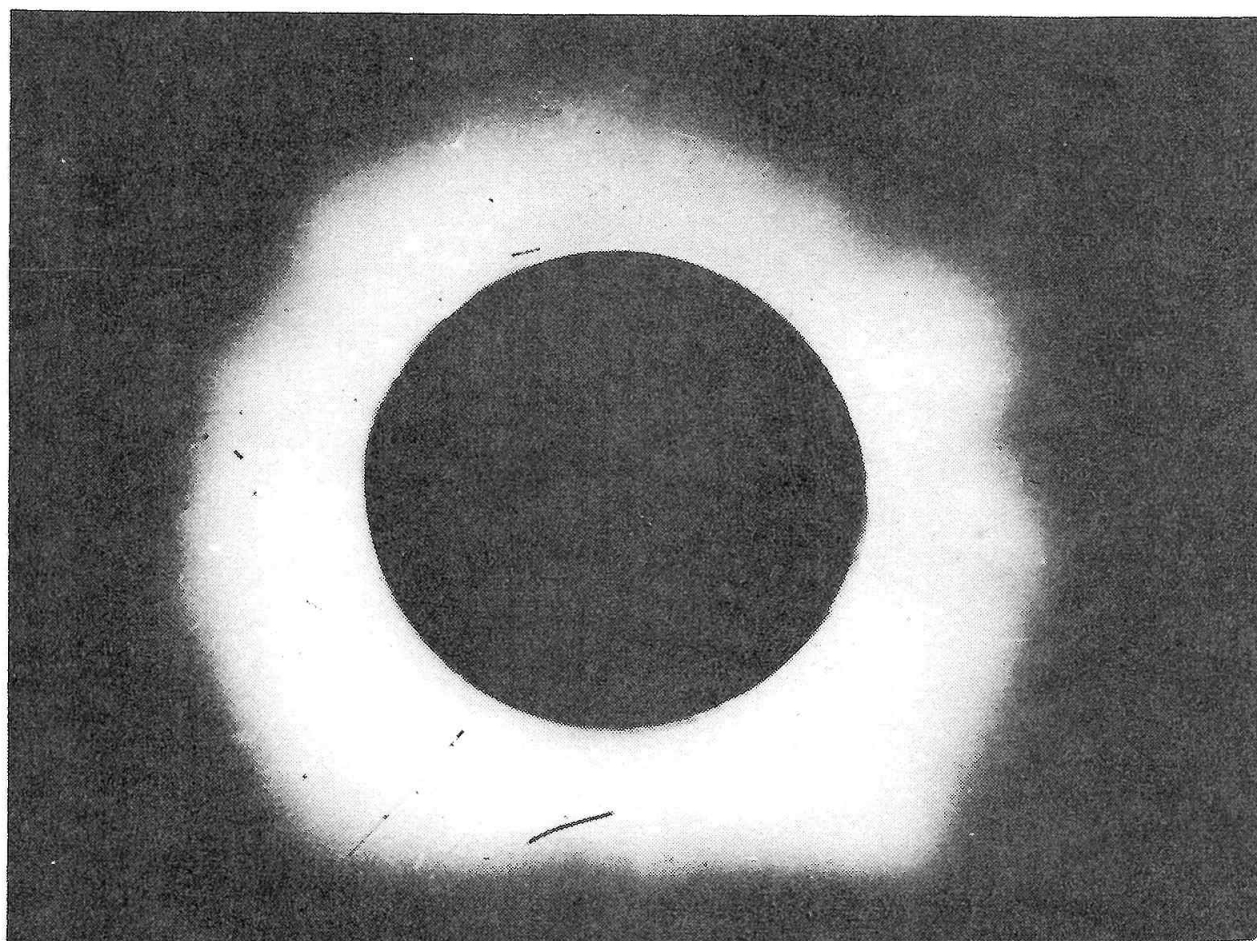


SLOVENSKÉ ÚSTREDIE AMATÉRSKEJ ASTRONÓMIE HURBANOVO



**ZBORNÍK REFERÁTOV
Z 9. CELOŠTÁTNEHO SLNEČNÉHO SEMINÁRA**

POVAŽSKÁ BYSTRICA

V. Dmochy
230193

SLOVENSKÉ ÚSTREDIE AMATÉRSKEJ ASTRONÓMIE HURBANOVO

**ZBORNÍK REFERÁTOV
Z 9. CELOŠTÁTNEHO SLNEČNÉHO SEMINÁRA**

POVAŽSKÁ BYSTRICA, 1988

PREDSLOV

Slovenské ústredie amatérskej astronómie v Hurbanove v spolupráci so slnečnými sekciami Československej astronomickej spoločnosti a Krajskou hvezdárňou v Prešove usporiadali 9. Celoštátny slnečný seminár v moteli FIM v Považskej Bystrici.

Cieľom seminára bolo oboznámiť sa s najnovšími poznatkami vo fyzike Slnka, slnečnej aktivity a vzťahov Slnko - Zem, ktoré sa získali na našich pracoviskách v celej republike. Na seminári odznelo 32 pôvodných referátov, ktoré sú zhrnuté v tomto zborníku. Okrem pracovníkov hvezdární na Slovensku a v Čechách sa seminára zúčastnili aj vedeckí pracovníci z ústavov ČSAV, SAV a vysokých škôl. Z priebehu seminára a z poznatkov na ňom získaných sa ukázalo, že dvojročný cyklus týchto seminárov je vhodný a treba v ňom naďalej pokračovať.

Slovenské ústredie amatérskej astronómie v Hurbanove spolu s organizátormi ďakuje všetkým autorom za včas dodané referáty. Veríme, že predložená publikácia poslúži odborníkom a ďalším záujemcom o túto problematiku.

B. Lukáč
SÚAA Hurbanovo

ZOZNAM ÚČASTNÍKOV

1. Ambrož, P., AÚ ČSAV Ondřejov
2. Antalová, A., AÚ SAV T. Lomnica
3. Bartolomejová, M., SPU Gbely
4. Bieleková, M., GÚ SAV Bratislava
5. Blahák, F., GÚ ČSAV Praha
6. Bumba, V., AÚ ČSAV Ondřejov
7. Csere, E., Sobrance
8. Dorotovič, I., SÚAA Hurbanovo
9. Dzifčáková, E., AÚ SAV T. Lomnica
10. Fabricius, J., KH B. Bystrica
11. Gallová, M., KH B. Bystrica
12. Gazdík, P., MFF UK Bratislava
13. Gajdoš, Š., MFF UK Bratislava
14. Handerová, V., DPam Košice
15. Hanigovský, Ľ., AÚ SAV T. Lomnica
16. Heinzl, P., AÚ ČSAV Ondřejov
17. Hamran, J., SÚAA Hurbanovo
18. Charvátová, I., GÚ ČSAV Praha
19. Ivan, P., KH Prešov
20. Jenišťová, T., GÚ ČSAV Praha
21. Karlovský, V., KH Hlohovec
22. Kerekešová, K., OH R. Sobota
23. Kiss, J., GÚ SAV Hurbanovo
24. Klačka, J., AK Bratislava
25. Klimeš, J., Hvezdáreň Úpice
26. Kopecký, M., AÚ ČSAV Ondřejov
27. Kótrč, P., AÚ ČSAV Ondřejov
28. Kučera, A., AÚ SAV T. Lomnica
29. Kulčár, L., AÚ SAV T. Lomnica
30. Laštovička, J., GÚ ČSAV Praha
31. Litavský, M., ÚVT a SAV Košice
32. Lorenc, M., SÚAA Hurbanovo
33. Lukáč, B., SÚAA Hurbanovo
34. Marková, E., Hvezdáreň Úpice
35. Mézes, T., AK Nové Zámky
36. Maník, K., AÚ SAV T. Lomnica
37. Maturkanič, M., OH Humenné
38. Mäsiar, J., OH Žilina
39. Pastorek, L., SÚAA Hurbanovo
40. Paľuš, P., MFF UK Bratislava
41. Piffl, R., redakcia Kozmos
42. Pintér, T., SÚAA Hurbanovo
43. Pisara, E., GÚ SAV Hurbanovo
44. Pogányová, I., OH Žilina
45. Pósa, O., OH R. Sobota
46. Rapavá, D., OH R. Sobota
47. Rapavý, P., OH R. Sobota
48. Rušin, V., AÚ SAV T. Lomnica
49. Rybanský, M., AÚ SAV T. Lomnica
50. Suda, J., AÚ ČSAV Ondřejov
51. Sobotka, M., AÚ ČSAV Ondřejov
52. Střeštík, J., GÚ ČSAV Praha
53. Szobi, J., OH Levice
54. Sýkora, J., AÚ SAV T. Lomnica
55. Šeševičková, Ľ., OH Žiar nad Hronom
56. Šolc, I., AÚ ČSAV Ondřejov
57. Tlamicha, M., AÚ ČSAV Ondřejov
58. Tomsa, J., AÚ ČSAV Ondřejov
59. Topolová-Růžicková, B., AÚ ČSAV Ondřejov
60. Uhnák, A., Slov. úrad bezpečnosti práce
61. Vaculík, V., MFF UK Bratislava
62. Viktorínová, B., Výpočtové stred. SAV
63. Valkóová, Z., SÚAA Hurbanovo
64. Váňa, J., OH Žiar nad Hronom
65. Vanyová, V., SÚAA Hurbanovo
66. Vavrová, B., OH Levice
67. Vörös, Z., GÚ SAV Hurbanovo
68. Zeithamer, T., GÚ ČSAV Praha
69. Zloch, F., AÚ ČSAV Ondřejov
70. Znášik, M., OH Žilina
71. Křivský, L., AÚ ČSAV Ondřejov

Z HISTÓRIE VÝSKUMU SLNKA

E. Csere, Sobrance

Slnko - od pradávna uctievané ako božstvo - ako nebeské teleso, ktoré svojim žiarením je zdrojom života na Zemi - stalo sa predmetom skúmania až v III. storočí p.n.l. v Starom Grécku.

Vcelku môžeme rozlíšiť tri obdobia výskumu Slnka:

Prvé obdobie: pred vynájdením ďalekohľadu - zhruba od III. str. p.n.l. až do začiatku XVII storočia.

Druhé obdobie: od vynájdenia ďalekohľadu (roky 1608 - 1609) až do objavy spektrálnej analýzy, teda obdobie XVII., XVIII a prvej polovice XIX. storočia.

Tretie obdobie: od objavy spektrálnej analýzy - od vzniku astrofyziky v polovici XIX. storočia až do terajšej doby.

V ďalsom sa budeme zaoberať len prvým a druhým obdobím.

PRVÉ OBDOBIE: VÝSKUM SLNKA PRED VYNÁJDENÍM ĎALEKOHĽADU

Aby sme sa mohli čokoľvek bližšie dozvedieť o Slnku, teda predovšetkým o jeho rozmeroch, bolo potrebné najprv poznať jeho vzdialenosť. Určenie vzdialenosti Slnka bolo pre starovekú astronómiu tvrdým orieškom. V tej dobe nestála k dispozícii taká meracia technika, ktorou by sa táto úloha dala úspešne vyriešiť, a to ani vtedy, keď už boli známe veľmi vtipné a jednoduché spôsoby riešenia problému.

Meranie vzdialenosti, a teda aj polomeru Slnka, môžeme rozdeliť do štyroch etáp: v prvej etape dokázal Pythagoras zo Samu (asi 580 - 500 p.n.l.) pri pozorovaní zatmenia Mesiaca, že Zem je tvaru gule. V druhej etape navrhol Aristarchos zo Samu (asi 310 - 230 p.n.l.) určiť vzdialenosť Slnka od Zeme v jednotkách vzdialenosti Zem - Mesiaca na základe elongácie Mesiaca v prvej alebo tretej štvrti mesačnej fáze. Elongácia Mesiaca sa dala určiť voľným okom len veľmi nepresne, pretože sa jednalo o veľký uhol. Skutočne Aristarchos dostal pre elongáciu uhol 87° , čo bolo málo a tak pri vypočítaní vzdialenosti Zeme od Slnka dostal malú hodnotu: len 19,1 násobok vzdialenosti Mesiaca od Zeme. Podľa našich terajších poznatkov Slnko je 390-krát vzdialenejšie od Zeme ako Mesiaca! A pritom určenie vzdialenosti bolo len relatívne - nebolo udané v absolútnej miere, napr. v km.

Predseda však, vzhľadom na to, že Mesiaca i Slnko majú rovnaké zdánlivé priemery, Aristarchos zistil, že Slnko musí mať priemer aspoň 19-krát väčší ako

Mesiac. Z toho usúdil, že Slnko musí byť mimoriadne veľkým telesom - omnoho väčším ako naša Zem a preto položil do stredu vesmíru Slnko a Zem ako jednu z planét nechal obiehať okolo Slnka. Aristarchos, ktorého často voláme aj Kopernikom staroveku, tak ako jediný staroveký astronóm hlásal heliocentrickú sústavu už v III. storočí p.n.l.

V tretej etape určenia vzdialenosti Zeme od Slnka (v absolútnej miere), určil Erastothenes z Kyremy (276 - 195 p.n.l.) polomer Zeme, pre ktorý dostal hodnotu 40 000 štádií, čo zodpovedá 6500 km (ak jeden štádion berieme za 160 m); teda dostal hodnotu veľmi blízku skutočnému polomeru Zeme ($R_Z = 6378$ km).

Konečne v štvrtej etape Hipparchos z Nikeie (190 - 120 p.n.l.) určil veľmi dômyselným spôsobom vzdialenosť Mesiaca od Zeme a to z určenia doby trvania úplného zatmenia Mesiaca a zdánlivého polomeru zemského tieňa v mieste, kde Mesiac vstúpil do tieňa Zeme. Zdánlivý polomer zemského tieňa vypočítal z polomeru Zeme, ktorý asi 100 rokov pred ním už odmeral Erastothenes.

Tak Hipparchos dostal pre vzdialenosť Zem - Mesiac 60,4 násobok zemského polomeru, to je v dnešnej miere ($60,4 \times 6400$ km) 386 600 km. Teda veľmi dobrý výsledok. Keď potom Hipparchos pre výpočet vzdialenosti Slnka od Zeme použil Aristarchove výsledky (že totiž Slnko je 19,1-krát ďalej od Zeme ako Mesiac), dostal hodnotu, vypočítanú v dnešnej miere $386\,600 \times 19,1 = 7,38$ miliónov km. Slnko podľa Hipparcha má približne len pätnásobný polomer Zeme a od Zeme je vzdialený len 1157 zemských polomerov.

Ako vidíme, vzdialenosť Slnka a slnečný polomer určený Hipparchom, prevzatý Ptoleimaiom a neskoršie aj stredovekou astronómiou, dával príliš malé hodnoty (asi 20,7-krát menšie hodnoty ako je skutočnosť). A tak rozmery Slnka aj slnečnej sústavy udané v staroveku a prevzaté aj v stredoveku, boli voči skutočnosti príliš malé.

Toto obdobie uzatvárame Koperníkovým učením o heliocentrickej sústave, podľa ktorého stredom vesmíru je Slnko, okolo ktorého obieha Zem aj ostatné planéty. Slnečná sústava je obklopená v ohromne veľkej vzdialenosti nehybnou sférou hviezd. Slnko sa tak stalo ústredným nebeským telesom. Ale nie nadlho. Giordano Bruno (1548 - 1600), stúpenec Kopernikovho učenia hlásal, že hviezdy sú nebeské telesá ako naše Slnko. Je preto nekonečne veľa Slnk v nekonečnom priestore. Za svoje názory, ktoré nebojácne hlásal bol v Ríme upálený.

DRUHÉ OBDOBIE VÝSKUMU SLNKA

Druhé obdobie výskumu Slnka začalo tak, ako aj druhá vedecko-technická revolúcia v astronómii, vynálezom ďalekohľadu (v roku 1608) a konštrukciou prvých kyvadlových hodín v XVII. storočí. V tomto období bol vyhotovený aj prvý teplomer a fotometer, dôležité prístroje pre výskum Slnka. Druhá vedecko-technická revolúcia vytvorila aj samostatnú disciplínu v astronómii: nebeskú mechaniku, ktorá mala nemalý podiel na ďalšom výskume Slnka.

Začiatok tohoto obdobia je spojený s menom veľkého fyzika, matematika a astronóma Galilea Galileiho (1564 - 1642), ktorý zostavil tzv. Galileiho ďalekohľad a pozoroval ním ako prvý Slnko. Objavil na ňom škvrny. Avšak nevenoval im väčšiu pozornosť.

Pre štúdium slnečných škvŕn omnoho lepšie vyhovoval ďalekohľad, ktorý zostrojil J. Kepler (1571 - 1630). Jeho veľkou prednosťou bolo to, že dával reálny obraz, ktorý je možno premietat' za okulárom a je možno zakresliť aj so všetkými podrobnosťami. Ako neskoršie budeme o tom písať, takýto ďalekohľad si zostrojil aj páter Krištof Scheiner (1573 - 1630). O jeho pozorovaniach týmto ďalekohľadom sa zmienime až v ďalšom.

Teraz sa vráťme ku Keplerovi. Ako vieme Kepler sa preslávil svojimi tromi zákonmi, otvorili cestu k poznaniu pohybov nebeských telies slnečnej sústavy. Podľa tretieho Keplerovho zákona bolo možné určiť relatívne vzdialenosti planét, a teda aj našej Zeme od Slnka, ak poznáme ich obežné doby. Ale ak sa nám podarí určiť aspoň vzdialenosť jednej planéty od Slnka v absolútnej miere (v km), potom hneď poznáme aj vzdialenosti všetkých ostatných planét od Slnka v absolútnej miere a samozrejme aj vzdialenosť Zeme od Slnka! Dokonca stačilo by nám poznať vzdialenosť niektorej planéty od Zeme v absolútnej miere, keď táto planéta je voči Zemi v opozícii!

Kepler sa pokúsil tiež určiť vzdialenosť Zeme od Slnka v absolútnej miere na základe špekulatívnych úvah o harmónii sveta a došiel k poznaniu, že vzdialenosť Saturna od Slnka a Saturna od hviezd je daná akousi "strednou úmernosťou", z ktorej potom dostal hodnotu pre vzdialenosť Slnka od Zeme v zemských polomeroch. Tak dostal hodnotu 3500 - 7000 zemských polomerov pre vzdialenosť Zem - Slnko, čo znamená 23,3 - 44,6 miliónov km, a to je 15 až 30% skutočnej hodnoty. Teda ani nie zlý výsledok, keď berieme do úvahy, že Kepler vychádzal len z rôznych nepodložených predpokladov o harmónii sveta.

V roku 1650 Belgičan Wendelin zopakoval Aristarchove merania na ostrove Mallorca v Stredozemnom mori už pomocou ďalekohľadu a tak dostal pre elongáciu Mesiaca omnoho lepšiu hodnotu $E = 89^{\circ}45'$ a z toho vypočítal paralaxu Slnka $\varpi = 14''$ a tak dostal pre vzdialenosť Zeme od Slnka už pekny výsledok 90 miliónov km, čo sú 3/5 skutočnej vzdialenosti. Slnečná horizontálna ekvatoriálna paralaxa je uhol, pod ktorým vidíme zemský polomer zo Slnka v stredovej vzdialenosti od Zeme.

Zaujímavým spôsobom sa snažil určiť vzdialenosť Zeme od Slnka Ch. Huygens (1629 - 1695). Vychádzal z predpokladu, že Slnko a Sírirus sú rovnako jasné nebeské telesá, ale pre veľkú vzdialenosť vidíme Sírirus asi 27 500-krát slabšie žiariť ako Slnko. Z tejto skutočnosti a pomocou ďalších úvah dostal pre vzdialenosť Zeme od Slnka hodnotu asi 50 mil. km, teda trikrát menšiu hodnotu ako je skutočná vzdialenosť.

Keďže v tejto dobe (v XVII. storočí) ešte nebolo možné priamo určiť vzdialenosť Zeme od Slnka (poznámka: stredná vzdialenosť Zeme od Slnka sa volá astronomická jednotka a je to fundamentálna veličina pre meranie vzdialenosti v slnečnej sústave a vo vesmíre), navrhol G. D. Cassini (1625 - 1711), riaditeľ hvezdárne v Paríži v roku 1671, aby sa určila paralaxa Marsa, keď tento je v opozícii a potom pomocou nej sa jednoduchým výpočtom určila v absolútnej miere vzdialenosť Zeme od planéty Mars, keď tento je voči Zemi v opozícii a potom už pomocou III. Keplerovho zákona sa určí vzdialenosť Zeme od Slnka v absolútnej miere, teda v km a súčasne sa určí paralaxa Slnka.

Za tým účelom bol Francúzskou akadémiou vied vyslaný Jean Richer do francúzskej kolónie Cayenne (v južnej Amerike) a tam pri opozícii planéty Mars

roku 1672 súbežne s pozorovaním planéty v Paríži Casseinim určil paralaxu tejto planéty. Cassini potom vypočítal paralaxu Slnka. Toto meranie dalo až prekvapivo dobré výsledky, aj keď ešte nie celkom presné. Paralaxa Slnka vyšla na $\pi_0 = 9,5''$, čo predstavuje pre vzdialenosť Zeme od Slnka 138 miliónov km a polomer Slnka 642 tisíc km. Avšak tento výsledok bol prijatý s rozpakmi. Astronómom tehdašej doby sa zdal príliš veľkým a preto by bolo jeho prijatie veľmi pozmenilo predstavy o slnečnej sústave aj o samotnom Slnku. Veď Slnko by malo mať 100-krát väčší polomer ako naša Zem!

Hľadali sa teda ďalšie a spoľahlivejšie metódy na stanovenie slnečnej paralaxy (a tým aj vzdialenosti Zeme od Slnka). Keď roku 1716 E. Halley (1656 - 1742) robil pozorovania na ostrove Sv. Heleny: náhodou pozoroval aj prechod Merkúra pred slnečným diskom, napadlo ho, že by sa tento úkaz mohol využiť pre zistenie slnečnej paralaxy. Ale skoro prišiel na to, že Venuša je bližšie k Zemi a preto by sa dosiahli presnejšie výsledky pozorovaním prechodu Venuše.

Preto navrhol, aby sa pozorovali prechody Venuše pred slnečným diskom, ktoré nastanú až v roku 1761 a 1769 aspoň na dvoch od seba dostatočne vzdialených miestach.

Sám sa nedožil ani prvého pozorovania. Zato však záujem o pozorovanie prechodu Venuše pred slnečným diskom bol značný: zúčastnilo sa ho celkom asi na 151 pozorovateľov na 77 staniciach, ktoré boli roztrúsené takmer po celej Zemi.

Vieme, že jednu výpravu organizoval aj náš rodák Maximilian Hell. O vedenie tejto výpravy do Laponska ho požiadal dánsky kráľ. Hell úspešne splnil svoju úlohu a napísal o nej aj traktát: "Dissertatio de transitu Veneris ante discum Solis" (v r. 1770).

Napriek veľkému úsiliu výsledky neboli dosť presvedčivé. Jednak pre sedemročnú vojnu (1756 - 1763), ktorá zúrila v Európe a medzi Anglickom a Francúzskom aj na šírom mori, niektoré výpravy sa pre vojnové udalosti nedostali na čas na miesto určenia. Najväčším prekvapením boli nečakané úkazy, ktoré prekvapili pozorovateľov: tak napr. planéta v podobe "čiernej kvapky" akoby sa z nvútornej strany slnečného disku nalepila na okraj Slnka a nechcela sa odtrhnúť, zťažujúc tým určenie doby druhého a tretieho kontaktu a tým sa časy kontaktu od seba dosť líšili u rôznych pozorovateľov a samozrejme, že aj výsledky neboli jednotlné. Až druhý prechod Venuše v roku 1769 dal lepšie výsledky.

J. F. Encke (1791 - 1865), riaditeľ berlínskej hvezdárne zhodnotil v roku 1824 výsledky pozorovaní oboch prechodov Venuše a pre paralaxu Slnka dostal také výsledky:

pre prvý prechod r. 1761: $\pi_0 = 7,5'' - 10,5''$

pre druhý prechod r. 1769: $\pi_0 = 8,5'' - 8,8''$

Pre priemernú hodnotu slnečnej paralaxy dostal

$\pi_0 = 8,571''$ a pre vzdialenosť Slnko - Zem 153,5 mil. km.

Podobne dopadlo aj pozorovanie obidvoch prechodov Venuše pre slnečným diskom v rokoch 1874 - 1882. Boli to dva prechody Venuše v XIX. storočí. Aj pri týchto príležitostiach sa organizovalo okolo 50 expedícií, ale výsledky zase neboli presné.

Preto J. G. Galle, (ktorý objavil planétu Neptún) poukázal v r. 1872 na to, že omnoho lepších výsledkov sa dá dosiahnuť pri pozorovaní malých planétok.

Tak napríklad planétka Eros sa roku 1898 priblížila k Zemi na 0,15 astronomických jednotiek a z pozorovania paralaxy planétky Amor, ktorá sa v roku 1932 priblížila k Zemi ešte viac, bolo možné určiť paralaxu Slnka veľmi presne. Definitívne hodnoty pre paralaxu Slnka sa zistili pomocou radaru, takže dnešná chyba pri určení astronomickej jednotky nepresahuje hodnotu 2 - 5 km.

Dnes pre paralaxu Slnka platí hodnota $\pi_0 = 8,80''$ pre astronomickú jednotku 149,6 miliónov km a pre polomer Slnka $R_0 = 695990$ km.

ČO POZORUJEME NA SLNKU?

Veľkou zásluhou Keplera, ako sme už uviedli bol objav nielen jeho troch známych zákonov o pohybe planét, ale aj jeho práce v optike, predovšetkým zhotovenie tzv. Keplerovho ďalekohľadu v roku 1611. Už po dvoch rokoch, r. 1613 zhotovil si páter Ch. Scheiner (1573 - 1630) Keplerov ďalekohľad na premietanie obrazu Slnka. Ako prvý použil pri tom paralaktickú montáž, aby ľahšie zakresľoval obraz Slnka. Svoj takto upravený ďalekohľad nazval "Heliotropium helioscopium".

Slnko zakresľoval pravidelne po mnoho rokov. Zakresľoval všetko, čo na Slnku videl: škvrny u ktorých už rozlišoval umbru a penumbru a fakulové polia. Jemu sa podarilo určiť aj dobu rotácie Slnka. Jeho objav slnečných škvŕn bol v cirkevných kruhoch odmietnutý. Keď raz chcel jezuitskému provinciálovi ukázať slnečné škvrny v ďalekohľade, dostal zamietavú odpoveď. "Načo to, syn môj, ja som dôkladne preštudoval Aristotela a o ničom podobnom sa nezmieňuje. Škvrny sú teda buď chybou tvojich očí alebo tvojich skiel, cez ktoré sa dívaš." Ešte aj v XVII. storočí, ako vidíme, v cirkevnom učení Aristotelove názory boli neotrasiteľné!

Slnečné škvrny vznikajú podľa Scheinera sopečnou činnosťou na Slnku.

Scheiner vydal svoje pozorovania slnečných škvŕn pod názvom "Rosa Ursina". V tomto spise na 70 listoch sú postupne zakreslené slnečné škvrny a ďalšie úkazy, ktoré na Slnku pozoroval.

Jedným z prvých vynikajúcich pozorovateľov slnečných škvŕn bol aj Johann Fabricius (1587 - 1615), ktorý pozoroval slnečné škvrny už v decembri 1610 a na základe ich pozorovania objavil rotáciu Slnka. O výsledkoch pozorovaní napísal spis: "Narratio de maculis in Sole observatis et apparente carum cum sole convesione" (Rozprávanie o slnečných škvŕnách pozorovaných na Slnku a objave otáčania Slnka). Spis vyšiel vo Wittenbergu r. 1611.

Ďalším neúnavným pozorovateľom bol lekárnik a astronóm amatér H. S. Schwabe (1789 - 1875), ktorý pozoroval slnečné škvrny plných 40 rokov od r. 1828 do r. 1868. Výsledok jeho presných a dlhodobých pozorovaní bol objav 10 ročného cyklu slnečnej činnosti už v roku 1843.

Švajčiarsky astronóm Rudolf Wolf (1816 - 1893), riaditeľ novopostavenej hviezdárne v Zürichu (r. 1864) sústavne pozoroval Slnko po dobu 45 rokov (od r. 1848). Zaviedol denné hodnotenie slnečnej činnosti pomocou tzv. relatívneho alebo Wolfovho čísla, ktoré sa používa dodnes. Dokázal, že v novom cykle dochádza k zmene polarít na každej pologuli Slnka. Zaviedol tiež, tzv. zürišskú klasifikáciu slnečných škvŕn. Spracoval pozorovania slnečných škvŕn (v r. 1850)

za obdobie 242 rokov a upresnil dĺžku cyklu slnečnej aktivity na 11,3 roka alebo dvojcyklu, pri zmene polarít na 22,6 rokov v priemere.

Tu pripomeňme aj prácu Maundera, ktorý poukázal na to, že v rokoch 1645 - 1715 bola slnečná aktivita pomerne veľmi nízka. Toto obdobie voláme tiež Maunderovo minimum a vysvetľuje sa to tým, že to bolo obdobie akéhosi minima jedného viac storočie trvajúceho cyklu slnečnej aktivity.

J. Lamont (1805 - 1879) fyzik a astronóm a nezávisle na ňom aj R. Wolf a Gautier a sir E. Sabine zistil, že aj intenzita zemského magnetického poľa sa mení s periodou 10,3 roka, podobne ako sa mení aj slnečná aktivita. Táto korelácia viedla k štúdiu závislosti zemského magnetického poľa na slnečnej aktivite. To dalo podklad pre sledovanie vzťahov medzi slnečnou činnosťou a úkazmi na Zemi.

R. C. Carrington v roku 1859 dokázal, že Slnko rotuje diferencovane: rýchlejšie (raz za 24,7 dní) pri rovníku a vo vyšších heliografických šírkach pomalšie napr. na 45° hel. šírke raz za 28,2 dní a v blízkosti pólu raz za 34 dní. Stredná doba rotácie Slnka pozorovaná zo Zeme a tzv. synodická doba rotácie Slnka je jedna otočka za 27,27 dní a to zodpovedá rotácii Slnka na 17° hel. šírke.

Carrington zaviedol počítanie otočiek Slnka od 9. novembra 1853, pričom za dobu jednej otočky zvolil strednú synodickú dobu rotácie. Súčasne určil aj nultý poludník na Slnku. Je to meridián, ktorý pretínal spojnicu stredu Slnka a Zeme dňa 1. 1. 1854 (o polnoci).

VÝVOJ PREDSTÁV O SLNKU

Začiatkom XIX. storočia poznali astronómovia už dosť presne vzdialenosť Zeme od Slnka (slnečnú paralaxu π_0), polomer Slnka R_0 a pomocou III. Keplerovho zákona, Newtonovho gravitačného zákona a Cavendishovej gravitačnej konštanty vedeli už vypočítať hmotnosť Slnka v absolutnej miere $M_0 \approx 2 \cdot 10^{30}$ kg. Z pomeru M_0/R_0^3 bolo jednoduché určiť strednú hustotu Slnka $\rho = 1,41 \text{ gcm}^{-3}$, z pomeru M_0/R_0^2 gravitačné zrýchlenie $g_0 = 274 \text{ ms}^{-2}$ a z pomeru M_0/R_0 gravitačný potenciál na povrchu Slnka $V_0 = 1,92 \cdot 10^{11} \text{ m}^2\text{s}^{-2}$ a z pomeru M_0/R_0 kruhovú a únikovú rýchlosť z povrchu Slnka. $V_0 = 617,7 \text{ km s}^{-1}$ po vynásobení príslušnými konštantami.

Ovšem veľkou neznámou ešte zostávalo chemické zloženie a teplota Slnka a vysvetlenie úkazov, ktoré pozorujeme na Slnku; predovšetkým to boli slnečné škvrny. Vlastný povrch Slnka začiatkom XIX. storočia dostal od J. H. Schrötera (1745 - 1816) pomenovanie fotosféra.

O Slnku boli ešte začiatkom XIX. storočia fantastické predstavy. Tak spomeňme aspoň niektoré:

F. W. Herschel (1738 - 1822) si predstavoval Slnko ako teleso, na ktorom sú aj azda živé bytosti. Slnečné škvrny, podľa neho, sú otvory v mračnách horúcej atmosféry, cez ktoré vidíme studený a tmavý povrch Slnka.

Zöllner (1834 - 1882) si zase predstavoval Slnko ako teleso s tuhým povrchom, na ktorom škvrny sú štítované vysokých pohorí, v ktorých je "škvára" z výbuchu sopiek.

Willson pozoroval v novembri 1769 zvlášť veľkú kruhovú škvrnu. Keď sa táto dostala k okraju slnečného kotúča, vplyvom perspektívy zdanlivá šírka penumbry na vzdialenejšej strane od okraja Slnka bola menšia ako na strane bližšej k jeho okraju (viď obrázok).



Obr. 1

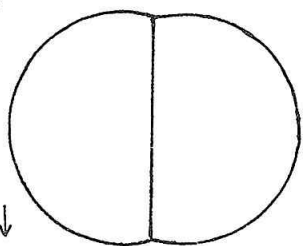
To je tzv. Willsonov efekt. Willson ho vysvetlil tým, že jadrá škvŕn ležia hlbšie ako penumbra a tým vzniká čiste perspektívny efekt.

J. F. Herschel (1792 - 1871) si zase predstavoval, že škvŕny na Slnku sú obrovské víchricové krútnavy v atmosfére Slnka.

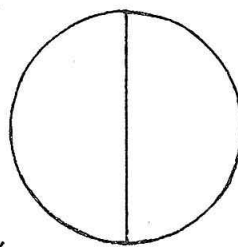
Konečná odpoveď o povahe slnečných škvŕn sa vytvorila až v ďalšej etape výskumu Slnka.

ĎALEKOHĽADY NA POZOROVANIE SLNKA Z XVIII. STOROČIA

Keďže podľa I. Keplerovho zákona Zem obieha okolo Slnka po elipse, postupne sa mení vzdialenosť medzi Zemou a Slnkom a tým sa mení aj jeho zdánlivý priemer. Na zistenie tejto zmeny, (ktorá prípadne môže nastať aj z iných príčin), bol zostrojený zvláštny ďalekohľad tzv. heliometer. Zdokonalil ho francúzsky astronóm, fyzik a geodét P. Bouguer (1698 - 1758) v roku 1748. Použil dva objektívy s rovnakým priemerom a rovnakou ohniskovou vzdialenosťou, ktoré boli proti sebe odrezané a dali sa mikrometrom posúvať (viď obr. 2a)



Obr. 2 a



Obr. 2 b

Peter Dolond (1730 - 1820), syn vynálezcu achromatickej šošovky zdokonalil Bougnerov heliometer tým, že použil len jednu šošovku a rozrezal ju pozdĺž priemeru na dve rovnaké časti (viď obrázok 2 b) nepatrným posúvaním oboch častí (či už v prípade a) alebo b)) pomocou mikrometra, až sa vytvoril jeden obraz. Dali sa tak určiť aj nepatrné uhly až do 0,1".

Vynikajúce heliometre zhotovil J. von Fraunhofer (1787 - 1826). Medzi inými zhotovil jeden pre K. F. Gaussa, pre Olbersa a posledný, azda najdokonalejší v roku 1821 - 26 pre Bessela, ktorým on určil v roku 1838 - 39 prvú paralaxu hviezd a to hviezdy 61 Cygni. Ako vidíme heliometer, pôvodne konštruovaný pre pozorovanie Slnka, sa prevažne používal na určenie veľmi presných polôh hviezd a tak sa osvedčil v pozičnej astronómii.

Druhý prístroj používaný takmer len pri pozorovaní Slnka zostrojený už v XVII. storočí bol heliostat. Keďže pre pozorovanie Slnka sa používajú ďalekohľady s veľmi dlhou ohniskovou vzdialenosťou, je výhodné používať stabilné, nepohyblivé ďalekohľady, buď v horizontálnej alebo často vo vertikálnej polohe a lúče z pohybujúceho sa Slnka sa prenášajú do ďalekohľadu pomocou dvoch zrkadiel, z ktorých jedno sleduje zdánlivý pohyb Slnka. Prvý heliostat, o ktorom sa zachovali správy používal G. D. Fahrenheit (1686 - 1736), známy konštruktér vynikajúcich teplomerov.

Fraunhofer už bežne používal heliostat pri svojich meraniach indexu lomu sklovín, ktoré skúšal pre výrobu svojich vynikajúcich achromatických objektívov.

Ale heliostaty sa všeobecne rozšírili až v druhej polovici XIX. storočia, keď sa zdokonalili natoľko, ako ich teraz poznáme. Jeden z najnovších typov je heliostat Jenschov typ Zeiss z roku 1951.

AKÁ JE TEPLOTA SLNKA?

Ukázali sme si, že začiatkom XIX. storočia vedeli astronómovia určiť už mnoho parametrov Slnka, takže postupne sa vytváral správny obraz o jeho podstate.

V prvej polovici XIX. storočia sa prišlo už aj k určeniu teploty povrchu Slnka. Úloha nebola tak jednoduchá, lebo ešte chýbali mnohé poznatky z termodynamiky, ktorá sa ešte len vytvárala a bez ktorej nebolo možné utvoriť si na diaľku správny obraz o tepelných pomeroch na Slnku.

Odpoveď na túto otázku malo dať určenie množstva tepla (prítom pojem tepla, tepelnej energie nebol ešte jasne formulovaný), ktoré dopadá kolmo na Zem za jednotkový čas na plošnú jednotku. Toto množstvo tepla, ak dopadá zo strednej vzdialenosti Slnka od Zeme, voláme solárna konštanta.

Prvé merania urobil John F. Herschel vo Feldhausene v rokoch 1834 - 38 v Južnej Afrike a Claude Pouillet (1790 - 1868) vo Francúzsku v roku 1837.

J. Herschel vypočítal, že Slnko vydáva také obrovské množstvo tepla, že je schopné roztopiť za jednu minútu valec ľadu o priemere 50 m, ktorý by siahal od Slnka až po α Centauri! Podľa dnešných výpočtov je to asi 15-krát väčšie množstvo tepla.

Pouillet si zostrojil zvláštny prístroj pyrliometer, pomocou ktorého zisťoval množstvo tepla, ktoré zo Slnka dopadne na Zem. Pyrliometer je v podstate malou začiernenou nádobkou s vodou, na ktorej rovnú začiernenú plochu kolmo dopadajú lúče a zohrievajú vodu v nádobke, ktorej teplota sa meria teplomerom. Celé zariadenie je uložené v sklenenom valci, postavenom na stojane. Slnko podľa Pouilletových meraní zohreje za minútu 1,76 g vody o povrchu 1 cm^2 o 1°C . Pouillet podľa týchto výsledkov odhadol povrchovú teplotu Slnka na základe pravidla Dulonga a Petita (z roku 1817) na $1600 - 1700^\circ\text{C}$.

J. J. Watterston zase na základe Newtonových úvah, podľa ktorých teplota je úmerná žiarivej energii vyžiarenej telesom, odhadol teplotu povrchu Slnka na 1,3 milióny $^\circ\text{C}$!

V roku 1875 určil solárnu konštantu francúzsky fyzik J. L. C. Violle na Mt. Blancu a dostal hodnotu $s_0 = 2,5 \text{ kal/min cm}^2$.

Ako vidíme, výsledky sa ešte pri určení solárnej konštanty aj teploty povrchu Slnka veľmi rozchádzali. Jednak ešte nebolo dokonalé prístrojové vybavenie, ale hlavne chýbali ešte teoretické podklady na určenie teploty Slnka pomocou žiarenia, ktoré dopadá na Zem. Až keď americký fyzik S. P. Langley (1834 - 1906) vynašiel v roku 1880 bolometer, dosiahli sa správne, aj dnes platné hodnoty pre teplotu Slnka a pre celkové slnečné žiarenie. Bolometer je veľmi citlivý prístroj na meranie žiarivej energie - založený na meraní elektrického odporu veľmi tenkej začiernenej platinovej platničky, ktorá pri dopade žiarenia sa zahreje a zmení svoj elektrický odpor. Bolometrom sa výskum žiarenia prichádzajúce nie len zo Slnka, ale aj z hviezd veľmi zdokonalil. Pomocou bolometra bolo možné veľmi presne zmerať nielen solárnu konštantu, ale aj zistiť variácie atmosferickej absorpcie slnečného žiarenia s výškou, so zložením atmosféry a s vlnovou dĺžkou žiarenia.

Merania solárnej konštanty Langley a Ch. C. Abbot zopakovali začiatkom tohto storočia vo vysokej atmosfére, kde už dochádza len k nepatrnému pohltentu slnečného žiarenia atmosférou. Dospeli k teraz platnej hodnote solárnej konštanty v strednej vzdialenosti Zeme od Slnka $s_0 = 1,36 \cdot 10^3 \text{ Jm}^{-2}\text{s}^{-1}$.

Zo solárnej konštanty sa ľahko vypočíta celé množstvo slnkom vyžiarenej energie za sekundu, čiže celkový výkon alebo luminozita Slnka $L = 3,82 \cdot 10^{26} \text{ J/s} = 3,82 \cdot 10^{23} \text{ kW}$.

Zo známej luminozity Slnka sa dá zase jednoducho vypočítať tzv. efektívna teplota povrchu Slnka pomocou Stefanovho-Boltzmannovho zákona. Stefanov - Boltzmannov zákon udáva, že žiarenie z plochy jedného m^2 povrchu žiariaceho telesa (Slnka) je úmerné štvrtej mocnine jej absolútnej teploty podľa vzťahu $E_{\text{rad}} = \sigma \cdot T^4$, kde σ je Stefanova - Boltzmannova konštantá, ktorej hodnota je $\sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \text{ Wm}^{-2}\text{K}^{-4}$.

Tento zákon formuloval v roku 1881 J. Stefan (1835 - 1893), univerzitný profesor fyziky vo Viedni a hodnotu konštanty σ teoreticky odvodil L. Boltzmann (1844 - 1906), taktiež univerzitný profesor fyziky vo Viedni.

Z tohoto zákona jednoduchým výpočtom zistíme, že efektívna povrchová teplota Slnka vychádza, po dosadení do vzorca hodnota

$$T_{\text{ef}} = \sqrt[4]{\frac{L}{4 R_0^2}} = \sqrt[4]{\frac{3,82 \cdot 10^{26}}{4 \cdot 696^2 \cdot 5,67}} = 5767,8 \text{ K}$$

$$T_{\text{ef}} \approx 5770 \text{ K.}$$

Tak sa nám postupne podarilo zistiť mnohé parametre a fyzikálne vlastnosti a veličiny Slnka do polovice XIX. storočia (s výnimkou efektívnej teploty, ktorá bola určená až začiatkom XX. storočia). Ešte zostala otvorená otázka zloženia Slnka. Bolo treba odpovedať na otázku, z akých látok (prvkov) sa skladá Slnko, či má rovnaké alebo podobné zloženie ako Zem a vôbec, či bude možné zistiť jeho zloženie.

Odpoveď na túto otázku, ako aj na ďalšie, nám dalo až tretie obdobie výskumu Slnka, začínajúce polovicou XIX. storočia.

PROGRAM PRO VÝPOČET MODELŮ ATMOSFÉRY V LTE

M. Sobotka, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Program TURTLE4 je určen k výpočtu semiempirických modelů spodních vrstev hvězdných atmosfér slunečního typu a aktivních jevů, u nichž lze předpokládat přibližnou platnost LTE a hydrostatické rovnováhy. Modely jsou počítány minimalizačními metodami (gradientní a simplexovou) na základě pozorovaných profilů spektrálních čar a intenzity spojitého spektra. V práci jsou uvedeny teoretické principy, orientační popis programu a výsledky jeho testování.

1. TEORETICKÉ PRINCIPY

Důležitá astrofyzikální úloha nalezení modelu atmosféry z pozorovaných profilů spektrálních čar a z intenzity spojitého spektra patří svým charakterem mezi tzv. inverzní úlohy, které nemají přímé analytické řešení. Důvodem je, že pozorujeme pouze vystupující intenzitu záření, která je integrálem příspěvků jednotlivých vrstev atmosféry. Všechny individuální charakteristiky záření jednotlivých vrstev jsou touto integrací prakticky setřeny.

Problém nalezení modelu atmosféry se při tzv. semiempirickém přístupu řeší za určitých zjednodušujících předpokladů opakovaným výpočtem přímé úlohy (t.j. 1. odvozením modelu ze zadaných parametrů, 2. výpočtem profilů čar a kontinua z modelu) tak dlouho, až vypočtené profily a kontinuum se shodují s pozorováním. Matematicky to lze vyjádřit tak, že hledáme absolutní minimum funkce

$$f(\vec{x}) = \left[\sum_{\lambda} (I_{\lambda}^{\text{obs}} - I_{\lambda}(\vec{x}))^2 \cdot g_{\lambda} \right] / \sum_{\lambda} g_{\lambda}$$

kde \vec{x} je vektor hledaných parametrů modelu, I_{λ}^{obs} jsou pozorované intenzity v profilech čar a ve spojitém spektru, g_{λ} jsou váhovací faktory a $I_{\lambda}(\vec{x})$ jsou vypočtené intenzity ($I_{\lambda}(\vec{x})$ představuje řešení přímé úlohy).

V dalších úvahách přijmeme následující zjednodušující předpoklady:

1. planoparalelní geometrii atmosféry
2. místní termodynamickou rovnováhu (LTE)
3. Hydrostatickou rovnováhu (HE).

Za těchto předpokladů je model atmosféry (t.j. chod teploty, hustoty, elektro-
nové hustoty, opacity ap. s hloubkou) plně určen chodem teploty s hloubkou.

Abychom mohli použít co nejmenšího počtu parametrů (t.j. složek vektoru \vec{x}) popisujících chod teploty, budeme všechna možná teplotní rozdělení vztahovat ke standardnímu chodu teploty, např. k referenčnímu modelu klidné fotosféry navrženému Maltbym a kol. (1986). To je možné v případě, že za hloubkovou škálu zvolíme škálu optických hloubek τ ve spojitém spektru.

Ukazuje se, že LTE útvary v atmosféře (např. umbry slunečních skvrn) mají za předpokladu zářivé rovnováhy teplotní rozdělení $T(\tau)$ velmi úzce spjaté s referenčním chodem teploty $T_0(\tau)$ a liší se od něj v jediném parametru $\Delta\theta$ (Obríd-ko, 1985). Platí přibližně

$$5040/T(\tau) = 5040/T_0(\tau) + \Delta\theta.$$

Upustíme-li od předpokladu zářivé rovnováhy, stane se $\Delta\theta$ funkcí optické hloubky, avšak bude na ní záviset mnohem slaběji, než samotná teplota $T(\tau)$. Díky tomu můžeme teplotní rozdělení definovat zadáním $\Delta\theta(\tau)$ pouze v několika málo uzlových hloubkách modelu.

LTE model atmosféry počítáme v rozsahu $\tau = 4 \cdot 10^{-4} - 6,3$. Vzhledem k množství informace obsažené v profilech fotosférických čar byly vybrány čtyři optické hloubky $\tau = 1; 0,16; 0,025; 0,004$, ve kterých se $\Delta\theta(\tau)$ zadává jako parametr modelu. Mezi těmito uzlovými hloubkami je $\Delta\theta(\tau)$ určováno lineární interpolací. V hloubkách $1 < \tau \leq 6,3$ a $0,004 > \tau \geq 4 \cdot 10^{-4}$ je $\Delta\theta(\tau)$ extrapolována konstantou.

Vektor parametrů modelu \vec{x} má tedy čtyři složky: $\Delta\theta(1)$, $\Delta\theta(0,16)$, $\Delta\theta(0,025)$ a $\Delta\theta(0,004)$. Nalezení modelu atmosféry je ekvivalentní nalezení absolutního minima funkce $f(\vec{x})$ o čtyřech proměnných. Toto minimum hledáme pomocí dvou numerických metod:

1. gradientní metody (Beiko a kol., 1983),
2. simplexové metody (Nelder a Mead, 1965).

Princip gradientní metody

V místě výchozího přiblížení spočteme numericky gradient jako vektor diferenciální hodnoty pro konečnou změnu v jednotlivých složkách \vec{x} . Záporně vzaté složky gradientu určují směr, ve kterém $f(\vec{x})$ klesá. Najdeme optimální délku kroku, vynásobíme jí záporně vzatými složkami gradientu a získáme složky vektoru na místě nového přiblížení. Pokud nové přiblížení nepřinese dostatečný efekt, zjemní se krok výpočtu gradientu a celý postup se opakuje. Metoda rychle konverguje v oblastech s velkým gradientem a proto je vhodná v počáteční fázi minimalizace.

Princip simplexové metody

Podle určitých pravidel vytvoříme v n -rozměrném prostoru mnohostěn o $n+1$ vrcholech, který obsáhne část prostoru. Vrchol, kterému přísluší největší hodnota $f(\vec{x})$, se přemístí pomocí nejvýhodnějšího ze čtyř standardních způsobů (zrcadlení, kontrakce, expanze a smrštění celého mnohostěnu) do místa s menší hodnotou $f(\vec{x})$. Každé přiblížení "zpracuje" jeden vrchol. Mnohostěn se tak měňavkovitým pohybem přesunuje k minimu $f(\vec{x})$. Simplexová metoda konverguje pomaleji

než gradientní, ale vzhledem ke své nelokální povaze je méně citlivá k uvážnutí v lokálních minimech nebo inflexních bodech. Hodí se ke konečné fázi minimalizace.

Na základě výše uvedených principů byl napsán program TURTLE4 v jazyce FORTRAN IV a odladěn na počítači EC 1040 AsÚ ČSAV.

2. STRUKTURA PROGRAMU

A. Řešení přímé úlohy

1. PETER4: Podprogram pro výpočet LTE hydrostatického modelu atmosféry ze čtyř hodnot τ pro $\tau = 1; 0,16; 0,025; 0,004$. Iterativně řeší rovnici hydrostatické rovnováhy zároveň s výpočtem opacity. Umožňuje zavádět odchylky od HE a přidavnou opacitu.
2. EVA5: podprogram pro výpočet čáry (14 frekvencí) a intenzity spojitého spektra za předpokladu LTE na základě modelu vytvořeného podprogramem PETER4. Obsahuje atomové konstanty vybraných čar (Mg I b 517,27 a 518,36 nm, Fe I 543,45 nm a Na I D₁, D₂).

B. Řešení inverzní úlohy

3. ADAM: podprogram vytváří minimalizovanou funkci $f(\vec{x})$, t.j. počítá váhovaný součet kvadratických odchylek vypočtených profilů čar a intenzity kontinua od pozorování. Zpracovává dvě spektrální čáry a dvě intenzity spojitého spektra zároveň. Využívá podprogramy PETER4 a EVA5.
4. ACHIL (Hadrava, 1988): podprogram pro minimalizaci funkce simplexovou metodou.
5. TURTLE4: program pro hledání optimálního modelu atmosféry na základě dvou pozorovaných profilů a dvou intenzit kontinua. Obsahuje algoritmus minimalizace gradientní metodou. Program je interaktivně řízen z terminálu. Vyžaduje minimum dat a umožňuje libovolně kombinovat gradientní a simplexovou metodu. Se všemi podprogramy vyžaduje asi 75 kB operační paměti. Charakteristická doba práce programu je asi 30 minut.

3. VÝSLEDKY TESTOVÁNÍ PROGRAMU

Program TURTLE4 byl testován na simulovaných pozorovacích údajích, které byly vypočteny podprogramy PETER4 a EVA5 z libovolně volených čtveřic teplotních parametrů τ . Minimalizace obsahovala tři postupná přiblížení gradientní metodou a deset přiblížení simplexovou metodou. Zpracovávána byla čára Na I D₂ (589 nm). Sledovala se přesnost přiblížení vypočteného profilu čáry a intenzity kontinua výchozím údajům a schopnost znovunalezení původně zvolených čtveřic teplotních parametrů.

Výsledky testování jsou uvedeny v tabulce. Ve všech případech byla chyba přiblížení vypočteného profilu čáry k původnímu simulovanému profilu menší než 1% a odchylka vypočtené intenzity spojitého spektra od původní menší než 2%.

Tab. 1 Schopnost znovunalezení základních parametrů modelu.

Test č.	zvolené $\Delta \theta$				vypočtené $\Delta \theta$			
1	0,470	0,430	0,410	0,380	0,459	0,430	0,387	0,396
2	0,400	0,370	0,340	0,370	0,402	0,366	0,349	0,365
3	0,450	0,400	0,400	0,450	0,443	0,398	0,399	0,443
4	0,420	0,440	0,400	0,420	0,426	0,438	0,413	0,425

Na přesnost určení modelových parametrů z profilů čar a kontinua má vliv několik nepříznivých faktorů:

1. Chyby v určení intenzit v profilech a v kontinuu při skutečném pozorování. Při vyhodnocování fotografických spekter mají hodnotu 3 - 5% a jsou hlavním zdrojem nejistoty při výpočtu modelu. Účinek těchto nepřesností lze poněkud oslabit vhodnou volbou váhovacích faktorů g_{λ} ve funkci $f(\vec{x})$. Během testování na simulovaných údajích se tyto chyby nemohly projevit.
2. Chyby vnesené zjednodušujícími předpoklady, nepřesnostmi v hodnotách atomových konstant a numerickými vlastnostmi metody výpočtu modelů a profilů čar. Protože při testování byly simulované i reprodukovány modely a profily počítány stejným způsobem, za stejných předpokladů a s užitím stejných atomových konstant, ani tyto chyby se neprojevíly.
3. Míra informace obsažené v pozorování. Jak bylo již řečeno, značná část informace o podmínkách v atmosféře se ztrácí integrací příspěvků jednotlivých vrstev podél zorného paprsku. To vnáší principiální omezení přesnosti do metodiky semiempirického modelování. Míra získané informace závisí na vhodné volbě modelových parametrů, na výběru spektrálních čar a na jejich počtu. Při zpracování dvou spektrálních čar lze očekávat výsledky lepší než jsou uvedeny v tabulce.
4. Přesnost minimalizační metody, která závisí jednak na konkrétních vlastnostech funkce $f(\vec{x})$, daných především mírou obsažené informace, jednak na výběru výchozího přiblížení. V testovaných případech se kombinace gradientní a simplexové metody ukázaly jako vyhovující.

Z Á V Ě R

Z výsledků testování a z výše uvedené diskuse vyplývá, že program TURTLE4 vzhledem k přesnosti spektroskopických měření a k principiálnímu omezení, kterým je zatížena metodika semiempirického modelování, je schopen dostatečně přesně určit základní parametry modelu z pozorovaných profilů čar a z kontinua. Je tedy vhodný k výpočtu semiempirických modelů spodních vrstev atmosféry hvězd slunečního typu a aktivních jevů, u nichž lze předpokládat přibližnou platnost LTE a hydrostatické rovnováhy.

LITERATURA

- Beiko, I. V.; Bubkin, V. N.; Zinko, P. N.: 1983, Metody i algoritmy rešenja zadač optimalizaciji, Kijev, Višča škola, 80,
- Hadrava, P.: 1988, soukromné sdělení
- Maltby, P.; Avrett, E. H.; Carlsson, M.; Kjeldseth-Moe, O.; Kurucz, R. L.; Loeser, R.: 1986, Astrophys. J. 306, 284.
- Nelder, J. A.; Mead, R.: 1965, Comput. J. 7, 308.
- Obridko, V. N.: 1985, Solnečnyje pjatna i komplekxy aktivnosti, Nauka, Moskva 57.

MODELOVANIE ATMOSFÉRY SLNKA

V. Karlovský, Krajská hvězdárň Hlohovec

ABSTRAKT

V práci je diskutovaný program na modelovanie atmosféry Slnka v jazyku Basic, spôsoby jeho použitia a je predložená aproximatívna formula pre započítanie absorpcie čiarami.

1. MODELOVANIE ATMOSFÉRY

Modelovanie atmosféry Slnka sa často používa pri interpretácii spektroskopických pozorovaní. Pretože vo všeobecnosti vytvorenie modelu je veľmi zložitý; je potrebné použiť niektoré ohraničenia a predpoklady, aby daná úloha bola riešiteľná. V našej práci sme sa ohraničili platnosťou lokálnej termodynamickej rovnováhy (ďalej len LTE). Predpoklady pre modelovanie sú:

- A. planoparalelná a vertikálna stratifikovaná atmosféra
- B. lokálna termodynamická rovnováha (LTE)
- C. energetická rovnováha
- D. hydrostatická rovnováha
- E. výber závislosti $T(\tau)$

E1 - Empirické modely: z pozorovaní sa získavajú závislosti $T(\tau)$ a $P_g(\tau)$ bez použitia podmienky D a žiarivej rovnováhy

E2 - Poloempirické modely, $T(\tau)$ sa získava z pozorovania, alebo sa zadáva apriorne (môže byť zadaná apriorne závislosť T s výškou H) a $P_g(\tau)$ sa získava za pomoci podmienky D.

Diskutovaný program MARIANA používa predpoklady A, B, C, D, E2 a je to poloempirický model. Celková koncepcia je nasledovná:

Celý program MARIANA je vytvorený ako podprogram pre použitie a program na syntetizáciu teoretických profilov spektrálnych čiar. Obsahuje riadiaci podprogram MARK, ktorý rieši rovnicu hydrostatickej rovnováhy metódou Runge-Kutta, podprogram NORT, ktorý vypočítava elektrónovú hustotu a tlak a podprogram SPOJITÁ ABSORBCIA, ktorý vypočítava spojitú absorpciu na danej vlnovej dĺžke v závislosti od predtým vypočítaných parametrov. V podprograme SPOJITÁ ABSORBCIA v rozsahu vlnových dĺžok 364,8 - 820,5 nm boli použité koeficienty spojitej absorpcie pre H^- , H, Mg a Thomsonov rozptyl na voľných elektrónoch. Tiež je možné použiť absorpciu čiarami, ktorú vyjadruje vzťah:

$$\log K = 63,675 - \log N_e \cdot N_H - \log \left[e^{25000/T} \right] + \log N_H \cdot \log \lambda - 27,738 \log \lambda \quad (1)$$

λ je v Angströnoch, K je v cm^{-1} . Bola odvodená na základe údajov Kurucz et al. 1974.

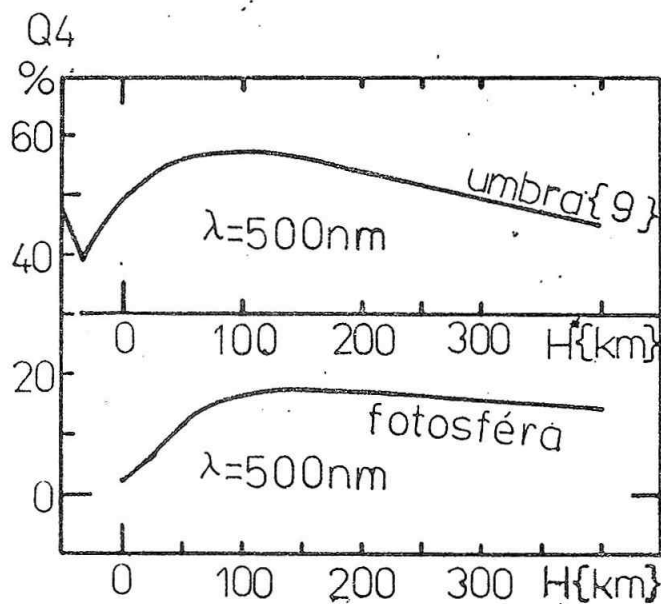
2. POUŽITIE PROGRAMU

Program je zostavený v jazyku BASIC pre počítač PMD 85-1 a mozaikovú tlačiareň DCD PRT 80 GS s riadiacimi slovami firmy EPSON. Potrebuje kapacitu pamäte počítača 20 kByte. Aby sa ušetrilo čo najviac miesta v pamäti, výsledky vypočítané sa hneď tlačia na tlačiareň. Zadáva sa chod teploty s výškou $T=f(H)$ riadok 7100 (H je v cm) a gradient teploty s výškou $T_H=f(H)$ riadok 7101. Vypočítavajú sa parametre pre vlnovú dĺžku 500 nm, inú vlnovú dĺžku treba zadať, riadok 4010, L je v cm. Sú to: elektronová hustota N_e , hustota vodíkových atómov N_H , elektronový tlak P_e , tlak plynu P_g , optická hĺbka danej vrstvy atmosféry $\tau(i)$ a výsledná absorbcia v cm^2/gram . Výpočet modelu trvá aj s tlačou výsledkov 45 minút. Úplne na záver sa tlačí závislosť celkovej optickej hĺbky na výške v atmosfére. Pri tlačení výsledkov na tlačiarň PRT 80 je treba na počítači PMD 85-1 programovo otvoriť výstupný port a inicializovať tlačiareň (riadky 4006, 4007) ostatné výsledky a ich priebeh môžeme sledovať na monitore. Program je možné použiť aj na modelovanie atmosfér hviezd, ak platí LTE, v určitom rozsahu pre spektrálne triedy F8V - G5V, pričom je potrebné zadať gravitačné zrýchlenie na povrchu hviezd v g (Slnka). Je treba pritom uvážiť, do akej výšky platí naozaj LTE, lebo program netestuje LTE, ale LTE predpokladá. Ak by sme chceli použiť program na modelovanie atmosfér hviezd pri platnosti LTE vo väčšom rozsahu spektrálnych tried, je potrebné doplniť podprogram SPOJITÁ ABSORBCIA ďalšími mechanizmami (napr. absorpciou He, ionizovanými prvkami, absorpciou molekulami atď.). Na to slúži voľné miesto v programe riadky 5521 - 6000. Je možné zmeniť aj chemické zloženie pre hviezdu, ak sa odlišuje od chemického zloženia Slnka. Upraviť treba riadky 4470, 5230 a podprogram NORT.

3. VÝSLEDKY

Výsledky programu MARIANA boli porovnávané s modelmi fotosféry HSRA (Gingerich et al. 1971), VAL II M (Vernazza et al. 1976), VAL III C (Vernazza et al. 1981) a s modelmi škvŕn Stellmachera a Wiehra 1975 a Avretta 1981. Relatívne odchýlky voči modelu VAL II M sú rádu 10^{-2} pre hustotu vodíkových atómov N_H a $9 \cdot 10^{-2}$ pre elektrónovú hustotu N_e . Odchýlky voči modelu VAL III C sú rádu 10^{-2} pre hustotu vodíkových atómov N_H a $8 \cdot 10^{-2}$ pre elektrónovú hustotu N_e a optickú hĺbku. Odchýlky v elektrónovej hustote sú dané tým, že obsah prvkov použitý v programe MARIANA (Withbroe 1971) sú stredné hodnoty obsahu, kdežto Vernazza et al. 1981 uvádza vyššie hodnoty - horné hranice obsahu prvkov Si, Mg, Fe, Na, Ca. Voči modelu Stellmachera a Wiehra sú optické hĺbky pri rovnakom priebehu teploty s výškou priemerne 1,24-krát väčšie, hlavne vo výškach

nad 100 km. Pri použití aproximatívnej formuly (1) pre započítanie absorpcie čiarami sa dosahujú výsledky, ktoré s modelom fotosféry VAL III C súhlasia s presnosťou rádu 10^{-2} . Priebeh absorpcie čiarami s výškou voči celkovej absorpcii vidíme na obrázku 1.



Obr. 1

Použitie absorpcie čiarami pri modeloch škvŕn dáva voči modelu Stellmachera a Wiehra 1975 optické hĺbky 2,1 - 3-krát väčšie pri rovnakom priebehu teploty s výškou. Väčšie optické hĺbky sa dosahujú hlavne vo výškach 100 - 200 km nad výškou, kde $\tau = 1$.

LITERATÚRA

- Allen, C. W.: 1973, Astrophysical quantities, The Athlone Press, London
- Avrett, E. H.: 1981, The Physics of Sunspots, Ed. by L. E. Cram and J. H. Thomas, Sacramento Peak Obs., 235
- Gingerich, O.; Noyes, R. W.; Kalkofen, W.; Gony, Y.: Solar Phys. 1971, 18, 347
- Gray, D. F.: The observation and analysis of stellar photospheres, ruský preklad, Mir, Moskva 1980
- Obridko, V. N.: Solnečnyje pjatna i kompleksi aktivnosti, Nauka, Moskva, 1985
- Sobotka, M.: Bull. Astron. Inst. Czechosl. 1985, 36, 230 - 236
- Sobotka, M.: Astron. Žurnal, 1985, 62, No 5, 995 - 1002
- Sobotka, M.: Zborník referátov zo 7. celošt. slnečného seminára, SÚAA Hurbano-vo, 1985, 169 - 173
- Stellmacher, G.; Wiehr, E.: 1975, Astron. Astrophys., 45, 69
- Vernazza, J. E.; Avrett, E. H.; Loeser, R.: Ap. J. 1973, 184, 605 - 631
- Vernazza, J. E.; Avrett, E. H.; Loeser, R.: Ap. J. 1976, 30, 1 - 60
- Vernazza, J. E.; Avrett, E. H.; Loeser, R.: Ap. J. Suppl. Ser. 1981, 45, 635 - 725

Withbroe, G. L.: 1971, The Menzel Symposium on Solar Physics, Atomic Spectra and Gaseous Nebulae, Ed. K. B. Gebbie NBS Spec. Pub. 353, 127.
Kurucz, R. L.; Peytremann, E.; Avrett, E. H.: 1974, Blanketed Model Atmospheres for Early Type Stars, Smithsonian Inst. Washington.

```
4000 REM PODPROGRAM MARIANA
4001 REM SPOJITA ABSORBCIA
4002 REM (C)1986 V.KARLOVSKY
4003 ABF=0:GF=0:GN=0:HB=0:REM NULOVANIE SUMOVANYCH VELICIN
4004 I=0:J=0:VV=0: GOSUB 7800
4005 DIM EN(101),PG(101),V1(200),V5(200)
4006 CONTROL 4,3;160,13
4007 OUTPUT 403;CHR$(27);"@";
4010 L=5E-5 :REM VSTUP Z PROFILOV
4020 GOTO 7000:REM -> MARK
4030 REM UVODNY BLOK
4040 LA=L/1E-08
4046 PRINT
4050 TA=5039.77/T
4055 TB=0.754*TA
4060 TET=LOG(TA)/LOG(10)
4080 IF LA<3648 OR LA>8205 THEN RUN
4090 IF LA>=5250 THEN 4120
4100 ABF=-16.2045+.1728E-03*(LA-8500)
4110 ABF=ABF+.39422E-07*((LA-8500)^2)+.51345E-11*((LA-8500)^3)
4115 GOTO 4140
4120 ABF=-16.40383+.61356E-06*(LA-8500)
4130 ABF=ABF-.11095E-07*((LA-8500)^2)+.44965E-13*((LA-8500)^3)
4140 REM VOLNO-VIAZANE PRECHODY H-
4150 ABF=10^ABF
4160 IND=-1.2398E+04*TA/LA
4170 IND=10^IND:REM IND KOREKCIA INDUKCIE
4227 DISP"ABSORBCIA H-"
4230 KBF=4.158E-10*ABF*PE*TA*TA*SQR(TA)*(10^TB)
4240 KBF=KBF*(1-IND)
4250 DISP"K BF=";KBF;"CM^2/N(H)"
4300 REM VOLNO-VOLNE PRECHODY
4310 LB=LOG(LA)/LOG(10)
4321 I9=-31.63602+.48735*LB+.296586*LB*LB-.0193562*LB*LB*LB
4330 I1=15.3126-9.33651*LB+2.000242*LB*LB-.1422568*LB^3
4340 I2=-2.6117+3.22259*LB-1.082785*LB*LB+.1072635*LB^3
4345 ST=I9+I1*TET+I2*TET*TET
4350 KFF=PE*(10^ST)
4360 DISP"K FF=";KFF;"CM^2/N(H)"
4370 DISP"ROZPTYL NA ELEKTRONACH"
4380 AEE=.6655E-24
4390 KAE=AEE*PE/(PG-PE+1E-36)
4400 DISP"K E=";KAE;"CM^2/N(H)"
4410 REM SUMA KBF,KFF PRE H- A KAE*****
4415 U9=-13.598*TA
4420 FH=9.3799045+U9:FH=10^FH
4430 FH=FH/(TA*TA*SQR(TA))
4440 FH=FH/PE
4450 FH=1/(1+FH):DISP"FH";FH;"KOREKCIA NA 1 PROTON"
4460 KAN=(KBF+KFF)*FH+KAE
4470 KAN=KAN/2.1014E-24 :REM CHEM. ZLOZENIE SLNKA
4475 Q1=KAN
4490 DISP"KAPPA=";KAN;"CM^2/GRAM"
4498 DISP"LOG 10 KAPPA=";LOG(KAN)/LOG(10)
5000 DISP"ABSORBCIA NEUTRALNYM VODIKOM"
5010 TA=5039.77/T
5020 RY=1.0968E+05
5030 TC=-13.598*TA
5040 LA=L/1E-08
```

```
5050 GF=0.3456/((L*RY)^0.33333)
5060 GF=GF*((0.43429*LA/(TA*1.2398E+04))+0.5)
5070 GF=1+GF
5080 HF=1.6671524E-28*LA*LA*LA*GF*(10^TC)/TA
5085 DISP"H FF=";HF
5090 GN=0.3456/((L*RY)^0.33333)
5100 GN=GN*(L*1.2186667E+04-0.5)
5110 GN=1-GN
5120 J1=-13.220278;J1=J1*TA;J1=10^J1
5130 J2=-13.32049;J2=J2*TA;J2=10^J2
5140 J3=-13.385531;J3=J3*TA;J3=10^J3
5150 J4=-13.598;J4=J4*TA;J4=10^J4
5160 J5=1.044E-26*LA*LA*LA
5170 J6=0.43429/(27.196*TA)
5180 HB=J5*((GN/27)*J4+J6*(J1-J4))
5190 HB=HB+J5*((GN/64)*J4+J6*(J2-J4))
5200 HB=HB+J5*((GN/125)*J4+J6*(J3-J4))
5205 DISP"H BF=";HB
5210 HX=HF+HB
5220 HX=HX*(1-IND)
5230 HX=HX*FH/2.1014E-24;REM CHEM.ZLOZENIE SLNKA
5235 Q2=HX
5240 DISP"FH";FH;"KOREKCIA NA 1 PROTON"
5250 DISP"KAPPA (NEUTR)=";HX;"CM^2/GRAM"
5260 DISP"LOG 10 KAPPA=";LOG(HX)/LOG(10)
5300 REM ABSORBCIA MG I
5310 C3=(3.5E-5)*(4.14138E-16)*NH*NE
5312 C5=T^(-1.5)
5314 C7=(1E-18)*(1-IND)
5320 W2=0;Q8=0;PRINT"C3=";C3;"C5=";C5
5322 S3=0;N3=0;W3=0;S4=0;N4=0;W4=0;S5=0;N5=0;W5=0;S6=0;N6=0;W6=0
5324 S7=0;N7=0;W7=0;S8=0;N8=0;W8=0
5350 IF LA<=7292 AND LA>7236 THEN 5410
5351 IF LA<=7236 AND LA>6549 THEN 5400
5352 IF LA<=6549 AND LA>5504 THEN 5390
5353 IF LA<=5504 AND LA>4884 THEN 5380
5354 IF LA<=4884 AND LA>3756 THEN 5370
5355 IF LA<=3756 AND LA>3648 THEN 5360
5360 S3=16*((LA/3756)^2.1)-7.8*((LA/3756)^9.5)
5361 N3=C3*C5*0.75*EXP(38306.422/T)
5362 W3=S3*N3*C7
5370 S4=2.1*((LA/4884)^2.6)
5371 N4=C3*C5*0.75*EXP(29459.238/T)
5372 W4=S4*N4*C7
5380 S5=0.43*((LA/5504)^2.6)
5381 N5=C3*C5*0.25*EXP(26140.792/T)
5382 W5=S5*N5*C7
5390 S6=45*((LA/6549)^2.7)
5391 N6=C3*C5*1.25*EXP(21969.601/T)
5392 W6=S6*N6*C7
5400 S7=25*((LA/7236)^2.7)
5401 N7=C3*C5*2.25*EXP(19883.764/T)
5402 W7=S7*N7*C7
5410 S8=33.8*((LA/7292)^2.8)
5411 N8=C3*C5*3.75*EXP(19731.064/T)
5412 W8=S8*N8*C7
5419 V7=V9/(2.738E+4*DH*G8)
5420 W2=W3+W4+W5+W6+W7+W8;REM SUMA ABS.CM-1
5421 PRINT"V7=";V7;"DH=";DH;"G8=";G8
5422 Q8=W2/V7;REM V7 HUSTOTA
5424 PRINT"W2=";W2;"Q8=";Q8;BEEP
5500 REM BLOK ABSORBCIA CIARAMI PRE SLNKO
5502 IF C<>"AND"THEN 6001
5510 E9=0;BB=LOG(10)
5512 F2=LOG(NE*NH)/BB;F3=LOG(EXP(25000/T))/BB
5514 F4=LOG(NH)/BB;F5=LOG(LA)/BB
5516 E9=63.675-F2-F3+F4*F5-27.738*F5
5518 E9=10^E9;PRINT"E9=";E9;"CM-1"
5519 Q4=E9/V7;PRINT"Q4=";Q4
5520 Q8=Q8+Q4
6000 REM
```



```

6001 Q3=Q1+Q2+Q8
6002 Q9=Q3:REM VYSLEDNA ABSORBCIA
6003 PRINT"L=";LA;"ANGSTROM"
6004 J=J+1:V1(J)=(V9*Q9)/(2.738E+04*G8)
6005 OUTPUT 403;"^Tau(";J;")=";V1(J)
6010 PRINT:PRINT"VYSLEDNA ABSORBCIA=";Q3;"CM^2/GRAM"
6020 PRINT:PRINT"LOG 10 KAPPA=";LOG(Q3)/LOG(10)
6025 PRINT:PRINT"IND=";IND;"FH=";FH
6026 PRINT:PRINT"*****"
6028 OUTPUT403;"L";LA;"Angstrom";" Vysledna absorbcia=";Q9;"cm^2/gram"
6029 OUTPUT 403;
6030 REM KONIEC PODPROGRAMU MARIANA
6050 GOTO 7089:REM -> MARK
7000 REM PODPROGRAM MARK (HN)
7010 DH=SE+5:A1=-2*DH+0 :B1=1.315E+17:REM DH=5 KM
7020 H=A1:HN=B1:Z=0:V2=0
7030 GOSUB 7100
7040 E1=DH*F:H=A1+DH:HN=B1+E1:GOSUB7100
7050 HN=B1+(E1+DH*F)/2
7055 H5=H/1E+05
7065 GOSUB 7500 :REM PODROGRAM NORT (EN)->
7066 NE=EN(I+1):NH=HN:K9=1.38066E-16
7067 PG=(NE+NH)*K9*T : PE=NE*K9*T
7068 PRINT"H"H5;"T";T;"NE";NE;"NH";NH;"PE";PE;"PG";PG
7069 OUTPUT 403;"H"H5;"km T";T;"Kelvin"
7070 OUTPUT 403;"Ne";NE;"NH";NH;"cm-3 *1E+6 m-3"
7080 OUTPUT 403;"Pe";PE;"Pg";PG;"dyn/cm^2 *0.1 Pa"
7081 Z=Z+1:PG(Z)=PG:IF Z>1 THEN 7084
7082 V9=ABS(PG(Z)-B1*K9*T):PRINT"V9=";V9:GOTO 4030
7084 V9=ABS(PG(Z)-PG(Z-1)):PRINT"V9=";V9
7085 GOTO 4030:REM -> MARIANA
7089 A1=H:B1=HN:GOTO 7030
7090 REM TEPLOTNA ZAVISLOST SLNKO - FOTOSFERA
7091 REM PRE SKVRNY TREBA ZMENIT T(H) A T'(H)
7092 REM MOZNO MENIT I A1,B1,DH,(POC.VYSKA,
7093 REM POC.HN,KROK VD VYSKE) T=T(H) T'(H)=TH
7100 T=4269.288+2068.85*EXP(-0.618E-07*H)
7101 TH=-1.27855E-04*EXP(-0.618E-07*H)
7103 C9=G8*4.16731E-04
7110 F=(-HN/T)*(C9+TH)
7198 IF H5>=400 THEN PRINT"NON LTE PROGRAM MIMO ROZSAH !"
7199 IF H5>=400 THEN 7210
7200 RETURN:REM KONIEC PODPROGRAMU MARK
7210 REM OPTICKA HLBKA
7220 FOR Y=4E+7/DH TO 0 STEP -1
7225 PRINT"Y=";Y
7230 VV=VV+V1(Y)
7240 V5(Y)=VV:PRINT"VV=";VV
7250 PRINT"Tau(";"(-DH+Y*DH)/1E+5;" km)=";V5(Y)
7260 OUTPUT403;"Tau(";"(-DH+Y*DH)/1E+5;" km)=";V5(Y)
7270 NEXT Y
7280 STOP :REM KONIEC VYPOCTOV
7300 REM
7500 REM PODPROGRAM NORT
7510 TF=5039.77/T :BB=LOG(10)
7520 REM O9=21.23763-1.5*LOG(TF)/BB
7521 O9=15.6826+1.5*LOG(T)/BB
7531 K1=7.870 :M1=2.5E-5
7532 K2=11.260 :M2=3.7E-4
7533 K3=7.646 :M3=3.5E-5
7534 K4=9.151 :M4=3.5E-5
7535 K5=5.139 :M5=1.7E-6
7536 K6=6.113 :M6=2.1E-6
7537 K7=13.598 :M7=1
7610 O1=O9-K1*TF-1*(2.05-.62*TF)+(1.97-.34*TF)
7611 O1=O1*BB
7612 O1=EXP(O1):REM"FE";O1
7613 R1=M1*O1:REM"R1"R1
7620 O2=O9-K2*TF-1*(1.03-.06*TF)+.78
7621 O2=O2*BB
7622 O2=EXP(O2):REM"C";O2
    
```

```
7623 R2=M2*02:REM"R2"R2
7630 O3=09-K3*TF-1*(0.29-.28*TF)+.31
7631 O3=O3*BB
7632 O3=EXP(O3):REM"MG";O3
7633 R3=M3*03:REM"R3"R3
7640 O4=09-K4*TF-1*(1.1-.12*TF)+(.78-.02*TF)
7641 O4=O4*BB
7642 O4=EXP(O4):REM"SI";O4
7643 R4=M4*04:REM"R4"R4
7650 O5=09-K5*TF-1*(0.89-.58*TF)
7651 O5=O5*BB
7652 O5=EXP(O5):REM"NA";O5
7653 R5=M5*05:REM"R5"R5
7660 O6=09-K6*TF-1*(1.03-.96*TF)+(.74-.4*TF)
7661 O6=O6*BB
7662 O6=EXP(O6):REM"CA";O6
7663 R6=M6*06:REM"R6"R6
7670 O7=09-K7*TF-0.3
7671 O7=O7*BB
7672 O7=EXP(O7):REM"H";O7
7673 R7=M7*07:REM"R7"R7
7700 REM ITERACIA EN(I)
7710 EN(1)=HN/1E+06
7720 FOR I=1 TO 100
7730 X1=R1/(EN(I)+01):X2=R2/(EN(I)+02)
7740 X3=R3/(EN(I)+03):X4=R4/(EN(I)+04)
7750 X5=R5/(EN(I)+05):X6=R6/(EN(I)+06)
7760 X7=R7/(EN(I)+07)
7770 X9=X1+X2+X3+X4+X5+X6+X7
7780 EN(I+1)=HN*X9
7782 X8=ABS(EN(I+1)-EN(I))
7784 IF (X8/EN(I))<2E-5 THEN 7792
7790 DISP"EN(";I;")=";EN(I);"HN";HN
7791 NEXT I
7792 RETURN
7793 REM KONIEC PODPROGRAMU NORT
7800 REM NAVOD NA POUZITIE
7805 SCALE 0,255,0,242
7810 MOVE 0,0
7815 GCLEAR
7820 MOVE 50,140
7825 LABEL 4,4;"PROGRAM"
7830 MOVE 60,100
7835 LABEL 3,3;"MARIANA"
7840 MOVE 60,80
7845 LABEL 1,1;"(C) V.KARLOVSKY 1986,1988"
7850 MOVE 15,15
7855 FILL 240,220;1
7860 PAUSE 30
7865 GCLEAR
7870 PRINT"PROGRAM POCITA MODELY ATMOSFERY HVIEZD"
7872 PRINT"S CHEMICKYM ZLOZENIM AKO SLNKO"
7874 PRINT"SPEKTR.TRIEDY F8V-G5V"
7875 PRINT"SO ZADANOU FUNKCIU T=F(H)"
7880 PRINT"T A T' ZADAJ NA RIADKOCH 7100,7101"
7885 PRINT
7890 PRINT"PRE PRACU S TLACIARNOU PRT 80 (EPSON)"
7895 PRINT"SU VYHRADENE RIADKY 4006,4007,6028,6029,"
7900 PRINT"7069,7070,7080,6005,7260 PRI PRACI BEZ TLACIARNE"
7905 PRINT"JE.TREBA ICH VYLUCIT ALEBO OZNACIT CEZ REM"
7910 PRINT"AKO KOMENTAR"
7915 PRINT:PRINT"VSETKY MODELY SU PRE L=5000 ANGSTROM"
7920 PRINT"INU VLNOVU DLZKU ZADAJ NA RIADKU 4010"
7921 PRINT:PRINT"ZADAJ GRAV.ZRYCH.NA POVRCHU HVIEZDY"
7922 PRINT"V G(SLNKA) ! "
7923 INPUT G$
7925 PRINT:PRINT"CHCES ABSORB.CIARAMI PRE SLNKO ? (ANO/NIE)"
7926 INPUT C$
8000 RETURN
```

JEMNÁ ŠTRUKTÚRA SPEKTIER 5-min. P-MÓDOV

M. Bartolomejová, Gbely

ABSTRAKT

Príčina jemnej štruktúry 5-min. p - módov sa prisudzuje rotácii Slnka, ktorá indikuje rotačné štiepenie akustického spektra s frekvenciami ν_m . m - štiepenie akustického spektra bolo pozorované u nízkostupňových módov s $1 \leq 3$ a publikované viacerými autormi, tu porovnané. Ich výsledky sú sporné a vyvolávajú nové problémy pri vytváraní modelov Slnka.

ÚVOD

Objavením 5 - min. oscilácií v atmosfére Slnka sa otvárajú nové možnosti nazrieť do jeho najvnútornejších oblastí. 5 - min. oscilácie sú prejavom akustických vln rezonujúcich vo vnútorných oblastiach Slnka. O vplyve vnútornej rotácie na jemnú štruktúru akustických spektier už boli urobené experimenty a ich výsledky publikované niekoľkými autormi.

2. ZÁKLADNÉ VLASTNOSTI 5 - min. p - MÓDOV A, ICH ROTAČNÉ ŠTIEPENIE

5 - min. oscilácie v slnečnej (hviezdnej) atmosfére sú výsledkom superpozície približne 10^7 akustických p - módov. Vznikajú pravdepodobne zmenou tlaku plazmy pri prudkom prúdení v konvektívnej zóne. Akustické módy sú postupné vlny, uväznené a šíriace sa pod atmosférou Slnka. Takéto módy môžeme popísať charakteristickými číslami, podobnými kvantovým - popisujúcim stavu elektrónu v atóme. Sú to charakteristiky:

n - radiálny rád

l - stupeň módu

m - azimutálny rád

Radiálny rád módu n udáva počet uzlových čiar v smere polomeru. Frekvenčný rozdiel dvoch susedných n módov rovnakého stupňa l je daný:

$$\nu_n = \nu_{n+1,1} - \nu_{n,1} \quad (1)$$

$$\nu_n = \tau^{-1}$$

T je čas, ktorý uplynul medzi dvomi odrazmi módu s rovnakým stupňom l od vnútorného povrchu. Stupeň módu l udáva počet povrchových uzlových čiar. Podľa toho, aká je hodnota l poznáme módy:

1. nízkostupňové s $l = 0, 1, 2, 3$
2. strednostupňové, ak $4 \leq l \leq 100$
3. vysokostupňové, ak $100 \leq l \leq 1000$

Nízkostupňové módy prenikajú do najväčších hĺbok slnečného vnútra a vysokostupňové módy len do podpovrchových oblastí Slnka. Frekvenčný rozdiel dvoch susedných módu s rovnakým radiálnym rádom n je:

$$\nu_l = \nu_{n,l+1} - \nu_{n,l} \quad (2)$$

Ak hviezda rotuje, zapríčiňuje frekvenčné štiepenie módu s rovnakým radiálnym stupňom a rádom:

$$\nu_m = \nu_{n,l,m+1} - \nu_{n,l,m} \quad (3)$$

kde m je azimutálny rád módu a udáva počet uzlových čiar pretínajúcich rovník. Počet hodnôt azimutálneho rádu m je $2l + 1$. Módy so stupňom $l = 0$ sú nerozštiepené a azimutálny rád má len jednu hodnotu, a to $m = 0$. Ak stupeň $l = 1$, módy sú dipólové a štiepia sa do tripletov s azimutálnymi rádmami $m = 0, m = \pm 1$. Ak sa $l = 2$, módy sú kvadrupólové, štiepia sa do kvintupletov, $m = 0, m = \pm 1, m = \pm 2$. atď.

Módy s azimutálnym rádom $m = 0$ sú tzv. zonálne. Ich amplitúda má maximum v blízkosti pólů. Ak azimutálny rád $m = \pm 1$, módy sú sektorálne, sú uväznené v blízkosti rovníka a sú veľmi citlivé na rotáciu hviezdy. Módy s azimutálnym rádom $m \neq 0$ sú tesserálne.

Módy s rovnakým stupňom l sa môžu šíriť v smere rotácie, vtedy budú unášané plazmou a ich rýchlosť šírenia bude väčšia ako u módu postupujúcich v protismere rotácie. Podľa toho ich možno rozdeliť na prográdne postupujúce v smere rotácie s $m = +1$ a retrográdne v protismere rotácie s $m = -1$.

Štiepenie 5-min. módu je dané vzťahom (Woodard, 1984):

$$\Delta_{n,l} = \Delta = \int_0^R \Omega(r) / 2\pi \, dr / c(r) / \int_0^R dr / c(r)$$

$c(r)$ je zvuková rýchlosť v danom mieste polomeru r ,

$\Omega(r)$ je uhlová rotačná rýchlosť v tomto polomere.

