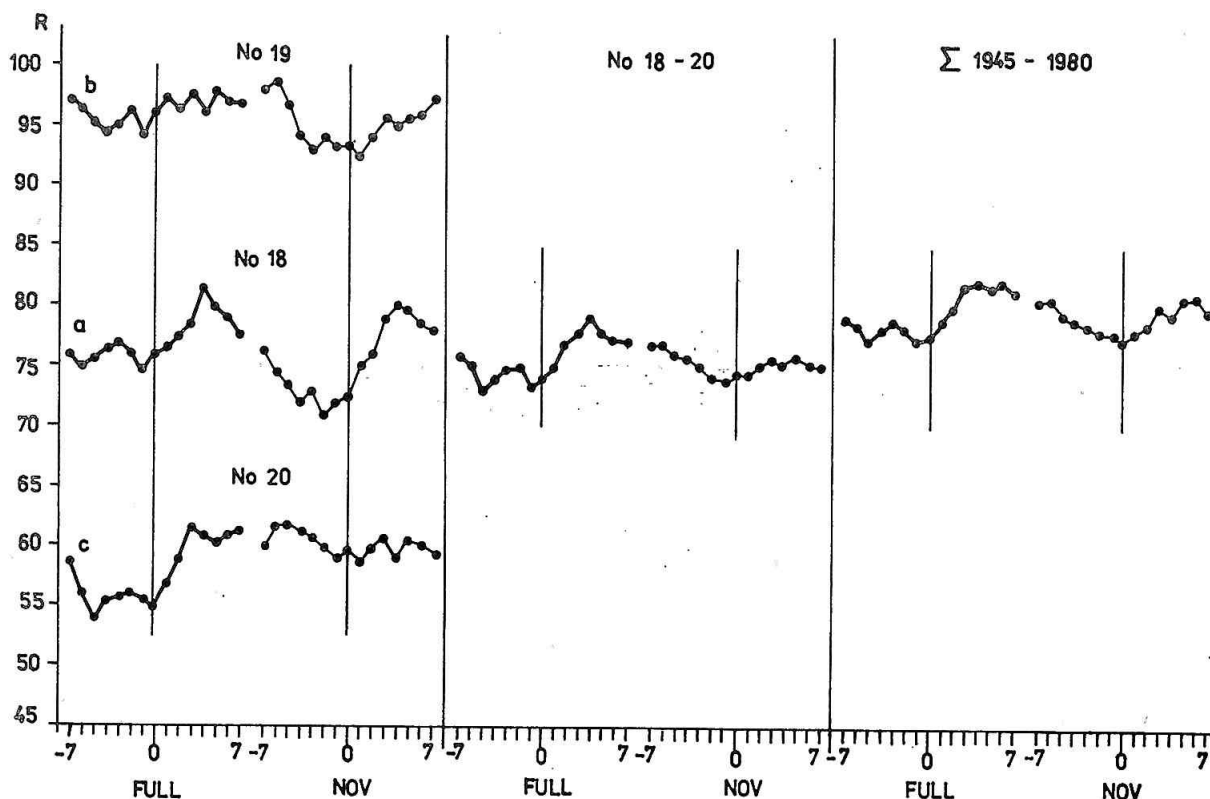
Tato metoda byla také použita při sledování závislosti počtu otřesů, závalů a průtrží v OKR na fázích Měsíce, tedy na synodickém měsíci a na vzdálenosti Měsíce od Země, anomalistickém měsíci, za období 20 let /1962 - 1981/.

Závěry rovněž nepostrádají na zajímavosti. Nejvíce otřesů a průtrží vzniká v době, kdy je Měsíc nejdále od Země, nejvíce závalů v době úplňku Měsíce.

Metoda překládání epoch byla použita i pro zjištění závislosti Wolfova čísla R na synodickém měsíci. Pro každý den v období ± 7 dnů kolem úplňku a novu byla vypočtena příslušná hodnota R jak pro každý rok, tak pro cykly sluneční činnosti č. 18, 19, 20 a vzestupnou část cyklu č. 21 a také pro celé období 1945-1980 včetně.

Graficky jsou získané závislosti za celé období a za cykly č. 18, 19 a 20 znázorněny na obr. 1.

Je zde patrný pokles hodnoty R těsně kolem úplňku Měsíce či v den úplňku a poté vzestup hodnoty R až do 4. dne po úplňku. Tutéž závislost lze vysledovat i u novů cyklů 18 a 19, nikoliv však u cyklu č. 20.



Obr. 1 - Závislost čísla R na dnech v okolí úplňku /full/ a novu Měsíce za 18, 19, 20 cyklus aktivity, za 18. až 20. cyklus vcelku a za celé sledované období 1945 - 1980.

Proto bylo nutno zpracovat každý rok zvlášť. Za sledovaných 36 let - to je 3,5 slunečního cyklu - došlo ke zvýšení hodnoty čísla R po úplňku Měsíce v 75% případech, po novu v 58%.

To signalizovalo různost pro nov a úplňek při hodnocení sledovaného faktu. Typickými ukázkami jsou r. 1949, 1957, 1970, 1955 - viz obr. 2.

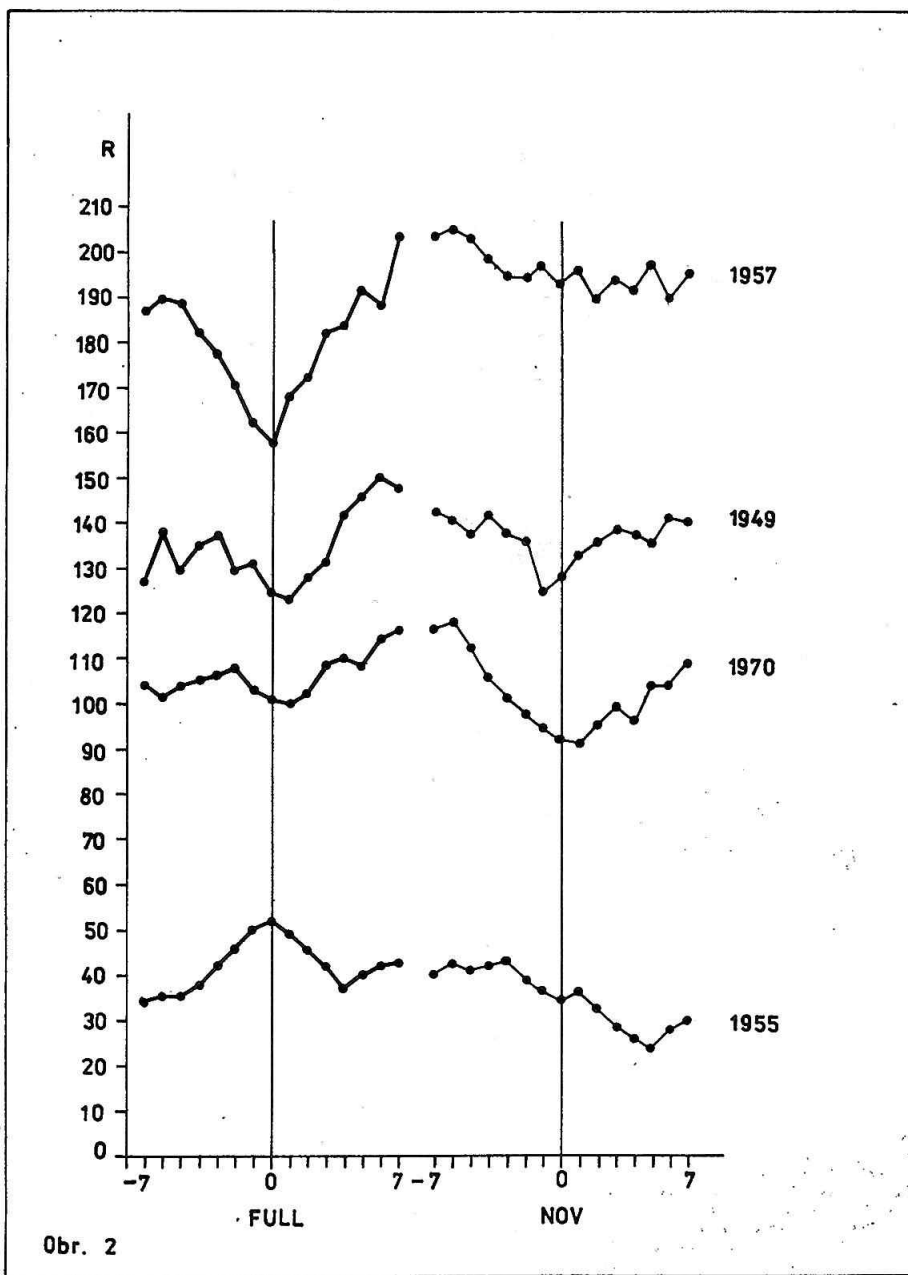
Bylo tedy třeba analyzovat všechny lunace v období. To bylo 426 období kolem úplňku a stejné množství kolem novu. Sledovaná závislost - vzrůst hodnoty čísla R po úplňku a novu Měsíce byla zjištěna u 288 období úplňku, což je 68% počtu lunací, zatímco pro stejný počet novů se neprojevila.

U novu tomu bylo právě naopak - sledovaná závislost se zde projevila ve 32% počtu lunací a 68% lunací tuto vlastnost nemělo.

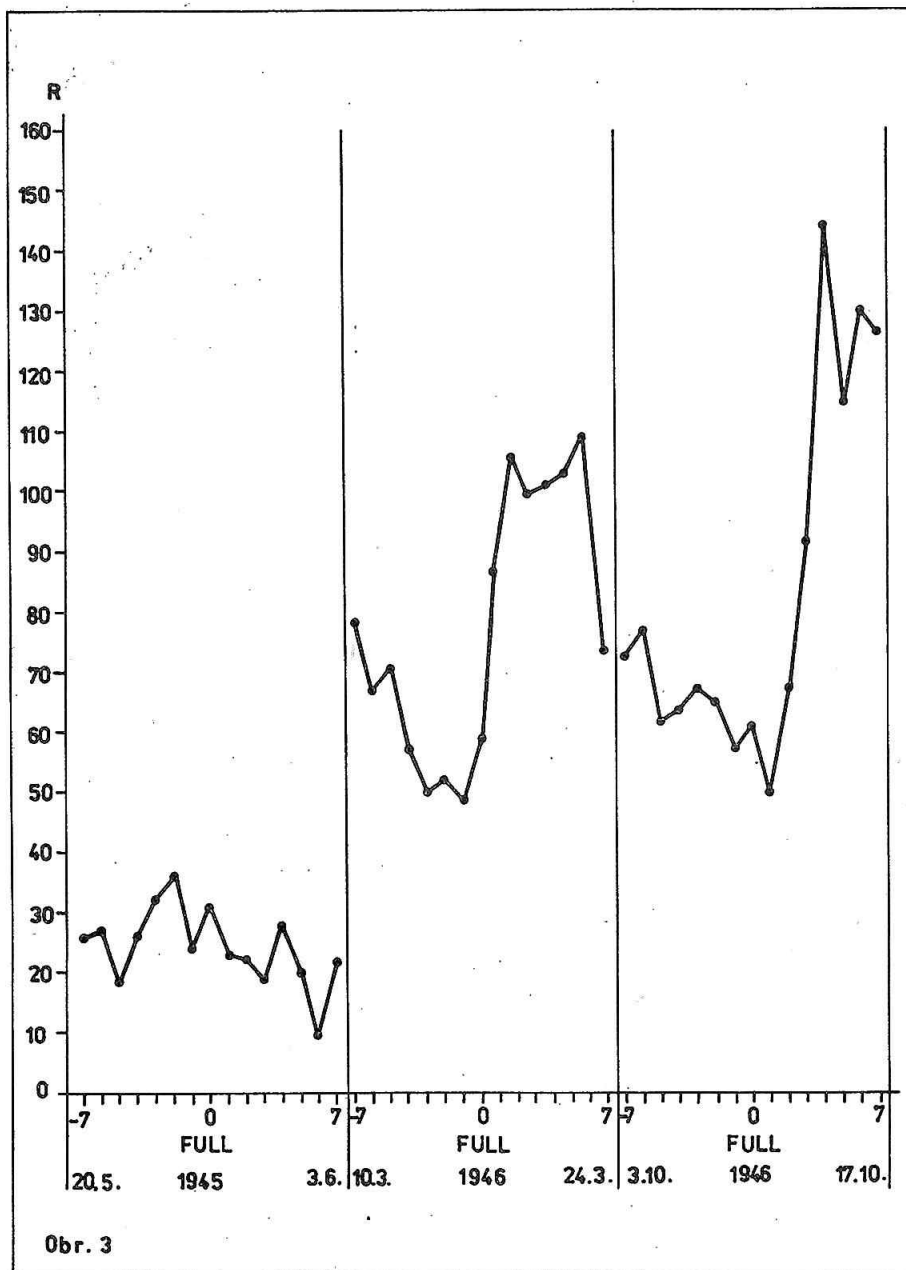
Typické ukázky chodu R pro jednotlivé lunace v období úplňku ukazuje obr. 3.

Naskýtá se otázka, proč tomu je tak. Přímou nabídkou je Caringtonová otočka - ale tá to zřejmě nezpůsobuje - viz obr. 4. Zde je graficky znázorněna závislost počátku Caringtonových otoček na synodickém měsíci za období 1945 - 1980.

Z dalších výsledků: Vyneseme-li do grafu hodnoty některých indexů charakterizujících sluneční aktivitu - viz obr. 5 - zjistíme další zajímavé věci.



Obr. 2 - Závislost čísla R na dnech v okolí úplňku /full/ a novu Měsíce v letech 1949, 1955, 1957, 1970.



Obr. 3 - Závislost čísla R na dnech v okolí úplnku Měsíce /full/ v jednotlivých lunacích - od 20. 5. do 3.6. 1945, od 10.3. do 24.3.1946 a od 3.10. do 17.10. 1946.

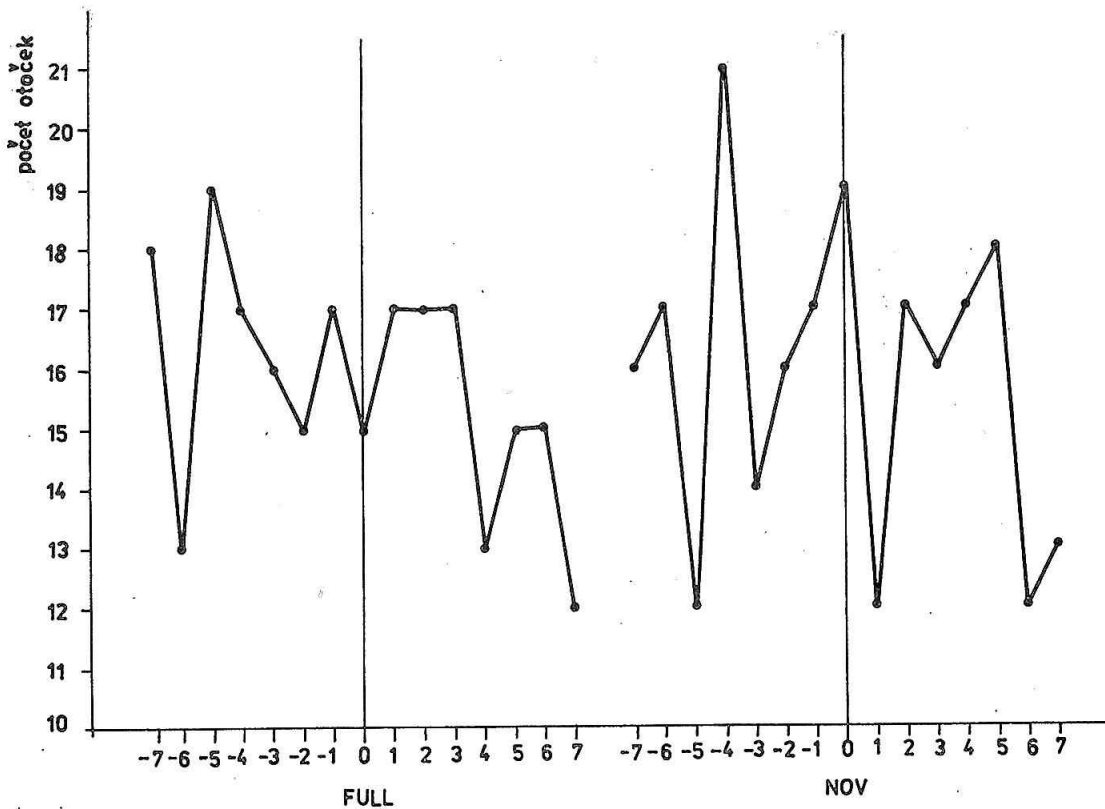
Jednotlivé křivky označují:

- č. 1 - hodnoty Wolfova čísla R pro dny kolem úplňku Měsíce, UM
- č. 2 - hodnoty Wolfova čísla R - R
- č. 3 - hodnoty Wolfova čísla R pro dny kolem novu Měsíce - NM
- č. 4 - hodnoty chromosférických erupcí - F
- č. 5 - hodnoty protonových erupcí - PF
- č. 6 - hodnoty šumových bouří - N
- č. 7 - hodnoty radiových bouří IV. typu - RB IV
- č. 8 - hodnoty radiových bouří II. typu - RB II
- č. 9 - hodnoty Forbuschových poklesů - FD
- č. 10 - hodnoty koronálních kondenzací - KK
- č. 11 - hodnoty spojovaných skupin sléváním - I

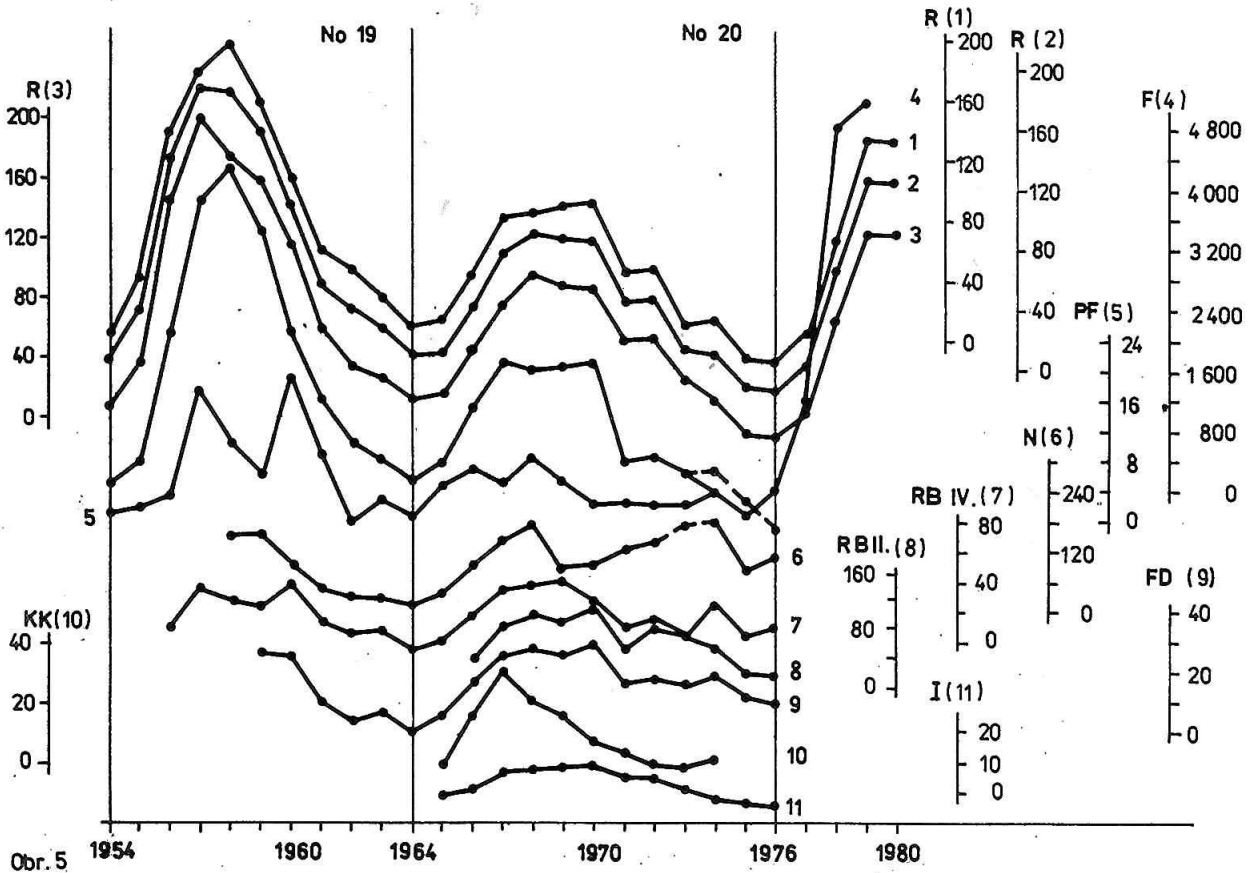
Zkratka příslušeného indexu je užito v tabulce 1.

Z obr. 5 je zřejmé, že maximum UM - hodnoty čísla R pro dny kolem úplňku - ať již A, B, C, vždy souvisí s maximem jiného indexu sluneční aktivity. Markantní je to zvláště ve 20. cyklu, kde UM - křivka č. 1 - mělo maxima v letech 1970, 1972, 1974, což by roky maxim rovněž pro R, F, PF, RB IV, RB II, FD, KK, I. Viz v tabulce 1.

Přitom však hodnoty UM a NM nejsou vůči sobě stejně velikostně seřazeny. 20 krát je větší UM, 16 krát NM. Viz tabulka 2.



Obr. 4 - Závislost počtů počátků Caringtonových otoček na dnech v okolí úplňku /full/ a novu Měsíce.



Obr. 5 - Chod ročních počtů různých indexů sluneční aktivity v 19., 20. a vzestupné části 21. cyklu aktivity. Krivky označují:

- č. 1 - hodnoty R pro dny kolem úplňku Měsíce
- č. 2 - hodnoty Wolfvho čísla R
- č. 3 - hodnoty R pro dny kolem novu Měsíce
- č. 4 - počty chromosférických erupcí
- č. 5 - počty protonových erupcí
- č. 6 - počty radiových šumových bouří
- č. 7 - počty radiových bouří IV. typu
- č. 8 - počty radiových bouří II. typu
- č. 9 - počty Fobuchových poklesů na kosmickém záření
- č. 10 - počty koronálních kondenzací - dle /6/
- č. 11 - počty spojovaných skupin sléváním - dle /7/.

Co však je nejnápadnější - čísla v období novu /NM/ jsou zvláště "poslušná" celkovému Wolfovu R, zatímco čísla v období úplňku /UM/ se chovají zcela jinak. Jako by v období úplňku působily síly s větším dosahem než při novu.

To však dokazují i výše zmíněné závislosti tlaku vzduchu, závalů, průtrží a otřesů na fázích Měsíce - na novu Měsíce se závislost nejen nekoná zatímco na úplňku ano.

O mechanismu nalezených efektů /pokud jsou persistentní/ nelze zatím nic říci, nejsou vyloučeny vztahy polí negravitačního charakteru /kupř. elektrická/.

TABULKA 1

		UM	R	NM	F	PF	RB IV	RB II	FD	KK	I	
No. 18	1946	-	-	-	-	B	-	-	-	-	-	
1945 - 1954	1947	A	A	A	B	-	-	-	-	-	-	
	1949	-	-	B	A	A	-	-	-	-	-	
	1951	B	-	-	-	-	-	-	-	-	-	
	1954	pro všechny veličiny minimum										
No. 19		UM	R	NM	F	PF	N	RB IV	RB II	FD	KK	I
1955 - 1964	1957	-	A	A	-	B	-	B	-	-	-	-
	1958	A	-	-	A	-	-	-	-	-	-	-
	1960	-	-	-	-	A	-	A	-	-	-	-
	1963	-	-	-	-	C	-	C	-	B	-	-
	1962	minimum pro PF										
	1964	minimum pro všechny veličiny, vyjma PF										
		UM	R	NM	F	PF	N	RB IV	RB II	FD	KK	I
No. 20	1966	-	-	-	-	C	-	-	-	-	-	-
1965 - 1976	1967	-	-	-	A	-	-	-	-	-	A	-
	1968	-	A	A	-	B	A	-	B	B	-	-
	1969	-	-	-	-	-	-	A	-	-	-	-
	1970	A	-	-	B	-	-	-	A	A	-	A
	1972	B	B	-	C	-	-	C	D	C	-	-
	1974	C	-	-	-	A	B	B	-	D	B	-
	1975	minimum pro F, N, RB IV										
1976	minimum pro UM, R, NM, RB II, FD, I											

Hlavní, případně jediné maximum - A; vedlejší maxima - B, C, D.

TABULKA 2

	UM	NM		UM	NM
1945	34,4	33,0	1965	16,0	14,9
1946	83,0	99,9	1966	44,4	50,7
1947	154,2	149,3	1967	97,1	91,2
1948	140,1	133,2	1968	98,6	109,6
1949	134,7	134,9	1969	106,1	103,1
1950	80,8	87,8	1970	106,2	102,6
1951	83,3	56,7	1971	62,2	70,7
1952	30,6	32,2	1972	68,9	70,2
1953	12,5	15,0	1973	31,5	43,9
1954	5,4	3,5	1974	34,4	34,2
1955	41,8	35,0	1975	13,5	17,1
1956	140,8	145,4	1976	13,2	12,6
1957	180,1	196,7	1977	29,5	28,2
1958	199,1	171,6	1978	93,6	92,8
1959	158,3	158,2	1979	161,0	151,3
1960	108,6	116,0	1980	156,9	149,7
1961	54,5	54,0			
1962	43,7	31,6			
1963	28,6	26,3			
1964	9,4	9,6			

UM - úplněk Měsíce

NM - nov Měsíce

Uvedená čísla jsou Wolfova relativní čísla slunečních skvrn R, vypočtená pro období úplňku Měsíce - UM - a pro období novu Měsíce - NM v daném roce.

LITERATURA

- /1/ Letfus, V.: BAC 11, 1960, 31
- /2/ Letfus, V., Růžičková-Topolová, B.: BAC 31, 1980, 232
- /3/ Křivský, L.: Solar Proton Flares and their Prediction, Academia Praha, 1977
- /4/ Švestka, Z.: BAC 17, 1966, 262
- /5/ Pintér, Š.: BAC 18, 1967, 282
- /6/ Rušín, V.: BAC 32, 1981, 193
- /7/ Klimeš, J., Křivský, L.: BAC 32, 1981, 222
- /8/ Tlamicha, A., Olmr, J.: BAC 15, 1964, 133
- /9/ Olmr, J., Šebl, J., Tlamicha, A.: BAC 23, 1972, 323
- /10/ Šuk, J.: BAC 30, 1979, 274
- /11/ Švestka, Z., Olmr, J.: BAC 17, 1966, 4
- /12/ Krüger, A.: Katalog radiových bouří IV. typu 1962 - 1974, Berlín, v tisku
- /13/ Křivský, L., Lukáč, B.: Katalog slnečných rádiových zábleskov typu II s erupciami v cykle č. 20 1966 - 1976, Hurbanovo 1980
- /14/ Gopasyuk, S., Křivský, L.: BAC 18, 1967, 125
- /15/ Křivský, L., Růžičková-Topolová, B.: BAC 29, 1978, 30
- /16/ Hvězdářská ročenka 1945 - 1981.

K otázke ekologickej významnosti kozmogénneho faktora

A. PRIGANCOVÁ, Geofyzikálny ústav SAV Bratislava

ABSTRAKT

Príspevok sa zaoberá otázkou ekologickej významnosti kozmogénneho faktora. Na základe zvoleného fyzikálneho modelu sa predkladá interpretácia krivky dopravnej nehodovosti z hľadiska možného ekologického vplyvu uvažovaného faktora.

ÚVOD

V ostatnom čase v geovedných disciplínach ako aj v ďalších vedných odboroch vystupuje do popredia ekologický aspekt skúmanej problematiky. Nie je tomu ináč ani pri skúmaní problematiky vzťahov Slnko - Zem.

Takýto prístup je naliehavou požiadavkou doby, ktorú nám pomohli uvedomiť si ďalekosiahle úspechy kozmickej éry. Pohľad na Zem z kozmu nás utvrdil v presvedčení, že naša planéta - kozmický príbytok ľudstva - je vystavená kozmickým vplyvom rôzneho druhu a môžeme povedať, že pozemské úkazy a pochody sú vo väčšej či menšej miere dôsledkom týchto vplyvov.

Týka sa to aj biosféry - súhrnu všetkých foriem živej hmoty, od najjednoduchších až po najzložitejšie. Charakter týchto väzieb je mnohotvárnny, počnúc vytváraním základných ekologických podmienok existencie biologických systémov a končiac rozličnými vplyvmi na ne. Tieto vplyvy, pokiaľ zasahujú kvalitu životného prostredia a tým aj kvalitu vzťahu biologického systému s okolitým prostredím, nadobúdajú ekologickú významnosť.

K O Z M O G É N N Y F A K T O R

SLNEČNÁ A GEOMAGNETICKÁ AKTIVITA

Výskum vzťahov Slnko - Zem umožňuje sledovať a zároveň lepšie pochopiť príčino-následný vzťah medzi prejavmi slnečnej aktivity a úkazmi geomagnetickej aktivity, spolu so sprievodnými javmi na Zemi a v okolozemskom priestore. V dôsledku fyzikálnych procesov na Slnku dochádza k nepretržitému korpuskulárnemu a elektromagnetickému žiareniu tejto k nám najbližšej hviezdy. Toto žiarenie

sa prenáša cez medziplanetárny priestor a pôsobí na okolozemský priestor. Časť elektromagnetického žiarenia sa pohlcuje a k Zemi sa nedostáva. Magnetické pole Zeme zohráva dôležitú úlohu pred účinkami priamej slnečnej radiácie. V dôsledku interakcie s tokmi slnečnej plazmy sa okolo Zeme formuje dutina, zvaná magnetosféra, kde vďaka pôsobeniu geomagnetického poľa sa vytvára zložitá štruktúra plazmových oblastí. Tento dynamický systém je charakterizovaný špecifickým rozložením elektrických polí a prúdov. Ich geometria tesne súvisí jednak s parametrami slnečnej plazmy, jednak s elektrickými vlastnosťami a fyzikálnymi procesmi v hornej atmosfére, ovplyvňovanej elektromagnetickou radiáciou Slnka. Tak vzniká globálny systém magnetosféricko-ionosférických prúdov, s ktorým sú spojené rôzne úkazy geomagnetickej aktivity /1/. Vzhľadom na to, že pre parametre korpuskulárneho žiarenia a spektrum elektromagnetického žiarenia Slnka /s výnimkou viditeľnej časti spektra/ sú charakteristické dlhodobé zmeny, je aj intenzita prejavov geomagnetických porúch ako aj ich celkové spektrum časovo premenné. Preto zvykneme hovoriť o premennom geomagnetickom poli.

Uvedený komplex heliogeofyzikálnych úkazov, ako ukázali najnovšie výskumy, nenecháva stranou ani chod procesov v dolnej atmosfére /2/ - oblasti, kde sa formuje počasie našej planéty. To nás oprávňuje povedať, že aj meteorologické efekty majú súvislosť so slnečnou aktivitou.

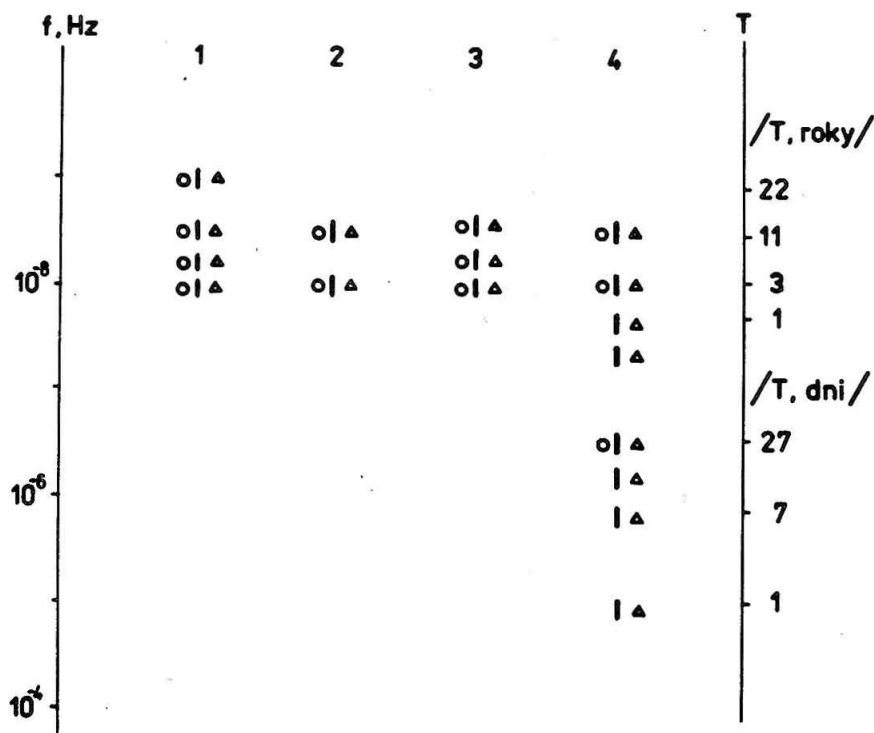
BIOAKTÍVNE ÚČINKY MAGNETICKÝCH POLÍ

Vďaka ľudskej zvedavosti vznikla otázka bioaktívnych účinkov magnetických polí v dávnej minulosti. Je to veľmi široká problematika a zvýšený záujem o ňu je dôsledkom vedeckotechnického pokroku ľudstva, búrlivého rozvoja viacerých výrobných odvetví a vedeckého bádania. Viedlo to k zrodu nového vedného odboru - magnetobiológie. Ukázalo sa, že biotropné vlastnosti, ktoré vystihujú bioaktívne účinky, sú príznačné pre permanentné a premenné magnetické polia, pre silné a slabé polia čo do ich intenzity.

Premenné geomagnetické pole /GMP/ zaraďujeme medzi slabé polia, čo, ako vidíme, znamená opodstatnenosť výskumu aj jeho biotropnosti. Skutočne z hľadiska energetického môže GMP vystupovať ako vonkajší podnet vyvolávajúci excitáciu biologického systému /3/.