Vzťah bol odvodený pre pomaly rotujúcu osovo symetrickú hviezdu, pričom je zanedbaná šírková závislosť $\Omega(r)$.

Diferenciálna povrchová rotácia však prispieva k štiepeniu p -módu, no tento príspevok závisí od typu módu, t.j. od stupňa a azimutálneho rádu. Možno ho ale zanedbať v prípade prieskumu väčších hĺbok slnečného vnútra, u módu nízkostupňových väznených v oblasti slnečného rovníka, t.j. sektorálnych.

Ďalším príspevkom k štiepeniu p -módu môžu byť: Coriolisova sila, odstredivá sila a veľkoškálové magnetické polia. V porovnaní s rotáciou Slnka sú tieto príspevky zanedbateľné.

3. NIEKTORÉ VÝSLEDKY VÝSKUMU

Ak do vzťahu (4) dosadíme strednú siderickú dobu rotácie Slnka,

$$\frac{\Omega}{2\pi} = \frac{1}{28,38 \text{ dňa}} = 0,45586 \mu\text{Hz} = \Delta$$

čo by mala byť hodnota rozštiepenia vplyvom rotácie povrchu rovníkovej oblasti Slnka.

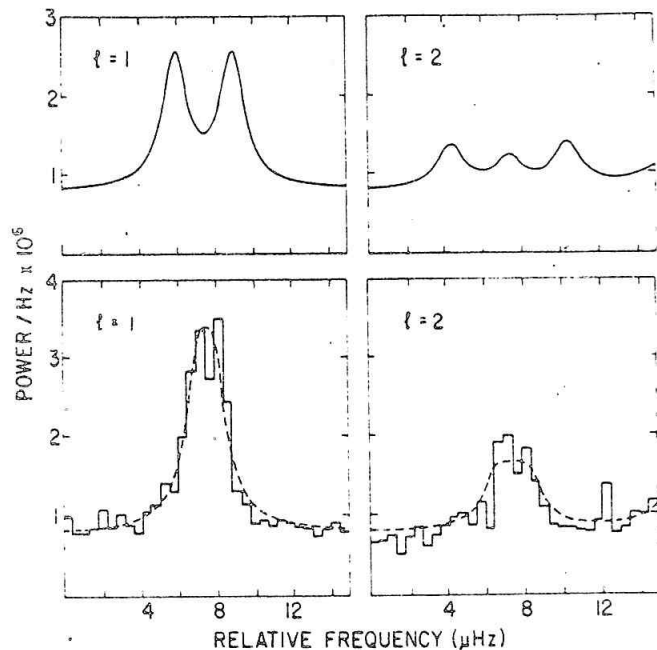
Jemnú štruktúru výkonových spektier akustických módov prvýkrát získal r. 1981 Claverie z Birminghamskej univerzity, metódou optického rezonančného rozptylu pár atómov neutrálneho draslíka 769,9 nm. Z 28-dňových meraní, analýzou módov stupňa $l = 0, 1$, až 2 zistil priemernú hodnotu štiepenia $\Delta = 0,75 \mu\text{Hz}$. Hill so skupinou vedcov rozlíšil z časových zmien funkcie tmavnutia slnečného limbu aj nízkostupňové p - módy, hodnota štiepenia je väčšia ako 1 , napr.: Hill - $\Delta = 1,70 \mu\text{Hz}$, Gough - $\Delta = 1,46 \mu\text{Hz}$.

ACRIM (Active Radiometer Irradiance Mission) rádiometer umiestnený na SSM (Solar Maximum Mission) družici, poskytol dáta z celkového slnečného toku. Slnečné oscilácie ako náhodné predpovedané zmeny boli potom analyzované zo zmien a kolísaní slnečného toku jeho priemernej hodnoty 1368 W/m^2 . Rádiometer pracoval spojitne 290 dní od začiatku roku 1980. Z analýzy dát ACRIM a konštrukcie výkonových spektier bola určená hranica štiepenia:

$\Delta_{\text{max}} = 1,0 \mu\text{Hz}$ pre dublet $m = +1$ a $m = -1$ p - módov stupňa $l = 1$ (viď obr. 2).

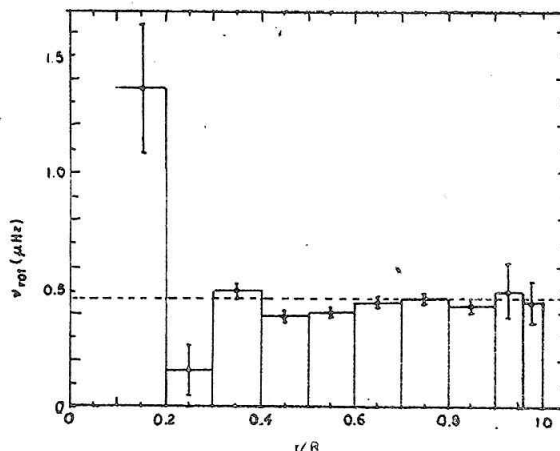
Kvôli symetrickým vlastnostiam m funkcií popisujúcich p - oscilácie je možno pozorovať iba módy s párnym súčtom $l + m$. Súčet $l+m$ nepárnych p - módov pozorovať nemôžeme ak $\theta = \pi/2$. V prípade dát ACRIM boli preto identifikované len komponenty $m = \pm 1$ mód stupňa $l = 1$ tzv. dublety. U módov stupňa $l = 2$ boli identifikované s $m = 0, \pm 2$.

Porovnaním rozštiepenia z dát ACRIM s Birminghamskými sa tieto veľmi nelíšia. Jeho teoretické výpočty vychádzajú zo slnečného modelu Ulricha a Rhodesa



Obr. 1 Ideálne profily s $l = 1$ a $l = 2$, vedúce k štiepeniu $\Delta = 1,56 \mu\text{Hz}$ z dát ACRIM.

Obr. 2 Superpozícia $l = 1$ a $l = 2$ módov z 290 dňových ACRIM dát.



Obř. 3 Vnútorná rotačná frekvencia ako funkcia polomeru.

4. ZÁVER

Z Birminghamského rozštiepenia je priemerná perióda rotácie Slnka približne 15 dní v porovnaní s periódou rotácie povrchu rovníkovej oblasti vyplýva, že Slnko by malo mať rýchlo rotujúce jadro, svedčia o tom aj ďalšie výsledky štiepenia. Teória rýchlo rotujúceho jadra však prináša mnohé ďalšie problémy. Analýza štruktúry 5 - min. módu je zatiaľ veľmi zložitá a ako je evidentné z uvedených spektier ACRIM, ktoré sa považujú za najpresnejšie, dubletná, tripletná a viackomponentná štruktúra nie je úplne jasná a vieryhodná. K určeniu tejto štruktúry budú potrebné omnoho kvalitnejšie a väčšie množstvo dát.

LITERATÚRA

- Woodard, M.: 1984, Short-period oscillations in the total solar irradiance, Dizertačná práca, UCSD, La Jolla, California
- Gabriel, M.: 1986, Seismology of the Sun and the Distant Stars, 243
- Brown, T. M.: 1986, Seismology of the Sun and the Distant Stars, 199
- Raay, H. B. van der Palle, P. L.; Roca Cortez, T.: Seismology of the Sun and the Distant Stars, 215.
- Isaak, G. R.: 1986, Seismology of the Sun and the Distant Stars, 223
- Goode, P. R.: 1986, Seismology of the Sun and the Distant Stars, 237.

PŘIROZENÉ HRANICE ROZLIŠENÍ DETAILŮ VE SPEKTRU

P. Kotrč, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Jsou uvedeny vlivy přístrojů i pozorování na možnosti detekce detailů ve vysokodisperzním fotografickém slunečním spektru. Formální popis je doplněn kvalitativními i kvantitativními odhady využitelnými při práci s mnohakamerovým slunečním spektrografem (MKSS) a horizontálním slunečním spektrografem (HSFA).

ÚVOD

V posledních letech se stávají aktuálními problémy sluneční fyziky, které vyžadují pozorování s vysokým časovým, prostorovým, resp. spektrálním rozlišením. Apeluje se na získání spektrálních pozorování flokulových bodů, "filigree", resp. magnetických elementů, jejichž úhlové rozměry jsou menší než 1". Životní doby těchto útvarů jsou v rozmezí desítek až stovek sekund. Teorie plazmatu ukazuje, že je reálné očekávat i v podmínkách sluneční chromosféry a zejména v přederupčních a erupčních fázích výskyt drobných deformací profilů spektrálních čar v důsledku kolektivních plazmových procesů. Tak vznikla řada prací věnovaných pokusům nalézt v křídlech chromosferických čar jemné deprese nebo hrbolky, případně nalézt u některých zakázaných čar satelity vyšších řádů. Takto by se měli projevat vysokofrekvenční turbulentní kmity plazmatu ve sluneční chromosféře. K jejich prokázání je potřebné spektrální rozlišení ne horší než několik pm (setin Angströmu). V těchto souvislostech je účelné posoudit možnosti, které nám poskytuje naše přístrojové vybavení, pozorovací podmínky i možnosti náležitého zpracování spektroskopických dat. Tím stanovíme hodnoty limitního rozlišení a vyloučíme případy chybné interpretace nereálných detailů spekter.

2. HRANICE ROZLIŠENÍ

Reálná spektrální pozorování jsou zatížena jistými neurčitostmi (hranice rozlišení) ve vlnových délkách, úhlu i čase. Jejich přítomnost vyplývá jednak z vlnového charakteru záření, z konečných hodnot parametrů všech podstatných částí dalekohledu, spektrografu i receptoru záření a jednak z vlastností pozorovaných objektů i z atmosferických podmínek pozorování. V důsledku těchto neurčitostí je část informací o objektu ztracena nebo zkreslena. Velikost neurčitostí lze ocenit výpočtem, měřením nebo odhadem. Při vlastním pozorování, ne-

bo při následném mikrofotometrickém a numerickém zpracování dat je možno velikost výsledné neurčitosti v jistých mezích změnit, zpravidla zvětšit. Pokud nemá dojít ke snížení výsledného rozlišení, musíme zachovat jistá pravidla a vztahy mezi jednotlivými dílčími vlivy omezujícími rozlišení.

Meze úhlového rozlišení ve spektru hlavně určují:

- parametry optiky dalekohledu a spektrografu,
- vlivy zemské atmosféry při pozorování,
- vlivy fotografického procesu, zrna a mikrofotometrování.

Meze spektrálního rozlišení hlavně určují:

- parametry štěrbiny, mřížky a optiky spektrografu,
- vliv fotografického procesu, zrna a mikrofotometrování.

Obě skupiny příčin snížení rozlišení zahrnují vlivy, jež buď navzájem superponují (vyjadřujeme konvolucí funkcí dílčích vlivů), nebo rámcově vymezují, nebo vzorkují data.

Rámcové vymezení datové funkce $F(x)$ ohraničující funkcí $B(x)$, vede k ohraničení pozorovacích dat a vyjadřuje se součinem $F(x) \cdot B(x)$. Vzorkování datové funkce $F(x)$ vzorkovací funkcí $III(x)$ vede k diskretizaci pozorovacích dat a vyjadřuje se rovněž součinem $F(x) \cdot III(x)$. Oba tyto procesy mohou ovlivnit meze rozlišení při následném numerickém zpracování dat. Vlivem nedostatečně hustého vzorkování, nebo nedostatečného zhlazení ostrých hran vymežovací funkce může dojít k tzv. aliasingu, který vede ke ztrátě původní informace a tedy ke snížení rozlišení. V dalším se nebudeme zabývat vlivy numerických metod, které mohou při dodatečném zpracování rovněž vést ke změně rozlišení. Věnujeme se přirozeným vlivům převážně přístrojového původu, jež navzájem superponují. Superpozici těchto jevů matematicky popíšeme konvolucí jednotlivých funkcí rozlišení, což vede ke skládání jejich pološířek a ve svých důsledcích ke kumulaci dílčích mezí rozlišení.

Spektrální rozlišení detailů spektrogramu ve směru disperze je ovlivněno těmito faktory:

1. Šířka štěrbiny spektrografu (difrakce na štěrbíně); užíváme zpravidla tzv. normální šířku štěrbiny $\delta_1 = \lambda f_{col}/d$, kde f_{col} je ohnisková vzdálenost kolimátoru a d je účinná šířka difrakční mřížky.
2. Spektrální rozlišení mřížky spektrografu v používaném řádu a vlnové délce $\Delta\lambda = \lambda / n.N$, kde n je řád a N celkový počet vrypů.
3. Velikost difrakčního kroužku v důsledku difrakce na aperturní cloně svazku (zpravidla nastává u mřížky), $\delta_3 = 1,22 \cdot \lambda f_{col}/d$.
4. Velikost rozptylu světla na fotografickém zrně emulze.
5. Velikost šířky štěrbiny mikrofotometru.
6. Velikost vzorkovacího kroku mikrofotometrování.
7. Velikost rámcového vymezení úseku spektra.
8. Další nezapočtené vlivy (aberrace optiky, neklid obrazu na štěrbíně během expozice, parazitní světlo uvnitř optických systémů, selektivní rozptyl a absorpce v atmosféře, fotografické efekty ap.).

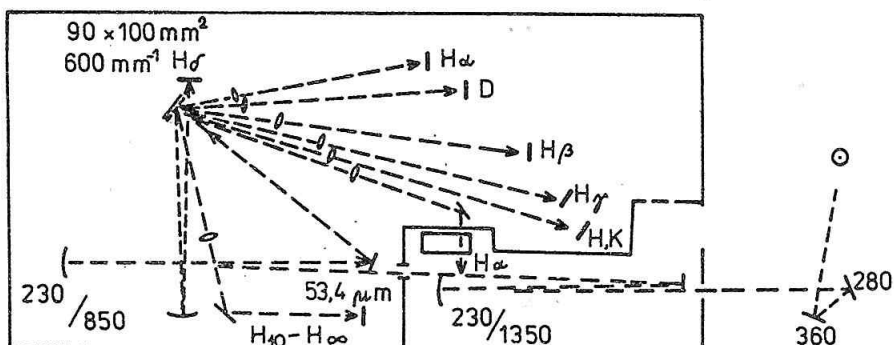
Ne všechny vyjmenované efekty mají srovnatelný význam. Velikost některých závisí na konkrétních podmínkách pozorování nebo zpracování dat. Jevy uvedené pod čísly 1. až 4. tvoří složky výsledného instrumentálního profilu $I(x)$. Provedli jsme u nich výpočet dílčích a odhad výsledných hranic rozlišení pro přís-

troje MKSS a HSFA, umístěné na Ondřejovské observatoři. Schéma těchto spektrografů jsou na obr. 1.

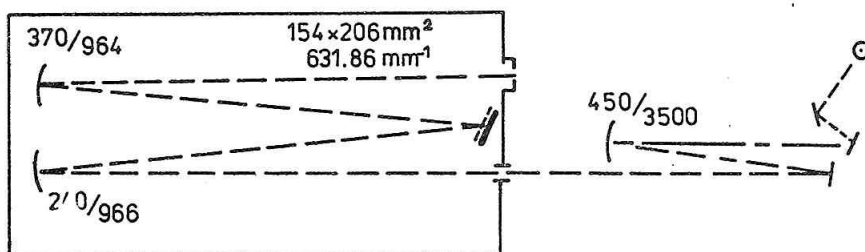
Vliv výsledního instrumentálního profilu $I(x-x_0)$ na data $F(x_0)$ popisujeme konvolučním vztahem:

$$D(x) = \int_{-\infty}^{\infty} I(x - x_0) F(x_0) dx_0.$$

Mnohokamerový sluneční spektrograf (MKSS)



Spektrograf HSFA – typ CZERNY-TURNER



Obr. 1 Nahore: optické schéma mnohokamerového spektrografu (MKSS).

Dole: optické schéma spektrografu HSFA. Na obou schématech jsou uvedeny hlavní optické charakteristiky přístrojů (průměry, resp. ohniskové vzdálenosti zrcadel, šířka užívané štěrbiny u MKSS, celková plocha a optická konstanta difrakční mřížky):

Vztah pro samotný výsledný instrumentální profil bychom dostali konvolucí jednotlivých funkcí všech dílčích vlivů. Jde o následující dílčí vlivy a jim odpovídající dílčí hranice rozlišení:

- 1) obraz vstupní štěrbinu spektrografu δ_1
- 2) rozlišení mřížky δ_2
- 3) difrakční kroužek od difrakce na aperturní cloně svazku δ_3
- 4) rozlišení fotografické emulze δ_4 (bereme konstantní hodnotu 25 μm).

Výsledné rozlišení závisí na typu funkcí, které jsou dílčími složkami výsledního instrumentálního profilu $I(x)$. Pokud by šlo o Gaussovy funkce, je výsledná pološířka a tedy i rozlišení určeno vztahem

$$\delta_g = \sqrt{\sum \delta_i^2}$$

Jde-li o čistě Lorentzovy funkce, pak je výsledná pološířka určena vztahem:

$$\delta_l = \sum \delta_i$$

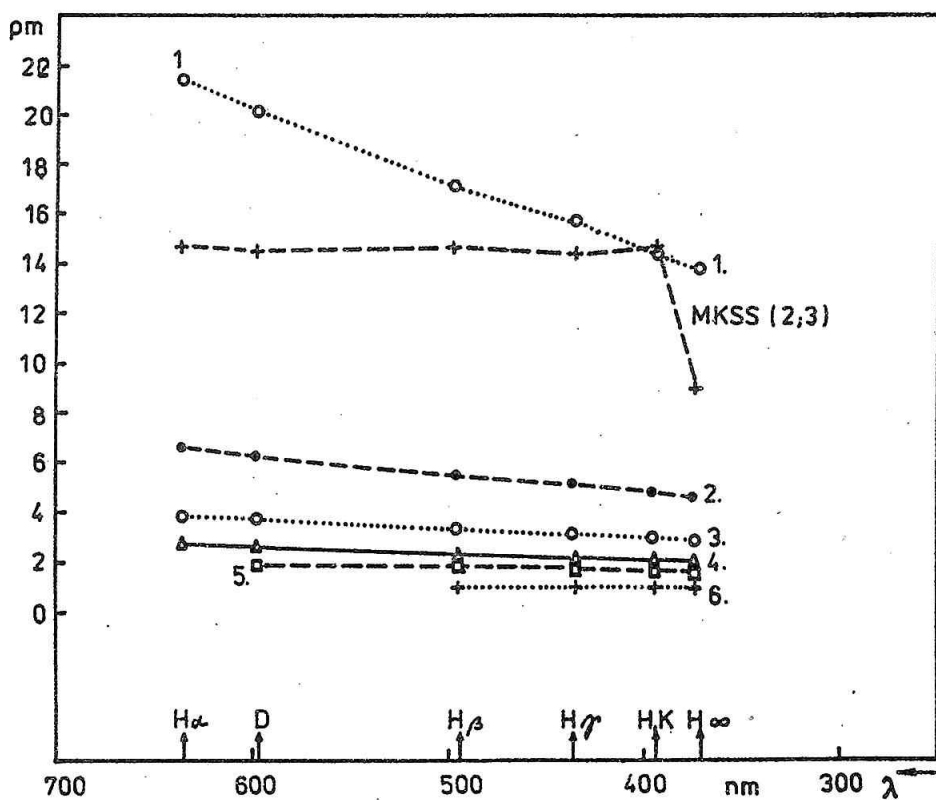
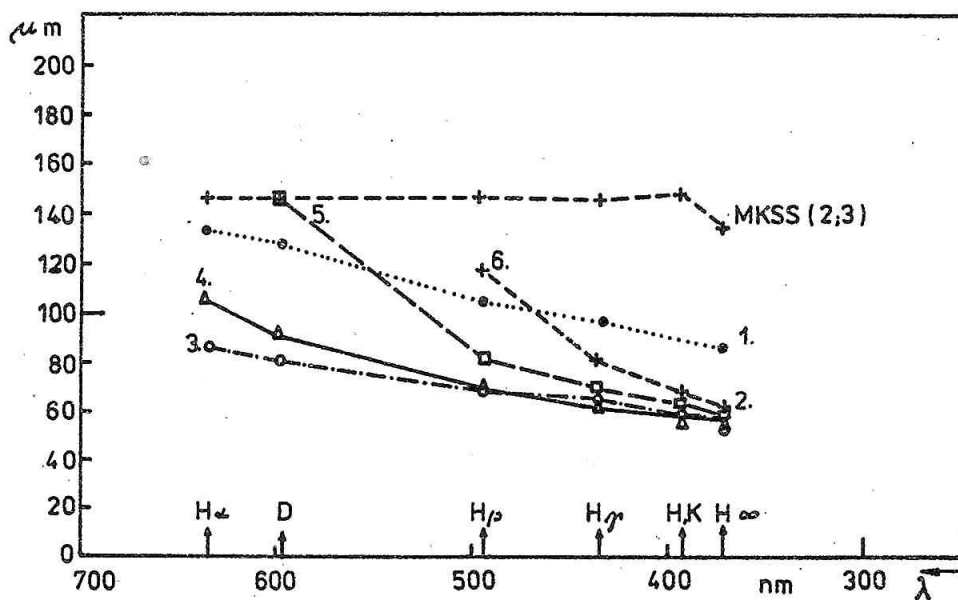
V našem případě jde vesměs o funkce typu $\sin x/x$ a o Lorentzovu funkci rozptýlu na zrna fotografické emulze.

Pro názorné srovnání možností obou přístrojů jsme pro středy pásem vlnových délek úseků spektra jednotlivých kamer MKSS provedli výpočet obou extrémů výsledného rozlišení (δ_g i δ_l). Jako odhad hodnoty výsledného rozlišení užíváme hodnotu $\delta = (\delta_g + \delta_l)/2$. Tyto hodnoty jsou vyneseny v grafech na obr. 2. Horní část obrázku přináší hranice rozlišení pro MKSS a HSFA vyjádřené v μm na fotografické desce. Spodní část obrázku znázorňuje výsledné hranice rozlišení ve vlnových délkách. Grafy limitních rozlišení v jednotlivých řádech u HSFA jsou označeny pořadových číslem řádu. MKSS pracuje v prvních pěti kamerách ve 2. řádu, v šesté a sedmé kameře ve 3. řádu.

Výsledné hodnoty spektrálního rozlišení obou přístrojů shrneme pro větší přehlednost do následující tabulky 1.

TAB. 1

Přístroj	Řád spektra	Hraniční hodnoty rozlišení		
		pm	mÅ	m
HSFA	1.	14 - 22	140 - 220	90 - 130
HSFA	2. - 6.	1 - 7	10 - 70	50 - 150
MKSS	2.	15	150	150
MKSS	3.	9	90	140



Obr. 2 Hodnoty výsledného spektrálního rozlišení obou přístrojů jsou vyneseny podle jednotlivých spektrálních řádů. Na horním obrázku jsou hodnoty hranic rozlišení v ohniskové rovině kamer uvedeny v μm . Na spodním obrázku jsou hodnoty hranic rozlišení znázorněny ve vlnových délkách v μm . Čísla u grafů označují řád spektra pro HSFA.

DISKUSE

Z předložených výsledků vidíme, že spektrální rozlišení HSFA ve vyšších řádech je téměř 10 x lepší, než spektrální rozlišení MKSS, které činí ve druhém řádu 15 pm a ve třetím řádu 9 pm. Hlavní příčinou nižšího spektrálního rozlišení MKSS jsou difrakční poměry uvnitř spektrografu. Při konstrukci přístroje bylo nutno volit kompromisní variantu dovolující jednou šířkou vstupní štěrbinou současně pořizovat záznamy v širokém oboru spektra, což je hlavní předností MKSS. Porovnáme-li naše výsledky s měřením instrumentálního profilu MKSS, dostáváme dobrou shodu. Naše hodnota rozlišení činí pro oblast 650 μm 14,7 pm. Valníček a kol. (1959) naměřili 15,1 pm, což bylo o 23% více, než jimi odvozená hodnota 12 pm šířky instrumentálního profilu v místě poloviční intenzity. Výpočet dílčích hranic rozlišení a odhad celkového rozlišení pro HSFA je také v dobrém souladu s výsledky Sobotky (1985) a Sobotky a Kotrče (1987).

Při každém následném zpracování a interpretaci spektrálních dat pořízených na HSFA nebo MKSS je bezpodmínečně nutno vycházet z nalezených hodnot limitního spektrálního rozlišení obou přístrojů.

LITERATURA

- Sobotka, M.: 1985, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 36, 230
Sobotka, M.; Kotrč, P.: 1987, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 38, 272
Valníček, B.; Letfus, V.; Blaha, M.; Švestka, Z.; Seidl, Z.: 1959, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 10, 149.

POHYBY SLNEČNÝCH ŠKVRN A OKOLITEJ FOTOSFÉRY

M. Lorenc, SÚAA Hurbanovo

ABSTRAKT

Počas prechodu vybraných slnečných škvŕn cez viditeľný slnečný disk sa získali spektrá umbry a blízkej fotosféry v spektrálnej čiare $\text{Ti } 571.3 \text{ nm}$ a jej okolia. Z Dopplerovských posunov sa určovali rozdiely radiálnych rýchlostí umbry a elementov plazmy kľudnej fotosféry. Ukazuje sa, že škvŕny vykonávajú "istý nezávislý" pohyb vzhľadom na oklitú fotosféru. Uvedené prípady však jednoznačne nepotvrdzujú, že slnečné škvŕny rotujú rýchlejšie ako kľudná fotosféra pre tú istú heliografickú šírku.

ÚVOD

Študovanie pohybov slnečnej plazmy stále patrí k prioritným úlohám slnečnej astrofyziky. Merania sa vykonávajú na rôznych priestorových, časových a spektrálnych škálach, hľadajú sa súvislosti medzi pohybmi a aktivitou, ba dokonca sú pokusy z pohybov významných javov v slnečnej atmosfére robiť závery o pohyboch hlbokých vrstiev Slnka. Aj keď sú údaje o pohyboch získavané už relatívne dlhú dobu, daná problematika má ďaleko od definitívneho riešenia a aj posledné moderné riešenia sú viac-menej rozporuplné (Lorenc, 1987; Howard, 1984).

Príspevok chce zoznámiť s niektorými výsledkami, ktoré boli získané spracovaním spektrálnych pozorovaní na slnečnom spektrografe v Hurbanove, s cieľom vyšetriť pohyb umbier vybraných škvŕn a okolitej kľudnej fotosféry vo vzťahu k rotácii Slnka.

POZOROVANIE

Spektroskopický materiál bol získaný na horizontálnom slnečnom spektrografe v Hurbanove v 4. ráde s disperziou $0,0293 \text{ nm/mm}$ na fotografické platne WP3.

Boli získané 2 sady spektier dvoch veľkých škvŕn z obdobia 20. 10. 1985 až 26. 10. 1985 a 29. 10. 1986 až 3. 11. 1986 v spektrálnom intervale $567 \text{ nm} - 573 \text{ nm}$.

SPRACOVANIE SPEKTIER

Radiálne rýchlosti umbry sa určovali z Dopplerovských posunov magneticky necitlivej čiary Ti I 571,3 nm, s Lande faktorom $g = 0$ (veľmi slabej vo fotosfére, zosilnenej v umbre), aby sa minimalizoval vplyv rozptýleného svetla. Pohyby okolitej fotosféry sa určovali z Dopplerovských posunov 2 čiar Ni I 569,2 nm s $g = 0$ a Ni I (Fe I) 571,5 nm s $g \neq 0$. Ako vlnový normál boli vzaté terestrické čiary vodnej pary (viď Tab. 1).

TAB. 1 (z Kitt Peak Table of Photographic Solar Spectrum Wavelengths, 1974)

Spektrálna čiara (identif.)	Vlnová dĺžka [nm]	Ekviv. š. redukovaná	Poznámky
Atm H ₂ O	568,74778	2,1	
Ni I	569,1502	7,0	$g = 0$
Atm H ₂ O	569,24152	1,7	
Atm H ₂ O	570,07179	1,7	
Ti I	571,38884	0,8	$g = 0$
Ni I (Fe I)	571,50882	13,1	$g \neq 0$
Atm H ₂ O	571,75029	1,3	

Polohy spektrálnych čiar sa merali na TV Abbe komparátore, pričom sa stožňovali obrazy jadra spektrálnej čiary a jej zrkadlového obrazu. Získané údaje boli spracované na mikropočítači.

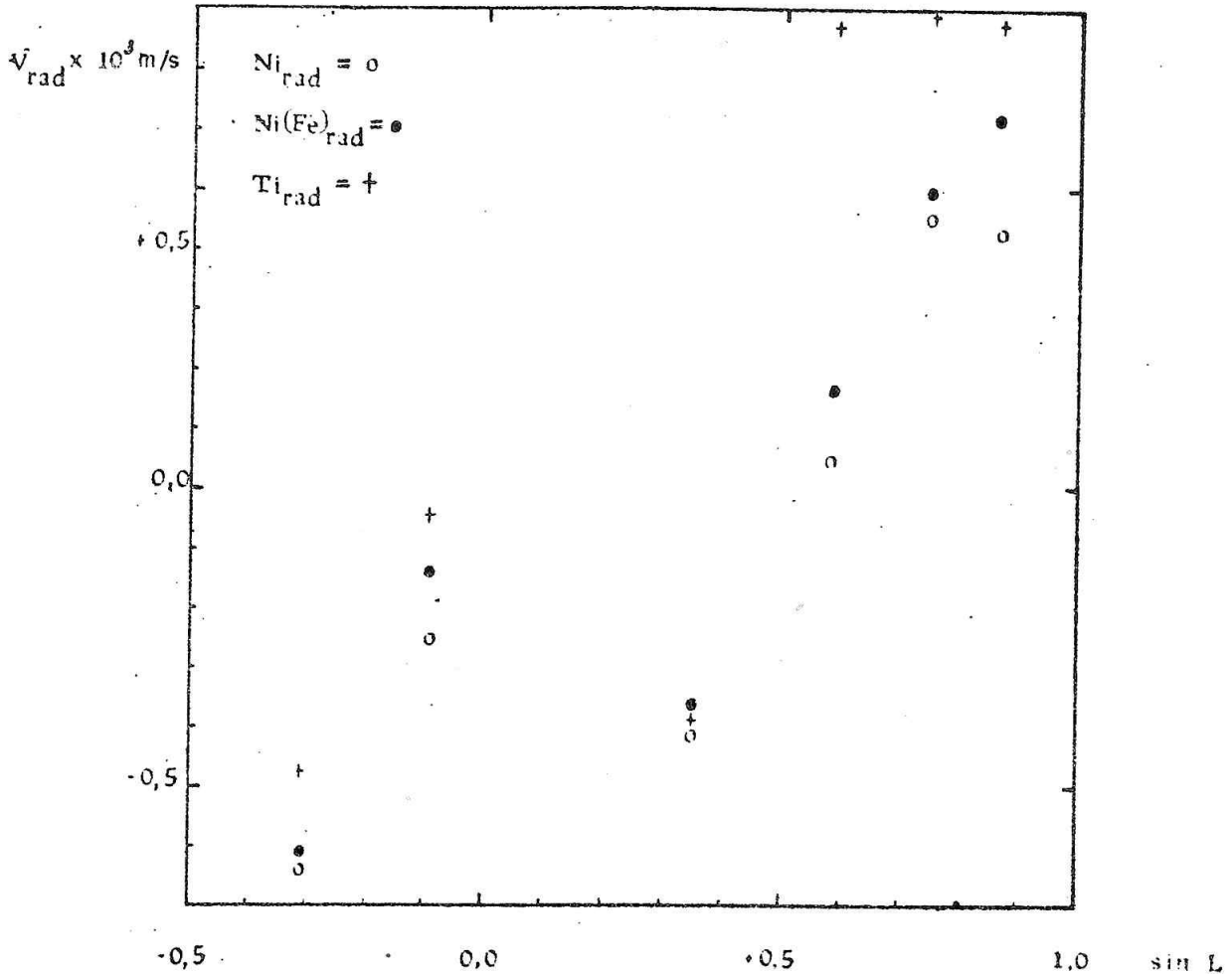
Vypočítané hodnoty radiálnych rýchlostí boli opravené o radiálnu zložku obežnej rýchlosti Zeme okolo Slnka a príslušnú zložku rotačnej rýchlosti Zeme okolo vlastnej osi.

Grafické závislosti opravených radiálnych rýchlostí od sínusu heliografickej dĺžky L (sínus záporný pre škvvrny na východ od centrálného meridiánu) sú uvedené na Obr. 1 a 2 pre príslušnú škvvrnu.

Ak V_{rad} je zistená radiálna rýchlosť pozorovanej oblasti (škvvrny) na slnečnom disku, potom

$$V_{rad} = V_{sr} + V_{or} + V_{zr} + V_{nr} + V_{ls} + V_{zp}, \quad (1)$$

kde V_{sr} je zložka rýchlosti slnečnej rotácie v smere zorného lúča, V_{or} je radiálna zložka obežnej rýchlosti Zeme okolo Slnka, V_{zr} je radiálna zložka rotačnej rýchlosti Zeme okolo osi, V_{nr} - zložka nerotačných rýchlostí slnečnej hmoty v smere zorného lúča, V_{ls} - červený posun slnečných spektrálnych čiar (limb shift), V_{zp} je zvolený ľubovoľný nulový bod (Howard, Harvey, 1970).



Obr. 1 Grafická závislosť opravených radiálnych rýchlostí od sínusu heliografickej dĺžky L pre škrvnu pozorovanú na viditeľnom slnečnom disku v období 20. 10. 1985 až 26. 10. 1985.

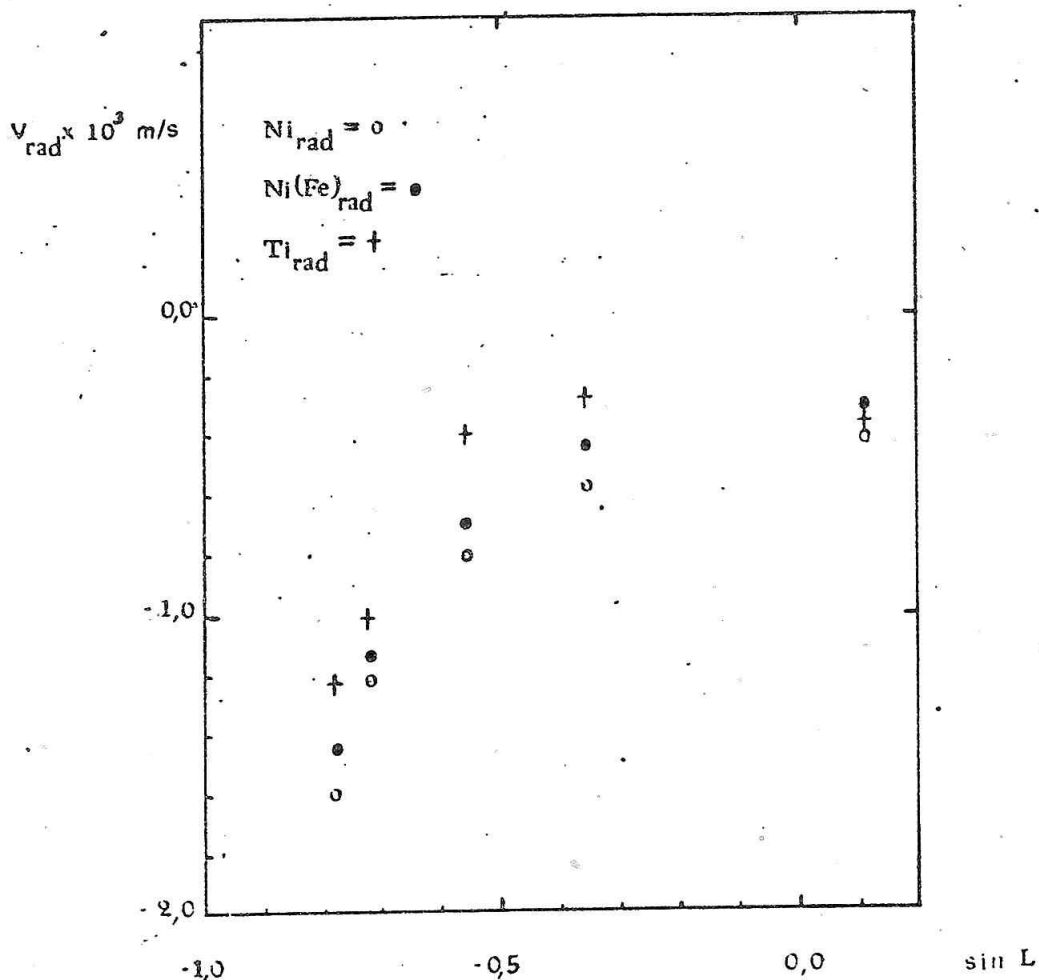
Ni_{rad} , $Ni(Fe)_{rad}$, Ti_{rad} - zistené radiálne rýchlosti pre príslušné spektrálne čiary uvedené v Tab. 1.

Kým zložky rýchlosti v (1) V_{or} a V_{zr} sú určené jednoznačne pre daný čas pozorovania a polohu pozorovateľa vzhľadom na pozorované miesto na Slnku a boli vypočítané podľa práce Howarda a Harveyho, ostatné zložky uvedené v (1) sú dosť neisté a žiadajú hlbšiu analýzu. Čiastočne sa eliminovala zložka V_{nr} , keď jednotlivé pozorovania boli vykonané s takým časovým rozdielom, aby boli vykompenzované aspoň základné oscilačné pohyby plazmy na povrchu Slnka (5 min. oscilácie).

Po vykonaní horeuvedených korekcií pozorovaná radiálna rýchlosť sa dá vyjadriť vzťahom

$$V_{rad} = V_o + V_{sr} \quad (2)$$

Za predpokladu, že vlnové dĺžky referenčných slnečných spektrálnych čiar sú korektné, pozorovacie a inštrumentálne podmienky sú vynikajúce a rýchlosti na Slnku sú reprezentované iba rotačnou rýchlosťou Slnka, potom V_0 je nulové (Duvall, 1982).



Obr. 2 Grafická závislosť opravených radiálnych rýchlostí od sínusu heliografickej dĺžky L pre škvvrnu pozorovanú na viditeľnom slnečnom disku v období 29. 10. 1986 až 3. 11. 1986. Ostatné značenie podľa Obr. 1.

Z obrázkov vidno, že trendy radiálnych rýchlostí pre jednotlivé spektrálne čiary sú podobné a ťažko tvrdiť, že slnečné škvvrny rotujú rýchlejšie ako fotosféra.

LITERATÚRA

- Howard, R.: 1984, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 22, 131 - 135
Lorenc, M.: 1987, Zborník referátov z celosl. sln. sem., SÚAA Hurbanovo, 9
Duvall, T. L., Jr.: 1982, Solar Phys. 76, 137
Howard, R.; Harvey, J.: 1970, Solar Phys. 12, 23 - 51

indukce pro následující vzdálenosti od slunečního středu: $R=1,01R_0$; $1,1R_0$; $1,3R_0$; $1,5R_0$; $2,0R_0$ a dále byly pro analýzu použity synoptické mapy zahrnující pozorování magnetických polí na úrovni fotosféry. Jedná se o mapy pozorovaných magnetických polí ze Stanfordu a tzv. H-alfa synoptické mapy z Boulderu v USA, které obsahují poměrně velmi podrobné údaje o poloze neutrálních čar, oddělujících opačné polarity radiální komponenty velkorozměrových magnetických polí.

Časový sled jednotlivých map dovoluje pozorovat charakter evoluce téže komponenty magnetického pole na různých výškových hladinách. Vzhledem k tomu, že s rostoucí výškou nad úrovní sluneční fotosféry dochází postupně k poklesu prostorového rozlišení, projevuje se i vývoj struktur jejich zjednodušováním a méně markantními změnami. Pro posouzení zonálních charakteristik těchto změn na různých typech materiálu byla provedena časová analýza změn rozložení magnetického pole v heliografické délce.

Metodicky bylo postupováno tak, že synoptické mapy byly rozděleny na jednotlivé šířkové zony široké vždy 20° , a ty potom postupně uspořádány v chronologickém sledu. Touto cestou bylo možné posoudit relativní úhlovou rotační rychlost určitého magnetického útvaru vůči Carringtonově souřadné síti. Příklad takového uspořádání pro dvě hladiny je znázorněn na obr. 1.

Pro jednotlivé heliografické šířky lze z takového materiálu potom stanovit přesun rozhraní polarit i jednotlivých charakteristických hladin magnetických oblastí v heliografické délce v závislosti na čase. Schematicky je tento posuv pro jednotlivé šířky znázorněn na obr. 2.

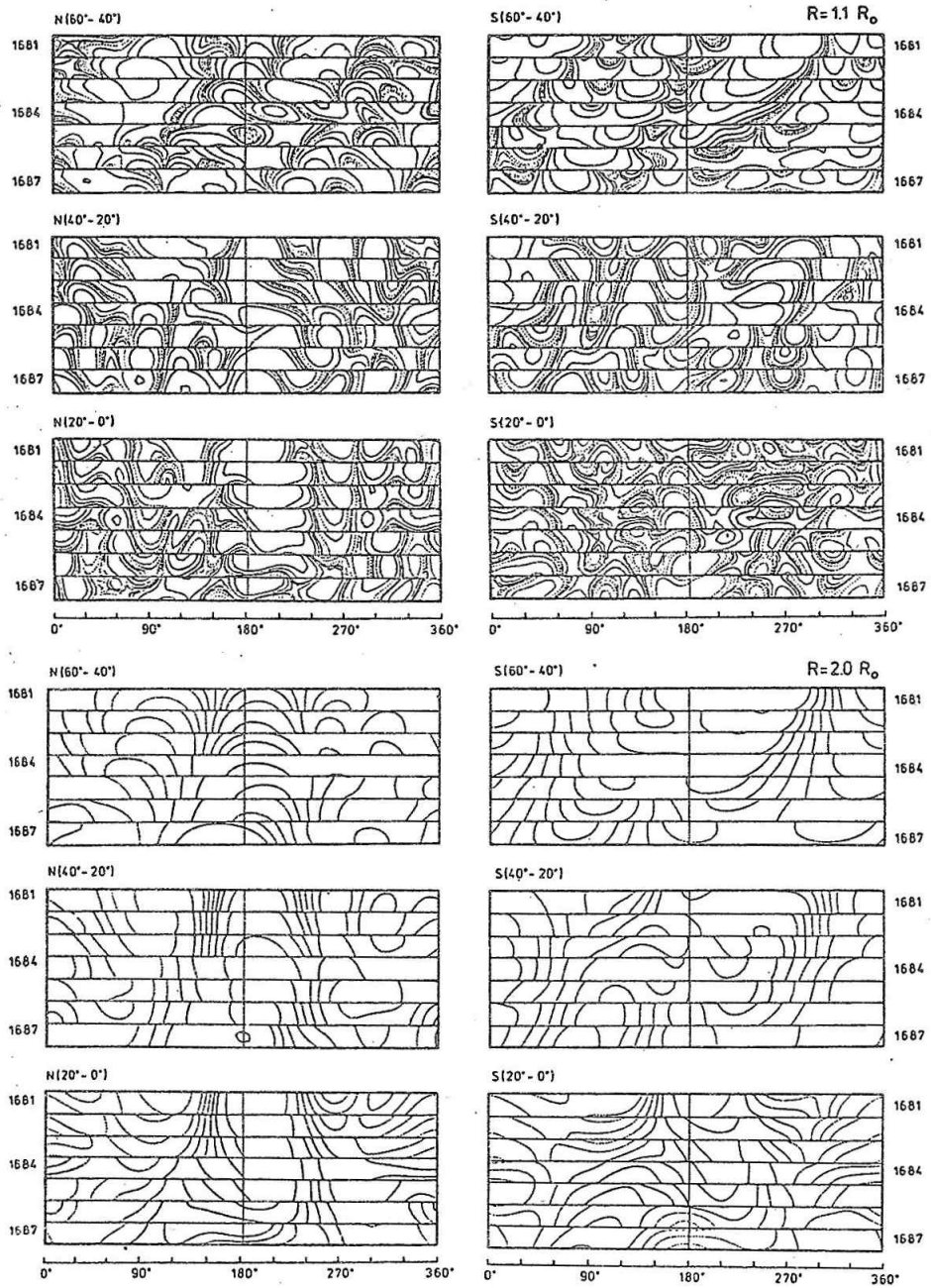
Z těchto grafů, kde sklon čárkovaných úseček vůči vertikální ose představuje relativní úhlovou rychlost rotace, je zřejmé, že rychlost rotace se mění jak s heliografickou délkou, ale i v čase a samozřejmě dochází ke změnám i pro jednotlivé heliografické šířky. Dostáváme zde tedy do rukou argument, že vývoj magnetických útvarů na Slunci a tedy i ve sluneční koruně není důsledkem zonálního proudění v takové jednoduché formě, jak bylo často prezentováno. Přitom se ukazuje, že důsledky výrazného ustřednění struktur s výškou se projevují v daleko méně výrazných změnách v rozložení struktur.

Pro porovnání střední, t.j. průměrné zonální rychlosti odvozené za předpokladu zanedbání meridiální složky, byly pro každou výškovou hladinu a každou heliografickou šířku vypočteny aritmetické průmery všech stanovených zonálních rychlostí. Přestože toto průměrování není operace zcela adekvátní naší úloze, je to patrně jediná možnost, jak nově získané poznatky z našich měření porovnat s materiálem doposud zpracovaným jinými autory, avšak stejným postupem.

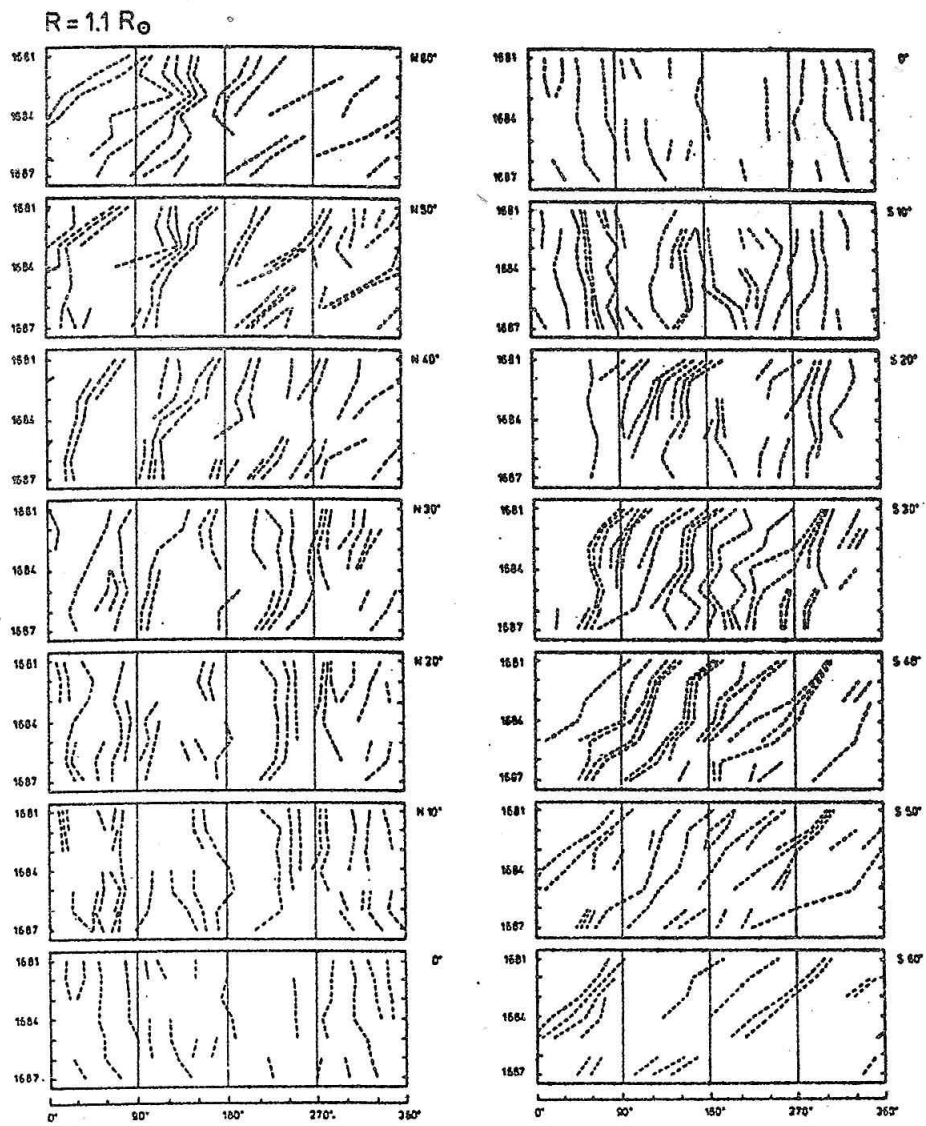
Výsledky pro jednotlivé výškové hladiny je možné vyjádřit pomocí grafů závislosti siderické rotační rychlosti na heliografické šířce. Souborný graf této závislosti pro jednotlivé typy materiálu je znázorněn na obr. 3. Zde černými kroužky jsou vyjádřeny průměrné hodnoty a plnou čarou analytická křivka.

$$\omega \text{ [stupeň/den]} = A + B \cos \phi$$

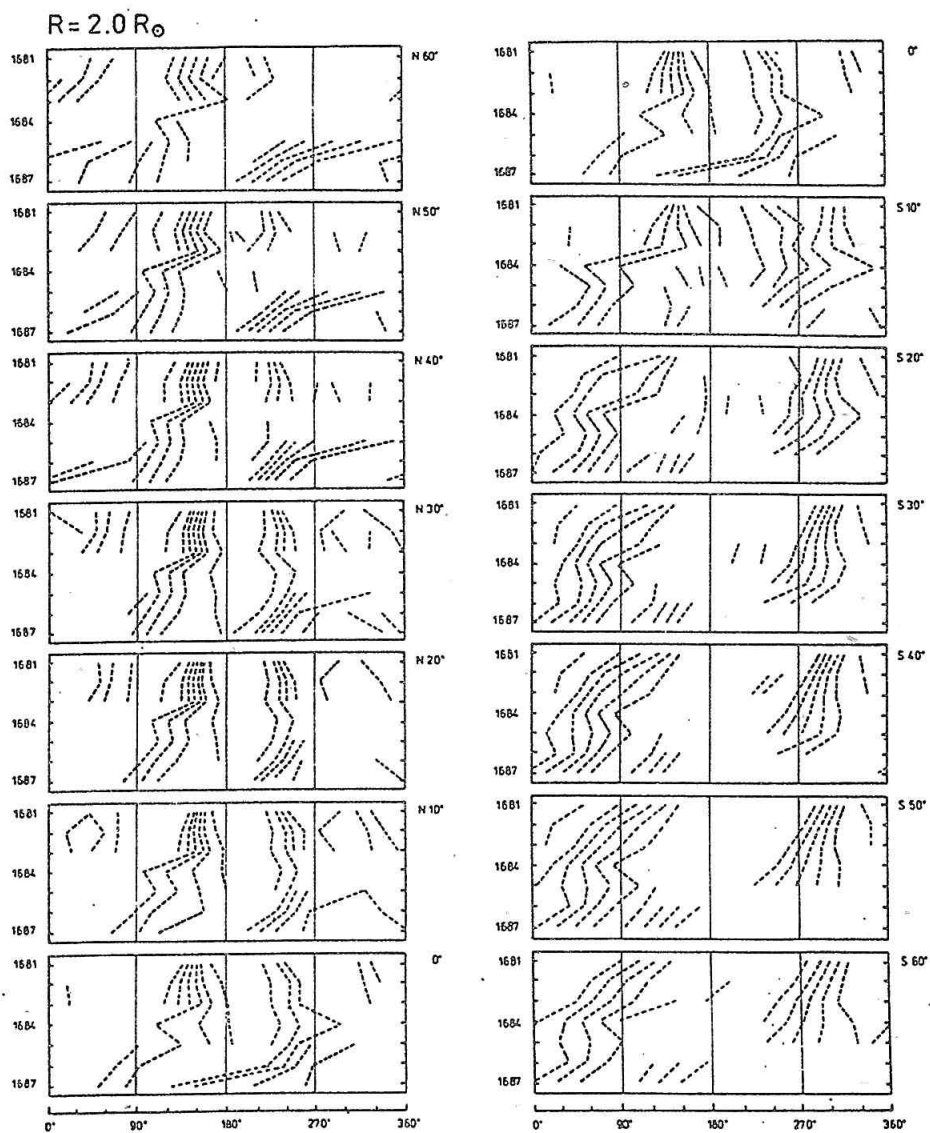
kde ϕ je heliografická šířka, A představuje rovníkovou úhlovou rychlost a B vyjadřuje šířkovou diferenciálnost.



Obr. 1 Časový vývoj rozložení magnetického pole v jednotlivých šířkových zónách pro dvě výškové hladiny. Plnými čarami je vyznačena kladná polarita, čárkovaně záporná.

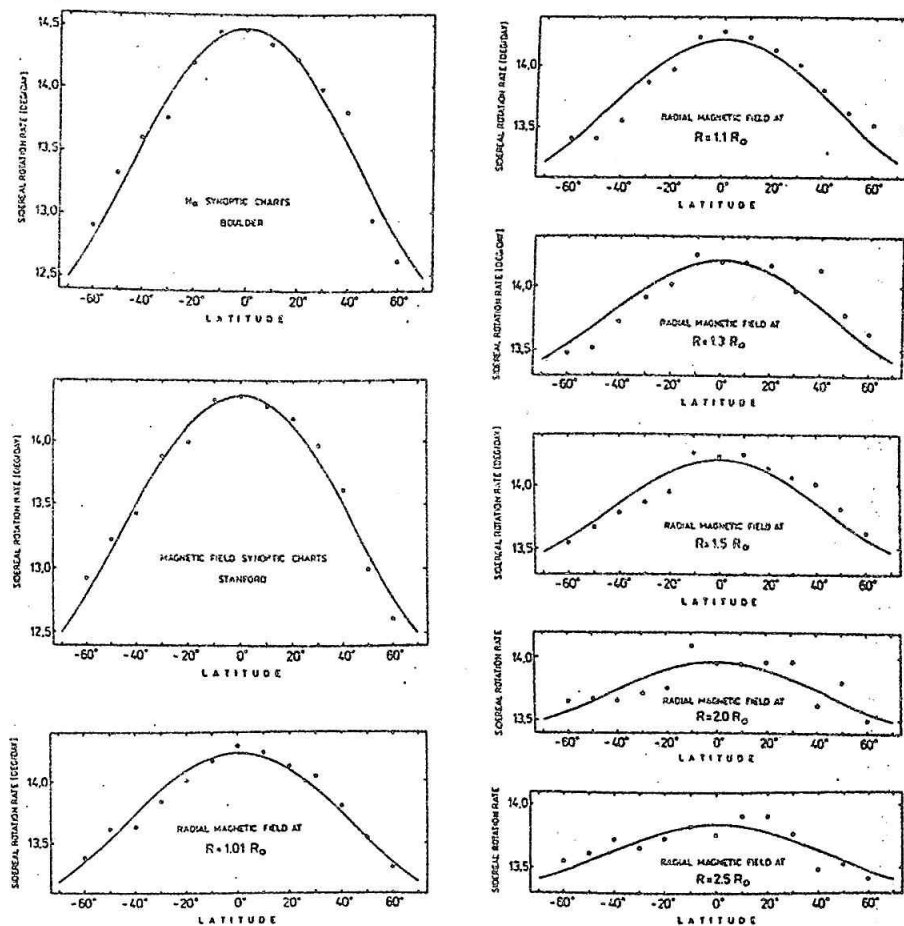


Øbr. 2 a



Obr. 2b

Obr. 2 Grafy změn poloh charakteristických útvarů koronálního magnetického pole pro různé heliografické šířky a dvě výškové hladiny.

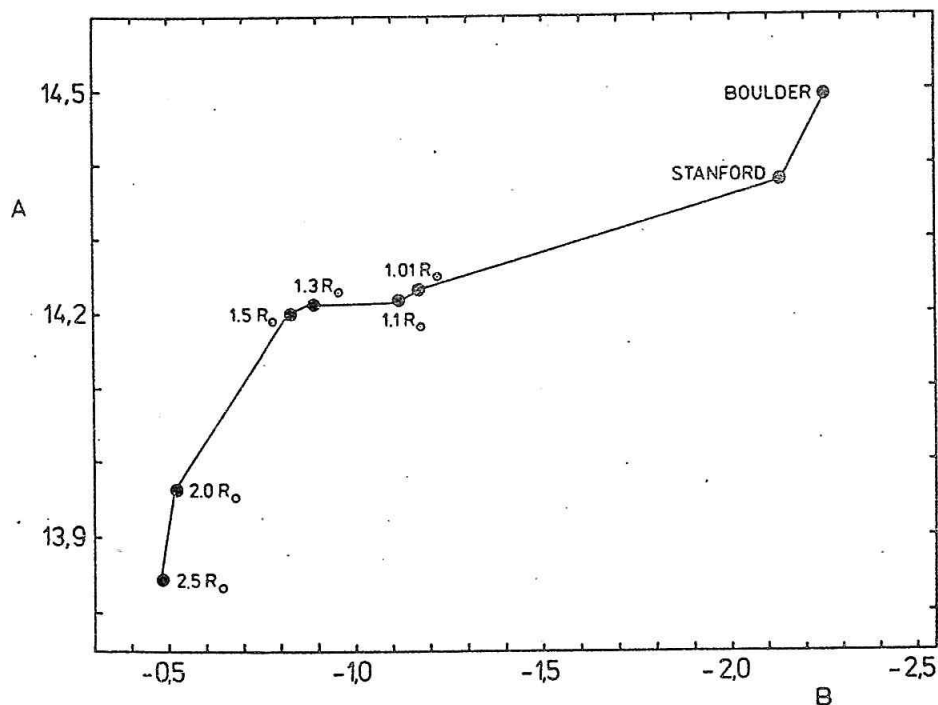


Obr. 3 Průběh "diferenciální rotace" pro různé použité materiály.

Na první pohled je zřejmé, že se vzrůstající výškou a na úrovni fotosféry s klesajícím rozlišením dochází k poklesu rovníkové úhlové rychlosti a zároveň k poklesu diferenciálnosti šířkové rotace. Souborně je tato závislost znázorněna na obr. 4, kde je vyjádřena závislost koeficientu A na koeficientu B pro různé soubory. Je patrné, že čára propojující jednotlivé body představuje určitý charakteristický trend. Ukazuje, že s poklesem prostorového rozlišení analyzovaného materiálu se podstatným způsobem mění zjištěné charakteristiky sluneční rotace, přestože metoda zpracování a analyzovaný časový interval jsou naprosto stejné. Prostorové rozlišení na mapách se skutečně mění od velmi vysokého na materiálu z Boulderu až po velmi nízké na hladině $R = 2,5R_0$.

Toto zjištění je možné považovat za varující v souvislosti s nepřeberným množstvím různých časových intervalů, různých typů pozorovacích materiálů, metodik pozorování a způsobů zpracování, které v minulosti s vyšetřováním sluneční rotace byly spojeny a v převážné většině prací přinesly více či méně rozdílné výsledky. Tento aspekt výzkumu tak důležité veličiny jako je sluneční rotace vede k podezření, že zcela vžitá pojetí diferenciální rotace slunečního tělesa vyžaduje v zásadě poněkud modernější chápání. Není sporu o tom, že v horní vrstvě konvektivní zóny dochází k poměrně složitým evolučním procesům, kte-

ré zpravidla spojujeme s horizontálním rychlostním polem. Je ovšem téměř jisté, že toto rychlostní pole nemá čistě zonální charakter, jak se doposud v mnoha případech soudilo, že má globální rozměry a řadu zákonitostí, o nichž toho zatím víme jen velmi málo.



Óbr. 4 Vztah koeficientů A a B pro jednotlivé vyšetřované materiály.

LITERATURA

- Altschuler, M. D.; Newkirk, G.: 1969, Solar Phys. 2, 131
Ambrož, P.: 1987, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 38, 110
Hoeksema, J. T.: 1984, CSSA - ASTRO-84-07
Scherrer, P. H.; Hoeksema, J. T.: 1986, CSSA - ASTRO-86-38.

SPEKTROSKOPIE SLUNEČNÍCH ERUPCÍ

J. Tomsa, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Stručně je vysvětlen pojem semiempirického modelování slunečních erupcí. Profily čar $H\alpha$, $Na I D_2$, $He I D_3$ a $Ca II K$, spočtené pro 4 modely (Avrett et al., 1986) jsou porovnány s pozorovanými profily pro erupci z 26. 9.1963. Ukazuje se, že žádný ze 4 modelů nedokáže konzistentně vysvětlit kvalitativní chod ve vyšetřovaných čarách.

ÚVOD

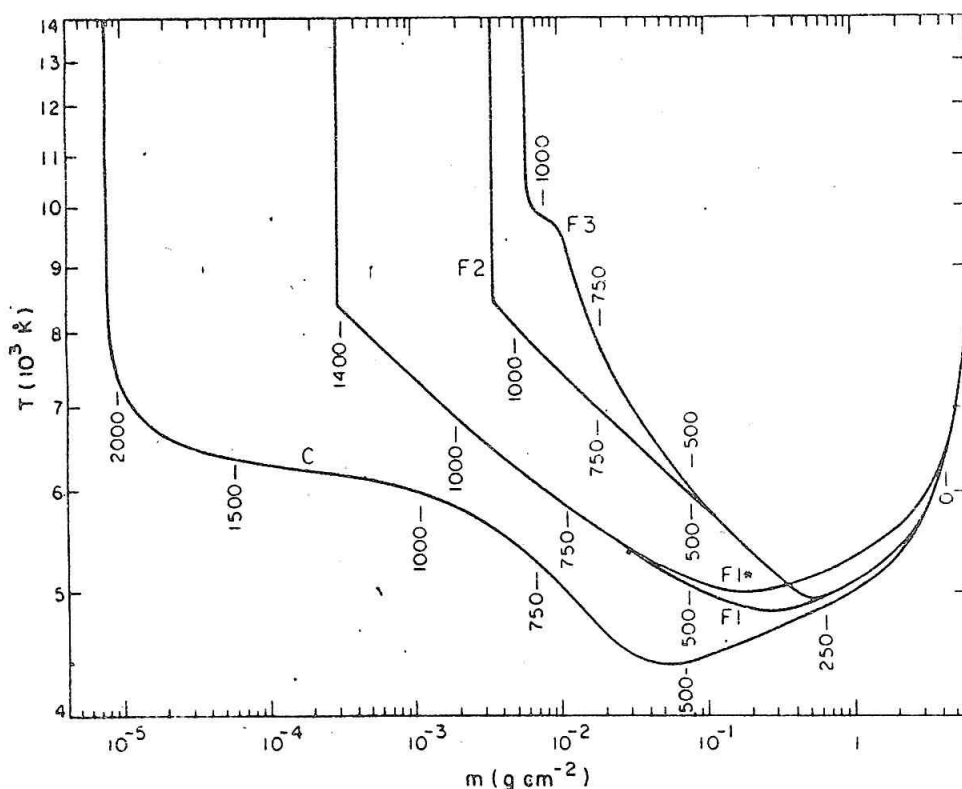
Při semiempirickém přístupu k modelování sluneční erupce vycházíme z předpokladu, že na základě pozorování (např. v kontinuích) známe chod teploty s výškou. Z podmínky hydrostatické rovnováhy lze určit chod hustoty, chod ostatních veličin dostáváme řešením rovnic statické rovnováhy a přenosu záření. Z nich se pak určují profily spektrálních čar. Přehlednou metodiku zpracovávají Fang a Héroux (1983) (metoda kompletní linearizace).

Jedna z klíčových prací na tomto poli (Avrett et al., 1986) přináší výsledky 4 semiempirických modelů, označovaných F1, F2, F3 a F1^x (obr. 1). Pro každý z nich a pro model C klidného Slunce (Vernazz et al., 1981) předkládají autoři mj. spočtené profily 26 vybraných čar v rozsahu od 304 do 10830 Å. Nezmiňují se však o systematické konfrontaci s pozorováním v těchto čarách. Tento příspěvek si klade za cíl posoudit použitelnost resp. konzistenci modelů F1, F1^x, F2, F3 pro vybranou erupci, pozorovanou mnohokamerovým slunečním spektrografem (MSS) v Ondřejově.

2. METODA

Výběr erupce byl uskutečněn s pomocí předběžného seznamu, zhotoveného Dr. Kotrčem a Dr. Firstovou. Seznam obsahuje erupce beze skvrn a bez výraznějších pohybů (symetrické čáry). Kritériem výběru bylo, aby erupce byla dobře pozorovatelná v těch čarách, jejichž teoretické profily jsou v citované práci publikovány. Bohužel, ze 26 spočtených čar pouze 5 leží ve spektrálních oborech, pozorovaných v MSS. Jsou to čáry $H\alpha$, $He I D_3$, $Na I D_2$, $Ca II K$ a $Fe I 3719$ Å. (Z praktických důvodů jsem se omezil na první 4 čáry, u čáry železa je totiž situace komplikována velkou hustotou blendů). Po prohlídce zhruba

15 sérií spekter byla vybrána erupce z 26. 9. 1963, pozorovaná mezi 7h a 8h UT blízko západního okraje slunečního disku, která nejlépe vyhovuje uvedenému kritériu.

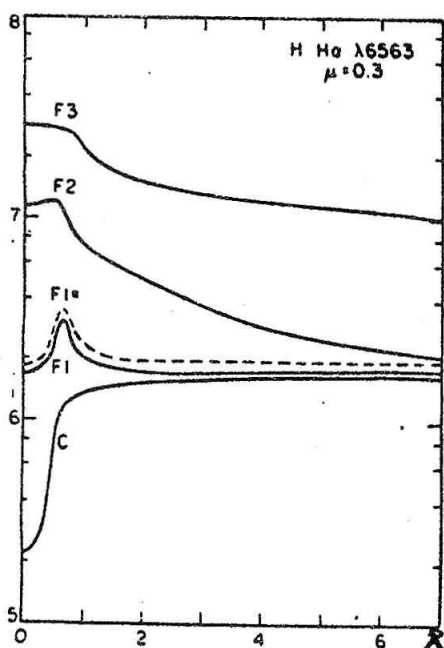


Obr. 1

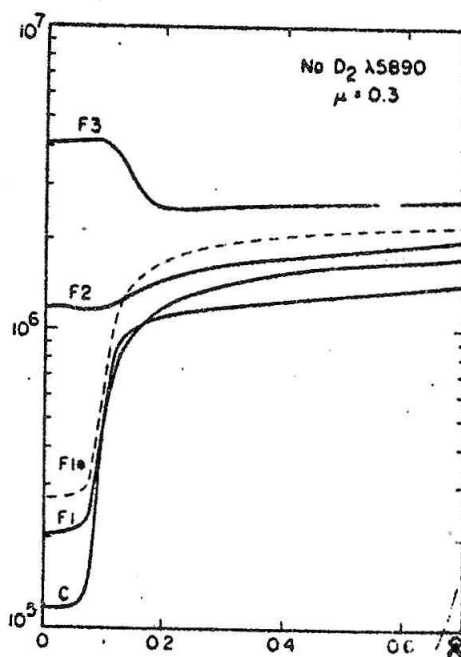
Erupce začíná na deskách 1491 až 1498, a pokračuje na deskách 1483 až 1490. Z hlediska srovnávaných čar nás zajímají desky 1491 + 1483 (H_{α}), 1492 + 1484 (D_2 , D_3) a 1495 + 1498 (K). Pro každou čaru bylo provedeno 11 fotometrických řezů pro různé okamžiky expozice, takže je zachycen časový vývoj od 7^h 16^m do 7^h 41^m. Měření byla provedena na mikrofotometru GII slunečního oddělení AsÚ ČSAV (Tomsa, 1988).

3. VÝSLEDKY

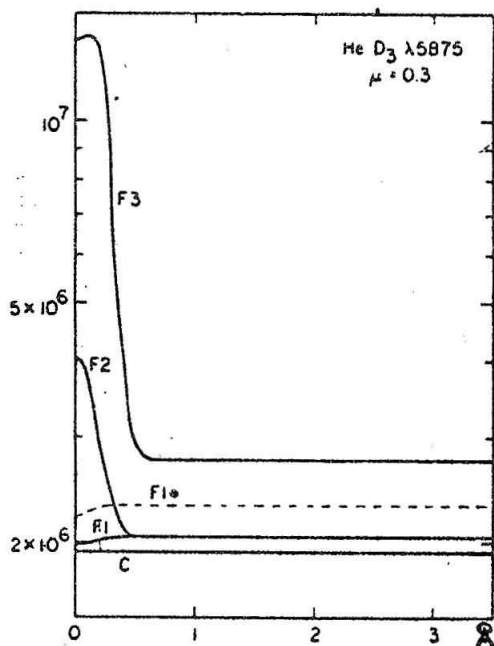
Čára H_{α} (obr. 6 - 9) je celkem dobře popsána modelem F1 resp. F1* (obr.2). Centrální absorpce nedosahuje sice vždy úroveň okolního kontinua, ale ve všech fázích erupce je dobře pozorovatelná. Model ovšem podceňuje šířku i intenzitu emise. (Skutečná intenzita převyšuje teoretickou nejméně o řád). Vcelku však lze říci, že kvalitativní shoda s modelem F1 resp. F1* je dobrá. Podobná je situace i u čáry D_2 (obr. 3, 10 - 11). Pozorujeme hlubokou absorpci, jen nepatrně odlišnou od okolní fotosféry, což opět dobře odpovídá modelu F1. Naproti tomu čáru D_3 , pro kterou modely F1 a F1* dávají slabou absorpci, (obr. 4) pozorujeme v emisi, byť nevýrazné (obr. 10 - 11). Profil je v celkem dobré



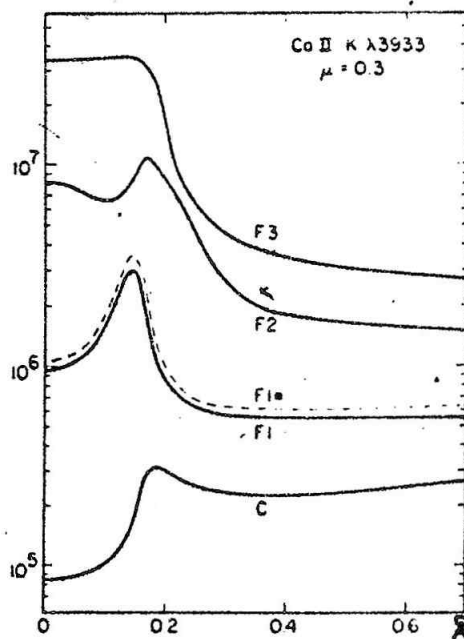
Øbr. 2



Øbr. 3



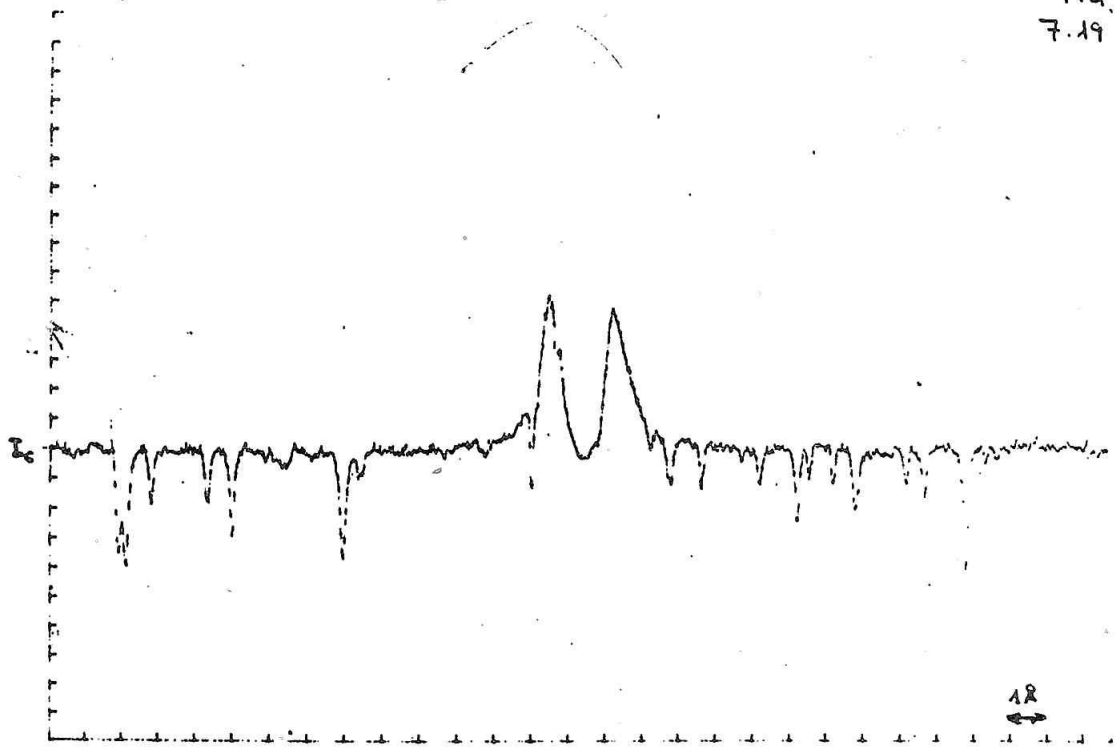
Øbr. 4



Øbr. 5

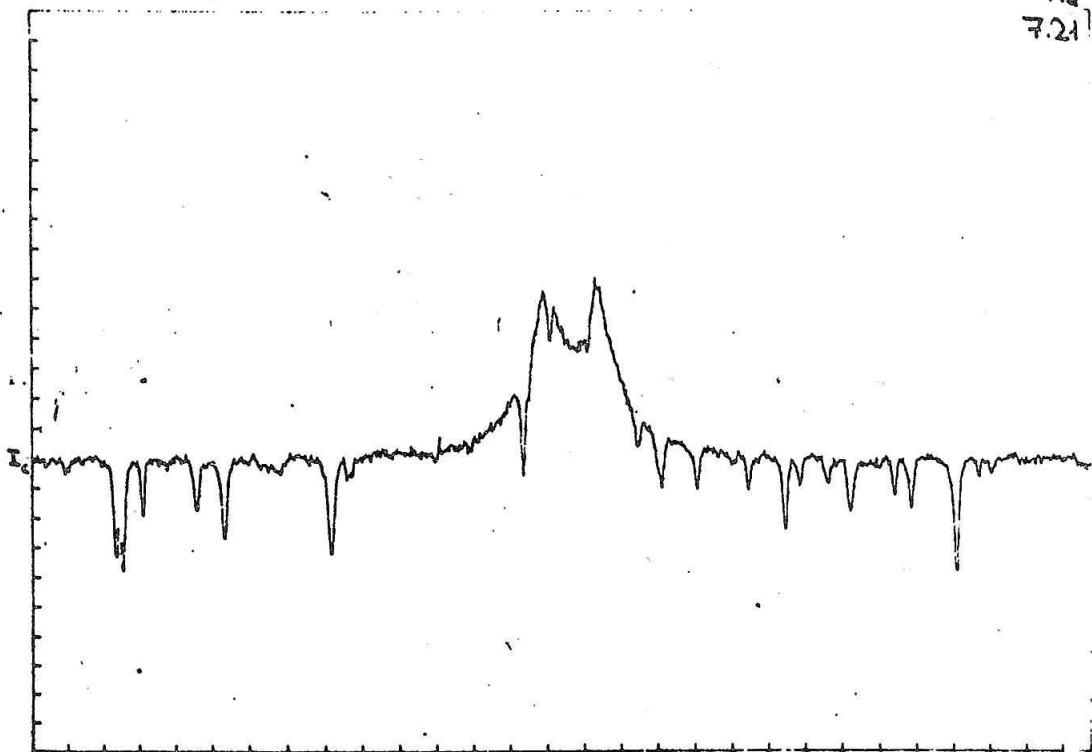
shodě s modelem F2 (pološířka se dosti mění, ale řádově souhlasí s teoretickou). Čára poměrně brzo zaniká, v čase 7^h25^m už prakticky neexistuje. Může to být ovšem způsobeno tím, že se jí při fotometrování nepodařilo přesně nalézt, definitivní odpověď na tuto otázku dá teprve dvourozměrná digitalizace obrazu.