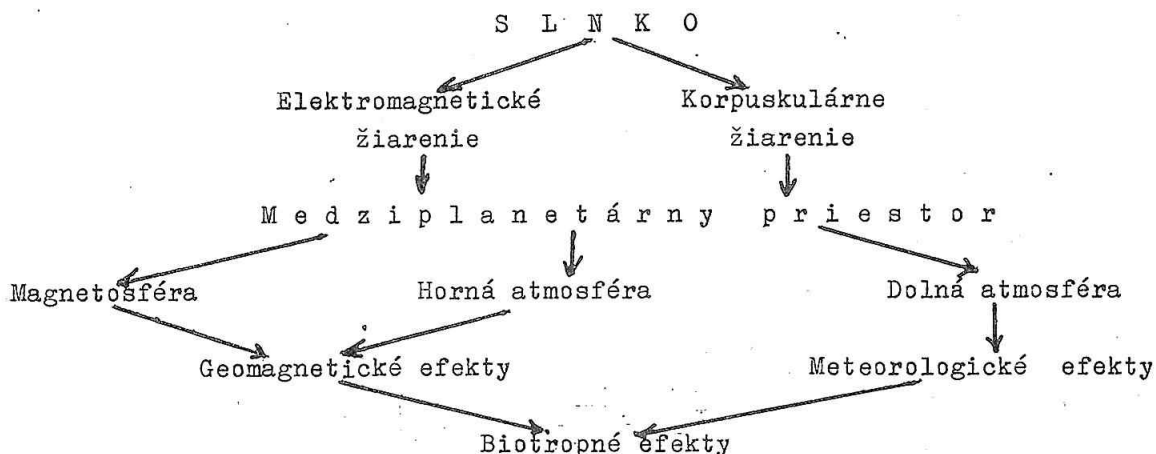
Nie menej dôležitý je informačný kanál pôsobenia GMP, kedy, ako o tom svedčia poznatky z magnetobiológie, vystupuje slabé premenné magnetické pole ako korigujúci podnet, meniaci reakciu organizmu na iné podnety. Súvisí to napríklad s pôsobením na centrálny nervový systém. Avšak tento, ako vyplýva z najnovších výskumov bioniky a membránológie, nie je sólovým detektorom pôsobenia magnetických polí. Na ich pôsobenie reaguje každá bunka - a to jednak na úrovni makroskopických efektov premietajúcich sa do zmien bioelektrických prúdov, jednak na úrovni mikroskopických efektov preukázateľných v kinetike chemických reakcií.

Potvrdením biotropnosti heliogeofyzikálnych úkazov - slnečnej, resp. geomagnetickej aktivity - sú početné príklady synchronizovaného chodu heliogeofyzikálneho faktora životného prostredia s biorytmami - rytmami biologických systémov. Na obr. 1 môžeme sledovať synchronizovaný výskyt periodických zmien sl-



Obr. 1 - Synchronnosť výskytu heliogeofyzikálnych úkazov a rytmicity v biosfére /detailnejší popis pozri v texte/.

nečnej aktivity /krúžky/ a geomagnetickej aktivity /trojuholníky/ v porovnaní s charakteristickými periódami vyskytujúcich sa v biosfére: 1 - výskyt epidemiologických ochorení; 2 - cykly vln populácií /hojnosti výskytu jednotlivých biologických druhov, napr. extrémne rozmnožovanie kobyliiek, atď./; 3 - rytmicity aktivity ľudského organizmu; 4 - zmeny fyziologických ukazovateľov. Synchronizácia biologických pochodov s prejavmi slnečnej a geomagnetickej aktivity, ktoré sú v podstate kozmogénneho pôvodu, je pozoruhodná. Preto je opodstatnené považovať heliogeofyzikálny, resp. kozmogénny faktor za ekologicky významný - za faktor životného prostredia. Okrem toho ešte H y p o k r a - t e s vyslovil domnienku o vzťahu subjektívneho stavu človeka /najmä chorého/ s počasím. Dlhodobé skúsenosti mnáhorakým spôsobom potvrdili tento názor a v súčasnej dobe sa táto problematika skúma na vedeckom základe. Spomíname ju v súvislosti s tým, ako sme ju uviedli vyššie, majú meteorologické efekty do činenia s heliogeofyzikálnymi úkazmi. Treba však povedať, že biotropnosť kozmogénneho faktora sa v danom prípade prejavuje nepriamo. Priame a nepriame pôsobenie kozmogénneho faktora môžeme znázorniť schematicky nasledovne:



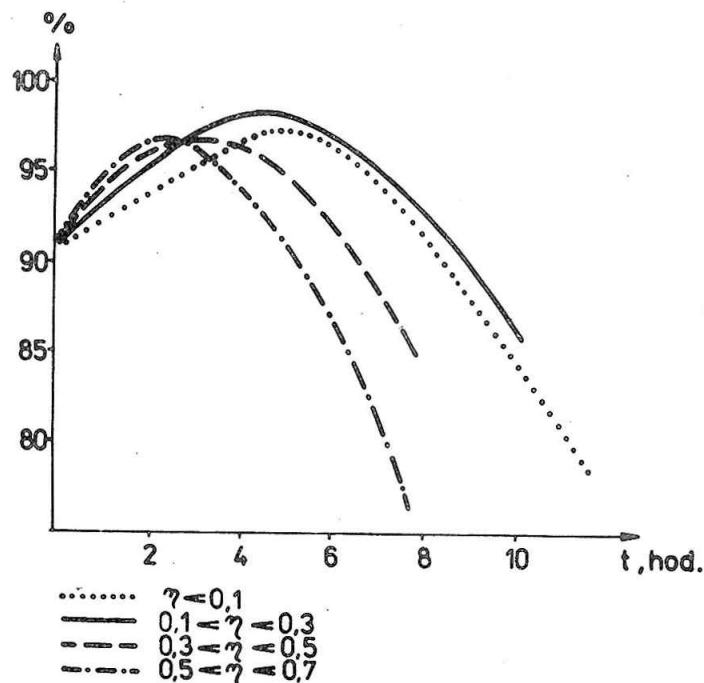
V ďalšom výklade sa budeme zaoberať priamym pôsobením kozmogénneho faktora, kedy premenné geomagnetické pole vystupuje ako stresor. Samozrejme, kozmogénny faktor má na pozadí pôsobiacich faktorov sociálno-ekonomického systému nášho života iba vedľajší účinok. Ale v našej pretechnizovanej spoločnosti pri neúmerne stúpajúcom životnom tempe, kedy stres sa stáva bežnou záležitosťou môže účinok kozmogénneho faktora byť tou "poslednou kvapkou", ktorá, obrazne povedané, preplní čašu neadekvátnych nárokov na reaktivitu organizmu. Z tohto zorného uhla pokúsime sa o analýzu charakteristického ukazovateľa modernej spoločnosti, ktorého význam zo spoločensko-sociálneho aspektu je závažný - o analýzu dopravnej nehodovosti.

D Y N A M I K A D O P R A V N E J N E H O D O V O S T I

FYZIKÁLNY MODEL

Výskum dynamiky dopravnej nehodovosti z neobvyklého aspektu možného vplyvu kozmogénneho faktora vychádza z poznatku o pôsobení tohto faktora na ukazovatele mozgovej a srdcovo-cievnej činnosti. Dopad tohto pôsobenia sa najviac pociťuje v sfére pohybovej aktivity a motorickej kontroly organizmu. Netreba zvlášť zdôrazňovať, ako takéto zmeny môžu ovplyvniť celkovú spôsobilosť vodiča. Vychádzajúc z faktu, že ľudský faktor je rozhodujúcim činiteľom bezpečnosti cestnej premávky, prihliadame aj na objektívne príčiny. Je ich viac, vystupujú s rozličnou váhou, pričom ich vzájomný pomer je časovo variabilný. Matematické spracovanie údajov o dopravnej nehodovosti sa značne sťažuje v dôsledku ich nehomogénnosti. Každá novelizácia pravidiel cestnej premávky, každá úprava primárnych podmienok použitia motorového vozidla a cestnej siete narušuje kontinuitu radu pozorovaní. Je tu aj ďalšia ťažkosť. O niektorých ukazovateľoch cestnej premávky nie je postačujúca kvantitatívna informácia, resp. je ťažko prístupná. K takým ukazovateľom patrí napr. hustota cestnej premávky. Ďalej sa uvádzajú výsledky analýzy dynamiky dopravnej nehodovosti, kde hustota cestnej premávky vystupuje ako parameter. Pritom sa použil fyzikálny model, vychádzajúci z nerovnomerného rozloženia hustoty cestnej premávky v priebehu týždňa. Pre každý deň týždňa je príznačná svoja špecifická hustota cestnej premávky, pričom táto je najväčšia v piatok. Úroveň hustoty cest-

nej premávky kladie väčšie či menšie nároky na psychofyziologické schopnosti vodiča, čo sa odráža na spoľahlivosti jeho činnosti /Obr. 2/, /6/. Pri znač-



Obr. 2 - Dynamika spoľahlivosti činnosti vodiča pri odlišnej hustote cestnej premávky.

nej hustote cestnej premávky je spoľahlivosť činnosti vodiča v priebehu času najmenej stabilná, ako to vidíme na Obr. 2. Vzostupná časť uvedených kriviek odpovedá času potrebnému na mobilizáciu vnemu ako východzej podmienky pre adekvátnu reakciu. Zostupná časť kriviek odpovedá fáze, kedy dáva o sebe vedieť vplyv únavy. Pri priemernej hustote premávky sa spoľahlivosť činnosti vodiča udržiava na 95%-nej hladine najdlhšie /Obr. 2, plná čiara/.

VÝSLEDKY ANALÝZY

Zvolený fyzikálny model sa použil pre analýzu údajov o dopravnej nehodovosti na území SSR v rokoch 1972 - 1980. Ukazovateľ dopravnej nehodovosti udáva počet dopravných nehôd v prepočte na 100 000 vozidiel a uvádza sa v relatívnych jednotkách. Na Obr. 3 pre porovnanie sa uvádzajú profily dopravnej nehodovosti pre jednotlivé dni týždňa. Je pozoruhodné, že dynamika vývoja dopravných nehôd pri odlišnej hustote cestnej premávky má súhlasný chod. Na pozadí celkového trendu klesania nehodovosti upútava pozornosť výkyv vo výskyte dopravných nehôd v r. 1973. K značnému vzrastu ukazovateľa dopravnej nehodovosti dochádza po roku 1978. Táto časť grafu je znázornená prerušovane vzhľadom na to, že v tomto období došlo ku zmene definície počtu dopravných nehôd, podľa ktorej štatistickému sledovaniu podliehajú všetky nehody hlásené príslušníkom VB. Preto je správnejšie všimnúť si relatívny nárast nehôd, ako absolútnu hodnotu maxima.

Uvedené zvláštnosti v dynamike dopravnej nehodovosti sa najvýraznejšie prejavujú pri značnej hustote cestnej premávky /Obr. 3, krivka 5/. Vtedy vodič je vastavený neúmernému psychickému vypätiu, kedy negatívny účinok vedľajšieho významu môže viesť k neadekvátnej reakcii. Je to príklad synergického pôsobenia viacerých faktorov, pri ktorom rozhoduje integrálny účinok súbežne pôsobiacich faktorov, pričom významnejšie faktory nevylučujú príspevok menej významných. Do úvahy prichádza účinok zo strany kozmogénneho faktora. Pre zdôvodnenie tohto predpokladu uvedieme, že skúmané obdobie r. 1972 - 1980 spadá do obdobia klesajúcej slnečnej aktivity v 20. heliocyklu a jej ďalšieho stúpania do maxima /1979/ v 21. heliocyklu. V 20. slnečnom cykle mala porušenosť GMP dlhší čas anomálny priebeh. Pri zníženej slnečnej aktivite bolo r. 1973 GMP

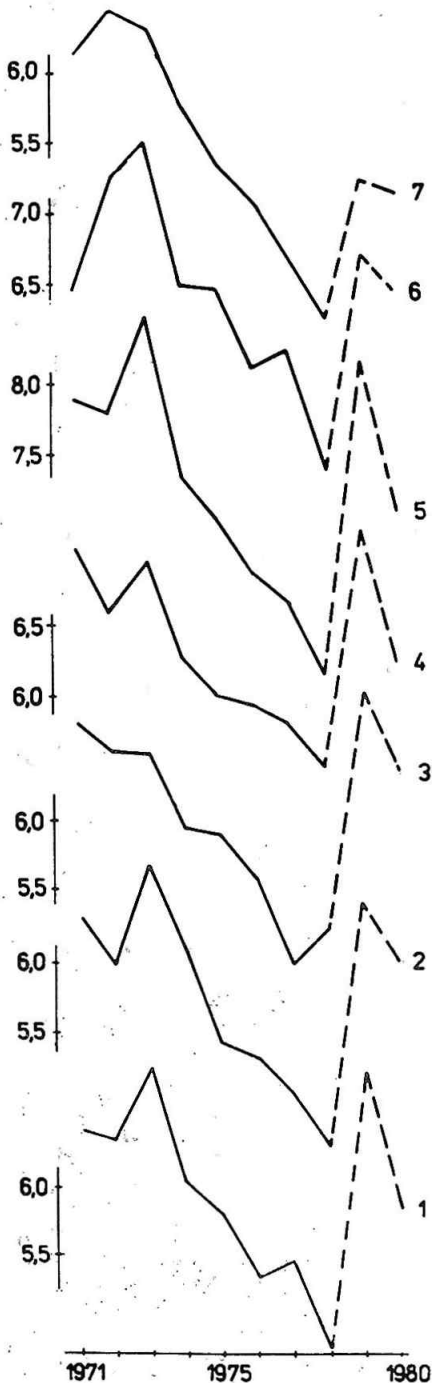
značne neustálené. Ilustráciou môže slúžiť chod geomagnetickej porušivosti charakterizovanej výskytom porúch s ekvivalentnou amplitúdou $A_p \geq 40$ /Obr. 4/. Ako vidíme, časový vývoj heliogeofyzikálnych úkazov v skúmanom období bol zložitejší a dynamika dopravnej nehodovosti je mu podobná.

Keď vychádzame z biotropnosti kozmogénneho faktora pri vysvetlení zistenej časovej zhody v chode ukazovateľa dopravnej nehodovosti a prejavov slnečnej, resp. geomagnetickej aktivity je logické pripustiť, že krivka dopravnej nehodovosti je modulovaná vďaka pôsobeniu kozmogénneho faktora. Obecné, efekt modulácie vzhľadom na jednotlivé cykly slnečnej aktivity je pre dynamiku dopravnej nehodovosti zreteľný /7/.

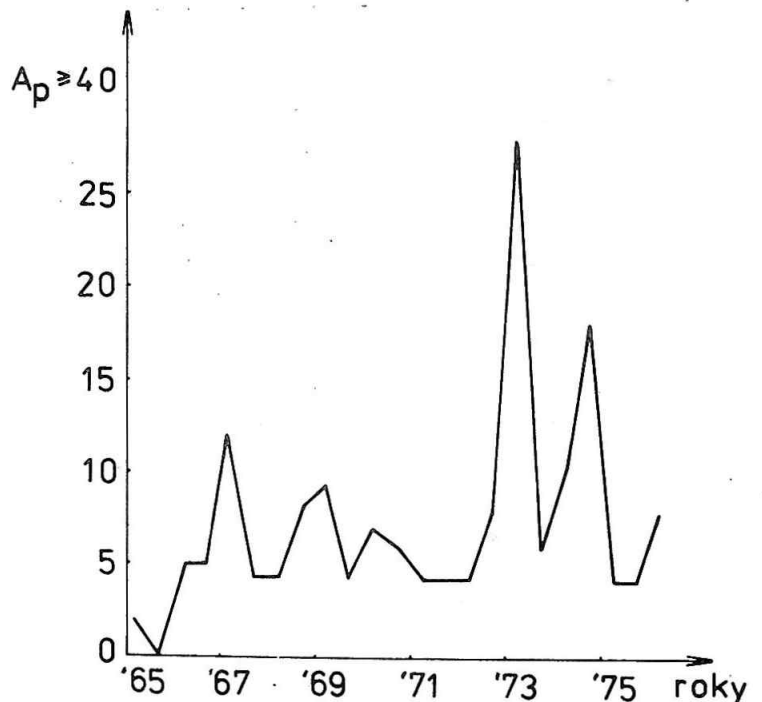
ZÁVER

Na príklade analýzy dynamiky dopravnej nehodovosti pri odlišnej hustote cestnej premávky sa potvrdila ekologická významnosť kozmogénneho faktora. Z hľadiska potrieb spoločenskej praxe spadá táto otázka do širšej problematiky vzťahu človeka a životného prostredia.

Ekologický aspekt výskumu kozmogénneho faktora



Obr. 3 - Stratifikácia profilov dopravnej nehodovosti podľa jednotlivých dní v týždni.



Obr. 4 - Frekvencia výskytu geomagnetickej porušivosti charakterizovanej $A_p \geq 40$.

predpokladá potrebu komplexného štúdia bohatého spektra zmien premenného geomagnetického poľa za účelom identifikácie kanálov jeho bioaktívnych účinkov. Pritom sa žiada dôkladná a hlboká analýza prejavov slnečnej aktivity na Zemi. Takýto prístup umožní ďalšiu harmonizáciu človeka a jeho životného prostredia.

LITERATÚRA

- /1/ Prigancová, A.: Niektoré aspekty problematiky vzťahov Slnko - Zem, Zb. referátov zo 6. celoštát. slnečného seminára, 1982.
- /2/ Bucha, V.: Association Between Geomagnetic and Meteorological Processes - Mechanism of Solar-Terrestrial Relations, Geophysical in Czechoslovakia, Veda Bratislava 1981, p. 371.
- /3/ Prigancová, A.: Kozmogénny faktor životného prostredia, Zb. seminára "Človek ve svém pozemském a kozmickém prostředí", Úpice, 1981.
- /4/ Čiževskij, A. L.: Zemnoje echo solnečných buř, Izd. Mysl', Moskva 1976.
- /5/ Mirošničenko, L. I.: Solnečnaja aktivnost' i Zemlja, Izd. Nauka, Moskva 1981.
- /6/ Trudy MADI, Moskva, 1975.
- /7/ Prigancová, A.: Nežiaduci vplyv heliogeofyzikálneho faktora na dynamiku dopravnej nehodovosti, Zb. referátov z 5. celoštát. seminára, Považská Bystrica, 245, 1980.

Príspevok k rozboru vzťahu
medzi slnečnou aktivitou a úrazovosťou v SSR

V. VAVREK, Okresné posudkové odd. OÚNZ Košice vidiek,
Š. KOPOR, ONV, Košice vidiek, odbor zdrav. a soc. vecí,
Š. KNOŠKA, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica
J. HOLLER, OÚNZ, Košice vidiek.

ABSTRAKT

Autori v pilotovom prieskume referujú o zistenej štatistickej závislosti medzi slnečnou aktivitou a úrazovosťou spojenou s dočasnou pracovnou neschopnosťou v 20% reprezentatívnom súbore SSR v 20. cykle slnečnej činnosti /roky 1964 až 1976/.

Pre korelačnú analýzu boli použité významné priemerné ročné parametre dočasnej pracovnej neschopnosti a z parametrov slnečnej činnosti Wolfové relatívne číslo slnečných škvrn.

Zo štatistických metód bol použitý Pearsonov koeficient korelácie a determinácie, ako aj testovanie významnosti pre koreláciu.

Doterajšie výsledky oprávňujú k záverom:

1. Preukázaný je spoľahlivý časový paralelizmus, konkrétne trendová charakteristika, t.j. že so stúpaním úrovni slnečnej aktivity stúpa tiež aj incidencia prípadov úrazov /výsledky sú rovnako signifikantné pre územie SSR a ČSR/.
2. Z aspektov posudkového lekárstva tento vplyv má vedľajší význam, ale nie je zanedbateľný a môže byť dôvodom pre zamyslenie sa nad možnosťami prevencie v praxi v súvislosti s vplyvom sledovaného heliofyzikálneho faktora.

ÚVOD

V podmienkach nášho dnešného života stala sa úrazovosť masovým hromadným javom. Ale je všeobecne známe, úrazovosť je vážnym celospoločenským problémom a so zreteľom na svoju komplexnosť si vyžaduje plánovitý, vedecký a systematický prístup za účasti všetkých zainteresovaných zložiek nášho života.

Stúpajúci trend vývoja úrazovosti v našej populácii a hlavne jej podiel na celkovej dočasnej pracovnej neschopnosti /ďalej dPN/ je veľmi evidentný, takže problematika je vysoko aktuálna aj z hľadiska posudkového lekárstva, ako medicínskej interdisciplinárnej špecializácie a vedného odboru. Ako to nakoniec vyplýva zo štatistického zisťovania závažnosti jednotlivých nozologických skupín, sú úrazy, otravy a násilia na druhom mieste príčin dPN, na treťom mies-

te v príčinách invalidity a v príčinách smrti na štvrtom mieste v ČSSR za posledných desať rokov /-19-, Kušnieriak, Drbohlav/.

Podľa literatúry /-12-, Hostýn, -20-, Makovický/ úraz je vonkajšia udalosť, pôsobiaca náhle alebo pomerne krátko, za obdobie vymedzené určitým časom, ktorej následok je dočasná alebo trvala porucha telesného alebo duševného zdravia postihnutej osoby. Skladá sa z úrazového deja, z poškodenia a následkov.

V podstate úrazovým dejom býva nejaká nehoda a to pri výkone zamestnania, preto ich označujeme ako pracovné, resp. zamestnanecké úrazy; alebo mimovlastného pracovného pomeru a vtedy ich zaraďujeme medzi tzv. ostatné úrazy. Treba dodať, že takéto rozdelenie úrazov má význam v posudkovom lekárstve, v štatistike a hlavne z hľadiska právneho.

Frekvencia výskytu úrazovosti pri výkone zamestnania /ďalej úrazy pri v.z./, spojená s dPN, má podľa štatistických údajov v dlhodobom sledovaní v podstate klesajúci trend, zatiaľ čo pri úrazovosti mimo vlastného pracovného pomeru /ďalej ostatné úrazy/ sa periodicky mení; striedajú sa totiž fázy vzostupu a poklesu. Tento zreteľa-hodný fakt, ako aj to, že na celkovej úrazovosti sporejnej s dPN sa podieľajú dvoma tretinami ostatné úrazy, bol dôvodom venovať sa tejto problematike aj z hľadiska pôsobenia biofyzikálnych faktorov.

Z hľadiska posudkového lekárstva zatiaľ, žiaľ, nemožno dosť dobre vysvetliť príčiny, ktoré vedú k určitej stabilizácii ukazovateľov frekvencie výskytu nových prípadov dPN vo väčšine nozologických skupín chorôb, ako aj úrazov. Zo skúsenosti tzv. krátkodobej posudkovej služby je známe, že vplyv činnosti zdravotníckych pracovníkov na priemernú dĺžku jedného prípadu dPN /ako na jeden z parametrov dPN/ je podstatne vyšší, ako tomu môže byť na frekvenciu výskytu nových prípadov dPN, konkrétne aj na incidenciu úrazov všeobecne, alebo ostatných úrazov špeciálne.

V podstate medzi najväčšie príčiny vzniku úrazov na úrovni obecnej prevencie patria nespočetné faktory, ktorých sa zúčastňuje v mnohých prípadoch sám jednotlivec, inokedy nepriaznive vplyvy zo strany životného prostredia, vrátane prostredia pracovného.

Medzi faktormi spôsobujúcimi, alebo podieľajúcimi sa na vzniku chorôb a úrazov sú aj také, ktoré sa nedajú vylúčiť z nášho života. Okrem iných sa v tejto súvislosti v ostatnej dobe prešetrujú vplyvy nielen biometeorotropných a geomagnetických zmien, ale aj vplyv premenlivosti slnečnej aktivity /ďalej s.a./ na výskyt určitých chorôb, nehodovosti a úrazovosti, ako aj na naliehavosť hospitalizácie chorých v určitej populácii.

Význam poznávania vplyvu zmien týchto prírodných, biofyzikálnych faktorov na zdravotný stav a choroby človeka nie je samoúčelný. Spočíva zatiaľ aspoň v tom, aby sme ich vplyv dostatočne a preukázane detekovali. Je to základná podmienka k ďalšiemu kroku - znížiť ich negatívny vplyv na človeka a populáciu na najmenšiu mieru pomocou rozličných činiteľov, ktoré sú reálne dostupné.

Vychádzajúc zo súčasných poznatkov v príslušných interdisciplinárnych odboroch, chceme preukázať v prezentovanej pilotáži na určitú štatistickú koreláciu medzi s.a. a incidenciou úrazovosti sporejnej s dPN v SSR v rokoch 1964 až 1976, t.j. v období 20. cyklu s.a.

Tento prieskum problematiky je súčasťou vedecko - výskumnej činnosti v čiastkovej úlohe v rezorte MZdr. SSR, ktorá bola po obhájení pojatá do odborového plánu výskumu na roky 1981 až 1984 pod číslom 46 - 01 - 03 HPK - posudkové lekárstvo.

TEORETICKÉ VÝCHODISKÁ

Z dostupnej domácej a zahraničnej literatúry sú známe niektoré poznatky o vplyve biometeorotropných faktorov na človeka a populáciu /8/, /9/, Faust/, aj na niektoré chorobné stavy, hlavne na kardiovaskulárne choroby/3/, Crawford, /15/, Kabanov, /16/ Kaciašvili, /21/ Paichl, /22/ Pavlík, /29/ West, na kĺbne afekcie, /14/ Jones/, ale aj na iné tzv. meteorotropné choroby /1/ Becker, Bock/.

Negatívne biometeorotropné faktory vyvolávajú podľa Fausta /9/ v ľudskom organizme celý rad nepriaznivých reakcií, vrátane psychických, ako sú poruchy koncentrácie, zabudlivosť, únavnosť až neschopnosť pracovať. Z hľadiska posudkového lekárstva výsledky medicínsko - meteorologickej analýzy regionálneho pôsobenia týchto faktorov na sledovanú produktívnu časť populácie /konkrétne len na vývoj parametrov dPN pre choroby a úrazy/ poskytujú už aj možnosť ich určitého praktického využitia v rozborovej činnosti a hodnotia oprávnenosť posudkov z takýchto hľadísk /26/ Vavrek/.

Už niekoľko desaťročí sú pozorované mimo biometeorotropných vplyvov aj biologické účinky extraterestriálnych faktorov /7/ Dubrov, /23/ Picko/. Existujú tiež štatistické korelácie za dlhšie obdobie medzi úrovňou s.a. a počtom napr. dopravných nehôd, výskytom vírových a bakteriálnych chorôb, nádorov, kardiovaskulárnych chorôb etc. /24/ Reiter, /5/ Čiževskij, /13/ Jagodinskij/.

Zo základného biomedicínskeho výskumu sú známe poznatky, že s.a. ovplyvňuje priebeh chemických reakcií in vitro /18/ Krivsky, Pocardí, Senatra/ a považuje sa za dokázané aj pôsobenie na serotonínový /6/ Dolejší - Hansová/ a histamínový /10/ Ferenčíková, Baláž/ systém.

Záujem o problematiku v ostatných rokoch prerástol zo základného výskumu aj na interdisciplinárne a klinické pracoviská /30/ Topolová, Neumann, Oravec, Bufka, /17/ Kollár, /31/ Kouřil/. Závery autorov sú viac-menej rozporné a niekedy aj málo preukázateľné, čo vyplýva skôr z organizácie liečebno - preventívnej starostlivosti o občanov a z psychiky ľudí, ako z nedostatkov použitých metodík.

Hoci presný mechanizmus pôsobenia s.a. na ľudský organizmus nie je známy, sú ale snahy nájsť súvislosti aspoň štatistické, aby bolo možné odpovedať na otázku, či a nakoľko slnečné erupcie a z nich plynúce geomagnetické a meteorologické poruchy majú vplyv na zdravotný stav, na rôzne choroby, úrazy a podobne. Dvořák /30/ sa zaoberal analýzou dopravných nehôd v závislosti od s.a. Sám sa prikláňa k názoru, že spomínané vplyvy na organizmus pôsobia cez metabolizmus vody a nie cez všeobecne uznávaný vplyv zmien geomagnetického poľa na elektromagnetické impulzy, ktoré z mozgu riadia nervovú a kardiovaskulárnu činnosť. Na úrovni sociomedicínskeho populačného výskumu je táto problematika in statu nascendi.

V ostatnej dobe sa zdajú byť dostatočne preukazné výsledky štatistickej analýzy vzťahu medzi geomagnetickou činnosťou a nehodovosťou v cestnej doprave v ČSSR /2/, Blažek, Cettl, Dvořák, Skála, Valníček/. Časový paralelizmus medzi stupňom s.a. a úrovňou frekvencie chorobnosti a úrazovosti spojenej s dPN v produktívnej časti populácie v SSR /28/, Vavrek a kol./ poukazuje na pravdepodobné pozadie, ktoré formuje podmienky pre realizáciu kauzálnonásledných vzťahov. V dlhodobom sledovaní /zatiaľ len počas 20. cyklu s.a./ sa poukazuje tiež na určitý informačný význam štatistiky s.a. pri sledovaní zdravotného stavu produktívnej časti populácie /27/, Vavrek a kol./, žiaľ informačnému obsahu doteraz len málo rozumieme. Bude potrebný ešte rad overení a spresnení, pokiaľ bude možné prisúdiť aspoň štatistickú validitu vplyvu s.a., ako prírodného trendového faktora, na vývoj zdravotného stavu populácie, alebo aspoň jej produktívnej časti.

Ako je známe, žiadna epidemiologická práca nie je schopná obsiahnuť všetky možné aspekty. Preto aj náš príspevok k epidemiológii úrazov z hľadiska posudkového lekárstva, ktoré žiaľ nemá vlastnú vedecko-výskumnú základňu, je len panoramatickým pohľadom na veľmi zložitú problematiku.

VYMEDZENIE PROBLÉMU

Podľa Žáčeka /32/ epidemiológia v širokom pochopení býva rôzne, ale najčastejšie definovaná ako "štúdium rozloženia chorôb alebo porúch zdravia v ľudskej populácii vo vzťahu k faktorom, ktoré určujú toto rozloženie". Pričom pojem "rozloženie" sa vzťahuje na výskyt ochorení v čase, v priestore a v podskupinách osôb triedených podľa najrozličnejších znakov. Pod "populáciou" sa rozumie štatisticky súbor ľudí, ktorý je vymedzený geograficky alebo socioekonomicky. Pod "faktormi" sa myslia príčiny a podmienky /obecné determinanty/ chorôb, ktoré môžu mať prírodnú, biologickú alebo sociálnu povahu.

Podľa toho, bezprostrednou úlohou epidemiológie je:

1. Študovať rozloženie a dynamiku chorôb v populačných podskupinách, ktoré sú vymedzené miestne, časovo a vecne /t. j. osobnými znakmi ako sú pohlavie, vek, zamestnanie a rôzne znaky prostredia/.
2. Študovať príčiny chorôb a podmienky ich vzniku, priebehu, trvania a následkov.
3. Navrhovať praktické opatrenia k prevencii chorôb a úrazov, ale aj k udržaniu a posilneniu zdravia spoločnosti.

Z týchto aspektov vychádza aj naše vymedzenie problému, ako príspevku k štúdiu epidemiológie úrazov spojených s dPN v produktívnej časti populácie na území SSR od r. 1964 do r. 1976 a to v závislosti na úrovni s.a., ako prírodného faktora.

Pod pracovný termín "úrazy spojené s dPN" zahrňujeme aj otravy a násillia, čo vyplýva zo štatistickej klasifikácie chorôb a úrazov /25/. V prezentovanom pilotovom prieskume sa zameriavame na štúdium rozloženia a dynamiky len ostatných úrazov.

Úrazovosť spojenú s dPN považujeme za zložitý biosociálny jav, ktorý je výslednicou pôsobenia komplexu faktorov sociálneho, ekonomického, technického, politického, právneho, ale aj biologického charakteru, vrátane prírodného. Ako je známe, postihnúť dôsledky všetkých participujúcich faktorov presahuje ľudské možnosti.

V našej práci sme sa zamerali na štatistickú analýzu len jednej zložky z tohto spektra a to, do akej miery je úrazovosť spojená s dPN ovplyvnená s.a. Vychádzali sme z takého dynamického pochopenia, že vzťah medzi zmenami v úrovni s.a. a frekvenciou výskytu úrazovosti je výsledok interakcií periodicity všetkých funkcií ľudského organizmu, vrátane psychických, ale aj sociálnych, ekonomických etc. Pri analýze tohto viacrozmerového vzťahu sme zjednodušene uvažovali o úrazovosti spojenej s dPN ako o závisle a pri s.a. ako o nezávisle premennej veličine.

MATERIÁL A METODIKA

Pri riešení zadaného problému sme použili údaje o vývoji s.a., ktoré sme za sledovaný 20. cyklus s.a. prevzali z materiálov Astronomického ústavu SAV v Tatranskej Lomnici.

Z parametrov štatistiky s.a. sme vybrali pre účely zisťovania korelácie len tzv. Wolfové relatívne čísla slnečných škvrn /ďalej W/, konkrétne priemerné ročné W, pretože sme zisťovali závislosť v ročných intervaloch.

Dôvody pre výber tohto, dnes už klasického ukazovateľa z palety indexov s.a. /ako sú indexy slnečných erupcií, index počítaný z rádiového toku Slnka na frekvencii 2800 MHz a iné, ktoré charakterizujú s.a. vcelku, alebo len jej určitý odbor/ boli nasledovné: Predovšetkým chod tohto indexu je dlhodobe sledovaný, prakticky sa v solárnej astronómii používa od roku 1949. Významná je aj jeho medzinárodná platnosť, pretože hvezdáreň v Zürichu /pod vedením prof. Waldmeiera/, ako svetové centrum, donedávna udržiavala stálosť škály W. Hlavným dôvodom jeho použitia v našej práci je to, že vyjadruje globálnu úroveň s.a. a jeho chod je podobný chodu indexov slnečných erupcií. Žiaľ, využitie W pre prognostické účely nie je najvhodnejšie.

Údaje o frekvencii výskytu prípadov úrazov, otráv a násilí /ďalej len ú., o., n./, ktoré sú spojené s dPN v produktívnej časti populácie v ČSR a SSR za sledované obdobie sme prevzali zo štatistických ročeniek /25/ a v niektorých prípadoch /pri štruktúre dPN v SSR/ aj údaje z obhájenej atestačnej práce z posudkového lekárstva /11/, Guľová/.

Z parametrov štatistiky dPN sme použili umelý index, konkrétne priemerný ročný počet ukončených prípadov dPN pre ú., o., n. na 100 000 pracovníkov z produktívnej časti populácie SSR /aj ČSR, ČSSR/. Sporadicky sme použili aj priemerné trvanie jedného prípadu dPN pre ú., o., n., ako aj priemerný denný stav na 100 000 pracovníkov, ale len pri vybraných diagnózach úrazov.

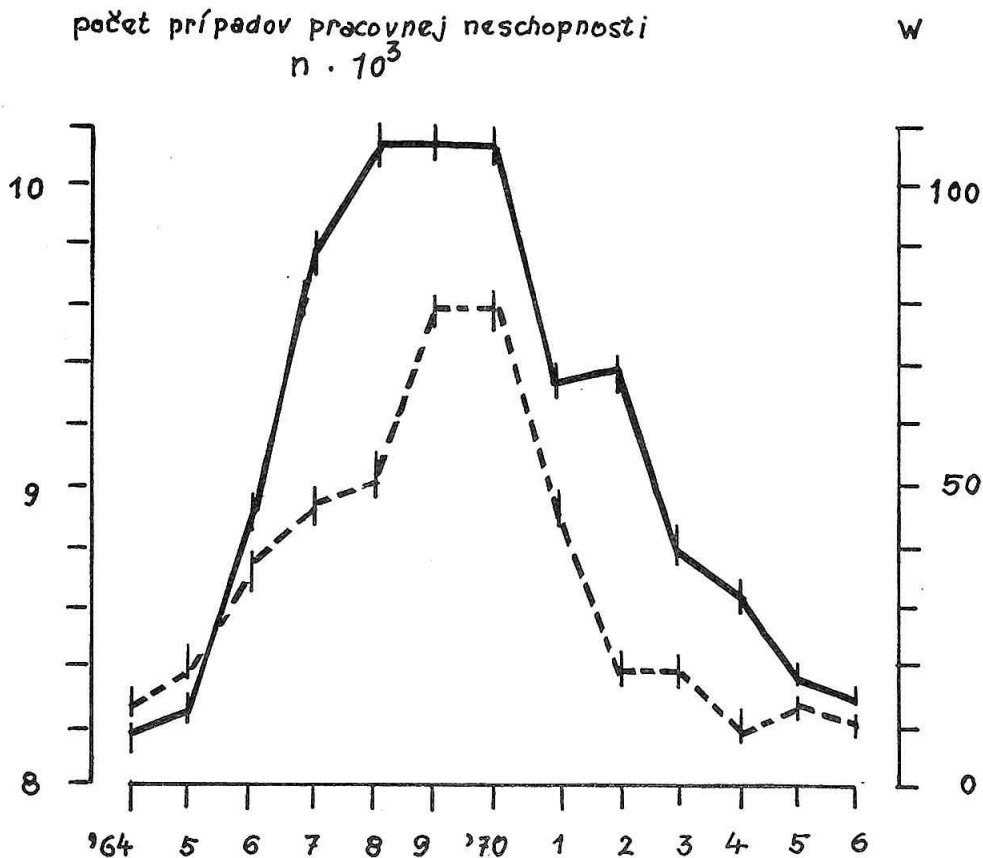
Pre korelačnú analýzu z parametrov dPN bol zvolený ukazovateľ "ukončené prípady dPN" preto, lebo má rovnakú štatistickú povahu ako ukazovateľ dynamiky, t. j. incidencia. Výhoda použitia tohto ukazovateľa vyplýva z toho, že obvykle

je známa presná diagnóza, čo na začiatku dPN nemusí byť a navyše poznáme aj trvanie dPN.

Štatistika chorobnosti a úrazovosti, spojenej s dPN, je jednou z najrozsiahlejších rutinných štatistík v zdravotníctve v ČSSR. Potvrdenia o dPN, na ktorých sú uvádzané aj lekárske diagnózy o chorobe alebo úraze /ktoré zapríčiňujú neprítomnosť v práci/ sú štatisticky výberove spracovávané a to tak, že do výberového súboru sú v súčasnej dobe pojaté osoby narodené 5., 6., 15., 16., 25. a 26. dňa každého mesiaca. Možno tvrdiť, že v tomto smere je výber náhodný, lebo nemožno predpokladať závislosť medzi chorobami alebo úrazmi a dátumom narodenia v mesiaci. Náhodnosť výberu zo základného štatistického súboru /produktívna časť populácie/ s podmienkou dostatočného počtu /výberový súbor je 20 % výber/ a rovnorodostou /homogénnosťou/ spĺňa kritériá reprezentatívnosti

Graf č.1.

Vzájomný časový vzťah medzi slnečnou aktivitou / W / a úrazovosťou / úrazy, otravy a násilie / nimo zamestnania v rokoch 1964 - 1976 v ČSSR.



Legenda :

- Wolfové relatívne čísla slnečných škvŕn
- - - - - počet prípadov PN na 100 000 pracovníkov.

výberového súboru. Veľkou prednosťou štatistiky chorobnosti a úrazovosti spojenej s dPN je poznanie exponovanej populácie. Podľa Žáčeka /32/ nevýhodou je, že presnosť diagnostických údajov a validita je pomerne malá.

V práci sme sa snažili zistiť či medzi priemerným ročným chodom W a vývojom ukazovateľov dPN existuje časový paralelizmus. Za týmto účelom sme z metód štatistickej analýzy použili pre zisťovanie závislosti medzi frekvenciou výskytu ú., o., n. spojených s dPN a vývojom s.a. výpočet Pearsonovho koeficientu korelácie, ďalej koeficient determinácie a potom sme testovali významnosť pre koreláciu /4/.

Spracovanie údajov pri pilotáži sme sa pokúsili previesť podľa nasledujúcich kritérií:

1. Územie/SSR, ČSR, ČSSR/. V tomto prípade sme sa venovali len zisťovaniu zhodnosti alebo rozdielnosti vplyvu s.a. na vývoj dPN pre ú., o., n.
2. Štruktúra podľa pohlavia a vekových skupín, len na území SSR pri vybraných diagnózach mimo vlastného pracovného pomeru.
3. Vybrané diagnózy podľa MŠK s číslami diagnóz: 807, 813 - 816, 823 - 826 a 840 - 848.

Ako vyplýva z uvedeného, boli sme nútení z racionálnych a úsporných dôvodov redukovať sledované znaky, ale aj parametre s.a., ako aj dPN nielen v deskriptívnej, ale aj v analytickej časti, preto aj operatívny výstup je priradený tomuto obmedzeniu.

Excerpované štatistické údaje a ich usporiadanie v tabuľkách primárnych údajov, ako aj pomocné tabuľky a výpočty získané pracne pomocou kalkulačky sú k dispozícii u autorov.

VÝSLEDKY

Graf č. 1 znázorňuje vzájomný kvantifikovaný časový vzťah medzi úrovňou s.a. a frekvenciou výskytu ú., o., n. spojených s dPN vzniklých mimo vlastného pracovného pomeru v sledovanom období v celej ČSSR. Z tejto grafickej prezentácie chronológie časových radov vyplýva najsamprv s p o l a h l i v ý č a s o v ý p a r a l e l i z m u s, konkrétne t r e n d o v á c h a r a k t e r i s t i k a, t. j., že so stúpaním hodnoty W stúpa tiež incidencia ú. o. n. mimo vlastného pracovného pomeru a vice versa.

Výsledky korelačnej analýzy /tabuľka č. 1/ pri použití základných indexov /rok 1963 ako základ/ svedčia pre pozitívnu, stredne až veľmi tesnú štatistickú koreláciu / $r = 0,898$ /. Štatistická významnosť korelačného koeficientu sa potvrdila na vysokej hladine významnosti / $P < 0,001$ /. Vysoko štatisticky významný je aj koeficient determinácie / $r^2 \cdot 100 = 80,64\%$ /, ktorý poukazuje, že len jedna pätina, t.j. 19,36 % variability nie je vysvetlená sledovanou závislosťou, ale ukazuje na vplyv iných faktorov.

V tejto súvislosti sa nevdojak vynára otázka, či možno štatisticky dokázať identický časový paralelizmus aj v predchádzajúcich cykloch s.a., alebo aspoň v 19. cykle a v ascendentnej vetve súčasného 21. cyklu. Táto otázka môže

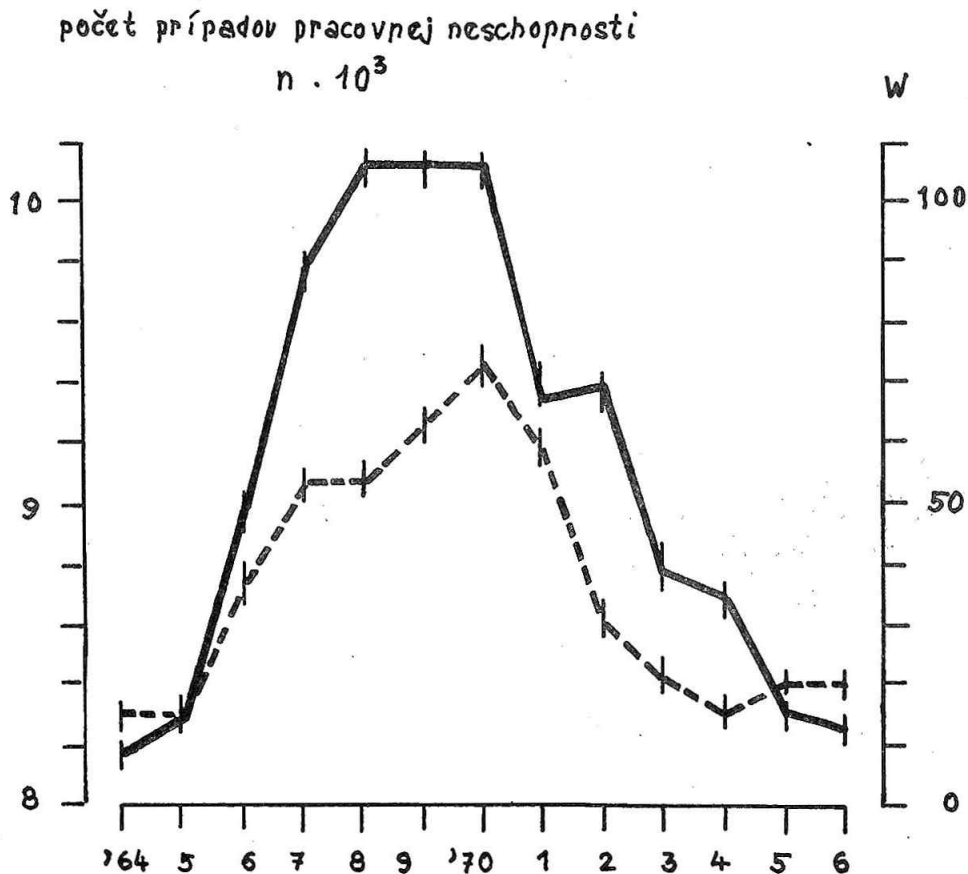
byť nadmieru závažná /z prognostických dôvodov/, ak berieme do úvahy existenciu tzv. Hallého periódy, ktorá je totožná s periódou tzv. párných a nepárných cyklov s.a. Problém je zatiaľ otvorený a bude riešený v ďalšej vedecko-výskumnej činnosti pracovným teamom aj v širších súvislostiach s chorobnosťou spojenou s dPN.

Napriek vysokej štatistickej signifikácii nemožno z logických dôvodov túto koreláciu preceňovať. Za sledované obdobie dozaista zohrali podstatnejšiu úlohu ako vplyv s.a. také dôležité faktory, ako boli politické a ekonomické /krízové obdobie v strane a spoločnosti/, sociálne a právne /zrušenie lekárskeho poradných komisií v obvodných zdravotníckych strediskách v rokoch 1965 až 1968/, ale aj iné.

Na ďalších grafoch sú znázornené časové rady početnosti pre porovnávané územia; graf č. 2 pre SSR a graf č. 3 pre ČSR. Toto porovnávanie sme považovali

Graf č.2.

Vzájomný časový vzťah medzi slnečnou aktivitou /W/
a úrazovosťou /úrazy, otravy a násillia / mimo zamestnania v rokoch 1964 - 1976 v SSR.



Legenda :

- Wolfové relatívne čísla slnečných škvŕn
- - - - - počet prípadov PN na 100 000 pracovníkov.

za nanajvyš potrebné z toho dôvodu, aby sme overili už dávno známy fakt, že vplyv s.a. sa teritoriálne uplatňuje neobmedzene /na rozdiel od biometeorotropných faktorov, ktoré sú menlivé, rozdielne okrem času aj podľa územia, klimatických oblastí etc./ a preto sme očakávali jeho rovnakú platnosť na obidve územia t. j. v ČSR a SSR, čo sa aj pri štatistickej analýze plne potvrdilo. Totiž koeficient korelácie v SSR bol vypočítaný v hodnote 0,903 a v ČSR sme vykázali 0,819. Pri zisťovaní spoľahlivosti rozdielu korelačných koeficientov sme dostali rozdiel štatistický nevýznamný. V tejto súvislosti sú výsledky analýzy veľmi cenné, ak uvážime rozdielnosť v sociálnom, politickom a ekonomickom pohybe v ČSSR v sledovanom období.

Celkový obraz o vývoji ú. o. n. spojených s dPN v ČSSR, ak berieme do úvahy frekvenciu výskytu úrazovosti pri v.z. a ostatné úrazy spolu v súvislosti s

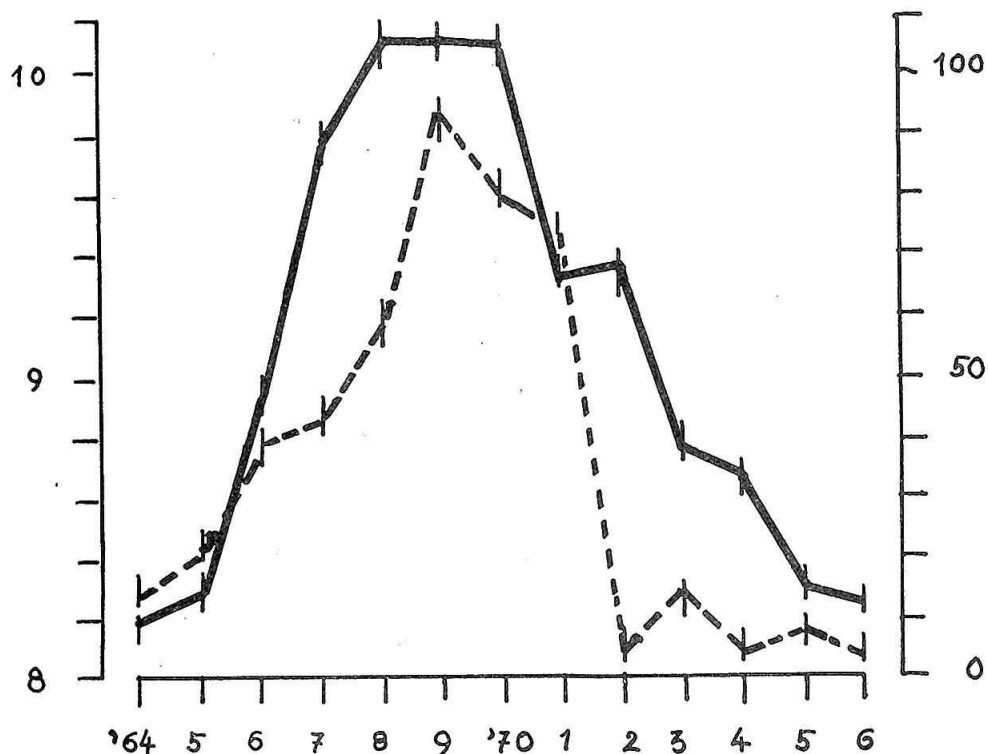
Graf. č. 3.

Vzájomný časový vzťah medzi slnečnou aktivitou / W / a úrazovosťou / úrazy, otravy a násillia / mimosaměstnanía v rokoch 1964 - 1976 v ČSR.

počet prípadov pracovnej neschopnosti

$n \cdot 10^3$

W



Legenda :

- Wolfové relatívne čísla slnečných škvŕn
- - - počet prípadov PN na 100 000 pracovníkov.

úrovňou s.a. znázorňuje graf č. 5. Podľa našich výsledkov štatistickej analýzy možno potvrdiť pozitívnu, mierne tesnú koreláciu $r = 0,645$ na hladine významnosti len $0,02 < P < 0,01$. Takýto, obrazne povedaný, "portrét bez tváre" sme už ďalej štatisticky nesledovali.

Výsledky korelačných analýz medzi vývojom s.ä. a frekvenciou výskytu ú. o. n. spojených s dPN podľa území sú prezentované v tabuľke č. 1.

V ďalšom zisťovaní sme sa zaoberali korelačnou analýzou medzi úrovňou s.a. a frekvenciou výskytu ostatných úrazov len v SSR v rokoch 1968 až 1976 /t.j. v období descendentnej vetvy s.a. a v 20. cykle/ spojených s dPN a len pre vybrané diagnózy.

Ako ukazujú výsledky korelačnej analýzy v tabuľke č. 2 sledovaná závislosť svedčí pre pozitívnu, stredne až veľmi tesnú koreláciu $r = 0,898$ a štatistic-

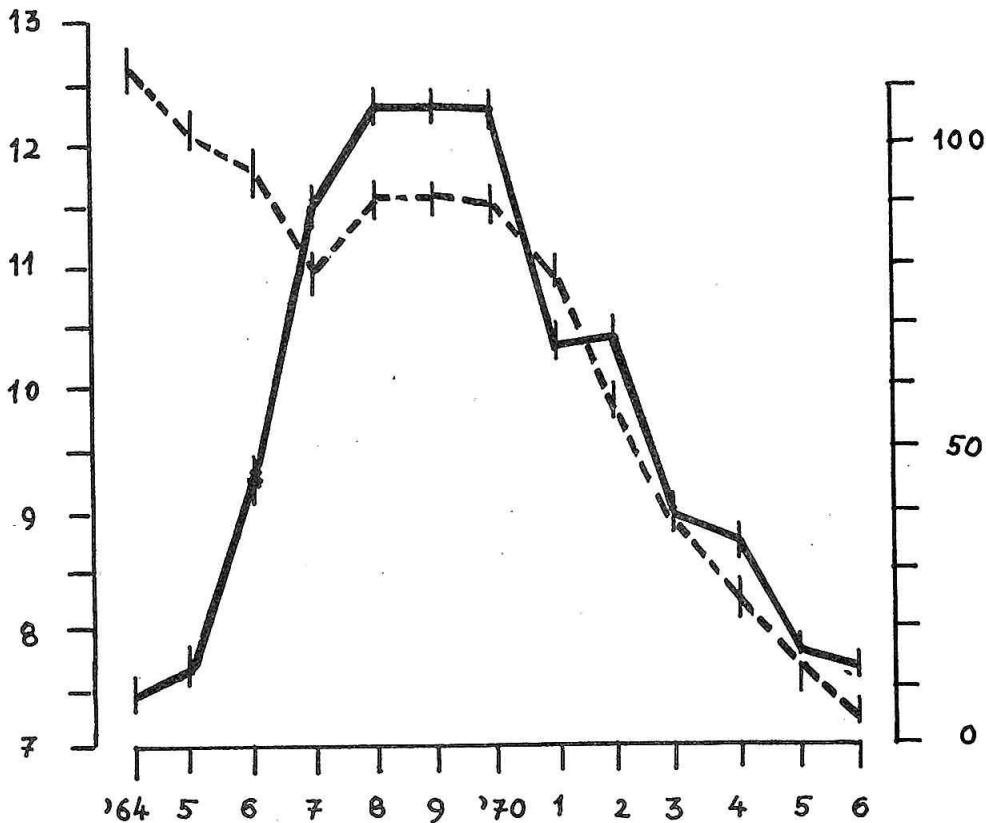
Graf č. 4.

Vzájomný vzťah medzi slnečnou aktivitou /W/ a úrazovosťou / úrazy, otravy a násillia / pri zameštnaní v rokoch 1964 - 1976 v ČSSR.

počet prípadov pracovnej neschopnosti

$n \cdot 10^3$

W



Legenda :

- Wolfové relatívne čísla slnečných škvr
- - - počet prípadov PN na 100 000 pracovníkov.

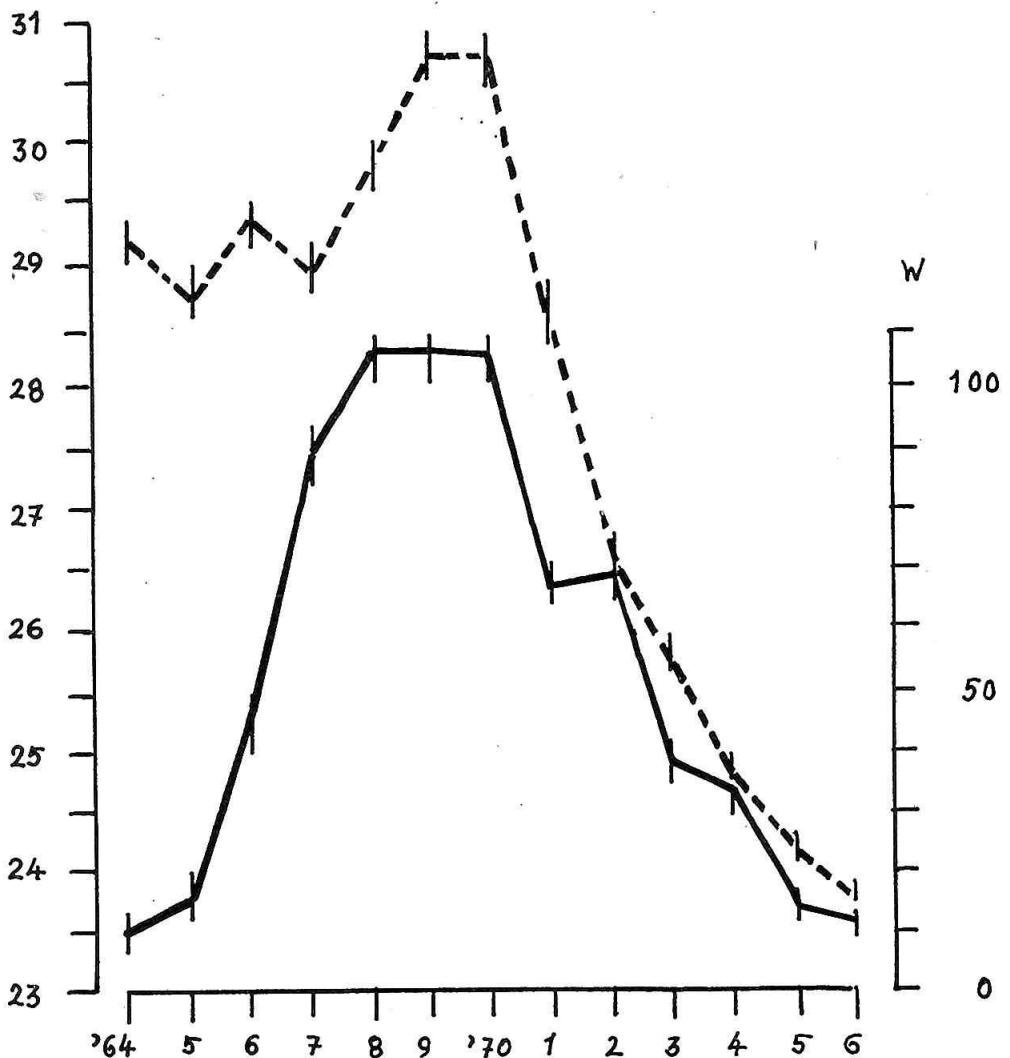
ká významnosť koeficientu korelácie sa potvrdila na vysokej hladine významnosti $0,005 < P < 0,002$ /. Vysoko významný je aj koeficient determinácie $r^2 \cdot 100 = 80,64 \%$ /, ktorý poukazuje, že len jedna pätina variability nie je vysvetlená sledovanou závislosťou.

Ad marginem uvádzame, že aj iné parametre dPN, ktoré logicky súvisia so zisťovanou koreláciou vykazujú podobnú závislosť od priemerného ročného chodu W čísiel.

Graf č.5.

Vzájomný časový vzťah medzi slnečnou aktivitou /W/ a úrazovosťou pri zamestnaní a mimo zamestnania spolu v rokoch 1964 - 1976 v ČSSR.

počet prípadov pracovnej neschopnosti
 $n \cdot 10^3$



Legenda :

- Wolfové relatívne čísla slnečných škvŕn
- - - počet prípadov PN na 100 000 pracovníkov.

Konkrétne je to priemerný denný stav prípadov na 100 000 pracovníkov v SSR pre ostatné úrazy spojené s dPN / $r = 0,913$ ako aj $r^2 \cdot 100 = 83,36 \%$, pri ktorom sa štatistická významnosť potvrdila na vysokej hladine / $P < 0,001$ /. Pri zisťovaní závislosti s priemerným trvaním jedného prípadu v dňoch dPN pre vybrané diagnózy ostatných úrazov sme vypočítali koeficient korelácie = $0,833$ a determinácie = $69,39 \%$ a tak sme štatistickú závislosť, čo sa týka významnosti, potvrdili rádove na nižšej hladine, konkrétne pri $0,02 < P < 0,01$. Zistený výsledok je v súlade so známymi poznatkami, že vplyv činnosti zdravoťníckych pracovníkov na priemernú dĺžku prípadov dPN je podstatne vyššia, ako na incidenciu v súvislosti so s.a.

Ďalej sme venovali pozornosť analýze štruktúry podľa pohlavia a vekových skupín.

Zistili sme určité rozdielnosti u mužov / $r = 0,873$ a $r^2 \cdot 100 = 76,21 \%$ / na hladine významnosti $0,005 < P < 0,002$ / oproti ženám / $r = 0,723$ a $r^2 \cdot 100 = 52,27 \%$ na hladine významnosti rádove nižšej t. j. $0,05 < P < 0,02$ / dohromady vo všetkých vekových skupinách spolu. Zistené rozdielnosti medzi pohlavím sú v súlade s biofyzikálnymi poznatkami, podľa ktorých ženský organizmus je rezistentnejší na účinky biologického žiarenia v porovnaní s mužským; čo môže byť len jednou z možných interpretácií.

Podobne ako uvedený parameter dPN t. j. počet prípadov na 100 000 pracovníkov pre ostatné úrazy spojené s dPN vykazuje štatistickú koreláciu aj priemerný denný stav na 100 000 pracovníkov, konkrétne u mužov / $r = 0,947$ a $r^2 \cdot 100 = 89,68 \%$ na hladine významnosti $P < 0,001$ / oproti ženám, /kde $r = 0,744$ a $r^2 \cdot 100 = 55,35 \%$ na hladine významnosti $0,05 < P < 0,02$ /.

Nuansovanie sledovaných vzťahov podľa vekových skupín a pohlavia uvádza tabuľka č. 2.

Podľa výsledkov našej analýzy najrizikovejšou vekovou skupinou v súvislosti so sledovanými javmi je v prvom rade skupina žien vo veku od 40 do 49 rokov / $r = 0,893$ a $r^2 \cdot 100 = 79,75 \%$ na hladine významnosti $0,01 < P < 0,005$ / a v tej istej vekovej skupine tiež muži / $r = 0,775$ a $r^2 \cdot 100 = 60,06 \%$ / ale na rádove nižšej hladine významnosti, t. j. $0,05 < P < 0,02$.

Zatiaľ nevedno prečo tento náhly zlom v rezistencii žien na účinky biologického žiarenia oproti mužom. V piatom a šiestom decéniu nezistujeme žiadne rozdiely medzi mužmi a ženami a štatistická závislosť v sledovaných skupinách je prakticky nulová.

Ostatné výsledky z našich retrospektívnych pozorovaní nemožno ďalej zodpovedne interpretovať a zdá sa nám, že pri takomto riešení problematiky budú mať väčšiu perspektívu a nádej na úspech prospektívne štúdie metódou systémovej analýzy pomocou počítača.

DISKUSIA

Opísali sme časový paralelizmus vo výskyte konkrétneho biosociálneho javu v závislosti s fenoménom prírodným, akým je bezpochyby s.a., reprezentovaná v našej práci W.

Pochopiteľne súbeh vývojových tendencií môžeme nájsť medzi najrozličnejšími javmi, ktorých spoločným menovateľom je len časový faktor. Vo väčšine prípadov sa treba skutočne obávať, že ide o sekundárnu asociáciu, v ktorej úlohu tzv. tretieho faktoru má čas, alebo komplex javov, ktoré v časovom vývoji vykazujú rovnaký trend - Žáček /32/. Z toho vyplýva aj názor, že časový paralelizmus môže epidemiológom slúžiť ako zaujímavá hypotéza, ktorá si ale vyžaduje ďalšie vedecké skúmanie, aby sa o nej mohlo hovoriť, že skrýva v sebe kauzálne jadro.

V súlade s literárnymi údajmi /2, 5, 7, 13, 27, 30, 31 a ďalšími/, aj podľa nás, je potrebné uvažovať o s.a. ako o rizikovom faktore, ktorý formuje podmienky k realizácii príčinnno - následných vzťahov.

V ostatnej dobe Blažek so spolupracovníkmi /2/ poukázali na to, do akej miery je cestná dopravná nehodovosť ovplyvnená činnosťou Slnka so zameraním sa na časovú identifikáciu sledovaných závislostí aj so zohľadnením sociálnych faktorov. Vplyv komplexu podstatnejších faktorov je prirodzene väčší na úrazovosť spojenú s dPN, ako na nehodovosť v cestnej doprave v súvislosti so s.a.

V širších súvislostiach, zatiaľ, žiaľ, nepoznáme tiež odpoveď na otázku, prečo pri približne rovnakých spoločensko - ekonomických a právnych podmienkach v dlhodobom sledovaní zisťujeme pozitívnu koreláciu medzi úrovňou s.a. na jednej strane a úrazovosťou /ale aj chorobami nervovými, duševnými poruchami, neurózami, katarmami horných ciest dýchacích, vredovými chorobami žalúdka a dvanástnika, etc./ a na druhej strane negatívnu závislosť s frekvenciou výskytu infarktov myokardu a nádorových chorôb /28/.

Štúdiom vzťahov bioklimatických zmien /slnečnej aktivity, geomagnetickej činnosti, počasia/ ale aj individuálnych biorytmov na chovanie a možnosti zlyhania človeka sa zaoberá v súčasnosti team pracovníkov Výskumného ústavu bezpečnosti práce v Prahe. Originálnou metódou v prvej etape výskumu brilantne dokázali systematický vplyv slnečných erupcií na výskyt pracovných úrazov v populácii /Zelená, Pokorný - etapová správa u autora/.

SÚHRN

V pilotovom prieskume bolo v II. etape vedecko-výskumnej činnosti prevedené zisťovanie vzťahu medzi frekvenciou výskytu úrazovosti spojenej s dPN v SSR v rokoch 1964 až 1976 a úrovňou s.a. v 20. cykle štatistickou metódou korelačnej analýzy.

Zistená bola štatisticky významná závislosť incidencie úrazov mimo výkon vlastného pracovného pomeru od úrovni s.a. v sledovanom období v 20 % výberovom súbore zo základného súboru produktívnej časti populácie v ČSSR.

Závislosť medzi obidvoma sledovanými javmi bola hodnotená ako štatisticky signifikantná a preukazná za obdobie od roku 1968 až 1976 v 20 % výberovom súbore.

re /zo základného súboru produktívnej časti populácie v SSR/ podľa vybraných diagnóz a štruktúry podľa pohlavia a vekových skupín.

Výsledky práce môžu slúžiť v súlade s literárnymi údajmi ako exploratívny podklad pre použitie v preventívnom lekárstve a špeciálne v posudkovom lekárstve na úseku prevencie úrazovosti.

TABUĽKA 1

Výsledky korelačnej analýzy medzi slnečnou aktivitou a úrazovosťou v ČSSR, ČSR a SSR v rokoch 1964 až 1976.

Počet prípadov dPN pre úrazy	r	$r^2 \cdot 100$	SV	t	P
mimo výkon zamestnania v ČSSR spolu	0,898	80, 64 %	11	6, 753	< 0, 001
mimo výkon zamestnania len v SSR	0,903	81, 54 %	11	6, 966	< 0, 001
mimo výkon zamestnania len v ČSR	0,819	67, 08 %	11	4, 733	< 0, 001
pri výkone zamestnania v ČSSR spolu	0,394	15, 52 %	11	1, 423	< 0, 10
pri výkone zamestnania a mimo výkon zamestnania spolu v ČSSR	0,645	41, 60 %	11	2, 800	< 0, 01

Poznámky :

r = koeficient korelácie

$r^2 \cdot 100$ = koeficient determinácie

SV = stupeň voľnosti

t = test významnosti pri koreláci

P = pravdepodobnosť omylu.

TABUĽKA 2

Výsledky korelačnej analýzy medzi slnečnou aktivitou a úrazovosťou spojenou s dPN mimo výkon zamestnania v SSR v rokoch 1968 - 1976 len vybrané diagnózy podľa pohlavia.