H_a
7.19

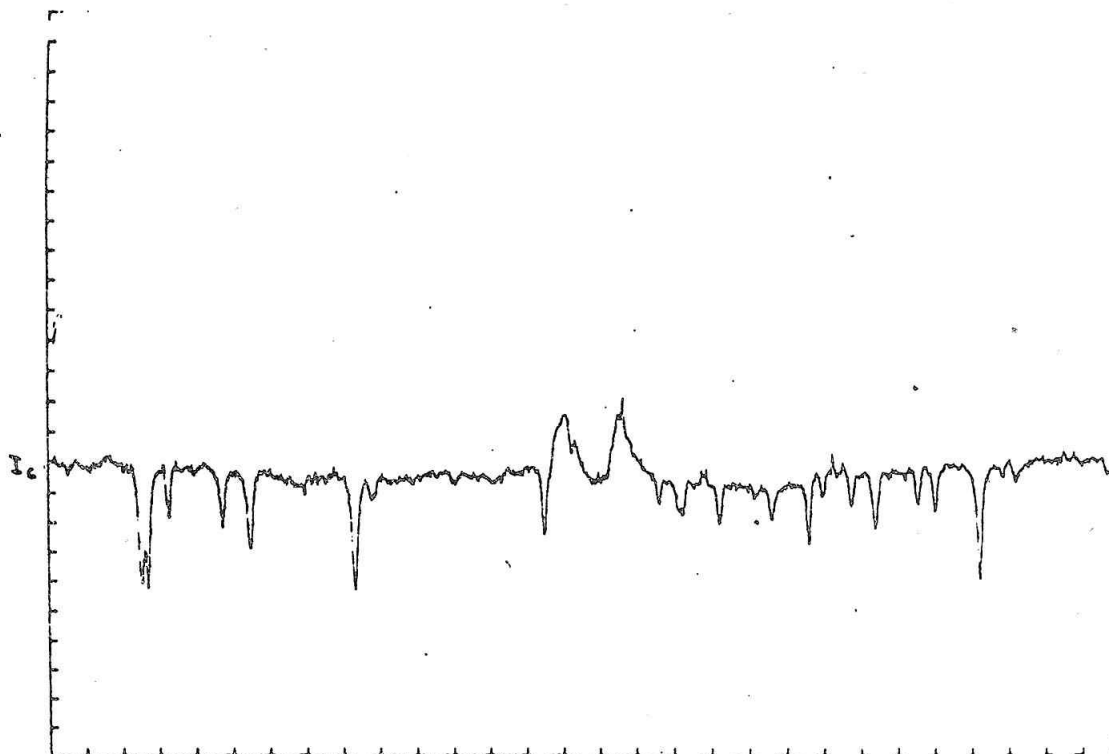


Öbr. 6

H_a
7.21

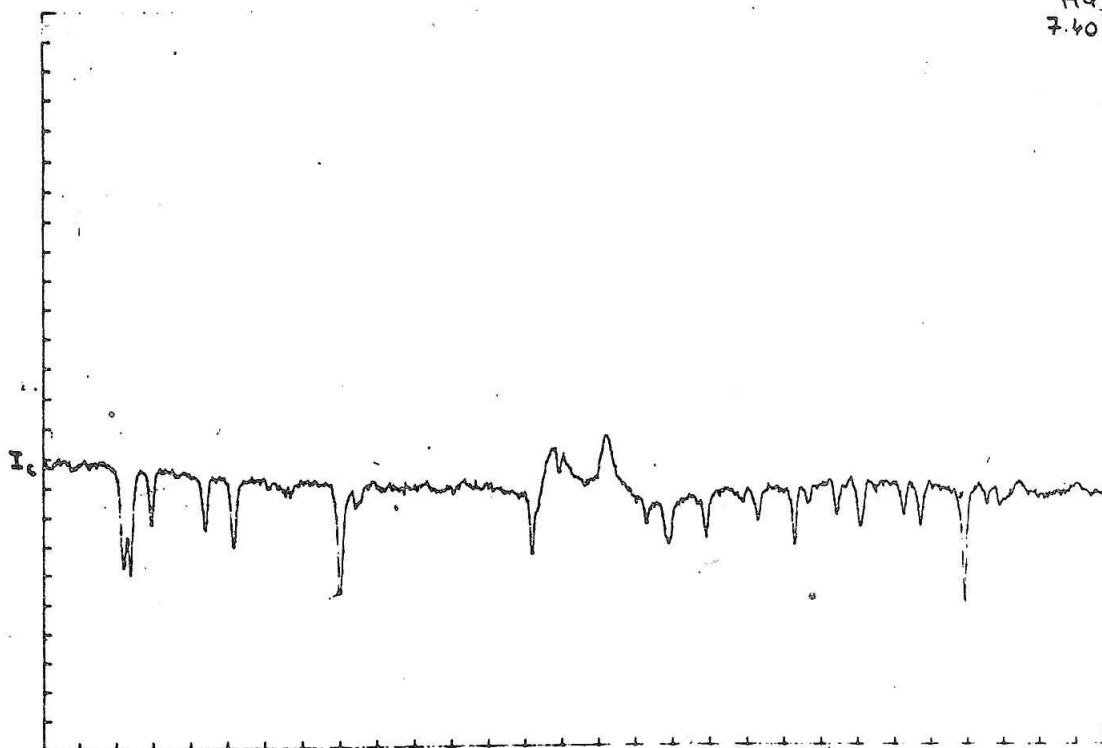


Öbr. 7



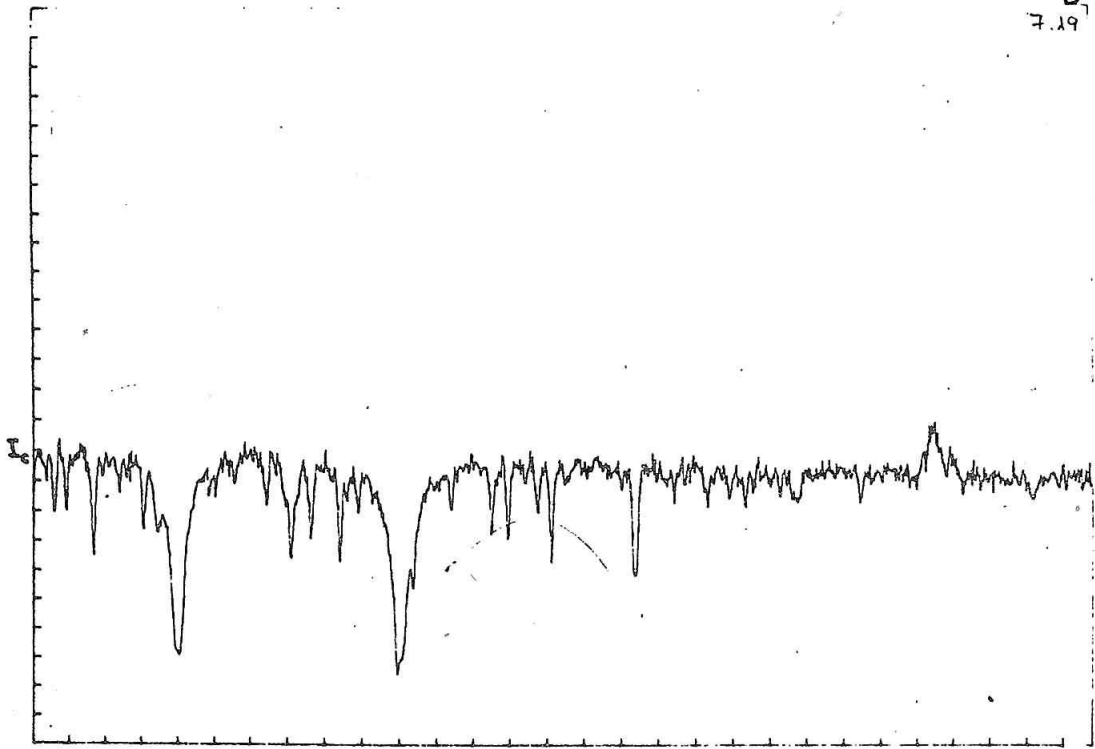
Obr. 8

H α
7.60



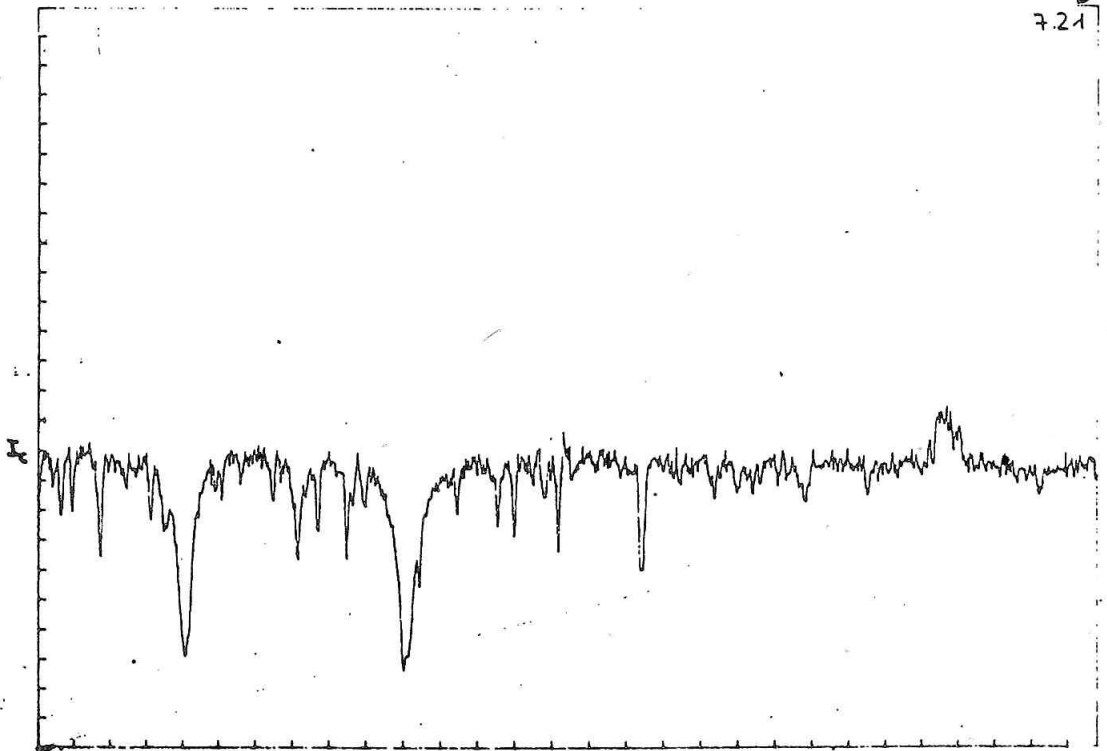
Obr. 9

D
7.19

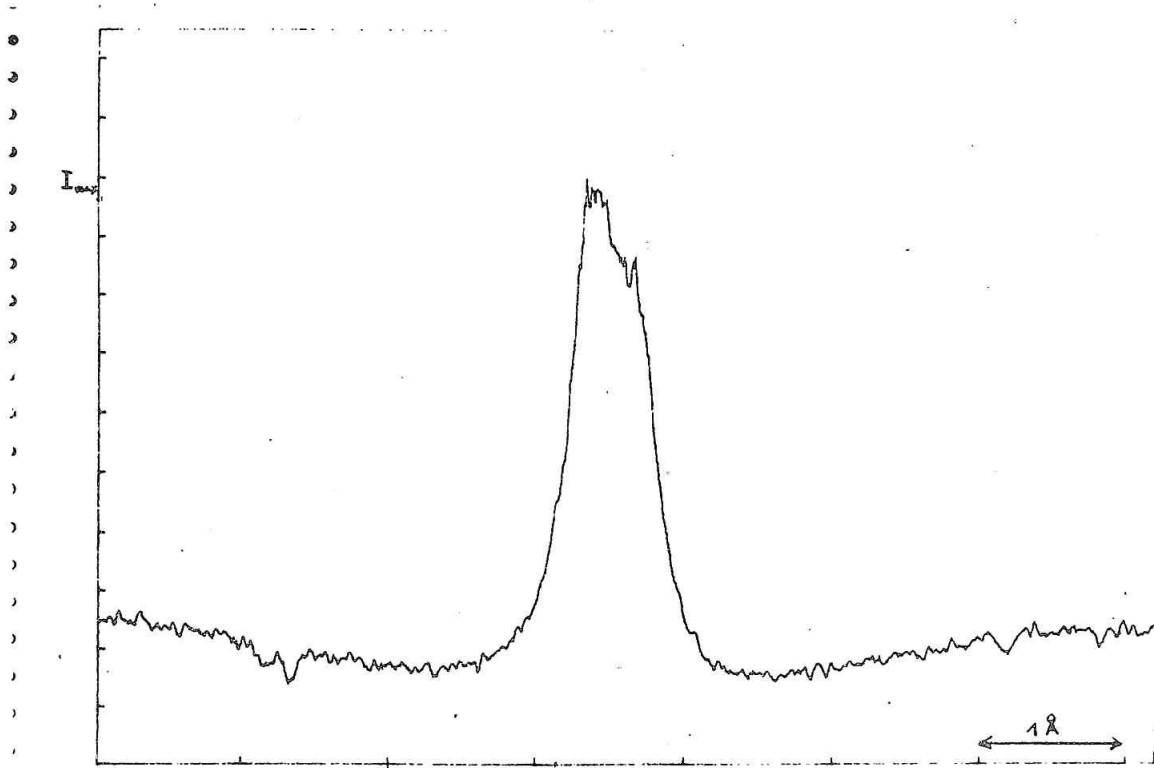


Obr. 10

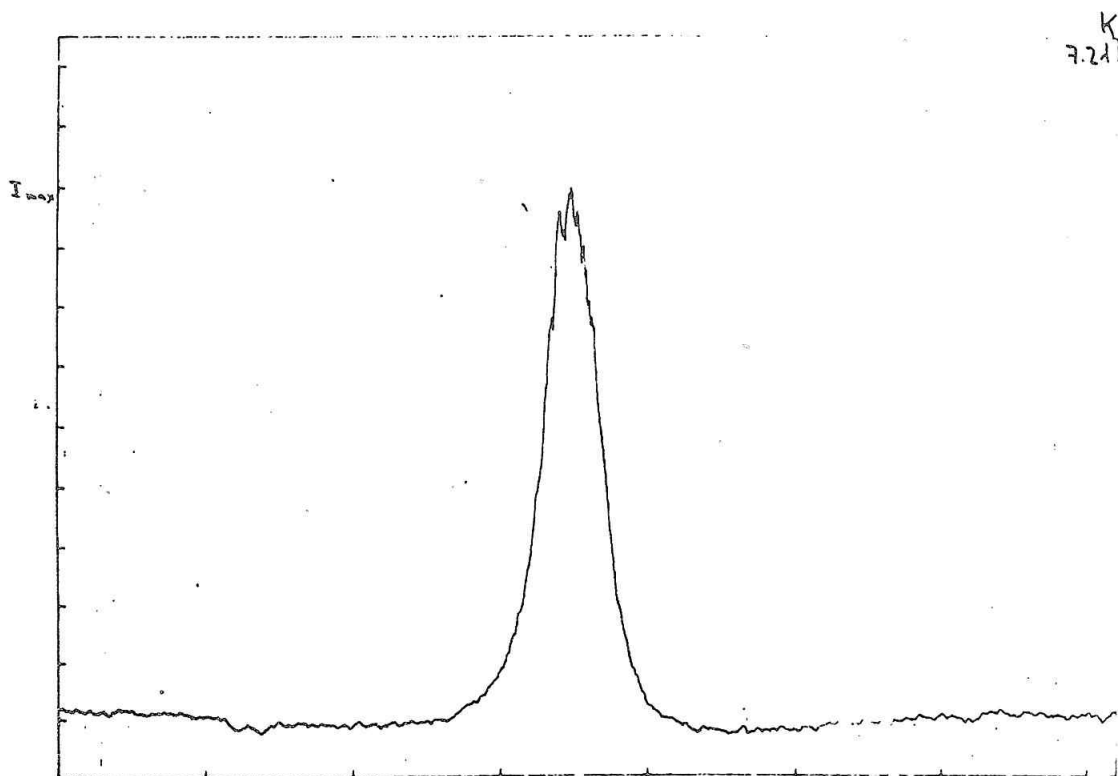
D
7.21



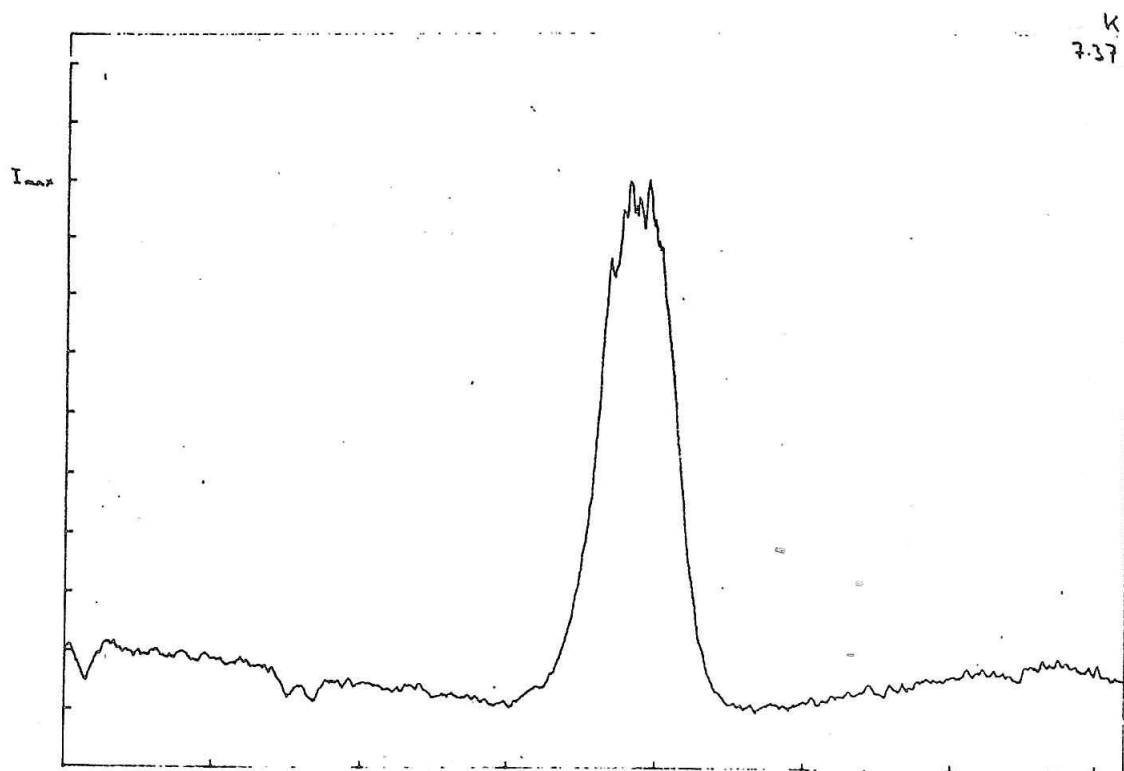
Obr. 11



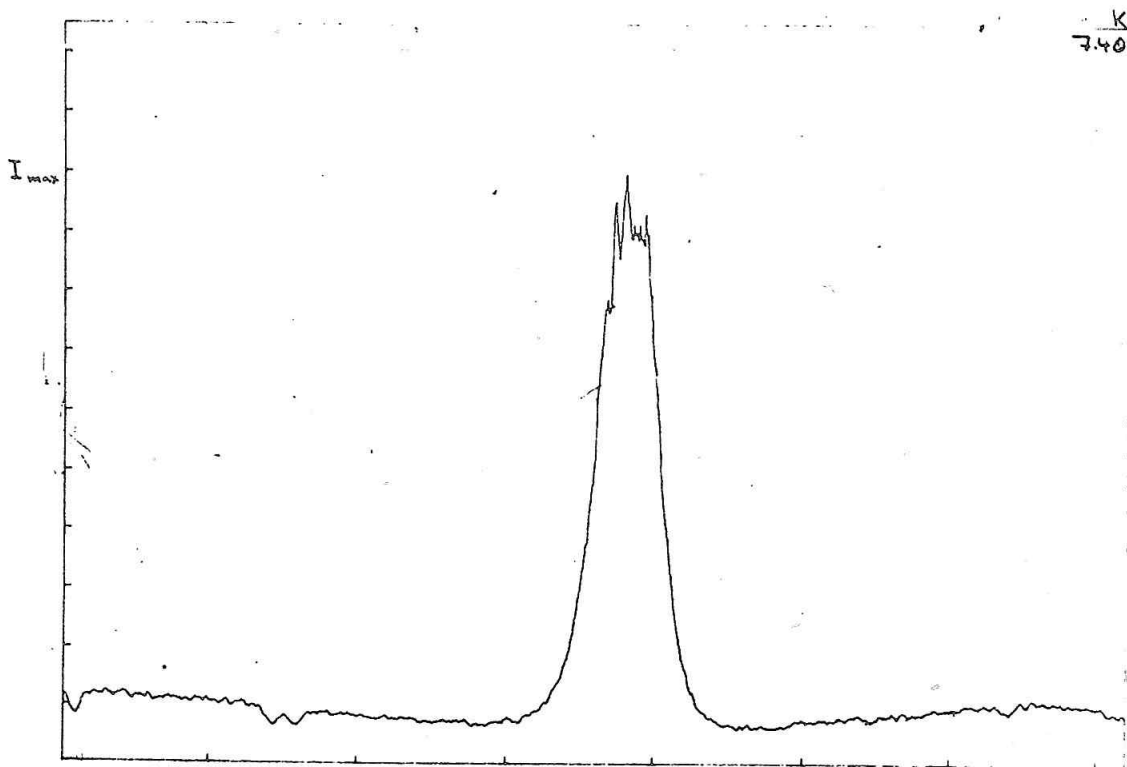
Øbr. 12



Øbr. 13



Obr. 14



Obr. 15.

Nejvíce překvapuje profil čáry CaII K (obr. 12 - 15), který je výrazně emisní a kvalitativně odpovídá nejlépe modelu F3. Řezy byly ovšem brány v místě maximální emise a je možné, že v jiných místech pozorovaný profil modelu F1 vyhoví. Modelu F3 odpovídá dobře i pološířka čáry - $0,2 \text{ \AA}$; pro některé expoziční časy lze pozorovat i náznak centrálního plata. Kvalitativní pokrok lze opět očekávat od dvourozměrné digitalizace.

ZÁVĚR

Hrubá analýza předvedená v tomto příspěvku ukazuje, že žádný z Avrettových modelů nedokáže pro danou erupci uspokojivě vysvětlit profily více než 2 z vybraných čar. To samozřejmě neznamená, že modely jsou nutně špatné, ale že je třeba provést analýzu detailněji. Především by bylo třeba získat pozorování většího množství čar.

Závěrem děkuji Dr. P. Heinzlovi CSc. a Dr. M. Sobotkovi, CSc. za četné rady a připomínky a Dr. P. Kotrčovi, CSc. za ochotné zapůjčení seznamu erupcí.

LITERATURA

- Avrett, H. E.; Machado, M. E.; Kurucz, R. L.: 1986, Chromospheric Flare Models preprint SAO No. 2270
- Fang, C.; Héroux, J. C.: 1983, Astron. Astrophys. 118, 139-146
- Tomsa, J.: 1988, Měřicí a výpočetní systém slunečního oddělení, věd. - tech. zpráva AsÚ ČSAV, v tisku
- Vernazza, J. E.; Avrett, H. E.; Loeser, R.: 1981, Astrophys. J. Suppl. 45, 635-725.

VZŤAH MEDZI H-ALFA A SXR EMISIOU ERUPCIÍ

A. Antalová, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

Uvádza sa zovšeobecnený scenár vývoja erupcií na Slnku. Najslabšie miesta tohto scenára sú: aktivačná fáza erupcie, spúšťový mechanizmus a spôsoby urýchľovania častíc. Najenergetickejšie procesy v erupcii sú indikované gama a tvrdým röntgenovým žiarením. Počas terajšieho 22. cyklu slnečnej aktivity budú prebiehať medzinárodné programy pozorovania erupcií ktoré budú usilovať o výrazné zlepšenie priestorového rozlíšenia v lokalite uvolnenia energie. V januári 1988 začal program SIV - Solar interplanetary variability, ďalšie pozorovateľské úsilie sa sústreďuje na program "September 1988". V období maxima 22. slnečného cyklu budú prebiehať programy "Flares 22" a "Max '91". Analýza profilov vybraných spektrálnych čiar (H-alfa, H a K) je vhodnou metódou na štúdium dynamiky nízko-teplotných štruktúr erupcií.

ÚVOD

Zovšeobecnený scenár erupcie (Sturrock, 1988) rozlišuje tieto časove za sebou nasledujúce energetické fázy: aktivačnú, impulznú, graduálnu a neskorú.

Hlavná časť energie (približne 10^{25} J) je uvoľnená počas impulznej fázy erupcie. Z pozorovania röntgenového žiarenia (HXR, jeho fotóny majú energiu väčšiu ako 20 keV) bolo zistené, že efektívna výška zdroja, ktorý žiari v HXR počas impulznej fázy erupcie je nižšia ako 7 tisíc km. Pre impulznú fázu erupcie sú charakteristické dve elektromagnetické žiarenia:

mikrovlnné, oblasť frekvencií GHz - M

tvrdé röntgenové žiarenie - HXR

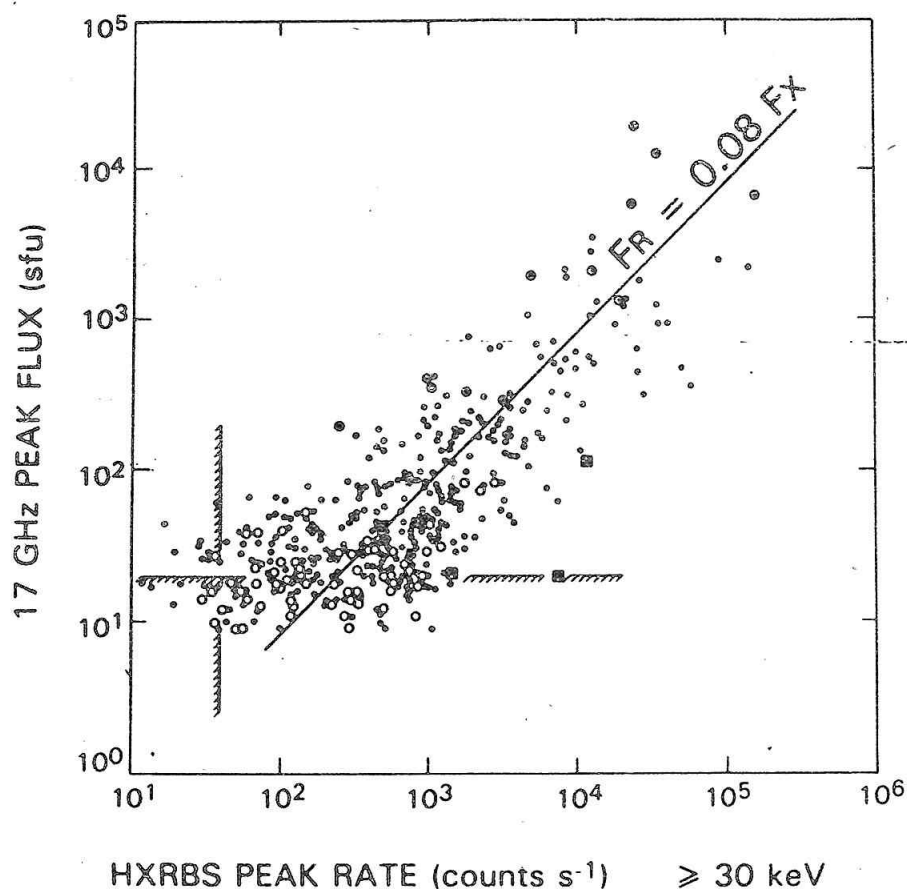
Obidve žiarenia (M a HXR) majú podobný časový profil, čo svedčí o tom, že sú produkované tou istou populáciou urýchlených elektrónov. Rýchlosť urýchlených elektrónov sa približne rovná tretine rýchlosti svetla. HXR vzniká brzdením elektrónov v elektrónovom poli iónov, elektrónov a jadier atómov. Mikrovlnné žiarenie vzniká pohybom elektrónov v magnetickom poli erupčnej štruktúry, najčastejšie magnetickej slučky.

Lineárny vzťah medzi hodnotou mikrovlnnej M a röntgenovej HXR emisie vyžarovaných počas impulznej fázy erupcie je ilustrovaný na obr. 1. Priemerná lineárna závislosť

$$F_R = 0,08 F_X$$

kde F_R je mikrovlnný a F_X je HXR tok, bola vypočítaná z údajov pre 416 erupcií.

Dynamické (graduálne, koronálne), erupcie majú mikrovlnný tok vyšší v porovnaní s priemerom. Nepriamo z toho plynie, že v týchto erupciách, erupčné magnetické slučky majú vyššiu hodnotu magnetickej indukcie. Hodnoty M a HXR namerané pre dynamické erupcie sú na obr. 1 vyznačené bodom, umiesteným v krúžku. Termálne erupcie, majú naopak deficit mikrovlnného žiarenia. Termálne erupcie sú na obr. 1 vyznačené štvorcami s diagonálami.



Obr. 1 Pre väčšinu erupcií (t.j. pre erupcie impulzného typu) platí lineárny vzťah medzi hodnotou mikrovlnnej emisié (os y) a hodnotou tvrdého röntgenového žiarenia (os x). Termálne erupcie (štvorec s diagonálami) majú deficit mikrovlnného žiarenia. Dynamické erupcie (bod umiestený v krúžku) majú zvýšený mikrovlnný tok. Obr. 1 je prevzatý z práce Kosugi a i. (1988).

Mäkké röntgenové žiarenie (SXR) je indikátorom tepelných procesov. V graduálnej fáze erupcií významnú úlohu zohráva uvoľňovanie tepelnej energie, ktoré má spojitý, neimpulzný charakter.

Impulzná a graduálna fáza erupcie nereprezentuje iba časový vývoj erupcie. Fyzikálne predstavuje dva odlišné mechanizmy uvoľňovania energie: netepelný a tepelný. Energia uvoľnená počas impulznej fázy má netepelný charakter (vznik

elektrických prúdov, urýchlených častíc a i.). Energia uvoľnená počas graduálnej fázy sa mení hlavne na teplo. Zaujímavá je hodnota podielu týchto dvoch zložiek uvoľnenej energie. Netepelná časť energie, uvoľnená na začiatku erupcie nadobúda hodnoty od 1% do 50%. Počas chladnutia erupcie sa pôvodná hodnota podielu zastúpenia netepelnej a tepelnej zložky energie mení a to v prospech tepelnej energie.

Pozorované erupcie sú veľmi rôznorodé. Podľa toho, ktorá z foriem energie v určitej erupcii dominuje, sú erupcie rozdeľované do troch energetických typov (De Jager, 1988):

- a) impulzné erupcie (novší názov: confined - ohraničené)
- b) dynamické (iné názvy: graduálne, koronálne, extended)
- c) termálne (tepelné).

Charakteristickým rysom impulzných (ohraničených) erupcií je ich výrazná impulzná fáza. Proces uvoľňovania energie trvá iba niekoľko sekúnd a je indikovaný vznikom HXR, gama a mikrovlňového žiarenia. Graduálna fáza týchto impulzných erupcií je súborom energeticky pasívnych procesov, ktoré sú dôsledkom šírenia energie z ohniska erupcie do jeho okolia. Proces urýchlenia častíc je v erupciách impulzného typu lokalizovaný do nízkych slučiek (najčastejšie vrcholy týchto slučiek majú výšku 5 tisíc km nad fotosférou). Protóny a elektróny urýchlené v erupciách impulzného typu zostávajú v prevážnej miere na Slnku, iba v malej miere tieto elektróny prenikajú do medziplanetárneho priestoru.

V dynamických erupciách proces uvoľňovania energie trvá niekoľko minút a pokračuje aj počas graduálnej fázy. Graduálna fáza erupcií tohto typu trvá v SXR niekoľko hodín. Vrcholy SXR a HXR slučiek dosahujú výšok desiatok tisíc km. V týchto koronálnych štruktúrach dochádza k sekundárnemu urýchľovaniu častíc. Sekundárne urýchlené protóny unikajú do medziplanetárneho priestoru.

Separácia častíc urýchlených v impulznej a sekundárnej fáze nie je absolútna. Boli pozorované prípady, kedy časť protónov urýchlených v koróne prenikla naspäť do hustých vrstiev chromosféry a spôsobila vznik piónov, gama emisiu a oneskorené HXR. Je to známy prípad erupcie z 3. júna 1982 (Mc Donald a Hollebeke, 1985).

Najmenej sú prebádané tepelné prejavy erupcií. Priebeh SXR nekoreluje ani s HXR ani s hodnotou mikrovlňového žiarenia.

2. ZMENY PROFILU H-ALFA ČIARY POČAS ERUPCIE

Výpočty teoretických profilov spektrálnej čiary H-alfa vytvorili užitočný nástroj na fyzikálnu interpretáciu napozorovaných profilov tejto spektrálnej čiary. Na profile H-alfa čiary sa dajú identifikovať rôzne erupčné procesy a testovať rôzne scenáre erupcií. Napríklad tepelný kondukčný tok z koróny do chromosféry sa na profile H-alfa čiary prejaví úplne odlišne ak zdrojom HXR je superhorúca plazma (teplota až do sto. miliónov stupňov), alebo ak zdrojom HXR je prúd netepelne urýchlených častíc.

Efekty rôznych fyzikálnych procesov na teoretický profil počítali viacerí autori (Canfield a i., 1984; Gunkler a i., 1984; Fisher a i., 1985; Wülser, 1988). Podobne Heinzel a Karlický (1987) a Heinzel (1987) vypracovali metodiku na určenie

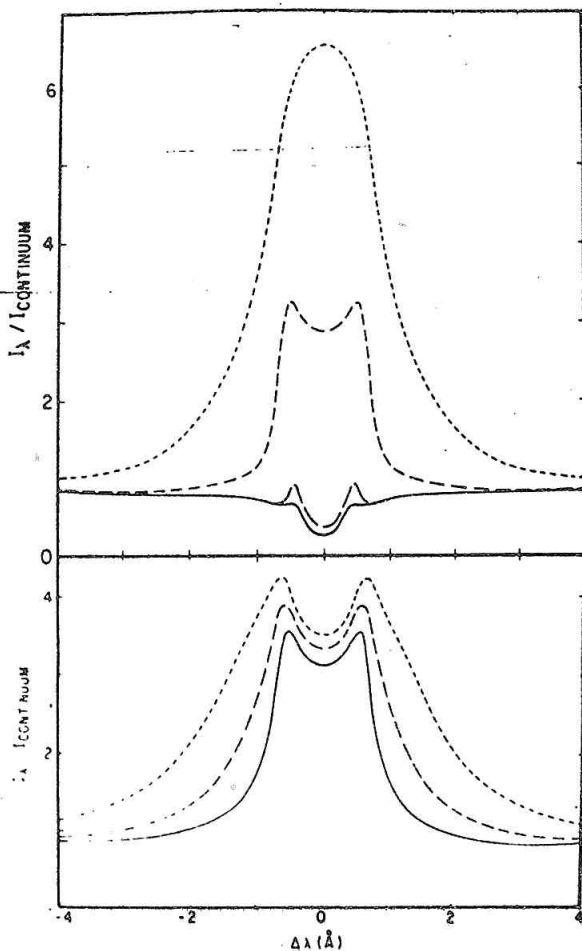
nie podmienok, ktoré vedú k vzniku H-alfa emisie vo vrcholoch erupčných magnetických slučiek.

Obr. 2 ilustruje dva prípady postupnosti zmien profilu čiary H-alfa a to v prípade ak dve veličiny z troch sú konštantné a tretia sa mení.

V hornej časti obr. 2 je vypočítaný prípad (Gunkler a i., 1984) zmien profilu H-alfa čiary v dôsledku zmien koronálneho tlaku. Horná krivka reprezentuje profil čiary ak koronálny tlak má hodnotu tisíc dyn cm^{-2} , najnižšia krivka odpovedá tlaku 1 dyn cm^{-2} . Tepelný tok F_5 a tok netepelných elektrónov F_{20} (energia elektrónov je vyššia ako 20 keV) sa pri výpočte nemenia. Ich hodnoty sú: $F_5 = 1 \text{ J cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ a $F_{20} = 10 \text{ F cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$. So vzrastajúcim koronálnym tlakom centrálna depresia profilu H-alfa čiary mizne.

Podobne v dolnej časti Obr. 2 je počítaný prípad zmeny profilu H-alfa čiary pri vzraсте toku netepelne urýchlených elektrónov. V tomto prípade výrazne vzrastajú Starkovské krídla, centrálna depresia profilu čiary sa nemení.

Explozívne vyparovanie sa chromosféry pod vplyvom vysokých erupčných teplôt, spôsobuje tlakovú vlnu, ktorá sa šíri z koróny smerom dolu do chromosféry. V dôsledku toho je v profile čiary H-alfa pozorovaná červená asymetria a Dopplerov posun.



Obr. 2 Vypočítaná zmena profilu H-alfa čiary (Gunkler a i., 1984). So vzrastajúcim koronálnym tlakom (horná časť obrázka) centrálna depresia čiary sa mení na emisiu. So vzrastom prúdu netepelne urýchlených elektrónov (dolná časť obrázka) výrazne sa rozširujú krídla H-alfa čiary.

ZÁVER

Výskum erupcií sa stal nosným programom kozmického výskumu Slnka aj v tomto 22. cykle slnečnej aktivity. "September 1988" je prvou z plánovaných medzinárodných akcií a budú sa na nej podieľať družice SMM (Solar Maximum Mission) a FOBOS (Interkozmos). V januári 1988 začal dvojročný medzinárodný, multidisciplinárny program SIV (Solar Interplanetary Variability), ktorý je organizovaný Vedeckým výborom pre slnečno-zemskú fyziku (SCOSTEP). "Max '91" je americký program výskumu erupcií, s účasťou japonskej družice Solar-A, ktorá má začať pracovať v auguste 1991. Hlavný program výskumu erupcií je pomenovaný "Flares 22". Flares 22 je podprogramom veľkého multidisciplinárneho programu STEP (Solar Terrestrial Energy Program), ktorý je celosvetovo organizovaný SCOSTEP-om. Pozorovacie obdobie "Flares 22" začína r. 1991 a končí r. 1994. Na programe SIV sa v ČSSR zúčastňuje 5 pracovísk: AsÚ ČSAV, AsÚ SAV, GfÚ ČSAV, GfÚ SAV, Úef SAV.

LITERATÚRA

- Canfield R. C.; Gunkler, T. A.: 1984, *Astrophys. J.* 282, 296
De Jager, C.: 1988, 20th Internat. Cosmic Ray Conf. 7, 66
Fisher, G. H.; Canfield, R. C.; Mc Clymont, A. N.: 1985, *Astrophys. J.* 289, 434
Gunkler, T. A.; Canfield, R. C.; Acton, L. W.; Kiplinger, A.: 1984, *Astrophys. J.* 285, 835
Heinzl, P.: 1987, 10 th European Reg. Astron. Meeting, 199.
Heinzl, P.; Karlický, M.: 1987, *Solar Phys.* 110, 343
Kosugi T.; Dennis, B. R.; Kai, K.: 1988, *Astrophys. J.* 324, 1118
Mc Donald, F. B.; van Hollebeke, M. A. I.: 1985, *Astrophys. J.* 290, L67
Sturrock, P. A.: 1988, *Solar Phys.* 113, 13
Wülser, J. P.: 1988, *Solar Phys.* 114, 115.

VÝZNAM FUNKCE VIDITELNOSTI PRO STATISTIKU SLUNEČNÍCH SKVRN

M. Kopecký, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Je dána definice funkce viditelnosti, popis Minnaertova diagramu a diagramu podmínek viditelnosti skvrn. S jejich pomocí je pak demonstrován vliv funkce viditelnosti na četnostní rozdělení skupin skvrn podle jejich pozorovaných životních dob, na pozorovanou průměrnou životní dobu skvrn, na asymetrii východ - západ zdánlivého vznikání a zanikání skupin skvrn a pod. V závěru jsou stručně uvedeny některé další aplikace a problémy.

ÚVOD

Statistické zpracování pozorovacích materiálů o slunečních skvrnách a především správná interpretace obdržovaných statistických výsledků jsou značně ovlivňovány tou skutečností, že sluneční skvrny se pozorovateli jeví jako plošné útvary na povrchu koule, která rotuje. Přitom tyto zdánlivé plošné útvary se při pozorování promítají na zdánlivou rovinu slunečního kotouče. V důsledku této projekce se zmenšuje jejich zdánlivý průměr ve směru od středu slunečního disku a tím i jejich pozorovaná plocha a v určité vzdálenosti od středu slunečního disku se v důsledku toho stávají nepozorovatelnými. Při řešení některých statistických problémů pak hraje důležitou úlohu i to, že standardní pozorování skvrn nejsou prováděna nepřetržitě, ale jednou za 24 hodin.

Pro zjednodušení našich úvah budeme nadále předpokládat, že všechny skupiny skvrn leží na slunečním rovníku, který stále prochází středem slunečního disku.

2. FUNKCE ZKRÁCENÍ PLOCHY SKUPIN SKVRN A FUNKCE VIDITELNOSTI

Mějme skupinu skvrn v úhlové vzdálenosti λ od CM (centrálního meridiánu), jejíž skutečná poloha je S . V důsledku projekce z povrchu sluneční koule na rovinu slunečního disku budeme tuto skupinu pozorovat jako skupinu s pozorovanou plochou S' . Mezi plochami S a S' platí vztah

$$S = S' \psi(\lambda) \quad (1)$$

kde $\Psi(\lambda)$ je tzv. funkce zkrácení plochy. V případě existence pouze geometrické projekce je

$$\Psi(\lambda) = \sec \lambda. \quad (2)$$

Vztahu (2) se běžně používá při přepočtu pozorovaných ploch skvrn na plochy skutečné (např. v pulkovských a greenwichských katalozích skvrn). Některé práce však nasvědčují tomu, že v této projekci vedle geometrického zkrácení hraje roli i jiné vlivy, jako např. kontrast skvrna - fotosféra a pod., a že v důsledku toho ve větších vzdálenostech λ od CM je $\Psi(\lambda) > \sec \lambda$.

Přejdeme nyní k funkci viditelnosti, kterou označíme $\Phi(\lambda)$ a která je definována tímto způsobem: Jestliže použitá metoda pozorování umožňuje, abychom v centru slunečního disku mohli pozorovat skupinu skvrn o minimální viditelné skutečné ploše skvrn S_0 , potom skupina skvrn ve vzdálenosti λ od centrálního meridiánu musí mít skutečnou plochu $S > S_{\min}$, aby byla pozorovatelná, přičemž

$$S_{\min}(\lambda) = S_0 \Phi(\lambda), \quad (3)$$

kde $S_{\min}(\lambda)$ je minimální viditelná plocha skupiny skvrn ve vzdálenosti λ od CM.

Obě uvedené funkce $\Psi(\lambda)$ a $\Phi(\lambda)$ mají některé společné vlastnosti:

a) pro $\lambda = 0$, t.j. na CM, je $\Psi(\lambda) = \Phi(\lambda) = 1$

b) pro $\lambda \neq 0$ je jak $\Psi(\lambda) > 1$, tak i $\Phi(\lambda) > 1$

c) obě funkce jsou symetrické vůči centrálnímu meridiánu t.j.

$$\Psi(-\lambda) = \Psi(+\lambda) \text{ a } \Phi(-\lambda) = \Phi(+\lambda)$$

d) obě funkce jsou od CM k okraji slunečního disku monotónně vzrůstající.

Na rozdíl od toho vše nasvědčuje tomu, že funkce $\Psi(\lambda)$ a $\Phi(\lambda)$ nejsou totožné, t.j. pro $\lambda \neq 0$ je $\Psi(\lambda) \neq \Phi(\lambda)$, přičemž se značnou pravděpodobností je

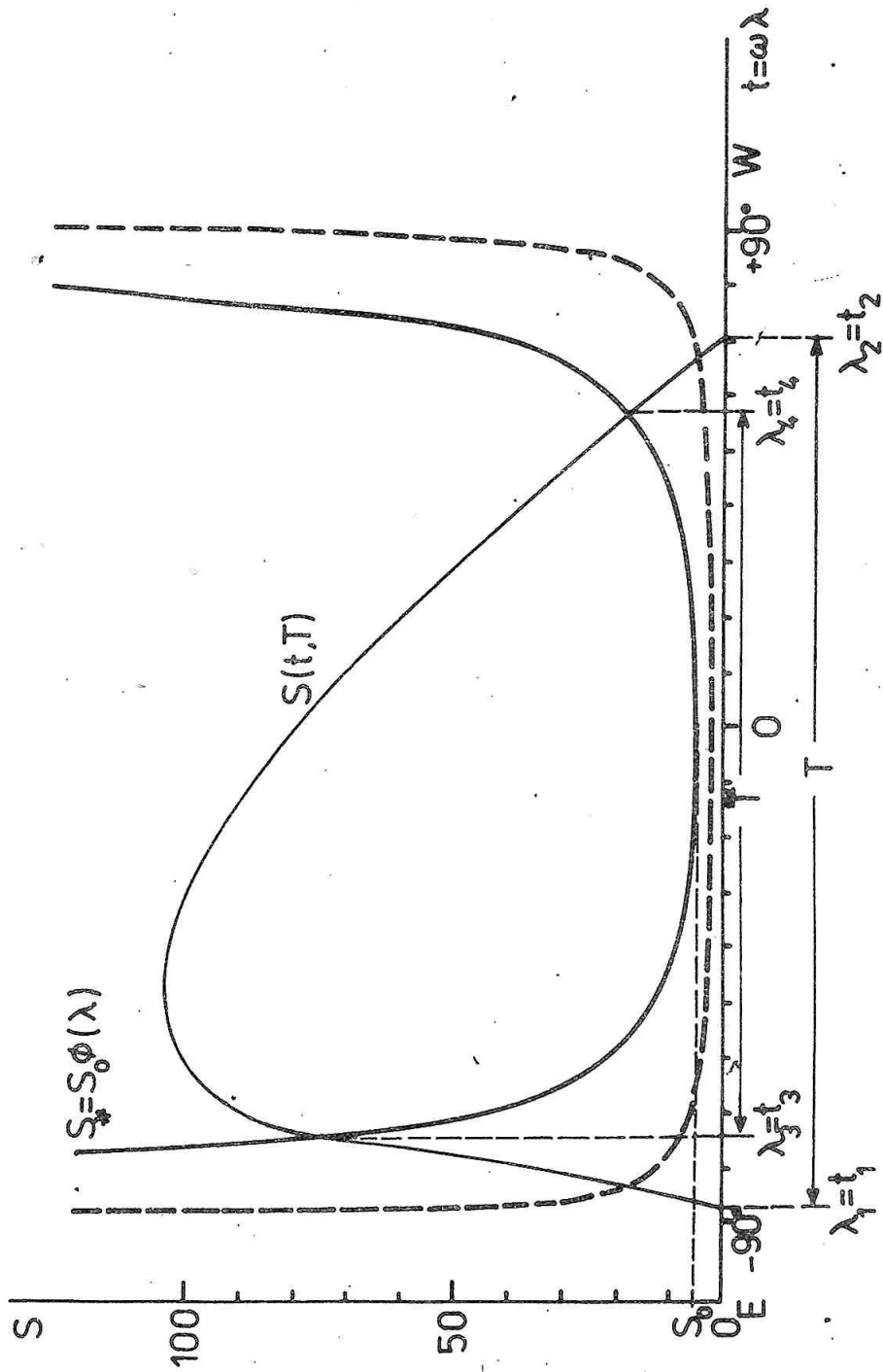
$$\Phi(\lambda) = \sec^2 \lambda. \quad (4)$$

Podrobnější rozbor otázky tvaru funkcí $\Psi(\lambda)$ a $\Phi(\lambda)$ a metod jejich určení lze nalézt v knize Vitinského, Kopeckého a Kuklina (1986).

3. MINNAERTŮV DIAGRAM

Pro řešení řady problémů statistiky slunečních skvrn se ukázal být vhodný tzv. Minnaertův diagram, původně sestavený pro názorné vysvětlení příčin východo-západní asymetrie počtu vzniklých a zaniklých skupin skvrn. Tento diagram totiž názorně modeluje situaci na slunečním disku, vznikající v důsledku současného vlivu sluneční rotace, vývoje plochy skupin skvrn a funkce viditelnosti.

Princip Minnaertova diagramu je dán na obr. 1 a je následující:



Obr. 1

Na osu y vynášíme skutečnou plochu S skupiny skvrn. Na osu x vynášíme uhlovou vzdálenost λ od CM. Tato osa λ je však současně i časovou osou, protože každý bod na slunečním disku se s časem posouvá směrem od východu k západu, a to rychlostí synodické rotace Slunce ω , takže mezi λ a t obecně platí vztah, že $\lambda = \omega t$.

V takto definovaném souřadném systému zakreslíme průběh funkce $S_0 \phi(\lambda)$ a budeme ji nazývat křivkou viditelnosti. V obr. 1 jsou pro názornost rozdílů zakresleny dvě křivky viditelnosti a to $S_0 \phi(\lambda) = 2 \text{ sec } \lambda$ (čárkovaně) a

$S_0 \phi(\lambda) = 5 \sec^2 \lambda$ (plnou čarou).

Mějme nyní skupinu skvrn, která skutečně vznikla v úhlové vzdálenosti λ_1 od CM. Její skutečná plocha S nejprve vzrůstá, až dosáhne maximální plochy S_M a poté její plocha ubývá, až skutečně zanikne v úhlové vzdálenosti λ_2 od CM, protože se tato skupina během svého vývoje posunuje rotací Slunce od východu na západ. Vývoj plochy S této skupiny je v Minnaertově diagramu v obr. 1 dán křivkou $S(T, S_M, \tau)$ popisující vývoj plochy skupiny v závislosti na její maximální ploše S_M , její celkové skutečné životní době T dané vztahem

$$T = \frac{\lambda_2 - \lambda_1}{\omega} \quad (5)$$

a na jejím okamžitém stáří τ , daném vztahem

$$\tau = \frac{\lambda - \lambda_1}{\omega} \quad (6)$$

Předpokládejme nyní, že skvrny pozorujeme nepřetržitě. Potom námi uvažovaná skupina skvrn není ihned po svém vzniku pozorovatelná, protože její plocha je menší než hodnota křivky viditelnosti v daném λ , t.j. $S < S_0 \phi(\lambda)$. Skupina se stane poprvé pozorovatelnou až v úhlové vzdálenosti λ_3 , kde $S = S_0 \phi(\lambda)$. V další části svého vývoje se skupina nachází v Minnaertově diagramu nad $S_0 \phi(\lambda)$ a je tedy pozorovatelná až do vzdálenosti λ_4 , kde opět $S = S_0 \phi(\lambda)$, a poté, až do okamžiku jejího skutečného zániku v λ_2 , je pro nás nepozorovatelná. Ačkoliv skupina skutečně žije po dobu T , my jsme schopni ji pozorovat pouze po dobu \tilde{T} , která je dána vztahem

$$\tilde{T} = \frac{\lambda_4 - \lambda_3}{\omega}$$

přičemž vždy je $\tilde{T} < T$.

Ve skutečnosti však nepozorujeme sluneční skvrny nepřetržitě, ale prakticky jednou za 24 hodin. V důsledku toho skupinu skvrn, která se poprvé stala viditelnou v λ_3 , my poprvé budeme pozorovat při nejbližším pozorování, kdy se skupina nachází v $\lambda > \lambda_3$ a protože zde ji pozorujeme poprvé, prohlásíme, že zde vznikla, t.j. vznikla v úhlové vzdálenosti $\lambda_3 + \Delta\lambda$ od CM, kde $\Delta\lambda$ může nabýt maximální hodnoty $13,2^\circ$ rovné pootočení Slunce vůči Zemi za 24 hodin. Tato skutečnost ve spojitosti s funkcí viditelnosti může značně zkreslovat řadu statistických výsledků tím, že posouvá místa prvních pozorování skupin více na západ a obdobně místa posledních pozorování více na východ.

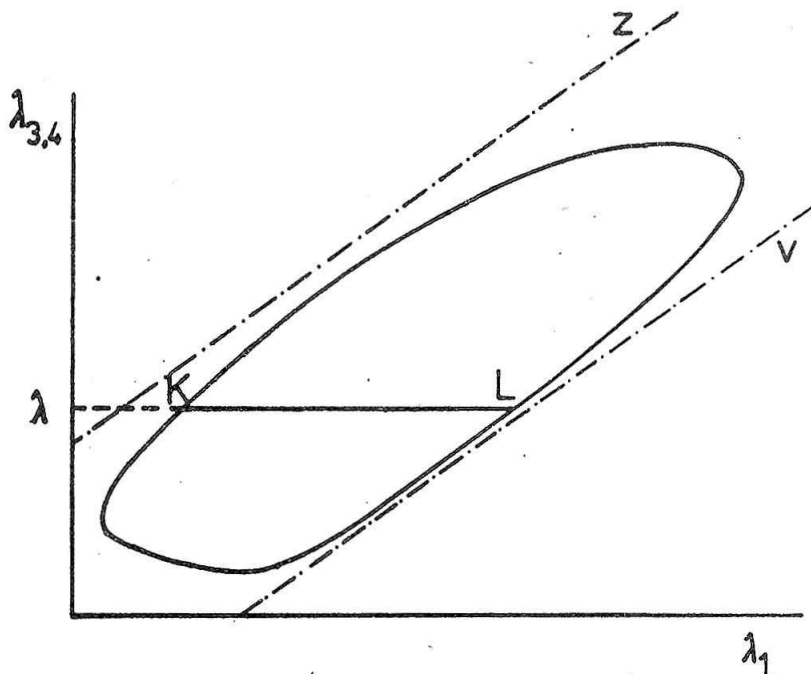
Řadu úloh ze statistiky skvrn lze pomocí Minnaertova diagramu řešit matematicky, analyticky. Avšak jen za předpokladu, že vývoj plochy S skupiny skvrn probíhá lineárně s časem, t.j. že plocha skupiny po jejím vzniku lineárně s časem vzrůstá až do maxima S_M a potom lineárně s časem ubývá až do zániku skupiny. Tato aproximativní analytická řešení problémů statistiky skvrn pomocí Minnaerto-

va diagramu lze nalézt v knize Vitinského, Kopeckého a Kuklina (1986).

4. DIAGRAM PODMÍNEK POZOROVATELNOSTI SKUPIN SKVRN

Aby bylo možné lépe modelovat řešení statistických problémů pro různé tvary funkce viditelnosti $\phi(\lambda)$, různé hodnoty minimální viditelné plochy S_0 a především pro různé tvary křivky vývoje plochy skupin skvrn $S(T, S_M, \tau)$, byl Kopeckým a Kuklinem z Minnaertova diagramu odvozen diagram podmínek pozorovatelnosti skupin skvrn, dále jen OC-diagram (diagram of observational conditions).

Pomocí Minnaertova diagramu s danou křivkou viditelnosti $S_0 \phi(\lambda)$ a s danou křivkou vývoje plochy skupiny $S(T, S_M, \tau)$ (a to jak co do T, S_M tak i tvaru křivky průběhu plochy) stanovíme, jakých hodnot nabývají úhly λ_3, λ_4 , jestliže tato skupina skvrn vzniká v různých úhlových vzdálenostech λ_1 od CM. Do grafu pak vyneseme závislost λ_3 a λ_4 na λ_1 tak, že na osu x vynášíme λ_1 a na osy y vynášíme λ_3 i λ_4 a osu označíme $\lambda_{3,4}$. Výsledný diagram je v obr. 2 dán schematicky plnou čarou pro skupinu skvrn s vývojem plochy analogickým ke skupině skvrn v obr. 1 a skutečnou životní dobou $T = 4$ dnům.



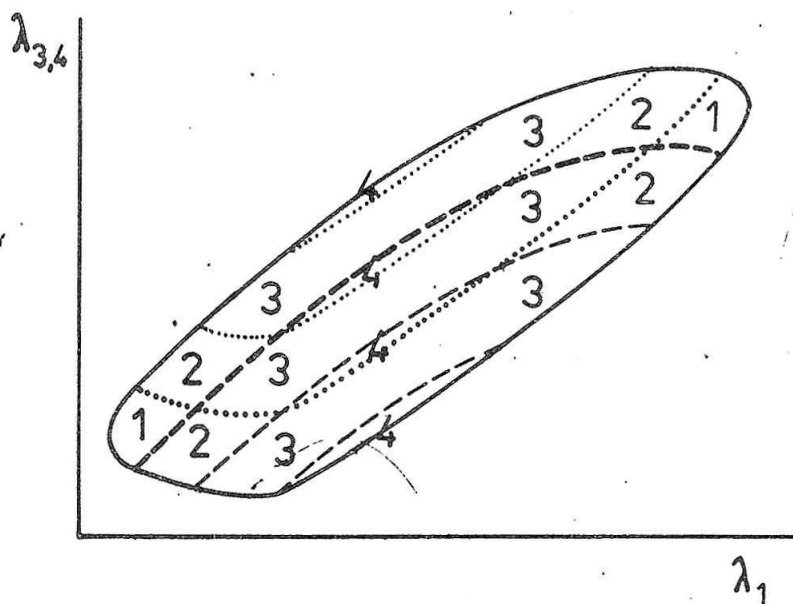
Obr. 2

Závislost λ_3 a λ_4 na λ_1 tvoří uzavřenou křivku, jejíž vnitřní plocha je oblastí, v níž jsme schopni skvrny pozorovat. V tomto OC-diagramu skupina vzniká ve vzdálenosti λ_1 od CM na přímce vznikání v (čárka - tečka) a během svého vývoje se v OC-diagramu pohybuje směrem vzhůru ve směru osy $\lambda_{3,4}$ rychlostí ω , v úhlové vzdálenosti λ_3 se stane pozorovatelnou, projde vnitřní plochou pozorovatelnosti, přestane být viditelnou v úhlové vzdálenosti λ_4 a zanikne na přímce z (čárka - tečka).

Celková plocha pozorovatelnosti OC-diagramu je úměrná celkovému počtu pozorovaných skupin na slunečním disku a jeho šířka ve směru osy λ_1 v různých úhlových vzdálenostech $\lambda_{3,4}$, t.j. např. délka úsečky KL, je úměrná počtu pozorovaných skupin skvrn ve vzdálenosti $\lambda = \lambda_{3,4}$ od CM.

OC-diagram, tak jak jsme o něm dosud hovořili a jak je schematicky dán v obr. 2 platí v případě nepřetržitých pozorování. My však standardní pozorování provádíme jednou za 24 hodin. Abychom tuto skutečnost mohli vzít v úvahu, budeme postupovat následujícím způsobem:

Spodní část křivky OC-diagramu, odpovídající závislosti λ_3 na λ_1 , posuneme vzhůru ve směru osy $\lambda_{3,4}$, t.j. ve směru pohybu skupiny skvrn v OC-diagramu, a to o úhel, o který se skupina posune v λ za 24 hodin, t.j. o $\omega = 13,2^\circ$. Tato nová křivka je dána v obr. 3 tečkovaně. Tím nám vznikne v OC-diagramu silněji vytažený pruh, v němž se nacházejí skupiny skvrn, které na slunečním disku pozorujeme poprvé. Jestliže spodní část OC-diagramu posuneme vzhůru o 2ω , obdržíme pás, v němž skupiny skvrn pozorujeme podruhé. A tak postupujeme dále.



Öbr. 3

Nyní horní část OC-diagramu, odpovídající závislosti λ_4 na λ_1 , posuneme směrem dolů ve směru osy $\lambda_{3,4}$, t.j. ve směru proti pohybu skupiny skvrn v OC-diagramu, a to rovněž o úhel $\omega = 13,2^\circ$, o 2ω atd. Tyto nové křivky jsou v obr. 3 dány čárkovaně. V nejvýše položeném pruhu, silněji vytaženém, se nacházejí skupiny skvrn, které pozorujeme naposledy.

Tento systém křivek nám rozděluje plochu OC-diagramu na plošky, označené v obr. 3 číslicemi 1 až 4. Vzhledem k výše řečenému se v ploškách označených 1 nacházejí skupiny skvrn, které pozorujeme, při pozorování jednou za 24 hodin poprvé a současně naposled. Pozorujeme je tedy pouze jednou a označujeme je jako jednodenní. Ve skutečnosti se však jedná o zdánlivé jednodenní skupiny, o skupiny s pozorovanou životní dobou $\tilde{T} = 1$ dní, protože ve skutečnosti všechny

skupiny v OC-diagramech v obr. 2 a 3 mají skutečnou životní dobu $T = 4$ dnům, a pouze v důsledku funkce viditelnosti, rotace Slunce a pozorování jednou za 24 hodin my tyto skupiny pozorujeme jako zdánlivé jednodenní. Stejně tak je to se zdánlivými 2 nebo 3 denními skupinami, nacházejícími se v ploškách v obr. 3 označených 2 a 3 a které jsme schopni pozorovat pouze ve 2 nebo 3 po sobě jdoucích dnech. Plošky označené 4, obsahující skupiny pozorované po čtyři sobě následující dny, jsou poměrně malé, což znamená, že jen malou část skupin skvrn se skutečnou životní dobou $T = 4$ dny jsme schopni pozorovat jako čtyřdenní, t.j. s $T = 4$ dnům.

5. VLIV TVARU KŘIVKY VÝVOJE PLOCHY A PRŮBĚHU KŘIVKY VIDITELNOSTI NA POZOROVANÉ ŽIVOTNÍ DOBY SKVRN

Součet ploch plošek 1, 2, 3, 4 v obr. 3 (v dolním nebo horním silněji orámovaném pruhu) je úměrný počtu nově se na slunečním disku objevivších skupin skvrn se skutečnou životní dobou $T = 4$ dnům. Položme teda součet těchto ploch rovný 100%. Potom plochy těchto jednotlivých plošek nám reprezentují, kolik % z těchto skupin s $T = 4$ dnům pozorujeme jako zdánlivé jednodenní, dvoudenní atd. skupiny, t.j. s pozorovanou životní dobou $\tilde{T} = 1$ den, $\tilde{T} = 2$ dny atd. Obdržíme tak četnostní rozdělení $\tilde{F}(\tilde{T})$ skupin skvrn podle jejich pozorovaných životních dob \tilde{T} .

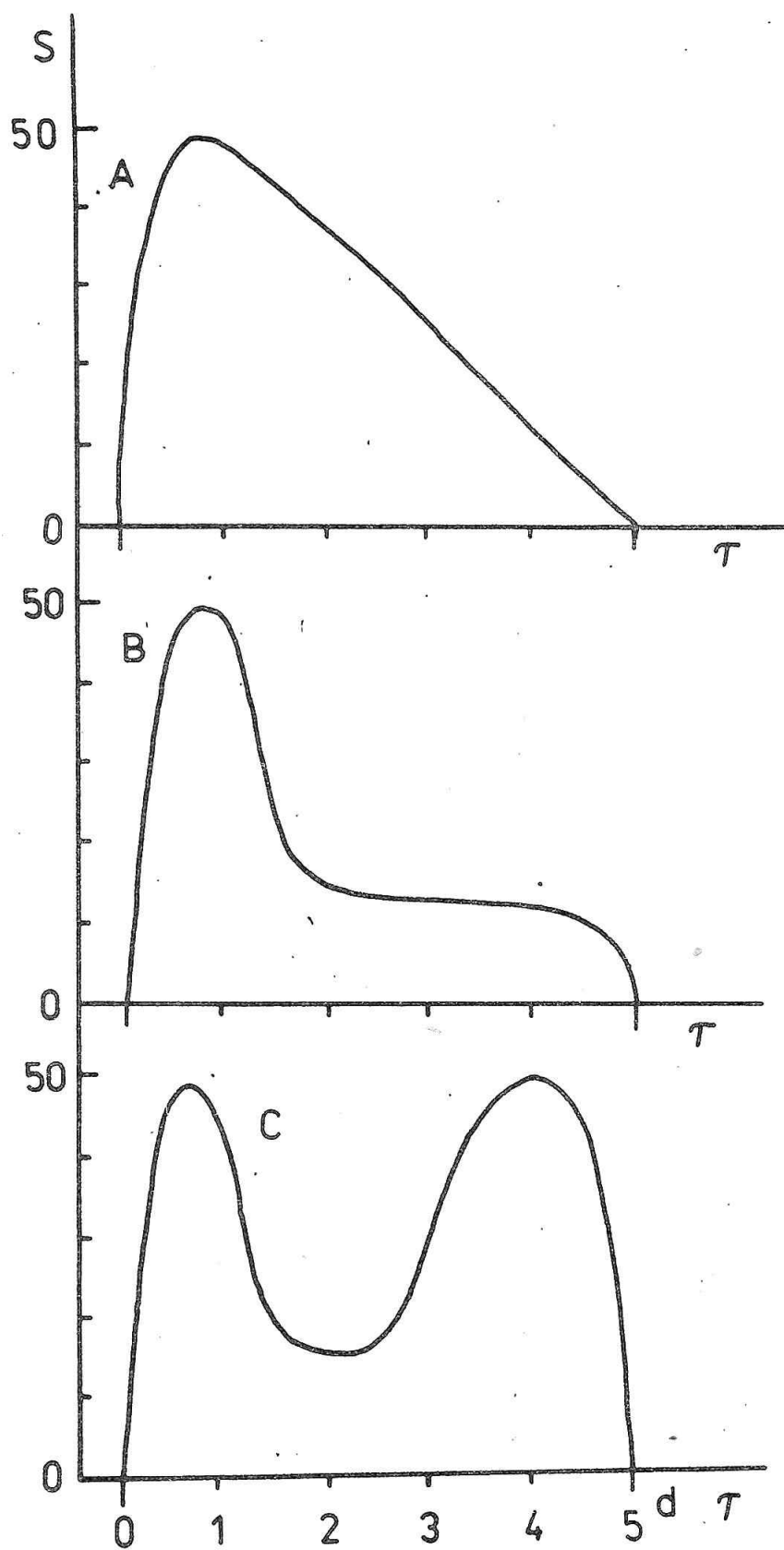
Tato četnostní rozdělení $\tilde{F}(\tilde{T})$ závisí, kromě skutečné životní doby T , výrazně i od průběhu křivky viditelnosti $S_0 \vartheta(\lambda)$ a od tvaru křivky vývoje plochy skupin skvrn $S(T, S_M, \tau)$. To můžeme demonstrovat následujícím způsobem.

V obr. 4 jsou dány 3 základní typy vývoje plochy skupiny $S(T, S_M, \tau)$, označené A, B, C a to pro případ, že jejich skutečná životní doba $T = 5$ dnům a maximální plocha $S_M = 50$ MSH (miliontin povrchu sluneční hemisféry). V případě potřeby budeme v dalším tyto základní typy upravovat tak, že je budeme roztahovat ve směrech časové osy a osy maximálních ploch. Potom např. B_{150}^{10} bude značit skupinu skvrn s vývojem plochy typu B se skutečnou životní dobou $T = 10$ dnům a maximální plochou $S_M = 150$ MSH.

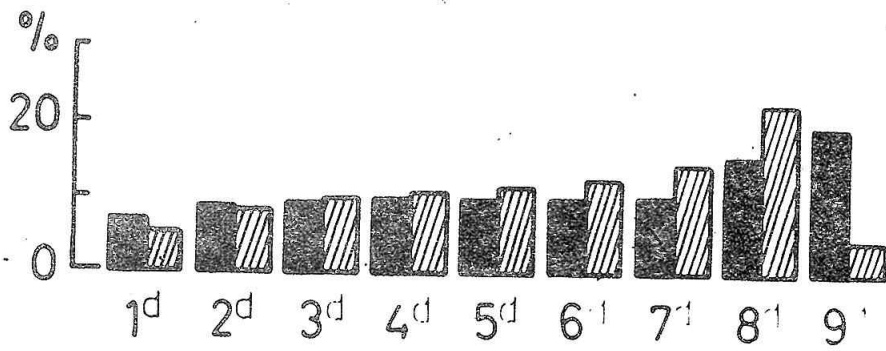
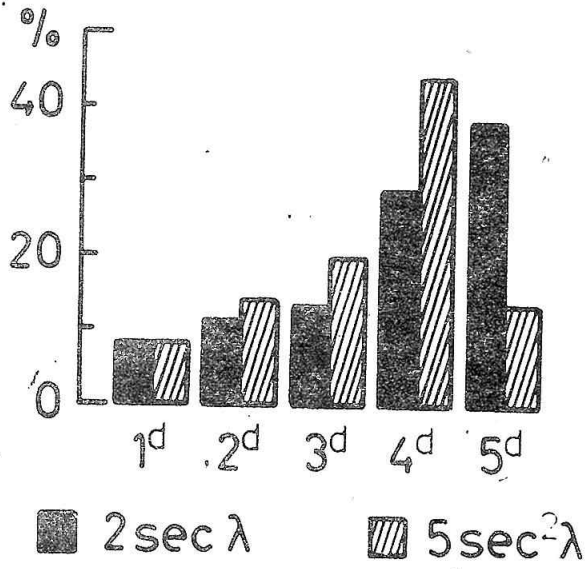
Vliv průběhu křivky viditelnosti $S_0 \vartheta(\lambda)$ na četnostní rozdělení $\tilde{F}(\tilde{T})$ je dobře patrný z obr. 5. Zde je dáno četnostní rozdělení $\tilde{F}(\tilde{T})$ podle zdánlivých životních dob pro skupiny skvrn typu A_{40}^5 (typ vývoje plochy A z obr. 4 s $T = 5$ dnům a $S_M = 40$ MSH) v horní části obr. 5 a pro skupiny skvrn typu A_{90}^9 v dolní části obr. 5. Plnými sloupci je zde $\tilde{F}(\tilde{T})$ dáno pro $S_0 \vartheta(\lambda) = 2 \sec \lambda$ a šrafovanými sloupci pro $S_0 \vartheta(\lambda) = 5 \sec^2 \lambda$. Vidíme, že $\tilde{F}(\tilde{T})$ jsou pro tyto dva průběhy $S_0 \vartheta(\lambda)$ různé.

V dalším budeme používat pouze křivku viditelnosti $S_0 \vartheta(\lambda) = 5 \sec^2 \lambda$.

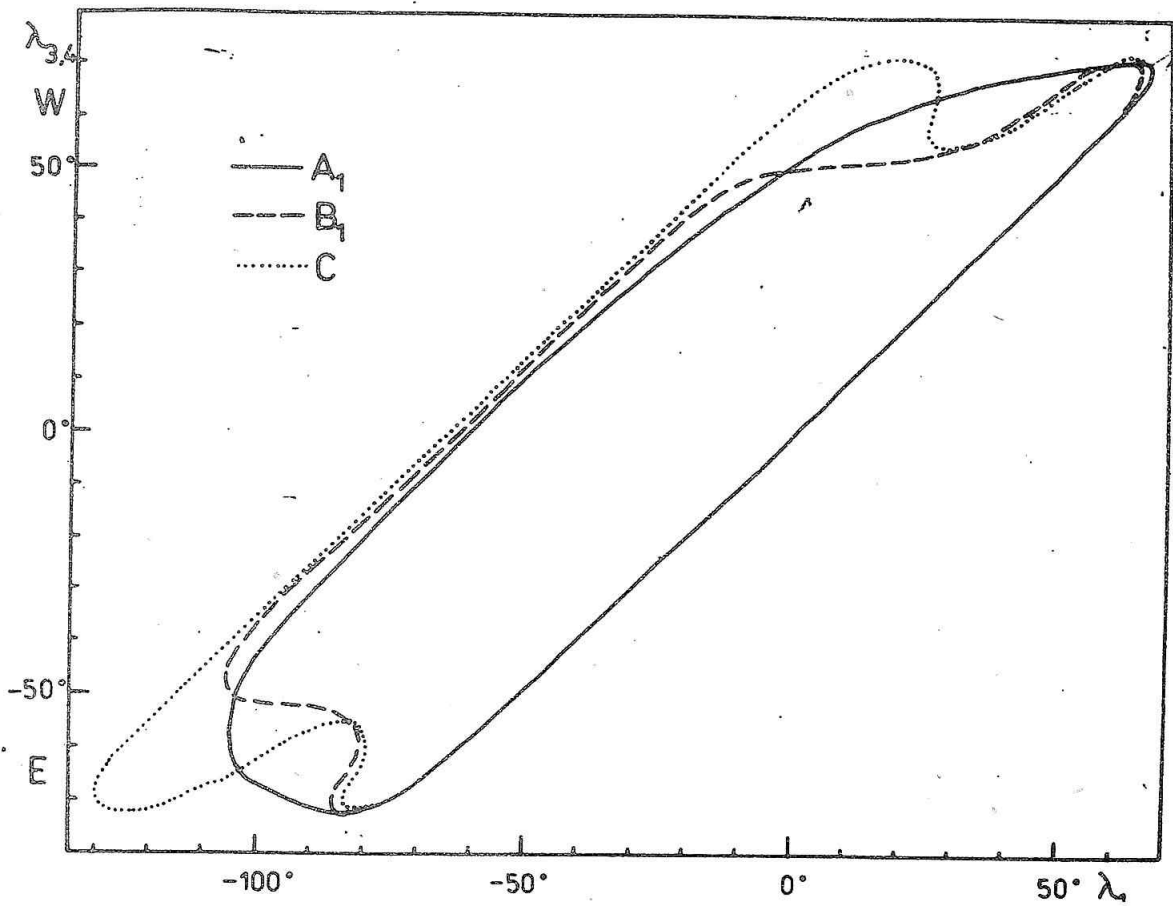
Vliv tvaru křivky vývoje plochy $S(T, S_M, \tau)$ na základní tvar OC-diagramu je dobře patrný o obr. 6, kde jsou dány OC-diagramy pro skupiny skvrn typu $A_{50}^5, B_{50}^5, C_{50}^5$. Povšimněme si složitější tvar OC-diagramu v levé spodní části s typy B_{50}^5, C_{50}^5 a v horní části u C_{50}^5 , k nimž se později ještě vrátíme. V důsledku těchto rozdílných tvarů OC-diagramů se od sebe liší i četnostní rozdělení $\tilde{F}(\tilde{T})$ podle pozorovaných životních dob \tilde{T} těchto skupin $A_{50}^5, B_{50}^5, C_{50}^5$, jak je vidět z obr. 7.



ôbr. 4

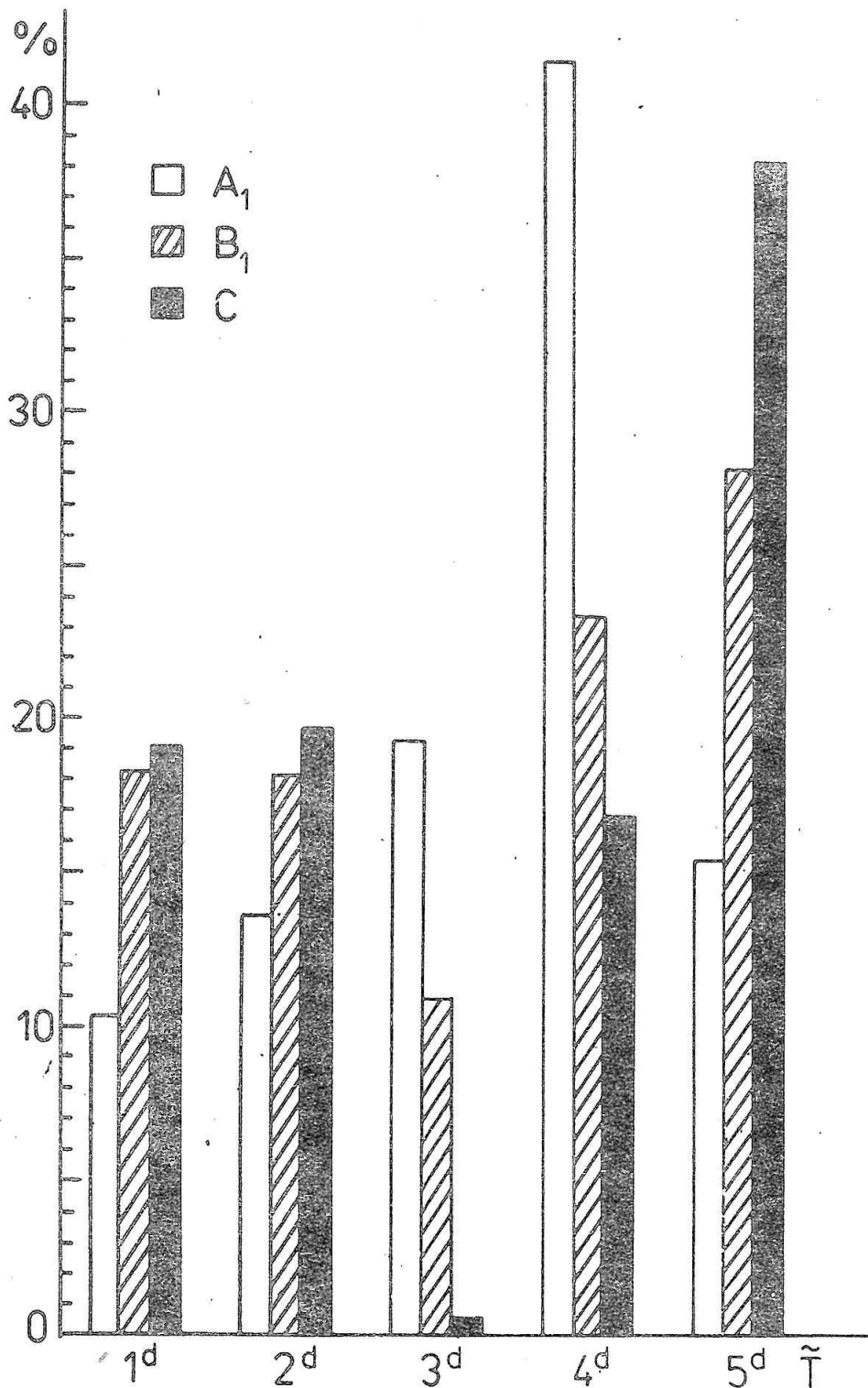


0br. 5

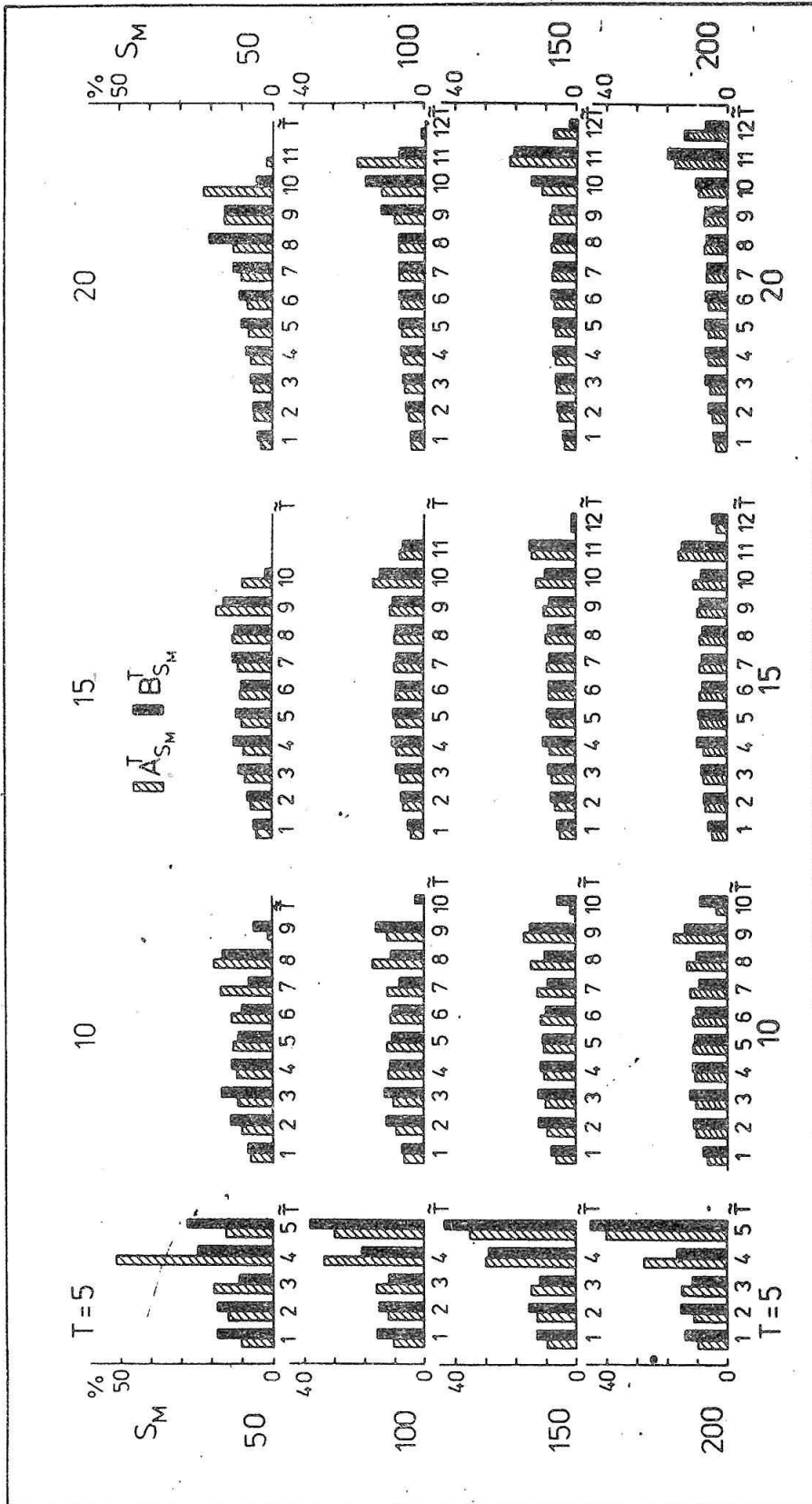


0br. 6

Pochopitelně na četnostní rozdělení $\tilde{F}(\tilde{T})$ má vliv i skutečná životní doba T a maximální plocha S_M . Obr. 8 nám dává přehled o tom, jak vypadají četnostní rozdělení $\tilde{F}(\tilde{T})$ podle pozorovaných životních dob \tilde{T} u skupin typu A a B se skutečnými životními dobami $T = 5, 10$ a 20 dnů a maximálními plochami $S_M = 50, 100, 150$ a 200 MSH.



Obr. 7



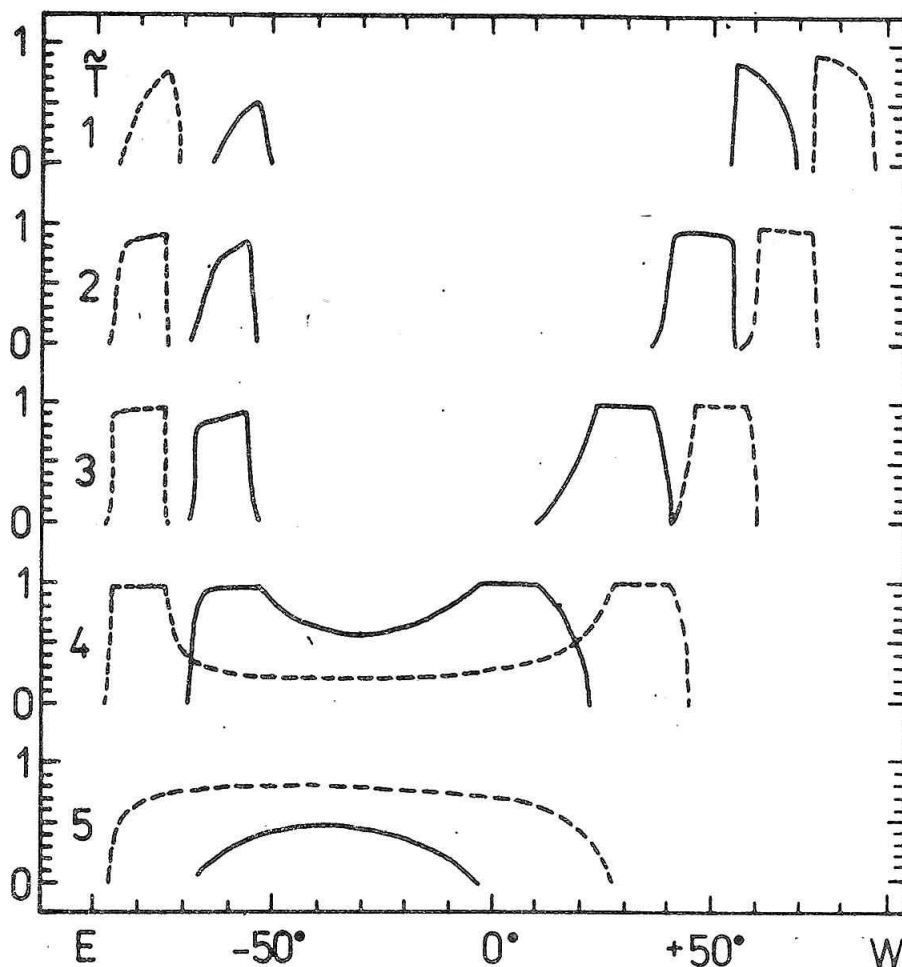
Z obr. 8. především plyne, že naprostou většinu skupin skvrn pozorujeme po podstatně kratší dobu, než je jejich skutečná životní doba. Většina krátcežijících skupin skvrn je jen zdánlivá a jejich skutečná životní doba je podstatně delší. Přitom v mnohých případech se podstatně liší četnostní rozdělení $\tilde{F}(\tilde{T})$ pro typy A a B. Z $\tilde{F}(\tilde{T})$ můžeme rovněž vypočítat průměrnou pozorovanou životní dobu \tilde{T}_0 , která je vždy pro typy B menší než pro typy A. Přitom pro skupiny s $T = 5$ dnům dostáváme \tilde{T}_0 okolo 3,5 dne, s $T = 10$ dnům \tilde{T}_0 okolo 5 dnů, s $T = 15$ dnům \tilde{T}_0 okolo 6 dnů a pro skupiny $T = 20$ dnům dostáváme \tilde{T}_0 okolo 7 dnů.

6. E- W ASYMETRIE VZNIKÁNÍ A ZANIKÁNÍ ZDÁNLIVÝCH KRÁTCEŽIJÍCÍCH SKUPIN SKVRN

Z pozorování vyplývá, že na východní polovině slunečního disku zdánlivě vzniká více skupin skvrn než na západní, a na západní polovině více skupin zaniká, než na východní polovině disku, což je jev pouze zdánlivý, způsobený současným vlivem funkce viditelnosti, rotací Slunce a vývojem plochy skupin skvrn.

Pajdušáková (1967) však zjistila, že jednodenních skupin skvrn je na západní polokouli více než na východní. Tento fakt zjištěný z greenwichského pozorovacího materiálu, správně interpretovala tak, že se jedná především o zdánlivé jednodenní skupiny. Jelikož většina skupin skvrn má tvar vývoje plochy skupin skvrn blízký typu A, u něhož po vzniku skupiny plocha roste rychleji než po maximu ubývá, musí být na západní polokouli zdánlivých jednodenních skupin více než na východní polovině slunečního disku, jak ukázala Pajdušáková rozbořem Minnaertova diagramu. To rovněž obdržíme z OC-diagramu jak je patrné z obr. 3, kde ploška označená 1 (odpovídající počtu zdánlivých jednodenních skupin) v pravé horní části OC-diagramu (západní okraj disku) je výrazně větší než ploška označená 1 v levé spodní části OC-diagramu (východní okraj disku).

Z obr. 3 je současně však patrné, že stejně je tomu s ploškami označenými 2, tedy zdánlivými 2 denními skupinami. Je tomu tak ve skutečnosti se všemi zdánlivými krátcežijícími skupinami. Z OC-diagramů, sestavených při $S_0 \vartheta(\lambda) = 2 \sec \lambda$ a $S_0 \vartheta(\lambda) = 5 \sec^2 \lambda$ pro typy skupin A_{40}^5 bylo odvozeno (Kopecký, Kuklin, 1986), kolik skupin skvrn s pozorovanou životní dobou $\tilde{T} = 1, 2, 3, 4$ a 5 dnů zdánlivě vzniká v různých vzdálenostech λ od CM. Výsledek je dán v obr. 9 (plná čára pro $5 \sec^2 \lambda$, tečkovaně pro $2 \sec \lambda$). Vidíme, že skupin se zdánlivou životní dobou $\tilde{T} = 1, 2$ a 3 dny se na západní polokouli disku objevuje více než na polovině východní a že s rostoucím \tilde{T} se objevují stále blíže k CM. To je ve shodě s pozorováními. V obr. 10 je dán výsledek statistického zpracování greenwichských pozorování (všech skupin skvrn bez rozdílu), ukazující závislosti od CM, a to zvláště pro skupiny s pozorovanou životní dobou $\tilde{T} = 1, 2, 3$ a 4 dny. Vidíme, že jeví výrazná maxima při východním a západním okraji disku, což jsou právě zdánlivé krátcežijící skupiny, přičemž západní maxima se s růstem \tilde{T} přibližují k CM, ve shodě s obr. 9.

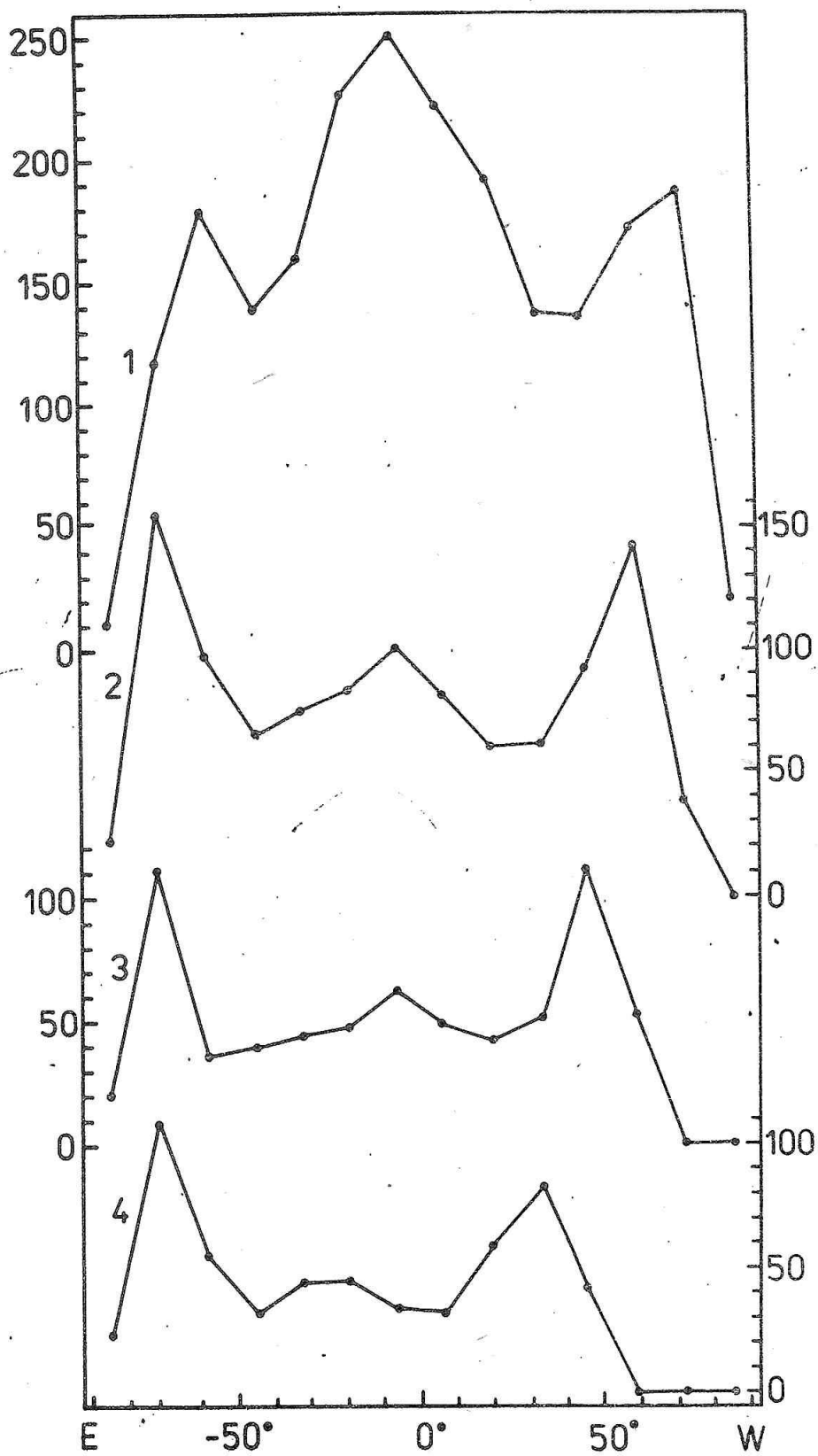


Obr. 9

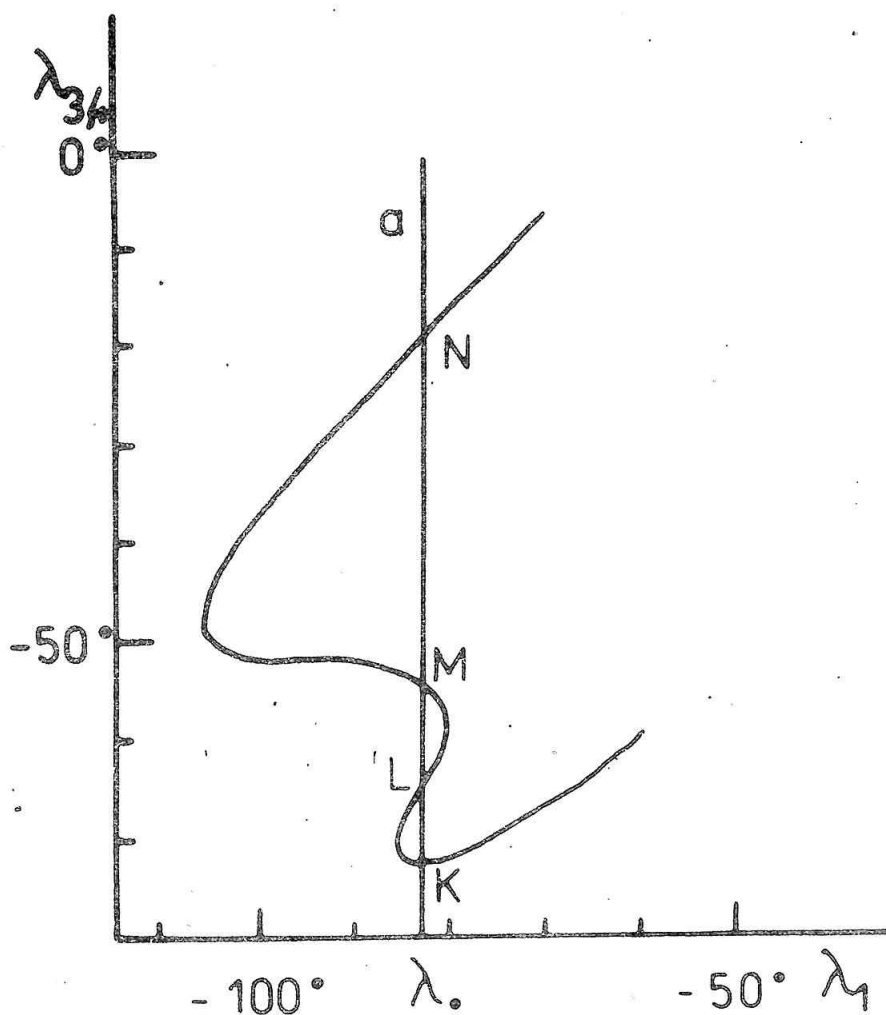
7. PŘERUŠOVANÉ (INTERMITENT) SKUPINY SKVRN

Občas jsou pozorovány skupiny, které po svém objevení se na disku zase zmizí a za den nebo dva se znovu objeví. Většinou bývají označovány jako "intermitent" (přerušované). Z analýzy OC-diagramu vyplývá, že mnohé z nich jsou jen zdánlivě přerušované, že ve skutečnosti nepřestanou na kratší dobu existovat, ale na tuto dobu se stanou pro nás pouze nepozorovatelnými, protože v této době je jejich skutečná plocha menší než minimální pozorovatelná plocha v dané vzdálenosti do CM, t.j. že jejich $S < S_0 \varnothing(\lambda)$. Může se tak stát u skupin se složitější formou křivky vývoje jejich plochy $S(T, S_M, \tau)$, např. typu B a C.

Již v § 5 jsme upozorňovali na složitější tvar OC-diagramů pro skupiny typu B a C v obr. 6. V obr. 11 je překreslena levá spodní část OC-diagramu pro skupiny typu B z obr. 6. Uvažujme nyní skupinu skvrn typu B, která vznikla ve vzdálenosti λ_0 od CM. Po svém vzniku se v OC-diagramu pohybuje směrem vzhůru po přímce a. Jakmile dosáhne bodu K (průsečík OC-diagramu a přímky a), stane se viditelnou, protože se dostane do vnitřní části OC-diagramu, kde $S > S_0 \varnothing(\lambda)$. Jakmile se však dostane do bodu L, stane se opět nepozorovatelnou, protože se znovu dostane mimo vnitřní část OC-diagramu (v této oblasti λ je její $S < S_0 \varnothing(\lambda)$) a je nepozorovatelná, dokud nedosáhne bodu M, kde se znovu dostane do vnitřní části OC-diagramu a stane se znovu pozorovatelnou, a to až do doby, kdy dosáhne



Обр. 10



Obr. 11

bodou N, kde definitivně přestane být viditelná.

Z uvedeného tedy vyplývá, že určitá část přerušovaných skupin není reálná, nepřestaly existovat skutečně, z fyzikálních příčin, ale že se staly pro nás na kratší dobu pouze nepozorovatelné.

8. ZÁVĚR

Z až dosud uvedeného vyplývá, že funkce viditelnosti v souvislosti s minimální viditelnou plochou ve středu disku, pozorováním skvrn jednou za 24 hodin a tvarem křivky vývoje plochy skupin skvrn podstatným způsobem ovlivňuje statistické parametry a zákonitosti, které obdržíme statistickým zpracováním pozorovacího materiálu. Proto při interpretaci výsledků obdržených statisticky ze standardních pozorování skvrn je třeba postupovat nanejvýš obezřetně a pečlivě zvážit všechny možné vlivy funkce viditelnosti, minimální viditelné plochy ve středu slunečního disku, tvaru křivky vývoje plochy skupiny a pozorování jednou za 24 hodin.

Tak např., kromě otázek uvedených v tomto článku, funkce viditelnosti spolu s pozorováním jedenkrát za 24 hodin ovlivňuje určování počtu vzniklých

skupin f_0 na celém Slunci a jejich skutečné průměrné životní doby T_0 , ačkoliv používané metody se snaží jejímu vlivu vyhnout tím, že pracují pouze s relativně úzkým okolím CM, kde vliv funkce $\mathcal{V}(\lambda)$ je minimální. Přesto tyto metody dávají hodnoty, které jsou buď mírně vyšší nebo mírně nižší než skutečnost. Jiným příkladem je vliv funkce viditelnosti se změnou minimální viditelné plochy S_0 ve středu slunečního disku na celkový počet pozorovaných skvrn, který např. způsobil, že v období Maunderova minima v 17. století bylo pozorováno méně skvrn, než jich ve skutečnosti na Slunci v té době bylo (Kopecký, Kuklin 1986). Funkce viditelnosti, minimální viditelná plocha ve středu slunečního disku jakož i průběh vývoje plochy skupiny rovněž výrazně ovlivňuje průběh počtu pozorovaných skupin skvrn od středu k okraji slunečního disku.

Kromě toho v problematice funkce viditelnosti zůstává stále mnoho otázek nedořešeno. Tak dosud se nepodařilo najít skutečně spolehlivou metodu určení tvaru funkce viditelnosti $\mathcal{V}(\lambda)$ a minimální viditelné plochy S_0 ve středu slunečního disku. Není dosud zcela jasné, zda funkce viditelnosti je skutečně symetrická vůči centrálnímu meridiánu. A navíc je skoro jisté, že její tvar bude různý pro různé skupiny skvrn, např. že bude jiný pro osamělou kruhovou skvrnu a jiný pro členitou skupinu skvrn zürišského typu E nebo F.

S podrobnější analýsou některých otázek problematiky funkce viditelnosti je možno se seznámit v sérii prací Kopeckého a Kuklina publikovaných postupně od r. 1985 pod společným názvem "The visibility function and its effect on the observed characteristics of sunspot groups" v Bull. Astron. Inst. Czechosl. (BAC).

LITERATURA

- Kopecký, M.; Kuklin, G. V.: 1986, Práce Astronomického observatória na Skalnatom Plese XV, str. 559
- Kopecký, M.; Kuklin, G. V.: 1986, Zborník referátov z 8. celošt. sln. seminára v Starej Lesnej, 173
- Pajdušáková, L.: 1967, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 18, 313
- Vitinskij, Yu. I.; Kopecký, M.; Kuklin, G. V.: 1986, Statistika pyatnoobrazovatelnoj deyatelnosti Solntsa (Moskva, Nauka - Fizmatgiz)
- Seriál prací: The visibility function and its effect on the observed characteristics of sunspot groups
1. Diagram of observational condition of sunspot groups, BAC 36 (1985), 189.
 2. Distribution density function of sunspot groups with an actual lifetime of 1 to 8 days, BAC 36 (1985), 284
 3. The east-west asymmetry of the appearance and disappearance of short-lived sunspot groups: Statistical results and theoretical solution using Minnaert's diagram, BAC 36 (1985), 359
 4. The effect of the shape of the curve of development of sunspot group area on the observational conditions of sunspot groups, BAC 37 (1986), 163
 5. Method of curves of evolution of diagram of the observational conditions of sunspot groups and errors of methods of the determination of primary

indices of sunspot activity due to the visibility function, BAC 38 (1987), 164

6. Various types of diagrams derived from Minnaert's classical diagram, BAC 38 (1987), 344
7. The effect of the change of the curve of development of sunspot area on the observed characteristics of sunspot groups, BAC 40 (1989)
No 1, v tisku.

VÝZNAM DVAADVACETILETÉHO CYKLU PRO SLUNEČNÍ ČINNOST

V. Bumba, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

L. Hejna, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Aby byl zdůrazněn základní význam dvaadvacetiletého cyklu sluneční činnosti, byla vyvinuta grafická sumační (alternující) metoda, dovolující studovat průběh tohoto cyklu a jeho sekulárních změn v návaznosti na délkové a zejména šířkové rozložení magnetických polí na sluneční kouli. Jsou srovnávány jednotlivé vývojové etapy tohoto rozdělení s jednotlivými fázemi dvaadvacetiletého cyklu. Je poukázáno na principiální rozdíl mezi šířkovým rozdělením přímo pozorovaných magnetických polí a polohou jejich hranic určených z pozorování filamentů a protuberancí. Diskutují se eventuelní možnosti využití ukázaného přiřazení.

ÚVOD

V poslední době byla publikována řada pozorování zvýrazňujících význam dvacetidvouletého cyklu sluneční činnosti jako základní fyzikální jednotky této aktivity. Při této příležitosti je však možno připomenout už práce Ananthakrishnana (1952, 1954), D'Azambujových (1948), Waldmeierovy (1955), ukazující, že změna šířkového rozložení protuberancí a maxim koronální emise má delší periodu nežli jedenáct let, nebo práci Sheeleyho (1966), vyhodnocující za několik cyklů četnost a šířkové posuvy polárních fakulí, vyskytujících se v protifázi ke skvrnám, atd. Domnívám se, že největší impuls k současné vlně zdůrazňující význam dvaadvacetiletého cyklu pro mechanismus cykličnosti sluneční aktivity však daly práce Howarda a LaBonteho (1980, 1981, 1982), ve kterých ukázali existenci torzních oscilací na slunečním povrchu, jejich posuvy v heliografických šířkách za dvacet dva let a fakt, že na Slunci je možno pozorovat v každém okamžiku vždy dvě dvojice takových vln torzních oscilací, a to každou v jiné heliografické šířce.

V této poznámce nám jde o možnost provázení pozorovaných změn ve velikosti a zejména v rozložení slunečních magnetických polí a aktivity na sluneční kouli během dvaadvacetiletého cyklu s jednotlivými fázemi statické křivky, zvýrazňující právě dvacetidvouletou periodičnost sluneční činnosti.

Protože dvaadvacetiletá perioda změn je nejlépe vidět v délkovém a zejména v šířkovém rozložení slunečních magnetických polí, chtěli bychom ukázat i

na rozdíl mezi jednotlivými typy šířkových rozložení v závislosti na použitém pozorovacím materiálu a poukázat na pravděpodobné fyzikální příčiny tohoto rozdílu.

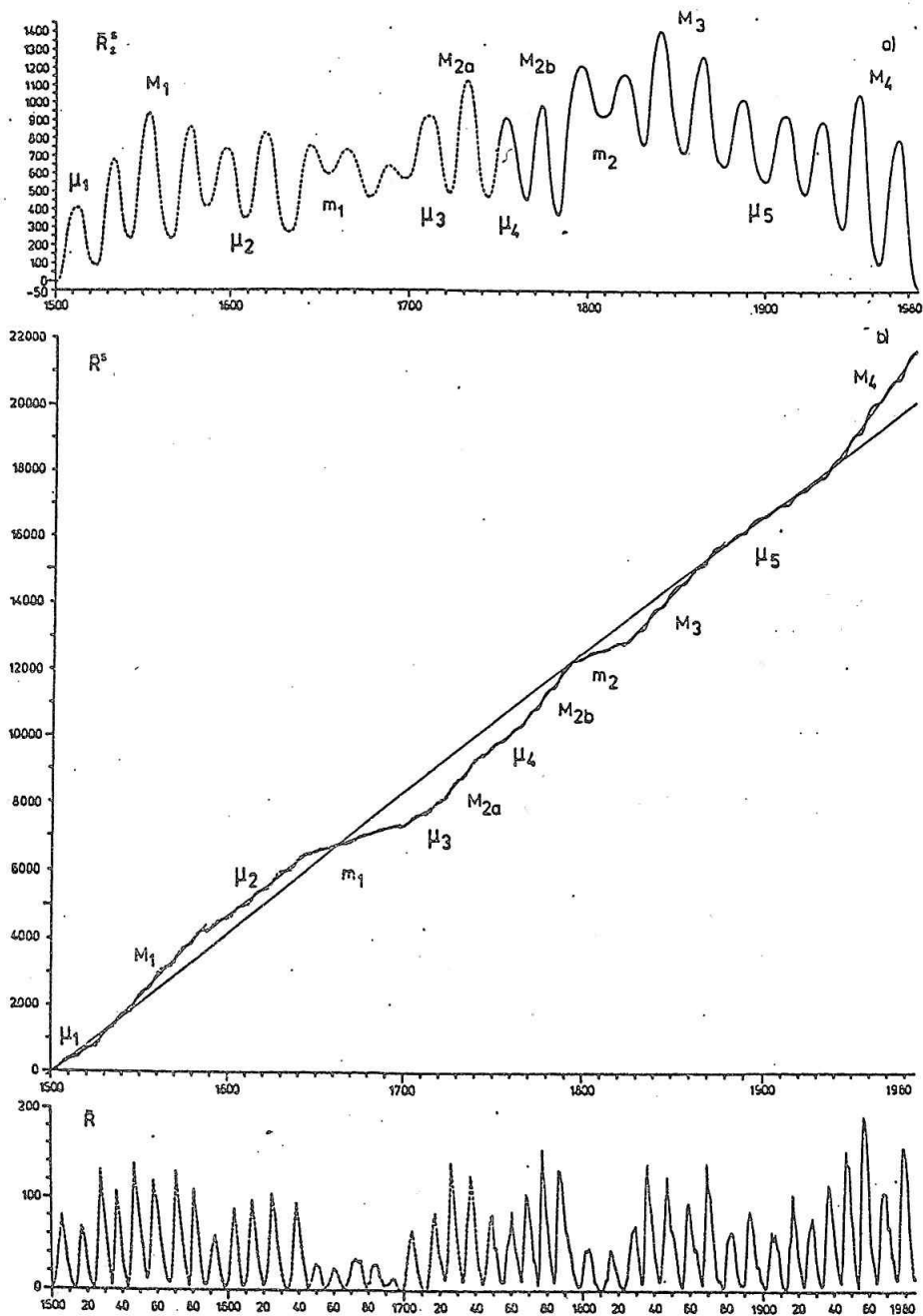
2. DVAADVACETILETÁ PERIODICITA SLUNEČNÍ AKTIVITY A JEJÍ SEKULÁRNÍ PROMĚNY

Abychom na křivce znázorňující časový průběh sluneční aktivity zdůraznili dvaadvacetiletý cykl, použili jsme sumační metodu s alternujícím znaménkem: sčítali jsme postupně po rocích během každého sudého jedenáctiletého cyklu roční hodnoty pozorovaného relativního čísla slunečních skvrn a během každého lichého jedenáctiletého cyklu jsme postupně tyto hodnoty odečítali (Bumba, Hejna 1988a, b). Tím dostal průběh sluneční činnosti tvar sinusovky s dvacetidvouletými vlnami, v nichž vzestupnou větev tvoří vždy sudý jedenáctiletý cyklus a větve sestupnou lichý jedenáctiletý cyklus (obr. 1). K dispozici máme téměř 500 let pozorování slunečních skvrn. Od roku 1749 jsou tato pozorování přímá, dřívější hodnoty jsou odvozeny nepřímě a proto jsou podstatně méně spolehlivé.

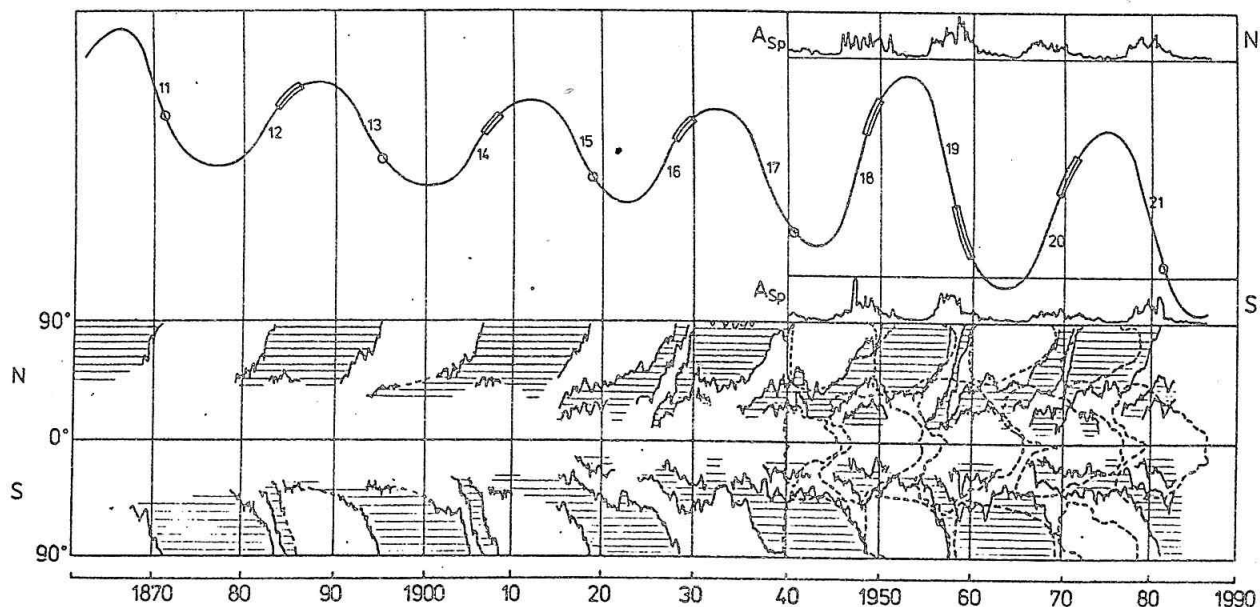
Průběh křivky (obr. 1) ukazuje nejen jednotlivé dvaadvacetileté cykly, nýbrž i jejich sekulární změny, změny poměrů vzestupné a sestupné větve a pod. Abychom zdůraznili dlouhodobé změny sluneční činnosti, sestrojili jsme ještě normální součtovou křivku průměrných ročních pozorovaných relativních čísel (Bumba, Hejna 1988c, d). Na této sumární křivce je vidět, že je složena z řady úseků, které je možno aproximovat přímkou (opět obr. 1). To znamená, že jedenáctileté cykly, kterými lze proložit přímkou, jsou téměř stejně mohutné a mají podobný průběh. Tento postup nám kromě jiného umožnil rozdělit obě nově zavedené křivky na období nízké (m), střední (μ) a vysoké (M) průměrné sluneční aktivity. Všechny tyto vlastnosti obou křivek je možno výhodně využít jak při studiu dlouhodobých změn sluneční činnosti, tak i jejich odrazů v procesech na Zemi.

3. SROVNÁNÍ PRŮBĚHU DVAADVACETILETÉHO CYKLU S ROZLOŽENÍM MAGNETICKÝCH POLÍ A AKTIVITY NA SLUNCI

Porovnáváme-li křivku dvaadvacetileté periodicity s grafem šířkového rozložení slunečních magnetických polí, který za posledních sto let sestrojil Makarov a Sivaraman (1983) a Makarov et al. (1983) z pozorování na indické observatoři Kodaikanal (obr. 2), vidíme, že všechna maxima naší křivky periodicity koincidují s obdobími, ve kterých na slunečním povrchu magnetická pole severní polokoule mají ve vyšších šířkách kladnou polaritu a všechna minima souhlasí s časovými úseky, během kterých tatáž část slunečního povrchu má polaritu zápornou. Průběh polarit magnetických polí na jižní polokouli je v uvedených fázích vlny právě opačný. Ze srovnání je rovněž jasné, že ke změně polarit magnetického pole v polárních oblastech dochází vždy až za inflexním bodem každé větve sinusovky. Na sestupných větvích je tomu tak prakticky současně na obou slunečních polokoulích, kromě větve patřící dosud nejmohutnějšímu



Obr. 1 Časové průběhy sumační křivky s alternujícím znaménkem (a) a normální sumační křivky (b), získané sčítáním ročních pozorovaných relativních čísel slunečních skvrn. Pro srovnání je uveden i průběh jedenáctiletých cyklů (c). Jsou rovněž vyznačeny periody minim (m), maxim (M) a středních hodnot aktivity (μ).



Obr 2 Srovnání průběhu dvaadvacetiletého cyklu sluneční aktivity s časovými změnami šířkového rozložení slunečních magnetických polí, skvrn a polárních fakulí. V hořejší části obrázku je část křivky (a) z Obr 1. Na jednotlivých větvích dvaadvacetiletých vln jsou vyznačena období přepolování polárních magnetických polí s uvedením čísla jedenáctiletého cyklu příslušného té které větvi. Je zakreslen i chod ploch slunečních skvrn na severní (nahore) a jižní (dole) polokouli za posledních několik cyklů. V dolní části obrázku je Makarovův průběh hranic slunečních magnetických polí na slunečním disku. Kladná polarita je vyšrafována. Čárkovaně jsou vyneseny pro posledních několik cyklů hranice motýlkových diagramů slunečních skvrn a polárních fakulí.

jedenáctiletému cyklu č. 19. Na vzestupných větvích tvoří tato období přepolování delší interval, dlouhý 1,2 až 3,1 roku. Ve všech případech na vzestupné větvi probíhá přepolování polárního pole ve třech postupných vlnách střídajících se polarit, kromě větve cyklu č. 18. Nejdříve je tomu tak na jižní, pak na severní polokouli Slunce.

Ve vyjimečné větvi cyklu č. 18 k přepolování dochází nejdříve na jižní polokouli (1949,0) a pak po 1,2 roce na polokouli severní (1950,2). Trojnásobná vlna se zde nevyskytuje, za to je možno ji pozorovat na následující sestupné větvi (č. 19) téhož dvaadvacetiletého cyklu, kdy se trojitě přepolování odehrává na severní polokouli.

Ještě v jednom pravidle se zdá být tento proces vyjimečný: zatím co trojnásobné přepolování probíhá při změně znaménka polárního pole na jižní polokouli z kladného na záporné (2 případy) a na severní polokouli ze záporného na kladné

(opět dva případy), během zmíněné vzestupné větve č. 19 probíhá trojité přepolování na severní polokouli při změně kladné polaritě na zápornou. Jakoby v této době severní polokoule imitovala polokouli jižní.

Na uvedeném srovnávacím obrázku (obr. 2) je možno rovněž vidět na šířkovém rozložení slunečních magnetických polí, že jednotlivé unipolární šířkové zony existují na slunečním povrchu déle nežli dvaadvacet let, a to nejméně 25 a možná i 32 let. Kromě toho vidíme, že šířkové pásy kladné polaritě, která odpovídá maximu dvaadvacetiletých vln na severní polokouli, začínají vždy během počáteční fáze sestupné větve předcházející vlny a v některých případech možná ještě během její vzestupné větve. Obdobně je to s polaritou zápornou a s oběma polaritami na jižní polokouli.

Minima a maxima dvaadvacetiletých vln koincidují už z definice s minimy relativního čísla slunečních skvrn, časově podstatně roztaženější maxima zabírají ty části obou větví sinusovky, aproximovatelné přímkou, a to po obou stranách inflexních bodů. Obě větve motýlkových diagramů slunečních skvrn běží paralelně s každou vzestupnou i sestupnou větví sinusovky. Avšak motýlkové diagramy polárních fakulových polí nasazují ihned po změně polarit polárních polí a končí těsně před obdobím následující změny.

Podobným způsobem je do srovnávacího obrázku možno zahrnout i průběh torzních oscilací i dalších procesů pozorovatelných v atmosféře Slunce.

Zajímavé je i srovnání změn průběhu délkového rozložení slunečních magnetických polí s jednotlivými fázemi dvaadvacetileté periody. Týká se to zejména reorganizace magnetických aktivních délek, která probíhá několikrát během vzestupné i sestupné fáze a je vázána na dodávku magnetického toku do sluneční atmosféry.

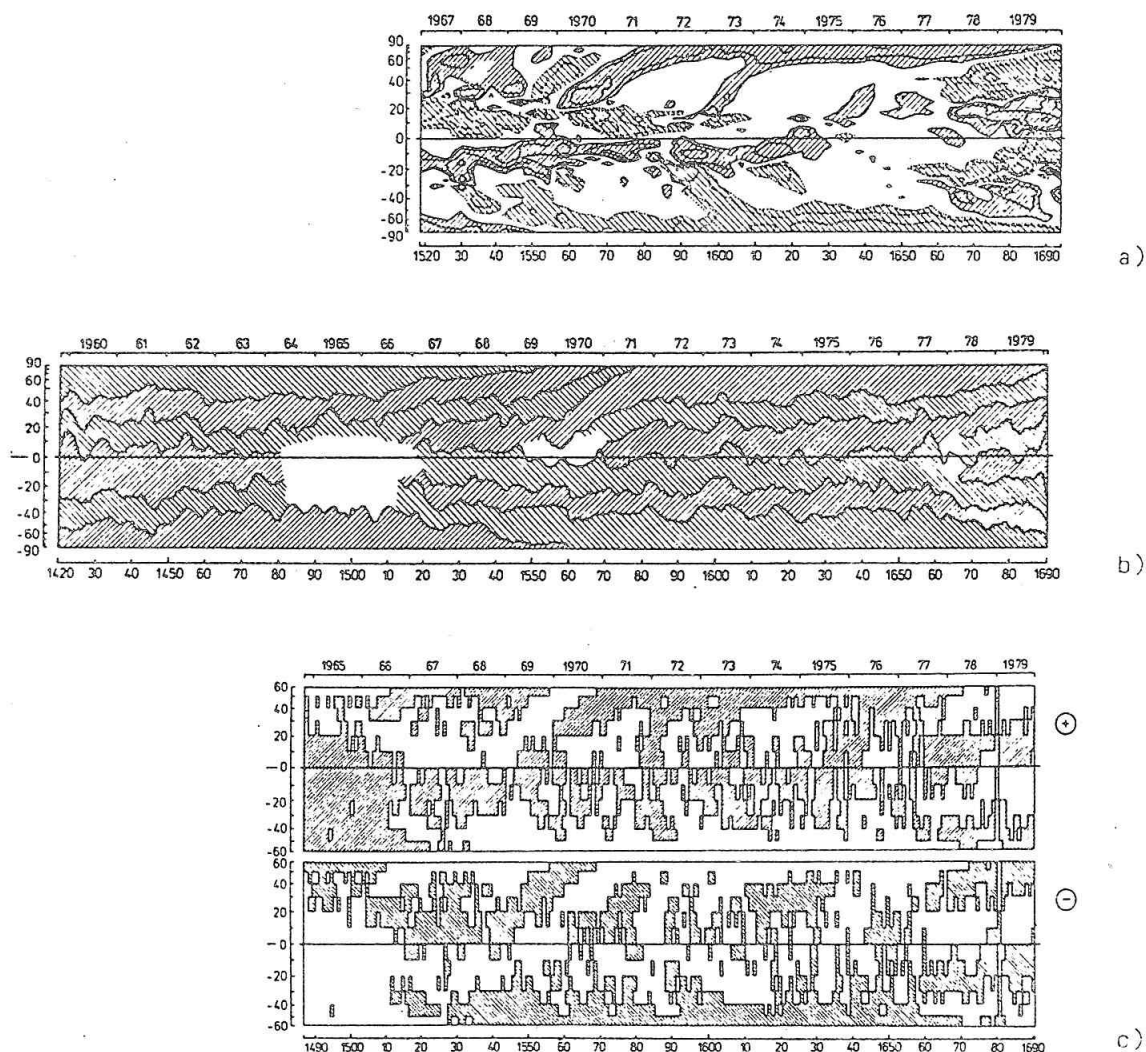
Pokud jde o odraz uvedených procesů na Zemi, kromě časové proměnnosti - - dvou jedenáctiletých změn mohutnosti sluneční aktivity a tedy i energie vysílané Sluncem do okolního prostoru, a to ať už v podobě záření - kde nejvíce geoaktivní je silně proměnná rentgenová emise - nebo ve formě slunečního větru a rychlých výronů korpuskulí, budících v meziplanetárním prostoru rázové vlny, působící při srážkách mohutně na zemskou magnetosféru, je třeba brát do úvahy i přepolování slunečního magnetického pole, završující se během dvacet dvou let. Toto přepolování se týká i slunečního větru a proto se liší interakce slunečního větru se zemskou magnetosférou během vzestupné a sestupné větve dvaadvacetiletého cyklu. Lišit se musí i interakce magnetického pole slunečního původu v meziplanetárním prostoru a časově málo proměnným galaktickým polem, zasahujícím do našeho planetárního systému.

4. ROZDÍL MEZI ŠÍRKOVÝM ROZDÍLEM PŘÍMO POZOROVANÝCH MAGNETICKÝCH POLÍ A ROZDĚLENÍM JEJICH HRANIC? ZÍSKANÝCH V MĚŘENÍ POLOH FILAMENTŮ A PROTUBERANCÍ

Při srovnávání průběhu dvaadvacetiletého cyklu a šířkového rozdělení slunečních magnetických polí jsme si všimli, že šířková rozložení zkonstruovaná různými autory na základě různých výchozích pozorovacích materiálů se od sebe v některých šířkových zónách liší. Už použité rozdělení Makarova a spolupra-

covníků (1983, 1983) představuje graf šířkového rozložení hranic magnetických polí, získaný měřením šířkových poloh filamentů a protuberancí, pozorovaných ve vodíkové čáře $H\alpha$ a vápníkové čáře $K\ Ca^+$, nespojitě na celém disku, jejich zprůměrováním a pak zakreslením jejich průměrných hodnot pro každou otočku. K dispozici však máme ještě rozdělení sestavené Howardem a LaBontem (1981) a Topkou s ostatními (1982) z integrovaných, fotoelektricky přímo měřených polí na observatoři Mt. Wilson. Kromě toho můžeme použít i vlastní pozorovací materiál, vzniklý integrací $H\alpha$ synoptických map, ze kterého je rovněž možno sestavit šířkové rozdělení (Bumba, Hejna 1986; 1988d).

Srovnáme-li všechny tato šířková rozložení, vidíme (obr. 3), že všechna prakticky souhlasí ve vysokých heliografických šířkách ($\varphi \geq +40^\circ$), odlišují se však v šířkách nižších; rozložení získaná z materiálů observatoře Mt. Wilson a ze synoptických $H\alpha$ -map souhlasí kvalitativně, ale rozcházejí se kvantitativně.



Obr. 3 Šířkové rozložení slunečních magnetických polí podle různých autorů (z různého pozorovacího materiálu). a) Rozložení integrovaných, přímo pozorovaných magnetických polí (Howard, LaBonte, 1981). b) Rozložení hranic polarit magnetického pole podle Makarova a spoluautorů. c) Rozložení magnetických polí získaných integrací $H\alpha$ -synoptických map (Stěpanjanovová, 1982; Bumba, Hejna 1988d), zvláště pro kladnou (nahore) a zápornou (dole) polaritu. V obou grafech je omezena heliografická šířka ($\varphi = \pm 60^\circ$).

Od obou se však silně liší šířkové rozložení sestrojené Makarovem a spolupracovníky, a to jak polaritou pole, tak i rozměrem šířkové zóny, která je v Makarovových mapách v nízkých šířkách podstatně užší.

Z toho je možno vyvolit jednak, že topologie magnetických polí ve vysokých šířkách je pravděpodobně jiná nežli topologie šířek nižších; je zřejmě homogennější, má menší počet ostrůvků opačné polarity. Kromě toho se po podrobnějším studiu zdá, že grafy Makarova a jeho spolupracovníků představují fyzikálně jiné útvary nežli grafy získané z přímých měření nebo H_c map. Zatím co na těchto grafech z přímých pozorování je zřejmě představeno skutečné rozložení reálných velkostrukturálních pozařových polí většího stáří, Makarovovy hranice, odvození z poloh filamentů a protuberancí na hranicích polarit jsou v nízkých šířkách více vázané na menší útvary, spojené s ostrovy opačné polarity, uzavřenými ve výše zmíněných velkostrukturálních unipolárních polí. Zdá se tedy, že Makarovo rozložení je více spojeno s rychleji se měnící novou aktivitou a s novými magnetickými toky ve sluneční atmosféře. To je v souladu i s výsledky Stěpanjanovové (1982, 1985), která na základě studia struktury pozařových polí rovněž ukázala rozdíly v rozložení vysokošířkových a nízkošířkových polí a podtrhla rostoucí počet menších struktur směrem k rovníku.

Doufáme, že podrobnější studium této problematiky nás přiblíží k řešení otázky generace slunečních magnetických polí a k jejich souvislosti s konvektivními elementy velkých rozměrů. Stěpanjanovová dokazuje, že tyto struktury v aktivní zóně kolem rovníku jsou odrazem konvektivních elementů hluboké konvekce.

LITERATURA

- Ananthakrishnan, R.: 1952, Nature 170, 156
Ananthakrishnan, R.: 1954, Proc. Indian Acad. Sci. 40, 72
Bumba, V.; Hejna, L.: 1986, Studia geoph. et geod. 30, 158
Bumba, V.; Hejna, L.: 1988a, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 39, v tisku
Bumba, V.; Hejna, L.: 1988b, Vztahy Slunce-Země III, Praha, sborník semináře vědeckých kolegií AG ČSAV, GG ČSAV, věd o zemi a vesmíru SAV, OS geofyziky FVS JČSMF, v tisku
Bumba, V.; Hejna, L.: 1988c, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 39, v tisku
Bumba, V.; Hejna, L.: 1988d, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 39, v tisku
D'Azambuja, L.; D'Azambuja, M.: 1948, Ann. Obs. Meudon 6, 52
Howard, R.; LaBonte, B. J.: 1980, Ap. J. Lett. 239, L33
Howard, R.; LaBonte, B. J.: 1981, Solar Phys. 74, 131
LaBonte, B. J.; Howard, R.: 1982, Solar Phys. 75, 161
Makarov, V. I.; Sivaraman, K. R.: 1983, Solar Phys. 85, 227
Makarov, V. I.; Fabianov, M. P.; Sivaraman, K. R.: 1983, Solar Phys. 85, 215
Sheeley, N. R.: 1966, Astrophys. J. 144, 723
Stepanyan, N. N.: 1982, Izv. Kr. A. O. 65, 43
Stepanyan, N. N.: 1985, Izv. Kr. A. O. 71, 62
Topka, K.; Moore, R.; LaBonte, B. J.; Howard, R.: 1982, Solar Phys. 79, 231
Waldmeier, M.: 1955, Ergebnisse und Probleme der Sonnenforschung, Leipzig, 315.

DISKRÉTNÍ ROZDĚLENÍ SLUNEČNÍCH MAGNETICKÝCH POLÍ I AKTIVITY A JEJICH GLOBÁLNÍ ZMĚNY

V. Bumba, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Srovnání šířkového a délkového rozložení slunečních magnetických polí ukazuje, že změny v délkovém rozložení těchto polí jsou indikovány na diagramu šířkového rozložení diskretními obdobími, kdy je do sluneční fotosféry dodáváno větší množství magnetického toku. Je ukázána i dobrá korelace vysoké sluneční, zejména erupční aktivity s rychlým globálním přerozdělením slunečních magnetických polí, následujícím po vzniku silných lokálních koncentrací magnetického pole. Stejný výsledek dává i korelace frekvencí slunečních erupcí s poruchami a způsobem rozložení magnetických aktivních délek. Zdá se, že procesy ve sluneční atmosféře produkující velké množství energie mohou bezprostředně souviset s dodáváním magnetické energie do fotosféry spíše než s akumulací této energie topologickými změnami pole, jak je dosud obecně přijímáno.

ÚVOD

V předchozím článku (Bumba, Hejna 1989a) jsme se pokusili ukázat kdy, během které fáze dvaadvacetileté periody sluneční aktivity dochází k nejdůležitějším změnám a momentům ve vývoji globálního rozdělení magnetických polí a aktivity na Slunci. Domníváme se, že toto propojení jednotlivých částí statistické křivky s evolučními etapami konkrétní pozorovatelné a částečně i měřitelné situace ve sluneční atmosféře se může stát vhodnou pomůckou pro lepší využití statistických údajů při poznávání fyziky slunečních procesů a naopak.

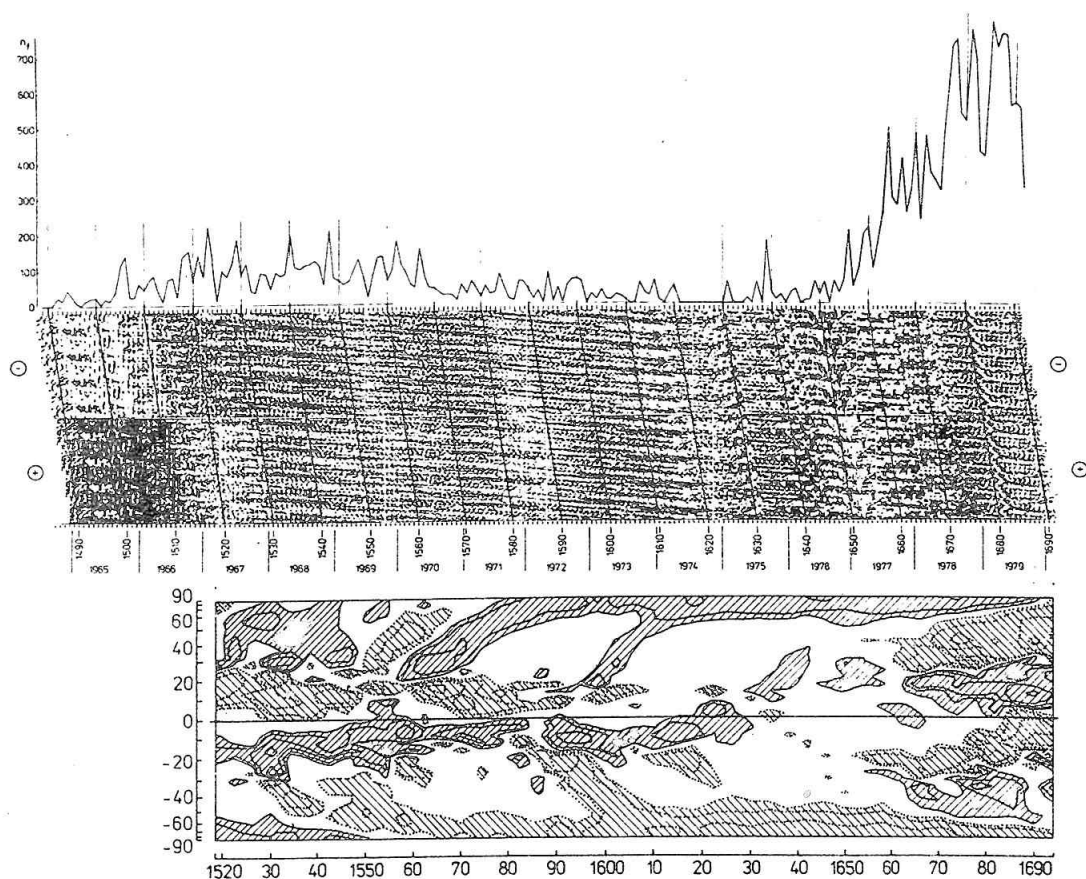
Proto si myslíme, že studium vzájemných vztahů magnetického pole a aktivity i rozdělení magnetických polí a aktivity v heliografické šířce i délce, a zejména vazba obou těchto rozložení, její vývoj v čase a v návaznosti na průběh činnosti projevené v různých aktivních jevech, může rovněž pomoci lépe pochopit fyzikální podstatu a příčiny zkoumaných jevů. To je důvod, proč jsme provedli předběžné srovnání šířkového a délkového rozložení slunečních magnetických polí pro časový úsek, pro který máme obě tato rozdělení k dispozici, byť získaná z různého základního pozorovacího materiálu (Bumba, Hejna 1989b).

Kromě dlouhodobých globálních změn magnetického pole a aktivity na Slunci je možno pozorovat ještě změny poměrně krátkodobé, kdydy během několika málo slunečních otoček dochází ke kompletnímu přerozdělení polí na celé sluneční kouli a ovšem tato změna má opět značný odraz v aktivitě, představované zejména četnos-

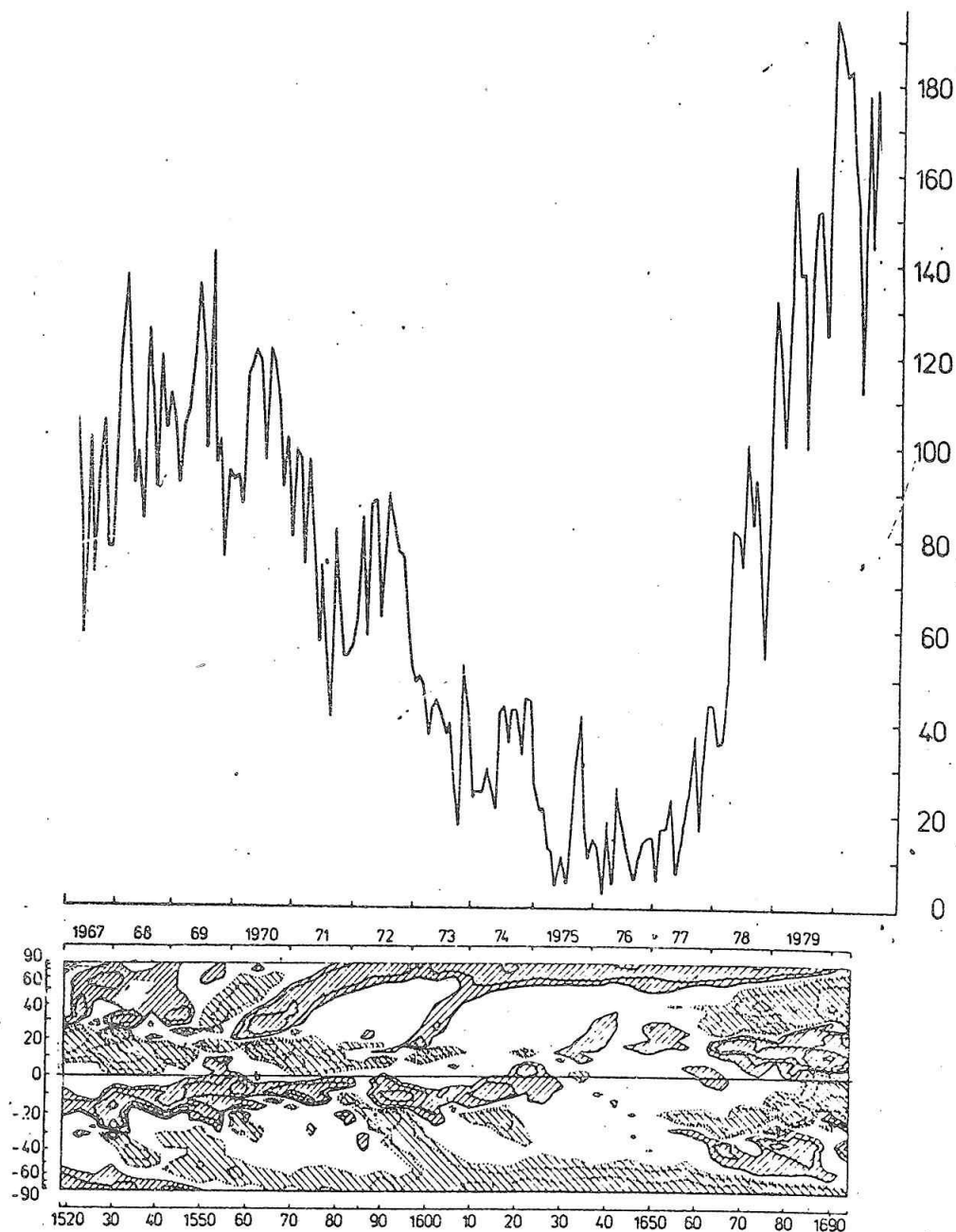
tí erupcí. Chci představit i zde předběžné výsledky našeho studia, protože se také dotýkají dosud nevyřešené otázky odkud se bere energie těchto změn a růstu aktivity a protože jak krátkodobá, tak i dlouhodobá globální přestavba slunečních magnetických polí se odráží v přestavbě struktury meziplanetárního pole a tím i ve velkých změnách geoaktivity (Bumba, Gesztelyi, 1987; 1988a,b; Bumba, Hejna, 1988; Bumba et al., 1987).

2. SROVNÁNÍ ŠÍŘKOVÉHO A DÉLKOVÉHO ROZLOŽENÍ SLUNEČNÍCH MAGNETICKÝCH POLÍ A JEJICH DLOUHODOBÝCH ZMĚN

Pro toto srovnání (Obr. 1, 2) jsme použili šířkového rozložení ustředněných magnetických polí přímo pozorovaných na observatoři Mt. Wilson (Howard, LaBonte, 1981), protože - jak ukázal Topka a ostatní (1982) - nejlépe odpovídá skutečnému rozložení polí a zejména realisticky představuje diskrétní charakter tohoto rozložení, a to jak na povrchu Slunce, tak i v čase. Na tomto grafu je možno nejlépe určit období, kdy je do sluneční atmosféry dodáván magnetický tok -



Obr. 1 Srovnání délkového (nahore) rozložení slunečních magnetických polí. V délkovém rozložení jsou pro každou polaritu (viz označení v kroužku) čtyřikrát za sebou opakovány synoptické mapy silně integrovaných magnetických polí v rovníkových pásmech ($\varphi = \pm 20^\circ$). V šířkovém rozložení kladná polarita je kreslena plnými čarami a je šrafována s náklonem vpravo, pak záporné polarity jsou tečkována a mají opačné šrafování. Časová škála, stejná v obou obrázcích, je patrna jak z číslování Carringtonových otáček, tak i z označení roků. Nad oběma grafy rozložení je křivka erupční aktivity pro aktivní oblasti s počtem erupcí rovným nebo větším než deset.



Obr. 2 Srovnání změn šířkového rozložení s průběhem relativního čísla po otočkách. Značení je stejné jako u Obr. 1.

- obě polarit y jsou v těsném kontaktu - i období jeho redistribuce a transportu v heliografických šířkách i délkách. Pro názornost je uveden i srovnávací graf tohoto šířkového rozložení s průběhem relativních čísel po otočkách (obr. 2). Pro délkové rozložení máme vlastní grafy Magnetických Aktívních Délek (MAD), které již jsme několikrát použili (Bumba, Hejna 1986; Bumba et al., 1987; Hejna, 1988). Jsou výsledkem integrace ($10^0 \times 10^0$) H_α -synoptických map.

Pro srovnání dynamiky změn obou rozložení, která máme prakticky pro celý 20. cyklus a část 21. cyklu, vyjděme nejdříve z rozložení MAD. Vidíme, že ve 20. cyklu existují prakticky tři dlouhá období s velmi dobře definovanými MAD v polích obou polarit, oddělená podstatně kratšími časovými úseky, kdy MAD jsou

velmi slabé a kdy dochází k jejich přestavbě, t.j. k přerozdělení magnetických polí. Podíváme-li se na šířkové rozdělení, vidíme, že právě tato období délkového přerozdělování slunečních magnetických polí koincidují s časovými úseky, během kterých je do sluneční atmosféry dodáván nový magnetický tok. Jakmile nová magnetická pole začnou v šířce migrovat k pólům, uspořádají se pole v délce velmi pravidelně a tento charakter zachovávají po celou dobu migrace. MAD jsou v této době velmi zřetelné, ovšem jejich pravidelnost bývá občas silně, ale velmi krátkodobě narušována. O příčině těchto krátkodobých poruch budeme hovořit později.

Během první poloviny 21. cyklu dochází k přestavbě délkového rozložení častěji, za dobu trvající kolem 10 slunečních otoček. Srovnáme-li časový průběh délkového a šířkového rozložení, vidíme, že změna způsobu ("modu") rozložení MAD souvisí s postupným objevováním se nových magnetických polí vedoucí polarity k aktivní zóně, a to nejdříve na jedné, pak na druhé sluneční hemisféře, a pak s dalším růstem jeho intenzity a složitosti. A jak ukážeme dále, na tuto změnu struktury délkového rozložení pozadových polí Slunce reaguje i průměrná četnost slunečních erupcí.

Vidíme, že charakter délkového rozložení silně integrovaných magnetických polí se příliš neliší v obou polaritách, pouze pole kladné polarity mají převahu v období dlouho před i po obou minimech sluneční aktivity.

3. RYCHLÉ ZMĚNY GLOBÁLNÍHO MAGNETICKÉHO POLE SLUNCE

Zatím jsme hovořili jen o pomalých změnách sluneční činnosti i magnetických polí. Tento silně zprůměrovaný obraz má ovšem i své okamžité stavy, kdy dochází, většinou po objevení se ve sluneční fotosféře mohutného komplexu aktivity, to znamená po dodání do sluneční atmosféry velkého kvanta magnetického toku, k rychlým změnám v globálním rozložení slunečních magnetických polí. Týká se to především rozložení v heliografické délce. Tyto změny jsou patrné na pravidelných zřetelných MAD jako náhlé, jednou až tři otočky trvající poruchy v pravidelnosti rozložení MAD, jako jejich náhlé posuvy a pod.

Když jsme srovnali naše grafy MAD s křivkou četnosti slunečních erupcí ve velkých aktivních centrech, ve kterých bylo pozorováno nejméně 10 erupcí, viděli jsme (obr. 1), že prakticky každému významnému maximu v četnosti erupcí je možno přiřadit už zmíněnou poruchu v rozložení MAD. Dokonce během fáze růstu dvacátého prvního cyklu každá změna charakteru ("modu") rozložení MAD je doprovázena vzrůstem průměrného počtu erupcí za toto období (Bumba, Hejna, 1988; Bumba et al., 1987).

Podíváme-li se detailně na tyto procesy, vidíme, že v období takového silného vzrůstu činnosti doprovázeného i velkou erupční aktivitou (v námi studovaném případě dokonce byla pozorována bílá erupce), dochází zejména k přerozdělení sektorové struktury - probíhá přestavba délkových úseků s kladnou i zápornou polaritou, mění se jejich počet. V této době se restrukturalizují i koronální díry - zdroje rekurentního slunečního větru (Bumba et al., 1987, Bumba, Gesztesy, 1987; 1988a,b). Při tom silná magnetická pole, t.j. právě dodaná do fotosféry, rotují tvrdotelně jako jediný systém a současně zdůrazňují existenci pravidelných "buněčných" struktur, odrážejících buď existenci velkých konvektivních

elementů (Bumba 1987a,b) nebo maxim vorticity (Ambrož 1986; 1987).

4. DISKUSE VÝSLEDKŮ

Uvedené výsledky musí mít značný význam pro geofyziku. Každá změna sektorové struktury, stejně jako změna polarit pole na slunečním povrchu je následována i přestavbou sektorové struktury a změnou znaménka pole v meziplanetárním prostoru, což znamená změnu podmínek jak šíření slunečních korpuskulí tímto prostorem, tak i srážek slunečního větru se zemskou magnetosférou. A to nehovoříme o současném zvýšení bezprostředního i následného vlivu zvýšení počtu a mohutnosti erupcí, projevujícího se zejména až řádovým zvýšením tokem rentgenového záření a vznikem rychlých korpuskulárních proudů a rázových vln.

Uvedené výsledky mají ovšem svůj význam i pro vlastní sluneční fyziku. Především jde o to, že změny v globálním rozložení magnetických polí a v četnosti erupcí probíhají téměř současně. Zatím bylo obtížné určit následnost jednoho jevu na druhém. To by hovořilo proti dosud obecně přijatým představám o nutnosti akumulace magnetické energie prostřednictvím dlouhodobých změn pole - patrných ve změnách jeho morfologie - a pak náhlém uvolnění této energie a její transformace do velmi komplexního erupčního procesu. Získané výsledky, zejména souvislost všech změn s dodávkou mohutné porce magnetického toku do sluneční atmosféry, s tvrdotělnou rotací a s výskytem pravidelných kruhových struktur nás vedou spíše k myšlence souvislosti uvedených změn, t.j. včetně zvýšení počtu erupcí, s přímou dodávkou energie z podfotosferických nebo fotosferických vrstev, a její přeměnou do viditelných forem projevů pole i aktivity, eventuelně s přímou generací magnetického pole "in situ", ve vlastní aktivní oblasti, jak už jsme se pokusili několikrát ukázat (Bumba 1986b; 1987c; 1988).

Připomněl bych při této příležitosti Mogilevského (1986; 1987) argumentaci, že velká aktivní centra jsou místy, kde se energie - důsledkem jejíhož působení taková centra vznikla - původem z podfotosferických vrstev, dostává na sluneční povrch na příklad ve formě speciálních magnetohydrodynamických vln.

Domnívám se, že všechny uvedené, zejména pak některé předběžné výsledky, jsou dostatečně zajímavé, aby diskutované procesy a jejich vazby byly sledovány ještě podrobněji a systematictěji.

LITERATURA

- Ambrož, P.: 1986, *Contr. of the Astron. Obs. Skalnaté Pleso XV/2*, 501
Ambrož, P.: 1987, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 38, 110
Bumba, V.: 1986a, *Contr. of the Astron. Obs. Skalnaté Pleso XV/1*, 49
Bumba, V.: 1986b, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 37, 281
Bumba, V.: 1987a, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 38, 92
Bumba, V.: 1987b, *Solar Phys.* 110, 51
Bumba, V.: 1987c, *The Sun-Proceedings of the 10th European Regional Astronomy Meeting of the IAU, Vol 1*, (eds. L. Hejna, M. Sobotka), *Publ. of the Astron. Inst. of the Czechosl. Acad. of Sci.* No 66, 59.

- Bumba, V.: 1988, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 39, v tisku
- Bumba, V.; Gesztelyi, L.: 1987, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 38, 351
- Bumba, V.; Gesztelyi, L.: 1988a, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 39, 1
- Bumba, V.; Gesztelyi, L.: 1988b, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 39, 86
- Bumba, V.; Hejna, L.: 1986, Studia geoph. et Geod. 30, 158
- Bumba, V.; Hejna, L.: 1988, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 39, 8
- Bumba, V.; Hejna, L.: 1989, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 40, v tisku
- Bumba, V.; Hejna, L.: 1990 tento sborník, str. 85
- Bumba, V.; Hejna, L.; Gesztelyi, L.: 1987, The Sun-Proceedings of the 10th European Regional Astronomy Meeting of the IAU, Vol 1, (eds. L. Hejna, M. Sobotka), Publ. of the Astron. Inst. of the Czechosl. Acad. of Sci. No 66, 129
- Howard, R.; LaBonte, B. J.: 1981, Solar Phys. 74, 131
- Mogilevskij, E. I.: 1985, Inst. of Terrestrial Magnetism, Ionosphere and Radio Wave Propag. of the Acad. of Sci of the U.S.S.R., Prepr. No 21a (554).
- Mogilevskij, E. I.: 1986, Communication 2.2a during the Symp. KAPG on Prognoses of Solar Activity and Observations of Solar Active Phenomena, Pulkovo Obs.
- Topka, K.; Moore, R.; LaBonte B. J.; Howard, R.: 1982, Solar Phys. 79, 231.

VÝSKYT DLHOTRVAJÚCICH SXR ERUPCIÍ V 20. CYKLE SLNEČNEJ AKTIVITY

A. Antalová, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica
B. Viktorínová, Výpočtové stredisko SAV, Bratislava

ABSTRAKT

Metódami štatistickej analýzy sú v článku testované a porovnané dve populácie erupcií:

- a) všetky optické erupcie (SGD 521, part II, s. 14)
- b) LDE erupcie (skratkové označenie z anglického Long Duration Event t.j. tie erupcie, v ktorých emisia mäkkého röntgenového žiarenia klesá na pokojnú úroveň niekoľko hodín).

ÚVOD

Základnou otázkou vzniku erupcií je ich vzťah k dynamike, rozmerom a magnetickej štruktúre tých aktívnych oblastí, v ktorých vznikajú. Časovo-priestorové rozdelenie plôch slnečných škvŕn (Antalová, 1983) a počtu všetkých pozorovaných erupcií, v priebehu troch 11-ročných cyklov (17. - 19.) navzájom veľmi dobre koincidujú (Kasinsky, 1988). Dedukciou z toho plynie, že vznik a vývoj aktívnych oblastí (AO) na Slnku obsahuje aj tie (zatiaľ nezistené) podmienky, ktoré stačia na produkciu väčšiny erupcií t.j. erupcií impulzného typu.

Navzájom interagujúce silné lokálne magnetické polia, ktoré vznikajú interakciou niekoľkých, priestorovo blízkych AO, vedú k vytvoreniu tzv. aktívnych heliografických dĺžok. Atribútom aktívnych heliografických dĺžok je produkcia energeticky mohutných erupcií (v súčasnosti označovaných pojmom dynamické erupcie). Vyčlenenie erupcií dynamického typu, z populácie všetkých optických erupcií, umožňuje rovnomerom zmapovať na povrchu Slnka tie miesta, kde urýchlené protóny sú smerované do medziplanetárneho priestoru. Populácia dynamických erupcií je homogénnejšia a mala by byť aj početnejšia ako skupina tzv. protónových erupcií. V minulosti, v dôsledku toho, že družice maliprevážne geocentrické dráhy, boli erupčné protóny merané hlavne v okolí Zeme. Požiadavka zásahu okolia Zeme erupčnými protónmi vyberala z dynamických erupcií iba tie erupcie, ktoré sa nachádzali na západnej časti slnečného disku (viď Tab. 2).

Cieľom tejto práce je porovnať časový profil výskytu optických a LDE erupcií a to pre obdobie rokov 1969 - 1976. Z porovnania obidvoch priebehov je možné určiť jemnú štruktúru aktivity v 20. cykle a to z hľadiska výskytu zdrojov medziplanetárnych protónov.

TAB. 1 Ročné hodnoty výskytu aktívnych javov počas 20. cyklu aktivity Slnka.

Rok	R	optické erupcie	Major erupcie		II	IV	Bai	M/O vyp.	M/O poz.	LDE
			1 - 15	11 - 15						
1967	93,8	9709	102	7	40	24	2	1,0	1,1	-
1968	105,9	8022	119	7	47	26	2	1,1	1,5	-
1969	105,5	7153	101	17	54	22	4	1,2	1,4	102
1970	104,5	8632	173	22	56	18	6	1,1	2,0	170
1971	66,6	6031	74	4	23	6	0	1,3	1,2	91
1972	68,9	5203	124	13	43	15	2	1,4	2,4	99
1973	38,0	3180	97	7	43	3	1	1,8	3,1	83
1974	34,5	2594	82	13	24	16	3	2,0	3,2	64
1975	15,5	1165	40	2	8	0	2	2,9	3,4	18
1976	12,6	614	31	2	6	3	1	4,0	5,0	20
1977	27,5	1724	52	8	x	x	1	2,4	3,0	37

R - relatívne číslo slnečných škvŕn

optické erupcie - Solar Geophysical Data 510, part II, s. 10

Major erupcie - Dodson a Hedeman (1975), súhrnný index erupcie od 1 do 15

Erupcie s rádiovým typom II a IV - Knoška a Křivský (1984)

Bai - Zoznam superaktívnych oblastí - Bai (1988)

M/O - podiel počtu erupcií triedy major (M) k optickým erupciám(O), % vypočítané z teórie chýb (vyp), % pozorované

LDE erupcie - Antalová (1987, 1988)

2. VÝSKYT OPTICKÝCH ERUPCIÍ (JANUÁR 1969 - JÚN 1976, OBR. 1)

Všetky H-alfa erupcie, ktoré boli napozorované celosvetovou sieťou pozemských patrolných observatórií sú roztriedené v National Oceanic and Atmospheric Administration (NOAA) v Boulderi (USA), označené termínom grouped solar flares a sú publikované v celosvetovom pozorovacom bulletine Solar Geophysical Data (SGD). Je to základný pozorovací materiál, získaný celosvetovou sieťou slnečných observatórií. Definuje nám celkovú produkciu erupcií na Slnku, pozorovateľnú z povrchu Zeme. Pre skúmané obdobie rokov 1969 - 1976, mesačné hodnoty počtu optických erupcií sú publikované v SGD 521, part II. strana 14.

Obr. 1a ilustruje časový priebeh polročných hodnôt výskytu optických erupcií na celom povrchu Slnka (spolu sever a juh). Pozorovaná rada je na Obr. 1a vyznačená plnou čiarou.

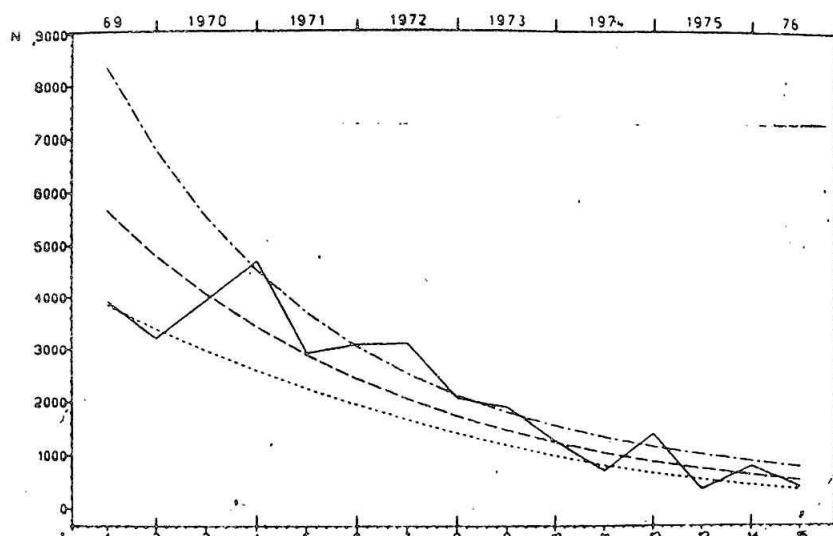
Cez empirické polročné údaje výskytu erupcií bola preložená teoretická exponenciálna krivka (čiarkovaná)

$$y_j = a_0 \exp(b_1 x_j) \quad (1)$$

ktorá po zlogaritmovaní má tvar

$$w_j = b_0 + b_1 x_j = 3,828 - 0,073 x_j \quad (2)$$

Koeficienty b_0 a b_1 rovnice (2) boli vypočítané metódou najmenších štvorcov. Vhodnosť teoretickej krivky (2) bola otestovaná Fisherovým testom (Bakytová a i., 1979) s priaznivým výsledkom. Pre teoretickú krivku (2) bol vypočítaný 95% interval spoľahlivosti, ktorého horná (bodkočiarkovaná) a dolná (bodkovaná) medza sú vyznačené na obr. 1a.



Obr. 1 Výskyt optických erupcií v rokoch 1969 -1976. Zvýšený výskyt erupcií pripadá na 2. polrok 1970, 1. polrok 1972 a 2. polrok 1974. Znížený výskyt erupcií bol pozorovaný v 2. polroku 1969 a 1. polrokoch 1974 a 1975.

Obr. 1a Polročné hodnoty napozorovaného výskytu optických erupcií (plná čiara) sú analyticky vyjadrené exponenciálnou funkciou (2). 95% interval spoľahlivosti (hladina významnosti pre $\alpha = 0,05$) sú ilustrované bodkovane (dolná medza) a bodkočiarkovane (horná medza).

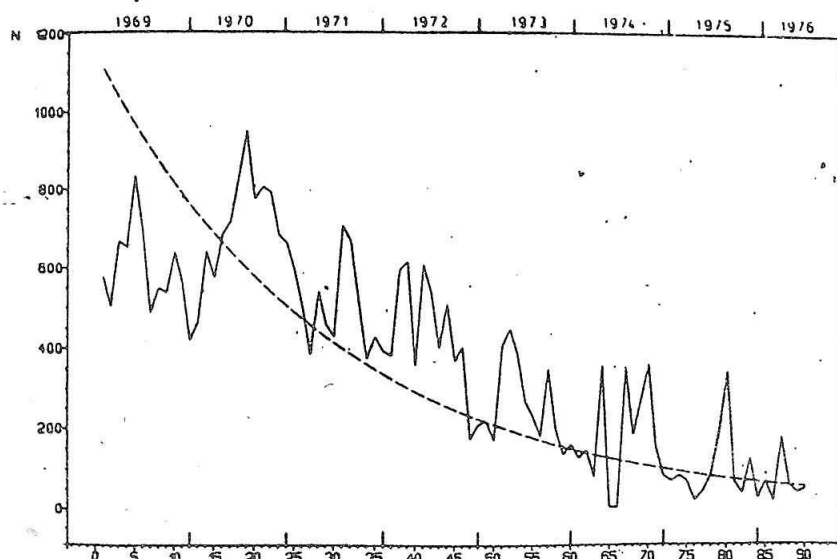
Podobne cez napozorované údaje mesačných hodnôt optických erupcií bola preložená a otestovaná teoretická exponenciálna krivka tvaru (1). Po výpočte koeficientov b_0 a b_1 má teoretická krivka tvar

$$w_j = 7,046 - 0,034 x_j \quad (3)$$

a je znázornená na Obr. 1b čiarkovane.

Z analýzy teoretických priebehov kriviek (2) a (3) a ich porovnania s napozorovanými hodnotami plynie:

- a) Maximum polročných hodnôt výskytu optických erupcií v rozmedzí rokov 1969 - 1976, pripadá na 2. polrok 1970 - 4696 optických erupcií. Skutočné maximum tejto veličiny v 20. cykle pripadá na 2. polrok 1967, kedy bolo pozorovaných 5221 optických erupcií.
- b) Zvýšený výskyt optických erupcií, v porovnaní s priemerným teoretickým priebehom krivky a mimo jej 95% intervalu spoľahlivosti bol napozorovaný v nasledovných obdobiach:
 - v 1. polroku 1972 - počet 3120
 - v 2. polroku 1974 - počet 1417



Obr. 1b Mesečné hodnoty napozorovaného výskytu optických erupcií (plná čiara) sú analyticky vyjadrené exponenciálnou krivkou (3). Jej priebeh je znázornený čiarkovane.

- c) Znížený počet optických erupcií bol pozorovaný
 v 2. polroku 1969 - počet 2789
 v 1. polroku 1974 - počet 1177
- d) Obdobie minima vo výskyte optických erupcií začalo už v 1. polroku 1975, hoci podľa zhladeného Wolfovho čísla minimum 20. cykla je vypočítané na jún 2976. Polročné hodnoty výskytu optických erupcií pre obdobie v okolí minima je nasledovné:
- | | |
|----------------|--------------------------|
| 2. polrok 1974 | - 1417 optických erupcií |
| 1. polrok 1975 | - 365 -" |
| 2. polrok 1975 | - 800 -" |
| 1. polrok 1976 | - 413 -" |
| 2. polrok 1976 | - 201 -" |
| 1. polrok 1977 | - 499 -" |
- Minimum vo výskyte optických erupcií nastalo v 2. polroku 1976. V 1. polroku 1975 bol znížený výskyt erupcií, čo je vo veľmi dobrom súhlase s minimálnym tokom v oblasti čiary Lyman-alfa, ktorý pripadá na apríl 1975 (Lean a Skumanich, 1983).

3. VÝSKYT LDE ERUPCIÍ V OBDOBÍ JANUÁR 1969 - JÚN 1976

Dĺžka trvania erupcie v krátkovlnných emisiách je významný parameter, ktorý dobre vystihuje energetiku erupcie (Antalová, 1986). Základným kritériom pre výber a zaradenie určitej erupcie do "Katalógu LDE erupcií" a do jeho "Doplnku", (Antalová, 1987, 1988) bola požiadavka, aby erupcia mala hodnotu SXR vyššiu ako 10^{-6} Wm^{-2} (t.j. triedu SXR vyššiu ako CA) a to po dobu dlhšiu ako 2 hodiny.

Údaje o výskyte LDE erupcií v príslušnom polroku tvorili empirickú radu a cez ne bola preložená parabola

$$Y_j' = b_0 + b_1 + b_2 x_j^2 \quad (4)$$

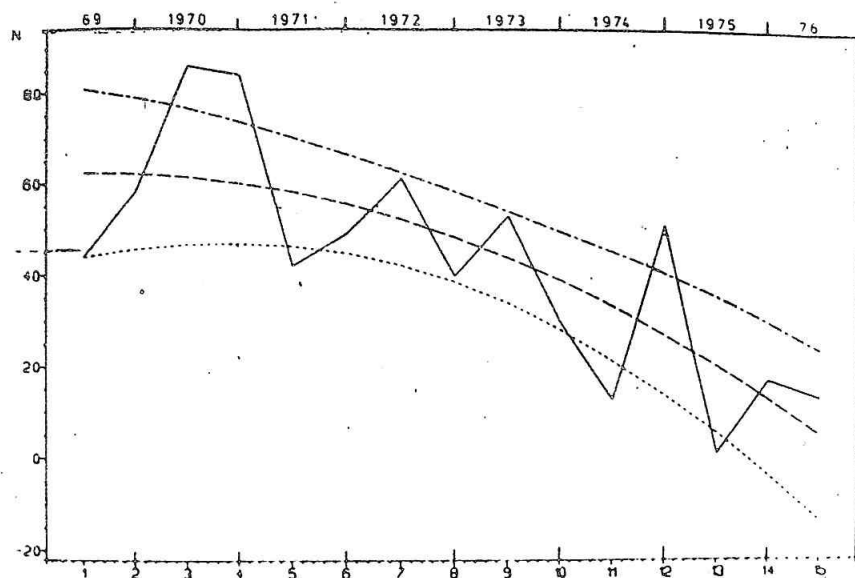
Koeficienty b_0 , b_1 , b_2 boli vypočítané metódou najmenších štvorcov a vhodnosť preloženej krivky bola otestovaná Fisherovým testom. Po dosadení koeficientov rovnica (4) pre polročné hodnoty výskytu LDE erupcií má tvar:

$$y'_j = 62,215 + 0,656x_j - 0,298x_j^2 \quad (5)$$

Obr. 2a ilustruje rovnicu (5) spolu s hornou a dolnou hranicou 95% intervalu spoľahlivosti. Podobný výpočet v tvare (4) bol uskutočnený pre údaje o mesačných hodnotách výskytu LDE erupcií

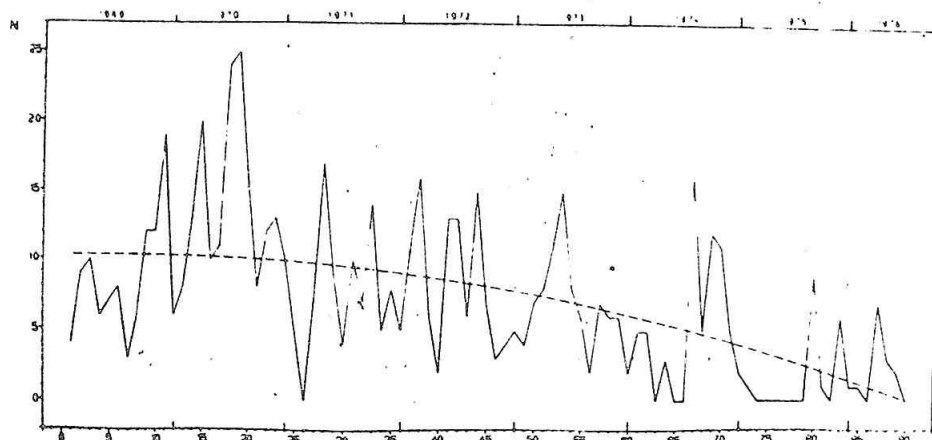
$$y'_j = 10,254 + 0,021x_j - 0,001x_j^2 \quad (6)$$

Teoretická krivka (6) je znázornená čiarkovane na obr. 2b.



Obr. 2 Výskyt LDE erupcií v rokoch 1969 - 1976. Zvýšený výskyt LDE erupcií pripadá na 1. polrok 1970 a 2. polrok 1970 a 1974. Znížený výskyt LDE erupcií pripadá na 1. polroky 1971 a 1974, minimum na 1. polrok 1975.

Obr. 2a Polročné hodnoty napozorovaného výskytu LDE erupcií (plná čiara) sú analyticky vyjadrené parabolou druhého stupňa (5). 95% interval spoľahlivosti (hladina významnosti pre $\alpha = 0,05$) sú ilustrované bodkované (dolná medza) a bodkočiarkovane (horná medza).



Obr. 2b Mesačné hodnoty napozorovaného výskytu LDE erupcií (plná čiara) sú analyticky vyjadrené vzťahom (6). Jeho priebeh je ilustrovaný čiarkovane.

Z analýzy napozorovaných a teoretických priebehov vyplývajú nasledovné závery:

- a) Maximum polročných hodnôt LDE erupcií pripadá na 1. polrok 1970 - 86 LDE erupcií
- b) Zvýšený výskyt LDE erupcií bol pozorovaný
 - v 1. polroku 1970 - 86 LDE erupcií
 - v 2. polroku 1970 - 84 LDE erupcií
 - v 2. polroku 1974 - 51 LDE erupcií
- c) Znížený výskyt bol zistený v 1. polroku 1971 (42 LDE erupcií) a v 1. polroku 1974 (37 LDE erupcií)
- d) Minimum výskytu LDE erupcií v rokoch 1969 - 1976 pripadá na 1. polrok 1975 (iba 1 LDE erupcia).

4. ZÁVER

Aktívne heliografické dĺžky, bez ohľadu na to, v ktorom období 11-ročného cyklu vzniknú, vytvárajú priaznivé podmienky pre zvýšenú produkciu erupcií dynamického typu. Obdobia maximálnej (1970), zvýšenej (1972, 1974) a zníženej (1971, 1975) produkcie energeticky mohutných erupcií v 20. cykle veľmi dobre súhlasia s výsledkami iných autorov. Sú to práce, v ktorých bol analyzovaný vzťah výskytu erupcií ku

- globálnym zmenám magnetického poľa Slnka (Bumba, Hejna 1988)
- rádiových emisie Slnka (Böhme, 1986)
- zelenej koróny a rádiovým zábleskom typu II a IV (Sýkora, 1980; Křivský a i. 1981)
- fluktuáciám medziplanetárneho priestoru (Křivský, 1986; Rušin, 1981).

Zistené fluktuácie v energetike javov sa prejavujú vo všetkých vrstvách slnečnej atmosféry, až do medziplanetárneho priestoru (viď Tab. 1). Naproti tomu, spršky relativistických protónov v okolí Zeme (Ground Level Event - GLE), ktoré boli zaznamenané v rokoch 1971, 1972 a 1973 (viď Tab. 2) sú selektívne, lebo ich výskyt závisí nielen od úrovne erupčnej aktivity, ale aj od umiestnenia erupcie na slnečnom disku (optimálna je západná polovica).

TAB. 2 Zoznam erupcií, ktoré spôsobili GLE (Ground Level Event)
(Jan. 1970 - Jún 1976, Energia protónov vyššia ako 1 GeV)

N	Dátum	Jav	Začiatok UT	Trvanie hod.	Ďrieda	Aktívna oblasť
1	24. jan. 1971	Ha	22.15	1,2	EB	11128
		SXR	23.04	10,0	X5	N18 W49
		p	23.30	24,0	26%	N18 L223
2	1. sept. 1971	Ha	19.34	x	x	11482
		SXR	20.00	3,0	C2	S12 W92
		p	20.00	28.0	15%	S12 L270

3	4. august 1972	Ha	06.17	2,6	EB	11976
		SXR	05.27	12,0	X4.6	N14 E08
		p	13.15	8,5	9,8%	N14 L010
4	7. august 1972	Ha	14.49	2,5	3B	11976
		SXR	14.36	10,0	X4,6	N14 W37
		p	15:30	8,0	8,5%	N14 L010
5	29.apríl 1973	Ha	20.56	1,7	2B	12322
		SXR	21.44E	4.0	X2	N14 W73
		p	21.30	4,5	3,5%	N08 L149
6	30.apríl 1976	Ha	20.47	0,5	1B	14179
		SXR	20.43	6,0	X2	S08 W46
		p	21.25	2.0	12.0%	S08 L042

Bazilevskaya a i. (1986)

Antalová (1987)

LITERATÚRA

- Antalová, A.: 1983, Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso 11, 63
- Antalová, A.: 1986, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 37, 107
- Antalová, A.: 1987, Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso 16, 79
- Antalová, A.: 1988, Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso 17, 320
- Bai, T.: 1988, Astrophys. J. 328, 860
- Bakytová, H.; Ugron, M.; Kontšeková, O.: 1979 Alfa, Bratislava, p. 233
- Bazilevskaya, G. A.; Vashenyuk, E. V.; Ishkov, V. N. et al.: 1986, Catalog of energy spectra of solar proton events 1970 - 1979, Moskva, IZMIRAN
- Böhme, A.: 1986, Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso 15, 345
- Bumba, V.; Hejna, L.: 1988, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 39, 8
- Dodson, H. W.; Hedeman, E. R.: 1971, Report UAG - 14
- Dodson, H. W.; Hedeman, E. R.: 1975, Report UAG - 52
- Dodson, H. W.; Hedeman, E. R.: 1981, Report UAG - 80
- Hedeman, E. R.; Dodson, H. W.; Roelof, E. C.: 1981, Report UAG - 81
- Kasinsky, V. V.: 1988, Proceedings KAPG symp. Prognozy solnečnoj aktivnosti i nabljudenija solnečnych aktivnych javlenij, Leningrad
- Knoška, Š.; Křivský, L.: 1984, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 35, 261
- Křivský, L.; Rušin, V.; Rybanský, M.; Böhme, A.; Krüger, A.: 1981, Phys. Solari-terr. 17, 25
- Křivský, L.; Krüger, A.; Růžičková - Topolová, B.: 1986, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 37, 111
- Lean, J. L.; Skumanich, A.: 1983, J. Geophys. Res. 88, 5751
- Rušin, V.: 1981, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 32, 193
- Solar Geophysical Data 521 part II
- Sýkora, J.: 1980 in "Solar and Interplanetary Dynamics" (eds. M. Dryer and E. Tandberg-Hanssen), IAU Symp. 91, 87
- Sýkora, J.: 1980, Zborník referátov z 5. celoštátneho slnečného seminára SÚAA 107.

ŠTATISTICKÁ ANALÝZA ENERGETICKÝCH A GEOMAGNETICKÝCH VLASTNOSTÍ ERUPCIÍ

A. Antalová, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica
M. Jakimiecová, Astronomické univerzitné observatórium,
Wroclaw, Poland

ABSTRAKT

Na základe štatistickej analýzy 18-tich premenných 404 erupcií bolo zistené: energeticky významné erupcie (graduálneho typu, I. populácia) nadobúdajú evidentne väčších hodnôt v porovnaní s erupciami impulzného typu v nasledovných premenných: v H-alfa importancii (x6), v celkovej (x9) i zostupnej fáze trvania (x8), v objeme erupčnej arkády (x14), v dĺžke arkády (x11), výške a hustote koronálnych slučiek (x12), v strednej hodnote plochy škvŕn, tvoriacich súčasť arkády (x17) ako aj vo vzdialenosti dodatočných erupčných ohnísk od centra erupcie (x18). Erupcie impulzného a graduálneho typu sa nelíšia v hustote a výške najnižších slučiek arkády (x13) a v počte erupčných ohnísk (x10). Vzájomný vzťah medzi premennými (x1 - x18) ilustruje časť korelačnej matice (Tab. 2).

ÚVOD

Pre všetky väčšie erupcie, ktoré boli pozorované počas Medzinárodného geofyzikálneho roka (IGY, júl 1957 - december 1958) bolo možné na Meudonských heliografických mapách zmerať geometrické charakteristiky H-alfa erupcií. Význam jednotlivých meraných premenných veličín (x1 - x18) je uvedený v odstavci 2. Všetky na mapách zaregistrované erupcie boli rozdelené do dvoch energeticky odlišných skupín:

- I - tie, ktoré spĺňali požiadavky pre energetické erupcie, definované Dodson a Hedeman (1971) ako "major". Je to skupina 74 erupcií. Podľa súčasnej klasifikácie sú tieto erupcie z veľkej časti graduálneho typu.
- II - tie, ktoré boli počas IGY pozorované, ale nespĺňali podmienky kladené na erupcie typu "major". Je to skupina 330 erupcií, ktoré podľa súčasného triedenia prináležia najmä erupciám impulzného typu.

Oprávnene môže vzniknúť otázka o vhodnosti spracovávaní pomerne starého pozorovacieho materiálu H-alfa erupcií, získaného počas IGY. V skutočnosti IGY mapy sú jediným existujúcim homogénnym súborom máp H-alfa erupcií a umožňujú zmerať geometrické rozmery väčšieho počtu erupcií. Neskoršie medzinárodné programy výskumu erupcií podobný materiál nepublikovali.

Cieľom tejto práce je:

- navzájom porovnať tú istú premennú x_i v dvoch energeticky odlišných populáciách erupcií I a II (viď Tab. 1 a Obr. 1)
- zistiť odôvodnenosť rozdelenia erupcií do dvoch populácií
- zistiť vzájomný vzťah medzi premennými ($x_1 - x_{18}$).

TAB. 1 Porovnanie priebehu premenných x_i v dvoch populáciách erupcií.

x_i	$\bar{x}_i(I)$	$s(I)$	$\bar{x}_i(II)$	$s(II)$	u	F	
x6	2.241	0.605	1.730	0,303	<u>7.05</u>	<u>3.99</u>	<u>3.21</u>
x7	1.113	0.431	1.047	0.336	1.25	<u>1.64</u>	0.48
x8	1.712	0.326	1.514	0.270	<u>4.87</u>	1.46	<u>2.69</u>
x9	1.838	0.310	1.664	0.249	<u>4.51</u>	1.55	<u>2.97</u>
x10	2.419	0.951	2.236	0.824	1.53	1.33	1.63
x11	5.054	2.713	3.932	1.963	<u>3.37</u>	<u>1.91</u>	0.91
x12	2.182	0.878	1.810	0.831	<u>3.33</u>	1.12	1.13
x13	0.628	0.704	0.553	0.609	0.85	1.36	0.70
x14	1.381	0.384	1.079	0.413	<u>6.03</u>	1.16	<u>2.20</u>
x15	0.159	0.659	-0.161	0.469	<u>3.95</u>	<u>1.97</u>	1.60
x16	1.703	1.119	1.476	0.959	1.62	1.36	<u>1.76</u>
x17	1.655	0.744	1.407	0.673	<u>2.64</u>	1.22	<u>1.68</u>
x18	6.554	5.645	3.673	4.217	<u>4.14</u>	<u>1.79</u>	<u>2.05</u>

\bar{x}_i - stredná hodnota premennej, s - štandardná odchýlka

u - normálne rozdelenie, $u_{0,01} = 2,58$

F - Snedocorove rozdelenie, $F = s^2(I)/s^2(II)$, $F_{0,01} = 1.50$

λ - Smirnovova-Kolmogorova štatistika, $\lambda_{0,01} = 1.03$

Odchyľky u , F , λ presahujúce interval hladiny významnosti 0,01 sú podčiarknuté.

2. POZOROVACÍ MATERIÁL

Premenné veličiny ($x_6 - x_{18}$) pre 404 erupcií boli zmerané na IGY heliografických mapách. Premenné ($x_1 - x_5$) pre 74 erupcií typu "major" sú prevzaté z Report UAG-14 (Lodson a Hedeman, 1971), Význam premenných veličín je nasledovný:

x1 - SID (Sudden Ionospheric Disturbance), škála 1 - 3

x2 - veľkosť toku F_{10} v spektrálnej oblasti 10 cm, číslo je charakteristikou dekadického logaritmu toku F_{10} , meraného v jednotkách $10^{-22} \text{Wm}^{-2} \text{Hz}^{-1}$

x3 - dynamické spektrum erupcie (1 - typ II, 2 - kontinuum, 3 - typ IV, ktorý má trvanie dlhšie ako 10 minút)

x4 - F_{200} , veľkosť toku na frekvencii 200 MHz, vyjadrená podobne ako premenná x_2

x5 - súhrnný (comprehensive) erupčný index, t.j.

$$x_5 = x_1 + x_2 + x_3 + x_4 + x_6$$

- x6 - H-alfa importancia erupcie, škála 1 - 3
- x7 - vzostupná fáza H-alfa erupcie, vyjadrená v minútach a dekadických logaritmoch
- x8 - fáza poklesu intenzity H-alfa erupcie, vyjadrená v minútach a dekadických logaritmoch
- x9 - celková doba trvania H-alfa erupcie, t.j. $x_9 = x_7 + x_8$
- x10 - počet emisných pruhov (ribbonov) H-alfa erupcie
- x11 - dĺžka erupčného pruhu L, vyjadrená v heliografických stupňoch, t.j. $10^0 = 77 \times 10^3$ km
- x12 - vonkajší polomer erupčnej arkády r_1 (t.j. vzdialenosť vonkajšej hrany erupčného pruhu od neutrálnej línie), vyjadrená v heliografických stupňoch. Údaj sa týka fázy maximálnej plochy H-alfa erupcie.
- x13 - vnútorný polomer erupčnej arkády r_2 , vyjadrený podobne ako x12
- x14 - objem erupčnej arkády $V = \pi(r_1 - r_2)^2 L/2$, vyjadrený v dekadických logaritmoch
- x15 - objem vedľajších erupčných pruhov, vyjadrený podobne ako x14
- x16 - súvis erupcie s aktivitou filamentu. Filamenty sú zaregistrované na IGY mapách iba jedenkrát za 24 hodín, preto táto informácia má iba orientačný charakter.
- x17 - hodnota plochy tých škvŕn, ktoré boli v čase maximálneho rozvoja erupcie pokryté erupčnými pruhmi. Hodnota plochy pokrytej časti škvŕn je vyjadrená v druhej mocnICE heliografického stupňa.
- x18 - maximálna vzdialenosť vedľajších erupčných pruhov od hlavnej arkády erupcie, meraná v heliografických stupňoch.

3. FREKVENČNÁ ROZDEĽOVACIA FUNKCIA PREMENNÝCH (X1 - X18)

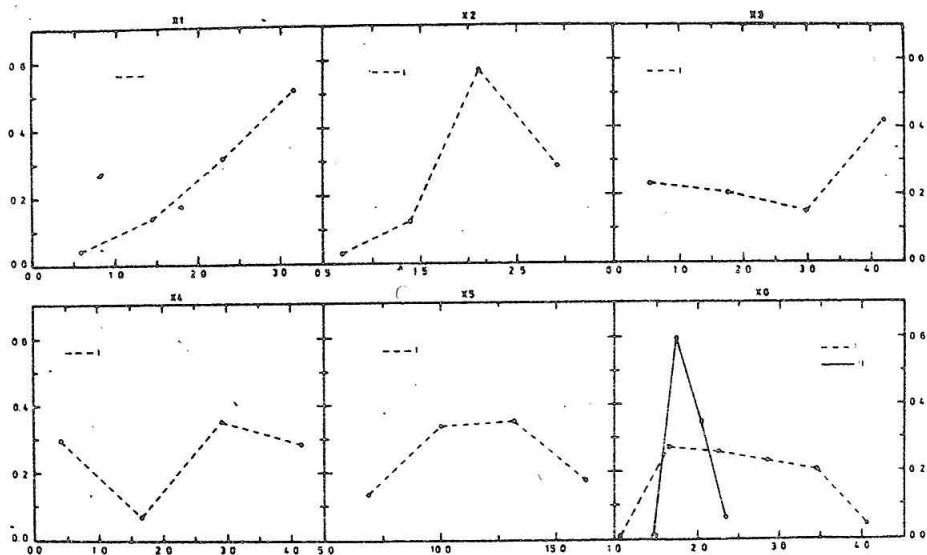
Frekvenčné rozdeľovacie funkcie premenných (x1 - x18) sú uvedené na Obr. 1a - 1c. Vzájomné porovnanie stredných hodnôt \bar{x}_i a distribučnej premennej x_i v dvoch energeticky odlišných populáciách erupcií je zhrnuté v Tab. 1, ktoré je usporiadaná nasledovne:

- 2. a 3. stĺpec - stredná hodnota premennej \bar{x}_i a jej štandardná odchýlka počítaná pre erupcie z I. populácie
- 4. a 5. stĺpec - stredná hodnota \bar{x}_i a jej štandardná odchýlka pre erupcie z II. populácie
- 6., 7. a 8. stĺpec - štatistické odchýlky u , F a λ , ktoré charakterizujú vzájomný súvis distribučných funkcií tej istej premennej x_i v dvoch porovnávaných populáciách erupcií.