štatist. ukazovatele	r	r ² . 100	SV	t	P
Počet prípadov dPN na 100 000 prac. spolu	0, 76	58, 10 %	11	6, 034	< 0, 001
- " - len vybrané diagnózy / +/	0, 898	80, 64 %	6	4, 988	0,005 < P < 0, 002
Ø denný stav	0, 913	83, 36 %	6	5, 495	< 0, 001
Ø trvanie 1 prípadu PN v dňoch	0, 833	69, 39 %	6	3, 690	0,02 < P < 0, 01
počet prípadov dPN na 100 000 prac. spolu muži/všetky vek.skup./	0, 873	76, 21 %	6	4, 383	0,005 < P < 0,002
Ø denný stav/len muži/	0, 947	89, 68 %	6	7, 228	< 0, 001
počet prípadov dPN na 100 000 prac.spolu ženy/všetky vek.skup./	0, 723	52, 27 %	6	2, 563	0,05 < P < 0,02
Ø denný stav/len ženy/	0, 744	55, 35 %	6	2, 729	0,05 < P < 0,02

POZNÁMKY

/ + / = vybrané diagnózy podľa MŠK s číslami diagnóz :
 807 = zlomeniny rebier, hrudnej kosti, hrtanu a priedušnice
 813- 816 = zlomeniny kosti predlaktia
 823- 826 = zlomeniny kosti predkolenia
 840- 848 = vyvrtnutie a natiahnutie horných a dolných končatín a iné nepresné určené vyvrtnutia a natiahnutia.

TABUĽKA 3

Výsledky korelačnej analýzy medzi slnečnou aktivitou a úrazovosťou spojenou s dFN mimo výkon zamestnania v SSR v rokoch 1968 - 1976 len vybrané diagnózy podľa štruktúry / podľa vekových skupín a pohlaví .

Vekové skupiny	r	r ² .100	SV	t	P
- 19 rokov	M 0, 715	51, 12 %	5	2, 287	0, 10 < P < 0, 05
	Ž 0, 584	34, 11 %	5	1, 608	0, 20 < P < 0, 10
20 - 29 "-	M 0, 738	54, 46 %	5	2, 444	0, 10 < P < 0, 05
	Ž 0, 792	62, 73 %	5	2, 898	0, 05 < P < 0, 02
30 - 39 "-	M 0, 671	45, 02 %	5	2, 728	0, 05 < P < 0, 02
	Ž 0, 551	30, 36 %	5	1, 478	0, 20 < P < 0, 10
40 - 49 "-	M 0, 775	60, 06 %	5	2, 741	0, 05 < P < 0, 02
	Ž 0, 893	79, 75 %	5	4, 427	0, 01 < P < 0, 005
50 - 59 "-	M -0, 352	12, 39 %	5	-0, 841	0, 50 < P < 0, 40
	Ž -0, 379	14, 36 %	5	-0, 917	0, 50 < P < 0, 40
60 + rokov	M 0, 226	5, 11 %	5	0, 519	0, 70 < P < 0, 60
	Ž 0, 468	21, 90 %	5	1, 183	0, 30 < P < 0, 20
vekové skupiny					
20 až 49 r.					
spolu.	M 0, 827	68, 39 %	5	3, 291	0, 05 < P < 0, 02
	Ž 0, 710	50, 41 %	5	2, 256	0, 10 < P < 0, 05

Poznámky : M = muži , Ž = ženy.

LITERATÚRA

- /1/ Becker, F., Bock, F.: Bioklimatische Einflüsse und ihre medizinische Bedeutung. Promet., 2, 1974, s. 8 - 12.
- /2/ Blažek, I., Cettl, L., Dvořák, J., Skála, L., Valníček, B.: Pokus o rozbor vztahu mezi geomagnetickou aktivitou a nehodovostí v silniční dopravě, Prakt. lékař, 61, č. 22., 1981, s. 816 - 822.
- /3/ Crawford, M. D., Gardner, M. J., Morris, J. N.: Water Hardness, rainfall and cardiovascular mortality. Lancet, 1, 1972, s. 1396.
- /4/ Červenka, J.: Základy štatistiky, Osveta, 1975.
- /5/ Čiževskij, A. L.: Zemnoje echo solnečnych bur, Mysl, Moskva, 1976.
- /6/ Dolejší - Honsová, H.: Zkušenosti s léčbou elektroaerosoly ve světě a u nás. Farmakoterap. Zprávy, 14, 1968, s. 129 - 134.

- /7/ Dubrov, A. P.: Geomagnetnoje pole i žizň. Leningrad, Gidrometoidat, 1974.
- /8/ Faust, V.: Zur Symptomatik der Wetterflüchtigkeit. Münch. med. Wschr, 115, 1973; 11, s. 441 - 445.
- /9/ Faust, V., Harlfiner, O., Neuwirt, R.: Wetter und Krankheit. Forsch. Med., 195, 1974; s. 208 - 211.
- /10/ Ferenčíková, J., Baláž, V.: Analýza regulácie histamínu v myokardu pri aklimatizácii - IV. bioklimat. pracovné dni, Smolenice, 1972.
- /11/ Guľová, A.: Úrazy, otravy a násilia pri zamestnaní a mimo zamestnania /ukazovatele dočasnej pracovnej neschopnosti/ - atestačná práca z posudkového lekárstva, 1980.
- /12/ Hostýn, E.: Boj proti úrazom. In: Sociálne lekárstvo a organizácia zdravotníctva - kompendium, Osveta, s. 487 - 491.
- /13/ Jagodinskij, V. N.: Vesmírny pulz biosféry, SÚAA, Hurbanovo, 1979.
- /14/ Jones, H. L.: Observation on Weather sensitive arthritics during controlled exposure to low and high atmospheric pressures. J. Av. Med., 23, 1952; 1, s. 77 - 84.
- /15/ Kabanov, S. E., Fedorova, Z. A.: Predupreždenije meteorotropnych reakcij u lic s serdečno - sosudistymi zabojevanijami. Voj. med. ž., 1971; 6, s. 67 - 69.
- /16/ Kaciašvili, N. A., Zališvili, I. M., Ušveridze, G. A., Citlandze, V. G., Gogibedašvili, R. K.: Geomagnetnaja aktivnosť i serdečnososudistyje zabojevanija. Soobšč. ANGSSR, 72, 1973, s. 81 - 93.
- /17/ Kollár, J.: Geomagnetická aktivita a naliehavosť hospitalizácie chorých s ischemickou chorobou srdca, srdcovým infarktóm i náhlou cievnou mozgovou príhodou. Bratislavské lekárske listy, zv. 73., č. 1., 1980, s. 99 - 111.
- /18/ Krivsky, L., Piccardi, G., Senatra, D.: Proton flares and chemical P-test Geofis. Meteorologia, 17, 1968; 1/2, s. 31 - 32.
- /19/ Kušnierik, J., Drbohlav, V.: Ekonomické souvislosti pracovní neschopnosti In; Sborník přednáškových textů, 1977, ÚV OSPZ, s. 210 - 217.
- /20/ Makovický, E. a kol.: Sociálne lekárstvo a organizácia zdravotníctva - kompendium, Osveta, 1978.
- /21/ Paichl, P., Matoušek, J., Sova, J., Babka, O.: Zhodnocení meteorotropních vlivů na vznik akutního infarktu myokardu. II. celost. konf. Rozhod. procesy ve vnitř.lék., Plzeň 1974.
- /22/ Pavlík, I.: Vliv barometrického tlaku na člověka. Prakt. lékař, 57, 1977, č. 1., s. 10 - 13.
- /23/ Picko, V.: O meteorotropizmu singularit. Met. zprávy, 12, 1959, č. 1., s. 15 - 21.
- /24/ Reiter, R.: Meteorobiologie und Elektrizität der Atmosphäre. Leipzig, Akad. Verlag., 1960.
- /25/ Štatistické ročenky - ČSSR zdravotníctví 1964 - 1977.
- /26/ Vavrek, V.: Príspevok k objektivizácii vývoja pracovnej neschopnosti vo vzťahu s počasím. Prakt. lékař, 1980, č. 9, s. 328 - 330.
- /27/ Vavrek, V., Kopor, Š., Knoška, Š.: Štatistika slnečnej aktivity ako perspektívny informačný zdroj o extraterestriálnom vplyve na vývoj chorobnosti a úrazovosti spojenej s dočasnou a trvalou pracovnou

neschopnosťou. V: Zborník referátov z kongresu čs. spol. lek. Salus populi, sessio II., 1981, Piešťany, s. 341 - 353.

- /28/ Vavrek, V., Kopor, Š., Knoška, Š.: Chronopatológia vybraných skupín chorôb v súvislosti so slnečnou aktivitou. IV. ved. prac. schôdza posudk. lekárov Východoslov. kraja, 29. 10. 1981, Humenné.
- /29/ West, R. R., Lloyd, S., Roberts, C. J.: Mortality from ischemic hearth diseases assotiation with weather. Brit. J. prev. soc. med., 27, 1973, 1., s. 36 - 40.
- /30/ Sýkora, J.: Z diskusie lekárov a astronómov. V: Kozmos, 1978, č. 2., s. 53 /Slnko, srdce, štatistiky/.
- /31/ Závěry z porady pracovníkov ZP ČVTS Výskumného ústavu bezpečnosti práce v Prahe z 23. 4. 1981 - súkromná korešpondencia.
- /32/ Žáček, A.: Metody studia zdraví a nemocí v populaci, Avicenum, 1974.

Současný stav
a perspektivy rozvoje
sluneční astrofyziky v Evropě
v průběhu osmdesátých let

P. AMBROŽ, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Na základě dostupných zahraničních materiálů z poslední doby je provedena analýza současného stavu i vyhlídek evropské sluneční astrofyziky v průběhu osmdesátých let a ukázána pozice našich pracovišť v těchto širších souvislostech.

Sluneční astrofyzika konkrétně, stejně jako astrofyzika obecně zdělily již po astronomii punc mezinárodního a dá se říci celosvětového vědního oboru. Zde již pouhá skutečnost, že sledujeme společně jediný objekt, si vynutila potřebu plánovitě organizované výměny pozorování, poznatků a informací.

Každý, kdo vývoj sluneční astrofyziky jako oboru sleduje, ví, že ta ke svému vývoji potřebuje slunečné podnebí, klidnou a průzračnou atmosféru i technicky a technologicky vyspělé zázemí pro přípravu přístrojů, určených jak pro přímá pozorování, tak i pro zpracování výsledků. Co však z ní dělá skutečnou vědeckou disciplínu, je široká a intelektuálně bohatá teoretická a interpretační základna, vyplývající z dobrých vysokoškolských tradic, kde mnohdy u osamocených vynikajících jedinců a nepočetných kolektivů se rodí nové koncepce, vytyčující rozvoj oboru po těch nejperspektivnějších cestách.

Platí již řadu desetiletí a platí to doposud, že evropská pracoviště byla a jsou oněmi intelektuálními dílnami, odkud vycházely skvostné a originální myšlenky, k jejichž rozpracování a prověření zde ale ne vždy byly dostatečné podmínky. S výjimkou velkých sovětských observatoří Evropa nebyla dost bohatá a dost efektivní k tomu, aby dokázala konkurovat velkým a téměř průmyslově vybaveným a organizovaným pracovištím v USA, kde jsme byli v poválečném období svědky produkce výborných výsledků.

Ekonomická konjunktura šedesátých let a do značné míry politicky podníčená nebývalá soutěživost kosmických velmocí se v našem oboru projevila v obecném měřítku rozvojem technických možností a úrovně všech typů přístrojů pro pozorování a vyhodnocování, ale i nástupem výpočetní techniky do oblasti zpracování, teorie a interpretace.

Pokud jde o kosmický výzkum, byla padesátá léta obdobím velkých nadějí a přání, v šedesátých letech se vytvořila ve většině zemí, včetně evropských, organizační a technologická základna pro vstup do světa nových objevů. Přestože toto úsilí odčerpávalo mnoho energie i peněz, nebyly výsledky tak pronikavé a vztahy mezi pozemními a kosmickými výsledky pozorování byly v organické rovnováze.

V sedmdesátých letech se vše změnilo. Na scénu vystoupila nová mladá generace mužů, k nimž byla ruka dotací štědře otevřena a jejich profesí byl kosmický výzkum. Zpočátku to bylo šťastné období, vše se dařilo, vše vycházelo a tak během tří, čtyř let jsme se například o sluneční koruně a aktivních procesech v ní dozvěděli více, než za celou předchozí historii pozemních pozorování. Potom ale začaly vystupovat do popředí různé ekonomické problémy a počalo se hovořit o tom, že kosmický výzkum je příliš nákladný. Nakonec se začaly přehodnocovat plány a redukovat experimenty.

Hlavním cílem tohoto referátu je ukázat, kam a jak se evropská sluneční astrofyzika /především ta, která je prováděna pozemními metodami/ rozvíjí a jaké jsou její možnosti současné i budoucí. Zajímá nás, jak v tomto kontextu stojí naše země a zda naše technické možnosti v tomto srovnání obstojí.

S výjimkou Albánie a malých "městských" státek není v Evropě země, která by si nepokládala za čest být mecenášem sluneční astrofyziky. Nebude bez zájmovosti se podívat, jaká je úroveň, možnosti, perspektivy jednotlivých evropských zemí v tomto vědním oboru.

Pro začátek vyjme z tohoto přehledu Sovětský svaz, kde jeho geografické rozměry, administrativní členění a hlavně hmotné a kádrové možnosti podstatně převyšují možnosti ostatních evropských zemí. V podmínkách této veliké země nabývá vše jiných dimenzí a srovnání s měřítky ostatních evropských zemí je nepřiměřené.

Z hlediska tradic, přístrojového vybavení i vhodného položení observatoří lze jako Slunci příznivě nakloněnou zemi označit Francii. Pozemní optická pozorování jsou soustředěna jednak na observatoř v Meudonu, kde se jedná spíše o práce spektrální a potom na vysokohorskou observatoř Pic du Midi v Pyrenejích, kde se pozoruje polarizace koróny, protuberancí a dělají se snímky fotosféry s vynikajícím úhlovým rozlišením. Veliké pozorovatelské, ale i teoretické tradice jsou ve Francii stále oživovány a tak je zde značná aktivita i v pozemních rádiových výzkumech a hlavně v nových směrech, daných kosmickým výzkumem.

Francouzská pracoviště se v oblasti pozorování zaměřují na měření slunečních oscilací /tzv. sluneční seismologie/, pozorování koróny, studium chromosféry a fotosféry, pozorování sluneční aktivity a kosmický výzkum. V této oblasti francouzská pracoviště vyváženě vycházejí z vlastních solidních možností a základů a intenzivně se účastní mezinárodní spolupráce orientované jako na JOSO, ESA i na obě velmoci SSSR a USA.

V oblasti teoretického výzkumu je pozornost soustředěná v oboru atomové fyziky především na analýzu spekter v X-záření, a teorii i interpretaci Hanleho efektu. Dále se zaměřují na otázky zářivého přenosu, problémy oscilací a akustic-

kého ohřevu, generace magnetického pole a magnetohydrodynamiky, hydrodynamiky a teorie slunečního větru a samozřejmě sluneční aktivity.

Další země, která svými tradicemi, ekonomickým potenciálem, vybavením a počtem pracovišť hraje významnou roli ve formování profilu evropské sluneční astrofyziky je NSR. Sluneční astrofyzika se zde provozuje profesionálně na jedenácti pracovištích, která jsou geograficky značně rozptýlená /Kiel, Bonn, Tübingen, Heidelberg, Lindau, Würzburg, München, Göttingen a Freiburg/. Na německém území jsou pro pozorování solidně vybaveny pouze radioastronomická pracoviště, tj. Bonn a Tübingen - stanice Wäissenau. Velká pracoviště, která jsou tématicky a mnohdy i kádrově propojená v Göttingen a hlavně v Kiepenheuerův institut ve Freiburgu v minulosti měla své stanice ve švýcarském Locarnu a na italském Capri. Do budoucna se ale jednoznačně při pozorování orientují na spolupráci s JOSO na Kanárských ostrovech. Většina německých pracovišť má tradičně velmi dobré teoretické zázemí a to ať se již jedná o pracoviště univerzitní tak i např. jde-li o specializovaný ústav /Max-Planck Institut für Astrophysik/ v Mníchově. Konkrétní mezinárodní spolupráce jednotlivých pracovišť se zaměřuje především na západoevropské země a USA. NSR je od samotného založení JOSO jejím velmi aktivním členem.

Třetí poměrně rozvinutou zemí v oblasti slunečního výzkumu je Itálie. Zde hlavním pracovištěm je stále observatoř Arcetri na předměstí Florencie, odtud lidé známých jmen odcházejí, avšak po několika letech se opět vrací, aby dále formovali stále se měnící tvář a charakter tohoto ústavu. Observatoř v Arcetri má vedle klasického vybavení i moderní radioastronomické přístroje, avšak těžiště jejich vědecké práce se odehrává ve velmi těsné spolupráci s vědeckými pracovišti v USA, Velké Británii a Holandsku, kde spolupracují hlavně na otázkách kosmického výzkumu.

Ostatní pracoviště jako např. observatoř v Římě, Catani a v Terstu působí v posledních letech hlavně jako pozorovací stanice. Přes slunečné podnebí se nepodařilo v celé Itálii nalézt vhodné místo pro moderní observatoř s dobrými podmínkami a tak i tato země svojí pozorovatelskou budoucnost spojuje s účastí na projektech JOSO.

Velká Británie a Švýcarsko, země které na počátku století byly pojmy o slunečním výzkumu, se rozhodly, že strukturu svého výzkumného zaměření zásadně změní a zrenovují.

Velká Británie má na ostrovech jedinou pracující optickou observatoř v Oxfordu, kde se na jednom přístroji zabývají analýzou spekter. Pracovní skupina z Birminghamu provádí všechna svá pozorování slunečních globálních oscilací v zahraničí /Francie, Španělsko/. Radiová pozorování v milimetrovém oboru v Appleton Laboratory v Slough budou v blízké budoucnosti patrně zastavena. Přesto ale nelze říci, že by v oblasti sluneční fyziky tato země hrála podřadnou roli. Předně kontakt s živým pozorováním si zde zajistili intenzivním zapojením do kosmického výzkumu, přičemž se téměř výhradně orientují na USA /Mullard Space Science Laboratory, Astrofyzikální oddělení a oddělení kosmického výzkumu při Rutheford and Appleton Laboratory a oddělení pro kosmický výzkum na universitě v Birminghamu/. Další silnou zbraní, která způsobuje, že o Britech slyšíme

dosti často v souvislosti s moderními obory astrofyziky je jejich práce teoretická. Jednotlivci anebo malé, mnohdy dvojčlenné skupiny pracující zpravidla na univerzitách, pokrývají svou prací širokou oblast plazmové a atomové fyziky. Řeší se zde otázky globálních oscilací Slunce, stavby a struktury slunečního nitra a otázky interakce mezi konvekcí a magnetickým polem. Dále jsou to vlastnosti malých, ale intenzivních trubic magnetického toku, modely struktury aktivních oblastí a oblastí, v nichž vznikají erupce. Jsou zahrnuty i otázky teorie přechodu chromosféra - koróna, teorie koróny a jejího ohřevu a teoretické otázky související s interpretací kosmických experimentů.

Poněkud jiného charakteru je situace ve Švýcarsku. Tato malá hornatá země měla v minulosti v osobě prof. Waldmeiera výraznou osobnost, která vybudovala a zorganizovala síť pracovišť spojených s nejvíce známou hvězdárnou v Zürichu na úrovni, která byla progresivní ve třicátých letech tohoto století. Mezi tím se vytvořila nová pracoviště v Bernu, kde se zabývají rádiovými mikrovlnnými pozorováními, v Ženevě, kde jde především o teorii sluneční a hvězdných atmosfér a otázky slunečního nitra. Stanice v Davosu přijala statut světového centra pro měření sluneční konstanty a kromě toho se do země začaly stěhovat i přístroje zahraničních ústavů /na Jungfrauoch spektrograf využívaný univerzitou v Liège, v Locarnu mnohoúčelový teleskop university z Göttingen/. V této konkurenci se zürichské pracoviště spolu s observatoří v Arose, kde se do té doby udržovalo stanovování relativního čísla a patrolní pozorování koróny, dostalo do role partnera bez vážnějších vědeckých šancí. A tak po odchodu prof. Waldmeiera nastoupil do funkce ředitele mladý ambiciózní Švéd J. O. Stenflo, který se zasadil o modernizaci přístrojového vybavení v optickém i rádiovém oboru a úplnou změnu výzkumného programu. Domnívá se, že observatoř znovu v mezinárodním měřítku prosadí především teoretickou prací a interpretací pozorování prováděných na největších zahraničních observatořích /především v USA/. Severské země Norsko, Švédsko a Finsko sluneční fyziku rozvíjejí, avšak respektují, případně jsou nuceni respektovat své klimatické podmínky.

Norska sluneční fyzika se rozvíjí na universitě v Oslo, kde je soustředěna vedle kapacity teoretické i kapacity pozorovací. Pracuje zde poměrně malý /průměr 35 cm/ věžový dalekohled se spektrografem, na němž je pozoruhodné především řízení prostřednictvím počítače. Vedle tohoto přístroje zde pracuje i sluneční radiometr a tři radiové spektrografy. Vědecké problémy jsou zaměřeny na problematiku morfologie a podstaty slunečních skvrn, fyziky protuberancí a radiových vzplanutí především typu I. V návaznosti na projekty USA /NRL/ je věnována pozornost i sluneční UV astronomii. Další rozvoj se očekává především ve spolupráci v rámci JOSO na projektu LEST a během několika let i v aktivní spolupráci při práci ESA.

Švédsko má několik pracovišť - Stockholm, Lund, Uppsala, která se ale výhradně věnují metodickým a teoretickým otázkám. V minulosti udržovaná stanice na Anacapri v Itálii byla zrušena a nyní Švédsko zcela vsadilo na vynikající klimatické podmínky na Kanárských ostrovech ve spolupráci s JOSO. Švédové mají smysl pro dobrodružství a tak původní objektív z Anacapri zabudovali do nového přístroje, který od r. 1980 pracuje na jižním pólu, kde provádějí sezónní

nepretržitá pozorování supergranulí. Další práce jsou zaměřeny na studium sluneční granulace a teoretickou problematiku výstavby sluneční atmosféry, záření fotosféry a otázky kvantové spektroskopie.

Finové jsou pragmatičtí a své zapojení do sluneční fyziky vyřešili neobyčejně efektně. Optická pozorování v podstatě nevedou a zabývají se dílem teorií, dílem statistikou. Dovedně zhodnotili kvalitní rádiový teleskop /s anténou o průměru 14 m/, schopný pracovat v milimetrové oblasti, pro sluneční pozorování. Tento přístroj měl původně zcela jiné poslání, avšak pronájem na dva měsíce v roce k účelům slunečního výzkumu se již několikrát velmi dobře osvědčil. Přístroj je využíván pro studium vývoje aktivních oblastí v milimetrovém oboru, vzplanutí typu I a periodických a kváziperiodických fluktuací rádiového toku. Pracoviště spolupracuje s ústavem v SSSR, ČSSR a NDR.

Poněkud zvláštní pozici má sluneční astrofyzika v Dánsku a v Irsku. Dánsko má pouze tři sluneční astrofyziky, z nichž dva trvale spolupracují s USA a Velkou Británií a jeden se Švédskem. Přístrojové vybavení pro sluneční výzkum zde není žádné. Přestože tedy v Dánsku pro tento druh výzkumu neexistuje vlastně žádná materiální základna, dokázala tato trojice rozpracovat svůj program v oboru výzkumu sluneční granulace, struktury chromosféry a trubic magnetického toku a v oboru slunečních oscilací. Zvláště potom pracemi k poslednímu uvedenému problému se dokázali mezinárodně prosadit.

Situace Irska je poněkud rozporuplnější. Sluneční astronomie v této zemi měla svou tradici, avšak vždy orientovanou na spolupráci s některými zahraničními observatořemi. V průběhu sedmdesátých let byla zde ale narušená kontinuita a tak nyní se hledá rovina, v níž by Irsko mělo šanci na důstojnou mezinárodní reprezentaci. Pozorovatelské informace hodlají získávat třemi způsoby:

1. registraci dynamiky radiových vzplanutí,
2. studiem náhlých ionosférických poruch,
3. získáváním pozorování Slunce z kosmu.

První dva typy informací lze získat v Irsku, k poslednímu zdroji je třeba navazovat především na kosmický program USA, avšak jsou i reálné projekty, navrhované pro ESA. V posledních letech se Irsko hodlá aktivně zapojit i do činnosti JOSO, především v návaznosti na 45 cm vakuový teleskop, který bude NSR. Ze středomorských zemí, kde pro pozorovatelskou činnost jsou patrně velmi dobré podmínky, stojí za zmínku rozvoj sluneční fyziky v Jugoslávii, Řecku a Španělsku.

V Řecku na observatoři v Athénách byla v minulosti poměrně dobře organizovaná patrolní služba sluneční chromosféry. Současný stav nasvědčuje tomu, že tato služba i nadále běží, avšak úmrtím prof. Xantakise utrpěla její mezinárodní propagace. Zatím jsou známy plány, podle nichž by Řecko v budoucnu mělo spolupracovat v patrolní službě s pracovišti v USA.

Své právo na mezinárodní uznání si prosazuje sluneční astrofyzika v Jugoslávii. Původní teoretické i pozorovatelské středisko na universitě v Bělehradě dostalo v sedmdesátých letech partnerské pracoviště na observatoři Hvar. Zatímco bělehradské pracoviště se zaměřilo na studium rychlostních polí supergranulí

a velkorozměrových cel a na formování čar ve fotosféře, je a bude hvarské pracoviště zaměřeno na přímá monochromatická a integrální pozorování aktivních procesů v aktivních oblastech i mimo ně. Hvarská observatoř je silně orientována na spolupráci s AsÚ ČSAV v Ondřejově.

Závěrem při tvorbě přehledu o stavu a zaměření západoevropských výzkumných pracovišť orientovaných na studium sluneční astrofyziky je třeba se zmínit o Španělsku. Dá se říci, že je to z našeho hlediska země dvou tváří. Pokud jde o vlastní kontinentální teritorium Španělska, bylo v minulosti Slunce sledováno pouze na observatoři v Madridu, kde jsou k dispozici malý 15 cm refraktor a 13,5 m rádiová anténa. Do budoucna se počítá hlavně s rádiovým pozorováním a s teoretickou prací v oboru aplikace fyziky plazmatu na sluneční podmínky. Zde tedy se jedná o zřetelný útlm tohoto oboru.

Úplně jiná situace se týká "místa zaslíbeného" pro evropské sluneční astrofyziky a tím jsou Kanárské ostrovy. Tyto Španělům patřící ostrovy vulkanického původu se staly od r. 1969 místem, kde v Izaña na ostrově Tenerife byl postaven 25 cm teleskop a byly získány velmi kvalitní snímky Slunce v čáře H-alfa a v bílém světle. Španělsko již tehdy vsadilo při rozvoji své pozorovatelské instrumentace pro potřeby sluneční fyziky na tuto lokalitu. V r. 1975, když už kolem těchto ostrovů bylo vše v pohybu, byl zde založen Instituto de Astrofísica de Canarias a uzavřeny smlouvy o spolupráci s ústavy v NSR, Velké Británii a předběžně také s pracovišti z Itálie, Holandska, Švédska a Francie.

Z toho, co zde bylo právě uvedeno, by mohlo vyplývat, že iniciátorem zájmu o Kanárské ostrovy bylo samo Španělsko. Skutečnost je ale taková, že průkopník techniky pozorování s vysokým úhlovým rozlišením prof. K. O. Kiepenheuer z NSR systematicky a vytrvale prosazoval mezi západoevropskými astronomy myšlenku společné jižní sluneční astronomické observatoře. V r. 1968 se mu podařilo volným sdružením dvanácti států vytvořit JOSO - organizaci pro vybudování evropské jižní sluneční observatoře. Po získání prvních nadějných pozorování z Izaña bylo rozhodnuto provádět systematický průzkum nejprve na čtyřiceti místech a posléze na třech nejlepších. Jednalo se o tyto lokality:

1. Pico de Teide /3717 m n. m./ ostrov Tenerife
2. Roques de los Muchachos /2400 m n. m./ ostrov La Palma
3. Barreta, na pobřeží - Portugalsko.

Strategie byla taková, že zúčastněné země nejdříve provedou různé atmosférické testy a posléze i testy pozorovací. Podle toho, které místo vyhoví nejlépe, potom každá ze zúčastněných zemí na základě svého uvážení umístí své přístroje a hlavně zde společnými silami vytvoří podmínky pro vybudování LEST /Large European Solar Telescope/.

V současné době je situace následující:

- švédská observatoř z Anacapri byla přemístěna na ostrov La Palma /Fuente Nueva/. Bylo zde instalováno několik přístrojů jako 60 cm heliostat a 44 cm Cassegrajnovův stacionární teleskop a spektrograf s minipočítačem PDP 11/34;
- základní německé vybavení bylo až doposud směřováno do Izaña na Tenerife. Předně sem přijde původní 40 cm vakuový přístroj, který pracoval v Locarnu

a dále 60 cm vakuový věžový dalekohled. Kromě toho na tomto místě již pracuje pro testovací účely 40 cm vakuový teleskop.

Podobný 45 cm vakuový teleskop pracuje jako testovací na Roques de los Muchachos na La Palma;

- francouzští pracovníci z Meudonu připravují pro La Palma 60 cm teleskop prostý lineární polarizace;
- holandská skupina z Utrechtu připravuje 45 cm věžový dalekohled, který by v první etapě posloužil pro testování místa pro LEST, jehož koncepce se již rysuje avšak zatím jak projekční, tak i organizační stránka jsou krajně nejasné. Nicméně idea JOSO je pro všechny členské země značně přitažlivá a zdá se, že jednotlivé národní plány s ní bezvýhradně počítají. Jedná se o zatím největší koncentraci kvalitní a moderně vybavených přístrojů umístěných ve vynikajících atmosférických podmínkách. Přestože první výsledky se již rysují, je nesporné, že observatoře na tak odlehklých místech a v takovém stadiu rozpracovanosti budou ještě řadu let hledat svůj pracovní styl a optimální režim využití přístrojů. Již dnes je ale jisté, že na Kanarských ostrovech se v osmdesátých letech vytvoří velmi silná pozorovací základna, kde bez ohledu na to, zda dojde k realizaci velkého přístroje LEST bude soustředěno to nejlepší, co dokáže pracoviště v západní Evropě vymyslet, vyrobit a financovat.

V dosavadním přehledu jsme se umylně vyhýbali srovnání stavu a vyhlídkám západoevropských pracovišť s pracovišti ve východoevropských socialistických zemích. Proberme nyní jednotlivě tyto země a shrňme podobným způsobem jejich vybavení a pracovní zaměření.

Z našich sousedů je nejširší výzkumná základna v oboru sluneční astrofyziky soustředěna v NDR, kde v Potsdamu pracují hned dva významné ústavy. Především je to Ústřední ústav pro fyziku vztahů Slunce - Země, který zahrnuje dvě známé observatoře - Sluneční optickou observatoř Einsteinturm a Rádiovou observatoř v Trensborfu s pracovištěm v Berlíně. Optická observatoř pracuje především s věžovým 45 cm dalekohledem, kde hlavní zaměření práce je na měření magnetických polí. Magnetograf je moderní konstrukce a předpokládá se, že bude pracovat ve dvoukanálovém režimu a přístroj bude měřit všechny tři komponenty magnetického vektoru a radiální rychlosti. Pracoviště má k dispozici i patrolní H-alfa teleskop. V koncepci práce je vyvážený poměr mezi činností pozorovatelskou i teoretickou prací. Rádiový observatoř se zaměřuje na měření integrálního rádiového toku /pracuje na 15 frekvencích/, polarizace i na spektrálním měření v rozsahu frekvencí od 4 - 7 GHz. Dalším pracovištěm v Potsdamu je Ústřední ústav pro astrofyziku, kde se řeší obecné astrofyzikální problémy. Pro sluneční astrofyziku je důležité, že je zde rozpracovávána teorie magnetohydrodynamické cykličnosti Slunce, diferenciální rotace i záření fotosféry a chromosféry.

V Polsku jsou pozemní pozorování Slunce soustředěna na observatoř university ve Vroclawi. Vedle staršího 13 cm protuberančního koronografu byl v minulém roce instalován 53 cm coudě koronograf vybavený spektrografem. Pozorovatelsky je tato observatoř jednoznačně zaměřena na studium protuberancí. Po teoretické stránce jsou zde studovány modelové otázky aktivního centra a to jak v oblasti X-záření, tak i v rádiovém oboru.

Podobný hlavní přístroj 53 cm koronograf se spektrografem je stěžejním přístrojem Heliofyzikální observatoře MAV v Debrecénu v Maďarsku, kde je využíván především jako H-alfa teleskop pro studium dynamických vlastností aktivních oblastí. Hlavní pozorovací program této observatoře spočívá ve sluneční astronomii se zaměřením na vlastní pohyby skvrn ve skupině. Kombinací pozorování z Debrecénu a filiální stanice v Gyule se mohl tento ústav ujmout světové koordinace pozičních měření na Slunci a v původním rozsahu převzal původní grenwichskou službu. Vedle této práce se zde zabývají studiem erupcí a interpretací slunečních spekter.

Další dvě země na Balkánském poloostrově Bulharsko a Rumunsko, přestože se astronomickému výzkumu neuzavírají, nejsou pro sluneční výzkum příliš vybaveny.

Bulharsko se v posledních desetiletích intenzivně zaměřilo na rozvoj hvězdné astronomie, avšak přesto i zde se již objevili lidé, kteří o sluneční výzkum jeví zájem. V tomto směru ovšem je zde třeba vybudovat určité tradice, a tak dosavadní možnosti jsou především v oblastech využití výpočetní techniky a v některých moderních směrech zpracování pozorování. Tyto možnosti přejí spíše práci teoretické a interpretační. Dobré výsledky byly získány v oblasti vztahů Slunce - Země. V příštích letech lze tedy očekávat, že zvýšený zájem bulharských astronomů při výzkumu Slunce se zaměří na přidělení pozorovacího času v zahraničí a nebo se budou odtud snažit získat pozorovací materiál ke zpracování.

Rumunská sluneční astronomie má mnohaletou tradici, avšak hlavní pracoviště v Bukurešti umístěné uprostřed města není pro rozvoj pozorování příliš výhodné. Malá skupina slunečních astronomů zde trvale kvalitně pozoruje sluneční chromosféru. Rumunská sluneční astronomie se ale v posledních letech dostala do obtížné situace jak personální, kde je patrný určitý generační i problémový přerod, který ovšem naráží jak na organizační, tak i ekonomické problémy. Cestou k zefektivnění jejich práce je hlubší a aktivnější zapojení do mezinárodní spolupráce.