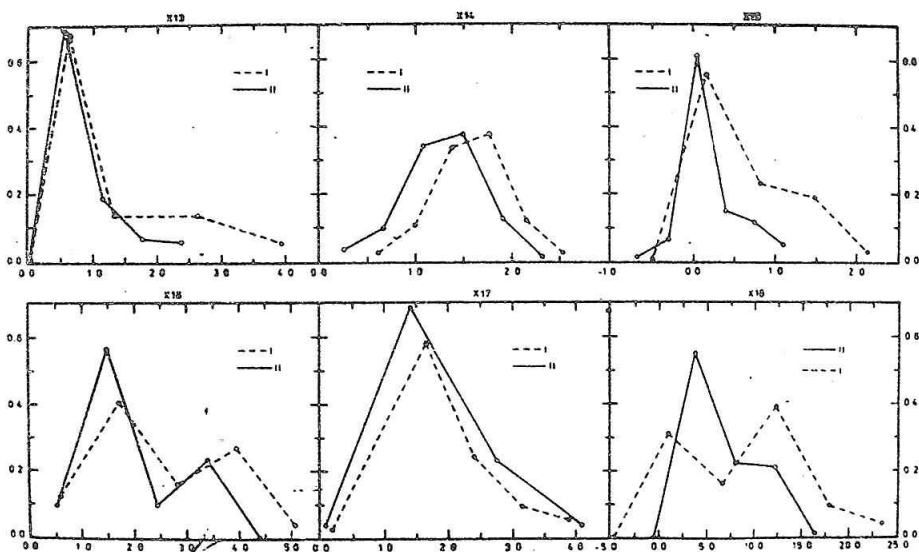
Tie odchýlky, ktoré presahujú interval hladiny významnosti 0,01 pre štatistické testy u , F a λ , sú podčiarknuté.

4. POROVNANIE FREKVENČNÝCH ROZDEĽOVACÍCH FUNKCIÍ x_i

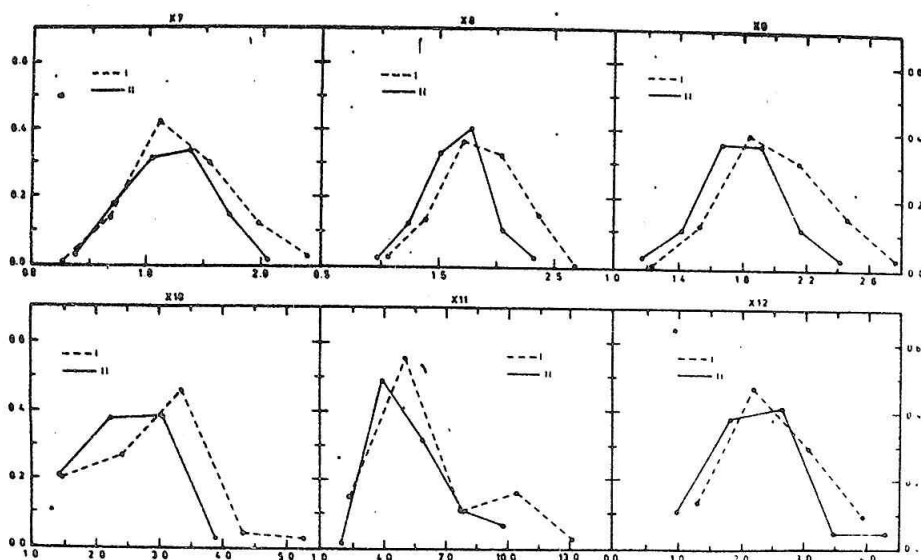
a) Prakticky totožné rozdeľovacie funkcie majú premenné x10 a x13. Znamená to, že vnútorný polomer r_2 erupčnej arkády (x13) a počet erupčných emisných pruhov (x10) nie sú významné charakteristiky pre energetiku erupcie.



Obr. 1a Frekvenčné rozdeľovacie funkcie premenných ($x_1 - x_6$). Os x reprezentuje zmenu hodnoty premennej x_i , os y percentuálne zastúpenie erupcií podľa hodnôt x_i . Graduálne erupcie (I. populácie, $N_I = 74$) sú označené čiarkovane, impulzné erupcie (II. populácia, $N_{II} = 330$) sú označené plnou čiarou. Premenná x_6 je pre odlišenie erupcií I. a II. populácie významnou premennou, lebo má úplne odlišný priebeh frekvenčných rozdeľovacích funkcií.



Obr. 1b Frekvenčné rozdeľovacie funkcie premenných ($x_7 - x_{12}$). Najvýznamnejšie rozdiely v priebehu funkcií pre erupcie I. a II. populácie majú premenné x_8 , x_9 a x_{11} , popisujúce dobu trvania erupcie a dĺžku erupčnej arkády. Premenná x_{10} (počet erupčných pruhov) má podobné stredné hodnoty a štandardné odchytky pre obidve populácie erupcií (viď Tab. 1).



Obr. 1c Frekvenčné rozdeľovacie funkcie premenných (x13 - x18). Premenná x13 (vnútorný polomer erupčnej arkády) reprezentuje výšku dolných slučiek erupčnej arkády. V obidvoch populáciách erupcie majú približne rovnakú dolnú hranicu arkády, v čase maximálneho rozvoja erupcie, a to 0,5 t.j. 3800 km. Odlišný priebeh majú frekvenčné rozdeľovacie funkcie pre premenné x14, x15, x17 a x18.

b) Odlišný priebeh podľa všetkých troch štatistických testov majú premenné x6 a x18. H-alfa importancia (x6) erupcií z I- populácie má vyššiu strednú hodnotu (2.2) aj štandardnú odchylku (0.6) v porovnaní s erupciami II. populácie (6⁰,5) majú väčšiu disperziu vo výskyte vedľajších erupčných pruhov (x18) v porovnaní s erupciami II. populácie (3⁰,7).

c) 6 premenných sa odlišuje podľa 2 testov a to podľa testu u a F - premenné x11 a x15, u a λ - premenné x8, x9, x14 a x17.

Erupcie I. populácie majú v porovnaní s erupciami II. populácie väčší celkový objem erupčnej arkády (x14), výšku (x12) a dĺžku erupčnej arkády, objem vedľajších erupčných ohnísk (x15) celkové trvanie erupcie (x9) a jej fázy poklesu (x8). V energetickejších erupciách (I. populácia) stredná hodnota plochy škvrn, tvoriacich súčasť arkády (x17) je väčšia v porovnaní s II. populáciou erupcií.

Tabuľka 2 uvádza z korelačnej matice tie koeficienty, ktoré pre vybranú premennú (je uvedená vždy v strede tabuľky) nadobúdajú najväčšie hodnoty. Koeficienty korelácie sú oddelene vypočítané pre erupcie I. a II. populácie a uvedené sú vždy prvé tri najväčšie hodnoty koeficientov.

TAB. 2 Tri najväčšie hodnoty koeficientov korelácie pre dve premenné veličiny

x_i	I. populácia erupcií						II. populácia erupcií					
	r	x_i	r	x_i	r	x_i	r	x_i	r	x_i	r	
						x1						
x5	0,60	x2	0,53	x17	0,31	-	-	-	-	-	-	

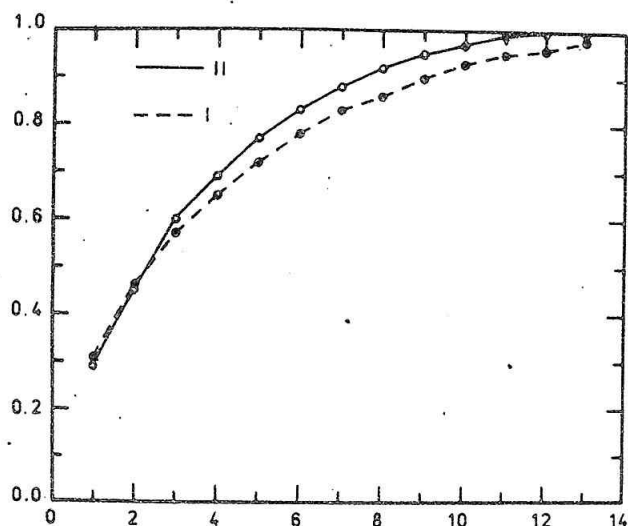
					x2							
x5	0,62	x1	0,53	x17	0,40	-	-	-	-	-	-	-
					x3							
x5	0,73	x4	0,53	x6	0,44	-	-	-	-	-	-	-
					x4							
x5	0,71	x3	0,53	x2	0,26	-	-	-	-	-	-	-
					x5							
x3	0,73	x4	0,71	x2	0,62	-	-	-	-	-	-	-
					x6							
x9	0,62	x8	0,59	x11	0,55	x15	0,39	x18	0,37	x14	0,35	
					x7							
x9	0,71	x6	0,49	x8	0,47	x9	0,70	x8	0,43	x6	0,33	
					x8							
x9	0,94	x6	0,59	x7	0,47	x9	0,93	x7	0,43	x6	0,26	
					x9							
x8	0,94	x7	0,71	x6	0,62	x8	0,93	x7	0,70	x6	0,32	
					x10							
x15	0,69	x18	0,61	x13	0,55	x15	0,63	x18	0,63	x12	0,39	
					x11							
x6	0,55	x14	0,45	x7	0,42	x10	-0,28	x6	0,27	x12	-0,25	
					x12							
x14	0,74	x13	0,55	x16	0,29	x14	0,76	x13	0,67	x10	0,39	
					x13							
x10	0,55	x12	0,55	x14	0,32	x12	0,67	x14	0,40	x10	0,35	
					x14							
x12	0,74	x11	0,45	x13	0,43	x12	0,70	x13	0,40	x6	0,35	
					x15							
x18	0,70	x10	0,69	x6	0,51	x18	0,67	x10	0,63	x6	0,39	
					x16							
x14	0,36	x6	0,33	x11	0,30	x13	0,13	x15	0,13	x18	0,10	
					x17							
x2	0,40	x5	0,31	x1	0,31	x10	0,38	x18	0,21	x15	0,19	
					x18							
x15	0,70	x10	0,61	x6	0,49	x15	0,67	x10	0,63	x6	0,37	

Premenné x6, x11, x13, x14, x16 a x17 majú pre I. a II. populáciu iné zastúpenie premenných x_i s maximálnou hodnotou koeficientov.

5. VZÁJOMNÁ ZÁVISLOSŤ MEDZI (X1 - X18)

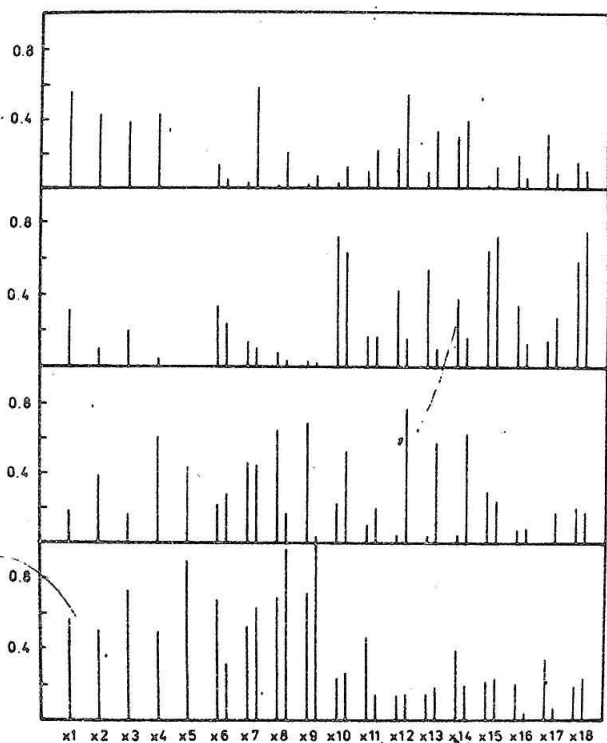
Vzájomná závislosť medzi 18 charakteristikami erupcií bola skúmaná metódami PCA - Principal component analysis a FA - Factor analysis (Jakimiec, Bartkowiak, 1986).

Ako plynie z obr. 2, 60% z celkovej variancie premenných (x1 - x18) sa dá vysvetliť 3-4 faktormi F_j . Predpokladajme, že naše premenné (x1 - x18) sú lineárnou funkciou 4 premenných F_j (nazývaných faktormi), pričom $j = 1, 2, 3, 4$, potom $x_i = l_{1i}F_1 + l_{2i}F_2 + l_{3i}F_3 + l_{4i}F_4 + v_iU_i$ pre $i = 1, 2, \dots, 18$.

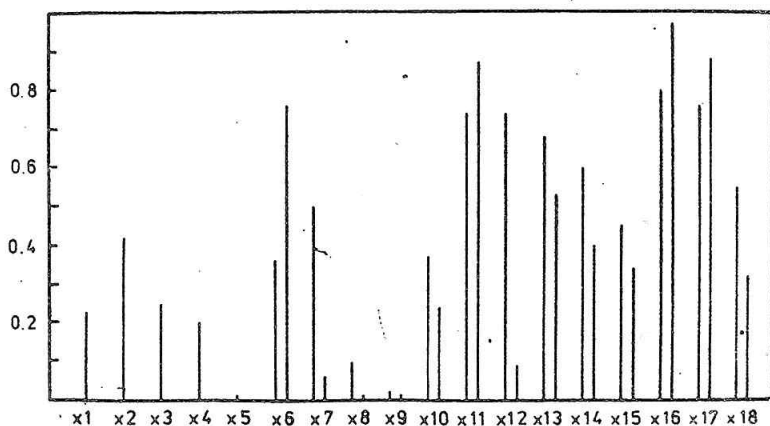


Obr. 2 Časť kovariantnej matice ilustruje, že 60% celkovej premennosti súboru premenných ($x_1 - x_{18}$) môže byť vysvetlená pomocou 3-4 faktorov F_j ($j = 1, 2, 3, 4$). Definícia F_j je uvedená v texte. Každý ďalší faktor F_5, \dots popisuje približne iba 5% z celkovej variability súboru.

Koeficienty zastúpenia jednotlivých faktorov l_{ji} v premennej x_i sú znázornené na obr. 3, ktorý je usporiadaný nasledovne: dolný riadok znázorňuje príspevok jednotlivých premenných ($x_1 - x_{18}$) na tvorbe F_1 (od x_6 obidve populácie erupcií), najvyšší riadok znázorňuje príspevok jednotlivých premenných ($x_1 - x_{18}$) na tvorbe F_4 , vo vertikálnom smere pre každú premennú sú uvedené koeficienty l_{ji} zastúpenia faktorov F_j . Napr. pre x_1 z I. populácie najväčšie zastúpenie majú faktory F_1 a F_4 pre x_{15} z II. populácie faktor F_3 .



Obr. 3 Grafický záznam faktorovej analýzy (FA) nášho súboru premenných ($x_1 - x_{18}$). Jednotlivé riadky určujú závislosť faktoru od premenných ($x_1 - x_{18}$). Dolný riadok sa týka faktoru F_1 , horný faktoru F_4 . Zastúpenie faktorov F_1 až F_4 v jednotlivých premenných x_i ilustrujú vertikálne úsečky. Napr. pre premennú x_5 existuje závislosť iba na faktoroch F_1 a F_5 . Počnúc premennou x_6 je uskutočnená faktorová analýza pre obidve populácie erupcií.



Obr. 4 Špecifická variancia premenných (x1 - x18) t.j. posledný člen $v_i U_i$ definičnej rovnice. Premenné (x1 -x18) majú vysoké hodnoty špecifickej variancie.

dve energeticky odlišné skupiny erupcií. Zastúpenie jednotlivých premenných v celkovej bilancii erupcie je konkretizované v abstrakte.

Posledný člen rovnice ($v_i U_i$) predstavuje špecifickú variáciu jednotlivých premenných a je znázornený na Obr. 4. Premenné x11 - x18 majú vysoké hodnoty špecifickej variancie. Veličiny x7 a x12 majú odlišné špecifické variancie pre I. a II. populáciu erupcií.

Záverom je možné podčiarknuť, že stredné hodnoty a frekvenčné rozdeľovacie funkcie premenných (x1 - x18) sú odlišné pre

LITERATÚRA

Dodson, H. W.; Hedeman, E. R.: 1971, Report UAG - 14
Jakimiec, M.; Bartkowiak, A.: 1986, Proceedings of Meudon Solar-Terrestrial Predictions Workshop (1984), G. Heckman, M. Shea and P. Simon (eds.), Boulder, 294

RADIOVÉ ŠUMOVÉ BOUŘE TYPU I A ERUPČNÍ AKTIVITA

L. Křivský, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

B. Růžičková - Topolová, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ÚVOD

Řada autorů v minulosti se věnovala zkoumání vztahu výskytu typu I k erupcím. Vztah není vždy jednoznačný, má ale významný statistický charakter. Podle Le Squeren (1963) zvýšení počtu erupcí předchází výskytu typu I a velmi často typ I následuje po výskytu erupce do 40 minut. K podobným závěrům dospěli Yin a kol. (1980).

Ö. Elgaröy (1982) ve shrnujícím referátu o vztahu k erupcím uvádí:

"Strong feelings. Contradictory evidence. Flares may suppress storm emission".

T. E. Gergely (1982) naznačuje, že souvislost erupční činnosti ve volnějším vztahu s výskytem typů I existuje, v jednotlivých případech nelze ale doložit, že by začátky typu I (dekametr. oboru) byly ve vztahu k jednotlivým erupcím.

Röbor situace vztahů výskytu typu I k jednotlivým jevům erupční aktivity podal V. Ruždjak (1982) a to jak z hlediska krátkodobějších i dlouhodobějších vztahů, tak i z hlediska detailních studií jednotlivých případů.

Též vztah výskytu typu I ke stoupající mohutnosti skvrn a velikosti skupiny skvrn je nepochybný (Kundu, 1965), má statistický charakter.

B. Rompolt (1982) uvádí, že erupční aktivita zamezuje výskytům typu I a proto lze očekávat přínos od zkoumání výskytů typu I i v období minima aktivity, t.j. bez erupcí. Určitý typ surges (bez erupcí) má být spojen s typem I; uvedený příklad je ale z doby mimořádně četné i mohutné erupční činnosti (V. Vršnak a V. Ruždjak 1982).

V. Rušín a M. Rybanský (1982) dávají výskyt typu I do souvislosti s výskytem zvýšené koronální zelené emise; při sledovaném případě byla však též zároveň zvýšená erupční činnost na disku.

Umístění typu I na Slunci bývá převážně nad skupinami skvrn, též i stranou aktivních oblastí nebo mezi nimi (viz např. S. Urpo 1982, K. V. Sheridan 1982). Vše směřuje k tomu, že v případě významného výskytu typu I aspoň jedna z aktivních oblastí, které jsou propojeny ve velkých výškách v koruně magnetickými oblouky, je erupčně aktivní (ed. Ö. Elgaröy a kol. 1983).

Hledání určitého aktivního jevu, jako příčiny následného výskytu typu I nevyústilo v jednoznačnou odpověď (L.L. House, G. A. Dulk 1982), což směřuje k uznávanému vysvětlení, že korona nad nebo kolem aktivních oblastí díky nehomogenitám a diskontinuitám v magnetických systémech propojení (způsobených hlavními energetickými procesy, t.j. výnosem magnetických polí a průchodem částic, a z části i jejich zachycováním), vytváří magnetoplasmové podmínky pro

vznik typu I.

Lze souhlasit se souhrnným hodnocením A. Krügera (1979), že typ I vzniká ve výškách v oblastech s relativně vysokými intenzitami magnetického pole, které zadržuje uchvácené elektrony. Tyto podmínky mohou splňovat podle nás aktivní oblasti spojené s výraznější erupční aktivitou, neboť ta je jedním z projevů vynášení magnetických polí s jejich diskontinuitami i výronů urychlených částic.

CÍL PRÁCE A VÝCHOZÍ DATA

Vzhledem k tomu, že v době let velké sluneční aktivity lze stěží spolehlivě přiřazovat výskyt rádiových záblesků typu I k určitému zdroji na Slunci a též i vzhledem k charakteru jejich dosti chaotickému výskytu a trvání, byly využívány pro různě zaměřený výzkum pouze léta na sestupné fázi minulého cyklu č. 21. Toto období, kdy vznikají časově separované úseky vyšší erupční aktivity a mezidobí jsou téměř bez erupcí, zahrnovalo interval od poloviny roku 1983 do r. 1986 včetně.

Naším cílem bylo prověřit pracovní hypotézu (podporovanou některými již citovanými pracemi) o tom, že komplexní jev erupcí je jedním z faktorů, který nastoluje v koruně takové podmínky, které vedou ke vzniku typu I.

Dále jsme se pokusili podrobněji prostudovat vybrané aktivní oblasti, které se vyskytovaly na slunečním disku osamoceně a byly pravděpodobnými zdroji typu I. Tyto oblasti jsme hodnotili komplexně, t.j. snažili jsme se sledovat některé jejich projevy aktivity v návaznosti na výskyt typu I. Speciálně se nám jednalo o výskyt erupcí, záblesků typu II a IV a magnetické konfigurace typů a (podle klasifikace Mt. Wilsonu).

Data o výskytu erupcí v průběhu období VIII 83 - XII 86 jsme čerpali z Ursigramů, údaje o typu I z publikací Solar-Geophysical Data (Boulder). Pokud jde o typy I, zanedbali jsme záblesky o trvání < 5 min. Do souhrnu dat přispívají 3 stanice pozorováním rádiových typů I. Bohužel nebyly všechny stanice z technických důvodů trvale v provozu, takže některé období nejsou plně (t.j. po celou denní dobu 24 hodin) pokryta pozorováním. Výchozí údaje proto nejsou zcela homogenní. Tato skutečnost však z hlediska vícedenních intervalů zvýšené nebo naopak nulové aktivity pravděpodobně neovlivní podstatnou měrou výsledky.

Údaje o záblescích typů II a IV, právě tak jako o aktivních oblastech, zejména o jejich magnetické konfiguraci a výskytu erupcí v nich; jsme čerpali rovněž z SGD (Boulder). Pro vyhledávání vhodných osamělých oblastí a období, kdy na disků nebyly pozorovány žádné skvrny nám sloužily Solnechnye Dannye (Leningrad).

Z některých hledisek nás zajímaly skutečné začátky typů I, avšak tyto údaje v tabulkách SGD se nám zdály nepřiliš věrohodné. Někdy je uveden t.z.v. skutečný začátek šumové bouře, přestože bouře začala mnohem dříve, jak lze zjistit z údajů stanice registrující i v předcházejících hodinách. Tyto nepřesnosti vznikají zejména na počátku pozorovací doby u jediné stanice.

Počty typů I jsme uvažovali pro jednotlivé dny následujícím způsobem: a - při trvání šumové bouře přes půlnoc UT byly počítány jako dvě (pro oba

po sobě následující dny po jedné bouři), b - pokud probíhaly šumové bouře paralelně v čase, nebo na sebe navazovaly, či se částečně překrývaly, počítali jsme jeden případ.

Pozorování všech 3 stanic vyhodnocujících šumové bouře typu I jsme pokládali za rovnocenná.

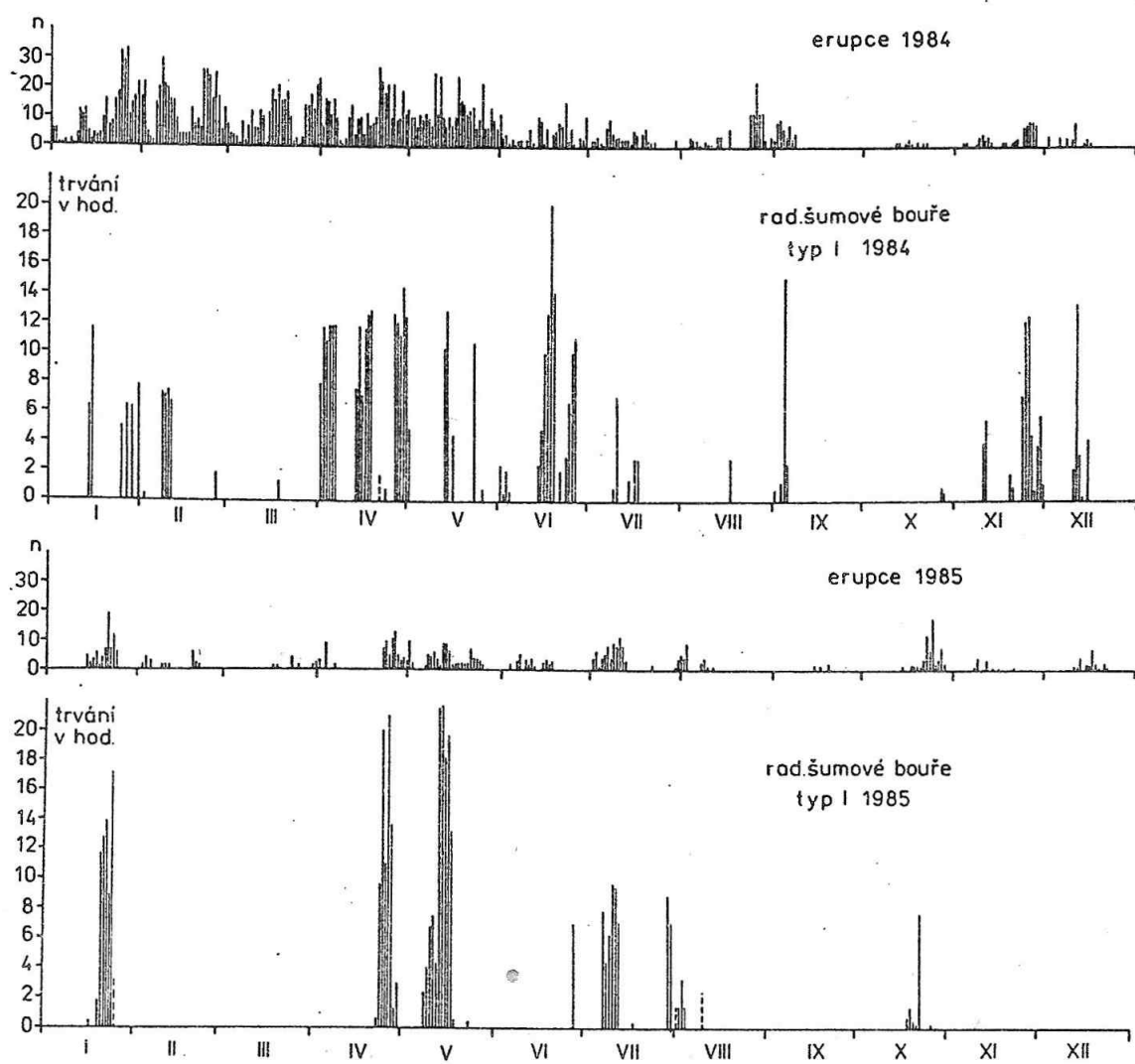
VÝBĚR Z VÝSLEDKU

Zkoumání vztahu výskytu typu I k erupční aktivitě jsme prováděli z různých hledisek, v podstatě však byly získány stejné výsledky, jako ve skupině citovaných prací a to o převažujícím výskytu typu I v době zvýšené erupční aktivity. Dobou souhlasu se zde rozumí intervaly až několika denní.

Vzhledem k tomu, že nebyl zatím porovnáván chod výskytu typu I s chodem výskytu erupcí v delším intervalu let, autoři, jak již bylo uvedeno, demonstrují tento vztah na období sestupné fáze cyklu aktivity od VIII 1983 do XII 1986 ve formě grafu (viz obr. 1). Náš obr. je pro uvedené období sestaven v rocích. V horní části je vždy znázorněn denní výskyt erupcí (kolmé úsečky), pod ním výskyt typu I ve stejném časovém měřítku. Počty erupcí představují součty všech erupcí obsažených v Ursigramech bez ohledu na importanci. Pokud jde o výskyt šumových bouří I, neuvádíme jejich počty, ale součty hodin jejich trvání. Jak jsme popsali výše, údaje různých stanic jsme sjednotili tak, že jsme sčítali jen skutečné hodnoty trvání záblesků I, paralelní výskyt dalších zdrojů jsme neuvažovali. Výsledek podáváme bez použití jakýchkoliv korelačních indexů, které by mohly zahalit strukturu tohoto vztahu. Z porovnání grafů je patrné, že většinou hustý výskyt typu I spadá do období dnů současného výskytu jakýchsi "impulsů" erupční aktivity, které samozřejmě souvisejí s výraznějšími aktivními oblastmi.

Na počátku použitého intervalu v r. 1983 v měsících VII a I. polovině VIII, v době ještě trvale zvýšené sluneční aktivity, kdy počet aktivních oblastí na disku byl vysoký, byl i výskyt typu I kolísavý a téměř trvalý. Jakmile postupně docházelo stále více k časovému separování skupin erupcí, ubývalo výskytů a trvání typu I. V té době ještě trvala skvrnová aktivita v kolísavém a nevelikém množství, ale nebyla vždy doprovázena seriemi erupcí. V této fázi sluneční aktivity vazba výskytů typu I k impulsům erupční aktivity je zřejmá.

Porovnání korespondujících grafů (erupce typu I) jsme provedli tím způsobem, že jsme hledali souhlas výskytu erupčních impulsů s odezvou ve výskytu šumových bouří I. Totéž jsme pak opakovali v opačném směru: zda období zvýšené aktivity v radiovém oboru typu I časově souhlasí s výskytem erupcí. Pro úplnost jsme ještě porovnali minima výskytu erupcí s časovým průběhem šumových bouří I. Shodu jsme hodnotili jen kvalitativně, víc naše materiály nedovolily. Výsledky uvádíme v Tab. 1.



-obr. 1

TAB. 1

výskyt		1983		1984		1985		1986		shoda v %
		+	-	+	-	+	-	+	-	
erupcí	šum.b. I	3	1	11	1	6	1	5	5	76
min.	min.									
erupcí	šum.b. I	4	0	10	0	10	1	9	0	97
šum.b. I	erupcí	4	0	17	0	7	0	6	0	100

+ označuje souhlas

- nesouhlas

DISKUSE A ZÁVĚRY

Jsme si vědomi, že výsledek z našeho rozsáhlého materiálu potvrzuje pouze obecnější vztah (naznačovaný v řadě minulých prací) potvrzující nutnost vytvoření vhodných podmínek v koroně při erupční činnosti, které vedou k výskytu typu I. Konkrétní možnosti, zda po jednotlivých erupcích dojde k výskytu typu I nebo naopak k jeho zániku, řešily dřívější práce (kupř. Le Squeren 1963).

Výskyt nevýrazné erupční činnosti nízké a časově rozptýlené, nemá obvykle za následek výskyt typu I, příkladem toho může být měsíc IX. r. 1983, nebo měsíc VI r. 1985. V některých případech, zvláště v zimních měsících nelze zaručit, že kontrola Slunce radiospektrografy na stanicích ze severní zemské polokoule byla z hlediska počasí i krátkosti denního intervalu natolik úplná, aby tabelované výskyty typu I v Solar-Geophysical Data byly dostatečně reprezentativní.

Lze říci, že ne vždy je impuls erupční aktivity spojen s výskytem typu I, i když převážně tomu tak je. Naopak z druhé strany vztahu lze doložit, že výskyt typu I byl vždy časově spojen s erupční aktivitou. Dále pokud vícedenní až mnohatýdenní intervaly byly bez erupcí, nevyskytovaly se ani typy I. Tyto závěry nám byly umožněny sledováním takové fáze slunečního cyklu, kdy impulsy erupční aktivity bývají od sebe časově odděleny intervaly bez erupcí.

Uvedené vztahy naznačují, že vytvoření příhodné situace nad aktivní oblastí pro vznik šumových bouří I je fyzikálně podmíněno erupční činností, což je v rozporu s názory B. Rompolta (1982), které zbytečně vyvolaly poukaz Ů. Elgeroye (1982) na rozpornou situaci.

Modelům vlastní fyzikální situace pro vznik typu I se věnovala řada jiných prací, mnohdy s odlišným přístupem vysvětlování a dosud není rozhodnuto, který model odpovídá realitě. Tato problematika nebyla však cílem naší práce.

LITERATURA

- Elgaröy, Ů.: 1982, in Solar Radio Storms (Proc. 4th CESRA Workshop, Trieste 1982), 1.
- ed. Elgaröy, Ů. et al.: 1983, Noise Storm Coordinated Observations (May 16-24 1981), Suppl. to Solar Radio Storms (Proc. 4th CESRA Workshop, Trieste 1982).
- Gergely, T. E.: 1982, Solar Radio Storms (Proc. 4th CESRA Workshop, Trieste 1982), 56
- House, L. L.; Dulk, G. A.: 1982, in: Solar Radio Storms (Proc. 4th CESRA Workshop, Trieste 1982), 332
- Krüger, A.: 1979, Introduction to Solar Radio Astronomy and Radio Physics, D. Reidel Publ. Comp. Dordrecht-Holland
- Kundu, M. R.: 1965, Solar Radio Astronomy, Intersci. Publ. New York
- Le Squeren, A. M.: 1963, Ann. d'Astrophys. 26, 97.
- Rompolt, B.: 1982, in: Solar Radio Storms (Proc, 4th CESRA Workshop, Trieste 1982), 291
- Rušín, V.; Rybanský, M.: 1982, in: Solar Radio Storms (Proc 4th CESRA, Workshop Trieste 1982), 299.

Ruždjak, V.: 1982, in: Solar Radio Storms (Proc, 4th. CESRA Workshop, Trieste 1982), 229

Sheridan, K. V.: 1982, in: Solar Radio Storms (Proc. 4th CESRA Workshop, Trieste 1982), 17

Urpo, S.: 1982, in: Solar Radio Storms (Proc. 4th CESRA Workshop, Trieste 1982), 307

Vršnak, B.; Ruždjak, V.: 1982, in: Solar Radio Storms (Proc. 4th CESRA Workshop, Trieste, 1982), 315

Yin Qi-Feng; Luo Shao-Quang; Wang Shu-Lan.: 1980, Chinese Astr. 4, 93.

MODULÁCIA KOZMICKÉHO ŽIARENIA SLNEČNOU AKTIVITOU

M. Rybanský, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

V príspevku sa ukazuje, že upravený údaj o početnosti neutrónov, ktoré dopadajú na zemský povrch (kozmicke žiarenie) je možné použiť v úlohe indexu slnečnej aktivity.

Pri skúmaní súvislosti medzi prejavmi slnečnej činnosti a jeho následných prejavov v zmenách priebehov pozemských javov postupujeme obyčajne tak, že porovnáваме priebeh nejakého indexu slnečnej aktivity s mierou určitého pozemského deja. Môže ním byť proces z oblasti geomagnetizmu, klimatológie, alebo aj biológie, prípadne medicíny. Čím je súvislosť medzi skúmanými javmi zrejmejšia a jednoznačnejšia, tým je použitý index slnečnej aktivity geoefektívnejší. Pri výbere indexu, ktorý by z tohoto stanoviska mohol vyhovovať som okrem iného študoval aj priebeh úrovne kozmického žiarenia a je možné, že tento údaj by sa dal použiť pri skúmaní súvislostí Slnko - Zem.

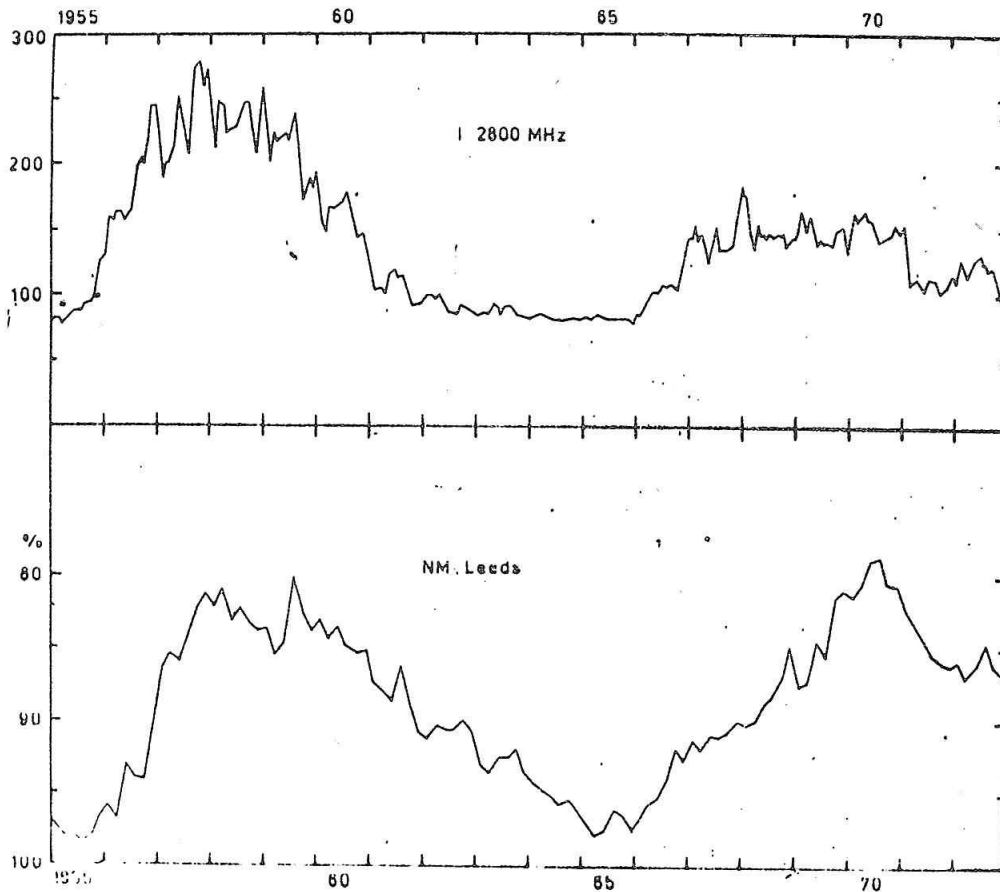
Na Obr. 1 je znázornená súvislosť medzi slnečnou aktivitou a úrovňou kozmického žiarenia. Bez toho, aby sme vnikali do teoretických podrobností, môžeme veľmi zhruba súvislosť medzi oboma priebehmi vysvetliť premenným priemerom slnečnej koróny tak, ako to znázorňuje Obr. 2. Pri väčšom rozmere koróny je aj väčšia absorpcia primárneho kozmického žiarenia a to sa prejaví aj v znížení úrovne sekundárneho žiarenia, ktoré môžeme registrovať na zemskom povrchu.

Primárne kozmické žiarenie tvoria hlavne protóny s vysokou energiou. Toto žiarenie má podľa meraní na kozmických sondách izotrópny charakter. Sekundárne žiarenie vzniká pri zrážkach primárnych častíc s jadrami atómov atmosféry. Pri týchto zrážkach vzniká mnoho častíc a niektoré z nich s dlhšou dobou rozpadu môžeme registrovať na zemskom povrchu. Sú to najmä mí-mezóny a neutróny. Neutrónová zložka, ktorá sa často označuje názvom kozmické žiarenie sa registruje na mnohých miestach zemegule a namerané hodnoty sa publikujú v špeciálnych časopisoch. Registrácia je nezávislá na počasí a má pomerne veľkú časovú rozlišovaciu schopnosť (u nás 5 min.). O geoefektívnosti indexu slnečnej aktivity, odvodeného z merania úrovne kozmického žiarenia nemôžeme mať žiadne pochybnosti, lebo merania sa prevádzajú na zemskom povrchu.

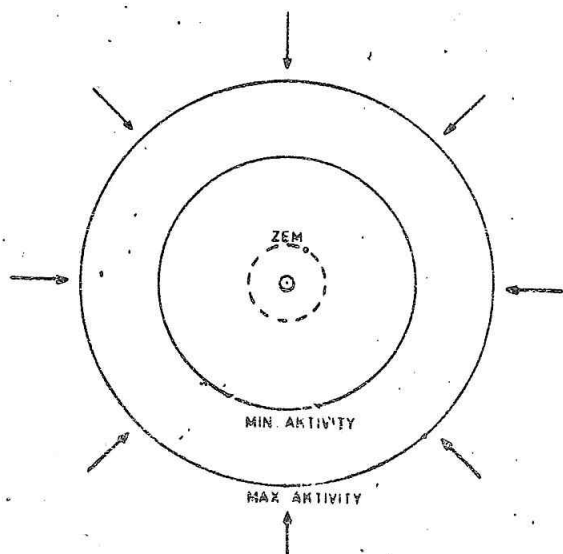
V časovom priebehu úrovne intenzity kozmického žiarenia boli zistené periodické zmeny s rôznou dĺžkou periódy. Z hľadiska súvislosti so slnečnou aktivitou nás popri 11 ročnej najviac zaujíma výskyt 27 dennej periódy. Aby sa prejavy tejto periódy zvýraznili, bol priebeh úrovne kozmického žiarenia upravený do inej formy. Pre každý deň sa určil rozdiel:

$$I = I_D - \bar{I}_D,$$

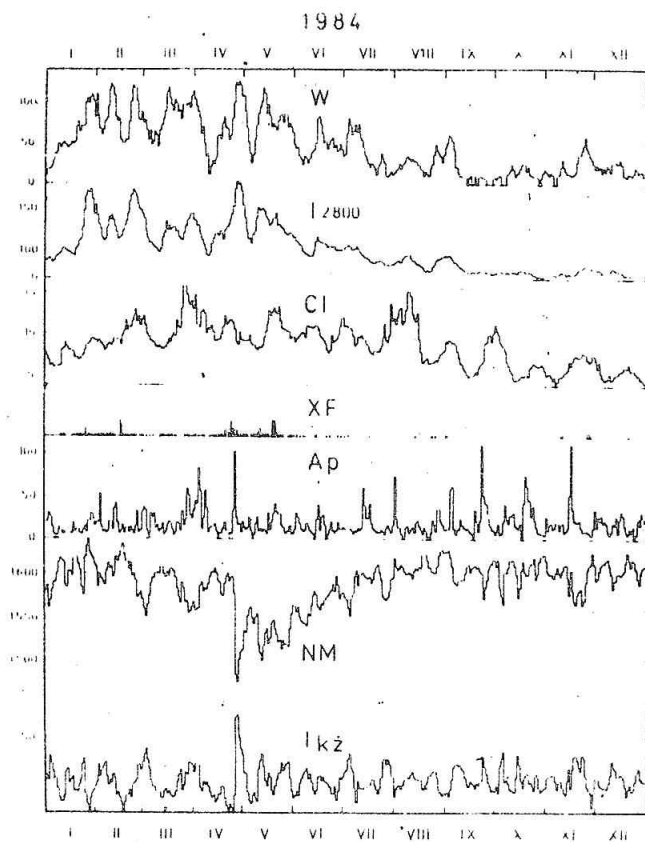
kde I_D je priemerná denná intenzita a \bar{I}_D kízavý priemer za 27 dní. Toto číslo (I) navrhujem používať v úlohe indexu slnečnej aktivity. Príklad priebehu I je znázornený na Obr. 3, kde sú uvedené aj priebehy iných indexov.



Obr. 1 Súvislosť úrovne kozmického žiarenia a slnečnej aktivity. Horná krivka znázorňuje intenzitu rádiového žiarenia Slnka na frekvencii 2800 MHz (mesačné priemerné hodnoty), spodné údaje z neutrónového monitora Leeds (Anglicko, dvojmesačné priemery).



Öbr. 2 K objasneniu súvislosti medzi slnečnou aktivitou a kozmickým žiarením (podrobnosti v texte).



Öbr. 3 Priebeh rôznych indexov, resp. početnosti niektorých prejavov slnečnej aktivity v roku 1984. W označuje Wolfove číslo, I₂₈₀₀ rádiové žiarenie na frekvencii 2800 MHz, CI je koronálny index slnečnej aktivity odvodený z pozorovania emisnej čiary koróny 530,3 nm, XF znázorňuje výskyt röntgenových erupcií, A_p je planetárny index geomagnetickej aktivity, NM je údaj početnosti neutrónového monitora na Lomnickom štíte, I_{kz} je priebeh navrhovaného indexu slnečnej aktivity.

ZMĚNA DÉLKY SLUNEČNÍHO CYKLU V OBDOBÍ 1700–1984

I. Charvátová, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

J. Štřeštík, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

Z tabulek Wolfových čísel byly určeny délky jednotlivých slunečních cyklů. Ukazuje se, že v první polovině 20. století a ve století 18. převládají cykly krátké (10-leté), zatímco v 19. století jsou cykly dlouhé (12 - 14 let). V období 10-letých cyklů se objevuje navíc výrazná perioda kolem 60 let. Obdobnou tendenci vykazují též aa-indexy geomagnetické aktivity. Výsledky jsou znázorněny ve spektrech a sonagramech.

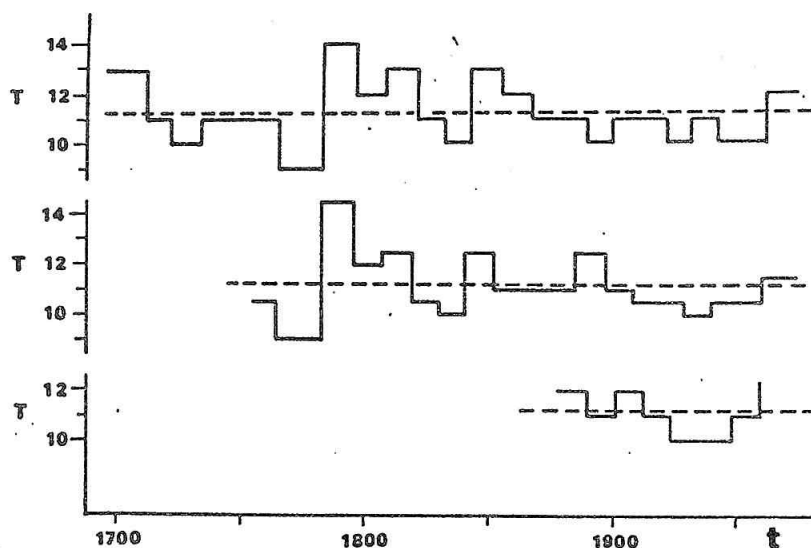
V práci /1/ je uveden vztah slunečních cyklů ke slunečním pohybovým prvkům. V období vysoké sluneční aktivity, v době harmonického rozdělení pohybových prvků (podle JS-řádu), je délka cyklů přibližně 10 let, (např. 1720 - 1790, 1910 - 1960). Délka cyklu odpovídá době průměrného trvání jednoho pohybového elementu - 9,93 let, rovné jedné polovině synodického oběhu Jupitera a Saturna.

V době disharmonického rozložení prvků, v době nízké sluneční aktivity (cykly č. 5 - 7, 12 - 14) se délka cyklu zvětšuje na 12 - 14 let. Tato hodnota odpovídá "jupiterovské" skupině period v pohybu Slunce (J = 11,86, JP = 12,46, JN = 12,76, JU = 13,76 let), t.j. průběh cyklu pravděpodobně výrazně ovlivňují planety Uran, Neptun a Pluto. Cílem této práce je ověření uvedené zákonitosti v intervalu 1700 - 1984 z dostupného materiálu.

Délku jednotlivých cyklů zjistíme jednoduchým způsobem přímo z tabulky ročních hodnot Wolfova čísla /2/. Stačí vybrat roky, kdy tato čísla dosahovala minima, a určit časovou vzdálenost mezi nimi. Tato délka kolísá mezi 9 a 13 roky. V tomto kolísání je určitá zákonitost, částečně zakrytá náhodnými skoky čili šumem. Proto jsme se pokusili data vyhladit. Ukázalo se, že dostačující je nahrazení hodnot W_i hodnotami $\frac{1}{4} W_{i-1} + \frac{1}{2} W_i + \frac{1}{4} W_{i+1}$. Takto zpracované délky cyklů od r. 1700 do r. 1984 jsou uvedeny graficky na obr. 1 nahoře (vodorovná osa je čas, na svislé jsou periody cyklů). Nápadně je vidět období krátkých cyklů v 18. století a opět ve 20. století, zatímco na počátku 19. století (v době nízké sluneční aktivity) převládají cykly delší, i když chod je zde rozkolísaný. Zdá se, že v nejnovější době nastupuje opět období delších cyklů.

Pro období 1749 - 1984, kdy jsou k dispozici i měsíční hodnoty Wolfových čísel, jsme spočetli půlroční průměry a stejným způsobem určili délky cyklů,

tentokrát s přesností na půl roku. Pro vyhlazení dat jsme použili Woolhouseovy interpolační formule, která zabírá interval od W_{i-7} do W_{i+7} (hodnoty blíže k okraji byly vyhlazeny podle vztahu uvedeného výše). Výsledek je znázorněn na obr. 1 uprostřed. Ukazuje stejné zákonitosti jako graf pro roční hodnoty W . Dole na obr. 1 jsou uvedeny délky cyklů spočtené pro roční hodnoty indexu geomagnetické aktivity aa , který je k dispozici od r. 1868. Vyhlazení bylo provedeno stejně jako pro roční hodnoty Wolfova čísla. Také změna délky cyklů zde souhlasí s oběma grafy uvedenými výše.



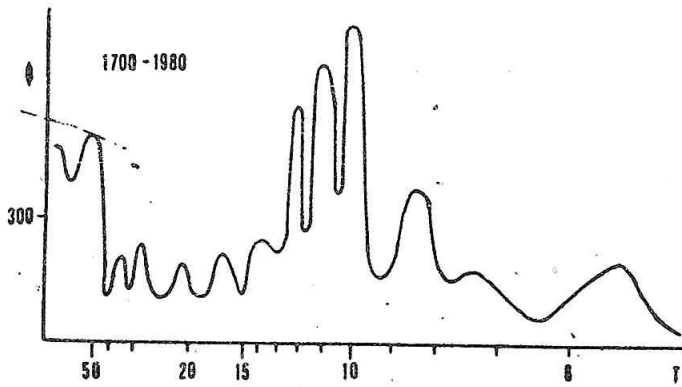
Obr. 1

U všech dat jsme se pokusili určovat délky cyklů také od maxima k maximu, i když se za začátek cyklu považuje obvykle minimum.

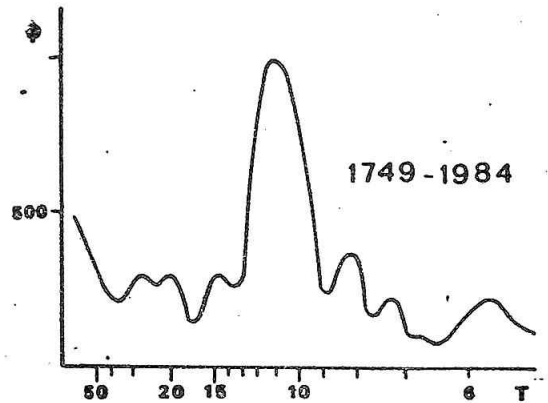
Dlouhodobé zákonitosti byly přibližně stejné, byly však i po vyhlazení více rozkolísané než pro cykly od minima k minimu, proto tyto výsledky zde graficky neuvádíme.

Popsanou změnu střední periody slunečního cyklu lze velmi dobře vidět ve spektrech. Na obr. 2a je spektrum Wolfových čísel za celé období 1700 - 1984. Vzhledem k délce období je rozlišovací schopnost ve frekvencích vysoká. Kromě vrcholu pro 11 let jakožto střední hodnoty vidíme vrcholy pro 10 a 12 let, které odpovídají převládajícím hodnotám v určitém období. Vrchol pro 10 let je vyšší, neboť období krátkých cyklů zde máme dvě. Všimněme si ještě zvýšení pro periody 50 let a výše. Na obr. 2b je spektrum Wolfových čísel za období 1749 - 1984. Kromě kratší délky intervalu se zde patrně uplatňuje nevýhodné uspořádání fází vzhledem k počátku intervalu, následkem čehož se všechny vrcholy slévají v jeden, v periodě 11 let.

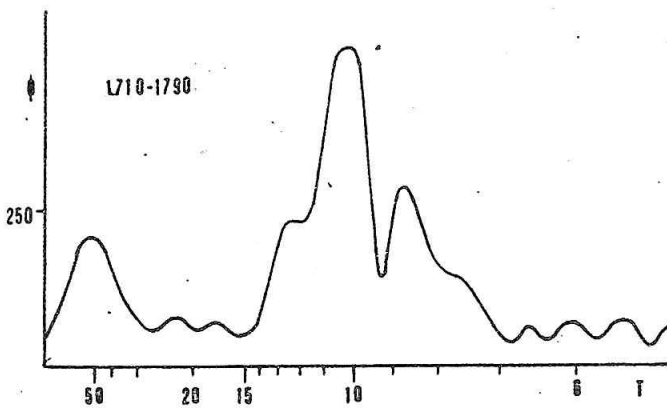
Z celého období jsme vybrali úseky, v nichž je délka cyklu poměrně málo proměnná. Na obr. 2c je takový úsek z 20. století. Obě spektra jsou si velmi podobná, hlavní vrchol připadá na periodu 10 let. Další obrázky ukazují spektra pro úseky dlouhé 40 let, a to z 18. století (obr. 2e) a z 20. století (obr. 2f).



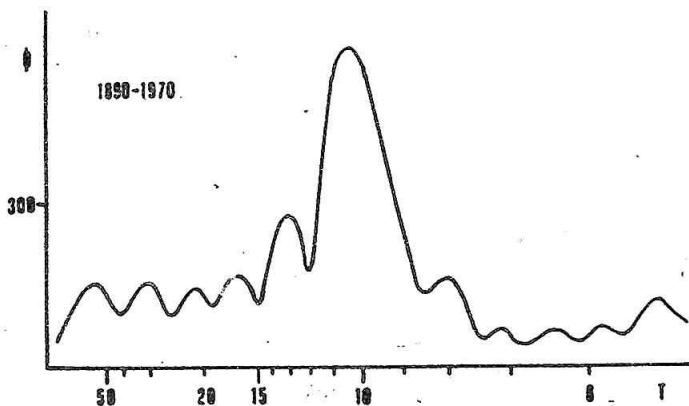
Obr. 2a



Obr. 2b



Obr. 2c

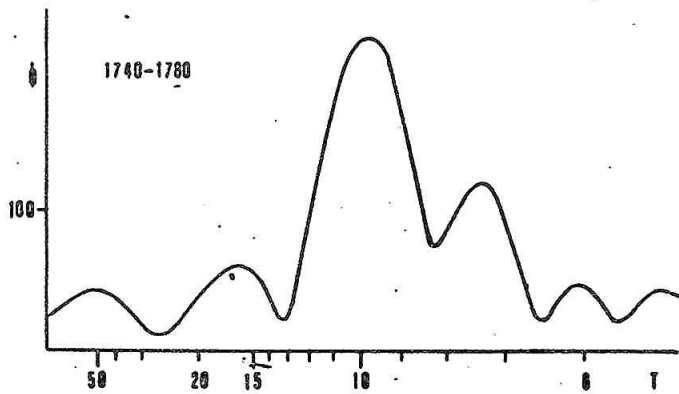


Obr. 2d

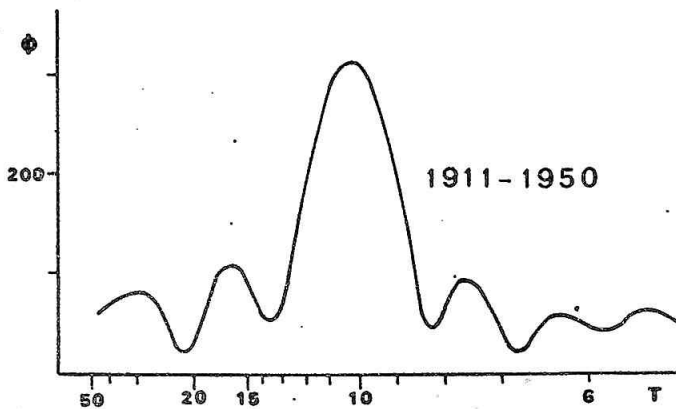
Opět jsou obě spektra navzájem velmi podobná, jen vrcholy ve srovnání s předešlými spektry jsou širší vzhledem ke kratší délce intervalu a tím nižší rozlišovací schopnosti. Konečně na obr. 2g je spektrum úseku o délce 40 let z období Sabineova minima v 19. století, kdy převládaly cykly dlouhé, vrchol proto leží v periodě 12 let. Spočetli jsme také spektra úseků o délce 80 a 40 let ve 20. století pro geomagnetické indexy aa. Spektra byla téměř totožná se spektry Wolfových čísel za stejné období, proto je graficky neuvádíme.

Data vybraných úseků (80-letých i 40-letých), v nichž byla stálá délka cyklů kolem 10 let, se opakují přibližně po 170 - 180 letech (začátky 1710 a 1890, resp. 1740 a 1910). Objevuje se zde tedy náznak stejné základní periody, jaká byla popsána v pohybu Slunce kolem barycentra sluneční soustavy.

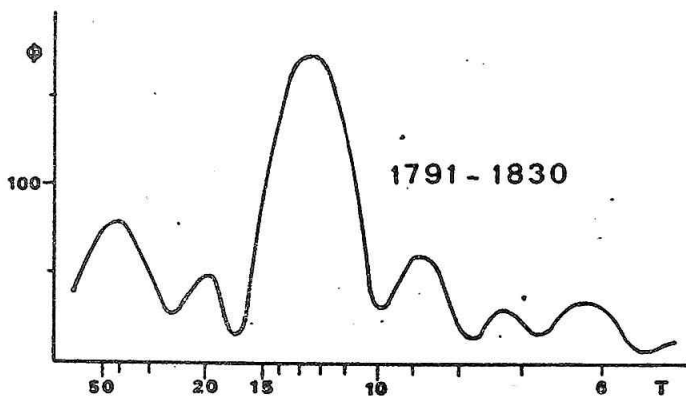
Na obr. 2c-g jsme uvedli pouze ukázky spekter ve vybraných intervalech. Chceme-li posoudit změnu převládající periody v celém zpracovávaném intervalu, použijeme metody sonogramu /3/. Jde v



Obr. 2e



Obr. 2f

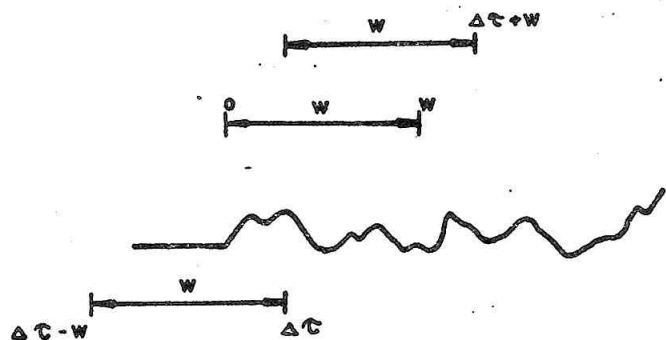


Obr. 2g

podstatě o výpočet celé řady spekter v kratších, navzájem se překrývajících intervalech (okénkách) a jejich společný výpis ve formě polostínového grafu. Schéma postupu naznačuje obr. 3. Zvolíme okénko délky w , umístíme je na začátek záznamu (předpokládáme hodnoty nulové pro $t < 0$) a spočteme spektrum v intervalu od 0 do w . Potom okénko posuneme o ΔT , opět spočteme spektrum a tak pokračujeme do konce záznamu. Na začátku je výhodnější začít již intervalem od $\Delta T - w$ do ΔT (obr. 3 dole), aby nezankla informace na okraji záznamu, takže okénko na záznam "najíždí" a na konci stejným způsobem "vyjíždí".

Pro výstup nejprve všechna spektra (zůstávají v paměti počítače) násobíme vhodným (stejným) faktorem a zaokrouhlíme tak, aby byla vyjádřena jednocifernými čísly od 0 do 9. Můžeme je pak vytisknout těsně vedle sebe a prokládat vrstevnice. Každý sloupec je jedno spočtené spektrum. Místo číselného výpisu je možné poříditi polostínový. Na plošku určenou pro jednu číslici se vytiskne kombinace tiskových znaků tiskných přes sebe. Je-li číselná hodnota 0, zůstane políčko prázdné, je-li 1 a více, vytiskne se tečka, je-li 2 a více, vytiskne se přes ni dvojtečka, dále se přidává postupně znaménko minus, rovnítko, hvězdička, písmenko X atd. Čím je hodnota větší, tím bude políčko tmavší. Tmavší plochy odpovídají tedy větším amplitudám, určí se jejich poloha ve frekvenci a v čase.

Časovou souřadnici přiřazujeme poloze středu okénka. Kratší okénko znamená že spektrum je určeno z užšího okolí zvoleného bodu a je tedy vyšší rozlišovací schopnosti v čase. Na druhé straně však při krátkém intervalu pro výpočet spektra klesá rozlišovací schopnost ve frekvenci. Požadavky na rozlišovací schop-

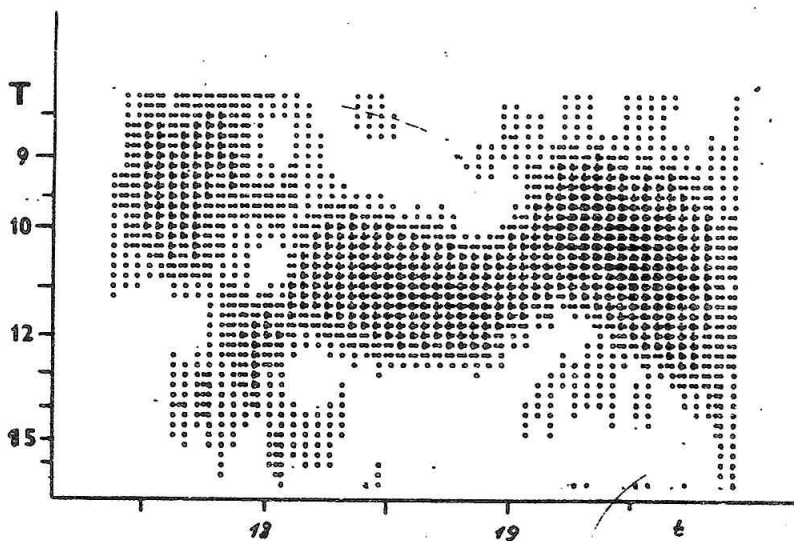


Obr. 3

nost ve frakvenci a v čase jsou tedy protichůdné. Nejvhodnější délku okénka i volbu dalších parametrů je třeba vyzkoušet.

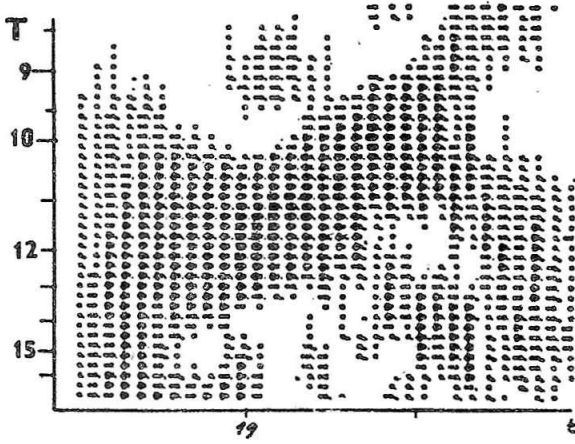
Na obr. 4 je uveden sonagram Wolfových čísel za období 1749 - 1984. Délka okénka je zde 60 let. Na vodorovné ose je čas (čísla 18 a 19 označují roky 1800 a 1900), na svislé ose je stupnice původně lineární ve frekvencích pro větší názornost jsou údaje přepsány jako perioda v letech. Je dobře vidět období

krátkých cyklů kolem 10 let v 18. století, vzrůst v 19. století, kdy se délka udržuje mezi 11 a 12 lety s menším výkyvem v první třetině, rychlé zkrácení po roce 1900 a opětný vzrůst na samém konci. Zajímavé jsou i rozdíly v tmavosti jednotlivých ploch. Nejtmavší plocha a tedy největší amplituda (rozdíl mezi minimem a maximem) se pozoruje v první polovině 20. století.

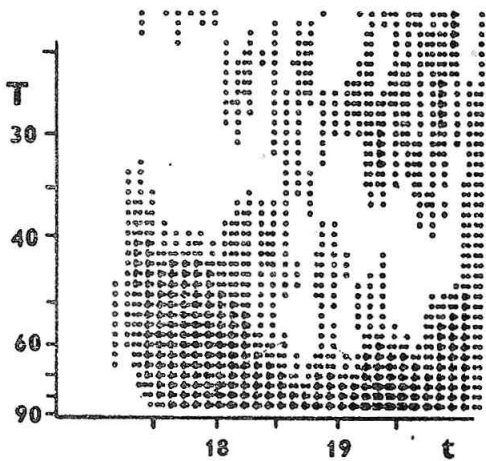


Obr. 4

Na obr. 5 je uveden sonagram geomagnetických indexů aa za období 1868 - 1984, spočtený se stejnými parametry. Začátek zasahuje ještě do období dlouhých cyklů, zřetelně je vidět zkrácení v první polovině 20. století a vzrůst na samém konci intervalu. Průběh geomagnetické aktivity, co se týče délky cyklů, se dobře shoduje s chodem Wolfových čísel na obr. 4. Rozdíl je v amplitudách - největší amplitudy spadají do let 1900 - 1920, dále pak aktivita celkově klesá.



než v 18., což by mohlo naznačovat korelaci s amplitudou cyklů 11-letých.



Obř. 6

Na obr. 6 je sonogram Wolfových čísel v oboru pro delší periody (obor period přibližně 11-letých leží mimo počáteční pásmo). Okénko zde bylo 120 let. Nejtmavší plošky jsou zcela dole, odpovídají periodám kolem 80 let, neprojevují se však po celé délce sonogramu. Výrazné jsou ve druhé polovině 18. století (zde jsou též periody 60-leté), pak mizí a objevují se opět ve 20. století. Zdá se, že se prosazují především v období, kdy jsou sluneční cykly krátké (přibližně 10-leté). Po roce 1950 opět mizí. Amplituda je ve 20. století vyšší

závěrem je možno říci, že práce potvrzuje zákonitosti uvedené v /1/. Potvrzuje se, že v období harmonického rozložení slunečních pohybových prvků (podle JS-řádu), která odpovídají obdobím vysoké sluneční aktivity, je délka cyklů přibližně 10 let, zatímco v období disharmonického rozložení (nízká sluneční aktivita) jsou cykly delší, až 13 let. Obecně uváděná hodnota 11,2 roku je pak průměrnou (střední) hodnotou délky slunečního cyklu. Prosazuje se zde dále perioda kolem 60 let, převážně v období harmonického rozložení, která by mohla odpovídat návratu Slunce na tentýž sektor roviny (3×120^0 , $3 \times 19,86 = 59,58$ let).

LITERATURA

- /1/ Charvátová, I.: 1988, O vztahu mezi pohybem Slunce a proměnlivostí sluneční aktivity. (v tomto sborníku).
- /2/ Schove, D. J.: 1983, Sunspot Cycles, Hutchinson - Ross
- /3/ Dobeš, K.; Střeštík, J.; Prikner, K.: 1971, Numerical calculation of frequency-time displays using amplitude-time records, *Studia Geophys. et Geod.* 15, 331.

O PROMĚNLIVOSTI SLUNEČNÍHO CYKLU VE VZTAHU K POHYBU SLUNCE KOLEM BARYCENTRA PLANETÁRNÍ SOUSTAVY

I. Charvátová, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

Na časovém intervalu dlouhém 4 300 let dokládá tato práce přímou a stálou vazbu, v mezích současných znalostí, mezi pohybem Slunce a proměnlivostí sluneční aktivity až k cyklu 11-letému. Z této vazby vyplývá možné objasnění fyzikální podstaty proměnlivosti sluneční aktivity a tím i možnost její předpovědi.

ÚVOD

Příčina nebo původ proměnlivosti sluneční aktivity nebyla dosud objasněna. K vysvětlení se nabízí pohyb Slunce kolem barycentra planetární soustavy. Není to pohyb zanedbatelný, vzdálenost středu Slunce od barycentra může i přesáhnout 2 sluneční poloměry.

2. O SLUNEČNÍM POHYBU

Slunce se pohybuje nerovnoměrným pohybem v závislosti na rozložení planet. V této práci uvažujeme pouze planety vnější (J - P).

Bylo zjištěno, že pohyb Slunce se skládá ze dvou střídavě se opakujících se prvků - ze smyčky a z oblouku (obr. 1). Pohyb Slunce ve smyčce trvá 9,93 let $\pm 0,8$ let. Průměrné trvání jedné dvojice pohybových elementů (smyčka + oblouk) je 19,86 let a odpovídá synodické oběžné době Jupitera a Saturna.

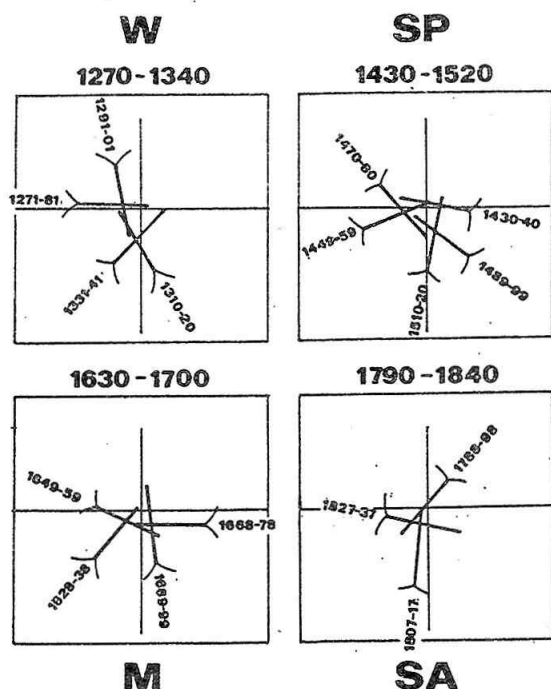
Jsou období (obr. 2), kdy sluneční pohybové prvky jsou uspořádány harmonicky ($\sim 0^\circ \mp 120^\circ$). Tato období se kryjí s obdobími dlouhodobě vysoké sluneční aktivity. A jsou období, kdy tyto prvky jsou rozloženy disharmonicky, dokonce jen prakticky v jedné polovině ekliptiky (± 10 let) se tato období kryjí s obdobími dlouhodobých minim tohoto tisíciletí.

Základ pohybu Slunce spočívá v pohybu dvou největších hmot planetárního systému - Jupitera a Saturna, které tvoří 93% celkové hmoty planetárního systému. Ke konjunkcím J a S dochází po 19,86 letech a konjunkcí přímky svírají úhel 240° ve zpětném směru $\sim 120^\circ$. Od 120° se odchylují přibližně o $2,7^\circ$, ke konjunkcím JS v tomtéž směru dojde přibližně po 900 letech (velká nerovnost JS).

3. PERIODY V POHYBU SLUNCE A VE SLUNEČNÍ AKTIVITĚ

Na základě časových řad směrových a časových odchylek od JS-řádu pro léta -2200, 2100 byly stanoveny periody v pohybu Slunce, a to 60, 90, 180, 850, 2200 let - Charvátová, 1988 /1/. Prakticky tytéž periody byly nalezeny z přírodních záznamů ve sluneční aktivitě (Damon a Linick, 1986, (14)). V obou jevech bylo nalezeno i jakési "přepólování" po přibližně 1100 letech.

Bylo stanoveno, že dlouhodobé extrémy sluneční aktivity, jak dokládá obr. 4; 5 přicházejí v základním, přibližně 180-letém cyklu.



Obr. 3 Období disharmonického rozložení slunečních pohybových smyček shodná s dlouhodobými minimy sluneční aktivity + W - Wolfova, SP - Spörerova, M - Maunderova, SA - Sabineova.

Periody nalezené ve slunečním pohybu jsou vyššími harmonickými základní periody ~ 178 let a odpovídají synodickým a siderickým oběžným dobám planet - Jakubcová a Pick, 1987 (3). Perioda 19,86 let je ve spektru těchto period dominantní. Velmi významná je dále (obr. 6) skupina period "jupiterovských" v rozmezí 9,93 ($1/2$ JS),, 13,79 (JU). V časovém rozpětí těchto period se pohybuje délka slunečního cyklu. Jeho průměrná délka je 11,2 let.

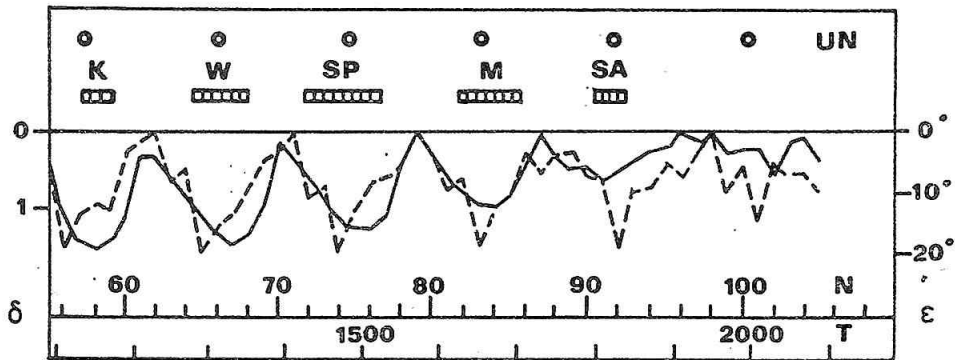
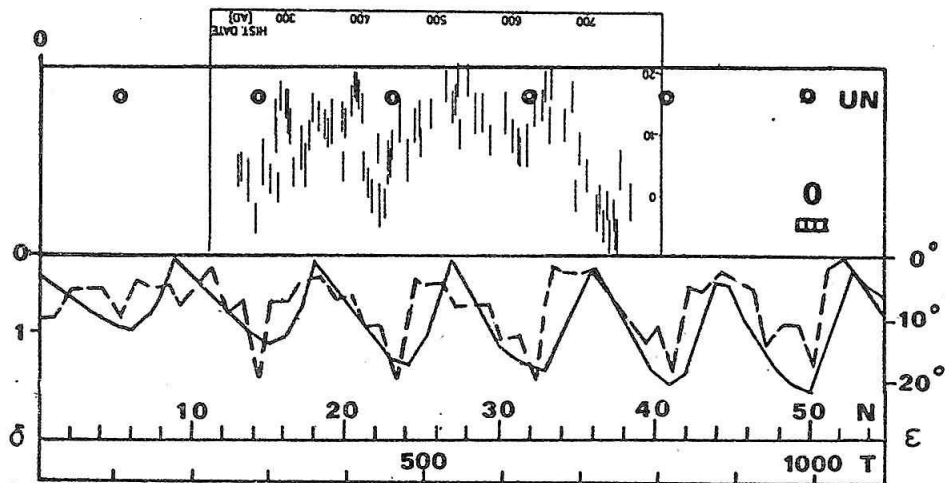
Tab. 1 dokládá, že ve sluneční aktivitě byly různými autory nalezeny pouze vyšší harmonické základní periody 178 let jako v pohybu Slunce, jen s tím rozdílem, že dominantní není perioda 19,86 let, ale perioda 11,2 let, odpovídající průměrné délce slunečního cyklu ($1/4$ - $1/13$).

4. VZTAH SLUNEČNÍCH CYKLŮ K POHYBU SLUNCE

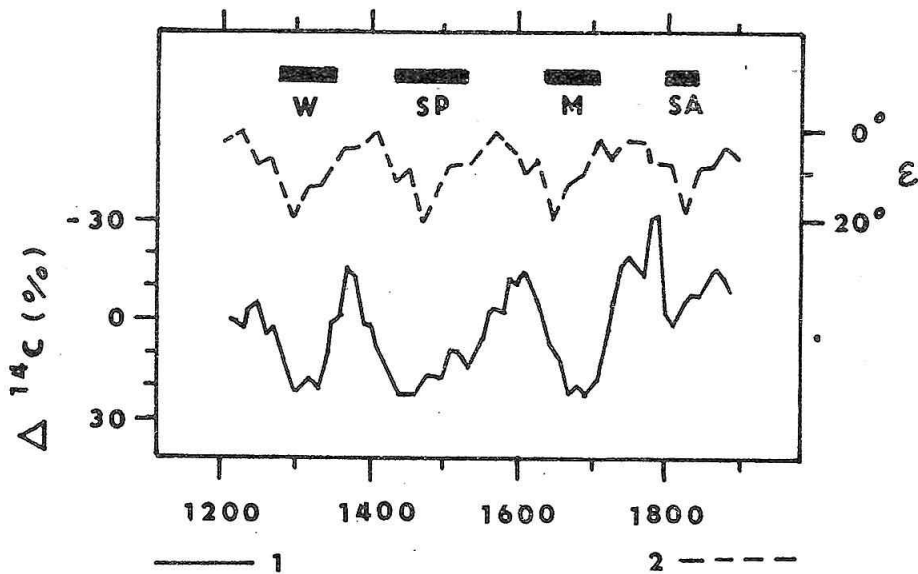
Na obr. 7 jsou zakresleny sluneční cykly od roku 1700 do současnosti. Pod nimi jsou, silnou čarou, zakresleny časové intervaly slunečních pohybových smyček. Slunce vchází do smyčky a do oblouku v tomto období vždy v 8. - 6. roce

1784/i		1784	89.2	59.5	44.6	35.7	29.7	25.5	22.3	19.9	17.8	16.2	14.9	13.8	12.8	11.9	11.1	10.5	9.9
	i	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18
1740-1960.	And.63		87.0	57.5	43.5		30.0			21.5	17.2			13.7	12.9		11.2	10.5	
1749-1969	Col.73		88.	59.	45.		30.		22.		17.				13.2	11.8	11.1	10.5	10.
1749-1977	Bri.79	179.	83.1	59.1		37.				21.5	17.2			13.8	12.8	11.9	11.2		
1850-1947	Zhu.69		86.	58.4	42.5		31.												
1700-1983	Bar.84		94.7	56.8	47.		28.4		21.0						12.9	11.8	10.9	10.5	10.
1700-1981	Ota.83	188.	97.2	56.4			28.5		22.						12.8	12.1	11.1	10.5	10.
1750-1981	Ota.83		92.8	59.5			28.5		21.3							12.	11.1		10.
1793-1971	Con.74	179.	89.6														11.2		
1700-1980	Gre.84	180.	90.	60.	45.			25.5	22.3	19.9	117.8	16.2					11.2		9.9
1700-1972	Sae.76		95.5	57.	46.6		27.6		21.2			16.8		13.8	13.	12.	11.1	10.5	
1700-1964	And.80		90.3	55.4	47.0									13.8	13.1	11.9	11.	10.7	10.

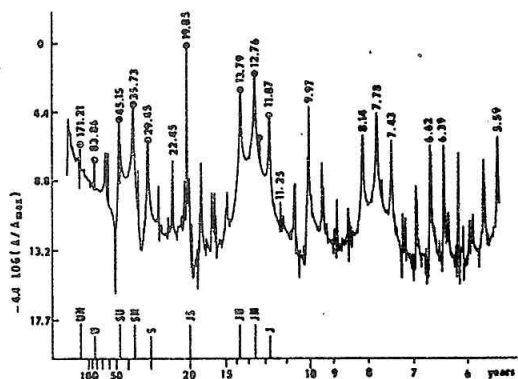
TAB. 1



Obr. 4 Záporné absolutní hodnoty odchylek ϵ, δ od JS-řádu v letech 0 - 2200 a dlouhodobá minima sluneční činnosti (O - Oortovo, W - Wolfovo, SP - Spörerovo, M - Maunderovo, SA - Sabinovo; K - nízká sluneční aktivita zaznamenaná v polárních zářích - Křivský 1984). V intervalu let 250 - 750 je uveden záznam ^{14}C v letokruzích - Bruns et al. 1980).



Obr. 5 Záporné absolutní hodnoty směrových odchylek ϵ od JS-řádu (----- 2) a záznam $\Delta^{14}\text{C}$ (_____ 1) v letokruzích podle autorů Stuiver a Quay, 1980 v letech 1200 - 1900.

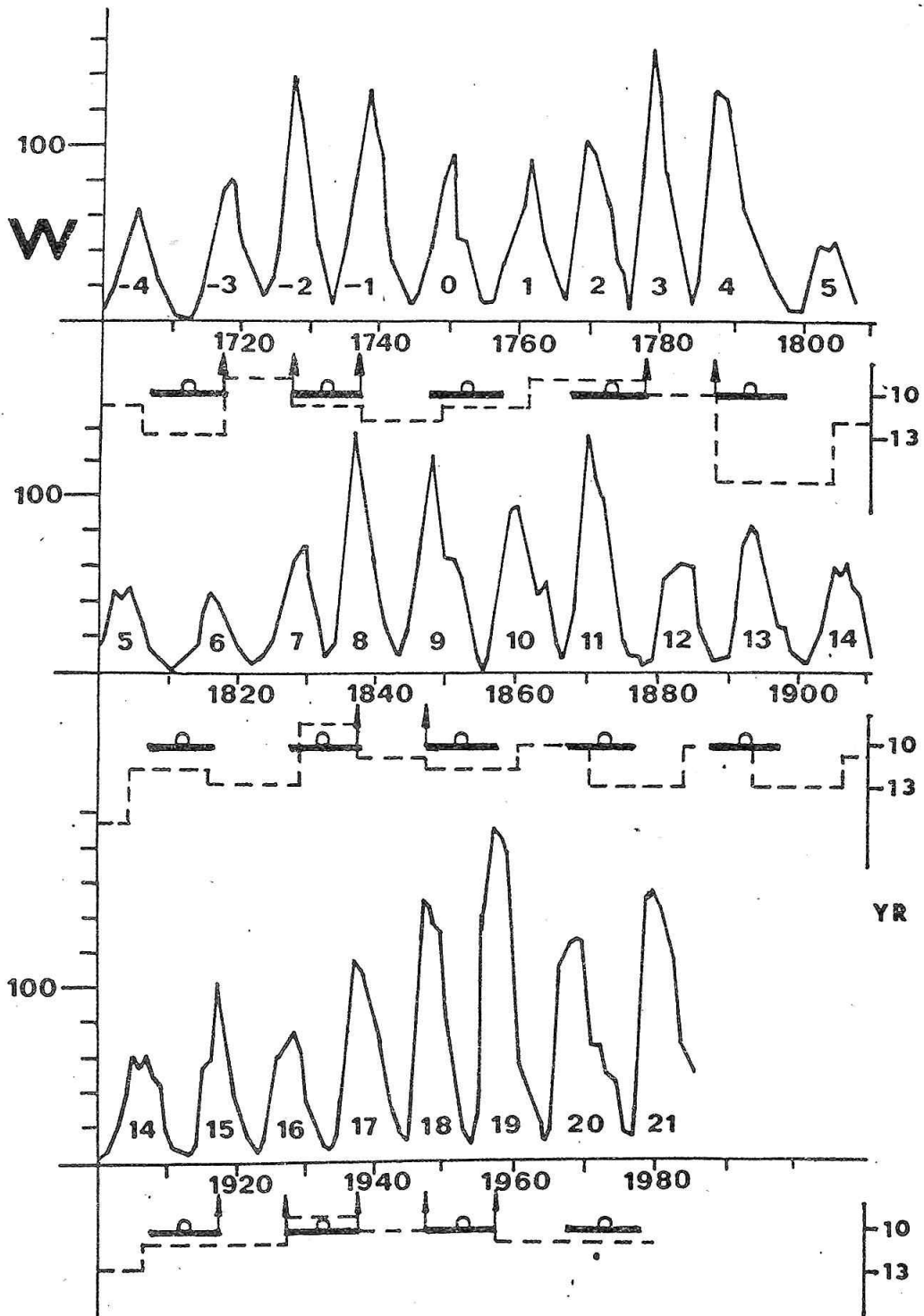


Obr. 6 F - spektrum slunečního pohybu, počítané z 5 vnějších planet.

příslušné dekády. Tenší čarou jsou v obr. 7 označeny délky jednotlivých cyklů od maxima k maximu. Šipkami jsou označeny cykly, jejichž maxima souhlasí s okamžiky vstupu Slunce do smyčky nebo do oblouku (Tab. 2). Jde vesměs o cykly vysoké, s $R > 100$ (c.č. -3, -2, -1, 3, 4, 8, 9, 15 - 19). Délka těchto vysokých cyklů je přibližně 10 let, jejich maxima jsou ostrá a nastávají vždy v 8. - 7. roce desetiletí se kryjí s obdobími harmonického (podle JS-řádu, 120°) rozložení slunečních pohybových prvků (obr. 2). V obdobích nízké sluneční aktivity (c.č. 5 - 7, 12 - 14) jsou cykly delší, 12 - 14 let, s neostrými extrémy. Jsou to období disharmonického rozložení pohybových prvků (obr. 3).