Již v úvodní části bylo konstatováno, že v evropském měřítku se jakémukoliv srovnání vymyká kádrová, technická i problémová úroveň sovětských pracovišť. Tato velká země má téměř v každé svazové republice pracoviště, které se více či méně zabývá sluneční fyzikou. Samotná RSFSR má potom celou řadu velikých ústavů a observatoří, v nichž dohromady pracuje na sluneční problematice několik tisíc zaměstnanců. Je zde běžné, že veliké ústavy v Leningradě a Moskvě mají k dispozici speciální vysokohorské observatoře na Kavkazu, Pamíru nebo na Altaji. Spolu s ústavem v asijské části země dokáží sovětské observatoře překrýt pozorováním s výjimkou několika málo hodin převážnou část dne. Pokud jde o instrumenální vybavení, je na území SSSR instalováno zatím celkem sedm velkých koronografů o průměru objektivu 53 cm se spektrografy, více než desítkou horizontálních dalekohledů o průměru 45 cm se spektrografy, z nichž několik je vybaveno magnetografy. Observatoře na Krymu, Irkutsku a Moskvě vlastní speciální věžové dalekohledy. Podobně je rozvinut i rádiový výzkum Slunce, kde jsou největší přístroje instalovány na Kavkaze, Leningradě, Irkutsku a v Gorkém, kde i jako doplňkové vybavení celé řady dalších slunečních observatoří.

Na sovětských stanicích v poslední době pracuje též celá řada velmi kvalitních optických monochromatických filtrů a potom nepřeberné množství nejružnějších doplňkových přístrojů k velkým zařízením a k vyhodnocování a zpracování pozorování i celá řada malých zpravidla patrolních přístrojů, které jsou využívány pro službu Slunce.

Pokud jde o problémovou skladbu výzkumu, překrývají sovětské pracoviště téměř bez výjimky celou problematiku výzkumu Slunce. Obrovskou silou v tomto směru je vysoký stupeň spolupráce mezi jednotlivými pracovišti a těsná návaznost na teoretický výzkum, v němž pracuje veliké množství vynikajících osobností. Velmi dobrá je zde návaznost pozemních pozorovacích metod na kosmický výzkum, ale i na další příbuzné obory, jako je geofyzika, fyzika a další. Dynamika výzkumu je zesilována čilým ruchem celosvazových vědeckých setkání, ale i poměrně rozsáhlými publikačními možnostmi. Sovětský svaz se také rozhodující měrou podílí na široké mezinárodní spolupráci jak mnohostranným programem socialistických zemí KAPG, tak i celou řadou dvoustranných spoluprácí mezi jednotlivými zeměmi a ústavy. Velice významná je i spolupráce v rámci programu Interkosmos, kde kosmický sluneční výzkum má své významné místo. Sovětská pracoviště se zapojují také do celosvětových mezinárodních programů a na řadě úkolů dvojstranně spolupracují s významnými pracovišti v kapitalistických zemích. Je samozřejmé, že v tomto krátkém přehledu nelze postihnout celou šíři problematiky ani u poměrně malých pracovišť, natož potom u země s tak obrovským technickým a personálním potenciálem.

Závěrem se pokusme na toto celé evropské astronomické dění podívat z hlediska naší země - ČSSR, z hlediska našeho vybavení, tradic, kádrových a technických možností i z hlediska našich perspektív.

Hlavním koordinujícím pracovištěm v oblasti slunečního výzkumu u nás je sluneční oddělení Astronomického ústavu ČSAV v Ondřejově. Na Slovensku je ústředním pracovištěm sluneční oddělení Astronomického ústavu SAV v Tatranské Lomnici. Kromě nich na problematice slunečního výzkumu spolupracují i geofyzikální ústavy ČSAV a SAV v Praze a Bratislavě, universita v Bratislavě a pozorovatelský i některé lidové hvězdárny. Zaměření výzkumu Slunce v Ondřejově je směřováno do oblasti studia aktivní činnosti jednotlivých aktivních center a s nimi spojených jevů, studia cykličnosti sluneční aktivity a některých jejích globálních projevů a vztahů Slunce - Země. V Tatranské Lomnici je soustředěno studium sluneční koróny, ale i aktivních oblastí, erupcí a protuberancí. Na universitě v Bratislavě studují aktivní protuberance a oba geofyzikální ústavy se zabývají geofyzikálními důsledky sluneční činnosti.

Pozorovatelská činnost Slunce se provádí především v Ondřejově a na observatořích na Lomnickém štítu a na Skalnatém Plese. Pokud jde o přístrojové vybavení, je v současné době nejširší přístrojová základna v Ondřejově. Observatoř je vybavená pro komplexní pozorovací výzkum Slunce v pojetí, která je dnes již v odborném světě považována za klasické. Už řadu let zde pracuje patrolní služba zajišťující fotografie Slunce v bílém světle i čáře H-alfa. Pro detailní studium fotosféry je zde k dispozici vynikající 20,5 cm fotosférický dalekohled a 21 cm dalekohled pro chromosférická pozorování detailů v čáře H-alfa s filtrem o pološírce 0,7 Å. Protuberance jsou filmovány pomocí 13 cm automa-

tického protuberančního dalekohledu. Ze starších spektrálních přístrojů je v provozu unikátní horizontální sedmikamerový spektrograf a 44 cm horizontální spektrograf s fotoelektrickým i fotografickým magnetografem. V minulém roce byla dokončena výstavba dvou 50 cm horizontálních spektrografů /HSFA/ vybavených sitalovou optikou a elektronickým ovládním. Kromě těchto optických přístrojů se pracuje i v rádiovém oboru v decimetrové oblasti vlnových délek, kde jsou v provozu 41 přijímače a dynamický rádiový spektrograf v rozsahu 50 - 820 MHz. V posledním období je úsilí pracovníků zaměřeno na rozvoj využití mikroelektroniky a výpočetní techniky jak v oblasti řízení pozorování, tak i v oblasti záznamu a zpracování dat.

AsÚ SAV má na své vysokohorské observatoři na Lomnickém štítě instalovány dva identické dvacetimetrové koronografy, z nichž jeden se spektrografem slouží k měření intenzity koronálních čar a druhý je využíván pro pozorování protuberancí. Na Skalnatém Plese pozorují fotosféru a chromosféru, ale zdá se, že tato observatoř není pro sluneční pozorování příliš perspektivní. Ne daleko od Tatranské Lomnice se již buduje nový areál ústavu, kde bude také stát 50 cm horizontální spektrograf /HSFA/ a dvojitý fotosféricko-chromosférický dalekohled. Tak se přístrojové vybavení slovenských kolegů výrazně zlepšilo. Hlavní pozorovací úspěchy tohoto pracoviště spočívají ale v posledních letech ve třech úspěšných expedicích za úplným zatměním Slunce, kde expediční vybavení dosáhlo určitého, poměrně vysokého standartu.

Vyjímečné postavení mezi našimi lidovými hvězdárnami zajímá SÚAA v Hurbanově, kde v současnosti je dokončována montáž dalšího 50 cm horizontálního spektrografu HSFA. Vyjímčnost spočívá v tom, že přístroj takových optických kvalit vlastní málokterá evropská profesionální observatoř a je zde nádeje, že společně s výhodným slunečním podnebím jižního Slovenska by tento přístroj mohl být velmi vhodným spolupracujícím zařízením s oběma vědeckými ústavu.

Bylo zde ukázáno, že přístrojové vybavení našich pracovišť snese již nyní resp. ve velmi blízké budoucnosti srovnání s celou řadou dobře vybavených evropských zemí. Studium pozorovacích podmínek pro území celého státu ukázalo, že stávající dislokace pracovišť je uspokojivá a patrně bychom nenalezli lokalitu s výrazně lepšími pozorovacími podmínkami. Dokazují to např. vynikající snímky sluneční fotosféry z Ondřejova a také Lomnický štít je v koronálních pozorováních u nás nezastupitelný.

Strukturální složení naší pozorovací základny, přihlédneme-li i k zařízením, která jsou rozpracována, je v zásadě dobře koncipováno. Obecně se nepředpokládá taková výstavba přístrojů, které by vyžadovaly nové stavební investice. To ovšem neznamená, že by nedošlo k inovaci některých přístrojů. Především ale půjde o modernizaci jak samotných přístrojů, tak i jejich ovládní a způsobu záznamu a zpracování pozorovacích údajů. Naše přístroje i pozorovací podmínky nedosahují sice absolutní špičkové úrovně, avšak rozhodně přesahují evropský průměr. Spolu s koncepcí komplexní pozorovatelské základny lze i do budoucna hlavní možnosti našich úspěchů spatřovat v systematické pozorovatelské práci. Jen pozorování ale nestačí k tomu, aby bylo dnes možné v astrofyzice dosáhnout výraznějších mezinárodních úspěchů. Ze studia odborné literatury vyplývá, že

daleko větší důraz bude třeba u nás položit na kvalitu interpretační práce. Jde o interpretaci založenou na kvantitativní znalosti měřitelných veličin a na jejich adekvátním zhodnocení. Pro takovou práci je především zapotřebí mít kvalifikované kádry a samozřejmě odpovídající technické vybavení. V této oblasti bude tedy kladen akcent na zajištění moderních zpracovatelských a vyhodnocovacích zařízení, na rozvoj vypočetní techniky a na podstatně větší využití tzv. malé vypočetní a automatizační techniky. Je to cesta k zvýšení produktivity práce a v mnoha otázkách také cesta k zajištění principiálně nových pracovních možností. Pokud budeme hovořit o obsahové náplni řešených problémů, bude zapotřebí stále trvat na astrofyzikálním přístupu k řešení otázek. Jedině tak totiž na bázi matematiky a fyziky je možné vést kvalifikovanou diskuzi s pracovníky jiných zemí a pouze tak je možné provádět účinnou výměnu informací.

Mezinárodní spolupráce a výměna informací je nedílnou součástí výzkumného procesu. Československa akademická pracoviště jsou široce zapojena do mnohostranného programu socialistických zemí KAPG a kromě toho jednotlivé ústavy rozvíjejí dvoustranné spolupráce s řadou zahraničních ústavů. V oblasti kosmického výzkumu, který zde ale nebudeme blíže diskutovat, je hlavní a jedinou platformou velmi aktivní účasti československých pracovišť na programu Interkosmos. V rámci mezinárodních kulturních dohod dochází k zahraničním stykům i s některými kapitalistickými zeměmi. Hlavní poslání těchto zahraničních styků se všemi zeměmi je třeba vidět hlavně v oblasti poznávání nových pracovních metod a technologií, ve výměně stanovisek a názorů se zahraničními odborníky a v neposlední míře i v osvojení si některých progresivních stylů vědecké a organizační práce. Chceme-li si totiž klást za úkol, že s evropskými pracovišti budeme držet krok, potom musíme sami velmi dobře vědet, jak si ona vykračují.

Radiové obrazy aktivních oblastí a erupcí v centimetrovém oboru a uspořádání magnetických polí

L. KŘIVSKÝ, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Jeden ze systémů, který pořizuje obrazy radiových astronomických zdrojů je interferometrická základna známá pod zkratkou VLA v Socorro. Příspěvek obsahuje popis základny a některé výsledky získané touto základnou z oboru výzkumu Slunce.

RADIOINTERFEROMETRICKÁ ZÁKLADNA VERY LARGE ARRAY /VLA/ U SOCORRO

10.10.1980 byla dána slávnostně do provozu radioastronomická základna, která byla využívána již několik let před definitivním dokončením. Projektování systému začalo v r. 1960, stavba započala 1972, zařízení stálo 80 mil. dolarů.

Místo bylo vybráno tak, aby bylo vzdáleno od zdrojů pozemských poruch, na náhorní plošině ve výšce 2100 mm, 80 km západně od Socorra v New Mexiko /USA/. Umístění vyžadovalo suché stabilní podnebí, s malým obsahem vodních par v ovzduší, aby nedocházelo k větší rušivé absorpci používaných radiových oborů vodní parou. Ke stínění pozemních poruch přispívají kolem plošiny okolní vzdálenější kopce.

Základna náleží National Radio Astronomy Observatory, ale pracují zde nejen Američané. Základna má tvar písmena Y, noha je odkloněna 5° od N na W, délka nohy je 19 km, ramen 21 km. Ramena jsou odkloněna od nohy 120° . Při plném obsazení interferometru je na Y rozmístěno 27 radioteleskopů o průměru parabol 25 m. Každý teleskop váží 193 tun, montáž je altazimutální, s dokonalým pohybem. Před aluminiovým zrcadlem je hyperbolicky odrazený reflektor, který vrhá záření do Cassegrainova ohniska, které je o něco stranou optické osy; v ohnisku je otočný kruh o průměru 97 cm, na tomto otočném kruhu jsou pevné přijímače pro 4 vlnové rozsahy /18-21 cm, 6 cm, 2 cm, 1,3 cm/. Změna vlnové délky je rychlá, provádí se natočením kruhu s přijímači. Jednotlivé teleskopy jsou propojeny navzájem a s řídicím střediskem řadou sítí a dále bezztrátovým vlnovým vodičem o průměru 60 mm. Středisko je umístěno v jedné z budov, je zde vedení, řízení a kontrola teleskopů, oddělení zpracování dat /analogové radiové měření je převáděno do map/.

Jednotlivé teleskopy na základě tvaru Y jsou na betonových podstavcích, je zde 72 možných pozorovacích míst; teleskopy se dají přemísťovat, je zde kolejový systém a transportéry. Systém může pracovat ve 4 konfiguracích: A - je plná délka ramen /zajišťuje rozlišovací schopnost 0,6" při vlnové délce 6 cm/, B - 6,4 km, C - 1,9 km a D - 0,6 km. Vzdálenost n-té antény /na ramenech od středu tvaru Y/ je proporcionální n^2 , kde $k = 1,714$.

Pozorovací čas jednotlivým vědeckým skupinám je přidělován podle navrženého programu předem, podle programu je připravena konfigurace systému. Přestavba systému /přemísťování teleskopů/ trvá podle typu požadované konfigurace 1,5 až 5 dnů. Zařízení se využívá pro stelární i sluneční výzkum.

Obrazy se získávají na základě tzv. aperturové syntézy. Okamžitě se dostává při plném obsazení 27 "teleskopických bodů", při dalším pozorování /v důsledku rotace Země/ se pozice těchto "bodů" přemísťuje a tím se dostává syntetickou skladbou nebodový celkový obraz. Pro sestrojení dokonalé radiové mapy je zapotřebí 8 h pozorování.

Zařízení umožňuje sledovat též krátkotrvající jevy, kupř. radiové sluneční záblesky aktivních jevů s velkou rozlišovací schopností, a aktivitu oblastí na Slunci v levo a pravotočivé polarisaci, včetně pozorování map pro sluneční účely za krátký časový interval.

Obrazy systému a teleskopů jsou publikovány kupř. v u nás přístupném časopise Die Sterne 57, 1981, 246.

POMALU PROMĚNNÁ SLOŽKA AKTIVNÍCH OBLASTÍ A JEJÍ INTERPRETACE

Ital M. Felli a Američané K. R. Lang a R. F. Willson /1981/ sledovali pomocí malého tvaru anténního systému VLA pomalu proměnnou složku /S-komponentu/ dvou aktivních oblastí a to z 5.10.1979 /17°N, -61°E/ a 6.10.1979 /16°N, 45°E/ na 6 cm a 20 cm. Pro 6 cm byla šířka svazku 9' s 10 anténami na útvaru Y /rozestavení jednotlivých radioteleskopů od středu na vzdálenostech 0,04 - 5,72 km/, pro 20 cm byla šířka svazku $\sim 29'$, sestava s 9 anténami /rozestavení od středu 0,9 - 17,2 km/. Každých 30 s byl získáván obraz levotočivé a pravotočivé kruhové polarisace. Kalibrace byla prováděna podle zdroje 3 C 273. Získávané obrazy byly porovnávány se snímky v H-alfa a magnetickými mapami.

Výsledky: ze dne na den byly zaznamenány i značné změny radiové struktury, což bylo v souvislosti s H-alfa poli aktivní oblasti. Byly zjištěny dva typy radiových políček: 1 - radiový zdroj souvisí ve výšce s níže ležícími poli v H alfa, rozměry $\sim 30''$, emise na 6 cm není spojená s magnetickými poli skvrn, 2 - slabší zdroje jsou při skvrnách, kde lze očekávat silné zakřivení siločar, rozměry menší než $10''$.

Jasové teploty, které zhruba odpovídají elektronovým teplotám, činily $2,5 \times 10^6$ K. Pro harmonické emise lze odvodit magnetické pole: pro 2.harm. ≈ 895 Gauss, pro 3. ≈ 597 G, pro 4. ≈ 447 G; toto platí nad aktivními oblastmi o elektronové hustotě $N_e 10^8 - 10^{10} \text{ cm}^{-3}$, při $T \approx 10^6$ K.

U emise typu políček 1 jde asi převážně o proces tepelného brzdného záření, s elektronovou hustotou $5 \times 10^9 \text{ cm}^{-3}$. Výsledky se shodují s parametry pro koronální prostory emitující X-emisi.

Autoři se kloní k tomu, že magnetická pole budou mít ve skutečnosti intesitu $\approx 250 \text{ G}$, bylo by to v soulase s kruhovou polarisací kolem 30%, a s příspěvkem brzdného záření. Pole o 600 - 900 G by vyžadovala rozsáhlé koronální útvary s cyklotronovou rezonanční emisí, což se nezdá pravděpodobné.

U skvrn se vyskytuje typ emise radiových políček 2, to je jen $< 5\%$ celkového toku aktivní oblasti /na 6 cm jsou to malé oblasti $< 10''$ s jasovou teplotou $> 10^6 \text{ K}$ s vysoce polarisovanou emisí $\approx 90\%$, což prozrazuje existenci cyklotronového mechanismu, při 3. harmonické jde o pole $\approx 600 \text{ G}$, což bude reálné.

Při generaci emise se bude zřejmě uplatňovat dvousložkový model:

- 1 - radiově zářící korona u skvrn má nízké $N_e \lesssim 10^8 \text{ cm}^{-3}$ a velké intesity pole, 600 - 900 G.
- 2 - rozsáhlejší koronální oblasti /spojené níže s poli v H-alfa/ mají vysoké $N_e \approx 2 \times 10^9 \text{ cm}^{-3}$ a nízké intesity polí $\approx 250 \text{ G}$.

Hustota magnetické energie zářících útvarů $/H^2/8\pi \approx 3 \times 10^3 \text{ erg cm}^{-3}/$ je o hodně vyšší než kinetická energie koronálních kondensací $/3N_e kT_e \approx 5 \text{ erg cm}^{-3}/$ což znamená, že koronální kondensace musí být tvarovány a drženy energií magnetických polí, aby se nerozpadly.

Možno konstatovat, že S-komponenta souvisí a/ s aktivními oblastmi, b/ s horkou plasmou o zvětšené hustotě, c/ se strukturami magnetických polí, které ale nemusí být přímo spojeny se strukturou magnetických polí při skvrnách.

Zkoumanou S-komponentu lze považovat za odpovídající protějšek jednak chromosférických polí a jednak skvrn, což je ve shodě s dříve vyslovenými závěry pro X-emisi a EUV obor. Přímou nad skvrnami bude snížení hustot a teplot a tedy emise bude sotva identifikovatelná.

Indičtí radioastronomové M. R. Kundu a A. P. Rao spolu s E. J. Schmahlem z university v Marylandu /USA/ měli též přidělený interval pro sluneční výzkum se systémem VLA /1981/. Pořizovali mapy /též v levo a pravotočivé polarisací a i rozdílů polarisací/ dvou aktivních oblastí s rozlišením $9''$. Na systému Y bylo rozmístěno 5 až 10 antén, snímání bylo na vlnové délce 6 cm. Radiová políčka s nejintenzivnější emisí ve zkoumaných oblastech /25.7.1977 a 12.5.1978 - 20°S , 37°E , ze sledování v průběhu 12 h/ byla spojena s filamentární strukturou a nulovou magnetickou čarou, jak vyplynulo ze srovnání se snímky v H alfa a magnetogramy fotosférické situace. Některé zdroje byly v blízkosti skvrn, ale nebyly nad skvrnami, jak se jevílo dříve. Oblasti záření EUV a X-emise jsou pravděpodobně ve spojení s oblastmi zářícími v centimetrovém oboru skvrn, kde je ale magnetické pole dostatečně silné. Z optických sledování se naznačuje, že jde o lokality horké plazmy $T > 10^6 \text{ K}$ nad aktivními oblastmi, ale pokud půjde o emisi 6 cm nebude termálně brzdného charakteru. Nejpravděpodobnějším mechanismem této radiové emise bude cyklotronový rezonanční /absorpční/ proces, podmíněný určitou geometrií magnetického pole nad filamenty a nad nulovými čarami magnetické konfigurace /tj. předělu mezi protikladnými polaritami/. Očeká-

vá se, že v těchto místech /v případě 3. a 4. harmonické/ budou intensity magnetických polí v nízkých smyčkových útvarech 400 - 600 Gauss.

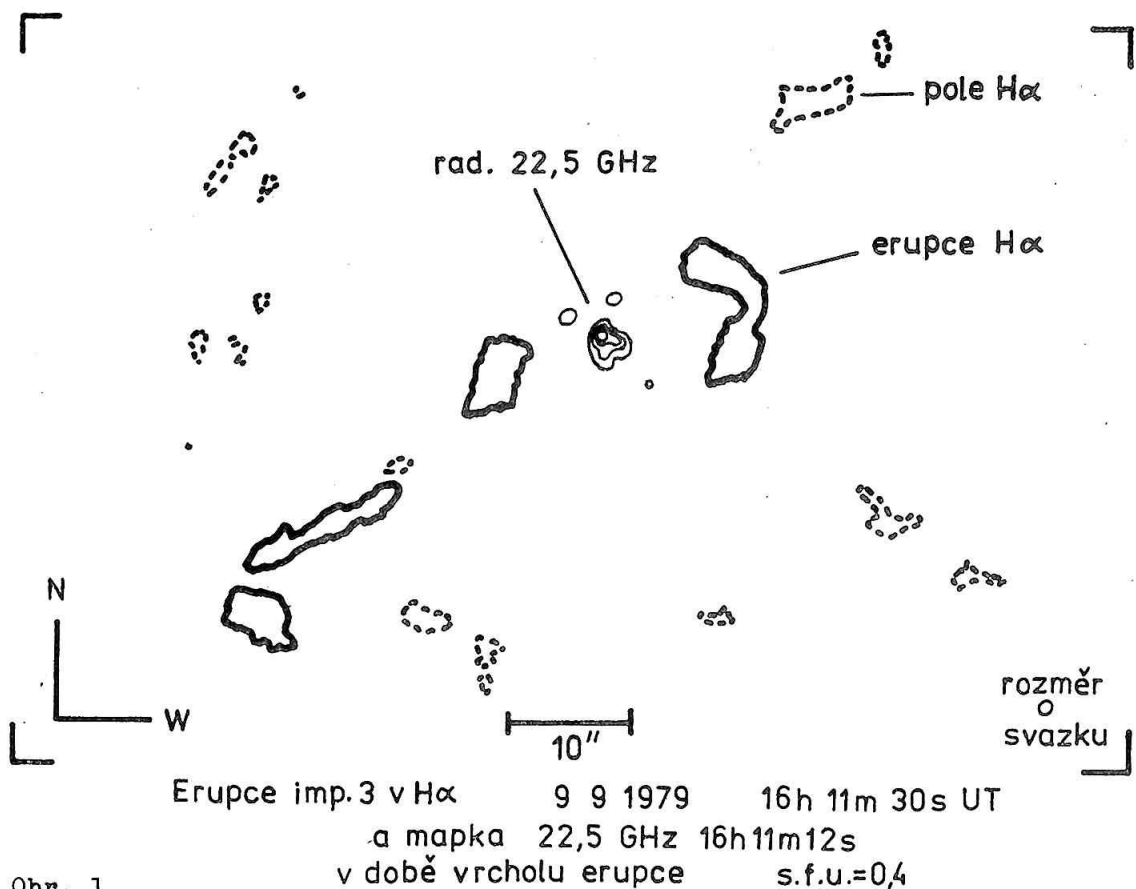
Porovnáním získaných mapek různých typů bylo možno vyvodit, že některé izolované zdroje souvisely s prostorem ukotvení siločar, jiné s vrcholky magnetických smyček /nad prostory nulových čar/.

RADIOVÉ ZÁBLESKY

K. A. Marsh a G. J. Hurford /1980/ publikovali první výsledky o dvourozměrném tvaru radiových záblesků na 15 a 23 GHz s rozlišením 1 obloukové sekundy v souvislosti se snímky erupcí v H-alfa. Uvedení autoři měli k dispozici anténní systém VLA pro sledování erupční sluneční činnosti v období 7. - 9. září 1979. Bylo použito 10 antén na třech ramenech systému tvaru písmene Y.

Byly zachyceny radiové obrazy záblesků v gigahertzovém oboru při třech erupcích: erupci 7. září v 19 07 UT na 15,05 GHz s tokem 4,9 sfu [= solar flux unit], erupci 8. září v 15 19 UT na 15,05 GHz se zábleskem 3,0 sfu a erupci 9. září v 16 08 UT na 22,5 GHz se zábleskem 0,4 sfu /obr. 1/. Záblesky patřily do kategorie slabších záblesků. Erupce vznikly v bipolární magnetické aktivní oblasti, měly v H-alfa navzájem podobný tvar.

Ze srovnání s optickou situací v H alfa vyplynulo, že radiové záblesky v impulsové fázi erupcí byly kompaktní zdroje rozměru kolem 2'' a nacházely se mezi erupčními vlákny v H-alfa /obr. 1/. V pozdější fázi vývoje erupcí se zdroj



Obr. 1.

rozšiřoval ve směru magnetického přemostění /propojení/ erupčních vláken. V jednom případě u druhé erupce v určitém momentu radiově zářily slabě i posice na erupčních vláknech, radiové "přemostění" mezi vlákny ve středu zářilo intenzivněji. Autoři tyto záblesky interpretují tak, že k prvotnímu uvolnění energie/spouštění procesu/ dojde na vrcholu magnetického přemostění, mezi erupčními vlákny v H alfa. V této oblasti u vrcholů nevysokých magnetických oblouků je nutno počítat s tím, že jsou zde sevřeny energetické elektrony a kde též došlo k jejich urýchlení. Na důležitost vrcholové oblasti přemostění mezi vlákny erupce upozornili na základě snímků erupce v EUV a X-oblasti již Widing a Cheng /1974/, se snímků z kosmických sond.

Maximální jasová teplota při jednom záblesku byla $3,3 \times 10^7$ K. To je ovšem fiktivní teplota určená za předpokladu, že elektrony by byly donuceny k pozorované radiové emisi teplotními poměry /termálním mechanismem/ a nikoliv urýchlením elektronových svazků.

Lang, Willson a Felli /1981/ využili systém VLA též ke sledování jemné časové a prostorové struktury radiových záblesků na 6 a 20 cm, včetně měřené polarizace. Sledovali dvě aktivní oblasti se záblesky o 0,1 a 6,0 sfu, plošný rozměr místa zdroje záblesků činil několik obloukových sekund, jasová teplota dosahovala několik jednotek 10^7 K. Celkový rozměr místa radiových záblesků byl srovnatelný s políčky měkké X-emise a též teplota plasmy odpovídala zdrojům měkké X-emise. Dva záblesky pozorované na 6 cm byly v prostoru polí, kde byla pravděpodobně koronální kondensace, stranou od skvrn a blízko magnetické nulové čáry /tj. předělu mezi oběma polaritami/. Jeden ze záblesků na 6 cm se shodoval s místem emise v H-alfa.

Pět radiových záblesků sledovaných na 20 cm vykazovalo časovou strukturu impulsů o délce 20 - 60 s /s časovým rozlišením 10 s/. Záblesky na 20 cm lze vysvětlit buď brzděním zářením nebo cyklotronovou rezonanční emisí horké hustší plasmy s elektronovou teplotou kolem 2×10^7 K a elektronovou hustotou $\sim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$. Cyklotronovou emisí lze snadno vysvětlit ty prostory, kde byla zjištěna vysoká kruhová polarizace, což by odpovídalo intenzitě magnetického pole v prostoru vzniku kolem 90 Gauss, kdežto magnetické brzděné záření by vyžadovalo polarizaci v důsledku efektu šíření na frekvencích blízkých cyklotronové frekvenci pro magnetické pole kolem 500 G /což je pro výšky, kde by mělo docházet ke generaci, hodnota magnetického pole příliš vysoká/. Je nutno podotknout, že sledované záblesky svými intenzitami spadají do skupiny ne příliš významných jevů a závěry o fyzikální charakteristice prostoru zdroje, jak je patrné, nejsou jednoznačné. Sledování slunečních záblesků s touto aparaturou je vlastně na počátku, zajímavé budou výsledky z vývoje velmi intenzivních záblesků při mohutných erupcích, při nichž dojde k výronům relativistických částic.

LITERATURA

- /1/ Gürtler J.: 1981, Die Sterne 57, 246.
- /2/ Felli M., Lang K.R., Willson R.F.: 1981, Astrophys.J. 247, 325.
- /3/ Kundu M.R., Schmahl E.J., Rao A.P.: 1981, Astr.Astrophys. 94, 72.
- /4/ Lang K.R., Willson R.F., Felli M.: 1981, Astrophys.J. 247, 338.
- /5/ Marsh K.A., Hurford G.J.: 1980, Astrophys.J.Lett. 240, 2(2), 111.

JEDNOTKY A ROZMĚRY

$$1 \text{ G (Gauss)} = 10^{-4} \text{ T (Tesla)}$$

$$\begin{aligned} 1 \text{ sfu (solar flux unit)} &= 10^4 \text{ Jy (Jansky)} \\ &= 10^{-19} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \\ &= 10^{-22} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1} \end{aligned}$$

$$1 \text{ GHz} = 10^9 \text{ Hz}$$

Použité frekvence a vlnové délky:	15,05 GHz	2 cm
	22,5 GHz	1,3 cm

Mikroprocesorový systém

pro automatické vedení azimutální montáže

K. JIŘIČKA, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Při automatizaci radioastronomických pozorování Slunce je nutno zjistit i automatizované navádění a vedení přijímacích antén. Příspěvek popisuje mikroprocesorový systém, který umožňuje plně automatizované řízení azimutální montáže pouze na základě informace o přesném čase.

ÚVOD

Při radioastronomických pozorování Slunce se snažíme všechna měření, obzvláště pak rutinní, co nejvíce automatizovat a tak omezit na minimum, popř. zcela vyloučit, nutnost přítomnosti obsluhy. Jedním ze základních předpokladů automatizace radioastronomických pozorování Slunce je automatizace navádění a vedení anténních systémů. V současnosti je systém řízení antén poloautomatický: Ráno musí pozorovatel manuálně nastavit anténní svazky na Slunce; dále pak již sledují antény Slunce automaticky, až na 2-3 korekce polohy, které je nutno během dne provádět vzhledem k nepřesnostem naváděcího systému. Pozorovatel však musí být nablízku po celý den, protože při každém výpadku nebo přerušení dodávky elektrické energie /k čemuž dochází poměrně často/ musí opět manuálně nastavit antény do správné polohy. Cílem proto bylo navrhnout takový systém, který by byl schopen provádět všechny tyto operace plně automaticky, tj. který by ráno v předem určenou dobu nastavil anténní svazek na Slunce, během dne Slunce sledoval a v případě přerušení dodávky elektrické energie by po jejím obnovení opět automaticky nastavil antény do správné polohy.

Parabolické reflektory ondřejovských radioteleskopů jsou umístěny na azimutálních montážích, jejichž poloha se nastavuje ve dvou kolmých souřadnicích - v azimutu a ve výšce, tj. v souřadnicích horizontálních, zatímco k dispozici máme obvykle přesný čas, deklinaci a čas pravého poledne, tj. v podstatě souřadnice ekvatoreální. Tím se řízení azimutální montáže prakticky redukuje na transformaci ekvatoreálních souřadnic na souřadnice horizontální.

V článku jsou definovány horizontální a ekvatoreální souřadnice hvězd a popsána metoda jejich transformace. Z možných způsobů řízení azimutálních montáží je jako optimální zvolen mikroprocesorový řídicí systém. Článek obsahuje

Popis potřebného programového vybavení a na základě vývojového diagramu popisuje řídicí algoritmus. V závěru článku je provedeno zhodnocení a rozbor chýb použité metody.

HORIZONTÁLNÍ A EKVATOREÁLNÍ SOUŘADNICE

Poloha hvězdy je určena polohou zorného paprsku, tvořeného spojnicí místa pozorování a pozorovaného objektu. Abychom mohli polohu zorného paprsku jednoznačně určit, musíme znát dvě nezávislé souřadnice /úhly/ vzhledem k definované bázi. Podle volby rovin, tvořících bázi souřadnicového systému rozeznáváme dva základní typy souřadnic - horizontální a ekvatoreální..

U horizontálních souřadnic jsou jako základní roviny vořeny rovina horizontu a rovina místního poledníku. Jedna souřadnice - výška /V/ - je definována jako úhel, který svírá zorní paprsek s rovinou horizontu a druhá souřadnice - azimut /A/ - je definována jako úhel, který svírá rovina místního poledníku s rovinou, určenou zorným paprskem a zenitem. Obě souřadnice jsou funkcemi času, a proto je jejich nezbytním doplňkem časový údaj. Podstatnou nevýhodou horizontálních souřadnic je nelineárnost jejich časové závislosti.

U ekvatoreálních souřadnic nastupuje namísto roviny horizontu rovina zemského rovníku a na místo zenitu pól. První souřadnice - deklinace / δ / - je definována jako úhel, který svírá zorný paprsek s rovinou rovníku, a druhá souřadnice - hodinový úhel /H/ - jako úhel, který svírá rovina místního poledníku s rovinou, určenou zorným paprskem a pólem. Výhodou ekvatoreálních souřadnic je to, že deklinace se během dne prakticky nemění a hodinový úhel je lineární funkcí času.