TAB. 1

Cyklus	Vstup Slunce do smyčky (oblouku)	Rok minima	Rok maxima	Rok minima
-3	1717.2	1712	1718	1723
-2	1727.6	1723	1727	1735
-1	1737.5	1733	1738	1744
3	1777.0	1775	1778	1784
4	1787.6	1784	1787
8	1837.7	1833	1837	1843
9	1846.8	1843	1848
15	1916.6	1913	1917	1923
16	1926.4	1923	1928	1933
17	1936.5	1933	1938	1944
18	1946.5	1944	1947	1954
19	1956.0	1954	1957	1964
	2045.6			
	2055.9			
	2065.5			
	2075.4			
	2085.0			
	2095.0			

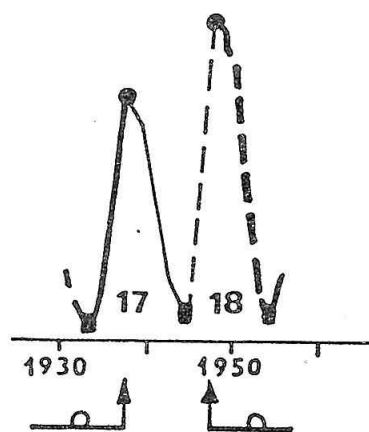
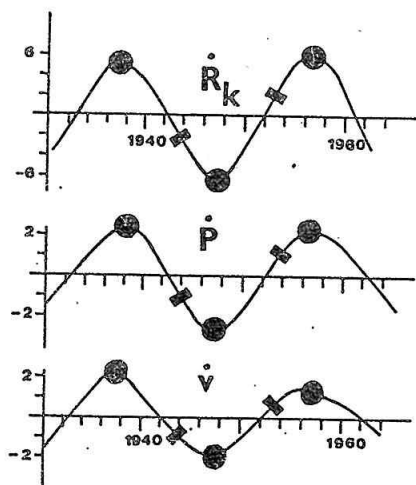
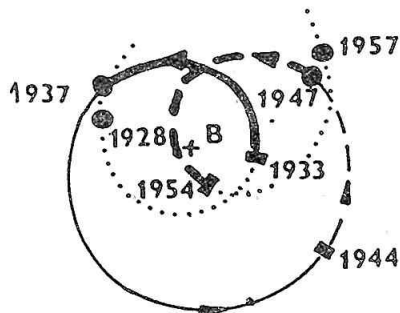
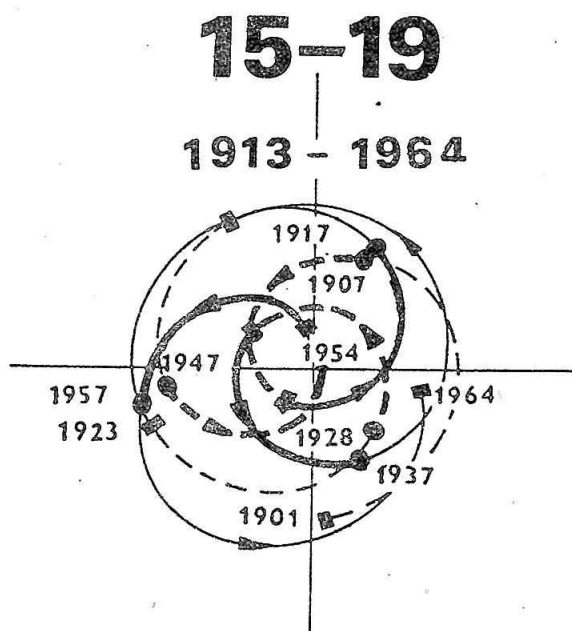


Obr. 7 Sluneční cykly v letech 1700 - 1985. Silné čáry pod nimi udávají časové intervaly pohybových smyček (≈ 9.93 let), tenká čárkovaná čára zachycuje délky cyklů od maxima k maximu. Šípkami jsou označeny cykly, jejichž maxima jsou přibližně shodná s okamžiky vstupů Slunce do smyčky neboli oblouku.

Zjištěnou zákonitost lze nejlépe dokumentovat na dvou, z tohoto hlediska nejvýraznějších skupinách slunečních prvků a cyklů: na výrazném maximum v cyklech 15 - 19 a výrazném minimum, Sabinově, v cyklech 5 - 7, této bezmála 300-leté řady Wolfových čísel.

Na dráhu Slunce v letech 1901 - 1964 byly (obr. 8) zakresleny polohy maxim a minim příslušných slunečních cyklů. Je vidět, že maxima cyklů se časově přibližně shodují s okamžiky vstupu Slunce do smyček nebo oblouků. Obr. 9 dokládá, že jeden cyklus je tvořen pohybem Slunce po odstředivé části smyčky, maximum má přibližně v čase vstupu Slunce do oblouku. Maximum má na konci kruhové střední části oblouku, kde se Slunce pohybuje prakticky rovnoměrným pohybem.

Obr. 8 Dráha Slunce v letech 1901 - 1964 harmonické ($\sim 120^\circ$) rozložení pohybových smyček. Na dráhu Slunce jsou zakreslena maxima a minima cyklů.



Obr. 9b

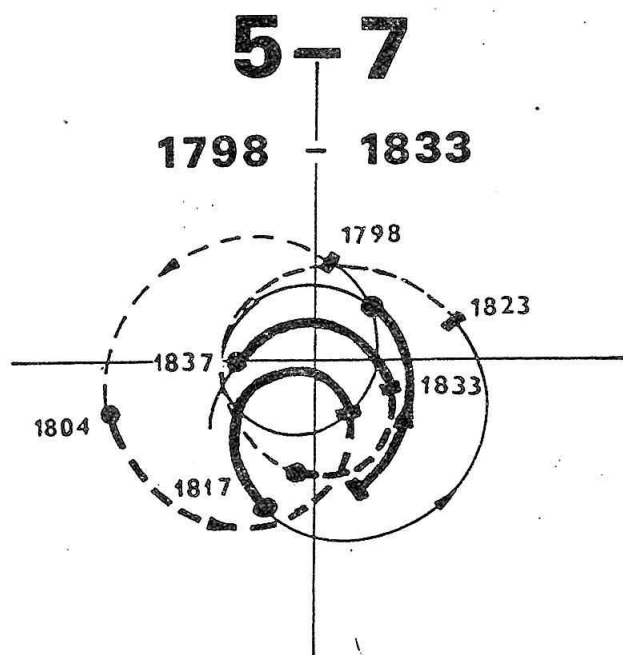
Obr. 9a

Obr. 9 Pohyb Slunce ve vztahu k 17. a 18. cyklu a pohybovým charakteristikám.

Následující cyklus je tvořen po dostředivé větvi kardioidu (= smyčka + oblouk + smyčka), minimum má na konci kruhové střední části smyčky. Tyto skutečnosti by mohli vysvětlit rozdíly v průběhu lichých a sudých cyklů. Pohybuje-li se Slunce rovnoměrným, zde kruhovým pohybem, z počátku vůči bodu minima, později vůči barycentru, sluneční aktivita klesá k minimu. Sluneční aktivita narůstá, jakmile se Slunce pohybuje v odstředivém (dostředivém) směru.

Na obr. 9 jsou uvedeny také 3 charakteristiky, dobře vystihující dynamiku pohybu Slunce. Pro období let 1930 - 1960 je zde zakreslen průběh zrychlení v , změny poloměru křivosti R_k a změny úhlového momentu P . Na křivkách charakteristik jsou zakresleny polohy minim a maxim slunečního cyklu. Je vidět, že extrémů všech tří charakteristik se shodují s maximy slunečních cyklů.

Vztah mezi pohybem Slunce a slunečním cyklem je v období nízké sluneční aktivity, disharmonie pohybových prvků, komplikovanější (obr. 10, c.č. 5 - 7).



Obr. 10 Chaotický (disharmonický) pohyb Slunce v období Sabinova minima (1798 - 1833) - srovnej s obr. 8.

ZÁVĚR

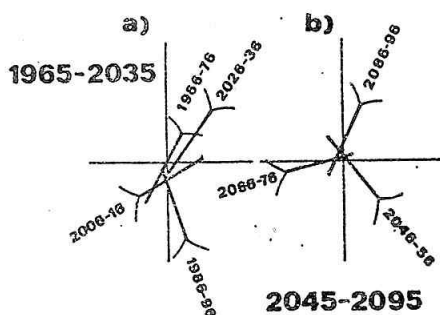
Byla prakticky potvrzena, v mezích současných znalostí, stálá vazba mezi pohybem Slunce a sluneční aktivitou na časovém intervalu 4300 let. Období disharmonického rozložení pohybových prvků, velkých odchylek od JS-řádu, se kryjí s obdobími dlouhodobých minim ve sluneční aktivitě (obr. 3, 4, 5). V pohybu Slunce byly, na základě odchylek od JS-řádu, nalezeny prakticky tytéž dlouhé periody 60, 90, 180, 850, 2200 let, jaké jsou nalézány ve sluneční aktivitě (Charvátová, 1988). Obr. 4 dokládá, že dlouhodobé extrémů sluneční aktivity přicházejí v základním, ~ 180 -letém cyklu. Příští 180-leté minimum $\sim 2000 - 2035$ bude zřejmě mírnější než minimum středověka, neboť jeho odchylky od JS-řádu jsou menší.

Bylo zjištěno, že v obdobích vysoké sluneční aktivity, v obdobích harmonického, podle JS-řádu, rozložení slunečních pohybových prvků, je délka slunečních

cyklů přibližně 10 let, odpovídá průměrnému trvání jednoho pohybového elementu -9.93 let (1/2 JS). Maxima cyklů nastávaly v tomto případě vždy v 7. - 8. roce příslušného desetiletí (obr. 7). Lichý cyklus je tvořen pohybem Slunce po odstředivé, sudý po dostředivé větvi pohybového kardioidu.

V obdobích disharmonického rozložení pohybových prvků je délka cyklů větší, 12 - 14 let, odpovídá "jupiterským" periodám (J, JN, JP, JU), cykly jsou nízké, s neostrými extrémy.

Nyní jsme, bohužel, pravděpodobně před začátkem 180-letého minima sluneční činnosti. Předpověď sluneční aktivity pro následující období je na základě uvedených zjištění zatím nemožná. Lze pouze říci, že cykly budou delší, nízké s neostrými extrémy. Od roku ~ 2040 nastane harmonické rozložení pohybových prvků, mělo by to znamenat vysokou sluneční aktivitu, znovu desetileté cykly s maximy v 7. - 6. roce příslušného desetiletí (obr. 11, Tab. 2).



Obr. 11 Rozložení pohybových smyček ve 21. století.

Bylo pravděpodobně nalezeno možné vysvětlení fyzikálního původu proměnlivosti sluneční aktivity. Mohlo by časem poskytnout možnost spolehlivé a dlouhodobé předpovědi.

LITERATURA

- /1/ Charvátová, I.: 1988, Pohyb Slunce a sluneční aktivita - dlouhé cykly. Sborník ref. ze semináře "Člověk ve svém pozemském a kosmickém prostředí", Úpice, 20.- 23. 4. 1988, v tisku.
- /2/ Charvátová, I.; Kožíšková, M.: 1988, O dlouhodobých extrémech sluneční aktivity. Sborník ref. ze semináře CPZV 601, Praha 11. 5. 1988, GFÚ ČSAV
- /3/ Jakubcová, I.; Pick, M.: 1987, Annales Geophysicae 5B, 2, 135 - 142.
- /4/ Andersen, A. P.; Lomb, N. R.: Yet another look at two classical time series. In: Analysing Time Series: O. D. Anderson (Ed.), 5 - 20, North Holland, Amsterdam, 1980.
- /5/ Anderson, R. Y.; Koopmans, L. H.: 1963, Harmonic analysis of Varve Time Series, JGR, 68, 3, 877 - 893.
- /6/ Berger, A.; Goossens, Ch.; Pestiaux, P.: 1984, Predictability of the Wolf sunspot number. In: Solar-terrestrial Predictions, Proc. of Workshop at Meudon, France, June 18 - 22, (Ed.), P. A. Simon, G. Heckman, M. A. Shea, p. 13.

- /7/ Brier, G. W.: 1961, Some statistical aspects of long term fluctuations in solar and atmospheric phenomena. In: Solar variations, climatic changes and related geophysical problems, Ed. F. N. Furness, New York Acad. Sci., New York, p. 173
- /8/ Gregg, D. P.: 1984, Long term solar cycle modulation. In: Solar-terrestrial Pred., Proc. of Workshop at Meudon, France, June 18 - 22, Ed. P. A. Simon, G. Heckman, M. A. Shea, p. 13
- /9/ Cole, T. W.: 1973, Periodicities in solar activity. Solar Phys. 30, 103 - 110.
- /10/ Sneyers, R.: 1976, Application of least squares to the search for periodicities. J. Appl. Meteorology, 15, 387 - 393.
- /11/ Cohen, T. J.; Lintz, P. R.: 1974, Nature 250, 398.
- /12/ Otaola, J. A.; Zenteno, G.: 1983, On the existence of long term periodicities in solar activity. Solar Phys. 89, 209 - 273.
- /13/ Zhukov, I. V.; Muzalevski, Y. S.: 1969, A correlation spectral analysis of the periodicities in solar activity, Sov. Astron., 13, 473 - 479.
- /14/ Damon, P. E.; Linick, T. W.: 1986, Geomagnetic - heliomagnetic modulation of atmospheric radiocarbon production. Radiocarbon, 28, 2A, 266 - 278.
- /15/ Stuiver, M.; Quay P. D.: 1980, Changes in Atmospheric Carbon - 14 Attributed to a variable Sun, Science 207, 4426, 11 - 19.
- /16/ Burns, M.; Münnich, K. O.; Becker, B.: 1980, Natural radiocarbon variations from AD 200 to 800. Radiocarbon, 22, 2, 273 - 7.

ZELENÁ A ČERVENÁ KORÓNA V CYKLE 21

V. Rušin, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

V práci sú uvedené výsledky o asymetrii, rotácii, ionizačnej teplote a časovo-šírkovom rozdelení svietivosti červenej a zelenej koróny v 21. cykle. Maximum svietivosti červenej koróny (ČK) takmer koincidovalo s maximom Wolfovho čísla (R). Na začiatku a ku konci cykla sa pozorovali podružné maximá, pričom pomer medzi týmito podružnými maximami a hlavným maximom je okolo 1:2, medzi minimom a maximom 1:4. Maximum svietivosti zelenej koróny (ZK) nastalo v rokoch 1981/82, t.z. viac ako dva roky po R. Aj napriek tomu, súhlas medzi ZK a R v detailoch vo väčšine prípadov je dobrý. Časovo-šírkový vývoj oboch korón na jednotlivých pologuliach je mierne rozdielny. Koróna pre Slnko ako hviezdu v cykle 21 rotovala asi o 4,6% rýchlejšie ako v cykle 20. Nad južnou pologulou ZK rotovala diferenciálne, nad severnou pologulou takmer na spôsob pevného telesa. Rozdiely sa pozorujú aj vo výskyte iných krátkotrvajúcich zjasnení medzi cyklami 20 a 21, podobne ako aj v priemernom vyžiarenom výkone: v cykle 20 bol $7,97 \cdot 10^{16}$ W/sr a v cykle 21 $9,28 \cdot 10^{16}$ W/sr (nárast o 7,6%). Severo-južná asymetria oboch korón mala kolísavý charakter, pričom vyššia ionizačná teplota koróny nad severnou pologulou bola v rokoch 1976/2 - 1983/1; v zostávajúcich rokoch to bolo nad južnou pologulou. Vývoj intenzít ZK budúceho cyklu začína v predchádzajúcom cykle v šírkach $\pm 70^\circ$; k deleniu na rovníkovú a polárnu zónu dochádza v okolí minima cyklu v stredných šírkach.

ÚVOD

Koróna je najvrchnejšou zložkou slnečnej atmosféry, ktorá vo forme slnečného vetra zasahuje ďaleko za obežnú dráhu našej Zeme. Už najstaršie systematické pozorovania koróny počas úplných zatmení Slnka koncom minulého storočia ukázali, že tvar koróny a jej štruktúra sa menia v priebehu cyklu slnečnej aktivity. Novšie pozorovania, robené v širokej škále elektromagnetického žiarenia tieto prvotné závery nielen potvrdili, ale aj rozšírili v tom zmysle, že sa upresnil rozsah a variácie jednotlivých zložiek koróny, ich časovo-šírkový vývoj a vzťah k iným prejavom aktivity, od morfológického popisu sa prešlo k štúdiu fyzikálnych parametrov koróny a pod. Získané poznatky slúžia nielen pre dokonalejšie poznanie fyziky Slnka ako hviezdy, ale pomáhajú študovať aj slnečno-zemské vzťahy.

V ďalšej časti nášho článku sa budeme zaoberať časovo-šírkovým vývojom intenzít ZK (530,3 nm, ión Fe XIV) a ČK (637,4 nm, ión Fe X) v cykle 21. Uvediem

aj výsledky o rotácii ZK a iných jej krátkoperiodických zjasneniach, severo-južnú asymetriu a ionizačnú teplotu a poukážeme aj na súvislosť medzi ZK, reprezentovanou koronálnym indexom (KI) a podobnými celoslnečnými indexami.

Štúdium oboch korón, zelenej a červenej, je založené na ich intenzitách, ktorých veľkosť je daná hustotou a teplotou. Intenzita oboch korón rastie s druhou mocninou elektrónovej hustoty, a v prípade ZK aj s teplotou, kým pre ČK jej intenzita s teplotou klesá, pretože klesá zastúpenie iónu Fe X. Preto, interpretácia ČK je ťažšia ako ZK. Fyzikálne podmienky pre vznik intenzít spomínaných čiar sú také, že sa dajú pozorovať takmer okolo celého slnečného disku v priebehu celého cyklu, ich intenzity z asi 40 ďalších emisných koronálnych čiar sú najjasnejšie, a ich pozorovaní je najviac.

Pre ďalšie štúdium, ktorých výsledky s krátkym komentárom uvedieme hlavne graficky, sa použili priemerné mesačné alebo polročné hodnoty intenzít. Detaily o pozorovaniach, metodike spracovania, problémoch a poznatkoch pri výskume koróny sa dajú nájsť v monografii "Slnečná koróna" (Rušin a Rybanský, 1989).

2. ČERVENÁ KORÓNA

Intenzity ČK vznikajú v chladnejších oblastiach koróny, pri $T \approx 1,0 \cdot 10^6 \text{ K}$. V priemere sú asi 2,5 krát nižšie ako intenzity ZK, hoci v zriedkavých prípadoch občas platí aj opak. ČK sa najčastejšie pozoruje v šírkach $\pm 50^\circ$; v zostávajúcich šírkach zriedkavo, najmä v pulzoch aktivity. Priebeh polročných hodnôt intenzít pre celé Slnko je uvedený na obr. 1, časovo-šírkové rozdelenie na obr. 2 a 3. Hoci časovo-šírkový vývoj na jednotlivých pologuliach je rozdielny (súhlas je len pri vývoji v podružných maximách), maximum ČK sa pozoruje takmer v koincidencii s R. Pomer intenzít medzi podružnými maximami a hlavným maximom je 1:2, medzi minimom a maximom 1:4 (pre ZK je okolo 1:10). V priebehu cyklu vo všetkých šírkach sa pozorujú určité pulzy zjasnení (v oblasti pólův 3, inde 3 - 5), s periodicitou 1,5 - 3 roky. V šírkach $\pm 5^\circ$, vrátane rovníka, v jednotlivých pulzoch aktivity sa môžu pozorovať rovnako veľké intenzity. Hoci existencia podružných maxím je reálna, a boli pozorované aj v skorších cykloch, nepotvrdila sa reálnosť druhého maxima, intenzitne rovnakého ako prvé maximum, ktoré malo koincidovať s minimom cyklu. Domnievame sa, že tento efekt vznikol na základe malého počtu pozorovaní.

3. ZELENÁ KORÓNA

Intenzity ZK vznikajú v koróne pri $T \approx 2,0 \cdot 10^6 \text{ K}$, a lepšie odrážajú fotosferickú aktivitu v koróne ako ČK (tam niekedy hustota a teplota pôsobia proti sebe pri vzniku intenzity, kým v prípade ZK nie). Priebeh polročných hodnôt intenzít ZK a R je ukázaný na obr. 4 (pre porovnanie aj v cykle 20). Najväčším prekvapením je, že maximum svietivosti ZK v cykle 21 nastalo asi 2 roky po maxime R, čo v predchádzajúcich cykloch sa nepozorovalo. Dôvody pre takýto stav doposiaľ nie sú známe, ale obdobný vývoj sa pozoroval aj v niektorých iných indexoch slnečnej aktivity (obr. 5). Dá sa predpokladať, a v skutočnosti sa to aj pozorovalo, že v rokoch 1979/2 - 1981/1 ionizačná teplota koróny (tabuľka 1) bola

relatívne nízka (takmer ako v minime cyklu) na strane jednej, a hustota častíc v r. 1981/2 - 1982/2 bola aspoň tak vysoká ako v r. 1979/1.

Časovo-širokový vývoj ZK je ukázaný na obr. 6 a 7. Vzrast intenzít v r. 1981/82 sa nepozoruje len v stredných a nízkych šírkach, ale takmer vo všetkých šírkach (platí najmä pre severnú pologuľu). Napriek uvedenému diferencovanému vývoju medzi ZK a R pre cyklus 21 ako celok, v kratších časových obdobiach medzi R a KI existuje dobrý súhlas (obr. 8).

Dlho nebolo známe, kde sa vyvíjajú intenzity pre rovníkovú (polárnu) zónu, alebo či medzi nimi existuje nejaká súvislosť. Riešeniu tejto otázky je venovaný obr. 9, kde sú znázornené maxima mesačných priemerov intenzít ZK. Pripomíname, že v rovníkovej zóne sú intenzity asi o jeden rád väčšie ako v polárnej zóne, ale to isté platí medzi intenzitami rovníkovej zóny medzi maximom a začiatkom (koncom) cyklu. Bez ohľadu na túto skutočnosť vidíme, že vývoj nových intenzít začína tesne po maxime R v šírkach $\pm 70^\circ$ a končí pri rovníku na konci nasledujúceho cyklu, t.z. trvá 17 - 18 rokov. Polárna zóna, vývoj ktorej končí v maxime nasledujúceho cyklu, z prv spomínanej zóny sa začína vydeľovať v stredných šírkach v okolí (pred) minima cyklu. Medzi došlými vetvami k pólom a novými intenzitami je prestávka asi 1 rok. Navyiac zdá sa, že v počiatkových fázach vývoja nových, zvýšených intenzít, dochádza k ich určitým osciláciám okolo póllov.

Priebeh severo-južnej asymetrie je uvedený na obr. 10 (pre oba cykly). Za povšimnutie stojí pomerne veľká asymetria ČK v prospech severnej pologule ku koncu cyklu 21. V uvedenom období (1983/2 - 1986/2) pozorovala sa zasa prevaha ionizačnej teploty v prospech južnej pologule (pre prvé obdobie v cykle 21 tomu bolo naopak). Stredná ionizačná teplota sa určovala podľa Waldmeiera (1971). Východzie údaje (polročné súčty priemerných intenzít), z nich odvodená stredná ionizačná teplota a jej asymetria sú uvedené v tabuľke 1. Zdá sa tiež na základe údajov za dva posledné cykly, že v prvých rokoch nového cyklu je teplejšia severná pologuľa, ku koncu cyklu je tomu naopak.

Štúdium Slnka ako hviezdy umožňuje KI. Na jeho základe sa určila rotácia koróny pre Slnko hviezdu a iné krátkodobé periodicity v zjasnení ZK. Výsledky sú uvedené na obr. 11. Ukázalo sa, že koróna ako celok v cykle 21 rotovala o 4,5% rýchlejšie ako v cykle 20. Navyiac, veľmi často sa pozorovali dva módy rotácie, niekedy s významnosťou rovnakou alebo veľmi blízkou. S rýchlejšou rotáciou by mohol súvisieť aj zvýšený priemerný vyžiarený výkon, ktorý v cykle 21 bol $9,28 \cdot 10^{16}$ W/sr, kým v cykle 20 bol $7,97 \cdot 10^{16}$ W/sr (vzrast o 7,6%). Závislosť rotácie koróny v jednotlivých šírkach je ukázaná na obr. 12. Z neho vyplýva, že kým nad južnou pologuľou sa pozoruje diferenciálna rotácia, nad severnou pologuľou prevláda rotácia na spôsob pevného telesa! Najrýchlejšia rotácia sa nepozoruje nad rovníkom, ale v šírkach $\pm 10^\circ - \pm 30^\circ$ (efekt vzniku aktívnych oblastí vo fotosfére a s nimi spojeného vývoja koronálnych intenzít).

Okrem základnej modulácie svietivosti ZK (a aj ČK) spôsobenej rotáciou (nerovnomerné rozdelenie aktívnych oblastí) s trvaním okolo 27 dní (synodická rotácia), pre ZK sa explicitne určili aj ďalšie významnejšie periodicity zvýšenej svietivosti (pre ČK budú podobné), ktoré sú uvedené v tab. 2.

3. ZÁVER

Obe koróny odrážajú fotosferickú aktivitu celkom prijateľne, i keď každá z nich trochu inak. To len poukazuje na genetickú súvislosť javov od fotosféry do koróny (a medzi nimi navzájom), a odtiaľ do slnečného vetra. ZK vo viacerých ukazovateľoch sa chovala v cykle 21 inak ako v cykle 20. Dôvody známe zatiaľ nie sú, i keď jeden - možno pochybný - sa hneď rysuje: odlišný vývoj ZK v porovnaní s predchádzajúcimi cyklami mohol byť spôsobený konšteláciou planét, ku ktorému v okolí maxima cyklu 21 došlo.

Poďakovanie

Zároveň úprimne ďakujem spolupracovníkom RNDr. E. Dzifčákovej, K. Maníkovi, P. Bendíkovi a R. Mačurovi za urýchlenú prípravu niektorých dát a prípravu obrázkov.

LITERATÚRA

- Rušin, V.: Rybanský. M.: 1989, Slnečná koróna (VEDA, Bratislava)
 Waldmeier, M.: 1971, Solar Phys., 20, 332.

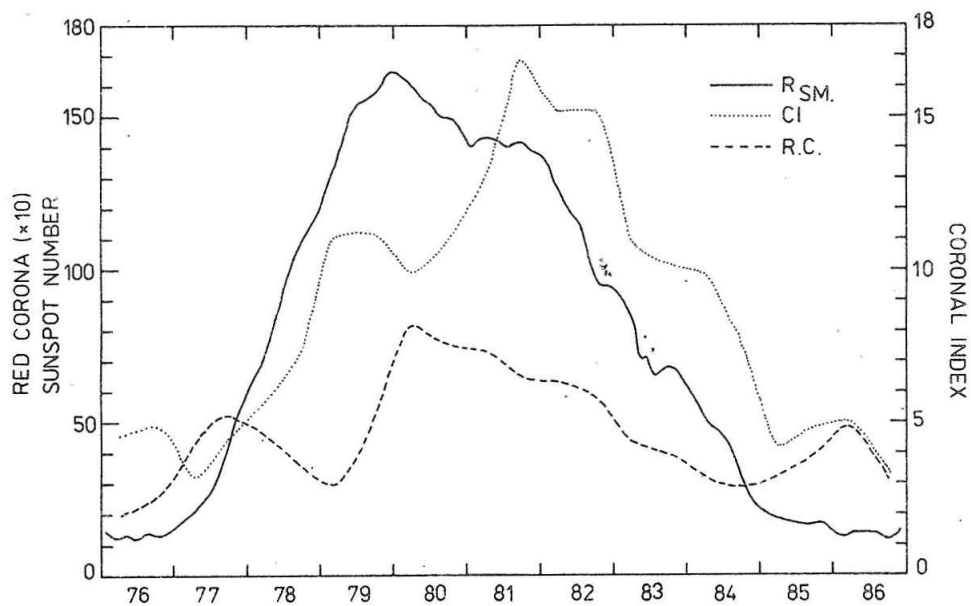
TAB 1 Priemerné polročné intenzity koronálnej čiary 530.3 nm (Z) a 637.4 nm (Č), ich asymetria (A), pomer ($I_Z/I_{\check{C}}$) a priemerná ionizačná teplota pre severnú a južnú pologuľu (T_S, T_J) a jej pomer (T_S/T_J).

	530,3			637.4			S J		T_S	T_J	T_S/T_J
	S	J	A	S	J	A	$I_Z/I_{\check{C}}$	$I_Z/I_{\check{C}}$			
1976/1	195	227	-0.076	118	98	0.093	1.64	2.32	1.59	1.64	0.97
/2	264	228	0.073	139	124	0.057	1.90	1.84	1.61	1.61	1.00
1977/1	320	308	0.019	232	232	0.000	1.38	1.33	1.58	1.58	1.00
/2	488	379	0.126	280	278	0.004	1.74	1.36	1.59	1.58	1.01
1978/1	642	467	0.158	248	241	0.014	2.59	1.94	1.66	1.62	1.02
/2	743	677	0.046	182	200	-0.047	4.10	3.38	1.76	1.71	1.03
1979/1	1029	961	0.034	134	180	-0.146	7.70	5.34	1.79	1.77	1.01
/2	1038	915	0.063	262	284	-0.040	3.96	3.23	1.75	1.70	1.03
1980/1	852	938	-0.048	345	506	-0.189	2.74	1.85	1.65	1.61	1.02
/2	928	934	-0.003	408	391	0.021	2.28	2.39	1.64	1.65	0.99
1981/1	1292	1131	0.066	416	367	0.063	3.11	3.08	1.69	1.69	1.00
/2	1507	1526	-0.006	273	408	-0.198	5.51	3.74	1.77	1.74	1.02
1982/1	1311	1466	-0.056	303	374	-0.105	4.33	3.92	1.76	1.75	1.01
/2	1441	1336	0.038	265	361	-0.153	5.43	3.70	1.77	1.74	1.02
1983/1	949	1125	-0.085	178	283	-0.228	5.33	3.98	1.77	1.75	1.01
/2	842	1070	-0.119	232	200	0.074	3.63	5.35	1.73	1.77	0.98

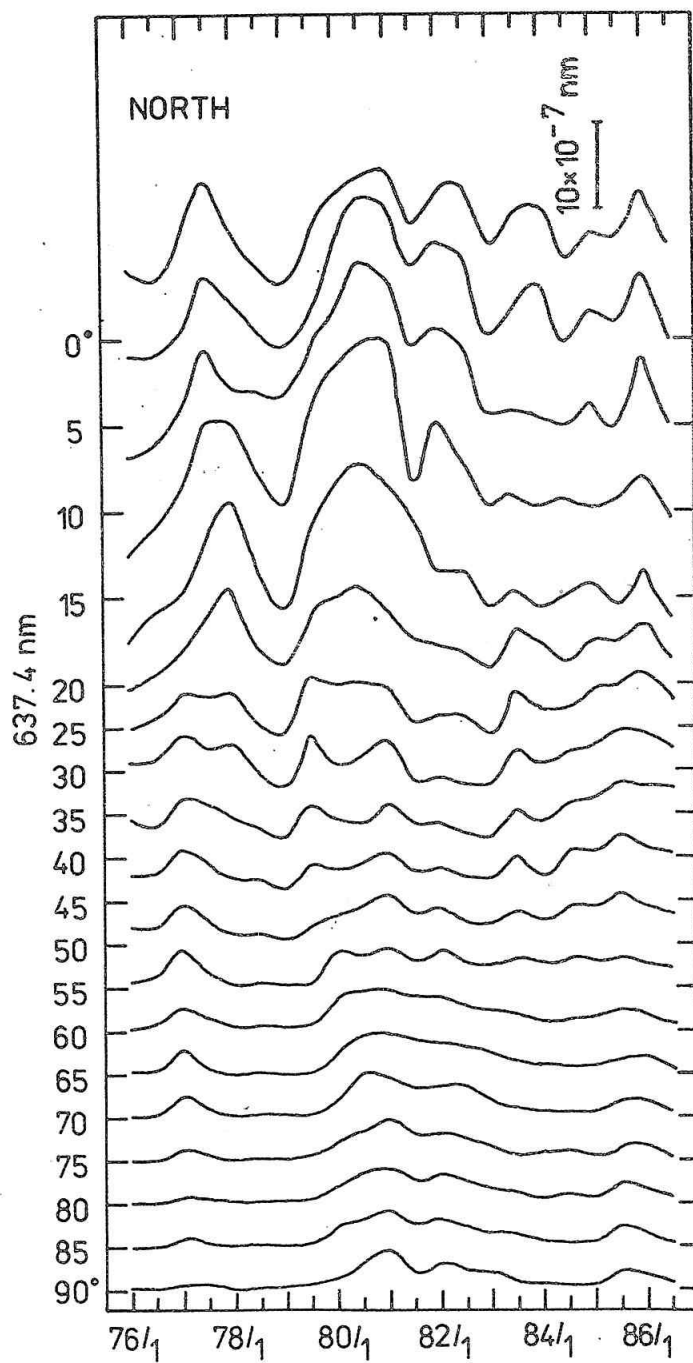
1984/1	835	1082	-0.129	204	155	0.136	4.09	6.98	1.75	1.79	0.98
/2	683	786	-0.069	196	120	0.241	3.47	6.56	1.72	1.78	0.97
1985/1	377	481	-0.120	224	126	0.280	1.68	3.82	1.60	1.74	0.92
/2	414	528	-0.121	244	169	0.182	1.69	3.13	1.60	1.69	0.94
1986/1	398	498	-0.112	288	234	0.103	1.38	2.13	1.58	1.63	0.97
/2	357	281	0.119	195	144	0.150	1.83	1.95	1.61	1.62	0.99

TAB. 2 Význačnejšie krátkodobé periodicity ujasnení zelenej koróny ako boli určené z koronálneho indexu.

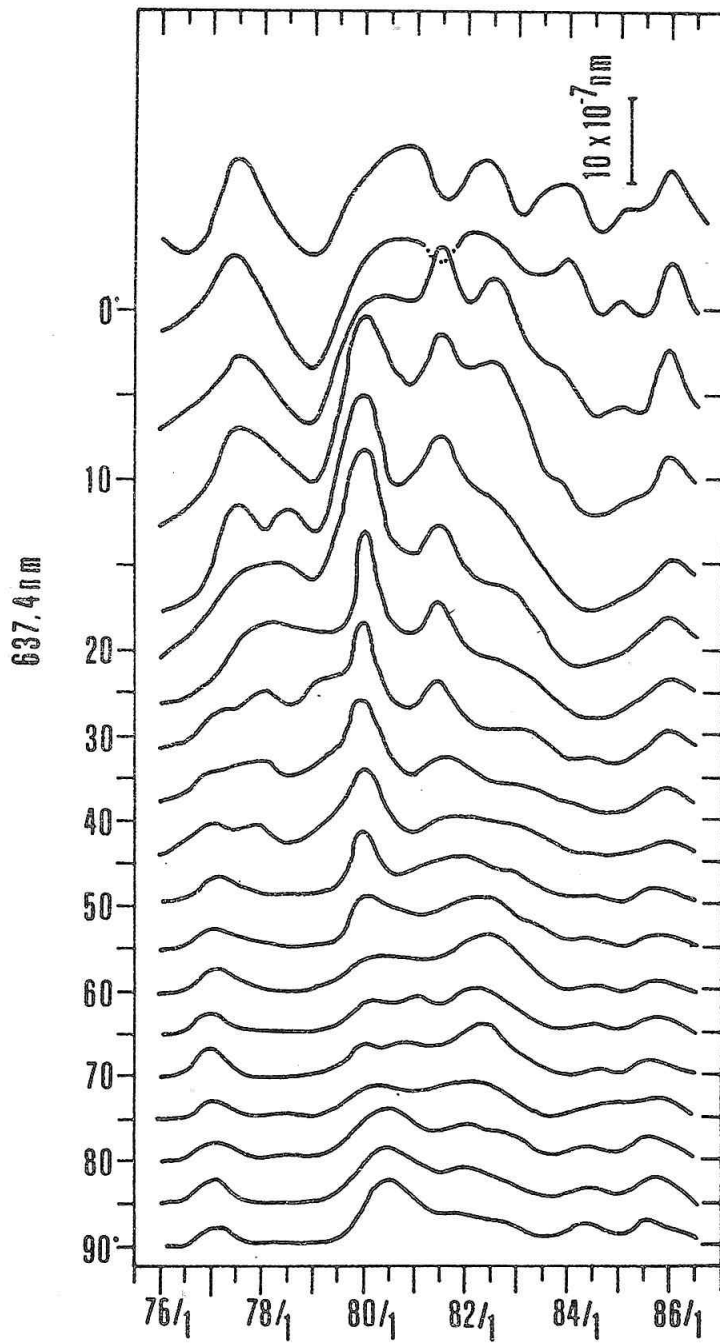
Cyklus 20	Cyklus 21
88,8 dní	75,0 dní
-	185,8 dní
2,19 rokov	2,49 rokov
3,45 rokov	-
5,07 rokov	5,24 rokov



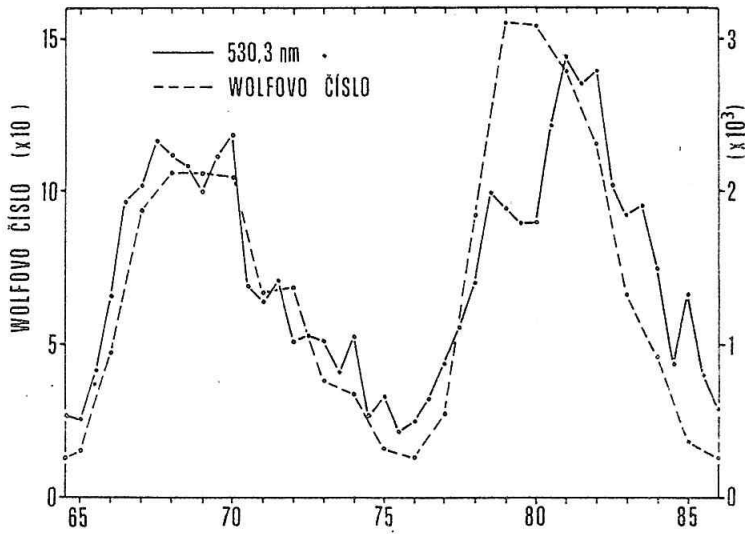
Obř. 1 Priebeh polročných hodnôt intenzít ĆK (preruřovaná Ćara), R (spojitá Ćara) a KI (bodkovaná Ćara).



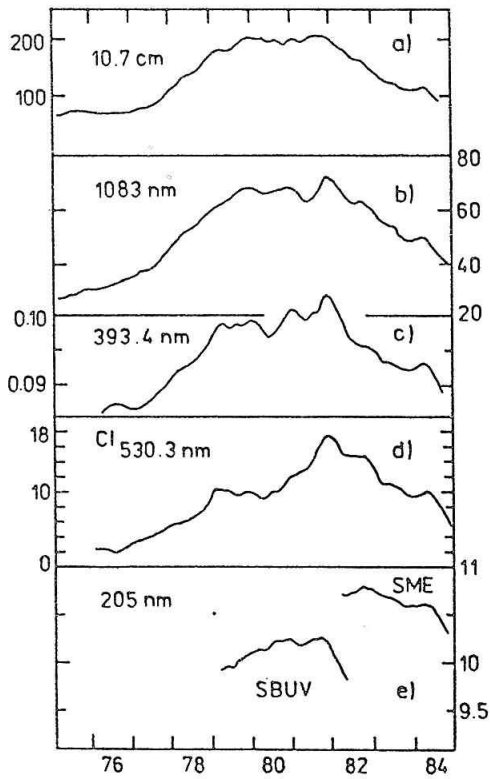
Øbr. 2 Časovo-širokový vývoj intenzít ĆK (polročné priemery) na severnej pologuli.



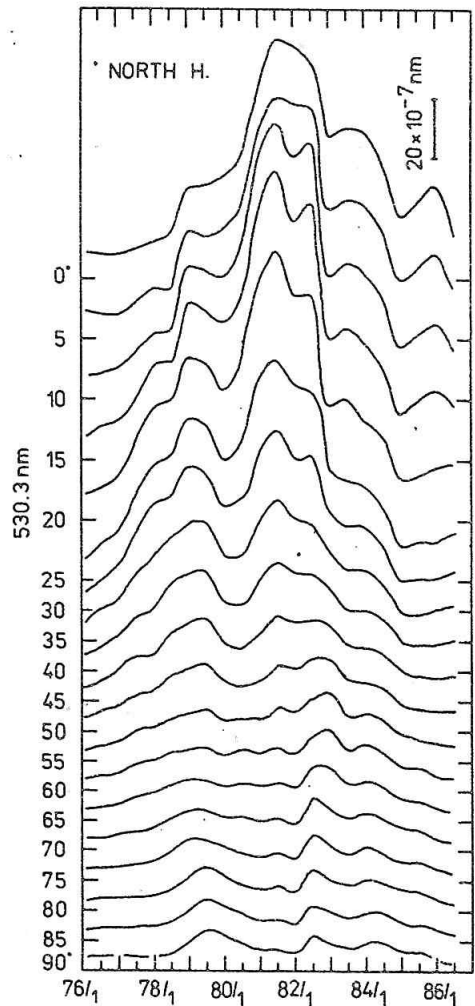
Obr. 3 Časovo-šírkový vývoj intenzít ČK (polročné priemery) na južnej pologuli.



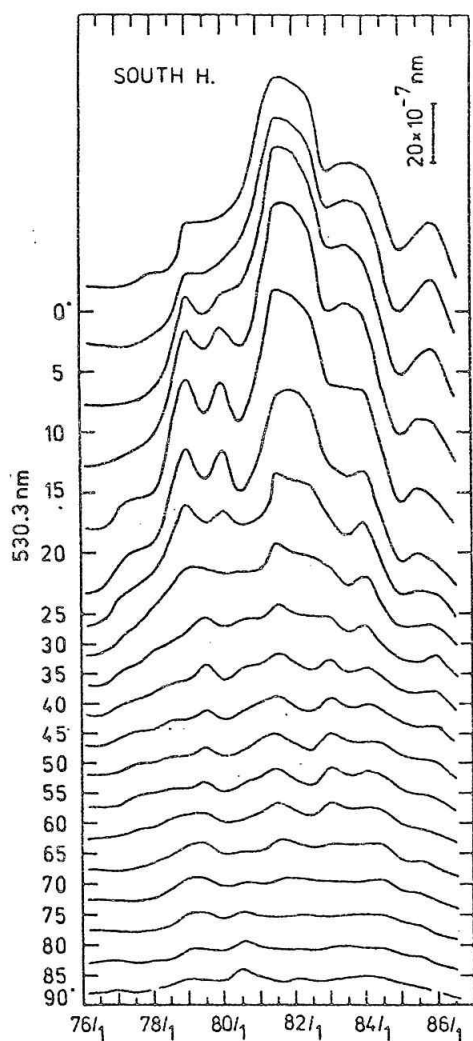
Obr. 4 Priebeg polročných hodnôt ZK a R (cykly 20 a 21).



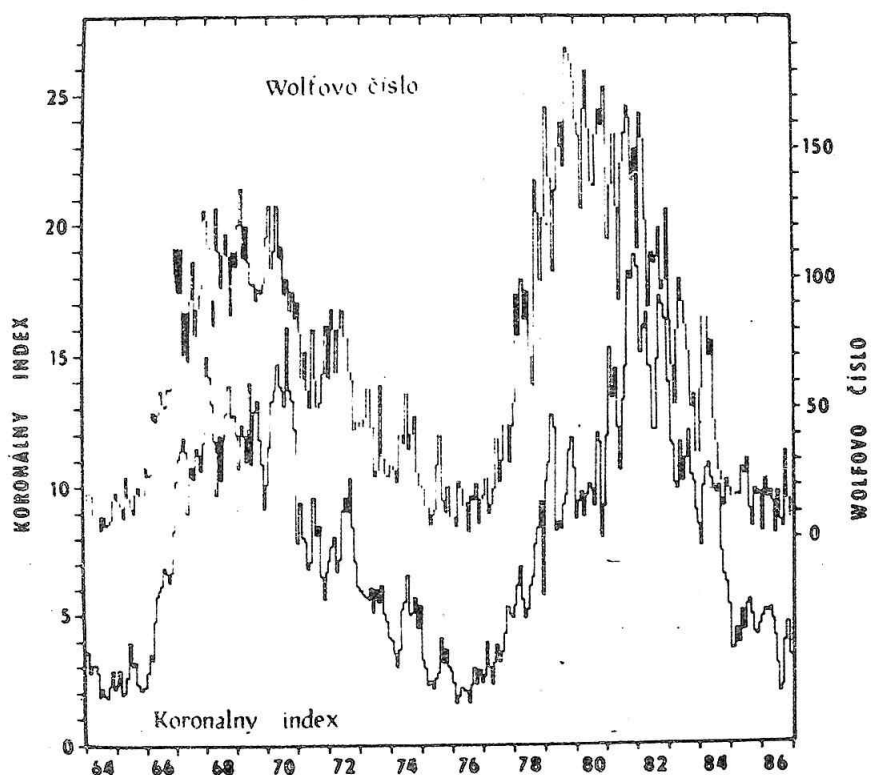
Obr. 5 Porovnanie KI s podobnými celoslnečnými indexami (7 mesačné vyhladené hodnoty z mesačných priemerov).



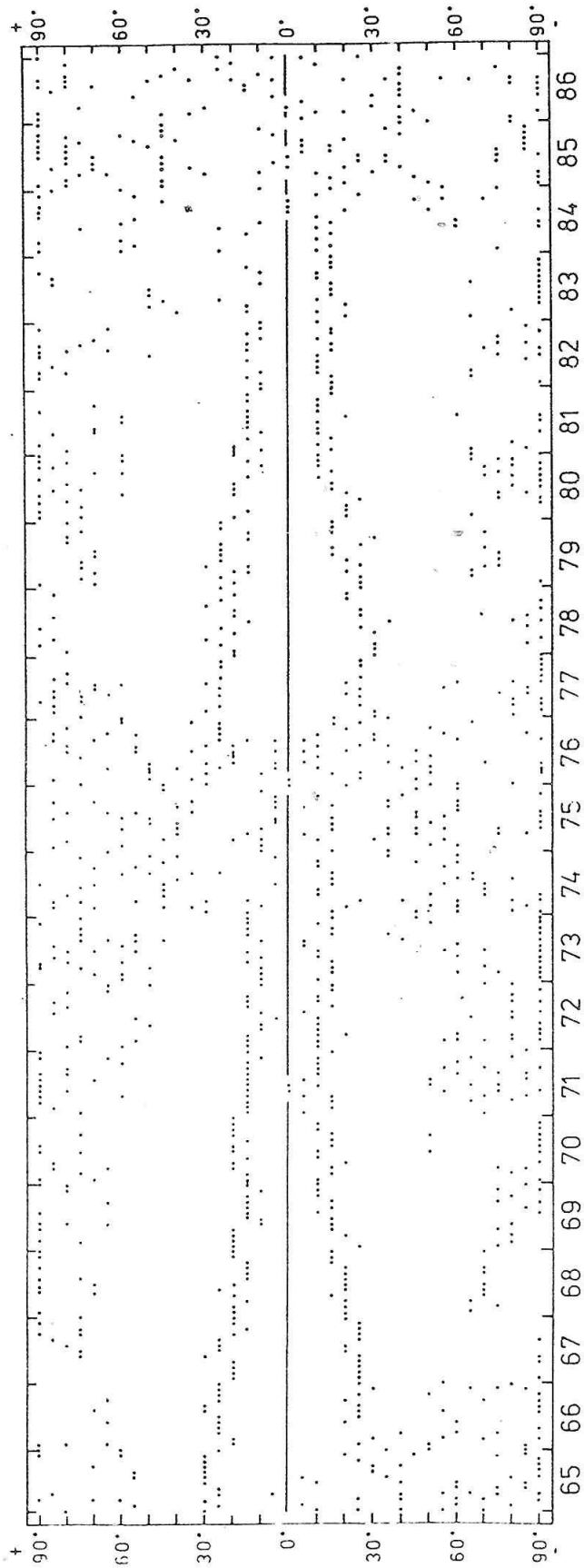
Obr. 6 Časovo - šírkový vývoj intenzít ZK (polročné priemery) na severnej pologuli.



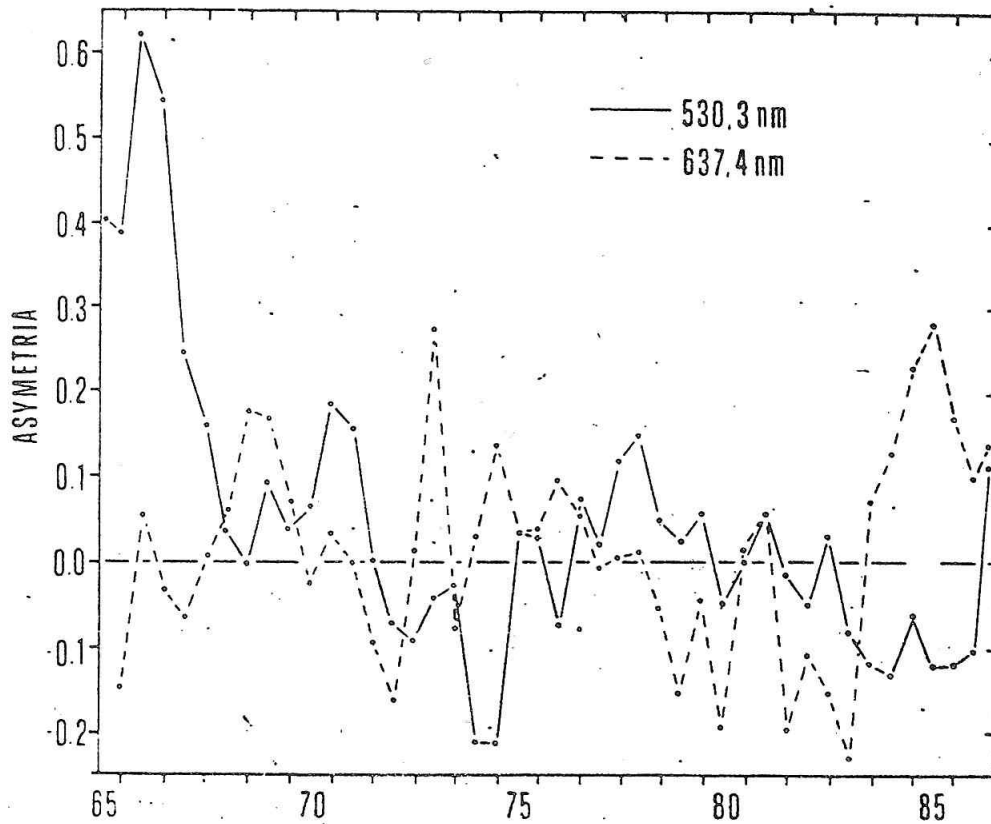
Obr. 7 Časovo - šírkový vývoj intenzít ZK (polročné priemery na južnej pologuli).



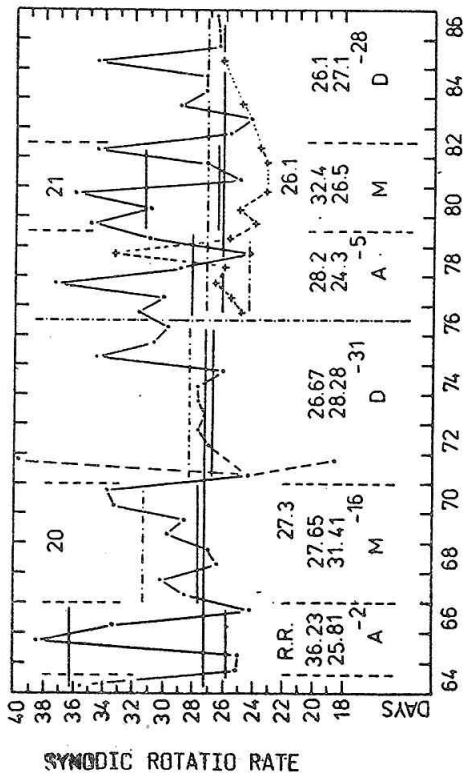
Obr. 8 Porovnanie R a KI (mesačné priemery v cykloch 20 a 21.



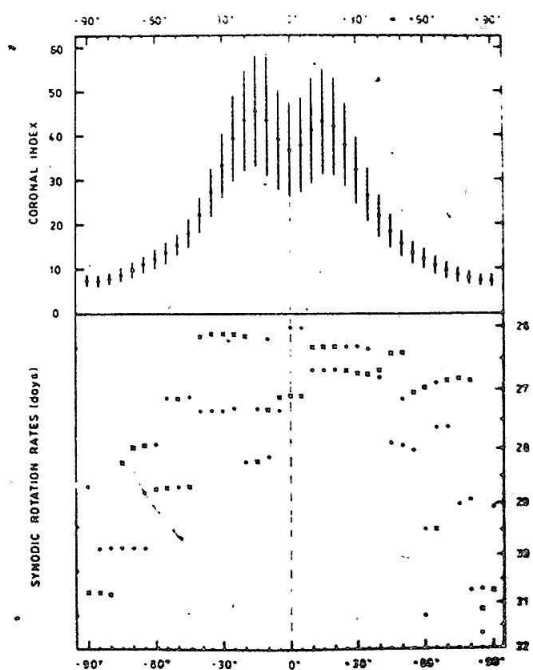
Obr. 9 Výskyt maximálnych hodnôt koronálnych intenzít v jednotlivých šírkach získaný z mesačných priemerov (m - minimum cyklu, M - maximum cyklu).



Obr. 10 Severo - južná asymetria ZK a ČK (polročné priemery).



Obr. 11 Znáznornenie synodickej rotácie ZK pre Slnko ako hviezdu (číselné údaje sú uvedené v dolnej časti). Vodorovné dlhé čiary udávajú rotáciu, ktorá sa získala použitím všetkých hodnôt v danom cykle (hodnoty v 1. riadku). Kratšie vodorovné čiary znázorňujú rýchlosť rotácie, ktorá bola určená z hodnôt v jednotlivých fázach cyklu, ohraničených zvislými čiarami (hodnoty sú uvedené v riadku druhom - základná rotácia - a v riadku treťom - druhý mod rotácie, ktorého nižšiu % významnosť voči základnej rotácii udáva index tretieho riadku). Lomené (čiarkovaná druhý mod rotácie) krivky reprezentujú rýchlosť rotácie určenú z údajov za 185 dní, so štartom 1. 1. 1964.



Obr. 12 Závislosť rotačnej rýchlosti ZK od heliografickej šírky v cykle 21 (krížiky: základná rotácia; body: druhý mod rotácie - relatívny rozdiel vo významnosti voči základnej rotácii zatiaľ určený nebol). V hornej časti obrázku je stredný chod KI (body) a jeho rozkmit (zvislé čiary) v jednotlivých šírkach.

GEOAKTÍVNE PREJAVY KORONÁLNYCH TRANZIENTOV

J. Kiss, Geofyzikálny ústav CGV SAV Hurbanovo
Z. Vörös, Geofyzikálny ústav CGV SAV Hurbanovo

ABSTRAKT

Vychádzajúc z hypotézy, že koronálne tranzienty predstavujú v medziplanetárnom priestore veľkorozmerné magneticky uzavreté plazmové útvary, vyšetruje sa ich možná geomagnetická odozva.

Od objavenia koronálnych tranzientnych úkazov (Coronal Mass Ejection - CME) pomocou koronografu na palube družice OSO-7 /1/ sa objavilo veľké množstvo teoretických /2 - 6/, ale aj experimentálnych prác /7 - 11/. V týchto prácach sa hľadali odpovede na niektoré principiálne otázky, ktoré možno formulovať takto:

1. Akým spôsobom sú generované koronálne tranzienty?
2. Dynamika ich šírenia v nižšej koróne
3. Aké medziplanetárne plazmové štruktúry (povedzme na vzdialenosť 1 AU) zodpovedajú koronálnym tranzientom?

Posledná otázka je obzvlášť zaujímavá a dôležitá z hľadiska fyziky vzťahov Slnko - Zem, pretože tieto veľkorozmerové plazmové útvary hmotnosťou $\sim 2 \cdot 10^{13}$ kg a celkovou energiou 10^{25} J môžu súvisieť s poruchami geomagnetického poľa /12/.

V tomto príspevku sa zaoberáme práve touto problematikou, konkrétne vyšetrením vzťahu medzi koronálnymi tranzientami zaregistrovanými v období máj 1979 - december 1982 pomocou koronografu SOLWIND umiestneného na palube kozmickej sondy P-78-1 /23, 24/ a zodpovedajúcimi geomagnetickými búrkami. Naše poznatky o koronálnych tranzientoch majú zatiaľ iba popisný charakter. Vyčerpávajúcu informáciu o CME možno získať z prehľadových referátov /13, 14, 15/.

Hľadať priamy vzťah medzi ejakciami koronálnej hmoty a zodpovedajúcimi medziplanetárnymi úkazmi nie je jednoduchá úloha. Je dokázané, že koronálne ejakcie s väčšou rýchlosťou než 500 km/s sú obvykle spojené s nárazovými vlnami a slnečnými erupciami, pomalšie ejakcie zase s erupčivými protuberanciami /16/. Nepoznáme žiaľ ani presnú geometrickú štruktúru koronálnych tranzientov a pretože koronografy zaznamenávajú len ich priemet do ohniskovej roviny prístroja, je ťažké identifikovať zodpovedajúcu aktivitu na povrchu Slnka. Avšak sa ukázalo, že pre energetickejšie a rýchlejšie koronálne tranzienty je charakteristická dlhotrvajúca aktivita mäkkého X-žiarenia /17/ na základe čoho tiež

možno odhadnúť miesto generovania koronálneho tranzientu.

V medziplanetárnom priestore pre rôznorodosť fyzikálnych predstáv a tiež kvôli nejednoznačnej interpretácii experimentálnych výsledkov situácia nie je oveľa prehľadnejšia.

Nie je napríklad jasné, čomu odpovedajú plazmové útvary nasledujúce obvykle po medziplanetárnom nárazovom fronte, či sú pozostatkami koronálnych tranzientov, či odpovedajú koronálnemu rádiovému žiareniu typu IV, alebo odpovedajú priamo erupčnému výronu.

Ďalšie zistené charakteristiky medziplanetárnych plazmových oblakov sú: zvýšenie výskytu He^{++} , extrémne nízka elektrónová a protónová teplota, veľká intenzita vnútorného magnetického poľa, dvojsmerovosť toku suprathermálnych elektrónov a energetických iónov (bidirectional streaming), rotácia smeru magnetického poľa, čo je nazvaná ako "magnetický oblak" /18/. Podľa Goslinga a kol. /19/ dvojsmerovosť toku suprathermálnych elektrónov sa v blízkosti Zeme vyskytuje mesačne zhruba 3x a polovica prípadov je spojených s rýchlymi nárazovými vlnami.

Na druhej strane, v slnečnom vetre boli identifikované aj také pomalé uzavreté plazmové oblaky so zvýšenou hustotou (protónová hustota $> 15 \text{ cm}^{-3}$), ktoré neboli spojené s vysokorýchlostnými nárazovými vlnami a s väčšou kompresiou plazmového materiálu (NCDE's - Noncompressive Density Enhancements /20/). Vo vnútri takýchto oblakov intenzita magnetického poľa nie je zvýšená vzhľadom na okolitú plazmu a protónové a elektrónové teploty sú typické pre pokojný slnečný vietor.

Pravdepodobne takéto oblaky odpovedajú pomalším koronálnym ejakciám generovaným erupčivými protuberanciami.

Pre vysokú elektrickú vodivosť medziplanetárnej plazmy však vo všetkých prípadoch môžeme očakávať, že materiál medziplanetárnych oblakov sa nepremiešava s okolitým materiálom slnečného vetra, a preto i vo vzdialenosti 1 AU koronálne tranzienty sa javia ako uzavreté (napr. magneticky) plazmové útvary s už spomenutými vlastnosťami.

Gosling a kol. /21/ preto pre prípad rýchlych oblakov predpokladali, že v závislosti od rýchlosti plazmového oblaku a smeru medziplanetárneho magnetického poľa (od Slnka alebo ku Slnku), medziplanetárne magnetické pole je pred oblakom silne deformované a môže mať prevažne južnú alebo severnú orientáciu v blízkosti Zeme.

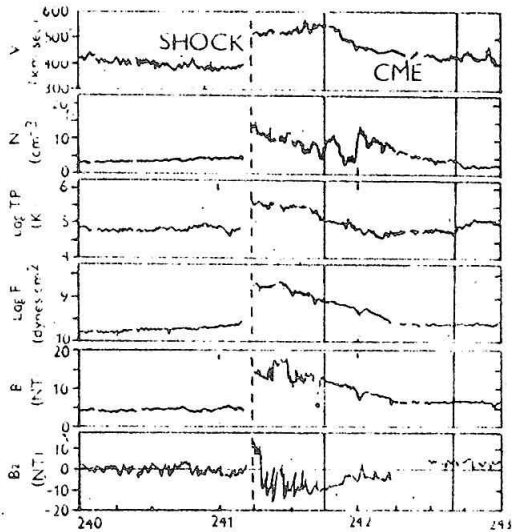
Sú možné nasledovné prípady:

Keď okolité medziplanetárne pole smeruje ku Slnku ($+B_x$) a plazmoid sa pohybuje smerom na sever od ekliptiky alebo medziplanetárne pole smeruje von od Slnka ($-B_x$) a plazmoid sa pohybuje na juh od ekliptiky, potom plazmoid deformuje toto pole tak, že sa vytvára silná južne smerujúca zložka MMP v blízkosti Zeme.

V opačnom prípade sa vytvára silná severne smerujúca zložka MMP.

Na obr. 1 je zobrazený chod parametrov medziplanetárnej plazmy a MMP v dňoch 28. - 30. augusta 1979. Zhora smerom nadol sú to: rýchlosť slnečného vetra V , protónová hustota N , logaritmus protónovej teploty TP , logaritmus tlaku magnetického poľa P , intenzita magnetického poľa B a severo-južná zložka MMP, B_z . Prerušovaná zvislá čiara značí príchod nárazovej vlny a prechod koronálne-

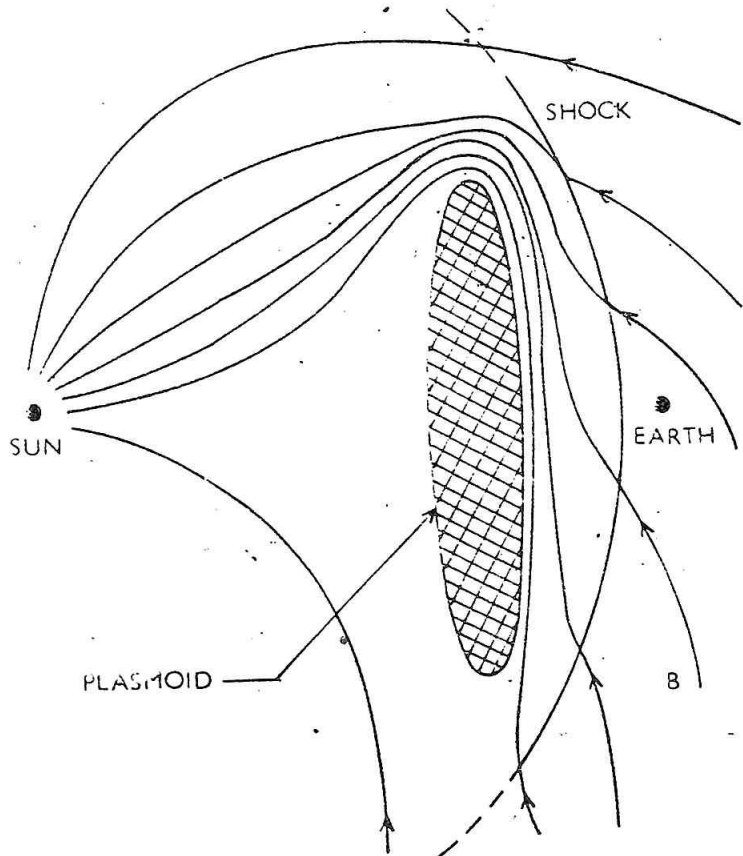
ho tranzientu. Oblasť medzi dvomi zvislými neprerušovanými čiarami zodpovedá časovému intervalu, keď plazmové prístroje zaregistrovali koronálny tranzient. Medzi nárazovou vlnou a koronálnym tranzientom je turbulentná oblasť, ale napriek tomu v tomto prípade prevláda južne smerujúca zložka MMP /21/.



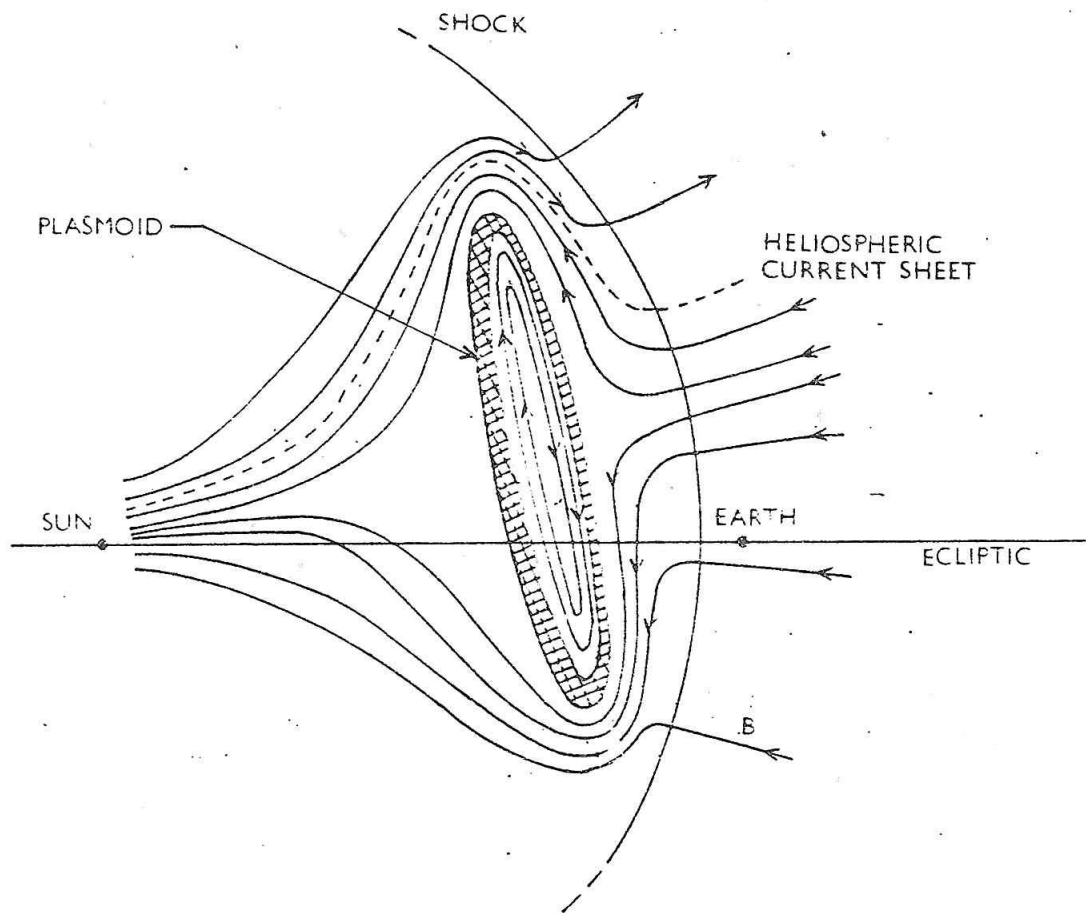
ISEE-3 08/28 - 08/30/79

Obr. 1 Parametre medziplanetárnej plazmy a MMP v dňoch 28. - 30. augusta 1979. Zhora smerom nadol sú to: rýchlosť slnečného vetra, protónová hustota N , logaritmus protónovej teploty TP , logaritmus tlaku magnetického poľa B a severo-južná zložka MMP, B_z . Prerušovaná zvislá čiara značí príchod nárazovej vlny a prechod koronálneho tranzientu. Oblasť medzi zvislými neprerušovanými čiarami zodpovedá časovému intervalu, keď plazmové prístroje zaregistrovali koronálny tranzient. Medzi nárazovou vlnou a koronálnym tranzientom je turbulentná oblasť, ale napriek tomu v tomto prípade prevláda južne smerujúca zložka MMP /21/.

Na obr. 2 vidíme deformáciu MMP v rovine ekliptiky, je tu deformovaná sektorová štruktúra MMP.



Obr. 2



Obr. 3 Deformácia MMP v rovine kolmej na ekliptiku pre prípad, keď plazmoid bol ejektovaný na sever a MMP smeruje ku Slnku.

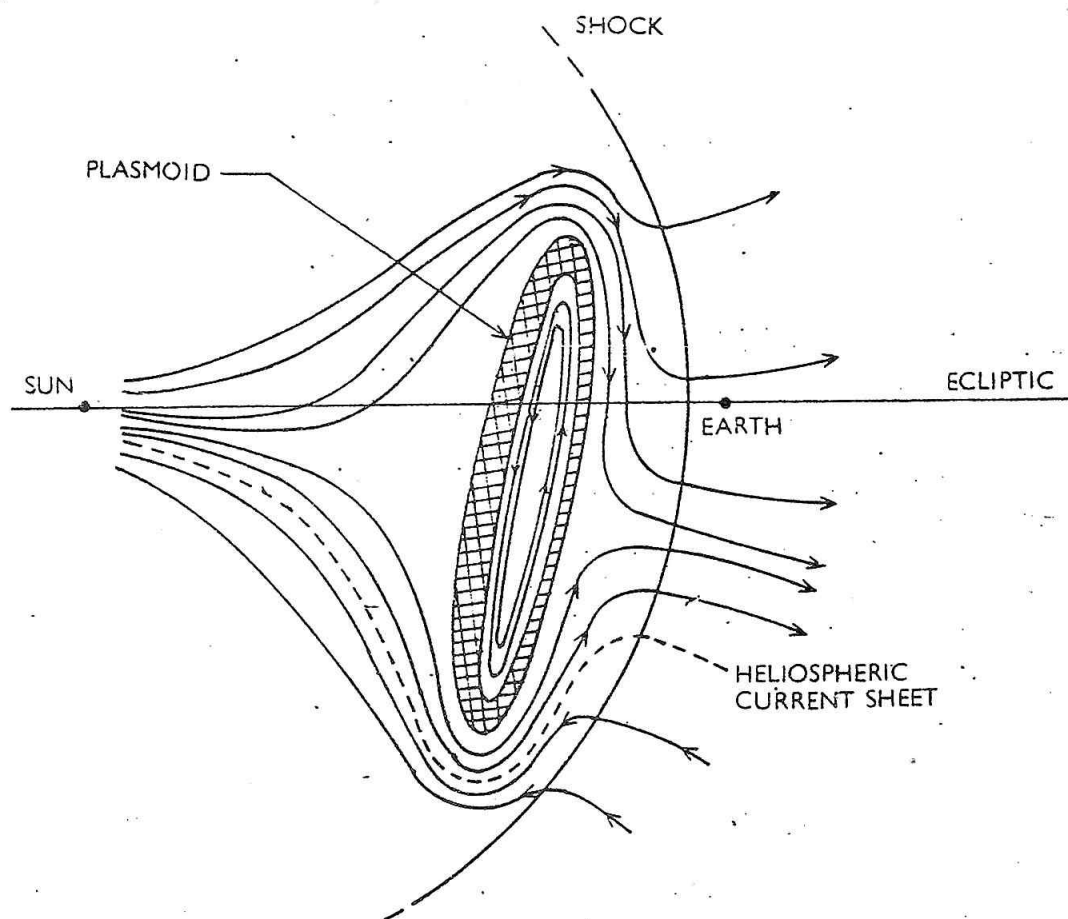
Pretože zvýšená geomagnetická aktivita (geomagnetická búrka), ako je známe je väčšinou spojená s južnou orientáciou medziplanetárneho magnetického poľa /22/, zo záverov Goslinga a kol. by vyplýval zvýšený výskyt geomagnetických búrok v prípade priaznivej relatívnej konfigurácie plazmového oblaku a medziplanetárneho magnetického poľa v blízkosti Zeme.

V našej práci bolo analyzovaných 101 takých koronálnych tranzientov, ktoré boli spojené s rádiovými vzplanutiami typu II alebo s medziplanetárnymi nárazovými vlnami. Na základe rýchlosti šírenia týchto plazmových útvarov boli vybrané tie geomagnetické búrky /25/, ktoré mohli byť vyvolané týmito plazmovými oblakmi pri stretnutí so zemskou magnetosférou.

Porovnanie času príchodu plazmových oblakov a začiatku geomagnetických búrok sme brali s toleranciou -1; +2 dni vzhľadom na nepresnosť pri určení rýchlosti týchto plazmových útvarov ako aj na jej možné zmeny. Zo 101 pozorovaných koronálnych tranzientov po 43 nasledovala geomagnetická búrka, ktorá mohla byť považovaná za následok stretnutia tohto plazmového oblaku so zemskou magnetosférou.

Zo 43 koronálnych tranzientov (ďalej KT), 24 bolo ejektovaných na sever a 19 na juh od ekliptiky, ale v takom priestorov uhle, že plazmový oblak vzda-

Ťujúci sa od Slnka, mohol zasiahnuť Zem.



Obr. 4 Deformácia MMP v rovine kolmej na ekliptiku pre prípad, keď plazmoid bol ejejto-
vaný na juh a MMP smeruje od Slnka.

V prípade týchto 43 búrok bola analyzovaná polarita MMP v deň začiatku búr-
ky /26/. Dostali sme výsledok, ktorý sme zhrnuli do tab. 1.

TAB. 1

Smer ejejcie vzhľadom na ekliptiku	Počet pozorovaných geomagnetických búrok pri rôznej polarite MMP			
	Od Slnka ($-B_x$)	Ku Slnku ($+B_x$)	Premenná	Nepozorovaná
S	6	9	8	1
J	9	3	5	2

Z tabuľky vidíme, že zo skúmaných 43 geomagnetických búrok v 18 prípadoch (9+9) je súlad s Goslingovými predstavami o vytváraní južne smerujúcej zložky MMP deformáciou poľa (ejekcia KT na sever - polarita ku Slnku ($+B_x$) a ejekcia KT na juh - polarita od Slnka ($-B_x$) v 9 prípadoch (6+3) to protirečí a v 13 prípadoch (8+5) sa nedá jednoznačne rozhodnúť, nakoľko polarita poľa sa zmenila v deň začiatku geomagnetickej búrky. V ďalších troch prípadoch (1+2) polarita poľa nebola pozorovaná. Teda z 27 jednoznačne vyhodnotiteľných prípadov dvojnásobok (18) svedčí o správnosti Goslingovho modelu MMP oproti počtu prípadov (9), ktoré mu protirečia.

Pre neistotu lokalizácie miesta vzniku KT vybrali sme ďalej také KT, ktoré boli spojené s dlhotrvajúcim mäkkým X-žiarením, v dôsledku čoho bolo možné presnejšie lokalizovať miesta ich vzniku.

Z takto vybraných 23 prípadov 11 súhlasí s Goslingovým modelom, 6 mu protirečí a 6 je jednoznačne vyhodnotiteľných, teda pomer ostáva prakticky nezmenený.

V tejto práci sme nezávisle od rôznych teoretických modelov generovania KT vyšetrili závislosť výskytu geomagnetických búrok od priaznivej alebo nepriaznivej relatívnej konfigurácie plazmového oblaku a medziplanetárneho magnetického poľa v blízkosti Zeme. Ako vidno z rozboru z 27 jednoznačne vyhodnotených prípadov (z celkového počtu 43 geomagnetických búrok), dve tretiny (18) svedčia o správnosti Goslingovho modelu deformácie MMP, u tretiny prípadov sa však dostávame do protirečenia s týmto modelom. Nesmieme však zabúdať na to, že načrtnutý model je kvalitatívny. Zatiaľ nie sme schopný brať úplne do úvahy vplyv turbulencie na orientáciu MMP a nedisponujeme ani presnými teoretickými predstavami napr. o vzniku, geometrii a šírení CME. Na základe týchto výsledkov, získaných pri analýze uvedených fyzikálnych procesov v blízkosti Zeme však môžeme konštatovať, že Goslingom predložený kvalitatívny model je vo svojich hlavných črtách správny.

LITERATÚRA

- /1/ Tousey, R.: 1973, The Solar Corona, in Space Research XIII, (ed. by M.J. Rycfort and S.K. Runcorn), p. 713, Akademie-Verlag, Berlin
- /2/ Steinolfson, R. S., et al.: 1978, Astrophys. Journ. 225, 259
- /3/ Pneuman, G. W.; 1984, Solar Phys 94, 387
- /4/ Křivský, L.: 1964, In 3 rd Consultation on Solar Physics and Hydrodynamics, Tatranská Lomnica, 176
- /5/ Low, B. C.: 1982, Ap. J., 254, 796
- /6/ Pintér, S.: 1986, Astrophys. Space Sci., 125, 375
- /7/ Gosling, J. T., et al.: 1974, Geophys. Res., 79, 4581
- /8/ Wagner, W. J.: 1983, Adv. Space Res., 2, 203
- /9/ Klein, L. W.; Burlaga, L. F.: 1982, Geophys. Res., 87, 613
- /10/ Antalová, A.: 1983, In: Kozmogénne vplyvy a človek, Tatranská Lomnica, 86
- /11/ MacQueen, R. M.; Fisher, R. R.: 1983, Solar Physics, 89, 89
- /12/ Burlaga, L. F. et al.: 1987, Geophys. Res., 92, 5725
- /13/ Wagner, W. J.: 1987, Ann. Rev. Astron. Astrophys., 22, 267

- /14/ Dryer, M.: 1982, Space Science Reviews, 33, 233
- /15/ MacQueen, R. M.: 1980, Phil. Trans. R. Soc. Lond., 297, 605
- /16/ Hildner, E.: 1977, Study of travelling interplanetary phenomena (ed. by M. A. Shea, D. F. Smart, S. T. Wu), p. 3, D. Reidel, Dordrecht
- /17/ Robinson, R. D., et al.: 1986, Solar Physics, 105, 149
- /18/ Borrini et al.: 1982, J. Geophys. Res., 87, 4365
- /19/ Gosling, J. T., et al.: 1987, J. Geophys. Res., 92, 8519
- /20/ Gosling, J. T., et al.: 1977, J. Geophys. Res., 82, 5005
- /21/ Gosling, J. T.; McComas, D. J.: 1987, Geophys. Res. Lett., 14, 355
- /22/ Prigancová, A.: 1980, Phys. Solariterr., 12, 19
- /23/ Sheeley Jr., N. R., et al.: 1985, J. Geophys. Res., 90, 163
- /24/ Sheeley Jr., N. R., et al.: 1983, reprint
- /25/ Hurbanovo and Šrobárová Geophysical Data 1979, 1980, 1981
- /26/ Solar Geophysical Data 1979, 1980, 1981.

HODNOTY HELIOGEOFYZIKÁLNÍCH VELIČIN V ZÁVISLOSTI NA VÝSKYTU VYBRANÝCH HELIOGEOFYZIKÁLNÍCH JEVŮ

J. Střeštík, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

Metodou překládání epoch je zkoumán vztah mezi výskytem kosmických a geomagnetických jevů a hodnotami různých veličin charakterizujících sluneční a geomagnetickou aktivitu v rozmezí 7 dní před a po uvažovaném jevu.

Mnoho prací v minulosti i v době současné je věnováno studiu vztahů mezi různými projevy sluneční a geomagnetické aktivity. Na souvislost těchto jevů poukazují např. shodné periodicity, nadějně výsledky lze získat i z přímé korelace mezi číselnými veličinami, které tyto jevy popisují, příp. z krosko-relačních funkcí pro vybrané dvojice veličin. Obdobně mnoho prací bylo věnováno nalezení souvislostí mezi popsány fyzikálními jevy a různými ději v lidské společnosti, jako je např. výskyt různých onemocnění, úrazů a pod. Metodika je v podstatě stejná, navíc se zde velmi často používá metoda překládání epoch. Připomeňme zde stručně podstatu metody: vyberou se dny, kdy byl ve vnějším fyzikálním prostředí pozorován nějaký efekt, a zkoumá se, je-li v tyto dny či dnech následujících pozorována odezva v podobě zvýšeného počtu pacientů, úrazů aj.

Je zajímavé, že tato metoda buď vůbec, nebo jen zřídka byla použita pro zkoumání vztahů mezi fyzikálními veličinami samotnými, bez případné souvislosti s ději v lidské společnosti. Tuto mezeru se pokusíme v následujícím příspěvku zaplnit. Vybrali jsme celkem 24 různých slunečních a geomagnetických efektů, dny jejich výskytu pak budou v metodě překládání epoch použity jako nulové dny. V dalším popíšeme tyto efekty jeden po druhém, zde uvedeme jen protonovou erupci a náhlý počátek geomagnetické bouře jako zástupce jednotlivých oborů.

Jako data, u nichž hledáme odezvu, bylo použito celkem 5 veličin popisujících sluneční a geomagnetickou aktivitu. Pro všechny je dána číselná hodnota pro každý den v letech 1979 - 1986, tedy za období 8 let. Sluneční činnost popisuje Wolfovo číslo slunečních skvrn R_z , sumární erupční index SEI, který závisí zhruba na denním počtu erupcí s uvážením jejich mohutnosti a koronální index CI podle Rybanského, který popisuje intenzitu zelené korony. Geomagnetickou aktivitu charakterizuje celosvětový index A_p a dále proměnlivost geomagnetické aktivity K z materiálů observatoře Niemegk v NDR, která se počítá z rozdílů mezi jednotlivými K-indexy během dne, takže $K=0$, jsou-li všechny indexy

v daný den stejné.

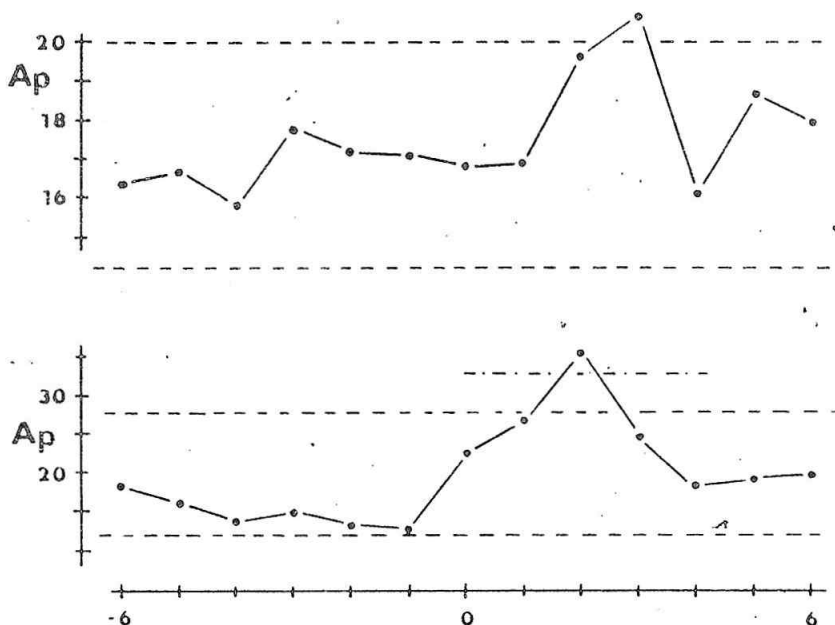
Ještě malá poznámka k samotné metodě překládání epoch. Pro svou jednoduchost je velmi oblíbená, výsledky však bývají často nesprávně interpretovány. Výsledkem je vždy nějaká lomená čára. Při vhodné volbě měřítka a délky epochy pak případné zvýšení v některém bodě může vypadat jako velmi výrazné, avšak význam ještě nemusí mít žádný. Výsledky je třeba testovat. Protože jednotlivé hodnoty jsou vlastně spočtené průměry, určíme současně i příslušné směrodatné odchylky a k testování použijeme Studentův t-test statistické významnosti. Posuzujeme významnost rozdílu mezi hodnotou v konkrétním dni (s číslem 0, 1, atd.) a střední hodnotou pro celou epochu. Všechny kombinace byly spočítány od -7. do +7. dne, tedy epochy jsou dlouhé 15 dní. Tímto kritériem se vlastně posuzuje, jestli hodnota v některém dni přesahuje úroveň šumu. Aby ji přesahovala na 5% úrovni významnosti, musí vyjít $t > 1,96$, pro 1% úroveň významnosti $t > 2,58$. Výsledky významné na 5% úrovni se již považují za reálné. Uvidíme dále, že výsledků takto významných nebude mnoho. Některé by však splňovaly alespoň 10% úroveň významnosti ($t > 1,65$), takové však nelze brát za zcela prokázané, pokud nejsou doplněny ještě jinými. Na následujících grafech bude 5% úroveň významnosti označena čárkovanou vodorovnou čarou, 1% úroveň čerchovaně (čárka, tečka), bude-li její uvedení potřebné.

Epochy byly brány v rozmezí od -7. do +7. dne. Den nulový a dny kladné, t.j. následující po vybraném efektu, mají význam jako odezva příslušné fyzikální veličiny na uvažovaný efekt. Dny záporné mohou popisovat jakousi předzvěst, změnu dané veličiny před uvažovaným efektem. To vše má ovšem smysl jen tehdy, existuje-li skutečně příčinný vztah. Kombinací 24 efektů a 5 fyzikálních veličin dostaneme celkem 120 výsledků přeložených epoch, z toho však část nemá žádný smysl, alespoň v jedné polovině (kladné nebo záporné). Např. efekty na Zemi nebudou mít jistě žádnou odezvu ve slunečních veličinách. Další skupina výsledků jsou takové, které lze zcela samozřejmě očekávat a tudíž neposkytují žádnou novou informaci. Např. jsou-li vybrány dny s $A_p > 50$, je samozřejmě hodnota A_p v nulový den vysoká a parametr $t \approx 20$ a pod. Význam má jen poslední skupina kombinací, kde nevíme předem určitě, bude-li možno očekávat nějakou odezvu či nikoliv, a toto chceme ověřit. Z technických důvodů byly spočteny všechny kombinace, neboť výpočet je rychlý, zatímco třídění, co počítat a co ne, by bylo zdlouhavé. Získali jsme tak představu, v jakých mezích se mohou výsledné hodnoty pohybovat v případě, kdy žádná skutečná závislost neexistuje a rozptyl je pouze náhodný (v těchto případech odchylky nepřekročily hranici 5% významnosti).

Popis vybraných efektů zahájíme protonovými erupcemi. Informace o nich pocházejí z družicových měření, kdy byl zaznamenán silný proud vysoce energetických protonů v okolí Země. Těchto dnů bylo za celé období pouze 43. Ve dnech v okolí dne s výskytem protonové erupce nepozorujeme žádné významné změny ve slunečních veličinách. Pozoruje se však silná odezva v geomagnetické aktivitě A_p (obr. 1 dole), kde druhý den po protonové erupci vidíme významný vzrůst ($t=4,0$), v menším rozsahu i v proměnlivosti \mathcal{H} ($t=2,2$).

Dále byly vybrány dny s výskytem erupcí importance 2 a 3, těch bylo 404. Odezva v průběhu SEI je samozřejmě má ($t=17,5$), v ostatních slunečních veličinách slabá, také v geomagnetické aktivitě nepřilíš vysoká (v den následující je

zvýšení A_p při $t=1,7$). Na základě hodnot SEI jsme vybrali dny, kdy byla hodnota $SEI > 400$ (těch bylo 75), $SEI > 200$ (278 dní). Kromě samozřejmé odezvy v chodu SEI je menší vzrůst úrovně R_z v okolí vybraných dní, avšak pod úrovní 5% významnosti, a geomagnetické aktivity ve dnech následujících, a to více u skupiny $SEI > 200$ - vzrůst A_p třetí den, $t=2,2$. Na základě SEI byly dále vybrány dny, kdy hodnota SEI vzrostla oproti předcházejícímu dni o více než 200 (145 dní), resp. o více než 200 klesla (153 dní). Pozorováno bylo pouze zvýšení hodnot A_p třetí den po vzrůstu SEI a parametrem $t=2,2$. Tento průběh je uveden na obr.1 nahoře. V žádné další veličině odezva pozorována nebyla. Obdobně na základě koronálního indexu byly vybrány dny, kdy index vzrostl o více než 1,0 (192 dní), a kdy o více než 1,0 poklesl (210 dní). Z absolutní hodnoty indexu nelze vycházet, neboť velmi podstatně závisí na slunečním cyklu. Změna v hodnotách CI se však neprojevila ani v jediné zkoumané veličině.

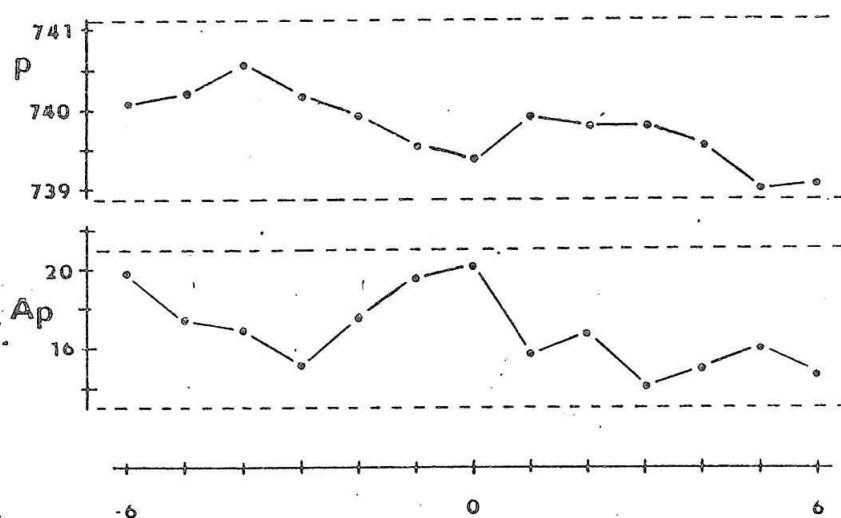


Obr. 1

V minulosti upoutaly naši pozornost koronální díry (mezery). Je známo, že okraje koronálních děr jsou zdrojem vysokorychlostních proudů částic slunečního větru. Popis koronálních děr vhodným číselným indexem je však obtížný vzhledem k jejich složitému tvaru. V jedné předešlé práci jsme pokusně vybrali dny, kdy přední okraj (začátek) koronální díry přecházel přes sluneční meridián (v našem materiálu je takových dní 254), a obdobně zadní okraj (259 dní). I když byl zaznamenán vliv takto vybraných efektů na výskyt pacientů se srdečním onemocněním, nebyl potvrzen žádný významný vliv na geomagnetickou aktivitu. Vhodný popis koronálních děr a jeho využití je však dosud otevřen.

Od Slunce přejdeme k Měsíci. Často slyšíme o vlivu fází Měsíce na geomagnetickou aktivitu a na počasí, proto tyto vztahy také prověříme. Vybrali jsme

jako nulové dny ty, kdy byl Měsíc v novu (98 dní) a v úplňku (97 dní). Rozsah epoch pokrývá celý lunární měsíc. Podle očekávání je vztah k slunečním veličinám nulový (ty nemohou ovlivnit pohyb Měsíce a naopak). O mnoho lepší není ani souvislost s jinými veličinami. Na obr. 2 dole je chod A_p v okolí novu, nahoře tlak vzduchu v Praze na Karlově v okolí úplňku. I když by zde náznak jaké-
si závislosti byl, musíme uvážit, že celé grafy leží uvnitř 5% úrovně šumu, žádná výchylka není na této úrovni významná. Obrázek je současně ukázkou případu, kdy bez určení 5% hranice významnosti by mohl být výsledek považován za prokázaný, což by bylo nesprávné.



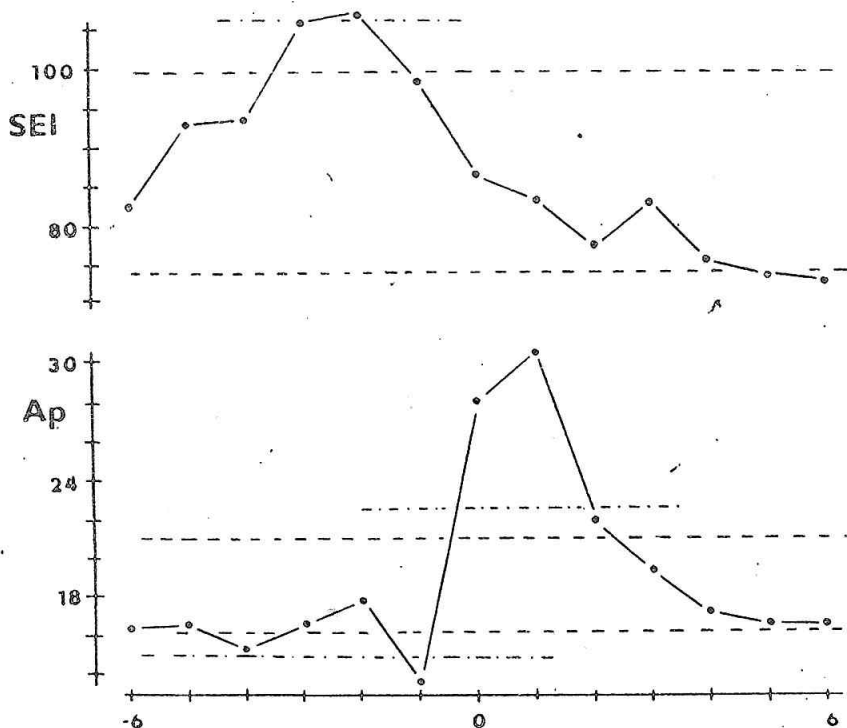
Obr. 2

Pozornost byla věnována také meziplanetárnímu magnetickému poli. Vybrány byly dny, kdy se polarita radiální složky změnila z + na - (136 dní) a opačně z - na + (148 dní). Nebyly zde uvažovány případy, kdy některý den byla polarita střídavá (t.j. +- nebo -+). I když je z jiných pramenů známo, že přechod hranic sektoru meziplanetárního magnetického pole má vliv na geomagnetickou aktivitu, zde je zvýšení jen málo významné. K této otázce se ještě vrátíme na konci. Vztah ke slunečním parametrům nebyl pozorován žádný.

Z úkazů geomagnetických začneme jevem sfe (solar flare effect, v české terminologii háček), který byl pozorován v 556 dnech. I když jeho amplituda je malá, má význam v tom, že je těsně svázán se sluneční erupcí (čas pozorování souhlasí na minutu). Podle očekávání je tentýž den silné zvýšení SEI ($t=5,3$), a dále, což je zajímavé, je významně nízká hodnota A_p ($t=2,8$). Patrně při vysoké geomagnetické aktivitě se sfe na záznamu nerozezná. S ostatními veličinami sfe souvislost nemá. Významným geomagnetickým jevem jsou bouře s náhlým počátkem ssc (těch bylo 256). Před začátkem bouře není pozorována žádná změna ve slunečních veličinách (což je poněkud překvapující), podle očekávání silně vzroste A_p v den bouře ($t=7,5$) a udržuje se tak v několika dnech následujících (obr. 3 dole). Den před bouří je významně nízká hodnota A_p ($t=4,2$), tedy i kde existuje příslovečný klid před bouří, zatím neuspokojivě vysvětlený.

V den výskytu ssc vzrůstá také proměnlivost \mathcal{K} .

Další serie efektů je založena na hodnotách A_p . Byly vybrány dny, kdy bylo $A_p > 70$ (38 dní), $A_p > 50$ (97 dní) a $A_p > 30$ (315 dní). Ve všech třech skupinách je současně pozorován vzrůst \mathcal{K} , nejvíce ve skupině $A_p > 30$ ($t=6,4$). Před vybranými dny pozorujeme vzrůst parametrů popisujících sluneční činnost, pro $A_p > 70$ a $A_p > 50$ jsou jejich zvýšení významná. Pouze přede dny s $A_p > 30$ je vzrůst SEI 2 - 3 dny předem významný, je na obr. 3 nahoře. Vybrali jsme dále dny, kdy byla hodnota A_p naopak nízká, 280 dní s hodnotou $A_p < 5$. Bylo zde pozorováno pouze snížení \mathcal{K} v tentýž den, $t=6,1$, v dalších veličinách nebyla žádná. Konečně, jako u SEI a CI, jsme vybrali dny, kdy hodnota A_p vzrostla o více než 30 ve srovnání s dnem předcházejícím (87 dní), resp. o více než 30 klesla (70 dní). Tyto změny se odrážejí pouze ve stejné změně \mathcal{K} tentýž den, u slunečních veličin není pozorováno nic (žádná předzvěst). Obráceně jsme vybrali dny, kdy bylo $\mathcal{K} \geq 9$ (177 dní) a naopak $\mathcal{K} \leq 2$ (149 dní). Při vysoké proměnlivosti je i vysoká hodnota A_p v tentýž den ($t=5,3$) a ve dnech sousedních, při nízkém \mathcal{K} je nízká A_p ($t=2,8$), též i ve dnech sousedních. U slunečních veličin není pozorována žádná změna.



Obr. 3

Závěrem je třeba konstatovat, že výsledky jsou poměrně hubené, že vztahy nejsou vždy tak výrazné, jak by se mohlo očekávat. Je třeba se smířit s tím, že věci jsou složitější, než se na první pohled zdají. Použité kritérium pro testování je zřejmě dosti přísné, ale to je na druhé straně dobře, protože jinak by to svádělo k tomu, že bychom viděli věci jednoduché tam, kde takové nejsou. Mnohé zákonitosti splňují i toto přísné kritérium a některé z nich byly zde ukázány na obrázcích. Jiné jsou sice slabší, ale o mnohých z nich se přesto nedá říci, že neexistují. Zde byly ukázány pouze první výsledky práce, kdy byl zpracován celý soubor bez dalšího třídění, které je vzhledem k rozsáhlosti souboru možné a nabízí tak možnost dalšího pokračování. Některé vztahy budou jistě vypadat jinak v letech minima a maxima sluneční činnosti, jiné např. jinak v zimě a v létě. To se týká především vztahů mezi polaritou meziplanetárního magnetického pole a geomagnetické aktivity, kde je skutečně v zimě opačný než v létě a proto v datech za celé roky vychází skoro nulový.

Mnoho možností nabízí zapojení do meteorologických dejů do celého komplexu vztahů. I zde se dá ovšem očekávat častý výskyt nulové závislosti. Práce akademika Buchy poukázaly na existenci souvislosti mezi geomagnetickou aktivitou a počasím. Časový posun je zde ovšem větší, mezi 14 a 28 dny. I toto je další možné pokračování této práce v budoucnosti, a také i v tomto se uplatní dělení souboru podle roční doby a pod. V nejbližší budoucnosti se počítá s realizací všech uvedených možností pokračování a rozšiřování.

ZELENÁ KORÓNA A GEOAKTIVITA V 21. SLNEČNOM CYKLE

E. Dzifčáková, AÚ SAV Tatranská Lomnica
B. Lukáč, SÚAA Hurbanovo

ABSTRAKT

Za obdobie rokov 1977 - 1986 bol vyšetrovaný vzťah medzi zelenou korónou a geomagnetickou aktivitou. Základným materiálom, ktorý sa použil na spracovanie boli homogenizované rady intenzít zelenej koróny, údaje o základných geomagnetických búrkach a K_p indexy, ktoré reprezentujú geomagnetickú aktivitu. Na analýzu bola použitá metóda nakladania epoch. Výsledky ukazujú podobný priebeh ako v 20. cykle.

ÚVOD

Mnoho prác v minulosti a súčasnosti je venovaných vzťahom medzi prejavmi slnečnej aktivity a geomagnetickými poruchami. Otázka, ktorý z prejavov slnečnej aktivity je pôvodcom geomagnetických porúch je dodnes otvorená. Jedna z ciest je hľadanie vzťahu medzi emisiou zelenej koronálnej čiary Fe XIV (530,3 nm) a geomagnetickými poruchami. Rad prác Bell and Glazer (1957), Guldbrandsen (1973), Guldbrandsen et al. (1976), Lukáč (1985) ukázali, že po prechode centrálnym meridiánom oblasti s neobyčajne slabou emisiou zelenej koróny nasleduje vzrast geomagnetickej aktivity. Oproti tomu po prechode jasnej oblasti emisnej zelenej koróny nastáva pokles v geomagnetickej aktivite. V tejto práci sa vyšetrujú uvedené vzťahy v období 21. slnečného cyklu.

ÚDAJE A METÓDA SPRACOVANIA

Vstupné údaje charakterizujúce stupeň koronálnej aktivity boli štandardné pozorovania intenzity zelenej koróny zo všetkých koronálnych staníc redukované na jednotnú škálu metódou popísanou Rybanský (1975).

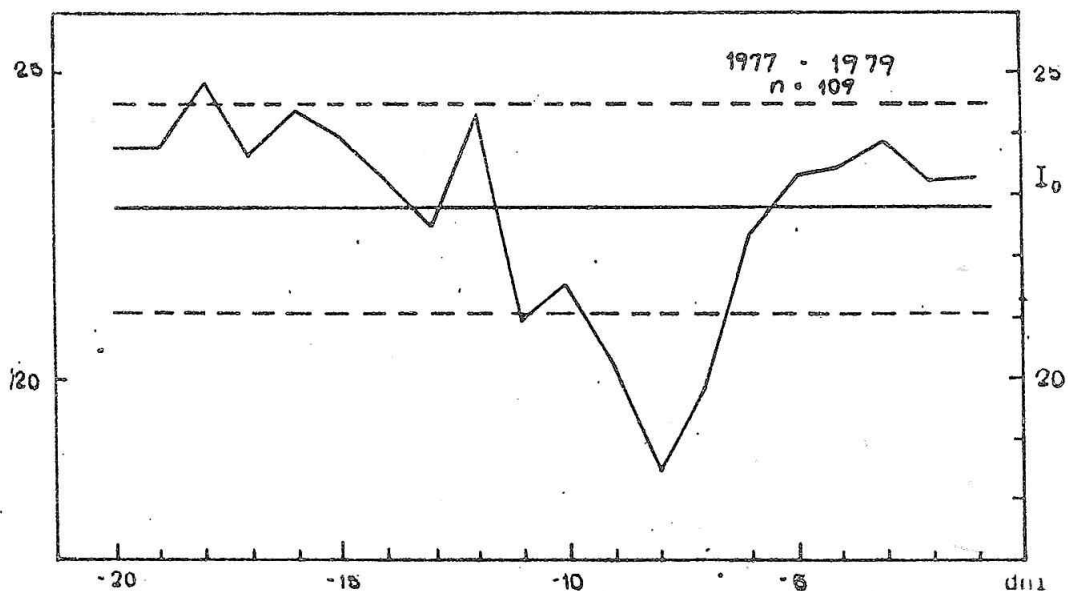
Hladina geomagnetickej aktivity je vyjadrená planetárnym geomagnetickým indexom $\sum K_p$ a údajmi o geomagnetických búrkach publikovaných v Solar Geophysical Data. Na analýzu sa použila metóda nakladania epoch, kde sú definované nulové dni z koronálnych a geomagnetických efektov.

V prvom prípade za obdobie rokov 1977 - 1979 sa našlo 14 radov rekurentných geomagnetických búrok, pričom jeden rad mal 5 individuálnych búrok (minimálne). Takto sa získalo 109 geomagnetických búrok, ktorých začiatok je definovaný ako nulový deň.

Za obdobie rokov 1977 - 1986 sa z homogénneho radu intenzít zelenej koróny vypočítala pre každý deň priemerná hodnota I_0 z heliografických šírok $10^{\circ}\text{N} - 10^{\circ}\text{S}$ na východnom okraji Slnka. Pre každú Bartelsovu rotáciu sa z údajov I_0 vypočítala priemerná intenzita zelenej koróny. Obdobie, v ktorom intenzita poklesla o 50% priemernej hodnoty s trvaním 2 a viac dní nám definuje L-zónu slabej emisnej zelenej koróny. Takto sa určilo 99 oblastí, ktorých prvý deň bol definovaný ako nulový v metóde nakladania epoch. Obdobie s nárastom intenzity nad 50% od priemernej hodnoty sa pokladalo za oblasť so zvýšenou emisiou zelenej koróny. Deň s maximálnou hodnotou I_0 sa pokladal za nulový a v uvedenom období sa takto definovalo 110 prípadov.

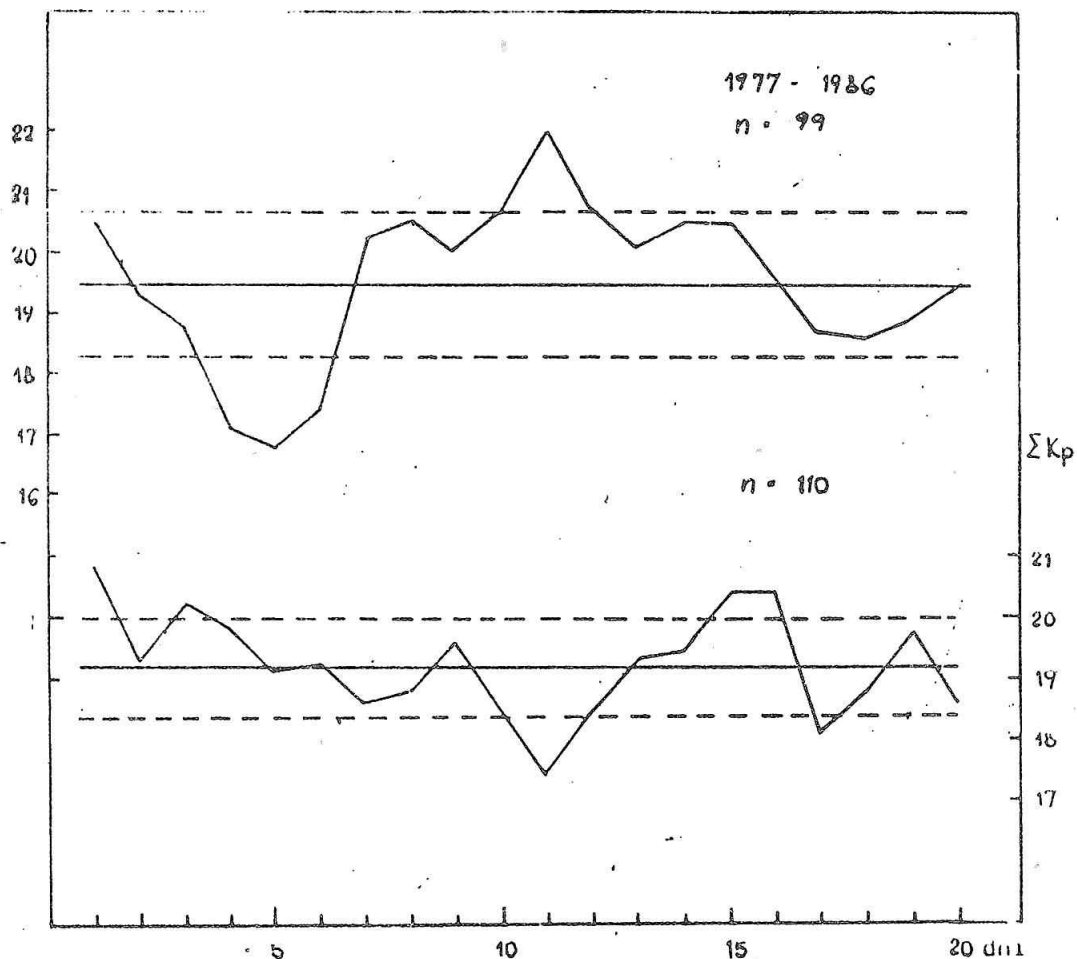
VÝSLEDKY A DISKUSIA

Variácie intenzity zelenej koróny vzhľadom na rekurentné geomagnetické búrky ukazujú, že začiatku rekurentnej búrky predchádza pokles intenzity na východnom okraji s minimom okolo 8. dňa. (Obr. č. 1). Analýza pokrýva vzostupnú fázu 21. cyklu slnečnej aktivity a v porovnaní s predchádzajúcim cyklom (Lukáč, 1985) sa ukazuje, že v rovnakom období je korelácia medzi výskytom L-zóny a geomagnetickou búrkou oveľa výraznejšia. Dá sa konštatovať, že vo vyšetrovanom období zdrojom geomagnetických búrok rekurentného typu boli oblasti so zníženou koronálnou intenzitou.



Obr. 1 Variácie intenzity zelenej koróny pred nulovými dňami definovanými začiatkami rekurentných geomagnetických búrok za obdobie rokov 1977 - 1979. Čiarkované vodorovné čiary odpovedajú štandardnej odchýlke od priemernej hodnoty zobrazenej plnou vodorovnou čiarou.

Geomagnetické variácie reprezentované indexom ΣK_p sú ukázané na Obr. č. 2 . V hornej časti obrázku je zobrazená variácia po výskyte L-zóny na východnom okraji Slnka. Z priebehu je vidieť, že maximum nastáva 11. deň. V analýze je zahrnutých 99 prípadov za celé obdobie 21. slnečného cyklu. Získaný výsledok potvrdzuje výsledky získané za obdobie 20. slnečného cyklu publikované v horecitolovanej práci. Znamená to, že vzťahy medzi intenzitou zelenej koróny a geomagnetickým polom majú v oboch cykloch podobný charakter.



Obr. 2 Geomagnetická aktivita reprezentovaná ΣK_p za obdobie 1977 - 1986. V hornej časti obrázku sú variácie, keď je definovaný ako nulový deň výskyt L-zóny na E-limbe Slnka. V dolnej časti sú variácie nasledujúce po nulovom dni definovanom ako maximum intenzity. Čiarkované vodorovné čiary odpovedajú štandardnej odchýlke od priemernej hodnoty (plná čiara).

V dolnej časti obrázku sú variácie geomagnetického indexu po výskyte oblasti s maximálnou intenzitou zelenej koróny. Z obrázku je vidieť, že variácie nevykazujú žiadne charakteristické a významné poklesy respektíve nárasty, z čoho vyplýva, že nemôžeme hovoriť o žiadnej korelácii medzi maximom intenzity zelenej koróny a zvýšenou geoaktivitou.

Predložené výsledky je potrebné rozšíriť o variácie intenzity zelenej koróny aj pre ostatné fázy slnečného cyklu, ako aj za celý 21. cyklus. Tiež by bolo vhodné zistiť, či existuje vplyv tzv. priaznivej slnečnej pologule, t.j. pologule, na ktorú sa premieta Zem. Všetky tieto analýzy budú predmetom ďalšieho štúdia tak, aby sa vzťahy medzi korónou a geomagnetickou aktivitou ukázali v komplexnejšom obraze.

LITERATÚRA

- Beel, B.; Glazer, H.: 1957, *Smithson Contr. Astrophys.* 2, 51
Gulbrandsen, A.: 1973, *J. Geophys. Res.* 78, 4787
Gulbrandsen, A.; Gjoen, E.; Dalseide, H.: 1976, *Planet. Space. Sci.* 24, 883
Lukáč, B.: 1985, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 36, 205
Rybanský, M.: 1975, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* 26, 367

KORELÁCIA MEDZI DLHODOBÝMI RADMI GEOMAGNETICKÝCH INDEXOV V ZÁVISLOSTI OD SLNEČNEJ AKTIVITY A OD ROČNÝCH OBDOBÍ

M. Bieleková, Geofyzikálny ústav CGV SAV Bratislava

L. Bittó, Geofyzikálny ústav CGV SAV Bratislava

ABSTRAKT

V práci sú vyhodnotené vzťahy medzi indexami geomagnetickej aktivity (C9, aa, Ap) a posúdené korelácie medzi nimi so zameraním na ich závislosť od slnečnej aktivity a od ročných období. Využitím počítačovej grafiky je znázornený dlhodobý časový priebeh existujúcich indexov a odpovedajúcich Wolfových čísel.

ÚVOD

Cieľ referátu je vymedzený v jeho názve. Geofyzikom je známe najviac a astronómom menej, že najdlhší časový rad údajov geomagnetickej aktivity je k dispozícii pre Cp9 - resp. S9-indexy, potom aa-indexy a napokon pre ostatné indexy (C, Ci, K, Kp, ak, ap, Ap, Dst, AE). Z uvedených indexov boli pre analýzu vybrané C9-, aa-, Ap-indexy.

Údaje C9 existujú od roku 1841, chýbajú tieto údaje pre roky 1865 - 1869, 1871, 1872; nepredstavujú homogénny rad: do roku 1889 sú to Cp9-indexy a od roku 1890 - modifikované C9-indexy. aa-indexy existujú súvisle od roku 1868; Ap-indexy existujú tiež súvisle, ale až od roku 1932.

2. POUŽITÉ ÚDAJE A METODIKA

Použili sme priemerné mesačné (mo) a ročné (yr) hodnoty C9-(1), aa-(2) a Ap-indexov (3). Z mesačných údajov boli vypočítané sezónne hodnoty C9^w, aa^w, Ap^w(zimné solstícium), C9^e, aa^e, Ap^e (ekvinokcium) a C9^s, aa^s, Ap^s(letné solstícium) C9-, aa-, Ap-indexov z rokov, kedy existujú tieto indexy. Sezónne hodnoty aa sú uvedené v (4) a Ap v (5); sezónne hodnoty C9 sme ešte nepublikovali.

Metódou lineárnej regresnej analýzy sa skúma závislosť medzi indexami C9, aa v tvare

$$C9 = a + b \text{ aa} \quad (1)$$

v rokoch 1870 - 1976 - slnečné cykly (SC) č. 11 - 20 a závislosti medzi indexami C9, Ap a aa, Ap v tvare

$$C9 = a' + b' Ap \quad (2)$$

$$aa = a'' + b'' Ap \quad (3)$$

v r. 1934 - 1976 - SC č. 17 - 20 pre mesačné, ročné a sezónne hodnoty príslušných indexov geomagnetickej aktivity.

Sú vyhodnotené kvantitatívne charakteristiky lineárnych závislostí predpokladaných v tvare (1) - (3) v jednotlivých SC ako i v celom vyšetrovanom období pre údaj m_0 , γ_r , w , e , s .

Ďalej sa vyhodnocoval fázový posuv závislosti $C9(t)$ vzhľadom na závislosť $aa(t)$:

$$\delta\varphi = \varphi_{C9} - \varphi_{aa} \quad (4)$$

fázový posuv závislosti $C9(t)$ vzhľadom na závislosť $Ap(t)$:

$$\delta\varphi' = \varphi_{C9} - \varphi_{Ap} \quad (5)$$

a fázový posuv závislosti $aa(t)$ vzhľadom na závislosť $Ap(t)$:

$$\delta\varphi'' = \varphi_{aa} - \varphi_{Ap} \quad (6)$$

pre údaje m_0 , γ_r , w , e , s v uvedených SC. Časové závislosti $C9(t)$, $aa(t)$, $Ap(t)$ boli predpokladané v tvare kosinusoidy v jednotlivých cykloch. Tieto časové závislosti sú analyzované v (5 - 7) v súvislosti so slnečnou aktivitou.

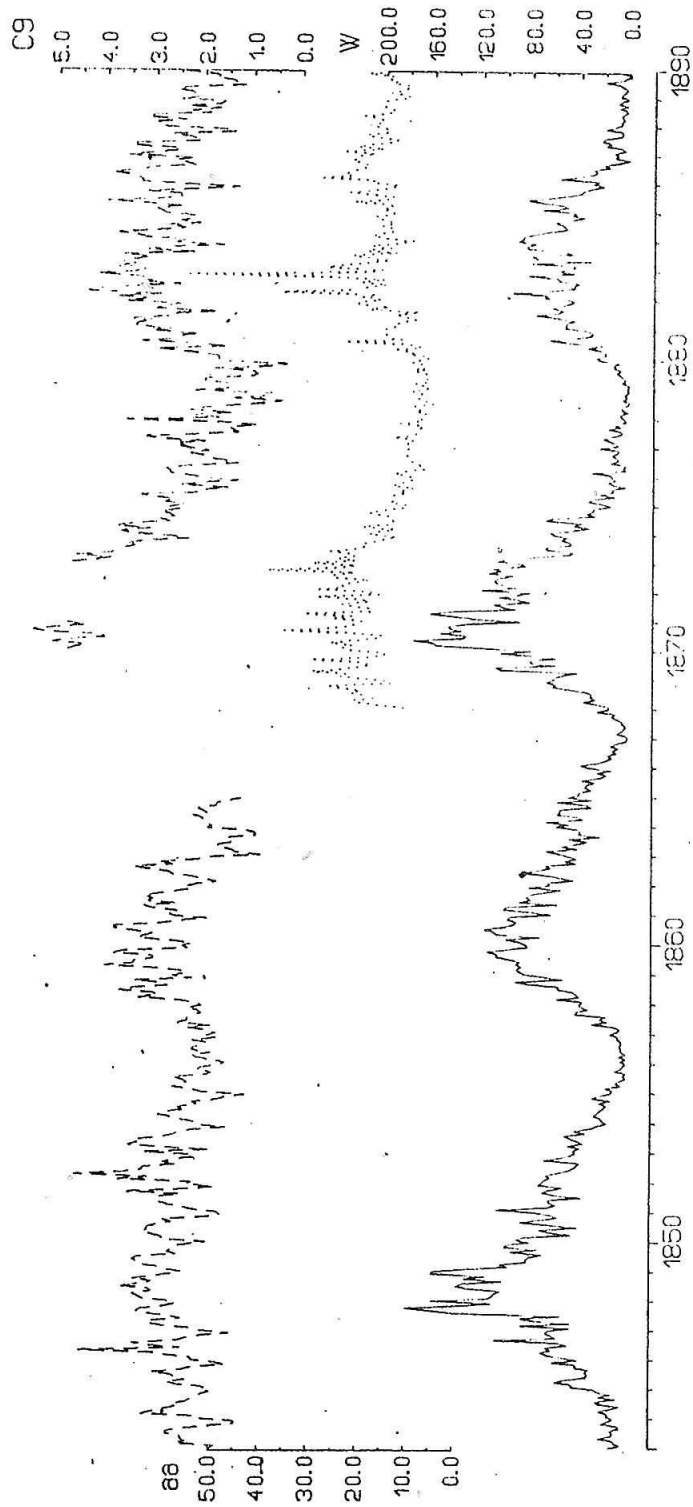
3. ANALÝZA ÚDAJOV

Je znázornená časová závislosť mesačných údajov $C9$ -indexov a Wolfových čísel slnečných škvŕn W v 9. - 12. SC (r. 1843 - 1889) a aa -indexov v 11. - 12. SC na obr. 1, v 13. - 16. SC (r. 1890 - 1933) na obr. 2 a v 17 - 20. SC (r. 1934 - 1976; údaje z r. 1933 sa opakujú) na obr. 3, na ktorom je znázornená aj časová závislosť mesačných údajov Ap -indexov.

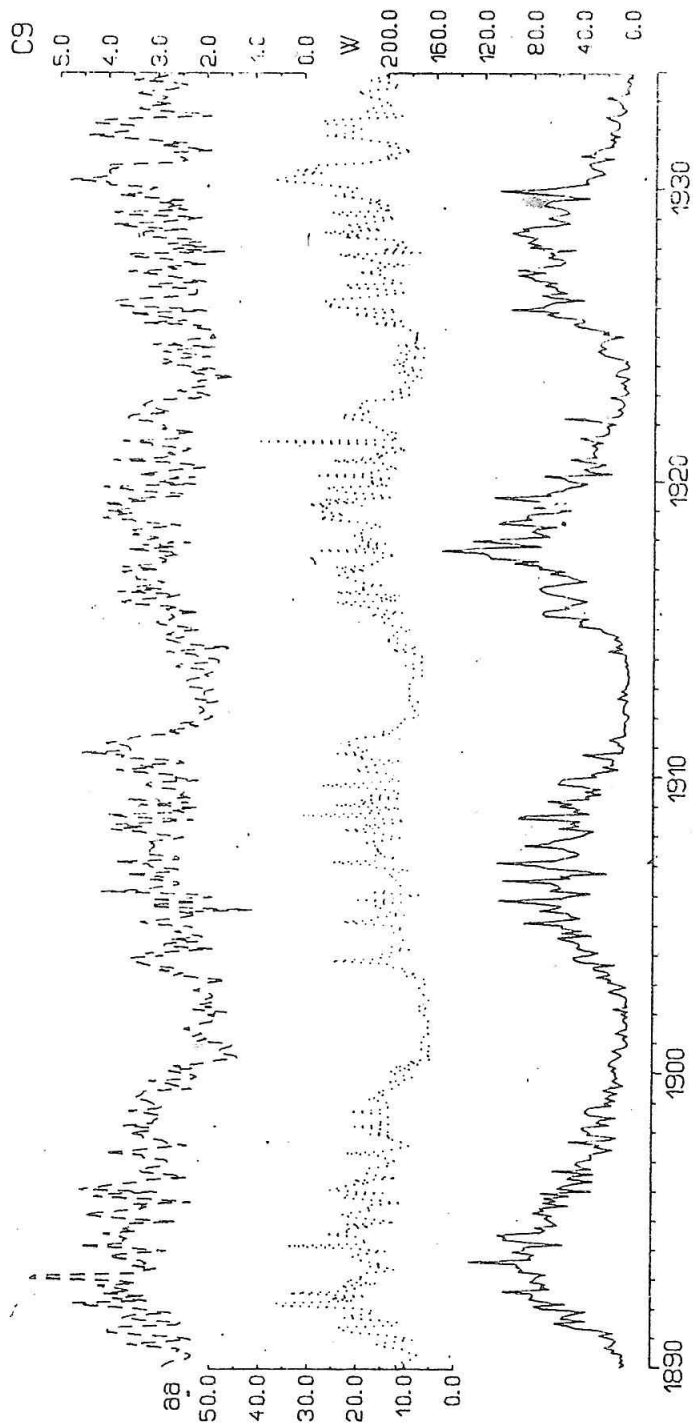
Prehľadné znázornenie údajov na obr. 1 - 3 je grafickým výstupom z digigrafu inštalovaného vo Výpočtovom stredisku SAV.

Pre zvýraznenie cyklov slnečnej aktivity sa znázorňovala na obrázkoch aj odpovedajúca časová závislosť W . Závislosti $C9$ -, aa -, Ap -indexov priamo od Wolfových čísel sú preskúmané v (5 - 7). V predloženej práci ide o posúdenie korelácií a fázových posuvov medzi jednotlivými indexami v SC, v ročných obdobiach a v celom vyšetrovanom období.

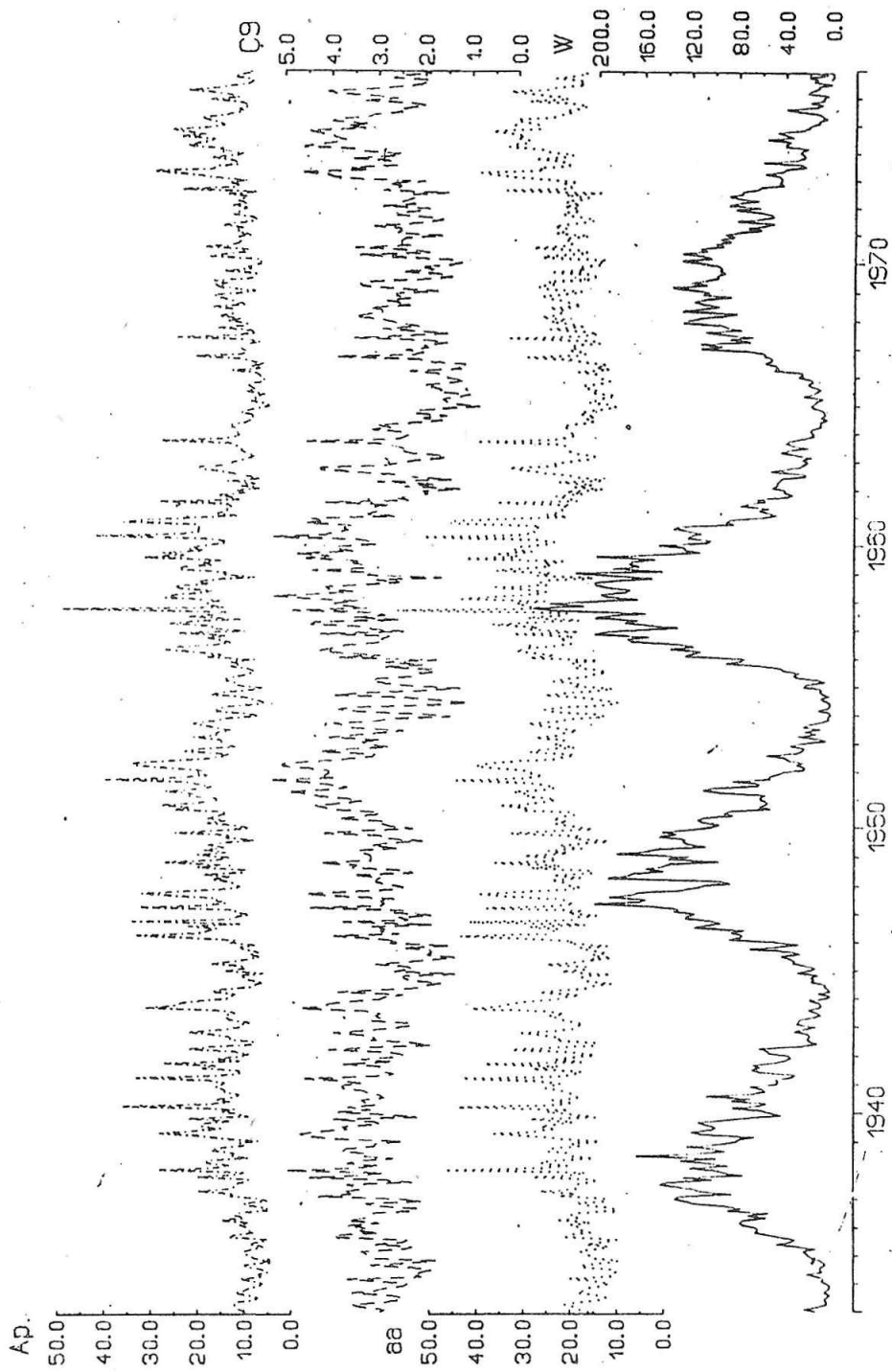
Výsledky analýzy pre celé vyšetrované obdobie sú uvedené v tab. 1 - 3. Kvantitatívne charakteristiky vzťahu (1) sú uvedené aj pre obdobie do a po modifikácii $C9$ -indexov.



Obr. 1 - Časové závislost C9-indexov /čísľovaných krivka/, se-indexov /bodkovaná krivka/ a Wolfových čísel /filá krivka/.



Obr. 2 - -o isté ako na obr. 1, ale pre ďalšie roky.



Obr. 3 - Časová závislosť Ap-indexov /bodky/ a ostatné ako na obr. 1, 2 pre ďalšie roky.

Tab. 1

SC	Údaje	a	b	$r \pm \sigma_r$	$\delta\gamma [^\circ]$	$\delta\gamma [\text{roky}]$
11 - 20 (1870-1976)	mo	1,3	0,084	0,76 ± 0,01	-6,0	-0,17
	yr	1,5	0,076	0,74 0,04	-6,2	-0,18
	w	1,5	0,074	0,68 0,05	-7,3	-0,21
	e	1,5	0,077	0,80 0,04	-2,4	-0,07
	s	1,3	0,082	0,73 0,05	-10,3	-0,29
11 - 20 (1870-1889)	mo	1,0	0,114	0,72 0,03	-10,5	-0,32
	yr	0,5	0,148	0,89 0,05	-11,5	-0,35
	w	0,9	0,123	0,84 0,07	-11,5	-0,38
	e	0,7	0,136	0,89 0,05	-12,0	-0,36
	s	0,3	0,165	0,86 0,06	-16,5	-0,50
13 - 20 (1890-1976)	mo	1,3	0,082	0,78 0,01	-4,8	-0,14
	yr	1,6	0,068	0,72 0,05	-4,9	-0,14
	w	1,6	0,068	0,65 0,06	-6,3	-0,18
	e	1,7	0,070	0,79 0,04	0,0	0,00
	s	1,4	0,076	0,74 0,05	-8,8	-0,25

Tab. 2

SC	Údaje	a	b	$r \pm \sigma_r$	$\delta\gamma' [^\circ]$	$\delta\gamma' [\text{roky}]$
17 - 20 (1934-1976)	mo	1,3	0,114	0,84 0,01	-8,8	-0,24
	yr	1,1	0,127	0,86 0,04	-7,8	-0,21
	w	0,8	0,150	0,82 0,05	-15,5	-0,43
	e	1,5	0,101	0,85 0,04	-4,3	-0,13
	s	0,8	0,141	0,89 0,03	-2,0	-0,04

Tab. 3

SC	Údaje	a''	b''	$r'' \pm \sigma_{r''}$	$\delta\gamma'' [^\circ]$	$\delta\gamma'' [\text{roky}]$
17 - 20 (1934-1976)	mo	6,3	1,100	0,97 0,00	2,8	0,08
	yr	6,5	1,086	0,96 0,01	3,3	0,10
	w	4,2	1,324	0,96 0,01	-3,5	-0,10
	e	7,5	1,013	0,97 0,01	1,0	0,03
	s	6,3	1,059	0,96 0,01	10,0	0,30

3. 1 ANALÝZA PRE KORELÁCIU MEDZI INDEXAMI C9, aa.

Kvantitatívne charakteristiky lineárnej závislosti C9-a aa-indexov predpokladanej v tvare (1) pre mesačné, ročné a sezónne priemery týchto indexov 11. - 20. cyklu a pre celé obdobie (r. 1870 - 1976) sú uvedené v (7); pre celé obdobie aj v prvej časti tab 1. V rámci cyklu koeficient a ako aj koeficient b má rozptyl (rozdiel medzi mesačnými, ročnými a sezónnymi údajmi), ktorý je maximálny v 18. cykle (1,4 pre a; 0,062 pre b) a minimálny v 14. cykle (0,2 pre a; 0,016 pre b). Hodnota korelačného koeficientu r je maximálna (0,996) pre ročné údaje 20. cyklu. Minimálna hodnota r (0,67) je pre mesačné údaje 12. cyklu.

Regresné a korelačné koeficienty vykazujú určitý sezónny chod: maximálnu hodnotu má koeficient a v období ekvinokcia vo všetkých cykloch, koeficient b - prevažne v letnom období, koeficient r - prevažne v období ekvinokcia. Variabilita r vzhľadom na ročné obdobia je najväčšia v 18. cykle a najmenšia v 20. cykle.

Kvantitatívne charakteristiky lineárnej závislosti C9 a aa vykazujú rozdiely medzi obdobiami do r. 1889 a od r. 1890, kedy sa modifikovali C9-indexy. Sezónny chod skúmanej závislosti zostal analogický, aký bol pred modifikáciou.

Ďalej sa súvislosti medzi C9- a aa-indexami skúmajú na základe údajov fázového posuvu $\delta\varphi$ maximálnych hodnôt týchto indexov v jednotlivých 11-ročných cykloch podľa vzťahu (4) použitím cos-aproximácie (7); časť v tab. 2. Oneskorenie $C9_{max}$ za aa_{max} je od -1,44 do 0,75 roka. $\varphi_{C9} < \varphi_{aa}$ sú pre všetky údaje cyklov č. 12, 14, 15 (okrem údajov e, pre ktoré $\varphi_{C9} = \varphi_{aa}$), 17, 19.

$\delta\varphi$ vykazuje nepravidelný sezónny chod v jednotlivých cykloch.

Porovnanie dlhodobých radov C9- a aa-indexov použitím dvoch metódik na základe vzťahov (1), (4) ukázalo na určité rozdielnosti v dvoch mierach geomagnetickej aktivity.

3. 2 ANALÝZA PRE KORELÁCIU MEDZI INDEXAMI C9, Ap.

Kvantitatívne charakteristiky lineárnej závislosti C9- a Ap-indexov predpokladanej v tvare (2) pre údaje s uvažovaným časovým krokom v 17. - 20. cykle (r. 1934 - 1976) sú uvedené v (7); pre celé obdobie aj v prvej časti tab. 2. V rámci cyklu koeficient a' má rozptyl maximálny (1,3) v 18. cykle a minimálny (0,6) v 20. cykle; koeficient b' má rozptyl maximálny (0,065) v 20. cykle a minimálny (0,050) v 17. cykle. Hodnota korelačného koeficientu r' je maximálna (0,999) pre údaje w 19. a 20 cyklu. Minimálna hodnota r' (0,66) je pre údaje w 17. cyklu.

Regresné a korelačné koeficienty vykazujú určitý sezónny chod: maximálnu hodnotu má koeficient a' v období ekvinokcia vo všetkých cykloch, koeficient b' - v letnom období 17. a 18. cyklu alebo v zimnom období 19. a 20 cyklu, koeficient r' - v zimnom období 18. - 20. cyklu a v letnom období 17. cyklu. Variabilita r' vzhľadom na ročné obdobia je najväčšia v 17. cykle a najmenšia v 20. cykle.

Údaje fázového posuvu $\delta\varphi$ maximálnych hodnôt C9- a Ap-indexov v jednotlivých cykloch podľa vzťahu (5) sú uvedené v (7); časť v tab. 2. Oneskorenie

$C9_{max}$ za Ap_{max} je od -1,56 do 0,67 roka. $\varphi_{C9} < \varphi_{Ap}$ sú prevažne pre údaje 17. a 19. cyklu; v týchto cykloch tiež sú $\varphi_{C9} < \varphi_{aa}$.

$\delta\varphi$ vykazuje nepravidelný sezónny chod v jednotlivých cykloch.

Porovnanie $C9$ - a Ap -indexov na základe vzťahov (2), (5) poukázalo na niektoré rozdiely v dvoch typoch indexov geomagnetickej aktivity.

3. 3 ANALÝZA PRE KORELÁCIU MEDZI INDEXAMI aa, Ap.

Kvantitatívne charakteristiky lineárnej závislosti aa(Ap) predpokladanej v tvare (3) pre ich priemerné mesačné, ročné a sezónne hodnoty 17. - 20. cyklu a pre celé obdobie týchto cyklov sú uvedené v (6); pre celé obdobie aj v tab. 3. V rámci cyklu koeficient a" ako aj koeficient b" má rozptyl, ktorý je maximálny v 19. cykle (4,8 pre a", 0,423 pre b") a minimálny (1,8 pre a", 0,214 pre b") v 20. cykle. Hodnota korelačného koeficienta r" je maximálna (0,995) pre údaje yr 18. cyklu a údaje w 20. cyklu. Minimálna hodnota r" (0,968) je pre mesačné údaje 19. cyklu. Extrémne hodnoty r" sú nepatrne nižšie pre celé vyšetrované obdobie ako pre jednotlivé cykly.

Ďalej sa porovnávajú podľa vzťahu (6) aa- a Ap-indexy na základe fázového posuvu $\delta\varphi$ maximálnych hodnôt týchto indexov v jednotlivých cykloch. Oneskorenie aa_{max} za Ap_{max} je od -0,25 do 0,39 roka; časť výsledkov v tab. 3.

Vyšetrovaný fázový posuv $\delta\varphi$ vykazuje výrazný sezónny chod: maximálny fázový posuv v letnom období (pre všetky cykly) a minimálny v ekvinokciálnom období (pre 17. a 18. cyklus) resp. v zimnom období (pre 19. a 20. cyklus).

Porovnanie časových radov dvoch mier geomagnetickej aktivity aa- a Ap-indexov použitím vzťahov (3), (6) poukázalo na ekvivalentnosť týchto mier.

ZÁVER

Štatistické vyhodnotenie dlhodobých radov geomagnetických indexov ($C9$, aa Ap) ukázalo, že súvislosti medzi jednotlivými indexami sú ovplyvňované cyklami slnečnej aktivity a ročnými obdobiami; vplyv slnečnej aktivity a ročných období sa najmenej preukázal na závislosť aa(Ap) a najviac na závislosť $C9(aa)$. Z uvažovaných závislostí pre obdobie 17. - 20. cyklu najvyššia korelácia je medzi indexami aa, Ap, medzi ktorými fázový posuv je najmenší a najnižšia korelácia je medzi indexami $C9$, aa, medzi ktorými je fázový posuv najväčší.

LITERATÚRA

- (1) Zosimovič, I. D.: Geomagnetnaja aktivnost' i ustojčivost' korpuskuljarnogo polja Solnca, Nauka, Moskva 1981
- (2) IAGA Bulletin, No.32k, 1980
- (3) IAGA Bulletin, No. 32g, 1976
- (4) Prigancová, A. a kol.: Faktor slnečnej a geomagnetickej aktivity v životnom prostredí II. Veda, Bratislava 1987

- (5) Bieleková, M.: Solar and geomagnetic activity in the 17th - 20th solar cycles. Contr. Geophys. Inst. SAS. 17, 1987, s. 97
- (6) Bieleková, M.: Analysis of solar and geomagnetic activity in solar cycles 11 to 20. Contr. Geophys. Inst. SAS (in press).
- (7) Bieleková, M.: Dlhodobé cykly geomagnetickej aktivity a ich heliofyzikálne aspekty. Pripravené do tlače.

VZŤAH DLHODOBÝCH VARIÁCIÍ SLNEČNÉHO VETRA K DLHODOBÝM VARIÁCIÁM A_p INDEXU

S. Krajčovič, Geofyzikálny ústav SAV Bratislava
T. Korcová, Pedagogická fakulta Nitra

ABSTRAKT

V práci sa skúma vzťah dlhodobých variácií niektorých parametrov slnečného vetra k dlhodobým variáciám A_p indexu vzhľadom na 22 ročný magnetický cyklus slnečnej aktivity, a to pre roky 1964 - 1985.

ÚVOD

Problematika vzťahov Slnko-Zem je značne rozsiahla a preto štatistické vyhadávanie súvislostí medzi javmi a procesmi je zvyčajne prvým krokom v poznávaní celého mechanizmu vzťahov. Pri skúmaní vzťahov Slnko-Zem a pri niektorých geofyzikálnych prejavoch sa za nositeľa prenosu slnečnej aktivity v medziplanetárnom priestore považuje slnečný vietor (Kovalenko 1983). Variácie, prípadne poruchy v slnečnom vetre sa môžu skladať z prechodných porúch. V odbornej literatúre sa značná pozornosť venuje napríklad skúmaniu nadväznosti vysokorýchlostných prúdov slnečného vetra na výskyt erupcií, koronálnych dier, koronálnych tranzientov, koronálnych lúčov, erupčných protuberancií (Hundhausen 1977, Sheeley, Harvey 1978 atď.). Štúdium vysokorýchlostných prúdov je aktuálne pri skúmaní poruchovosti geomagnetického poľa. Geomagnetické prúdy sa identifikujú a vymedzujú pomocou magneticky kľudných, porušených a normálnych dní, pričom ako odozvy korpuskulárneho žiarenia Slnka sa najčastejšie používajú K_p -index a A_p -index (Krajčovič 1974, Svalgaard 1976 atď.).

Javy a procesy, vznikajúce a vyvíjajúce sa v atmosfére Slnka, sa vyznačujú rekurentnosťou. Jej periódu určujeme z podielu doby rotácie Slnka a počtu rekurentných útvarov nachádzajúcich sa na viditeľnej časti slnečného disku. Preto okrem štúdia krátkodobých procesov nás zaujímajú taktiež aj dlhodobé periodické zmeny v slnečnej činnosti. Vzájomným porovnávaním krátkodobých a dlhodobých zmien získavame podklady k hlbšiemu štúdiu magnetohydrodynamických procesov, prebiehajúcich vo vnútri Slnka, v jeho atmosfére, ku štúdiu medziplanetárneho priestoru a ku štúdiu vzťahov Slnko - Zem.

Naším cieľom bolo zistiť, či prostredníctvom vzťahov medzi A_p -indexom a parametrami slnečného vetra by bolo možné ľahšie hľadať súvislosti medzi prejavmi geomagnetickej aktivity a ďalšími indexami slnečnej aktivity.

2. VZŤAH DLHODOBÝCH VARIÁCIÍ

Ku štúdiu vzťahov dlhodobých variácií za sledované obdobie rokov 1964 - 1985 sme zvolili ročné a mesačné priemery denných hodnôt rýchlosti V , hustoty N , toku protónov F_p , hustoty kinetickej energie E_k , hustoty toku kinetickej energie F_k , vypočítaných z publikovaných hodnôt nameraných parametrov slnečného vetra (King 1977, 1983, 1986). Ďalej ročné a mesačné priemery denných hodnôt A_p -indexu, ktoré sme prevzali zo Solar-Geophysical Data.

Na obr. 1 vidíme chody priemerných ročných hodnôt A_p -indexu a uvažovaných parametrov slnečného vetra za roky 1964 - 1985. Pre lepšiu orientáciu sú pospájané prerušovanou čiarou.

Pri hodnotách A_p -indexu sa prejavujú štyri maximá, a to v rokoch 1968, 1974, 1978 a 1982.

Chod priemerných ročných hodnôt rýchlosti V má najvýraznejšie maximum v roku 1974, podružnejšie v rokoch 1968, 1971, 1978, 1983. V súlade s hypotézou Kovalenka a Malyschkina (1976) pravdepodobne pri zníženej slnečnej činnosti v rokoch prelínania sa 20. a 21. slnečného cyklu prevládali v slnečnej koróne magnetické štruktúry, ktoré uľahčili únik slnečného vetra do medziplanetárneho priestoru.

Chod ročných hodnôt N , F_p , E_k , F_k naznačuje, že ich dlhodobé variácie závisia od cyklu slnečnej aktivity. Tvar kriviek uvedených priebehov pripomína obrátený tvar kriviek spájajúcich ročné hodnoty relatívneho čísla R slnečných škvŕn pre 20. a 21. slnečný cyklus. Pokles a vzrast je najvýraznejší pre F_k , čo má význam pri vyhodnocovaní energetickej bilancie slnečného vetra, registrovaného umelými objektami v blízkosti roviny ekliptiky (najmä pri vyhodnocovaní poruchových javov). So vzrastajúcou slnečnou činnosťou sa pravdepodobne zväčšuje počet uzatvorených magnetických štruktúr a tie zabraňujú úniku slnečného vetra do medziplanetárneho priestoru.

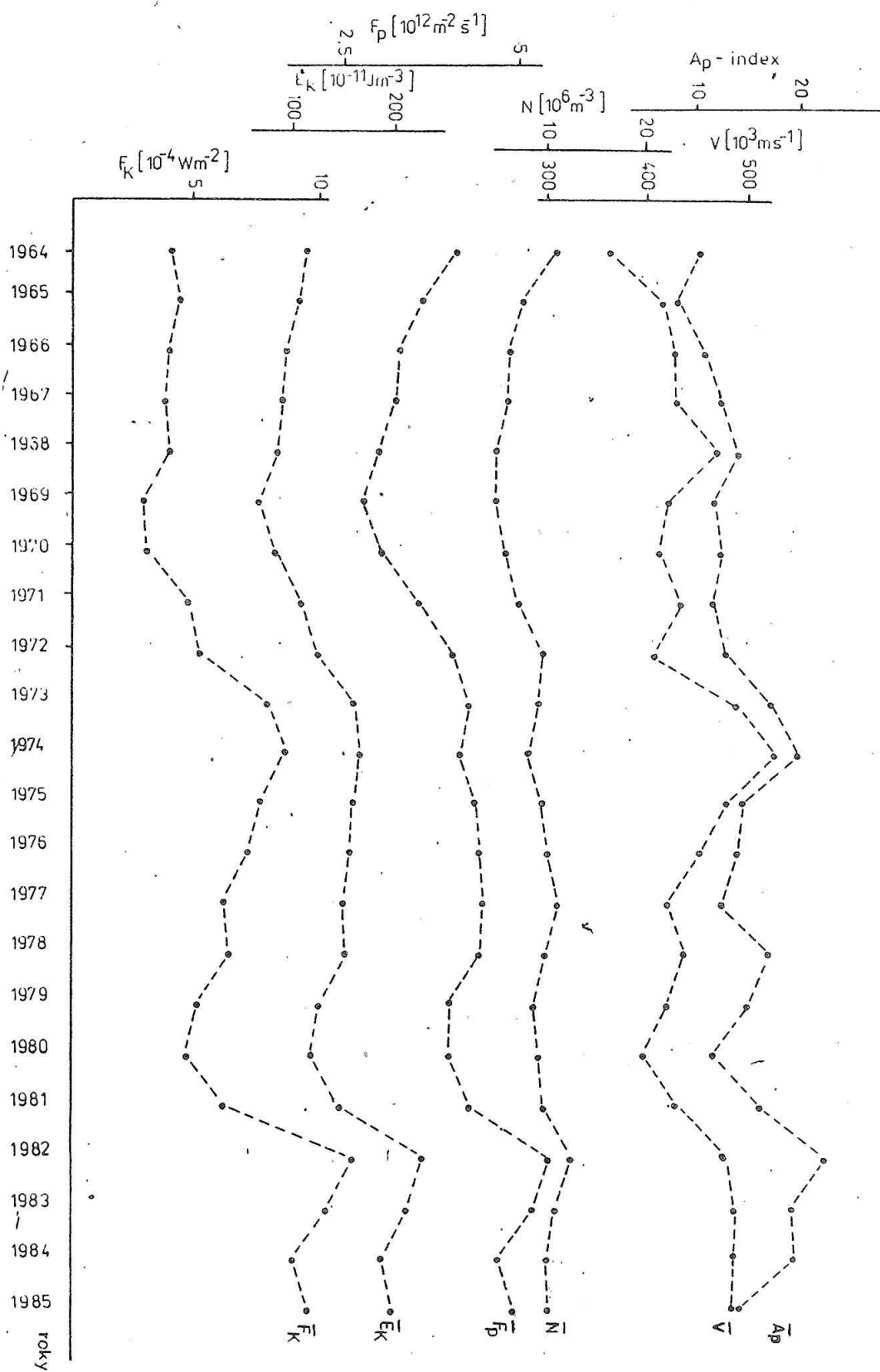
Podobné výsledky sme dosiahli i pri štúdiu dlhodobých variácií mesačných priemerov skúmaných parametrov. Možno tiež konštatovať vzrastajúci trend chodu kriviek, čo súvisí pravdepodobne so vzrastajúcou slnečnou činnosťou od 20. slnečného cyklu k 21. slnečnému cyklu.

Vzťah dlhodobých variácií parametrov slnečného vetra s dlhodobými variáciami A_p -indexu sme skúmali polynomicou regresiou. Získané výsledky korelačných koeficientov sú pre lineárnu a kvadratickú závislosť A_p -indexu (závisle premenná y) od parametrov slnečného vetra (nezávisle premenná x) pre ich ročné hodnoty uvedené v tab. 1.

Koeficienty A , B , C boli počítané metódou najmenších štvorcov. Koeficienty korelácie boli počítané zo vzťahov, prevzatých z literatúry (M. Dutta, S. P. Pal 1963).

Tab. 1

Koeficient korelácie	Parametre slnečného vetra				
	V	N	F_p	E_k	F_k
R (lineár. závislosť)	0,72	0,47	0,68	0,78	0,82
R (kvadr. závislosť)	0,73	0,50	0,70	0,79	0,83



Obr. 1

Z tab. 1 je vidieť, že najlepšie výsledky boli dosiahnuté pri skúmaní vzťahov ročných hodnôt A_p -indexu k ročným hodnotám hustoty toku kinetickej energie F_k a najnižšie vo vzťahu hodnôt A_p -indexu k hustote slnečného vetra N .

Podobná závislosť sa prejavila i pri štúdiu vzťahov mesačných hodnôt A_p -indexu a parametrov slnečného vetra za roky 1964 - 1985.

ZÁVER

Ukazuje sa, že odvodené parametre, najmä hustota toku kinetickej energie slnečného vetra môžu byť sprostredkujúcim činiteľom pri štúdiu poruchových javov slnečného vetra geoaktívneho charakteru a napríklad rádiovou a X-emisiou Slnka počas cyklov slnečnej aktivity.

LITERATÚRA

- Dutta, M.; Pal, S. P.: 1963, Introduction to the Mathematical Theory of Probability and Statistics, The World Press Private LTD, Calcutta, s.100 - 102
- Hundhausen, A. J.: 1977, An interplanetary view of coronal holes: Coronal holes and high-speed solar wind streams. Ed. J. B. Zirker, Boulder: Colorado Assoc. Univ. prese s. 225
- King, H. J.: Interplanetary Medium Data Book, Apendix I, 1977
- King, H. J.: 1983, Interplanetary Medium Data Book, Apendix III
- King, H. J.: 1986, Interplanetary Medium Data Book, Apendix IV
- Kovalenko, V. A.: 1983, Solnečnyj veter, Izd. Nauka Moskva s. 41 - 78, 153 - 170, 176 - 252
- Kovalenko, V. A.; Malyshkin, V. N.: 1976, The Solar wind parameters and solar activity: contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, Veda Bratislava vol. VI s. 353
- Krajčovič, S.: 1974, Vysokorýchlostné prúdy slnečného vetra, medziplanetárne pole, in: Zborník KH Prešov, s. 66
- Sheeley, N. R.; Harvey, J. W.: 1978 Solar Phys. 59 s. 159
- Solar - Geophysical Data Part I, II roky 1964 - 1985
- Svalgaard, L.: 1976, J. Geophys. Res. 81, s. 5182.

PRECHOD SEKTOROV MEDZIPLANETÁRNEHO MAGNETICKÉHO POĽA OBLASŤOU ZEME POČAS 20. SLNEČNÉHO CYKLU A POČASIE V SSR

S. Krajčovič, Geofyzikálny ústav CGV SAV Bratislava
T. Korcová, Pedagogická fakulta Nitra

ABSTRAKT

V práci sa dokazuje, na základe metódy superpozície epoch, že medzi prechodmi sektorov MMP oblasťou a klimatickými parametrami počasia v SSR z , p , t , v období 20. slnečného cyklu existuje súvislosť. Ukazuje sa pritom, že najmä pre sumy denných zrážok je tento vzťah výraznejší pre prechody sektorov MMP o polarite $+-$, než pre prechody sektorov MMP o polarite $-+$. U zbývajúcich dvoch klimatických parametrov je táto závislosť už menej výrazná, čo sa dá čiastočne vysvetliť vplyvom orografie na území SSR.

ÚVOD

Už pred niekoľkými rokmi sa pod vplyvom prác (1), (2) vynorila myšlienka pokračovať v širšom meradle v analýze vzťahov medzi prechodmi sektorov MMP oblasťou Zeme a zmenami počasia v SSR - teda aj v strednej Európe. Myšlienka rozšíriť takúto analýzu na strednú Európu sa však nedala prakticky realizovať, ako sa to podrobne zdôvodňuje v práci (3), preto boli získané základné údaje o klimatických parametroch Σz , p , t pre 5 vhodne zvolených meteorologických staníc na území SSR, pre 31-ročné obdobie, ktoré sa v plnej miere využili v práci (3) a z ktorých sme vybrali asi jednu tretinu pre tento príspevok. Stalo sa tak preto, že kritické obdobie (20. slnečný cyklus) má k dispozícii aj súbory parametrov z medziplanetárneho priestoru (napr. o slnečnom vetre a pod.), ktoré nám môžu poslúžiť pre komplexnú prácu o tomto významnom období v najbližšej budúcnosti.

2. VSTUPNÉ ÚDAJE O PRECHODOCH SEKTOROV OBLASŤOU ZEME

Pre dvadsiaty slnečný cyklus (začiatok v októbri 1964, maximum v marci 1969, koniec v júli 1976) sme usporiadali spomínané údaje do tabuliek 1 a 2. Je to celkovo 55 prechodov sektorov o polarite $+-$ a 56 prechodov sektorov o polarite $-+$. Spomínaný slnečný cyklus trval 11,8 roka, máme teda obidve polarities prechodov sektorov MMP približne po 5 prechodov za rok. Je tak splnená požiadavka, aby jednotlivé prechody sektorov MMP oblasťou Zeme boli časovo dostatočne vzdialené. Táto požiadavka vyplýva zo známeho faktu, že od vzniku

cyklóny po jej presun do strednej Európy uplynú rádove asi dva týždne. Pohľad na tab. 1 a 2 ukazuje, že prechody spomínaných sektorov sú dostatočne navzájom vzdialené.

Tab. 1

č.	rok	mesiac	deň	č.	rok	mesiac	deň	č.	rok	mesiac	deň
1	1964	nov.	7	20	1969	máj	7	39	1972	aug.	16
2		dec.	6	21		júl	10	40	1973	bez prechodu	
3	1965	jún	9	22		sep.	5	41	1974	feb.	9
4	1966	feb.	11	23		sep.	29	42		mar.	6
5		mar.	7	24		okt.	30	43		júl	22
6		máj	8	25		dec.	22	44		aug.	18
7		okt.	10	26	1970	apr.	29	45		nov.	8
8		nov.	27	27		sep.	11	46		dec.	25
9	1967	jan.	6	28		okt.	10	47	1975	jan.	21
10		mar.	23	29		nov.	5	48		mar.	20
11		apr.	22	30		dec.	2	49	1975	jún	9
12		okt.	22	31		dec.	31	50		júl	7
13	1968	jan.	16	32	1971	mar.	7	51		aug.	1
14		mar.	10	33		júl	11	52		aug.	28
15		apr.	5	34		sep.	4	53		okt.	28
16		máj	1	35		okt.	27	54	1976	mar.	14
17		nov.	29	36	1972	feb.	10	55		apr.	9
18	1969	feb.	19	37		mar.	6	56		jún	3
19		apr.	20	38		jún	24			MMP o polarite - +	

Tab. 2

č.	rok	mesiac	deň	č.	rok	mesiac	deň	č.	rok	mesiac	deň
1	1964	okt.	3	20	1968	aug.	5	39	1973	jún	9
2		okt.	17	21		aug.	20	40		aug.	1
3		dec.	25	22		sep.	18	41		dec.	2
4	1965	jan	7	23		dec.	10	42		dec.	27
5		máj	31	24	1969	jan.	7	43	1974	jan.	24
6		júl	26	25		feb.	2	44		feb.	19
7		sep.	21	26		mar.	4	45		mar.	19
8		nov.	23	27		mar.	30	46		jún	8
9	1966	apr.	27	28		jún	22	47		aug.	1
10		aug.	17	29		júl	20	48		dec.	6
11		sep.	13	30	1970	okt.	26	49	1975	jan.	12
12		nov.	7	31		dec.	22	50		feb.	7
13		dec.	4	32	1971	jan.	18	51		sep.	16

č.	rok	mesiac	deň	č.	rok	mesiac	deň	č.	rok	mesiac	deň
14	1967	jan.	1	33		feb.	13	52	1976	jan.	2
15		dec.	4	34		mar.	12	53		jan.	30
16	1968	jan.	28	35		apr.	8	54		feb.	25
17		feb.	26	36	1972	mar.	15	55		mar.	22
18		júl	9	37		okt.	1	MMP polarita je + -			
19		júl	24	38	1973	feb.	16	XXXXXXXXXXXXXXXXXXXXXXXXXX			

3. SPRACOVANIE DENNÝCH HODNÔT KLIMATICKÝCH PARAMETROV PRE 20. SLNEČNÝ CYKLUS

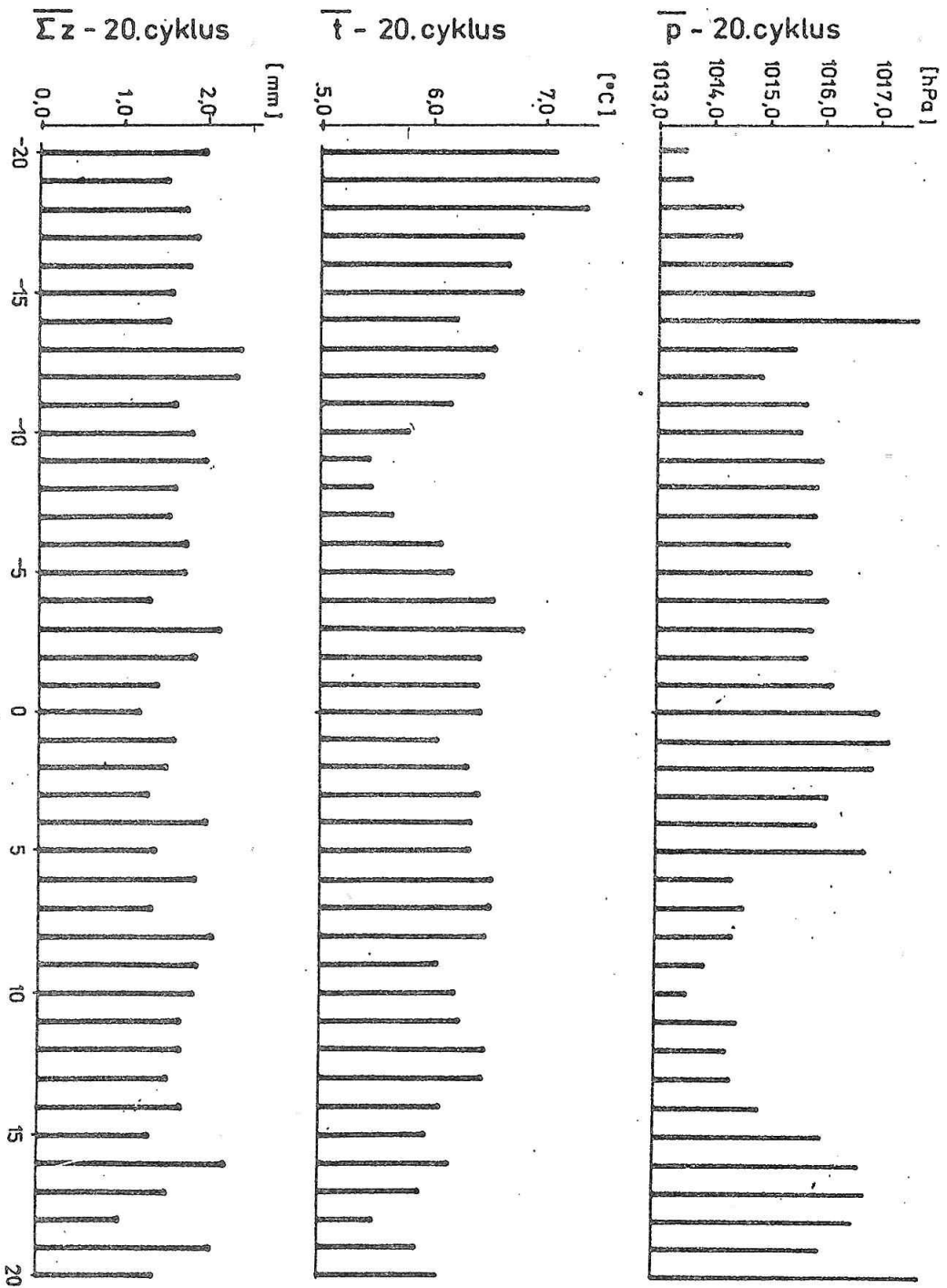
Denné hodnoty klimatických parametrov: sumy zrážok (Σz), priemery atmosférického tlaku (p v mm stĺpca Hg), priemery teplôt ($^{\circ}\text{C}$), sa spracovali tak, že najprv sa transformovali hodnoty tlaku z mm stĺpca Hg na hPa a tieto hodnoty sa potom redukovali na nulovú hladinu. Potom sa všetky tri parametre, získané na piatich staniciach (Hurbanovo, Bratislava - letisko, Poprad - letisko, Sliač - letisko a Trebišov) vpísali do príslušnej kolonky: od -20. do +20. stĺpca, resp. do 0. stĺpca, pre každý prechod sektoru MMP oblasťou Zeme. Nakoniec sa určila na každý deň priemerná hodnota príslušného parametra a to pre polaritu +- resp. pre polaritu -+, pre všetky prechody sektorov MMP oblasťou Zeme. Ako príklad uvádzame denné sumy parametrov pre -20. deň, pre 0. deň a pre +20. deň a to pre prechod sektorového rozhrania oblasťou Zeme dňa 28. januára 1968, pozri tab. 3.

Tab. 3

28. 1. 1968; 0. deň	8. 1. 1968; -20. deň	17. 2. 1968; +20 deň
z; polar. +-; 8,6 mm	0,9 mm	0,0 mm
t; polar. +-; -10,0 $^{\circ}\text{C}$	-53,1 $^{\circ}\text{C}$	-12,1 $^{\circ}\text{C}$
p; polar. +-; 4049,5 hPa	4046,5 hPa	4038,6 hPa
poznámky: Σz ; t sú merané na 5 staniciach, p na 4 staniciach		

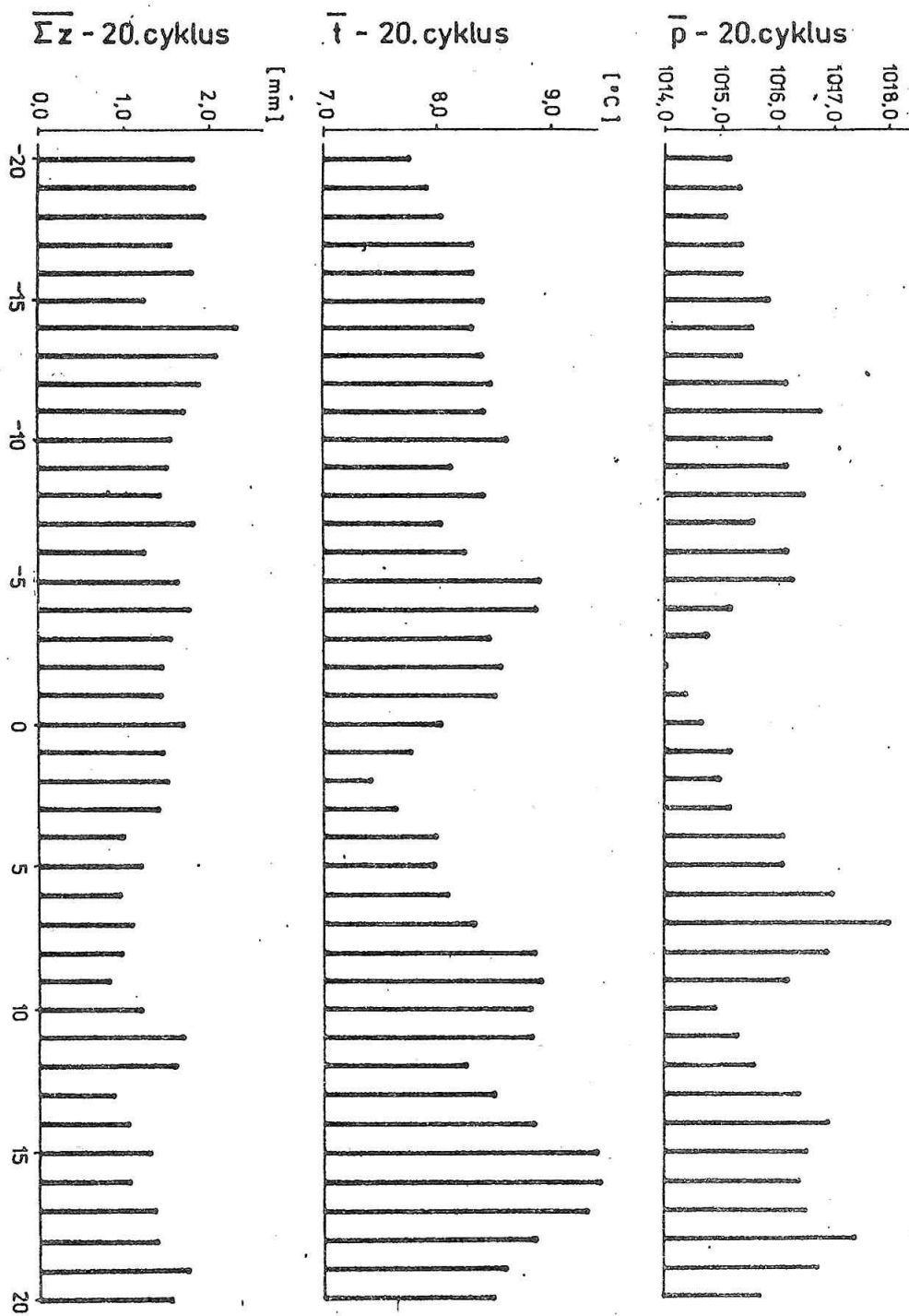
Teraz už ľahko dostaneme priemerné denné hodnoty pre 5 resp. pre 4 merania: $(\Sigma \bar{z})_{0. \text{ deň}} = 1,72 \text{ mm}$; $(\Sigma \bar{z})_{-20. \text{ deň}} = 0,18 \text{ mm}$; $(\Sigma \bar{z})_{+20. \text{ deň}} = 0,00 \text{ mm}$; $(\bar{t})_{0. \text{ deň}} = -2,00^{\circ}\text{C}$; $(\bar{t})_{-20. \text{ deň}} = -10,62^{\circ}\text{C}$; $(\bar{t})_{+20. \text{ deň}} = -2,42^{\circ}\text{C}$; $(\bar{p})_{0. \text{ deň}} = 1012,3 \text{ hPa}$; $(\bar{p})_{-20. \text{ deň}} = 1011,62 \text{ hPa}$; $(\bar{p})_{+20. \text{ deň}} = 1009,65 \text{ hPa}$.

Celkom analogickým spôsobom boli určené denné hodnoty priemerov spomínaných parametrov pre celý interval 41 dní a pre 55 prechodov sektorových rozhraní pre polaritu +-, ako aj pre 56 prechodov sektorových rozhraní pre polaritu -+, pozri tab. 1 a tab. 2. Takto získané výsledky sú graficky znázornené na obr. 1, 2.



polarita +-

Obr. 1



polarita - +

4. STRUČNÝ POPIS DOSIAHNUTÝCH VÝSLEDKOV

Ak sa pozrieme na uvedené obrázky 1 a 2, môžeme konštatovať, že rozloženie denných priemerov zrážok vykazuje pre polaritu +- nasledujúce charakteristiky: pre záporný interval sa ukazuje jednoznačne minimum zrážok pre -4. deň, zatiaľ čo maximum je v tomto intervale určené dvomi dňami -12. a -13; pre kladný interval máme výskyt minima na 4. deň, kým výskyt maxima je jednoznačne určený na 16. deň.

Z obr. 2 môžeme odčítať, že minimum pre kladný interval sa vyskytuje na 4. deň, zatiaľ čo maximum pripadá na 11. a 12. deň; pre záporný interval nastáva minimum -6. deň, kým maximum je určené na 16. deň. Pre zbývajúce parametre nie je už taká pravidelnosť pri rozdelení ich extrémov, je však možné konštatovať, že v hrubých rysoch je rozdelenie extrémov približne také ako u súm zrážok.

ZÁVER

Je možné konštatovať, že na základe kvalitatívneho rozboru rozloženia klimatických parametrov v priebehu 20. slnečného cyklu - vo vzťahu k prechodom sektorových rozhraní MMP oblasťou Zeme sa dokázalo, že predpokladaná doba posunu cyklóny do oblasti strednej Európy je okolo dvoch týždňov. Súčasne sa overili aj výskyty minim zrážok na 3. - 4. deň po prechode, resp. pred prechodom sektora MMP oblasťou Zeme.

LITERATÚRA

- (1) Krajčovič, S.: Madziplanetárne magnetické pole, indexy zavírenosti a počasie, Zbor. 7. sln. sem. Tatranská Lomnica, 1984, s. 213;
- (2) Krajčovič, S.; Bieleková, M.: Mežplanetnoje magnitnoje pole i peremeny pogody na territorijii Slovačkii, "Disturbances of extraterrestrial origin in the lower ionosphere", Prague, 1984, p.24;
- (3) Krajčovič, S.: Počasie v SSR v období 19. a 20. slnečného cyklu vo vzťahu k prechodom sektorových rozhraní MMP oblasťou Zeme, se. GFÚ ČSAV, 11. 5. 1988, Praha, v tlači.

VLIVY SLUNEČNÍ AKTIVITY NA ZEMSKOU ATMOSFÉRU – NEJZAJÍMAVĚJŠÍ VÝSLEDKY Z 19. ZASEDÁNÍ IUGG

J. Laštovička, Geofyzikální ústav ČSAV Praha

ABSTRAKT

V srpnu 1987 se ve Vancouveru konalo 19. Valné shromáždění IUGG. V této práci jsou uvedeny nejzajímavější výsledky z oblasti vlivu sluneční aktivity (v širokém slova smyslu) na atmosféru Země, přednesené na tomto zasedání, se zaměřením zvláště na střední atmosféru a troposféru.

ÚVOD

Ve dnech 9. - 22. 8. 1987 se konalo ve Vancouveru 19. Valné shromáždění IUGG (Mezinárodní unie geodetická a geofyzikální) za účasti 3500 odborníků ze všech pěti světadílů. Třídílný sborník abstraktů z kongresu má 656 stránek, přičemž jedna stránka obsahuje typicky 4 abstrakty, t.j. 2600 referátů. To dokumentuje rozsah kongresu. Cílem této práce je uvést některé nejzajímavější výsledky spojené s variabilitou sluneční aktivity a jejím vlivem na atmosféru Země se zaměřením zvláště na střední atmosféru a troposféru, především výsledky přednesené na Workshop MW-MUA-1 "Downward penetration of solar activity effects".

2. GEOMAGNETICKÁ AKTIVITA

Akasofu (1) upozornil na nutnost krajně opatrného zacházení s aurorálním geomagnetickým indexem AE. Při silných magnetických bouřích se aurorální prstencový proud posune jižně od sítě AE-observatoří, které pak dávají nižší AE než skutečné. Naopak při geomagneticky klidné situaci je AE silně ovlivňováno lokálními maximy na některých stanicích, čili hodnota AE je přeceněna.

Nejnovější výsledky ukazují, že v magnetosférických subbouřích se v různých situacích projevují oba mechanismy, jak přímé řízení slunečním větrem, tak impulsní uvolňování energie z chvostu magnetosféry (1).

3. VARIABILITA SLUNEČNÍHO ULTRAFIALOVÉHO ZÁŘENÍ

Donnelly (2) sumarizoval 6 let měření slunečního ultrafialového záření (dále UF-záření) z družice Nimbus-7 a ukázal, že zatímco v některých obdobích dominuje ve variaci UF-záření silná 27-denní periodičita, v jiných obdobích je 27-denní variace slabá a dokonce převládá 13,5-denní variace (která není harmonickou 27-denní variace, ale samostatně existující variací). Měření spektrálního slunečního záření v 160 - 400 nm ze Spacelabu 2 má vysokou absolutní přesnost (3%) a dobře souhlasí s měřeními ze Spacelab 1 (3). Heath (4) ukázal z měření Nimbus-7, že sluneční UF-záření v letech 1985 - 1986 bylo prakticky konstantní kromě několika krátkodobých zvýšení spojených s významnými aktivními oblastmi. To je ale v částečném rozporu se SME měřeními H Lyman - čáry, která po celý rok 1985 až do září 1986 dávají pozvolný pokles intenzity záření (5). Příčina rozdílnosti může (ale nemusí) být přístrojová.

4. VLIV SLUNEČNÍ AKTIVITY NA STŘEDNÍ ATMOSFÉRU

Goldberg (6) popsal odezvu globálního elektrického pole k variacím slunečně-zemského okolí a našel silně negativní proudy nad bouřkovými mraky i v nepřítomnosti blesků. Laštovička (7) podal přehled vlivů variací slunečního větru a vysokoenergetických částic na střední atmosféru a ukázal, že zvláště geomagnetické bouře vyvolávají jak velmi silný efekt v dolní ionosféře, tak ovlivňují i svícení oblohy, teplotu a složení (malé složky) ve střední atmosféře a rovněž cirkulaci ve střední atmosféře (i když zde výsledky jsou dosti rozporné). Hale (8) zjistil, že při vysypávání relativistických elektronů v aurorální zóně dochází k otočení směru "fair weather" elektrického pole v atmosféře. Bucha (9) popsal svůj mechanismus změn atmosferické cirkulace pod vlivem geomagnetických bouří a na základě tohoto mechanismu navrhl vysvětlení katastrofického jevu "El Niño" v Tichém oceánu na jižní polokouli. Brown a Austin (10) našli ostré maximum tlaku na hladině tropopauzy (data z Berlína) 2 dny po přechodu vysokorychlostního proudu ve slunečním větru. Závěrečná diskuse potvrdila čs. stanovisko, že v oblasti vlivu slunečního větru a vysokoenergetických částic na střední atmosféru jsou hlavním faktorem geomagnetické bouře.