Pomocí vzorců sférické trigonometrie lze mezi horizontálními a ekvatoreálními souřadnicemi odvodit převodní vztah /1/.

$$\operatorname{tg} A = \frac{\cos \delta \sin H}{\cos \delta \sin \phi_0 \cos H - \sin \delta \cos \phi_0} \quad /1/$$

$$\sin V = \cos \delta \cos \phi_0 \cos H + \sin \delta \sin \phi_0 \quad /2/$$

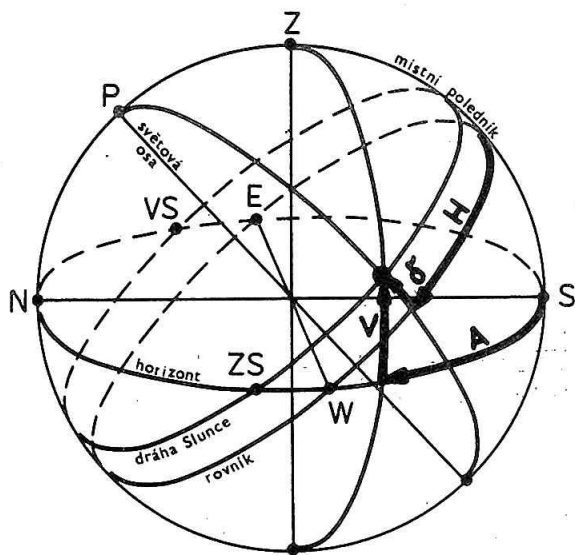
kde ϕ_0 je zeměpisná šířka místa pozorování.

Při výpočtu hodinového úhlu Slunce musíme brát v úvahu, že vzhledem k nerovnoměrnosti pohybu Slunce během roku neurčuje přesný čas skutečnou polohu Slunce, ale polohu "středního Slunce", pohybujícího se během roku rovnoměrně. Proto ani kulminace Slunce nenastává v pravé poledne, ale v tzv. čase pravého poledne / t_p /, který se během roku mění a který můžeme pro jednotlivé dny v roce nalézt např. ve hvězdářské ročence /2/. Pro hodinový úhel Slunce proto platí přibližný vztah

$$H = 15 /t - t_p/ + \psi_0 \quad /3/$$

kde ψ_0 je zeměpisná délka místa pozorování. Přesný čas /t/ i čas pravého poledne je zadáván ve světovém čase /UT/.

Označíme-li ve vzorcích /1/, /2/, /3/ výrazy konstantní během celého dne jako



$$\begin{aligned} B &= \sin \phi_0 \\ C &= \cos \phi_0 \cdot \operatorname{tg} \delta \\ D &= \cos \phi_0 \cdot \cos \delta \\ E &= \sin \phi_0 \cdot \sin \delta \quad /4/ \\ K &= 15 t_p - \psi_0 \end{aligned}$$

dostáváme pro převod souřadnic vztahy

$$A = \operatorname{arctg} \frac{\sin H}{B \cdot \cos H - C} \quad /5/$$

$$V = \operatorname{arcsin} [D \cdot \cos H + E] \quad /6/$$

$$H = 15 \cdot t - K \quad /7/$$

Vzorec pro výpočet azimutu však musíme poněkud upravit, protože zatím co azimut může nabývat hodnot z intervalu $[-\pi, \pi]$, je hlavní hodnota funkce arctg definována pouze na intervalu $[-\pi/2, \pi/2]$. Hranice tohoto intervalu nabývá právě tehdy, blíží-li se hodnota argumentu $\pm \infty$, tj. blíží-li se jmenovatel ve výrazu /5/ nule. Označíme-li jako kriticky hodinový úhel H_{kr}

hodinový úhel, při kterém tento jev nastává, dostáváme

$$H_{kr} = \arccos \frac{C}{B} \quad /8/$$

Výraz pro azimut pak můžeme psát ve tvaru

$$A = \begin{cases} \operatorname{sign} H \cdot |A_H| & \text{pro } |H| \leq H_{kr} \\ \operatorname{sign} H \cdot (\pi - |A_H|) & \text{pro } |H| > H_{kr} \end{cases} \quad /9/$$

kde A_H je hlavní hodnota funkce arctg ve výrazu /5/.

METODY ŘÍZENÍ AZIMUTÁLNÍ MONTÁŽE

Jak jsme ukázali v předchozím, spočívá řízení azimutální montáže v podstatě na transformaci ekvatorálních souřadnic na souřadnice horizontální. Tato transformace být prováděna dvěma způsoby - mechanicky nebo výpočtem, přičemž výpočet lze provádět buď "off-line" nebo v reálném čase.

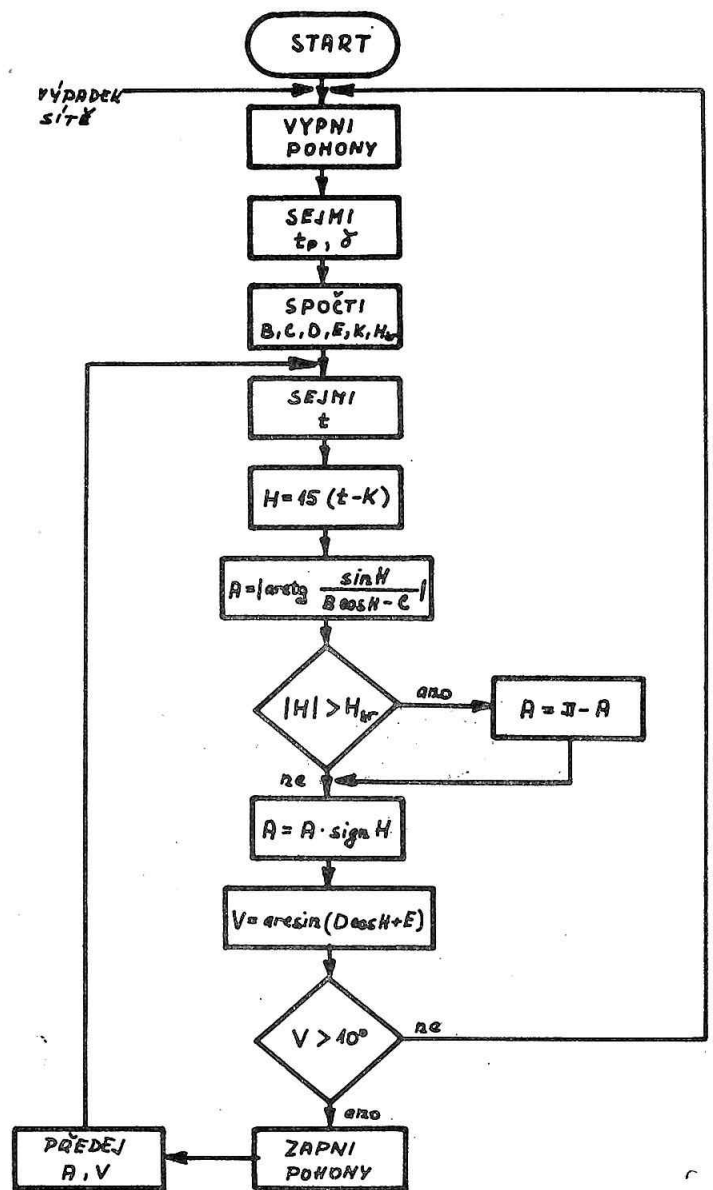
Mechanický převodník se skládá z malé paralaktické montáže, poháněné synchronním motorkem, která je mechanicky spřažena s montáží antény. Na této paralaktické montáži je umístěn elektrický kontakt, který spíná pohony v azimutu a ve výšce a tak řídí nastavení antén. Výhodou této metody je její jednoduchost, její nevýhodou je však poměrně malá přesnost v důsledku několika mechanických převodů plus veškeré nevýhody poloautomatického provozu, popsané v úvodu článku.

Výpočet "off-line" na počítači má výhodu velké přesnosti, avšak vypočtené hodnoty je nutné nejprve uložit na nějaké záznamové médium /děrná páska, magnetická páska/ a pak znovu snímat pro řízení pohonů. Výpočty i praktické zkoušky ukázaly, že vzhledem k požadované přesnosti měření a k šířce anténního svazku na nejvyšších přijímaných kmitočtech je třeba provádět korekce polohy antén každých 10-20 vteřin. Polohová data pro celý den pak již znamenají desítky metrů děrné pásky. Při ukládání dat na magnetickou pásku lze dosáhnout daleko větší hustoty záznamu, takže polohová data pro celý den se vejdu na jeden metr pásky a na jedno klubko pásky lze zaznamenat polohová data pro celý rok. Avšak magnetopásková jednotka je poměrně složitý, rozměrný a nákladný elektronický systém, který by byl v tomto případě prakticky nevyužit /čtení jednoho metru pásky za den/. Mimoto řízení magnetopáskové jednotky vyžaduje složitý řadič a mechanické části jednotky vyžadují periodickou údržbu.

Jako optimální řídicí systém se proto jeví malý stolní počítačový nebo mikroprocesorový systém, který měl ve své paměti trvale uložen příslušný řídicí a transformační program a který by byl schopen provádět transformaci souřadnic v reálném čase. Takovýto systém může mít všechny programy uloženy v pevné paměti ROM, takže zůstanou zachovány i v případě vypnutí nebo výpadku napájecího napětí. Mimoto mikroprocesorový systém neobsahuje žádné mechanické části a proto nevyžaduje ani údržbu a jeho spolehlivost je prakticky 100%. Protože ani na rychlost výpočtu nejsou kladeny žádné extrémní nároky, vystačíme s poměrně jednoduchým, levným a dostupným mikroprocesorovým systémem.

PROGRAMOVÉ VYBAVENÍ MIKROPROCESORU

Jako řídicí jednotka je v systému použit procesor TP8 československé výroby, ke kterému však výrobce nedodává prakticky žádné programové vybavení. Protože ani jeho strojový kód není kompatibilní se strojo-



Obr. 2 - Vývojový diagram řízení azimutální montáže.

vým kódem zahraničních mikroprocesorů, bylo nutno pro výpočet horizontálních souřadnic vytvořit potřebné programové vybavení. Podíváme-li se zpět na vzorce pro výpočet horizontálních souřadnic /4/, /5/, /6/, /7/ vidíme, že kromě běžných aritmetických operací /sčítání, odčítání, násobení a dělení/ čísel se znaménky potřebujeme naprogramovat i výpočet trigonometrických funkcí /sin, cos, tg/ a cyklometrických funkcí / arcsin, arccos, arctg/.

Vzhledem k požadované přesnosti výpočtu a organizaci paměti procesoru jsou volena čísla délky osm znaků, z nichž jeden znak zaujímá znaménko a zbývajících sedm znaků je tvořeno platnými ciframi. Aby byla zaručena přesnost výsledků na sedm platných cifer, pracuje vlastní aritmetika s čísly dvojnásobné délky /tj. umožňuje sčítat, odčítat a dělit dvě čtrnácticiferná čísla a násobit dvě sedmimístná čísla/. Trigonometrické a cyklometrické funkce jsou aproximovány částečnými součty rozvoje pomocí Čejbyševových polynomů, které mají oproti Taylorovým řadám výhodu stejnoměrnější konvergence v celém definičním oboru

$$f(x) = x \sum_{k=0}^N A_k T_k^*(x^2) = x \sum_{k=0}^N K_k^N x^{2k} \quad /10/$$

Tvar Čejbyševových polynomů $T_k^*/x/$ a hodnoty konstant A_k pro jednotlivé funkce lze nalézt např. v /3/.

Pro zjednodušení programu jsou využity převodní vztahy

$$\cos x = \sin (x + \pi/2)$$

$$\operatorname{tg} x = \frac{\sin x}{\cos x} = \frac{\sin x}{\sin (x + \pi/2)} \quad /11/$$

$$\arccos x = \pi/2 - \arcsin x$$

Protože řada pro funkci arcsin /x/ nekonverguje pro argumenty x v celém definičním oboru /-1,1/, ale pouze z intervalu /-1/√2, 1/√2/ a pro větší hodnoty argumentů je třeba provádět přepočty, ve kterých vystupuje odmocnina, je funkce arcsin počítána pomocí převodního vztahu

$$\arcsin x = \operatorname{arctg} \frac{x}{\sqrt{1-x^2}} \quad /12/$$

Tím se potřebné programové vybavení redukuje na výpočet funkcí sin, arctg a odmocnina. Funkce sin a arctg jsou počítány pomocí vzorce /10/, přičemž pro požadovanou přesnost výsledků na sedm platných míst vychází stupeň polynomu N=4 pro funkci sin a N=6 pro funkci arctg. Funkce √x je počítána pětinašobnou iterací pomocí vzorce

$$y_{n+1} = 0,5 \left(y_n + \frac{x}{y_n} \right) \quad /13/$$

Všechny výpočty jsou vzhledem k požadované minimální délce programu a maximální rychlosti výpočtu prováděny v pevné desetinné čárce. Aritmetika včetně po-

mocných operací /porovnávání velikosti dvou čísel, přesuny mezi operačními registry a paměti, přesuny bloků paměti a dalšími/ zabírá v paměti 1kB, program pro výpočet funkcí sin, arctg a odmocnina též 1kB.

ALGORITMUS ŘÍZENÍ MONTÁŽE

Na základě požadavků, kladených na systém, byl navržen řídicí algoritmus, jehož vývojový diagram je na Obr. 2.

Po zapnutí mikroprocesor vypne pohony a z palcových přepínačů na čelním panelu sejme údaje o deklinaci a čase pravého poledne, které byly pro daný den nalezeny ve Hvězdářské ročence /2/ a nastaveny na přepínačích v průběhu dne předšlého. Z nich pak pomocí vzorců /4/ vypočte hodnoty konstant B, C, D, E, K, H_{kr} , které uloží do paměti. Z rozvodu času sejme přesný čas, na jehož základě spočte hodinový úhel a absolutní hodnotu hlavní hodnoty azimutu. Poté testuje, zda absolutní hodnota hodinového úhlu je větší než hodinový úhel kritický; zní-li odpověď "ano", nahradí mikroprocesor hodnotu azimutu A hodnotou $\pi - A$ a výsledku přiřadí znaménko hodinového úhlu. Dále spočte podle vzorce /6/ výšku. Aby bylo zaručeno, že anténní reflektory nenarazí do země a že Slunce již vyšlo nad okolní stromy, testuje mikroprocesor, je-li výšky větší než 10^0 . Není-li tato podmínka splněna, vrátí se program na počátek a celý přechází sled operací se opakuje. Jakmile Slunce výjde 10^0 nad horizont, zapne mikroprocesor pohony a předá řídicím systémům údaje o azimutu a výšce. Poté sejme novou hodnotu času a spočte a předá nové hodnoty souřadnic. V této skrácené smyčce setrvá procesor do té doby, než večer výška Slunce poklesne pod 10^0 .

V případě přerušení dodávky elektrického proudu se po jejím obnovení programový čítač automaticky vynuluje, program se vrátí na počátek a mikroprocesor znovu vypočte hodnoty konstant B, C, D, E, K, H_{kr} , které byly při výpadku napájení ztraceny.

ZÁVĚR

Při praktických zkouškách se potvrdilo, že systém splňuje požadovaná kritéria. Díky úspornému návrhu proběhne program hlavní smyčkou za sedm vteřin, zkrácenou /bez výpočtů konstant/ pak za 4,5 vteřin, takže je reálný předpoklad korekce polohy antén každých 5 vteřin.

Při odvozování vzorců pro výpočet horizontálních souřadnic jsme však učinili dva zjednodušující předpoklady: deklinace během dne a časový úsek mezi dvěma kulminacemi Slunce jsou konstanty. Avšak ve skutečnosti se hodnota deklinace Slunce během dne mění. Největší změny nastávají kolem jarní a podzimní rovnodennosti / $\approx 25'$ /den/, což za předpokladu nastavení správné deklinace pro pravé poledne znamená při východu a západu Slunce chybu v deklinaci okolo $\pm 6'$. Obdobně vlivem nerovnoměrného pohybu Slunce se časová vzdálenost dvou po sobě následujících kulminací Slunce /časů pravého poledne/ může lišit až o 22 vteřin od 24 hodin, což, za předpokladu dvanáctihodinového pozorování, znamená ráno a večer chybu v určení hodinového úhlu okolo $\pm 1,5'$ /v poledne je chyba nulová/. V našem případě se však vzhledem k šířce anténních svazků na přijí-

maných kmitočtech /na kmitočtu 1000 MHz je šířka svazku pro poloviční výkon asi 3° / tyto chyby neuplatní. Pokud by se však systém využíval pro řízení antén s šířkou svazku srovnatelnou s těmito chybami, bylo by nutno do výpočtu zahrnout opravy na změny deklinace a délky pravého dne, což by však mělo za následek složitější, a tím i déle trvající výpočet.

LITERATURA

- /1/ Hacar, B.: Úvod do obecné astronomie. SPN, Praha 1963
- /2/ Hvězdářská ročenka /1982/. Academia, Praha
- /3/ Handbook of Mathematical Functions. Dover Publications, New York, 1972
- /4/ Dědina, B., Valášek, P.: Mikroprocesory a mikropočítače. SNTL, Praha 1981.
- /5/ Hall, D.: Microprocessors and Digital Systems. McGraw-Hill, New York 1980.

Poznámky k monochromatickým filtrům pro sledování chromosféry Slunce

I. ŠOLC, Astronomický ústav ČSAV, optická a vývojová dílna,
Turnov.

ABSTRAKT

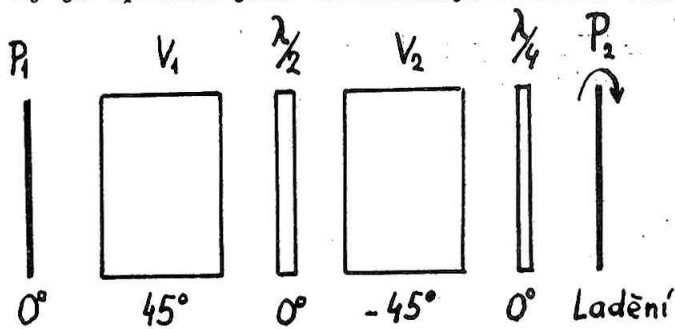
Zatímco vynález spektroheliokopu oslaví brzo stoleté výročí, je tomu teprve 52 let od prvního pokusu, kterým B. Lyot prokázal přednosti bezšterbinových monochromatických pozorování Slunce. Hlavní součást těchto zařízení - dvojlomný filtr - prodělala od těch dob veliký rozvoj. Později se zdálo, že dvojlomné filtry budou vytlačeny filtry Fabry-Perotovými. V současné době se však ukázalo, že dvojlomné filtry mají pro mnoha pozorování své nezastupitelné přednosti. Této tématice je věnována hlavní část našeho sdělení.

Je tomu již 52 let, co zvěčnělý B. Lyot namířil na Slunce svůj dalekohled s umělým Měsícem, korónograf /1, 2/. Tímto přístrojem mohl úspěšně pozorovat protuberance s použitím nepřilíš výkonného monochromatického filtru. Jeden z jeho úspěšných filtrů pro tento účel byl sestaven z kyvety o průměru 50 mm, hloubky 30 mm, naplněné nasyceným mírně okyseleným roztokem dusičnanu neodymového. Hrazení kratších vlnových délek pod 6563 \AA obstaral skleněný filtr R 2, silný 5 mm. Pokusy s tímto uspořádáním daly při pološířce 80 \AA dobré výsledky /3/. Bylo to v květnu 1932, tedy právě před půl stoletím.

Krátce na to zahájil Lyot éru dvojlomných polarizačních filtrů. Jeho práce v tomto směru byly inspirovány pokusy Mascartovými, Fabryovými, Perotovými a Woodovými /5, 6, 7/, kteří použili polarizované interference v křišťálové desce tloušťky přibližně 32 mm k izolaci jedné z čar sodíkového dubletu. Nezávisle na Lyotovi došel k stejné myšlence o šest let později Ohman /8/. Lyot zahájil sérii svých prací o dvojlomných filtrech článkem v Comptes rendus 1933 /9/ /první nápad prý měl už v roce 1927/ a s velkým elánem pracoval v tomto oboru až do své smrti /1952/. Tento příspěvek je tedy vzpomínkou na 30-ti leté výročí jeho odchodu. Nechť je mi prominuto, když vzpomenu, že jsem se začal zabývat dvojlomnými filtry rovněž právě před 30-ti lety, na popud nezapomenutelného A. Bečváře, žijícího tehdy tiše a skromně při pilné práci na svých hvězdných mapách v Brandýse nad Labem.

Dnes patří chromosférické dalekohledy k standardnímu vybavení observatoří. Jejich důležitou součástí zůstává i nadále kvalitní monochromatický filtr, který

je dosud v mnoha případech konstruován jako dvojlomný. Jeho koncepce bývá v úpravě Lyotově, nebo pro zvýšení propustnosti se používá filtru řetězového, který navrhl autor tohoto příspěvku /10, 11/. Nejčastěji však se používá filtrů kombinovaných. Pološířka těchto monochromatických filtrů závisí na nejsilnějším členu, který je vybroušen z vápence. V obvyklých případech bývá tato pološířka menší než 1,5 Å nejčastěji okolo 0,6 Å. V ojedinělých případech byly zhotoveny dvojlomné filtry s pološířkou menší než 0,1 Å /20/. Pro názornost uvádíme údaje o nejsilnějším vápencovém členu obvyklého dvojlomného filtru, který je upraven jako širokoúhlý. Sestava tohoto členu je patrná z Obr. 1.



Pro kvantitativní představu poslouží tabulka 1, kde je při vlnové délce $H\alpha$ vyjádřena závislost výstupní pološířky $\Delta\lambda$ spektrální čáry na tloušťce $d_1 = d_2$ vápencových destiček. Současně je připojen orientační údaj o přípustné sbíhavosti paprsků α , při níž není podstatně porušena funkce filtru.

Obr. 1 - Širokoúhlý dvojlomný Lyotův člen
/ $V_1 = V_2$ /.

TABULKA 1

$\Delta\lambda$ [Å]	d [mm]	α (')
10	0,64	~ 800
5	1,27	~ 580
2	3,17	~ 360
1,5	4,23	~ 320
1	6,34	270
0,8	7,92	240
0,6	10,56	210
0,5	12,67	190
0,4	15,84	170
0,3	21,12	150
0,2	31,68	120
0,1	63,35	85

Závislost tloušťky d vápencových destiček a přípustné konvergence α paprsků na požadované pološířce filtru $\Delta\lambda$ při vlnové délce $\lambda = 656,3$ nm.

Kdybychom chtěli počítat tloušťky d pro jiné případy než obsahuje tabulka 1, platí rovnice:

$$d_1 = d_2 = \frac{M \cdot \lambda}{4 \cdot \Delta\lambda} \quad /1/$$

kde M je podíl vlnové délky a dvojlomu /16/.

Výpočet přípustné konvergence α paprsků je složitější a závisí na tom, jaké dovolíme rozladění filtru $\partial\lambda$. Lze použít rovnice:

$$\alpha = \nu \cdot \sqrt{\frac{\partial\lambda}{\lambda}} \quad /2/$$

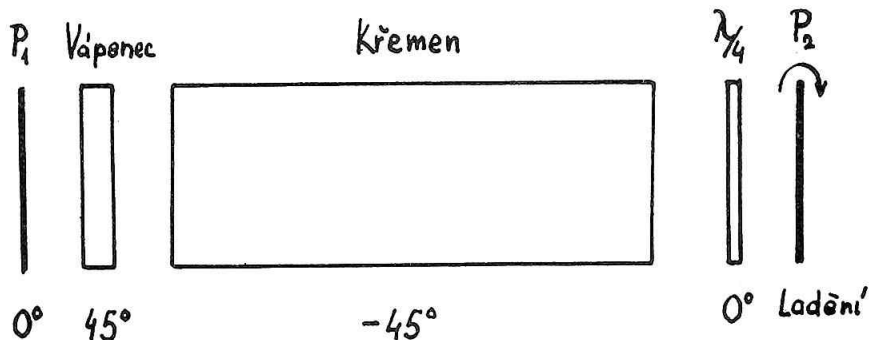
Při vyjádření \mathcal{X} v radiánech vycházejí pro různá uspořádání tyto přibližné hodnoty U:

TABULKA 2

Optický prvek	U
Jednoduchá křemenná destička	2,2
Jednoduchá vápencová destička	2,2
Půlená křem. destička dle Obr. 1	40
Kombinace křmen-vápenec tloušťky zhruba 17,5 : 1/	16

Hodnoty U pro rovnici /2/ při různých typech dvojlomných členů.

V tabulce 2 je na posledním místě další způsob rozšíření přípustné sbíhavosti paprsků pomocí kombinace křemene a vápence, přičemž optické osy obou krystalových destiček jsou k sobě kolmé. Mezi destičkami není umístěná destička $\frac{\lambda}{2}$. Poměry tloušťky křemenné a vápencové destičky jsou přibližně v poměru příslušných hodnot M podle /16/. Obr. 2.



Obr. 2 - Širokoúhlý kombinovaný Lyotův člen

Lyot uvedl ještě třetí širokoúhlou úpravu, skládající se ze tří desek. Dvě jsou obvykle vápencové a jedna křemenná. Tato úprava nebyla dosud v praxi použita.

Užitečné pole jednoduchých destiček /i řetězových filtrů/ má tvar hyperbol. Uhel \mathcal{X} v tomto případě stanoví stranu vepsaného čtverce, podle širokoúhlých soustav je přibližně kruhové. U jednoduchých destiček /i řetězových filtrů/ závisí změna vlnové délky $\partial\lambda$ na úhlu dopadu paprsku φ a jeho azimutu A podle rovnice:

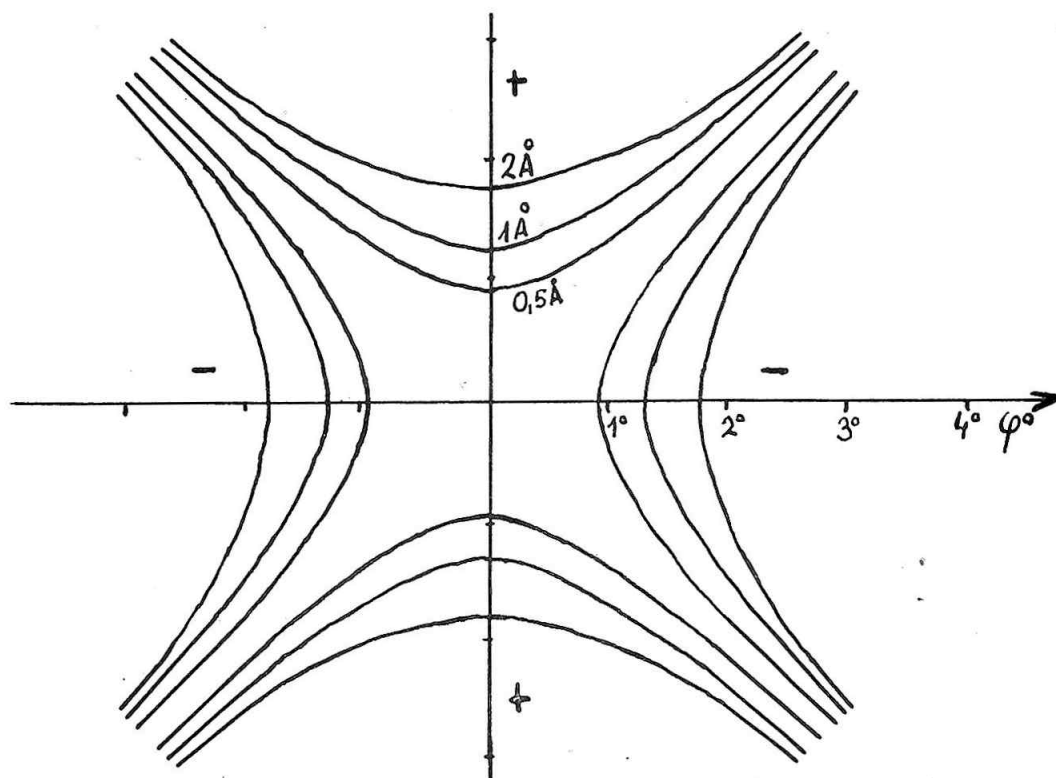
$$\partial\lambda = -\lambda \cdot \frac{\sin^2 \varphi}{2 \cdot \sqrt{n_o \cdot n_e}} \cdot \cos 2A \quad /3/$$

kde n_o a n_e jsou indexy lomu řádného a mimořádného paprsku. Počítáme-li rovnici /3/ numericky pro křemen při vlnové délce $\lambda = 6563 \text{ \AA}$ / $n_o = 1,541873$, $n_e = 1,550890$ / vychází pro maximální změny /2A = 0°/ tabulka:

MEZNÍ ROZKLADĚNÍ KŘEMENNÉ DESTIČKY PŘI ŠIKMÉM PRŮCHDU PAPRSKŮ /pro 6563 Å/

TABULKA 3

φ	$\frac{\partial \lambda}{\lambda}$	$\partial \lambda (\text{Å})$
0°	0	0
10'	$2,5 \cdot 10^{-6}$	$\pm 0,016$
20'	$1,1 \cdot 10^{-5}$	$\pm 0,072$
30'	$2,5 \cdot 10^{-5}$	$\pm 0,16$
40'	$4,4 \cdot 10^{-5}$	$\pm 0,29$
50'	$6,8 \cdot 10^{-5}$	$\pm 0,45$
1°	$9,8 \cdot 10^{-5}$	$\pm 0,65$
1°30'	$2,2 \cdot 10^{-4}$	$\pm 1,45$
2°	$3,9 \cdot 10^{-4}$	$\pm 2,58$
2°30'	$6,2 \cdot 10^{-4}$	$\pm 4,04$
3°	$8,9 \cdot 10^{-4}$	$\pm 5,81$

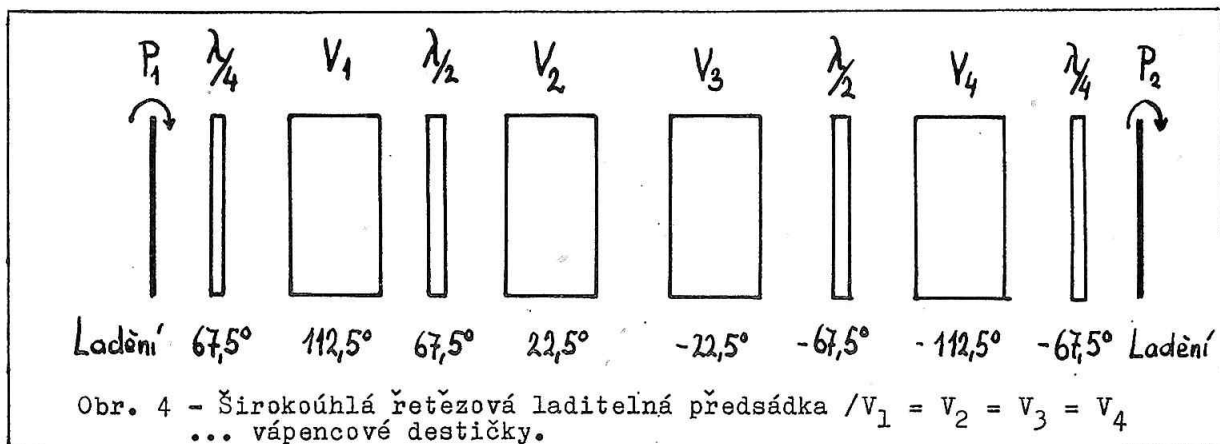


Obr. 3 - Zorné pole jednoduché křemenné destičky.

Při koncepci filtru, v níž převládá určitá orientace azimutů, může dojít k dvojitému ohnisku. Vložíme-li totiž do optické dráhy dalekohledu silnou desku z krystalu, vyřiznutou rovnoběžně s optickou osou, posunou se obrazy osově ve vztahu k hlavním indexům lomu. U křemene je pro 1 cm tloušťky vzdálenost dílčích obrazů 0,04 mm, u vápence stejné tloušťky až 0,7 mm. Vzhledem k různorodé orientaci azimutů i vzhledem k polarizační selekci obrazů se však tento jev může projevat rušivě jen v ojedinělých případech.

Řetězové dvojlomné filtry se dosud vyráběly bez záměrného rozšíření přípustné sbíhavosti paprsků. V takovém případě pro ně platí kriteria podobná jako jednoduché destičky. Aktuální se však ukazuje rozšíření přípustné sbíhavosti i zde. Jako nejlepší varianta přichází v úvahu rozdělení každé destičky na 2 poloviny podle Obr. 1, nebo koncepce z dvou různých materiálů podle Obr. 2. Pak získáme přípustnou konvergenci téměř o řád vyšší.

Speciální případ jednoduchého řetězového filtru s velkou konvergencí je např. vápencová předsádka se čtyřmi vápencovými destičkami dle Obr. 4. Volíme-li



tloušťku jednotlivé destičky okolo 15 mm, vychází pološířka takové předsádky přibližně 0,5 Å.

Důležitou složkou všech dvojlomných filtrů jsou vhodné imerze. Jejich index lomu n by měl splňovat podmínku:

$$n = \sqrt{n_o \cdot n_e} \quad /4/$$

což však není vždy reálné. Užívají se různé oleje, které jsou lepší než tuhý optický tmel /balzám/. Fredga použila glycerinu, s níž úspěšně vyřešila křemenný řetězový filtr pro pozorování při vlnové délce 2802,7 Å /15/. Otázka účinných imerzí zůstává dosud otevřená.

Stále aktuální je možnost ladění monochromatických filtrů. Jde jak o vyladění soustavy přesně do středu vlnové délky pozorované čáry, tak i o rychlé přeladování v malých mezích, které umožňuje měření radiálních rychlostí. Nejčastější řešení této úlohy u dvojlomných filtrů odpovídá Obr. 1. U nejužších širokouhlných členů je zařazena čtvrtvlnová destička /Senarmontův kompenzátor/, za kterou je otočný polarizátor. Jeho otáčením lze spojitě měnit vlnovou délku.

Je též možné použít dvou destiček čtvrtvlnových, mezi nimi se otáčí destička půlvlnová. Tento systém je sice složitější, ale přináší určitou výhodu při velkém počtu laděných členů, kde potom není nutné otáčet polarizátory. Jinou úpravou, výhodnou pro řetězové filtry, ověřil Evans /17/. Destičky filtru se rozdělí na dva klíny, jejichž posouváním se mění vlnová délka. Otavský používal s úspěchem naklánění řetězových filtrů. Evans dále spojil dva členy Lyotova filtru dohromady, čímž snížil počet nutných polarizátorů /21/. Jeho koncepcí "splít elementu" vychází z širokouhlého členu dle Obr. 1, kde destička $\lambda/2$ je nahrazená funkční destičkou filtru. Je to náznak cesty k řetězovým filtrům, které řeší snížení počtu polarizátorů výrazněji.

Při měření radiálních rychlostí je nutná možnost spolehlivé kalibrace pozemskými zdroji. V čáře vodíku H α se nejlépe osvědčují výbojky, plněné vodíkem a deuteriem. Vlnová délka deuteriové výbojky je 6561,2 Å, vlnová délka vodíkové výbojky je 6562,8 Å. Rozdíl 1,6 Å odpovídá reální rychlosti 75 km/s směrem k pozorovateli. S ohledem na tepelné rozlaďování filtrů je žádoucí, aby bylo možné tímto způsobem kdykoliv rychle přístroj okalibrovat.

Vedlejší maximum jednoho z vyrobených dvojlomných řetězových filtrů bylo v zelené oblasti. Barevně předsádkové sklo tohoto filtru bylo náhodou v zelené barvě nepatrně propustné. Těchto okolností využil Otavský pro barevný kontrast. V oblastech výrazné emise /protuberance/ byl obraz červený, v jiných oblastech zelený. Tak vznikly výrazné obrázky protuberancí, které svým kontrastem překonávaly obvyklé výsledky. Je možné, že podobný záměrně řízený efekt, případně dvojdřáhová filtrace s opětovným sjednocením obrazů by mohla přinést kvalitativně nové možnosti i při sledování chromosféry slunečního disku.

Nedostatek kvalitního vápence vedl k nahrazení úzkopásmových členů filtrů typu Fabry-Perotova. Původní práce jsou starého data, jejich smysl byl metrologický /"etalon"/. Teprve v nové době získal selektivní Fabry-Perotův interferometr význam monochromatického filtru /19/. Pološířka spektrální charakteristiky je nejen srovnatelná s pološířkou nejsektivnějších vápencových členů, ale lze ji zúžit až na 0,02 Å. Je však nutné poznamenat, že tak vysoká rozlišovací schopnost $R \sim 3 \cdot 10^5$ je vždy spojená s nedostatkem světelné energie a že tyto vysoce selektivní filtry se v sluneční optice uplatní jen ve speciálních případech.

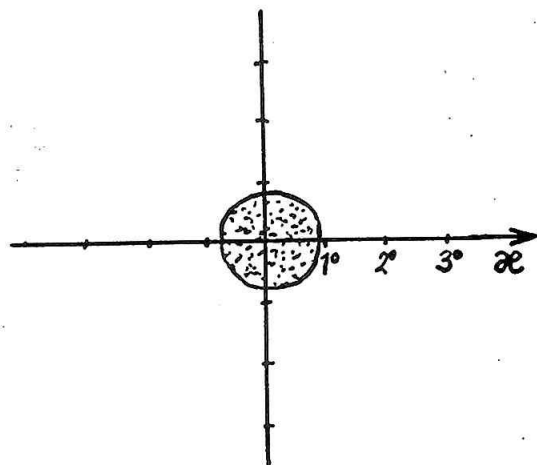
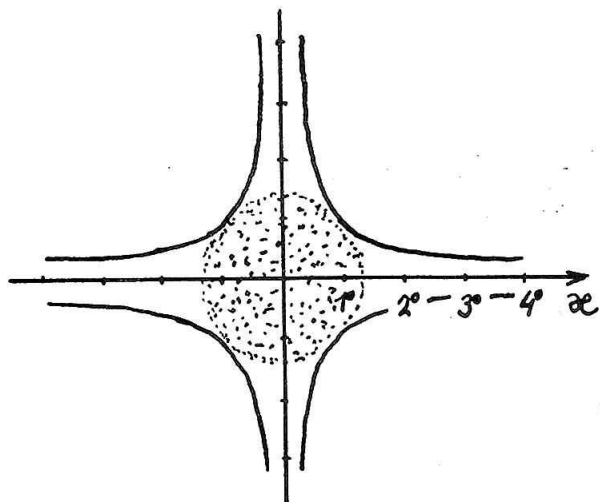
V astrofyzice mají novější význam Fabry-Perotovy filtry s pevným dielektrikem, které je z obou stran pokryté mnohovrstvovým dielektrickým zrcadlem. Výkladu použití Fabry-Perotových filtrů je věnována samostatná přednáška /dr. Lochman/, proto se zde omezíme jen na doplňkové poznámky.

Fabry-Perotovy filtry nelze upravit pro použití v silněji sbíhavém světle. Označíme-li rozlaďení opět $\partial \lambda$, pak pro přípustnou sbíhavost světla v kolmém dopadu platí podobný vztah, jako pro dvojlomný filtr s jednoduchými destičkami.

$$n_{max} < n \cdot \sqrt{\frac{\partial \lambda}{\lambda}} \quad /5/$$

Ve srovnání s rovnicí /3/ zde vystupuje nižší násobitel $n \approx 1,5$, dále rovnice /5/ popisuje pole kruhové, zatímco rovnice /3/ stanoví čtverec vepsaný

do hyperbolického pole. V praxi to znamená, že Fabry-Perotův filtr zpracuje bez škodlivého narušení křivky propustnosti paprsky, jejichž sbíhavost je asi polovina povolené sbíhavosti u jednoduchého dvojlomného filtru se stejnou rozlišovací schopností /Obr. 5a, 5b/.



Obr. 5a - Srovnání užitečného pole jednoduché kremenné destičky /5a/ s užitečným polem stejné výkonného členu Fabry-Perotova /5b/.

Obr.5b - Srovnání užitečného pole jednoduché kremenné destičky /5a/ s užitečným polem stejné výkonného členu Fabry-Perotova /5b/.

Velkým problémem je získání přesné a homogenní vrstvy vlastního dielektrika Fabry-Perotových filtrů. Tuto úlohu lze řešit trojím způsobem. Nejspolehlivější cesta je původní verze Fabryova a Perotova /metrologický etalon/, v němž je dielektrická vrstva vzduchová. Zrcadla jsou napařena na dostatečně silných skleněných deskách, nebo ještě lépe na deskách z taveného křemene. Je však nutné mechanicky dielektrickou vrstvu přesně a stabilně zaistit, což je obtížná úloha. Ladění takového filtru je možné buď změnou vzdálenosti zrcadel nebo úpravou tlaku plynného dielektrika /mění se index lomu/. Druhá metoda využívá nepatrné vrstvy. Kamenem úrazu je zde opět definice této vrstvy a její homogenita. Pokud je tato vrstva slabá /několik násobků pracovní vlnové délky filtru/, mluvíme o dielektrických filtrech, jejichž rozlišovací schopnost bývá okolo 10^2 až 10^3 . Chceme-li však zvětšit rozlišovací schopnost o rád i více, znamená to napařit zhruba desetkrát silnější dielektrikum v odpovídající kvalitě. Tento velmi náročný úkol se podařilo zvládnout některým firmám, jejich filtry jsou kvalitní a zaručuje se funkční stálost několik let. Třetí cesta je vybrousit dielektrickou vrstvu z opticky bezvadného materiálu. U těchto filtrů, kde dielektrikum bylo vybroušeno z křišťálu, se potvrdilo očekávání dr. Valníčka o neobyčejné stabilitě filtru, zvláště když dielektrická zrcadla jsou zhotovená tvrdou technologií a jsou přiměřeně vystárnutá. Tuto cestu sledujeme již řadu let a po prvých úspěších jsme prožili období stagnace, jejíž hlavní příčina je v neobyčejné náročnosti brusičské technologie. Zdá se však, že jsou možnosti zvýšit přesnost a reprodukovatelnost těch-

to filtrů, takže v řešení pokračujeme. Jako ukázkou použití našich Fabry-Perotových filtrů s broušeným dielektrikem "první generace" jsme sestavili malý chromosférický dalekohled o průměru objektivu 6 cm. O jeho vlastnostech referuje dr. Lochman, který pojedná systematicky o použití Fabry-Perotových filtrů ve sluneční fyzice.

Zde jenom na závěr upozorníme na možnost využití klínového Fabry-Perotova členu, jehož pološířka je 0,1 až 0,5 Å, jehož posouváním lze mapovat radiální rychlostní pole sledovaných oblastí. Při návrhu tohoto filtru poslouží rovnice, která vyjadřuje změnu tloušťky Δd destičky, při níž se interferenční jev posune právě o 1 proužek:

$$\Delta d = \frac{\lambda}{2n} \quad /6/$$

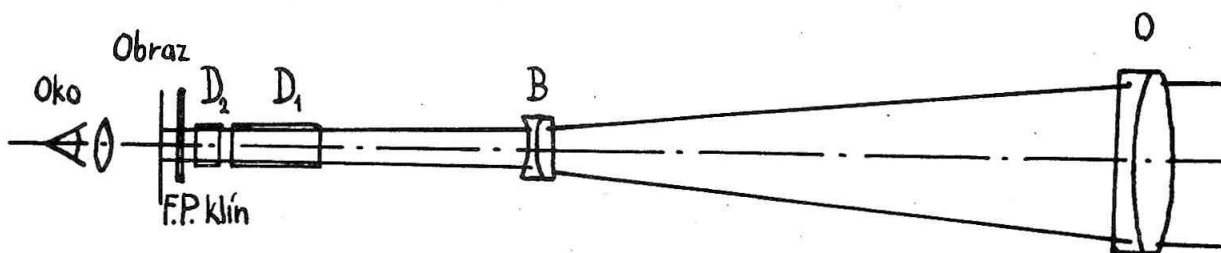
Zvolíme-li vlnovou délku 6563 Å a za index lomu dosadíme hodnotu pro řádný paprsek křemene při této vlnové délce $n = 1,541873$, vychází pro změnu tloušťky $\Delta d = 0,213 \mu\text{m}$. Vzdálenost jednotlivých maxim Fabry-Perotova filtru $\Delta/\lambda_1/$ je dána vztahem:

$$\Delta(\lambda_i) = \frac{\lambda}{k} \quad /7/$$

kde

$$k = \frac{2dm}{\lambda} \quad /8/$$

Dosadíme-li např. $d = 0,1 \text{ mm}$, pak po vlnovou délku $H\alpha$ při kremenném dielektriku vychází $k \approx 470$ a tedy $\Delta/\lambda_1/ \approx 14 \text{ Å}$. Protože změna tloušťky /klín/ o $0,213 \mu\text{m}$ odpovídá podle /6/ změně vlnové délky o 1 řád a tedy o 14 Å . Kdyby



Obr. 6 - Umístění Fabry-Perotova klínového filtru v chromosférickém dalekohledu.

tedy při celkové tloušťce klínu 0,1 mm bylo stoupání takové, že by na vzdálenosti 14 mm se tloušťka změnila o $0,213 \mu\text{m}$, odpovídala by posunů klínu o 1 mm změna vlnové délky o 1 Å /takový klín by měl úhel $3,15''$ /. Kdybychom chtěli obecně dodržet požadavek, aby posunu klínu o 1 mm odpovídala změna vlnové délky o P angströmů, je úhel klínku η dán rovnicí:

$$\text{tg } \eta = P \cdot \frac{d(\text{mm})}{(\text{Å})} \quad /9/$$

Nejvhodnější umístění takového klínovitého Fabry-Perotova členu je v blízkosti ohniskové roviny chromosférického dalekohledu /Obr. 6/.

Zvláštním typem filtru je dvojlomný filtr s mnohonásobným průchodem paprsků /23/. Jde o řetězový filtr, jehož soustava je nahrazena jedinou destičkou, umístěnou mezi dielektrickými zrcadly. Po obou stranách destičky jsou Faradayovy rotátory, které stáčí při každém následujícím průchodu azimut polarizo-

vaného světla o příslušný úhel. Šolc řešil tuto úpravu trojicí destiček, z nichž obě krajní mají poloviční tloušťku a na jejich vnější straně je napařeno dielektrické zrcadlo. Vhodným natočením azimutů trojice destiček se ovládá funkce filtru. Dvojlomné filtry s mnohonásobným průchodem paprsků dosud nebyly v praxi použity.

Rovněž Ůhmanův pokus využít promonochromatické studium chromosféry selektivní rotace polarizační roviny, kterou jeví plyny v magnetickém poli /24/ zůstal jen jako laboratorní kuriozita.

Zdá se, že nejvyšší nároky na detailní studium spektrálních dějů na povrchu Slunce lze splnit nejlépe špičkovým dokonalým dvojlomným filtrem speciální koncepce, který je konstruován jako jeden celek s kompletní zobrazovací soustavou. Tento cíl máme na mysli i v naší příští práci.

Návrh dvojlomného chromosférického filtru

K tomuto tématu nás vedou předchozí úvahy. Zdá se totiž, že vhodně koncipovaný nekonvenční dvojlomný systém by mohl zlepšit současnou situaci instrumentálních možností pro pozorování chromosféry. Základem by byl křemenný dvojlomný filtr pevně vestavěný v kvalitním chromosférickém dalekohledu. Korekce optické soustavy dalekohledu by respektovala vliv velkého křemenného filtru i dalších monochromatizujících členů na jakost zobrazení, při výpočtu aberací by se systémem korigoval jako celek. Základný křemenný filtr by propouštěl sérii astronomicky zajímavých čar s pološířkou okolo 2 Å. Vzdálenost sousedních maxim by umožňovala izolaci jediné z těchto čar kvalitním dielektrickým filtrem. Konečně následný vápencový člen, koncipovaný jako širokoúhlý laditelný /řetězový/ filtr, zúží žádanou vlnovou délkou na cca 0,3 až 0,6 Å, s možností plynulého rychlého ladění v malých mezích s přesnou kalibrací. Tento systém by obsahoval pouze 3 polarizátory, byl by operativní, měl by velkou propustnost a univerzálnější použití. V první variantě se počítá s průměrem objektivu asi 14 cm /vejde se do normalizovaných stavebnicových tubusů, které vyrábí dílna v Ondřejově/. Podle uvážení by mohl být objektiv i apodizovaný.

LITERATURA

- /1/ Lyot, B.: Comptes rendus 191 /1930/ str. 834.
- /2/ Lyot, B.: Comptes rendus 193 /1931/ str. 1169.
- /3/ Lyot, B.: Comptes rendus 195 /1932/ str. 943.
- /4/ Lyot, B.: Annales d'Astrophysique 7 /1944/ str. 31.
- /5/ Mascart, E.: Annales scientifiques de l'École Normale supérieure 3 1874 str. 395.
- /6/ Fabry, C., Perot, A.: Comptes rendus 130 /1900/ str. 653.
- /7/ Wood, R. W.: Phys. Zeitschr. 15 /1914/ str. 313.
- /8/ Ůhman, Y.: Nature 141 /1938/ str. 157.
- /9/ Lyot, M. B.: Comptes rendus 197 /1933/ str. 1593.
- /10/ Šolc, I.: Čs. čas. fyz. 3 /1958/ str. 366.
- /11/ Šolc, I.: JOSA 55 /1965/ str. 621.
- /12/ Otavský, K.: Die Sterne 33 /1957/ str. 151

- /13/ Mikulaschek, E.: Závěrečná zpráva VÚPEF - Praha č. 4030/1414/57.
- /14/ Evans, J. W.: JOSA 39 /1949/ str. 229.
- /15/ Fredga, K.: The Astrophys. Journ. 144 /1966/ str. 854.
- /16/ Šolc, I.: Czech. Journ. Phys. B14 /1964/ str. 347.
- /17/ Evans, J. W.: Applied Optics 2 /1963/ str. 193.
- /18/ Jenkins, F. A., White, H. E.: Fundamentals of Optics mc Graw-Hill Co,
New York 1957.
- /19/ Title, A.: Solar Satelittle Project - Harvard College observatory TR-18
/1970/.
- /20/ Steel, W. H.: National Standard Laboratory Technical Paper No 17 - Au-
stralia, Melbourne 1961.
- /21/ Ewans, J. W.: JOSA 39 /1949/ str. 229.
- /22/ Koester, Ch. J.: JOSA 49 /1959/ str. 405.
- /23/ Katzenstein, J.: United Kingdom Atomic Energy Authority Research Grup
- Culham Laboratory Abingdon Berkshire 1968.
- /24/ Öhman, Y.: Stockholms Observatoriums Annaler Bd. 19 /1956/ str. 3.

Fabry-Perotův filtr

v systému chromosferického dalekohledu

J. LOCHMAN, Astronomický ústav ČSAV, optická vývojová dílna
Turnov

I. ŠOLC, Astronomický ústav ČSAV, optická vývojová dílna
Turnov

Tvar spektrální křivky propustnosti dvuplomných fíltrů je podobný spektrální křivce propustnosti Fabry-Perotova etalonu. Fabry-Perotův etalon je znám od roku 1879 /4/. Původně byl používán v měření délek a vlnových délek světla. Použití Fabry-Perotův etalon ve funkci monochromatického filtru ve sluneční fyzice navrhl v roce 1940 Evans. Prakticky tuto myšlenku poprvé realizoval v roce 1947 Billings /5/, který použil za základ Fabry-Perotova filtru desítku vyřezanou ze slídy. Takto vyrobil filtr s pološířkou propustnosti 0,3 nm pro sledování protuberancí a s menší pološířkou pro sledování chromosféry. Přísné požadavky které je nutné splnit při výrobě Fabry-Perotova filtru způsobily, že se Fabry-Perotův etalon neuplatnil v padesátých a šedesátých letech jako monochromatický filtr, jeho principu však bylo použito při výrobě metalinterferenčních a později dielektrických fíltrů.

Při návrhu dalekohledu s Fabry-Perotovými filtry musíme mít na zřeteli jak dostatečnou rozlišovací schopnost dalekohledu, tak maximální přípustnou konvergenci zobrazujících světelných svazků, danou konkrétní funkcí Fabry-Perotova filtru v dalekohledu.

Požadavek rozlišovací schopnosti dalekohledu je jednoznačně dán průměrem objektivu. Objektiv průměru P /mm/ rozliší ve světle vlnové délky λ ještě dva body, je-li jejich úhlová vzdálenost ve vteřinách

$$\psi'' = 1,22 \cdot \frac{\lambda}{P} \quad /1/$$

Pro světlo vlnové délky $\lambda = 656,3$ nm dostaneme úhlové rozlišení ve vteřinách

$$\psi'' = \frac{164}{P} \quad /2/$$

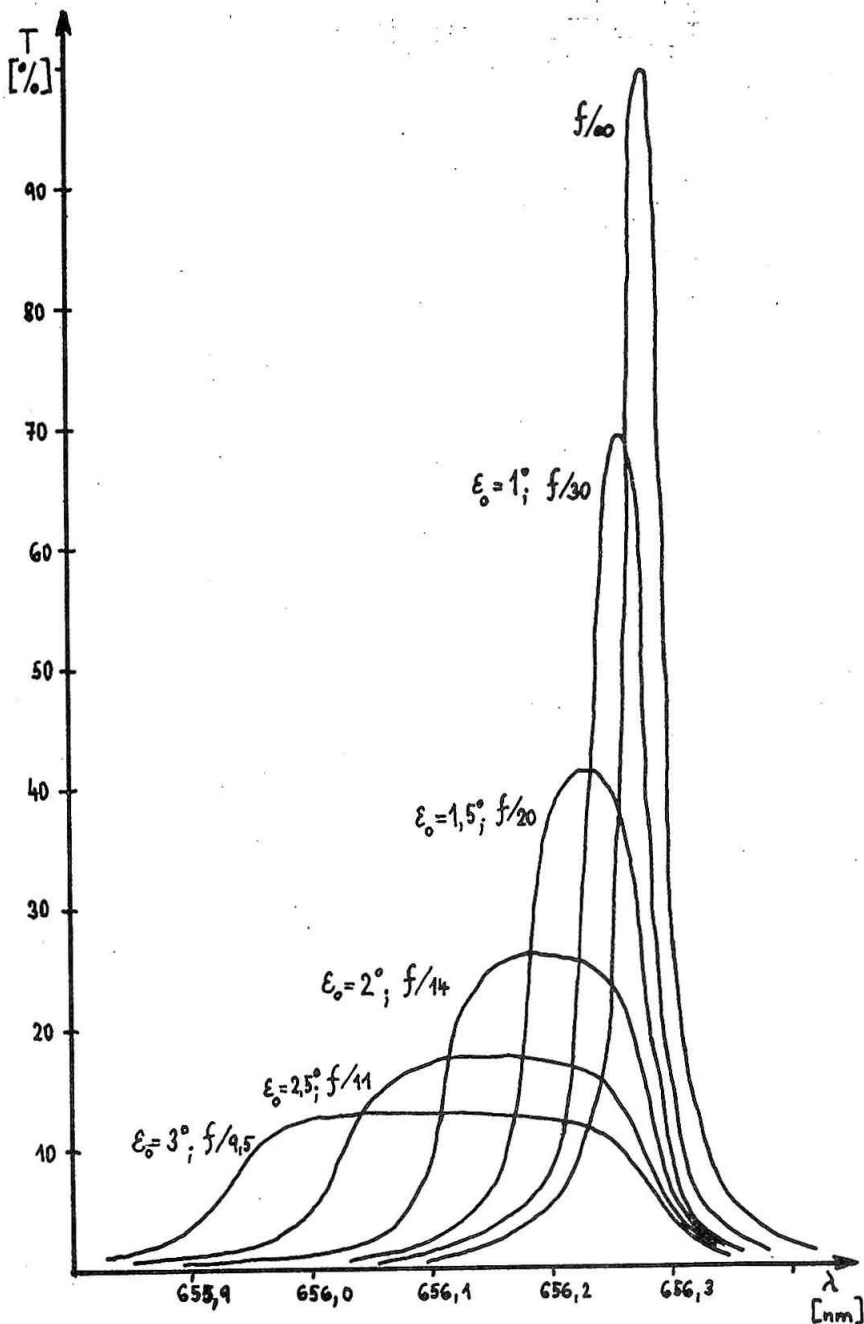
Při konstrukci dalekohledu s Fabry-Perotovými filtry máme v podstatě tři možnosti umístění filtru:

1. Před objektiv dalekohledu.
2. V konvergentním světelném svazku v blízkosti primárního ohniska.
3. V rovnoběžných světelných svazcích vytvořených pomocným objektivem.

Každá z těchto možností má své meze uplatnění. Ve všech případech je nejvýhodnější umístit filtr kolmo k optické ose dalekohledu.

FABRY-PEROTŮV FILTR PŘED OBJEKTIVEM DALEKOHLEDU

Nejjednodušší způsob umístění filtru je před objektivem dalekohledu. Konvergence dopadajícího světla je zde dána pouze úhlovými rozměry zobrazované oblasti, přitom každý bod předmětu v nekonečnu je zobrazován rovnoběžným svazkem, který svírá s optickou osou obecně nenulový, v případě zobrazení Slunce malý $\alpha < 0,5^\circ$ / úhel α . Pro zorné pole menší než 5° / $\alpha < 2,5^\circ$ je pološířka propouštěného maxima filtru prakticky zachována.



pouštěného maxima filtru prakticky zachována. Ve směru od optické osy k okraji zobrazované oblasti však dojde k posuvu vlnové délky. Tento posuv je dán vztahem:

$$\lambda_\alpha = \frac{\lambda_0}{n} \sqrt{n^2 - \sin^2 \alpha} \quad (3)$$

$$\Delta \lambda = \lambda_0 - \lambda_\alpha \approx \lambda_0 \frac{\sin^2 \alpha}{2n^2}$$

kde λ_0 je vlnová délka maxima propustnosti filtru při kolmém dopadu, n index lomu dielektrika filtru.

Pro filtr s funkční dielektrickou půlvlnnou vrstvou vyrobenou z pevné látky o indexu lomu $n = 1,5$ je v případě filtru, jehož osa splývá s osou objektivu dalekohledu, kraj zorného pole průměru $40'$ zobrazen v oblasti vodíkové čáry H_α světlem vlnové délky o $0,005$ nm kratší než střed zobrazované oblasti.

Obr. 1 - Fabry-Perotův filtr v televentrickém svazku. Zobrazení osového bodu, závislost spektrální charakteristiky propustnosti na relativním otvoru objektivu.

FABRY-PEROTŮV FILTR V TELECENTRICKÉM SVAZKU

V systému relativního otvoru 1:P je obraz v ose dalekohledu vytvářen světelným kuželem úhlových rozměrů $\pm \xi_0$, kde $\xi_0 = \arctg 1/2.P$.

Do takového světelného kužele umístíme před primární ohnisko objektivu dalekohledu Fabry-Perotův filtr. Budeme předpokládat kolmý dopad osy světelného svazku na filtr. Spektrální charakteristika Fabry-Perotova filtru při zobrazení osového bodu bude dána vztahem:

$$\frac{I_t(\lambda)}{I_d(\lambda)} = \frac{\lambda}{\lambda_0^2 \epsilon_0} \int_0^{\xi_0} \frac{|K_{\theta}| d\epsilon}{1 + F \sin^2 \left(\frac{2\pi}{\lambda} \cdot d \cdot \sqrt{n^2 - \sin^2 \epsilon} \right)} \quad /4/$$

$F = \text{const}, d = \text{const}$

a pro zobrazení mimoosého bodu vztahem:

$$\frac{I_t(\lambda)}{I_d(\lambda)} = \frac{\lambda}{\lambda_0^2 \epsilon_0} \int_{\arccos \frac{\epsilon^2 + \epsilon' - \epsilon_0^2}{2\epsilon\epsilon'}}^{\arccos \frac{\epsilon_0 - \epsilon' - \epsilon}{2}} \frac{|K_{\theta}| d\epsilon}{1 + F \sin^2 \left(\frac{2\pi}{\lambda} \cdot d \cdot \sqrt{n^2 - \sin^2 \epsilon} \right)} \quad /5/$$

kde $I_d(\lambda)$, $I_t(\lambda)$ jsou intenzity světla dopadajícího a propouštěného, člen $1/\text{tg}^2 \xi_0$ zajišťuje normování na jednotkovou plochu objektivu a ξ je úhlová vzdálenost zobrazovaného bodu od osy.

Spektrální křivky propustnosti teoreticky bezztrátového filtru s funkční dielektrickou $\lambda/2$ vrstvou z pevného materiálu indexu lomu $n = 1,5$, opatřeného zrcadly s odrazivostí $R = 0,95$, který má při kolmém dopadu maximum propustnosti řádu 342 ve vlnové délce $\lambda = 656,3$ nm jsou uvedeny na obrázcích 1 - 4.

V následující tabulce jsou uvedeny vlastnosti takového filtru při zobrazení osového bodu různě sbíhavými světelnými svazky.

TABULKA

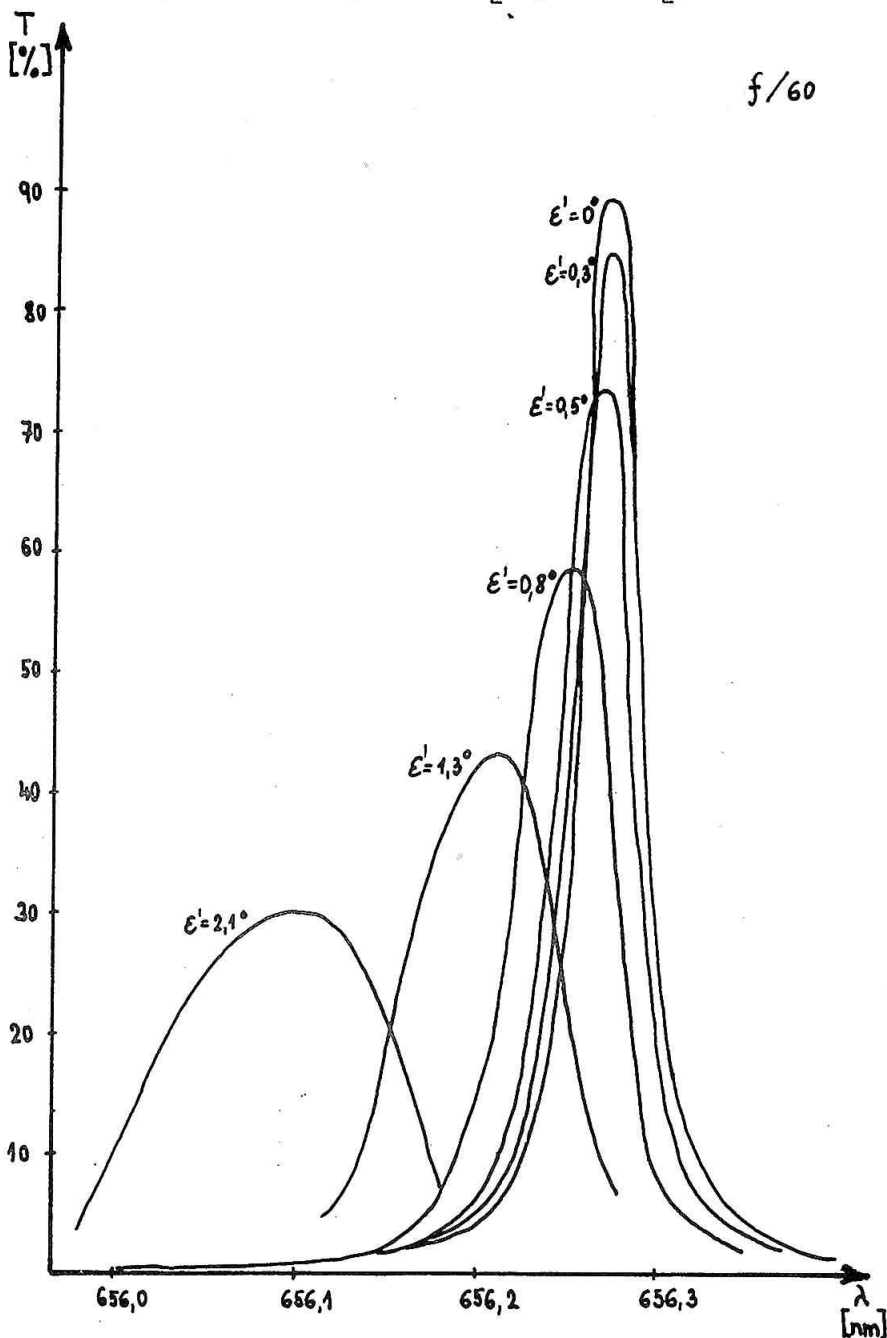
1:P	λ_0 [nm]	T max [%]	$\Delta \lambda$ [nm]
f/∞	656,28	100	0,04
f/30	656,26	68	0,06
f/20	656,23	42	0,10
f/14	656,19	26	0,18
f/11	656,15	17	0,26
f/10	656,10	13	0,37

Pozn.: 1:P relativní otvor, λ_0 vlnová délka maxima propustnosti, T max maximální intenzita propustnosti, $\Delta \lambda$ pološířka propustnosti.

FABRY-PEROTŮV FILTR V AFOKÁLNÍ DRÁZE

Požadavek na minimální konvergenci zobrazujících světelných svazků, který musíme splnit pro zajištění správné funkce Fabry-Perotova filtru v systému dalekohledu, vede k myšlence umístit filtr v afokální dráze /Obr. 5/.

Objektivem σ_1 průměru d_1 a ohniskové vzdálenosti f_1 vznikně v jeho ohniskové rovině obraz /průměru p / nekonečně vzdáleného předmětu, jehož úhlový rozměr je $\Omega = 2\omega$. Obrazová ohnisková rovina objektivu σ_1 je předmětovou ohniskovou rovinou pomocného objektivu σ_2 /průměr d_2 , ohnisková vzdálenost f_2 /. Tento



objektiv převádí zobrazení sbíhavými svazky na zobrazení rovnoběžnými světelnými svazky. Ve vzdálenosti b za objektivem σ_2 vzniká obraz objektivu σ_1 vytvořený objektivem σ_2 . V tomto místě je zřejmě průměr světelných svazků za σ_2 nejmenší. Je to proto nejvhodnější poloha pro umístění Fabry-Perotova filtru. Ve vzdálenosti, která je větší než b , je za objektivem σ_2 umístěn další objektiv σ_3 /průměr d_3 , ohnisková vzdálenost f_3 /, který převádí zobrazení na zobrazení sbíhavými svazky.

Pro nejvhodnější polohu pro umístění Fabry-Perotova filtru platí:

$$b = \frac{f_2 / f_1 + f_2 / f_1}{f_1} \quad /6/$$

Přitom minimální průměr filtru, při kterém je plně využita apertura objektivu σ_1 je

$$g = \frac{f_2}{f_1} d_1 \quad /7/$$

Obr. 2 - Fabry-Perotův filtr v telecentrickém svazku. Relativní otvor 1:60, závislost spektrální charakteristiky propustnosti na úhlové vzdálenosti zobrazovaného bodu od optické osy objektivu.

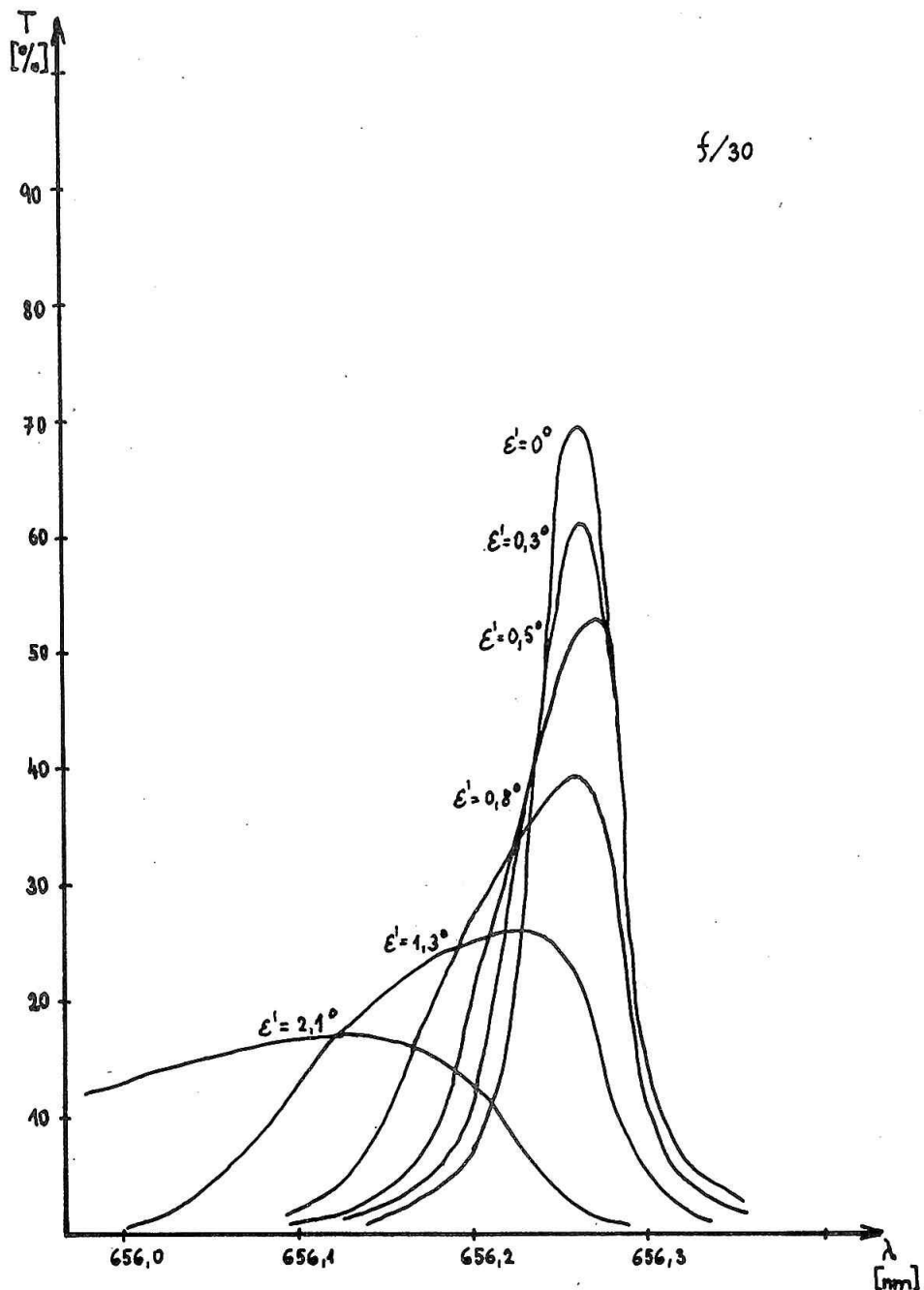
a průměr pomocného objektivu σ_2 je

$$d_2 = \frac{d_1 f_2 + p / f_1 + f_2 / f_1}{d_1 \cdot f_1} /8/$$

Afokální svazek světelných paprsků, který odpovídá zobrazení nekonečně vzdáleného bodu na optické ose, je rovnoběžný s optickou osou. Zobrazení nekonečně vzdáleného bodu v úhlové vzdálenosti ω od optické osy bude v afokální dráze systému uskutečněno rovnoběžným svazkem světla, který bude s optickou osou dalekohledu svírat úhel ω' , pro který platí:

$$\omega' = \frac{d_2}{g} \cdot \omega$$

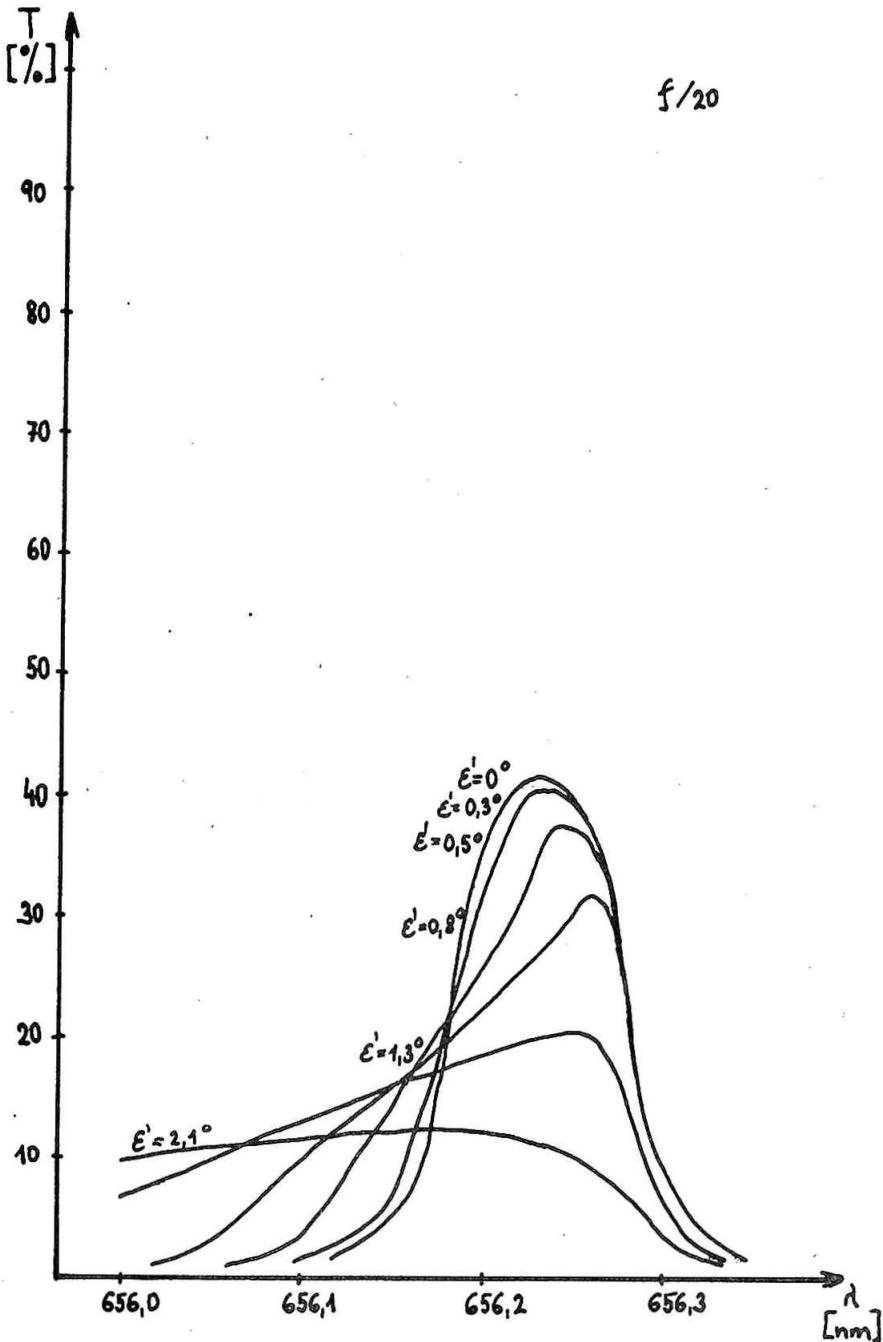
/9/



Obr. 3 - Fabry-Perotův filtr v telecentrickém svazku. Relativní otvor 1:30, závislost spektrální charakteristiky propustnosti na úhlové vzdálenosti zobrazovaného bodu od optické osy.

V případě umístění filtru v afokální dráze jsou podmínky pro činnost filtru podobné případu, kdy je filtr umístěn před objektivem dalekohledu. Je-li filtr umístěn kolmo k optické ose dalekohledu, bude střed zorného pole zobrazen ve světle vlnové délky λ_0 větší než kraj. Posuv vlnové délky maxima propustnosti filtru ke kraji zorného pole bude určen vztahem:

$$\Delta\lambda = \lambda_0 \frac{\sin^2 \omega'}{2n^2} \quad /10/$$



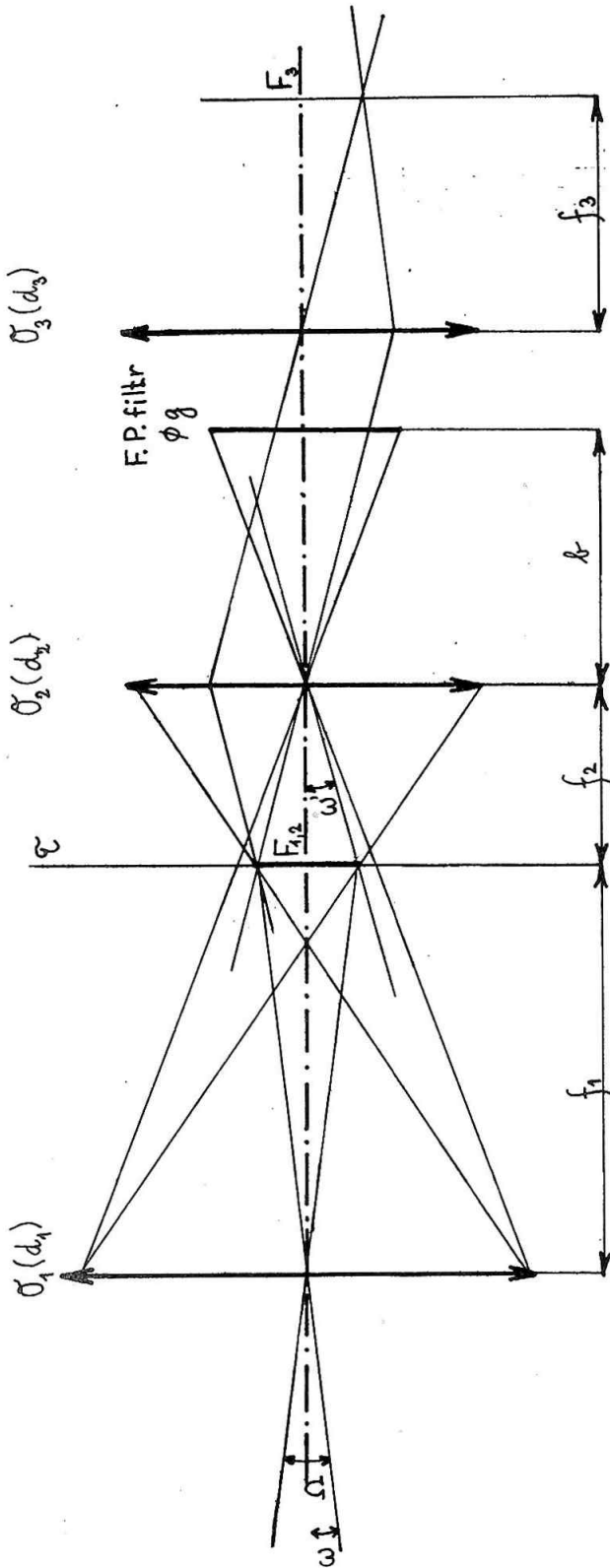
Obr. 4 - Fabry-Perotův filtr v telecentrickém svazku. Relativní otvor 1:20, závislost spektrální charakteristiky propustnosti na úhlové vzdálenosti zobrazovaného bodu od optické osy.

Je zřejmé, že v případě kdy průměr filtru g je menší než průměr objektivu σ_1 dalekohledu /což je častější případ/, bude spektrálně využitelné zorné pole systému menší v poměru průměrů filtru a objektivu σ_1 než v případě, kdy je filtr umístěn před objektivem dalekohledu /v tomto případě filtr svým průměrem omezí úhlovou rozlišovací schopnost dalekohledu/.

ZÁVĚR

Umístění Fabry-Perotova filtru před objektivem dalekohledu poskytuje pro chromosferický dalekohled dostatečně velké zorné pole, v kterém se uskuteční kvalitní monochromatické zobrazení. Protože Fabry-Perotův filtr většího průměru není v současné době z důvodu velké technologické náročnosti na výrobu dosažitelný, omezí filtr malého průměru v nežádoucí míře rozlišovací schopnost dalekohledu. Afokální dráha umožní zachovat rozlišovací schopnost za cenu zmenšení zorného pole, které je ze spektrálního hlediska zobrazeno s požadovanou kvalitou.

Fabry-Perotův filtr umístěný v konvergentním světelném svazku v blízkosti primárního ohniska je použitelný v dalekohledech relativního otvoru 1:30 a menšího. Toto řešení umožňuje pozorovat s kvalitním filtrem celý sluneční disk. Při použití filtru průměru 30 mm lze objektivem průměru 100 mm zobrazit spektrálně kvalitně oblast úhlového průměru až $0,5^\circ$.



Obr. 5 - Schema umístění Fabry-Perotova filtru v afokální dráze.

LITERATURA

- /1/ Born, M., Wolf, E.: Osnovy optiky, ruský překlad, Moskva 1973
- /2/ Fuka, J., Havelka, B.: Optika, Praha 1961
- /3/ Furman, Š. A.: Optiko-mechaničeskaja promyšlennost', 1968, č. 9/50
- /4/ Gigas, E.: Handbuch fur die Verwendung von Invardrahten bei Grundlinienmessungen, Berlin, 1934
- /5/ Kuiper, G. P.: Solnce, ruský překlad, Moskva 1957
- /6/ Sládková, J.: Interference světla, Praha, 1967
- /7/ Šolc, I.: Jemná mechanika a optika, 1977, č. 1/20
- /8/ Title, A.: Fabry-Perot Interferometers as Narrow-Band Optical Filters, Harvard College Observatory, 1970.

Magnetosferická kanalizácia nf a vf elektromagnetických vln budených na zemskom povrchu

P. BOBOVNICKÝ, Geofyzikálny ústav SAV, Bratislava

ABSTRAKT

Robí sa podrobné odvodenie vzorcov pre výpočet prijatého výkonu a signálového napätia v prijímacej anténe pri šírení nízkofrekvenčných a vysokofrekvenčných elektromagnetických vln magnetosferickým kanálom. Magnetosferický kanál predstavuje válcový nezaplnený alebo zaplnený plazmový vlnovod orientovaný v smere siločiar geomagnetického poľa. Pri odvedení sa predpokladá, že elektromagnetický vysielač a prijímač sú umiestené na zemskom povrchu.

V príspevku sa odvodzuje vzťah pre prijatý výkon v prípade šírenia válcovým vlnovodom orientovaným v smere siločiar geomagnetického poľa. Na základe odvodených vzorcov sa počíta signálové napätie v prijímacej anténe umiestenej na zemskom povrchu. V prvom rade odvodzuje sa vzťah pre prijatý výkon s ohľadom na šírenie vo voľnom priestore. Budeme predpokladať, že elektromagnetický vysielač je umiestený na zemskom povrchu. Pre hustotu vyžiareného výkonu v oblasti dolnej ionosféry je možné napísať vzťah

$$S_1^a = \frac{P_v D_v}{4\pi h^2} \quad /1/$$

kde S_1^a je hustota vyžiareného výkonu v oblasti vstupnej apertúry magnetosferického vlnovodu, P_v je výkon elektromagnetického vysielača, D_v je zisk vysielačnej antény, h je výška dolnej ionosféry. Výkon prijatý vstupnou apertúrou magnetosferického vlnovodu bude

$$P_1^a = S_1^a A_1^a \quad /2/$$

kde A_1^a je plocha vstupnej apertúry magnetosferického vlnovodu. Pre plochu vstupnej apertúry kruhového válcového magnetosferického vlnovodu bude platiť

$$A_1^a = \pi r^2 \quad /3/$$

kde r je polomer kruhového magnetosferického vlnovodu.

Po dosadení vzťahov /1/ a /3/ do vzťahu /2/ obdržíme

$$P_1^o = \frac{P_v D_v r^2}{4h^2} \quad /4/$$

Hustota výkonu v magnetosferickom vlnovode bude vyjadrená nasledovným spôsobom

$$S_v = \frac{P_1^o}{A_v} \quad /5/$$

kde A_v je celková plocha magnetosferického vlnovodu pre ktorú bude platiť

$$A_v = 2\pi r l_v \quad /6/$$

kde l_v je dĺžka magnetosferického vlnovodu. Po dosadení vzťahov /4/ a /6/ do vzťahu /5/ bude výkonová hustota v magnetosferickom vlnovode

$$S_v = \frac{P_v D_v r^2}{4 h^2 2\pi r l_v} \quad /7/$$

Výkon prijatý výstupnou apertúrou magnetosferického vlnovodu bude potom

$$P_2^o = S_v A_2^o \quad /8/$$

kde A_2^o je plocha výstupnej apertúry magnetosferického vlnovodu pre ktorú platí vzťah

$$A_2^o = \pi r^2 \quad /9/$$

a po dosadení vzťahov /7/ a /9/ do vzťahu /8/ je výkon prijatý výstupnou apertúrou magnetosferického vlnovodu

$$P_2^o = \frac{P_v D_v r^3}{4 h^2 2 l_v} \quad /10/$$

Hustota výkonu vyžiareného výstupnou apertúrou magnetosferického vlnovodu na zemskom povrchu bude vyjadrená vzťahom

$$S_p = \frac{P_2^o D_2^o}{4\pi h^2} \quad /11/$$

kde D_2^o je zisk výstupnej apertúry magnetosferického vlnovodu. Zisk výstupnej apertúry magnetosferického vlnovodu je určený nasledovným spôsobom

$$D_2^o = \frac{4\pi A_2^o}{\lambda^2} \quad /12/$$

kde λ je vlnová dĺžka elektromagnetickej vlny, a po dosadení vzťahu /9/ do vzťahu /12/ je zisk výstupnej apertúry magnetosferického vlnovodu v tvare

$$D_2^o = \frac{4\pi \pi r^2}{\lambda^2} \quad /13/$$

Po dosadení vzťahov /10 a /13/ do vzťahu /11/ obdržíme výkonovú hustotu na zemskom povrchu

$$S_p = \frac{P_v D_v r^5 \pi}{4 h^4 2 l_v \lambda^2} \quad /14/$$

Výkon prijatý prijímacou anténou na zemskom povrchu bude /počítaný na voľný priestor s indexom 0/

$$P_p^0 = S_p A_p \quad /15/$$

kde A_p je účinná plocha prijímacej antény, ktorá sa dá vyjadriť pomocou zisku prijímacej antény nasledovným spôsobom

$$A_p = \frac{D_p \lambda^2}{4\pi} \quad /16/$$

kde D_p je zisk prijímacej antény na zemskom povrchu.

Po dosadení vzťahov /14/ a /16/ do vzťahu /15/ bude prijatý výkon v prijímacej anténe

$$P_p^0 = \frac{P_v D_v D_p r^5}{32 h^4 l_v} \quad /17/$$

Po započítaní zoslabenia TEM vlny vo vlnovode bude výkon prijatý prijímacou anténou vyjadrený nasledovným vzťahom

$$P_p = P_p^0 \exp(-\beta_{TEM} \cdot l_v) \quad /18/$$

kde β_{TEM} je koeficient zoslabenia TEM vlny, l_v je dĺžka siločiarového magnetosferického vlnovodu. Koeficient zoslabenia vlny TEM vo vlnovode je určený nasledovným pomerom

$$\beta_{TEM} = \frac{Z_p}{r Z_{vn}} \quad /19/$$

kde Z_p je povrchová impedancia vlnovodu, Z_{vn} je impedancia vnútra vlnovodu. V prípade nezaplneného vlnovodu bude platiť rovnosť

$$Z_{vn} = Z_0 \quad /20/$$

kde Z_0 je impedancia voľného priestoru a po dosadení vzťahu /20/ do vzťahu /19/ bude koeficient zoslabenia TEM vlny v nezaplnenom vlnovode mať tvar

$$\beta_{TEM}^{nez.} = \frac{Z_p}{r Z_0} \quad /21/$$

V prípade zaplneného vlnovodu bude platiť nasledovná rovnosť

$$Z_p = Z_{vn} \quad /22/$$

a po dosadení vzťahu /22/ do vzťahu /19/ bude koeficient zoslabenia TEM vlny v zaplnenom vlnovode

$$\beta_{TEM}^{zapl.} = \frac{1}{r} \quad /23/$$

Povrchová impedancia vlnovodu je určená nasledovným vzťahom

$$Z_p = \left(\frac{j\omega\mu\mu_0}{\delta + j\omega\varepsilon\varepsilon_0} \right)^{\frac{1}{2}} \quad /24/$$

kde ω je kruhová frekvencia elektromagnetickej vlny, μ je pomerná magnetická permeabilita steny vlnovodu, μ_0 je magnetická permeabilita voľného priestoru, δ je vodivosť steny vlnovodu, ε je pomerná dielektrická konštanta steny vlnovodu.

vodu, ϵ_0 je dielektrická konštanta voľného priestoru. V prípade šírenia nf elektromagnetických vln bude platiť nerovnosť

$$\delta > j\omega\epsilon\epsilon_0 \quad /25/$$

potom povrchová impedancia vlnovodu bude

$$Z_p = \left(\frac{j\omega\mu\mu_0}{\delta} \right)^{\frac{1}{2}} \quad /26/$$

a pre $\mu = 1$ je

$$Z_p = \left(\frac{\omega\mu_0}{\delta} \right)^{\frac{1}{2}} \quad /27/$$

vodivosť pritom je definovaná vzťahom

$$\delta = \frac{Nq^2v}{m(\omega^2 + v^2)} \quad /28/$$

kde N je koncentrácia elektrónov v ionosfére, q je náboj elektróna, m je hmotnosť elektróna, v je zrážková frekvencia elektrónov s neutrálnymi časticami v ionosfére. Pre nízke frekvencie bude platiť nerovnosť

$$\omega < v \quad /29/$$

a potom elektrická vodivosť steny plazmového magnetosferického vlnovodu bude

$$\delta = \frac{Nq^2}{m v} \quad /30/$$

Po dosadení vzťahu /30/ do vzťahu /27/ obdrží sa povrchová impedancia plazmového magnetosferického vlnovodu v nasledovnom tvare

$$Z_p = \left(\frac{\omega\mu_0 m r}{Nq^2} \right)^{\frac{1}{2}} \quad /31/$$

ďalej po dosadení vzťahu /31/ do vzťahu /21/ bude koeficient zoslabenia nezaplneného magnetosferického vlnovodu pre nízke frekvencie

$$\beta_{TEM}^{nf} (nezapl) = \frac{1}{r Z_0} \left(\frac{\omega\mu_0 m r}{Nq^2} \right)^{\frac{1}{2}} \quad /32/$$

Po dosadení vzťahov /17/ a /32/ do vzťahu /18/ dostaneme pre prijatý výkon nízkofrekvenčných vln nasledovný vzťah

$$P_p^{nf} = \frac{P_v D_v D_p r^5}{32 h^4 l_v} \exp \left[- \frac{1}{r Z_0} \left(\frac{\omega\mu_0 m r}{Nq^2} \right)^{\frac{1}{2}} l_v \right] \quad /33/$$

a za predpokladu, že zrážková frekvencia sa uvažuje len v ionosférickom úseku magnetosferického vlnovodu L_i je možné vzťah /33/ prepísať na

$$P_p^{nf} (nezapl) = \frac{P_v D_v D_p r^5}{32 h^4 l_v} \exp \left[- \frac{1}{r Z_0} \left(\frac{\omega\mu_0 m r}{Nq^2} \right)^{\frac{1}{2}} l_i \right] \quad /34/$$

čo je konečný vzťah pre prijatý výkon nízkofrekvenčných vln šíriacich sa v nezaplnenom magnetosferickom vlnovode. Po dosadení vzťahov /17/ a /23/ do vta-

hu /18/, obdrží sa vzťah pre prijatý výkon nízkofrekvenčných vln šíriacich sa v zaplnenom magnetosferickom vlnovode

$$P_p^{nf}(\text{zapl.}) = \frac{P_v D_v D_p r^5}{32 h^4 l_v} \exp\left(-\frac{l_v}{r}\right) \quad /35/$$

Pre vysokofrekvenčné elektromagnetické vlny v ionosferickej a magnetosferickej plazme je splnená nasledovná nerovnosť

$$\delta < j\omega \epsilon \epsilon_0 \quad /36/$$

a potom povrchová impedancia vlnovodu na základe vzťahu /24/ pre $\mu = 1$ bude

$$Z_p = \frac{Z_0}{\epsilon^{\frac{1}{2}}} \quad /37/$$

a po dosadení do vzťahu /21/ v prípade nezaplneného vlnovodu koeficient zoslabenia je

$$\beta_{TEM}^{vf} = \frac{1}{r \epsilon^{\frac{1}{2}}} \quad /38/$$

ďalej pre vysoké frekvencie sa pomerná dielektrická konštanta ionosferickej a magnetosferickej plazmy blíži k jedničke, a preto koeficient zoslabenia nezaplneného a zaplneného vlnovodu bude mať nasledovný tvar

$$\beta_{TEM}^{vf} = \frac{1}{r} \quad /39/$$

Na základe toho, po dosadení vzťahov /17/ a /39/ do vzťahu /18/ obdržíme vzťah pre prijatý výkon vysokofrekvenčných vln šíriacich sa v nezaplnenom a zaplnenom magnetosferickom vlnovode

$$P_p^{vf} = \frac{P_v D_v D_p r^5}{32 h^4 l_v} \exp\left(-\frac{l_v}{r}\right) \quad /40/$$

Signálové napätie v prijímacej anténe sa môže vypočítať na základe nasledovného vzťahu

$$U_a = (P_p R_a)^{\frac{1}{2}} \quad /41/$$

kde R_a je odpor prijímacej antény. Napríklad podľa vzorca /40/ vychádza pre $P_v = 1000$ kW, $D_v = 1$, $D_p = 1$, $r = 10$ km, $h = 100$ km, $l_v = 2 \cdot 10^5$ km, prijatý vysokofrekvenčný výkon v prijímacej anténe na zemskom povrchu $P_p^{vf} = 10^{-18}$ W a ďalej signálové napätie v prijímacej anténe pri $R_a = 100$ ohm, podľa vzťahu /41/ vychádza $U_a = 10^{-8}$ V. Pri zvýšení zisku vysielacej a prijímacej antény na $D_v = D_p = 100$, vychádza $U_a = 10^{-6}$ V. Antény zisk $D_v = D_p = 10$ až 100 je v krátkovlnnom pásme technicky dosiahnuteľný použitím plošných antén. Podľa predchádzajúceho prepočtu pre vf vlny vychádza signálové napätie v prijímacej anténe rádovo 1 mikrovolt, pričom je treba značného vysielacieho výkonu. Lepšia situácia je v pásme nf vln šíriacich sa v nezaplnenom plazmovom magnetosferickom vlnovode. Napríklad pre $P_v = 1000$ kW, $D_v = D_p = 1$, $r = 1$ km, $h = 100$ km, $l_v = 10^5$ km, $\omega = 10^4$ s⁻¹, $\gamma = 10^5$ s⁻¹, $N = 10^{10}$ el.m⁻³, $l_i = 1000$ km vychádza podľa vzťahu /34/ prijatý výkon $P_p^{nf} = 10^{-9}$ W, ďalej pre $R_a = 100$ ohm podľa vzťahu /41/ vychádza signálové napätie v prijímacej anténe $U_a = 10^{-3}$ V,

čo je veľmi dobre z hľadiska pomeru signál/šum v mieste príjmu. Pri šírení nf vln zaplneným plazmovým magnetosferickým vlnovodom je výpočet taký istý ako pri vf vlnách šíriacich sa v nezaplnenom alebo zaplnenom plazmovom magnetosferickom vlnovode. V prácach /1/ a /2/ sa uvádzajú iné, zložitejšie vzťahy pre magnetosferickú kanalizáciu nf a vf elektromagnetických vln. Možno povedať, že na základe porovnania výsledkov v uvedených prácach a výsledkov v predkladanej práci sa tieto približne zhodujú.

Odvozené vzťahy /34/, /35/, /40/ nájdu uplatnenie pri praktickom návrhu diaľkového magnetosferického rádiového spojenia medzi dvoma združenými geomagnetickými bodmi na zemskom povrchu za predpokladu vytvorenia plazmového válcového vlnovodu s orientáciou v smere siločiar geomagnetického poľa. Ďalej tieto vzťahy umožňujú výpočet elektromagnetického poľa atmosferických porúch, generovaných pri bleskových elektrických výbojoch v troposfére. Pri odvodzovaní príslušných vzťahov mne boli nápomocné pramene /3/ a /4/.

LITERATÚRA

- /1/ Perechvatov, J. K.: K teorii gidirovaniya elektromagnitnykh voln vysokochastotnymi kanalami, vytijanutymi vdol geomagnitnykh silovykh liniy. I. Physica Solariterr. No. 3 /1976/, Potsdam.
- /2/ Perechvatov, J. K.: K teorii gidirovaniya elektromagnitnykh voln vysokochastotnymi kanalami, vytijanutymi vdol geomagnitnykh silovykh liniy. II. Physca Solariterr, No. 3 /1976/, Potsdam.
- /3/ Doluchanov, M. P.: Dalneje rasprostraneniye ultrakorotkikh voln, Svjazizdat, Moskva 1962.
- /4/ Goldštejn, L. D., Zernov, N. V.: Elektromagnitnyje polija i volny, Sovjetskoje radio, Moskva 1971.

O B S A H :

✓ B. LUKÁČ: P r e d s l o v	4
✓ J. KLECZEK: Sluneční činnost v minulosti.	5
✓ V. BUMBA: Vlivy působící na vznik a vývoj magnetického pole aktivní oblasti a jejich skvrn.	14
V. BUMBA, J. SUDA: Dynamika vzniku a vývoje slunečních skvrn ve složité protonové oblasti	30
P. KOTRČ: Rozdělovací funkce průměrných šířek slunečních skvrn.	43
A. KUČERA: Otáčanie škvŕn v aktivných oblastiach Hale 17827 a 17823	55
V. KARLOVSKÝ: Zmeny magnetického toku pri erupcii 11.7.1978	64
✓ P. AMBROŽ: Extrapolační modely koronálního magnetického pole a jejich vztah k morfologii klidných protuberancí	75
✓ A. ANTALOVÁ: Rok maxima slnečnej činnosti	85
✓ F. ZLOCH: Vyhodnotenie účasti a napozorovaného materiálu v akcii "Rok maxima slnečnej činnosti" /SMY/ na observatóriu AsÚ ČSAV v Ondřejove	102
P. AMBROŽ: Evoluční charakteristiky aktivních oblastí na Slunci a jejich vztah k erupční produktivitě.	117
✓ A. ANTALOVÁ: Vývoj FBS komplexu aktivity z mája 1980.	125
✓ L. KRÍVSKÝ, M. KARLICKÝ, A. TLAMICHA: Erupce z 28.3.1980 a její radiová emise spojená s koronálními jevy v H-alfa a bílém světle	134
J. LAŠTOVIČKA, J. BOŠKA: Některé významné ionosférické efekty z období vysoké sluneční aktivity doben - květen 1981	146
✓ P. HEINZEL: Modely sluneční atmosféry	152
J. BOŠKA, J. LAŠTOVIČKA: Lyman- alfa záření Slunce v období 1977-1980	160
P. AMBROŽ, M. WOLF: Numerický hustotní model bílé korony.	167
✓ V. RUŠIN: Biela koróna zo zatmenia Slnka dňa 16. februára 1980.	177
M. RYBANSKÝ: "E-W asymetria koróny a hviezdny vietor"	187
B. RUŽIČKOVÁ-TÓPOLOVÁ, J. KLECZEK: Krátkodobé změny v koronálních strukturách	191
J. SÝKORA, V. LETFUS: Rotácia a diferenciálna rotácia slnečnej koróny	200
✓ A. PRIGANCOVÁ: Niektoré aspekty problematiky vzťahov Slnko-Zem.	212
M. BIELEKOVÁ: Geomagnetické zálivy vo vzťahu k B_z zložke medziplanetárneho magnetického poľa v 20. slnečnom cykle	233
T. ZEITHAMER: Přenos energie a hmoty do magnetosféry denním polárním výběžkem plazmy přechodové oblasti.	242
J. STŘEŠTÍK: Metody hodnocení aktivity mikrostruktury zemského magnetického pole	251
✓ S. KRAJČOVIČ: O vzťahu slnečná aktivity - oteplenie stratosféry - geomagnetická aktivita - počasie v globálnom meradle.	256
L. HURTA: Kolísání chodu magnetických prvků ze stanice Klementinum a sluneční aktivity.	273
J. ČECH: Příspěvek k problematice cztahů Slunce - Měsíc - Země.	283
A. PRIGANCOVÁ: K otázke ekologickej významnosti kozmogenného faktora.	291

V. VAVREK, Š. KOPOR, Š. KNOŠKA, J. HOLLER: Príspevok k rozboru vzťahu medzi slnečnou aktivitou a úrazovosťou v SSR	298
P. AMBROŽ: Současný stav a perspektivy rozvoje sluneční astrofyziky v Evropě v průběhu osmdesátých let	316
L. KŘIVSKÝ: Radiové obrazy aktivních oblastí a erupcí v centimetrovém oboru a uspořádání magnetických polí	327
K. JIŘIČKA: Mikroprocesorový systém pro automatické vedení azimutální montáže	333
I. ŠOLC: Poznámky k monochromatických filtrům pro sledování chromosféry Slunce	340
J. LOCHMAN, I. ŠOLC: Fabry-Perotův filtr v systému chromosférického dalekohledu.	350
P. BOBOVNICKÝ: Magnetosferická kanalizácia nf a vf elektromagnetických vln budených na zemskom povrchu.	358

Vydalo: Slovenské ústredie amatérskej astronómie Hurbanovo

Názov: Zborník referátov zo 6. celoštátneho slnečného seminára

Autori: J. Kleczek, V. Bumba, P. Kotrč, A. Kučera, V. Karlovský, P. Ambrož,
A. Antalová, F. Zloch, L. Krivský, J. Laštovička, P. Heinzl, J. Boška,
V. Rušin, M. Rybanský, B. Ružičková-Topolová, J. Sýkora, V. Letfus,
A. Prigancová, M. Bieleková, T. Zeithamer, J. Střeštík, S. Krajčovič,
L. Hurta, J. Čech, V. Vavrek, Š. Kopor, Š. Knoška, J. Holler, K. Jiří-
čka, I. Šolc, J. Lochman, P. Bobovnický

Recenzenti: RNDr. Július Sýkora, CSc., Ing. Štefan Knoška, CSc.

Zodpovedný za publikáciu: Milan Bélik

Technický Redaktor: Martin Brezina

Náklad: 500 výtlačkov

Počet AH: 18

Rok vydania: 1983

Tlač: Nitrianske tlačiarne, n. p. Nitra

Druh tlače: offset

Schválilo: MK SSR č. 5973/82-31

Cena výtlačku: Kčs 25.-