Pokud jde o vliv variability slunečního ultrafialového záření na střední atmosféru, byla přednesena celá řada referátů, z nichž jsou vybrány nejzajímavější výsledky. V jednom z nejpodnetnějších referátů Labitzke (11) našla silnou kladnou korelaci teploty v zimě (leden + únor) ve vysokých šířkách na tlakových hladinách 10 a 30 hPa se 11-letým slunečním cyklem pro zimy v západní fázi kvazidvouleté oscilace (určována ze směru větru na 50 hPa v rovníkové oblasti) a naopak našla silnou negativní korelaci pro zimy ve východní fázi kvazidvouleté variace. Přitom pro všechny zimy dohromady nepozorujeme žádnou korelaci (11). Obdobné výsledky obdrželi Chanin et al. (12) z měření teploty okolo 50 km pomocí lidarů na observatoři Haute Provence. Ebel a Dameris (13) modelovali odezvu atmosféry na 27- a 13-denní sluneční variaci a vyzdvihli roli nelineárních dějů v tomto procesu. Modelové výpočty rovněž ukazují (14), že přítomnost planetární vlny s periodou $T=16$ dní zvyšuje citlivost (odezvu)

střední atmosféry na slabé vnější sluneční vlivy. Callis (15) studoval vliv 11-letého slunečního cyklu na ozon a sloučeniny dusíku ve stratosféře a ukázal, že tento efekt by mohl významně přispět k formování tzv. jarní ozonové díry nad Antarktidou. Hood (16) a Hood a Douglas (17) se zabývali podivným jevem, předstihem 27-denní variace ozonu v horní stratosféře před variací slunečního UF-záření. Vysvětlení spočívá v tom, že 27-denní variace UF-záření působí přímo v ozonu sice kvazisynchronní variací (změnou fotochemických poměrů), ale zároveň působí s jistým časovým zpožděním změnu teploty, která působí na ozon opačným směrem, což má za následek, že maximum i minimum 27-denní variace ozonu se pozorují před příslušnými extrémy 27-denní variace slunečního UF-záření. Keating (18) podal přehled odezvy teploty, ozonu a některých dalších malých složek ve střední atmosféře ke krátkodobým (hlavně 27-denní) variacím slunečního UF-záření. Ukázal, že zatímco pod 3 hPa je ozon zpožděn za variací UF-záření, nad ní předstihuje s nejvýraznějším zpětnou vazbou variace teploty okolo 0,5 - 0,6 hPa. 27-denní variace H Lyman- α čáry působí v 65 - 75 km výrazný pokles ozonu, nad a pod naopak mírný vzrůst ozonu, a to v globálním měřítku (18).

ZÁVĚR

19. Valné shromáždění IUGG přineslo celou řadu nových zajímavých poznatků. Za nejzajímavější považuji ukázání principiálně důležité role uvážení vlivu kvazidvouleté variace při studiu možných působení sluneční aktivity na střední atmosféru (a též troposféru). Pro účely čs. cílového projektu základního výzkumu "Důsledky vztahů Slunce-Země pro změny klimatu a životního prostředí" je nejdůležitější potvrzení našeho stanoviska, že hlavním faktorem v působení slunečního větru a vysokoenergetických částic na střední a dolní atmosféru jsou geomagnetické bouře.

LITERATURA

Veškeré citované práce byly předneseny na 19. Valném shromáždění IUGG, Vancouver 1987.

- (1) Akasofu, S. I.: Overview of physics of the magnetosphere and energy transfer from the solar wind, ref. GA5. 5-1
- (2) Donnelly, R. F.: Solar UV data sets for atmospheric research, ref. MW-MUA-1-P1.
- (3) van Hoosier, M. E.; Bartoe, J. D.; Bruckner, G. E.; Prinz, D. K.: Solar irradiance measurements 120 - 400 nm from Spacelab-2 (results from the SUSIM experiment), ref. GA8. 1-3.
- (4) Heath, D. F.: Variations of solar ultraviolet spectral irradiance from satellite observations: 1978 - 1986, ref. GA8. 1-6.
- (5) Rottman, G. J.: The solar cycle decrease of ultraviolet irradiance 1982 trough 1986, ref. GA8. 1-7
- (6) Goldberg, R. A.: Response of the global electric field to the solar-terrestrial environment, ref. MW-MUA-1-2.

- (7) Laštovička, J.: Solar wind and high energy particle influence on the middle atmosphere, ref. MW-MUA-1-1.
- (8) Hale, L. C.: Downward charge coupling through the middle atmosphere, ref. MW-MUA-1-P2.
- (9) Bucha, V.: Influence of solar activity effects on changes of types on atmospheric circulation, ref. MW-MUA-1-P5.
- (10) Brown, G. M.; Austin, J. G.: Solar plasma stream signatures in the stratosphere, re. GA2. 7-4.
- (11) Labitzke, K.: Interannual variability of the temperatures in the stratosphere, ref. U11-10.
- (12) Chanin, M. L.; Hauchecorne, A.; Smires, N.: Dynamically induced long term variation of the middle atmospheric temperature, ref. MW-MUA-1-P8.
- (13) Ebel, A.; Dameris, M.: Modeling of the dynamical response of the middle atmosphere to solar induced perturbations, ref. MW-MUA-1-4.
- (14) Dameris, M.; Ebel, A.; Jakobs, H. J.: The response of the perturbed middle atmosphere to weak (solar) forcing - a three-dimensional simulation study, ref. MW-MUA-1-P7.
- (15) Callis, L. B.: Possible solar cycle effects on ozone and odd nitrogen levels in the stratosphere: 1979 - 1986, ref. MW-MUA-1-5.
- (16) Hood, L. L.: Stratospheric responses to solar ultraviolet variations: further analysis of Nimbus 7 SBUV, SAMS and LIMS data, ref. MW-MUA-1-P9.
- (17) Hood, L. L.; Douglass, A. R.: Stratospheric responses to solar ultraviolet variations: comparison with photochemical theory, ref. MW-MUA-1-P10.
- (18) Keating, G. M.: The middle atmosphere response to short-term solar ultraviolet variations - a review, ref. MW-MUA-1-7.

POZOROVANÉ PERIODICITY VE VÝSKYTU SRDEČNÍCH ONEMOCNĚNÍ

T. Jenišťová, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

J. Střeštík, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ÚVOD

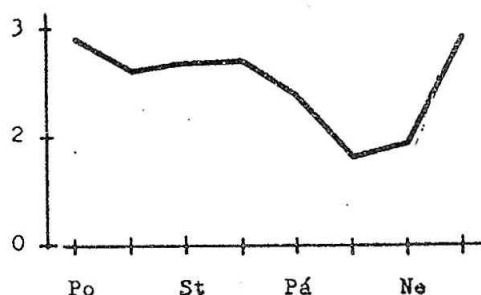
Již v práci (1) jsme informovali o zjištění periodicit v počtu pacientů přijatých na koronární jednotku (KJ) Institutu klinické a experimentální medicíny (IKEM) v Praze za období let 1980 - 1985 a došli jsme k závěru, že pro další studium bude nezbytné rozšířit zkoumané časové období a ověřit výsledky na datech z jiných KJ. Předložená práce tedy studuje danou problematiku v rozsahu čtyř pražských KJ za období let 1979 - 1986. Číselné údaje příjmu pacientů na jednotlivé KJ jsou uvedeny v tab. 1. Vidíme, že celé časové období pokrývají pouze IKEM a FN8 (Fakultní nemocnice v Praze 8 - Bulovka). FN2 (fakultní nemocnice v Praze 2 - Karlovo nám.) skladuje statistický materiál jen za posledních 5 let, ve FN 10 (Fakultní nemocnice v Praze 10 - Vinohrady) je nedostupnost materiálu za rok 1986 způsobena počítačovým zpracováním a je dočasná. V případě FN8 byl kromě obvyklého dělení pacientů podle pohlaví a stáří (mladší a starší 60ti let) učiněn pokus o dělení na mladé a staré muže a mladé a staré ženy, aby se zjistily případné odlišnosti v chování vůči souhrnným skupinám.

Tab. 1 : Počty přijatých pacientů na KJ.

	muži	ženy	≤60	>60	všichni
IKEM 1979 - 1986	4573	2297	3325	3545	6870
FN2 1981 - 1986	1149	861	792	1218	2010
FN10 1979 - 1985	1560	994	801	1753	2554
FN8 1979 - 1986	1510	635	890	1255	2145
	M ≤ 60	Ž ≤ 60	M > 60	Ž > 60	
FN8 1979 - 1986	712	178	798	457	
všechny KJ	8722	4787	5808*	7771	13579

2. TÝDENNÍ VARIACE A JEJÍ KOREKCE

Data o počtu přijatých pacientů, stejně jako všechny data, která jakýmkoliv způsobem souvisí s lidskou činností, vykazují výraznou týdenní variaci. Tato variace je dána pracovním rytmem, pravidelným střídáním pracovních a volných dní a projevuje se ve všech oborech lidské činnosti. Ani příjem pacientů na KJ není výjimkou. Týdenní variace se dá zjistit jednoduchým sčítáním pacientů pro jednotlivé dny v týdnu. Na Obr. 1 je uvedena pro všechny pacienty z IKEM, přičemž svislá osa vyjadřuje jejich průměrné počty. Na první pohled



Obr. 1

zde vidíme nápadné minimum ve volných dnech (sobota, neděle), které je způsobeno tím, že pacienti, pokud to není nezbytně nutné, nevyhledávají v těchto dnech lékařskou pomoc. Často jsou mimo Prahu a odkládají návštěvu lékaře až po návratu. S tím souvisí výrazné maximum v pondělí. Amplituda týdenní variace daleko přesahuje variace ostatní, tzn., že výsledky mohou být tímto značně zkresleny. Proto jsme nejprve zavedli korekci na týdenní variaci. Byly spočteny střední hodnoty pro každý den v týdnu,

skutečný počet pacientů pro každý den byl dělen příslušnou střední hodnotou a násoben 100. Údaje jsou tedy v procentech očekávaného počtu pacientů v příslušný den v týdnu. Při této korekci byly brány v úvahu všechny nepravidelnosti v okolí pracovních sobot a přesuny pracovní doby v okolí svátků. Korekce byly provedeny zvlášť pro jednotlivé nemocnice a jednotlivá třídění pacientů do skupin.

2. ROČNÍ VARIACE

Osmileté období umožňuje zkoumat také roční variaci, t. j., jak se mění počet pacientů s roční dobou. Tato variace je zakreslena na obr. 2, kde horní křivka platí pro skupinu > 60 let z IKEM, prostřední pro ženy z FN2 a spodní křivka pro všechny pacienty z FN8. Údaje o počtech pacientů na svislé ose jsou po korekci na týdenní variaci a jsou v procentech. Ukazuje se, že ve všech skupinách je roční variace málo výrazná, mírný vzestup počtu srdečních onemocnění nastává v jarních a podzimních měsících, přičemž jarní maximum je o něco vyšší. Zvlášť zřetelně se to projevuje u starších pacientů (viz horní křivka obr. 2), což přibližně odpovídá roční variaci úmrtnosti projevující se též především u starších pacientů. Za zmínku stojí minimum v letních měsících (červenec a srpen) způsobené zřejmě příznivým vlivem dovolených a také tím, že mnozí obyvatelé Prahy jsou v té době mimo domov a v případě zdravotních potíží by se dostali do nemocnice v jiném městě. Letní minimum na KJ ve FN2 a FN8 (viz prostřední a spodní graf) je však způsobeno tím, že tyto KJ jsou

v době dovolených mimo provoz, proto jsou příslušné části grafů na obr. 2 vyznačeny čárkovaně. Tento výpadek nenastává na KJ v IKEM, ta pracuje stále.

3. SPEKTRÁLNÍ ANALÝZA

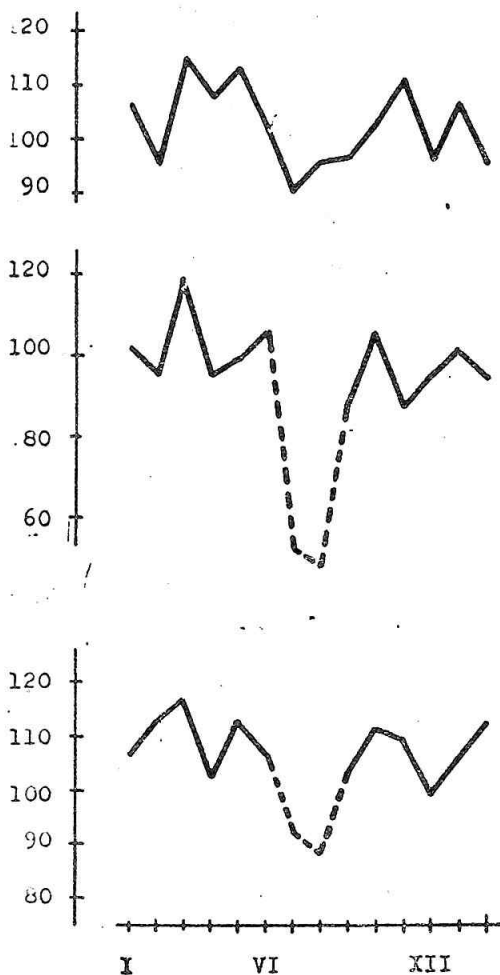
Zkoumané periodicity jsou názorně viditelné ve spektru. Pro naše účely bude vhodnější použít powerspektra namísto obyčejného amplitudového Fourierova spektra. U dlouhých časových řad, jaké zpracováváme, a zvláště za přítomnosti neperiodických rušivých vlivů, se jednotlivé vrcholy ve spektru štěpí na řadu drobnějších vrcholů, tím se spektrum stává nepřehledné, přičemž zmíněným drobným vrcholům fyzikálně nic neodpovídá. Powerspektrum má tu vlastnost, že lze snížit rozlišovací schopnost ve frekvencích a tím zabránit nežádoucímu štěpení vrcholů.

Powerspektrum budeme počítat jako amplitudové spektrum autokorelační funkce. Je-li původní časová řada dána jako x_i , $i=1, \dots, n$, je autokorelační funkce definována vztahem:

$$a_j = \frac{1}{n} \sum x_i x_{i+j}$$

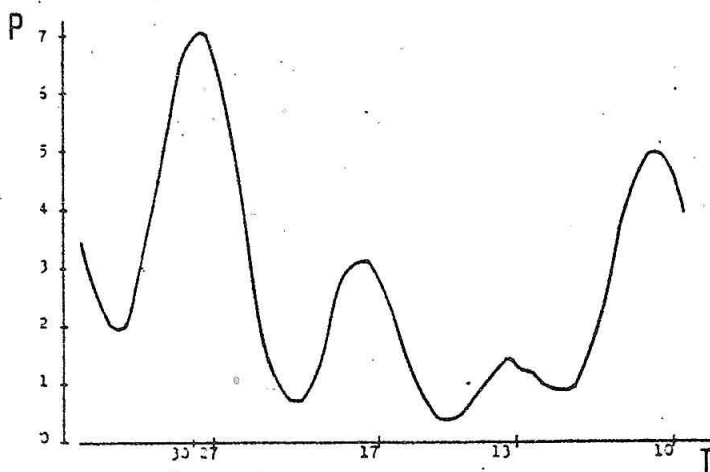
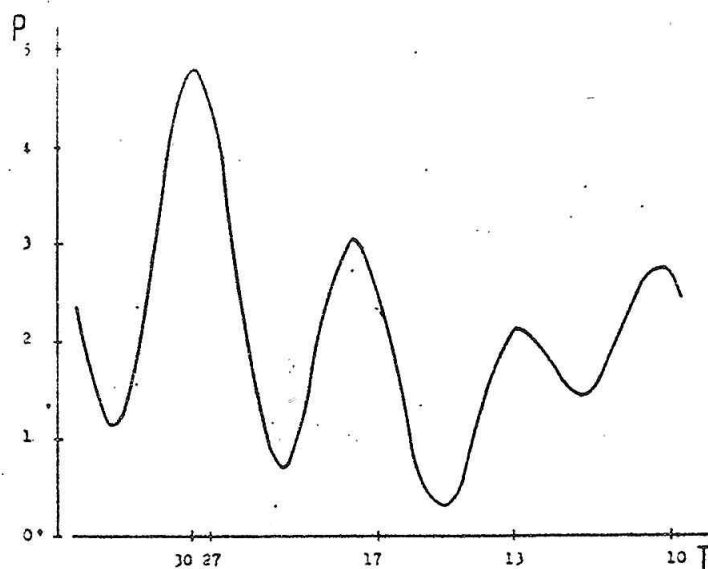
Pro výpočet spektra se pak nepoužívá funkce a_j pro všechna j , pro něž je definována, nýbrž jen pro $j=1, \dots, m$. Číslo m odpovídá v časových jednotkách velikost okénka θ (theta). Obvykle se θ volí rovno několika násobku předpokládané převládající periody. Podrobnější popis výpočtu powerspekter a jejich vlastností je v (2).

V (1) jsme posoudili příčiny, které by mohli tvar spektra zkreslit a ukázali jsme, že možné zkreslení by bylo jen malé. Proto vrcholy ve všech spočtených spektrech můžeme považovat za reálné. Výpočty spekter byly provedeny pro všechny skupiny pacientů ze všech uvedených KJ za celé studované období a to v oboru period řádově měsíčních s okénkem powerspektra $\theta = 50$ dní. Ve všech 24 skupinách pacientů se opakovaly převážně tytéž vrcholy, pouze jejich poloha byla o něco málo posunuta na obě strany a měnil se vzájemný poměr velikostí jednotlivých vrcholů. Ukázky spekter vidíme na obr. 3 (horní graf platí pro skupinu > 60 let z IKEM, spodní pro všechny pacienty z IKEM) a obr. 4 (horní graf je pro skupinu ≤ 60 let z FN10, spodní pro skupinu > 60 z FN2). Pro některé z vrcholů ve spektrech na obr. 3 a 4 lze najít analogii ve spektrech různých

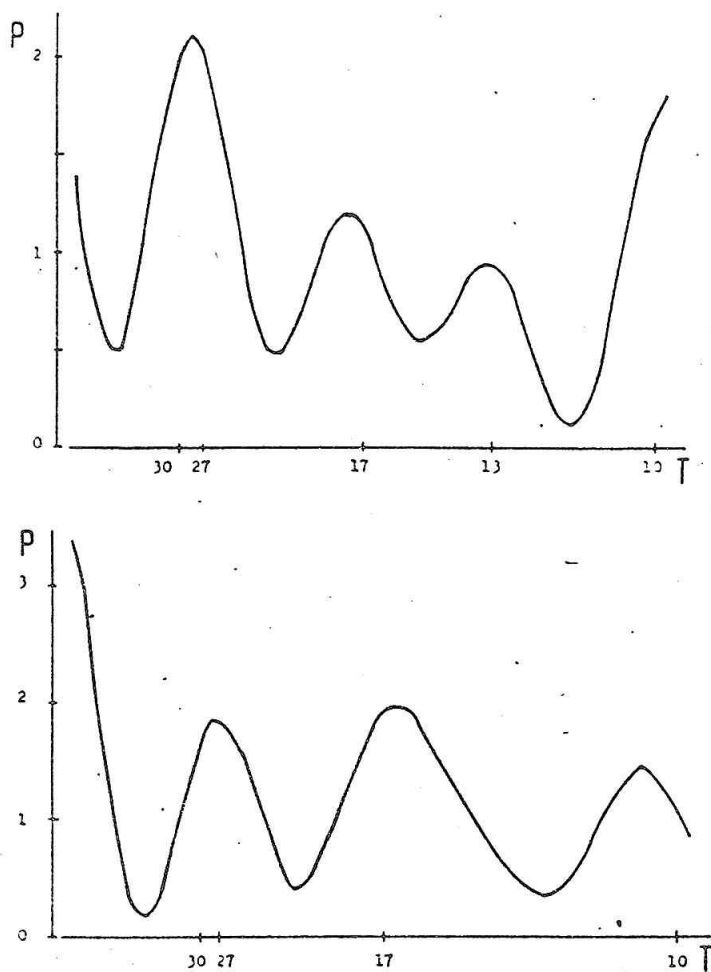


Obr. 2

heliogeofyzikálních veličin, pro jiné toto srovnání selhává. Ve všech spektrech se objevuje vrchol v oblasti 25 - 30 dní. Ten může souviset s Carringtonovou rotací Slunce, jež činí přibližně 27 dní, mohl by však mít vztah k synodické době oběhu měsíce, což je 29 dní. Další vrchol v periodě okolo 13 ti dní lze přiřadit geofyzikálním dějům. Polarita radiální složky meziplanetárního magnetického pole se mění s periodou, která kolísá okolo 13,5 dne. Do tohoto oboru však spadá i perioda slapů způsobená vzájemnou polohou Měsíce a Slunce (nov a úplněk) s hodnotou 14,5 dne. Ve spektrech nalezneme také častý vrchol v periodě okolo 17 ti dní a 10ti dní. Obě tyto periody se vyskytují také ve spektrech některých indexů geomagnetické aktivity, zvláště geomagnetických pulzací; ten druhý vrchol leží spíše v periodě okolo 9ti dní a je mnohem méně výrazný, než ve zdejších datech.(3).



Obr. 3

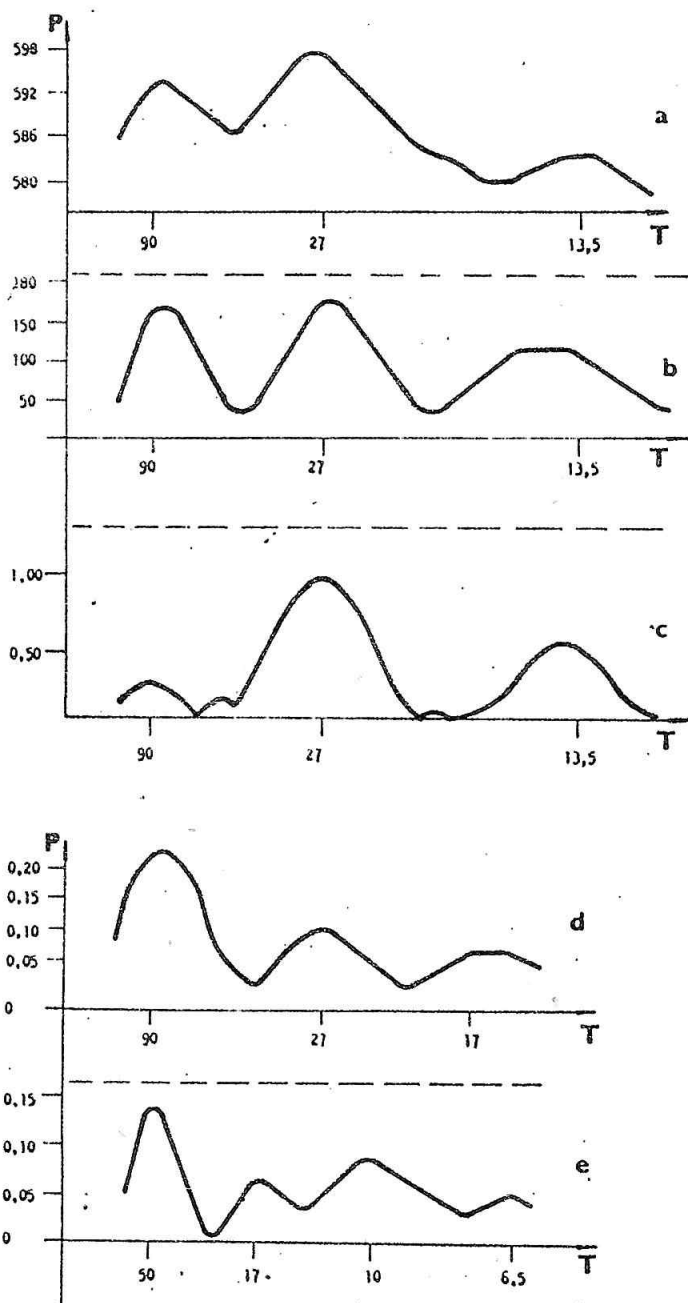


Obr. 4

Spektra některých heliofyzikálních a geofyzikálních veličin vidíme na obr. 5 a, b, c, d, e. Okénko powerspektra $\theta=50$ dní, u obr. 5e $\theta=30$ dní. Heliofyzikální veličiny jsou zde zastoupeny Wolfovým relativním číslem slunečních skvrn, které jsme získali z (4) (vychází měsíčně). Jeho spektrum vykazuje nápadnou 27 denní periodicitu. Dále pozorujeme vrchol v periodě kolem 90 dní a menší kolem 13 dní. V ostatních periodách se významné vrcholy nevyskytují (viz obr. 5a). Geomagnetickou aktivitu jsme popsali A_p indexem (opět z (4)). V jeho spektru na obr. 5b pozorujeme tři výrazné vrcholy a to 27 denní vlnu způsobenou vlivem sluneční periody, 13,5 denní vlnu odpovídající změnám polarity složky meziplanetárního magnetického pole a opět vrchol kolem periody 90 dní. První dvě periody nacházíme rovněž ve spektru již zmíněné radiální složky B_x meziplanetárního magnetického pole na obr. 5c (data opět z (4)). Jako další index popisu geomagnetické aktivity byl zvolen speciální index pro aktivitu P_c 1 pulzací (s periodami 1 - 5 sekund). Nabývá hodnot 1 - 5, které jsou úměrné pouze výskytu pulzací nezávisle na jejich amplitudě. Indexy jsou k dispozici od roku 1976 v (5) (ročenky). Zde bylo nutné zakreslit spektrum jak pro frekvenční obor 17 - 100 dní, tak pro obor 6 - 50 dní zvlášť (viz obr. 5d a 5e). V prvním z nich se projevila 90 denní perioda a 27 denní perioda, oblast nižších period je nezřetelná. Ve spektru na obr. 5e se však

objevují již zmíněné vlny 17 denní a 10 denní periody.

Existence jednotlivých vrcholů ve spektru ještě nemusí nevyhnutelně znamenat reálnou existenci periodicity o příslušném počtu dní. Má-li určitá reálná periodičita (např. 27 denní) nesinusový průběh, objeví se ve spektru kromě vrcholu v této periodě ještě další menší vrcholy v periodách polovičních, třetinových atd. Sinusové kmity, které těmto vrcholům odpovídají, se přičítají ke kmitu základnímu a upravují jeho tvar na takový, jaký je v materiálu skutečně obsažen. Tato úloha by se dala přisoudit vrcholu v periodě 10ti denní a vysoké úrovni šumu. (t.j. více vrcholů blízko sebe) v oblasti pod osm dní, kterou jsme v (1) pozorovali ve spektru po vykompenzování týdenní variace.



Obr. 5

ZÁVĚR

V předložené práci jsme rozšířili platnost výsledků z práce (1) a ověřili na úrovni čtyřech pražských KJ. Projevila se shoda určitých periodicit (25 - 30, 17, 13, 10 dní) ve všech skupinách pacientů a bylo poukázáno na jejich možnou analogii v periodicitách některých heliogeofyzikálních veličin.

LITERATURA

- (1) Jenišťová, J.; Střestík, J.: Několik závislostí ve výskytu srdečních onemocnění. Sborník "Člověk ve svém pozemském a kosmickém prostředí", Úpice 1986.
- (2) Střestík, J.: Study of the fine structure of geomagnetic pulsations using the method of power spectrum analysis. Part I. The method. Geofyzikální sborník 1975, Academia, Praha 1977.
- (3) Střestík, J.: Statistical properties of geomagnetic pulsations at the Observatory of Fürstenfeldbruck determined with the aid of pulsation indices. Part II. Periodicity in the occurrence of pulsations. Travaux géophysiques 1981, Academia, Praha 1983.
- (4) Solar-Geophysical Data, Part I, No ..., U.S. Department of Commerce (Boulder, Colorado, USA 80 303).
- (5) Geophysical Observatory of the Geodetic and Geophysical Research Institute of the Hungarian Academy of Sciences.

VPLYV GEOMAGNETICKEJ AKTIVITY NA PRACOVNÉ ÚRAZY

A. Uhnák, Slovenský ústav bezpečnosti práce, Bratislava

ABSTRAKT

Príspevok pojednáva o vplyve geomagnetickej aktivity na pracovnú úrazovosť a na smrteľné pracovné úrazy v SSR v rokoch 1984 - 1987. Poukazuje na jednu z možných ciest, ako ovplyvniť a znížiť zlyhávanie človeka v pracovnom a mimopracovnom procese. Dôsledky tohto zlyhávania majú vplyv nielen na práceneschopnosť, ale súvisia s tým aj veľké ekonomické straty, ktoré napríklad pri celkovom počte pracovných úrazov za rok 1987 predstavujú sumu skoro 1,5 mld Kčs.

ÚVOD

Slnčnou aktivitou nazývame chod zložitých fyzikálnych procesov na Slnku, pričom pri mohutných erupciách je zo Slnka vyvrhnuté veľké množstvo zmagnetizovanej plazmy, ktorá sa dostáva do medziplanetárneho priestoru. Keď sa takýto "oblak" na svojej ceste medziplanetárnym priestorom zrazí so Zemou, integruje s jej magnetosférou, čo sa na zemskom povrchu prejaví ako geomagnetická búrka, ktorá vyústí v tzv. geomagnetickú aktivitu.

Predstava vplyvu geomagnetickej aktivity na človeku ma viedla k štatistickému vyhodnoteniu tohoto vplyvu na pracovné úrazy. Vychádzajúc z predpokladu, že nervové a psychické pochody v ľudskom organizme sú sprostredkované elektromagnetickými poľami, môžeme reálne predpokladať, že poruchy vonkajšieho geomagnetického poľa môžu zapríčiniť rozkolísanie vnútorného biopoľa človeka, čo sa prejaví v jeho zlyhaní v pracovnej alebo mimopracovnej činnosti.

2. SMRTEĽNÉ PRACOVNÉ ÚRAZY V SSR

Nutnosť sústavného znižovania pracovnej úrazovosti vyplýva okrem zákoných ustanovení aj z UV SSR č. 240/1986, "Výraznejšie využívať nové technológie a vedecké poznatky ... na zvýšenie bezpečnosti a ochrany zdravia pri práci". Na tomto základe boli spätne prehodnotenú smrteľné pracovné úrazy (SPÚ) v SSR za obdobie rokov 1984 - 1987 v organizáciách sledovaných štátnym odborným dozorom Slovenského úradu bezpečnosti práce v Bratislave.

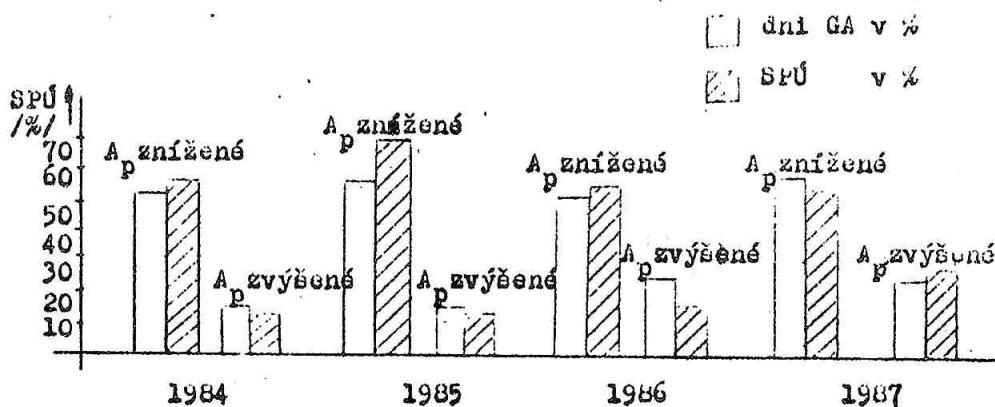
Pri analýze údajov som uvažoval úroveň geomagnetickej aktivity (GA) podľa denných priemerných indexov A_p , poskytnutých Geofyzikálnym ústavom SAV v Bratislave a jeho Geomagnetickým observatóriom v Hurbanove. Vzhľadom na klesajúcu

slnečnú aktivitu v rokoch 1984 - 1987 som volil pre každý rok odlišné hraničné indexy, ako podmienku pre rozčlenenie dní zníženej a zvýšenej GA. Na základe ohraničujúcich podmienok bolo možné stanoviť počet SPÚ v období zníženej a v období zvýšenej GA ako i percentuálne zastúpenie týchto období v priebehu roka (tab. 1).

Priebeh SPÚ v jednotlivých rokoch 1984 - 1987 a priebeh počtu SPÚ pri hraničných indexoch A_p tak zníženom ako i zvýšenom sú na obr. 2, 3, 4 a 5. Tiež priebeh GA v jednotlivých dňoch a mesiacoch prvého polroka 1987 a počty SPÚ sú zobrazené na obr. 6. Stípcový diagram trvania GA a SPÚ v percentách je na obr. 1.

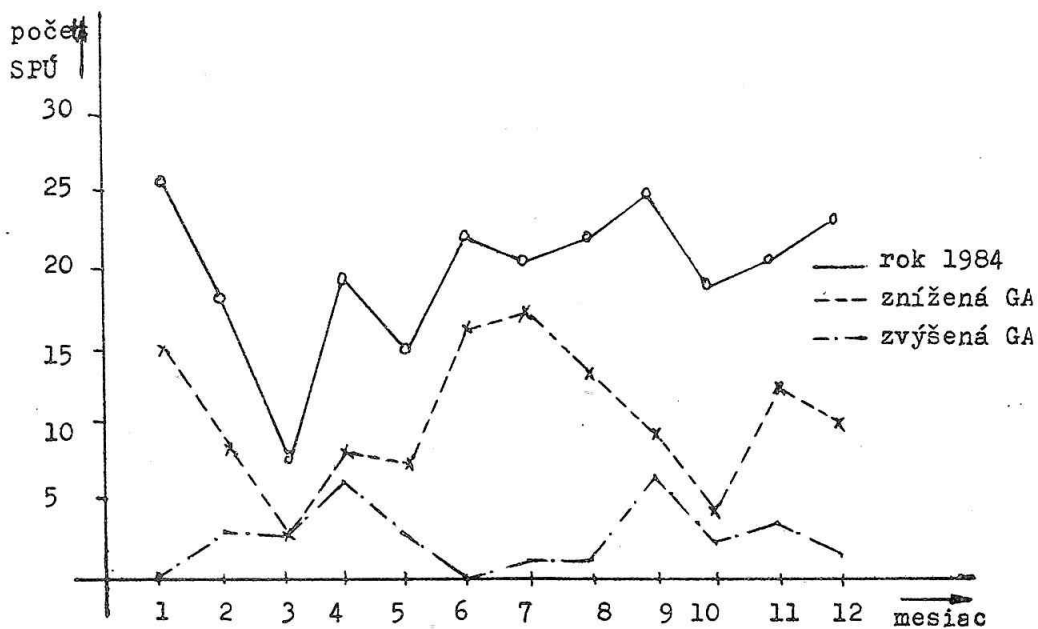
Tab. 1

Rok	A_p min	A_p max	Trvanie GA		SPÚ		čas na 1 SPÚ	
			A_p min (%)	A_p max (%)	A_p min (%)	A_p max (%)	A_p min (deň)	A_p max (deň)
1984	15	30	51,5	15,3	56	15,3	1,42	1,55
1985	13	22	59,4	14,2	66	13,0	1,64	1,63
1986	8	15	52,0	24,6	55	19,3	1,59	2,09
1987	10	15	58,0	24,0	58	28,0	1,49	1,25

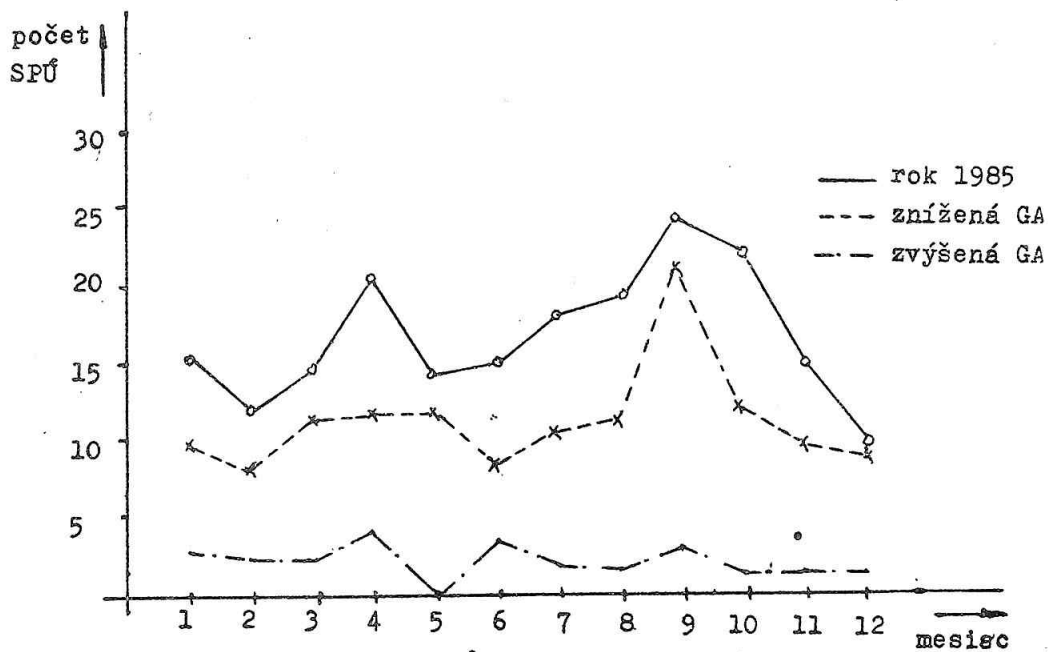


Obr. 1 Diagram trvania GA a SPÚ v percentách.

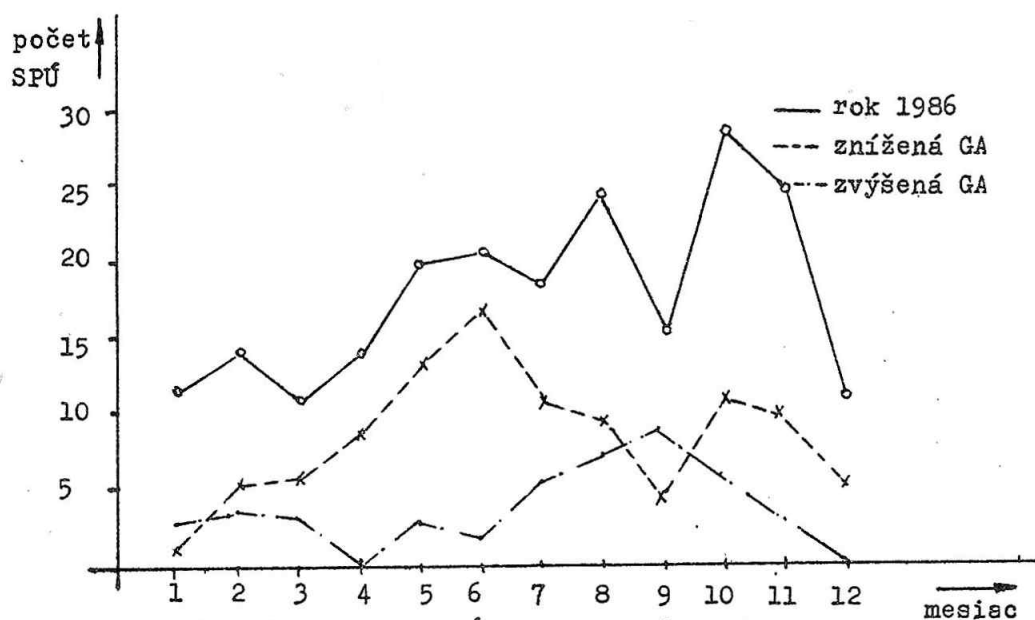
Podľa početnosti SPÚ a pri zvolenom ohraničení A_p indexov zisťujeme, že k SPÚ dochádzalo v období nižšej aktivity častejšie ako v období zvýšenej GA. Za skúmané štyri roky bol priemerný čas na jeden SPÚ pri A_p min - 1,53 dňa a pri A_p max - 1,63 dňa. Zníženie SPÚ nastalo v období marca, apríla a decembra a zvýšenie SPÚ nastalo hlavne v letných mesiacoch a v septembri.



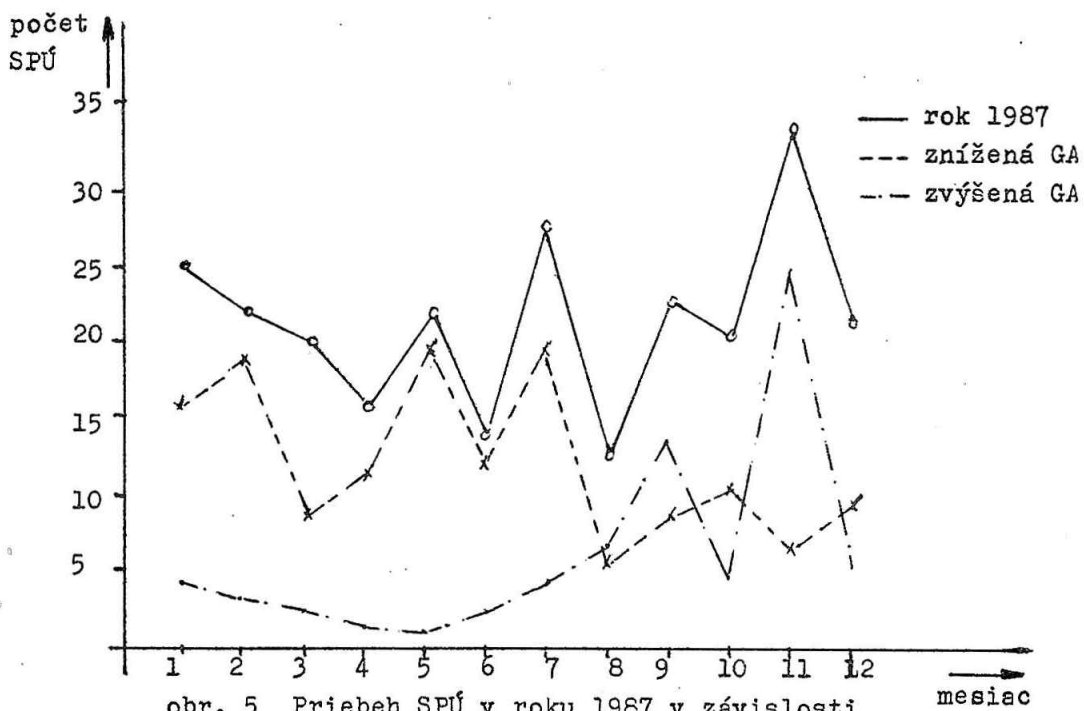
obr. 2 Priebeh SPÚ v roku 1984 v závislosti na zníženej a zvýšenej GA



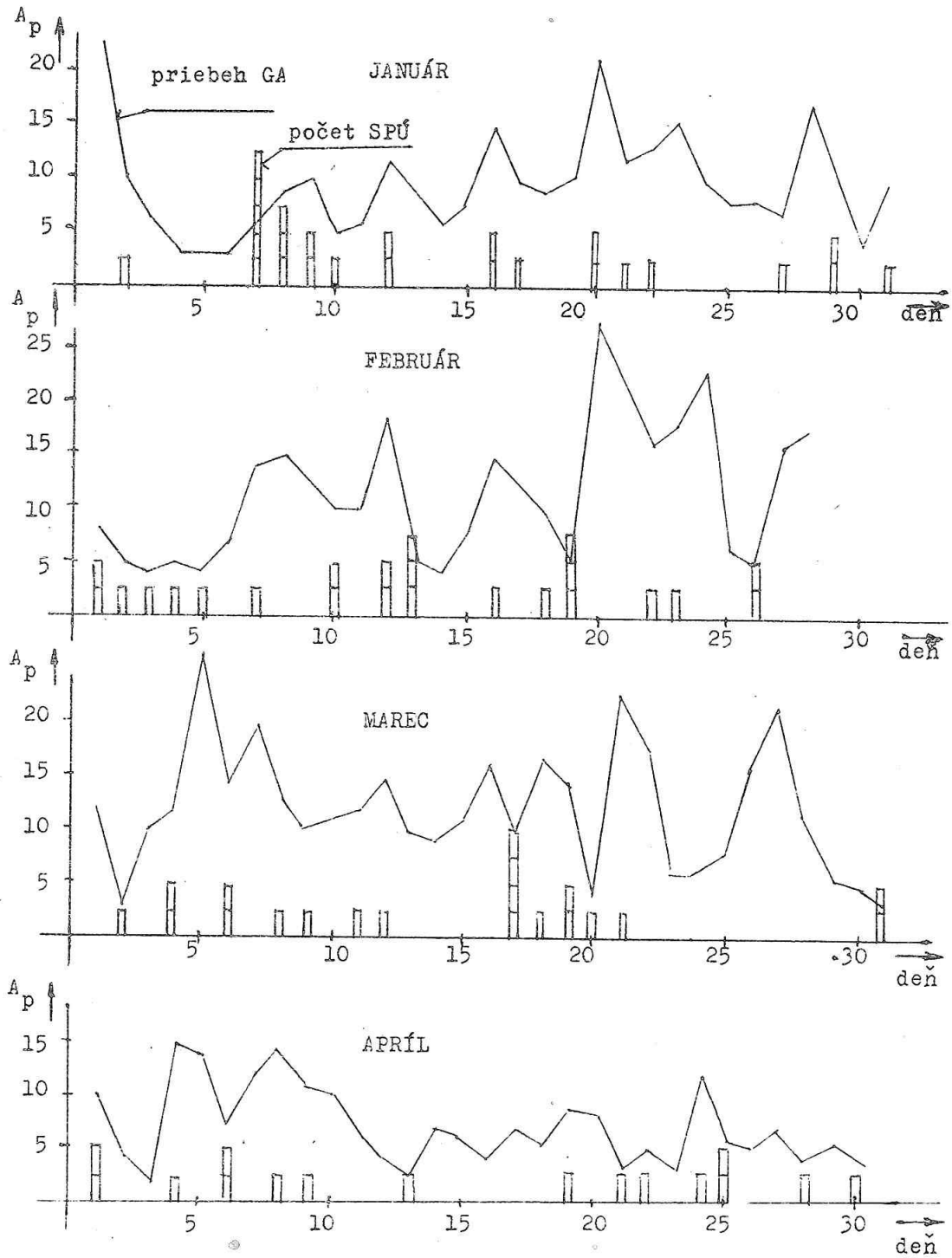
obr.3 Priebeh SPÚ v roku 1985 v závislosti na zníženej a zvýšenej GA



obr. 4 Priebeh SPÚ v roku 1986 v závislosti na zníženej a zvýšenej GA



obr. 5 Priebeh SPÚ v roku 1987 v závislosti na zníženej a zvýšenej GA



obr. 6 Priebeh GA v jednotlivých dňoch a mesiacoch roku 1987 a počty SPÚ

Z uvedeného štatistického sledovania SPÚ a z jednotlivých grafov sa dá posúdiť, že na človeka má zásadný vplyv tak zníženie ako aj zvýšenie GA, ako to ukazujú aj práce autorov (1,3).

Okrem tohto vyhodnotenia SPÚ bola tiež sledovaná v roku 1984 pracovná úrazovosť v závislosti na GA v Československej plavbe dunajskej, n.p. Bratislava. Z celkového počtu pracovných úrazov za rok 1984 bolo 64% pri zníženej GA a 26% pri zvýšenej GA. Čas na jeden úraz bol pri zníženej GA 3,48 dňa a pri zvýšenej GA 3,7 dňa.

Aj na základe tohto skromného štatistického materiálu sa ukázali určité tendencie rastu úrazovosti pri zníženej GA oproti zvýšenej. Na základe týchto výsledkov si organizácia ČSPD, n.p. zabezpečovala týždenné predpovede z Astro-nomického ústavu ČSAV, ktoré sa prostredníctvom porád a čiastočného rádiového spojenia zasielali pracovníkom na plavidlá a pracovníkom v prístavoch. V spolupráci s podnikovým psychológom boli porovnané psychologické dispozície niektorých osôb, ktoré mali úraz alebo nehodu. Ukázalo sa, že sa jednalo o psychicky labilnejšie osobnosti, u ktorých nemôžeme vylúčiť aj väčšiu pravdepodobnosť reakcie na kozmogénne faktory. Zvýšený dôraz na psychologické vyšetrenie, lekárske prehliadky a týždenné predpovede GA prispeli aspoň čiastočne k poklesu pracovných úrazov a nehodovosti v ČSPD, n.p. v rokoch 1985 - 1986.

ZÁVER

Kozmogénne faktory sú prirodzeným periodickým kolísaním, ktorým sa v priebehu evolúcie prispôbil život na Zemi. Preto pre praktický život človeka, zvierat a rastlín má význam ako ich stúpajúci tak i klesajúci trend. Neviditeľné zložky kozmického a slnečného žiarenia ešte dostatočne nevyužívame, hoci všetky deje v prírode sú funkciou slnečných a lunárnych cyklov. A tak sa ľudský organizmus zharmonizoval aj s GA. Avšak znečisťovanie životného prostredia, škodliviny v pracovnom procese, rodinné problémy a podobne, narušujú tento vzťah, v dôsledku čoho potom môžu mať tieto vonkajšie kozmogénne faktory vplyv na takto psychicky destabilizovaný organizmus.

LITERATÚRA

- Kolektív: Kozmogénne vplyvy a človek, SAV Bratislava, 1985
Jagodinskij: Vesmírny pulz biosféry, SÚAA Hurbanovo, 1977
Sidjakin, Temurjanec, Makeev, Vladimírskij: Kozmičeskaja ekologija, ANU SSR Kijev, 1985.

CHAOTICKÁ DYNAMIKA GEOMAGNETICKÉHO POĽA

Z. Vörös, Geofyzikálny ústav CGV SAV, Hurbanovo

ABSTRAKT

Predkladaný článok sa zaoberá problematikou opisu magnetosféry Zeme na základe teórie nelineárnych dynamických systémov. Diskutuje sa o možnosti rekonštrukcie n -rozmernej dynamiky deterministického, chaotického systému z experimentálnych údajov reprezentovaných jednorozmerným časovým radom.

ÚVOD

V ostatných rokoch sa chaotická, nelineárna dynamika deterministických systémov stala predmetom intenzívneho a koordinovaného výskumu. Boli dosiahnuté dôležité výsledky v štúdiu takého typického nelineárneho javu ako chaos, a v niekoľkých prípadoch bola odhalená "choreografia vzniku" chaosu (Eckmann, 1981; Grebogi et al. 1987).

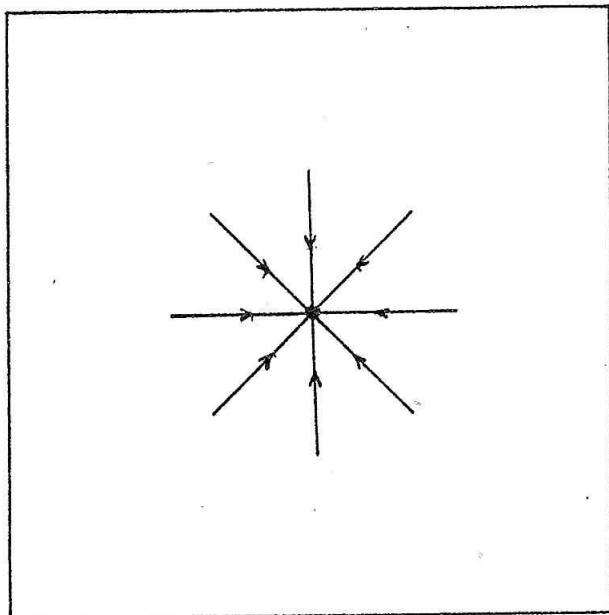
Feigenbaum (1978) pomocou metódy tzv. renormalizačnej grupy ukázal, že mnohé chaotické systémy vykazujú univerzalitu, ktorá je kvantitatívne vyjadrená škálovacími vzťahmi. To znamená, že nezávisle od konkrétneho fyzikálneho modelu, chaotické systémy sa prejavujú niektorými spoločnými univerzálnymi kvantitatívnymi vlastnosťami. Preto jazyk teórie nelineárnej dynamiky je úspešným metodologickým a technickým prostriedkom pri riešení najrozmanitejších problémov vo fyzike (Grechov, Rabinovič, 1987; Horák 1987; Yahata 1987; Fujisaka 1987), v biológii a ekológii (Paľuš a kol. 1987; May 1986), v meteorológii (Lorenz 1963), v chémii a technických vedách (Marek, Schreiber 1984), v medicíne (Babloyantz a kol. 1985) atď.

Táto práca poukazuje na možnosti, ale aj na nutnosť, aplikácie tejto teórie v oblasti fyziky vzťahov Slnko-Zem, hlavne v oblasti fyziky magnetosféry. Zatiaľ boli prevedené pokusy aplikovať teóriu katastrof do fyziky magnetosferických procesov (Zeithamer 1984, 1986).

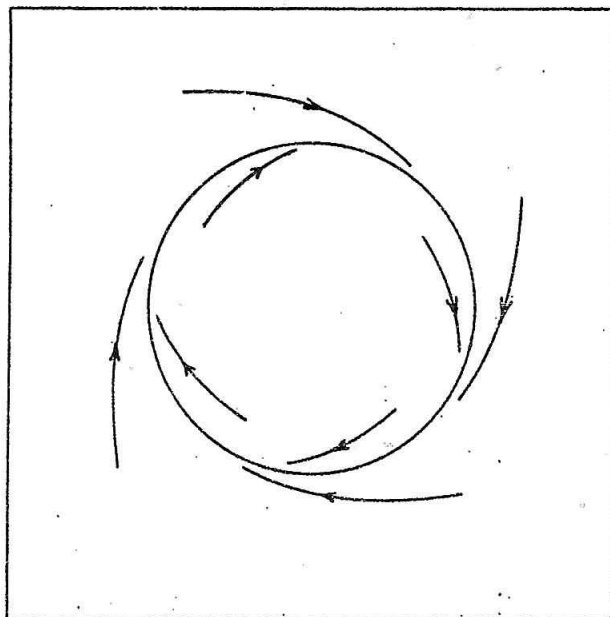
2. ELEMENTÁRNE MATEMATICKÉ PROSTRIEDKY POPISU DYNAMIKY

Evolúcia dynamického systému sa matematicky opisuje vektorovým poľom vo fázovom priestore. Vektorové pole udáva stav systému a rýchlosť zmeny tohto

stavu. Stacionárne resp. periodické režimy pohybu vo fázovom priestore sú reprezentované rovnovážnym stavom (pevným bodom) resp. limitným cyklom (uzavretou trajektóriou) obr. 1a, b.



Obr. 1a Rovnovážny stav



Obr. 1b Limitný cyklus

Pretože tieto podmnožiny fázového priestoru v čase $t \rightarrow \infty$ priťahujú susedné režimy (prechodové procesy alebo tranzienty), dostali meno atraktory (z anglického slova "to attract" - priťahovať). Multifrekvenčnému periodickému pohybu vo fázovom priestore zodpovedá viacdimeznionálny atraktor - toroidálny povrch. (Landau, Lifšic 1986). Vo všetkých spomenutých prípadoch dimenzia atraktora vždy udáva minimálny počet fyzikálnych veličín, ktoré musíme brať do úvahy pri opise danej sústavy.

Atraktory môžu byť riešenia sústavy diferencných rovníc typu

$$\vec{X}_{k+1} = \vec{f}_{\mu}(\vec{X}_k), \quad X_0 = Y, \quad X_k \in R^M,$$

alebo sústavy autonómnych obyčajných (alebo parciálnych) diferencných rovníc

$$\frac{d\vec{X}(t)}{dt} = \vec{f}_{\mu}(\vec{X}(t)), \quad X(0) = Y, \quad X \in R^M$$

Typickou úlohou teórie dynamických systémov je vyšetriť, ako sa zmení dynamika sústavy (fázový portrét) pri zmene systémového parametra (parametrov) μ pri zadaných počiatkových podmienkach. V podstate môžu nastať dva rôzne prípady:

- a) Staré a nové fázové portréty budú topologicky ekvivalentné (homomorfné). V tomto prípade počty a typy atraktorov vo fázovom priestore sa nezmenia.
- b) Staré a nové fázové portréty nebudú topologicky ekvivalentné, teda dôjde k "chirurgickým operáciám" (k lepeniu a rezaniu - pozri napr. Hejný a kol. 1983). V tomto prípade sa zmenia počty a typy atraktorov. Napr. rovnovážny

stav na limitný cyklus, limitný cyklus na tzv. podivný atraktor atď.

Podivný atraktor je z geometrickej stránky fraktálnym útvarom, t.j. dimenzia atraktora je necelé číslo, prirodzene menšie alebo rovné dimenzii uvažovaného fázového priestoru. Z dynamickej stránky takýto atraktor sa nazýva chaotickým, pretože dynamika trajektórií na ňom vykazuje citlivú závislosť na počiatočných podmienkach. Podivný atraktor je priťahujúca množina vo fázovom priestore s exponenciálne sa rozbiehajúcimi fázovými krivkami. Napr. keď v čase $t=0$ dve susedné trajektórie podivného atraktora sú vzdialené od seba na malú vzdialenosť $\Delta(0) \sim 0$, potom tieto fázové krivky sa za čas t exponenciálne rozbiehajú na vzdialenosť $\Delta(t) \sim \Delta(0) \cdot \exp(\lambda t)$, kde λ je koeficient Ljapunova (Györgyi 1983). Keď $\lambda > 0$, potom pohyb "pozdĺž fázových kriviek" je nestabilný v zmysle Ljapunova. Fázové krivky sa po určitom čase zase stretnú, t.j. ne-divergujú do nekonečna.

Vo svojej priekopníckej práci o prognóze počasia Lorenz (1963) ukázal, že konečné stavy dynamických systémov, ktoré sa vyznačujú chaotickým chovaním a ktorým preto zodpovedá podivný atraktor vo fázovom priestore, veľmi silne závisia od malých zmien začiatočných hodnôt parametrov charakterizujúcich stav systému. Ukázal, že je principiálne nemožné predpovedať stav chaotického systému (predpovedať počasie) na dlhšiu dobu dopredu, pretože začiatočné malé zmeny, alebo chyby merania začiatočných parametrov, počas evolúcie systému môžu nadobudnúť tak veľké hodnoty, že potom zdanlivo indeterministicky ovplyvňujú konečný stav celého systému. Teraz už je ale jasné, že zložité aperiodické a zdanlivo indeterministické pohyby a oscilácie môžu súvisieť so samou podstatou veci, môžu byť určené základnými rovnicami danej úlohy a nielen náhodnými vonkajšími vplyvmi. Pravda, vplyvy malých vonkajších porúch na rôzne typy podivných atraktorov môžu byť značne rozdielne (Eckmann 1981). V niektorých prípadoch sa však môže stať, že uvažovaním širšieho systému sa vonkajšie poruchy premenia na počiatočné podmienky.

3. HYPOTÉZA O MAGNETOSFERICKOM PODIVNOM ATRAKTORE

Neperiodická, chaotická zmena poľa počas geomagnetickej búrky je dôsledok nestability magnetosferického a ionosferického prúdového systému a súvisí s vnikaním medziplanetárnej plazmy do magnetosféry, vytvorením prstencového prúdu, subbúrkami v chvoste magnetosféry atď. Opísať interakciu zemskej magnetosféry a ionosféry s medziplanetárnymi útvarmi (napr. s nárazovými vlnami, plazmovými oblakmi atď.) so zložitou štruktúrou vnútorného magnetického poľa a ďalších parametrov je veľmi ťažké. Korelácia týchto parametrov s rôznymi indexami geomagnetickej aktivity je odlišná, čo znamená, že nie všetky zodpovedajúce parametre medziplanetárných útvarov sú rovnako geoaktívne. Na druhej strane nie je známy ani presný mechanizmus prstencového prúdu (Williams 1987; Mauk, Zanetti 1987) a magnetosferických subbúrok (Rostoker, Eastman 1983).

Magnetosféra Zeme je dynamický disipatívny systém s chaotickým chovaním, a preto je potrebné stanoviť štruktúru fázového priestoru zodpovedajúceho dynamike celej magnetosféry. Tu uvedieme len niekoľko úvah, na základe ktorých je veľmi pravdepodobné, že nestabilnej magnetosfére zodpovedá podivný atraktor

vo fázovom priestore systému:

1. Z hydrodynamiky je známy prípad obtekania prekážky kvapalinou. V prípade dostatočne veľkého Reynoldsovho čísla ($Re \sim 10^4 : 10^6$) kvapalina za prekážkou je v turbulentnom stave, t.j. vykazuje chaotické chovanie (Kačanoff, 1983). Analogicky, magnetosféra je vnorená do supersonického slnečného vetra.

2. V magnetohydrodynamike v podstate ide o riešenie rovnice indukcie magnetického poľa v pohybujúcom sa elektricky vodivom prostredí:

$$\frac{\partial \vec{B}}{\partial t} = \text{rot} (\vec{v} \times \vec{B}) + \mu \Delta \vec{B}$$

kde \vec{B} je magnetická indukcia, μ - magnetická difúzia, rýchlosť \vec{v} je riešením Navierovej-Stoksovej rovnice s nelineárnym členom $(\vec{v} \cdot \text{grad}) \vec{v}$. V kvalitatívnej teórii diferenciálnych rovníc bolo dokázané, že nelineárne diferenciálne rovnice pri zmene systémových parametrov majú riešenie vo forme podivných atraktorov. Síce nelineárna Navierova-Stoksova rovnica vo svojej úplnej podobe vyriešená ešte nebola, a preto neviem ako vyzerá zodpovedajúci podivný atraktor, ale v Galerkinovskej aproximácii z Navierovej-Stoksovej rovnice dostaneme tri nelineárne obyčajné diferenciálne rovnice v tvare (Grechov, Rabinovič 1987; Lorenz 1963):

$$\frac{dX}{dt} = -\sigma X + \sigma Y$$

$$\frac{dY}{dt} = rX - Y - XZ$$

$$\frac{dZ}{dt} = -bZ + XY$$

kde σ je Prandtlovo číslo

$$r = \frac{R}{R_c}$$

R - je Rayleighovo číslo

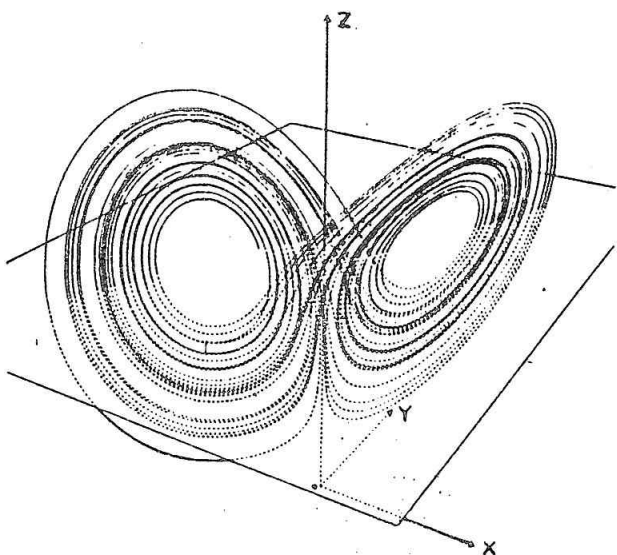
R_c - je kritické Rayleighovo číslo, pre ktoré malé poruchy (s kritickou vlnovou dĺžkou) vedú k nestabilným riešeniam

b - zodpovedá vlnovému číslu príslušnej konvektívnej štruktúry.

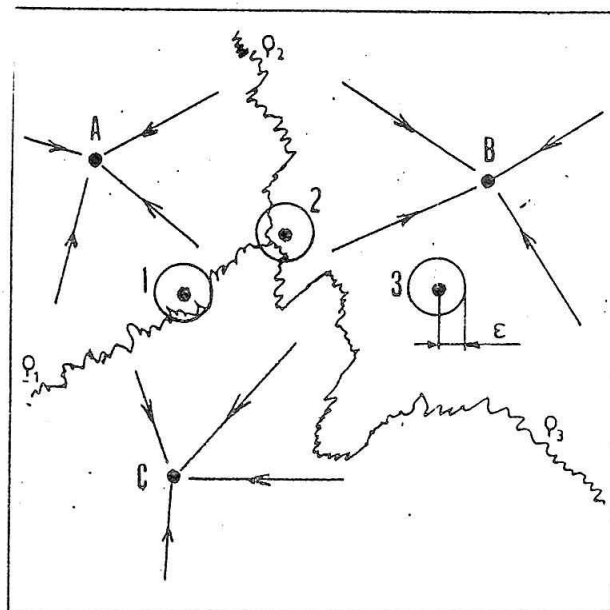
Pri zvolených hodnotách parametrov $\sigma = 10$, $b = \frac{8}{3}$, $r = 28$ získame riešenie vo forme tzv. Lorenzovho podivného atraktoru (Lorenz 1963). Obr. 2. I keď je Lorenzov model značne zjednodušený, Lorenzov atraktor nám pomôže pochopiť charakter riešení Navierovej-Stoksovej rovnice a MHD turbulencie.

3. Citlivá závislosť na počiatočných podmienkach. Už sme spomenuli, že korelácia medziplanetárnych parametrov s geomagnetickými indexami je odlišná a veľmi nejednoznačná (Kovalevskij, Fedosejeva, 1986). V podstate to možno vysvetliť dvomi spôsobmi:

a) Dynamika magnetosféry vo fázovom priestore zodpovedá podivnému atraktoru.



Obr. 2 Lorenzov atraktor v trojdimenzionálnom fázovom priestore. Pohyb pozdĺž fázových kriviek je nestabilný v zmysle Ljapunova.



Obr. 3 Možná štruktúra fázového priestoru so separovanými oblasťami priťahovania; Q_i - sektorové hranice, ϵ - chyba merania.

V tomto prípade ale treba experimentálne zistiť, či citlivosť je podmienená vonkajšou poruchou (medziplanetárnou), alebo počiatočnými podmienkami. Z tohto hľadiska, pravdepodobne treba uvažovať o širšom systéme, teda treba magnetosféru chápať spolu so svojim medziplanetárnym okolím ako jeden celok.

- b) Vo fázovom priestore magnetosféry sa vyskytuje niekoľko atraktorov so svojimi oblasťami priťahovania (obr. 3). Sektorové hranice ρ_i medzi týmito oblasťami sú fraktálové krivky (plochy) (Grebogi et al. 1983). Keď počiatočný stav sústavy je hodnota daná konečnou presnosťou v blízkosti hranice ρ_i , potom neskorší stav bude nejednoznačný (napr. v prípade 1, 2 - viď obr. 3).

4. Na kvantitatívne charakterizovanie geomagnetického poľa sa používajú K-indexy, ktoré vystihujú lokálnu intenzitu poruchy v rámci 3-hodinových intervalov. Na základe vzťahu:

$$L(\epsilon) = k \cdot \epsilon^{(1-D_{ef})}$$

kde ϵ - je zvolené merítko; $\epsilon_{min} < \epsilon < \epsilon_{max} < L(\epsilon)$

$L(\epsilon)$ - je celková dĺžka búrkovej krivky

D_{ef} - je efektívna fraktálová dimenzia pre dané ϵ_{min} a ϵ_{max}

k - je konštanta

bolo ukázané, že búrkové krivky H-zložiek geomagnetického poľa sú fraktálové krivky s efektívnou dimenziou $1 < D_{ef} < 1,5$ (Vörös 1989). Hodnota korelačného koeficientu medzi K-indexom a fraktálovou dimenziou je vysoká $r(D_{ef}, K) = 0,95$. Efektívna fraktálová dimenzia nie je úplne rovnaká pre všetky intervaly zvolených meradiel, a to napriek tomu, že metódy určenia K-indexov a fraktálových

dimenzií sú v podstate príbuzné. Z toho vyplýva, že lokálny záznam variácie poľa obsahuje v sebe viacej informácie, čo nemôžeme postihnúť pomocou efektívnych fraktálových dimenzií ale ani pomocou K-indexov. Na druhej strane sa ukázalo, že lokálna variácia fyzikálneho poľa (vo všeobecnom prípade reprezentovaná časovým radom) obsahuje v sebe globálne informácie o všetkých dôležitých fyzikálnych veličinách dynamického systému (Paľuš a kol. 1987, Paľuš 1988).

5. Alternatívny model zemského dynamu je dynamo Rikitake. Ukázalo sa, že pri určitých parametroch, podobne ako v Lorenzovom modeli získavame riešenia typu podivných atraktorov (Cook, Roberts 1987).

4. STRATÉGIA MAPOVANIA FÁZOVÉHO PRIESTORU

Mohli by sme analyzovať chaotickú dynamiku geomagnetického poľa teoreticky, keby sme mali k dispozícii adekvátny matematický model vo forme diferenciálnych rovníc. Keďže ho nemáme, musíme riešiť problém experimentálne. V praxi skúmané systémy obyčajne poskytujú zašumené jednorozmerné signály (napr. zložky geomagnetického poľa), ktoré sú po zdigitalizovaní reprezentované časovými radmi. Signál má konečnú presnosť a nie je známe nič o geometrii príslušného fázového portréту (Paľuš 1988).

Je však možné na základe Whitneyovej vety o vnorení hladkej m -rozmernej kompaktnej variety do $2m+1$ rozmerného Euklidovského priestoru (Szökefalvi a kol. 1979) a na základe Takensovej vety o rekonštrukcii atraktora pomocou časovo posunutých súradníc (Takens 1980), rekonštruovať n -rozmernú dynamiku systému z jednorozmerného signálu (časového radu). Ide tu teda o to, čo sme už aj spomenuli, že lokálny jednorozmerný signál (časový rad) obsahuje v sebe celosystémové informácie.

Označme experimentálne získaný časový rad ako $X_0(t)$. Nech počet fyzikálnych veličín nevyhnutných pre opis dynamického systému je n . Potom by sme vlastne mali rekonštruovať n -dimenzionálny fázový priestor pomocou fyzikálnych veličín $X_n(t)$. Na základe Takensovej vety môžeme rekonštruovať fázový priestor pomocou časovo posunutých hodnôt časového radu $X_0(t)$.

$X_0(t), X_0(t+\tau) \dots X_0(t+(n-1)\tau)$, kde $\tau =$ konštanta.

Namiesto veličín $X_1(t), X_2(t) \dots X_n(t)$ používame teda hodnoty $X_0(t), X_0(t+\tau) \dots X_0(t+(n-1)\tau)$.

Minimálny počet systémových fyzikálnych veličín môžeme odhadnúť tak, že atraktor vnoríme postupne do fázového priestoru väčších a väčších dimenzií, pričom vyšetříme, ako sa zmenia zodpovedajúce dynamické invarianty (ako napr. fraktálová dimenzia - D), v závislosti od rastúcej dimenzie vnorenia n . Pre náhodno-stochastický proces (ktorý nie je predpovedateľný a nie je ani reprodukovateľný) pre $n \rightarrow \infty$ je aj dimenzia $D \rightarrow \infty$. Oproti tomu dynamický systém s podivným atraktorom je charakterizovateľný ohraňovanou (saturovanou) dimenziou.

Táto stratégia bola rozpracovaná (Grassberger, Procaccia 1983) a úspešne aplikovaná napr. v meteorológii (C. Nicolis, G. Nicolis 1984), v biológii a medicíne (Babloyantz et al. 1985, Paľuš a kol. 1987).

Naším najbližším cieľom je pripraviť systém programov na analýzu magnetosferickej aktivity založenú na chaotickej dynamike. Na základe určenia hodnôt takých dynamických invariantov, ako fraktálová dimenzia, Kolmogorovská (metric-

ká) entropia (Eckmann, Ruelle 1985)(čo je mierou chaotičnosti pohybu), Ljapunovské exponenty (Györgyi 1983) alebo iných ďalších metód (Grassberger, Procaccia 1983, Auerbach et al. 1987, Thümmel 1987), možno potom rozhodnúť, či sa za geomagnetickým signálom skrýva podivný atraktor, alebo nie.

LITERATÚRA

- Auerbach, D. et al.: 1987 Phys. Rev. Lett., 58, 2387
- Babloyantz, A.; Nicolis, C.; Salazar, M.: 1985, Phys. Lett., 111A, 152
- Cook, A. E.; Roberts, P. H.: 1987, Nelinejnie volny (Grechov, Rabinovič, red.), Nauka, Moskva, 165
- Eckmann, J. P.: 1981, Rev. Mod. Phys., 53, 617
- Feingenbaum, M. J.: 1978, J. Stat. Phys., 19, 25
- Fujisaka, H.: 1987, Prog. Theor. Phys., 78, 268
- Grassberger, P.; Procaccia, I.: 1983, Phys. Rev. Lett., 50, 346
- Grebogi, C.; Ott, E.; Yorke, J. A.: 1987, Science, 238, 585
- Grebogi, C. et al.: 1983, Phys. Lett., A99, 415
- Grechov, A.-V.; Rabinovič, M. J. (red.): 1987, Zborník - Nelinejnie volny, Nauka, Moskva
- Györgyi, C.: 1983, Magyar fizikai folyóirat, 3, 235
- Hejný, M.; Kulich, I.; Tvarožek, J.: 1983, Čo je topológia?, Alfa, Bratislava
- Horák, J.: 1987, Čs. čas. fyz., 37, 344
- Kadanoff, J. P.: 1983, Physics Today, Dec., 46
- Kovalevskij, J. V.; Fedosejeva, M. K.: 1986, in: Solnečnij veter i okolozemni-je processy (Ševnin, red.), Nauka, Moskva, 43
- Landau, L. D.; Lifšic, E. M.: 1986, Hydrodynamika, Nauka, Moskva
- Lorenz, E. N.: 1963, J. Atmos. Sci., 20, 130
- Marek, M.; Schreiber, I.: 1984, Stochastické chování deterministických systémů, Academia, Praha
- Mauk, B. H.; Zanetti, L. J.: 1987, Rev. Geophys., 25, 541
- May, R. M.: 1986, Ecology, 67, 1115
- Nicolis, C.; Nicolis, G.: 1984, Nature, 311, 529
- Paluš. M.; Dvořák, I.; Šiška, J.: 1987, Zborník Fyzika a matematika, JČSMF, Praha, 98
- Paluš, M.: 1988, osobný rozhovor
- Rostoker, G.; Eastman, T.: 1987, J. Geophys. Res., 92, 12187
- Szökefalvi, N. Gy.; Gehér, L.; Nagy, P.: 1979, Differenciálgeometria, Műsz. k. Budapest, 190
- Takens, F.: 1980, in: Dynamical Systems and Turbulence, Lecture Notes in Mathematics, Warwick, 336
- Thümmel, O.: 1987, Annalen der Physik, 44, 601
- Vörös, Z.: 1988, predložené na publikovanie v Ann. Geoph.
- Williams, D. J.: 1987, Rev. Geoph., 25, 570
- Yahata, H.: 1987, Prog. Theor. Phys., 78, 282
- Zeithamer, T.: 1984, Zb. 7. celoštátny slnečný seminár, SÚAA Hurbanovo, 261
- Zeithamer, T.: 1986, Zb. Vzťahy Slunce-Země II., JČSMF, Praha, 148.

VLASTNOSTI MEDIÁNŮ Z HLEDISKA DLOUHODOBÝCH PŘEDPOVĚDÍ KRITICKÉHO KMITOČTU VRSTVY F2

F. Blahák, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

Studiem měsíčních mediánů foF2 z období 1959 - 1983 byly nalezeny vlastnosti koeficientů harmonické analýzy umožňující vypracování metod pro dlouhodobé předpovědi foF2 založené na ionosferických datech.

ÚVOD

Většina dlouhodobých předpovědí kritického kmitočtu vrstvy F2 je založena na empirickém vztahu mezi sluneční aktivitou a měsíčními mediány foF2. Sluneční aktivita je nejčastěji vyjadřována prostřednictvím R čísel a hledané vztahy jsou odvozovány na základě statistických studií. Podobně bylo postupováno i v /1,2/, kde pro tyto účely byl zpracován materiál pocházející z ionosferické observatoře Průhonice z období 1959 - 1983. Nevýhodou těchto postupů je především skutečnost, že R číslo pro předpovídané období není známo, jeho hodnota je rovněž předpovídána a nemůže tedy samo o sobě tvořit základ spolehlivé metody. Výsledná předpověď je v podstatě dvoustupňová, čímž se značně snižuje její přesnost a spolehlivost. Objevují se proto snahy, vytvořit predikční metodu, která by byla na sluneční předpovědi co nejvíce nezávislá. Jednou z možností je dokonalá znalost projevů sluneční činnosti v mediánových hodnotách kritického kmitočtu F2 získaná zpracováním ionosferických měření za dlouhé časové období, zahrnující pokud možno několik slunečních cyklů. Takový přístup byl zvolen i v této práci, přičemž ke studiu vlastností mediánů foF2 byl použit stejný materiál jako tomu bylo v /1,2/.

2. ODVOZENÍ ZÁKLADNÍCH VZTAHŮ

Mediány foF2 vykazují výraznou 24 hodinovou periodu, je proto výhodné je rozložit do harmonické řady a dále studovat jenom vlastnosti příslušných Fourierových koeficientů. Můžeme tedy psát:

$$foF2 = a_0 + \sum_{i=1}^n [a_i \cos(\pi i t/12) + b_i \sin(\pi i t/12)] \quad (1)$$

kde t je čas v hodinách (pro měření z observatoře Průhonice v UT). Výraz (1) lze zjednodušit zavedením vztahů

$$a_i = A_i \sin \phi_i, \quad b_i = A_i \cos \phi_i,$$

$$A_i = \sqrt{a_i^2 + b_i^2}, \quad \phi_i = \arctg(a_i/b_i), \quad A_0 = a_0$$

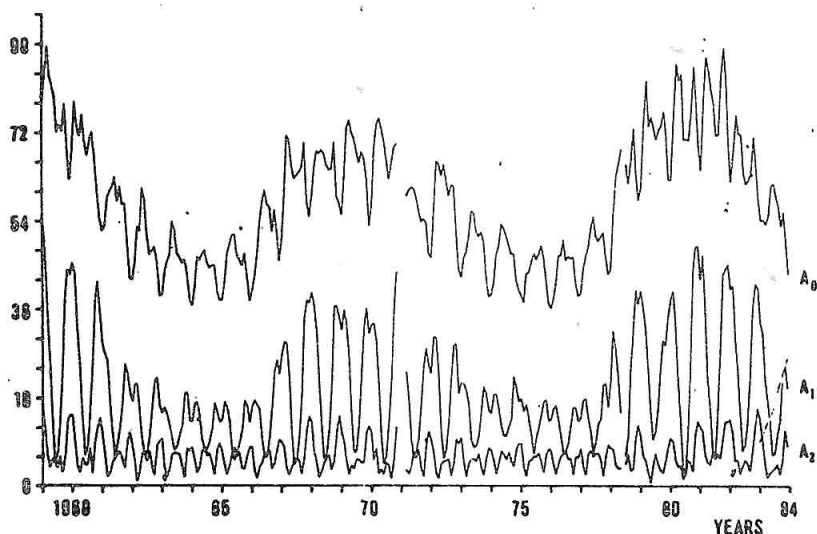
na tvar

$$foF2 = A_0 + \sum_{i=1}^n A_i \sin(\pi it/12 + \phi_i).$$

Kromě času t jsou kritické frekvence funkcemi sezony τ a dlouhoperiodické proměnné T , tzn., že rovněž koeficienty A_0 , A_i a fáze ϕ_i budou funkcemi těchto proměnných. Musí tedy platit

$$A_0 = A_0(\tau, T), \quad A_i = A_i(\tau, T), \quad \phi_i = \phi_i(\tau, T).$$

Na obr. 1 jsou průběhy koeficientů A_0 , A_1 , A_2 a na obr. 2 průběhy ϕ_1 , ϕ_2 pro celé sledované období, tj. 25 let. V obou případech je zřetelně viditelná sezonní variace, která je u koeficientu A_0 namodulována na výraznou dlouhodobou variaci s periodou shodnou s délkou periody slunečního cyklu. Průběh klouzavých 12-ti měsíčních koeficientů A_0 je velmi podobný průběhu R čísla. Na křivce koeficientu A_1 je zřetelná závislost na sluneční aktivitě pouze v zimních měsících, v létě se prakticky neprojevuje. Naproti tomu křivky fází ϕ_1 a ϕ_2 nejeví žádnou reakci na změny sluneční aktivity.

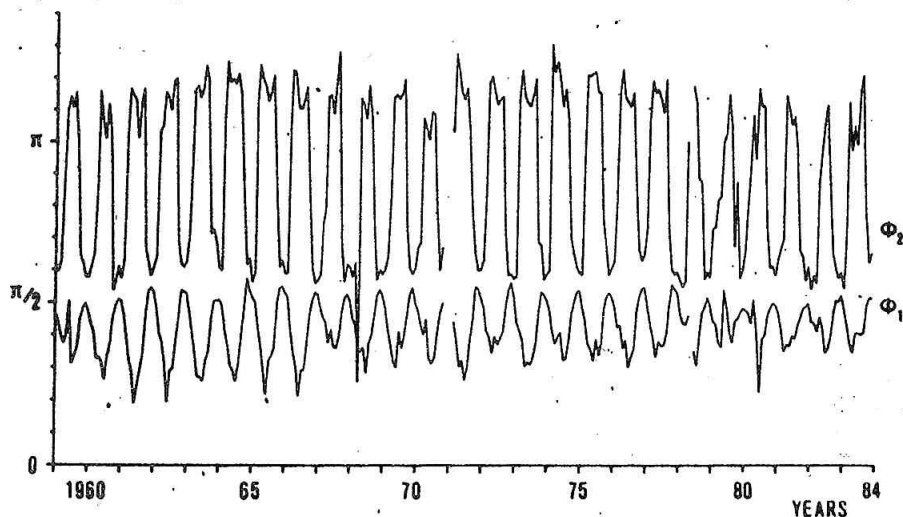


Obr. 1

Informace o dlouhodobých změnách foF2 v důsledku změn sluneční činnosti je tedy obsažena především v koeficientech A_0 a A_1 . Tato skutečnost byla potvrzena i iteračním testem náhodnosti podrobněji viz /3/. Můžeme tedy položit $\phi_i(\tau, T) = \bar{\phi}_i(\tau)$, t.j. skutečné hodnoty fází ϕ_1 a ϕ_2 nahradíme jejich průměrnými hodnotami pro jednotlivé měsíce, vypočtenými z celého studovaného období. Metodou nejmenších čtverců byly získány koeficienty pro přibližné vyjádření průměrných fází ve tvaru

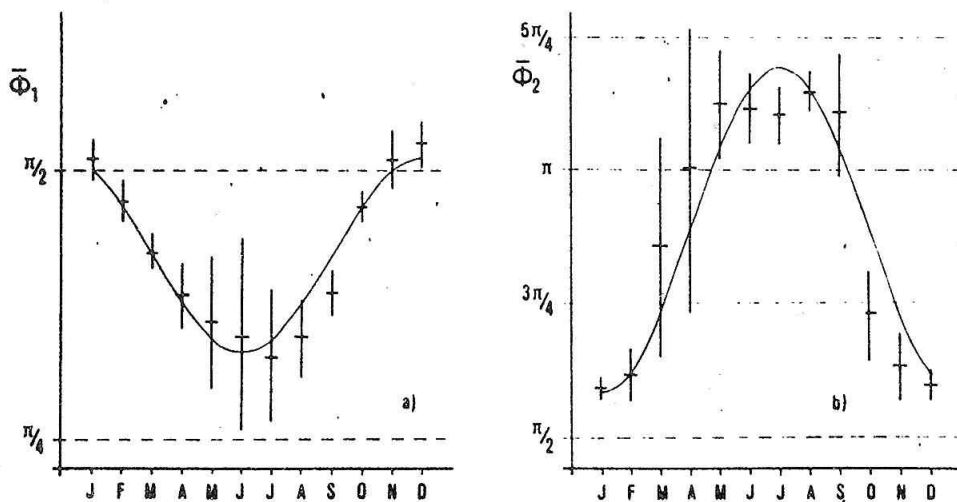
$$\bar{\phi}_1(\tau) \approx 1.323 + 0,288 \cos(\pi\tau/6),$$

$$\bar{\phi}_2(\tau) \approx 2.792 + 0,960 \sin (\pi(\tau - 4)/6). \quad (3)$$



Obr. 2

Na obr. 3 jsou vyznačeny hodnoty $\bar{\phi}_1(\tau)$ a $\bar{\phi}_2(\tau)$ i s odpovídajícími směrodatnými odchylkami a průběhy funkcí (3).



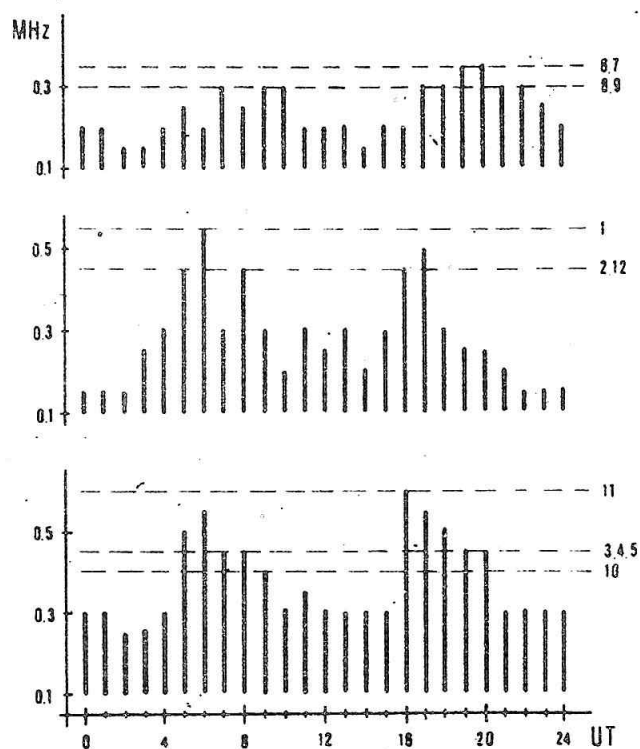
Obr. 3

3. DISKUSE

Zkrácení řady (2) na $n = 2$ a použití přibližných výrazů (3) pro fáze má za následek snížení přesnosti výpočtu. Díky tomu, že vyšší členy v řadě (2) již prakticky na sluneční aktivitě nezávisí, jejich zanedbání zavádí do výsled-

ných hodnot foF2 pouze systematické chyby, neměnné během slunečního cyklu. Ty lze eliminovat zavedením korekcí. Pro tento účel byly zjišťovány rozdíly mezi hodinovými hodnotami foF2 vypočtenými ze zkrácené řady (2) a s použitím přibližných vztahů (3) a skutečnými hodinovými hodnotami kritického kmitočtu pro celý vyšetřovaný časový úsek. Jejich aritmetické průměry získané pro všechny hodiny a měsíce roku tvoří korekční tabulku s 24 x 12 hodnotami. Extrémní hodnoty rozdílů byly během výpočtu průměrů vyloučeny Dixonovým testem extrémních odchylek. Po zavedení uvedené korekce, t.j. po přičtení hodnot z korekční tabulky k vypočteným foF2 z řady (2) jsou aritmetické průměry rozdílů nulové a představují o možných nepřesnostech v určení foF2 udávají směrodatné odchylky, t.j. opět tabulka s 24 x 12 hodnotami.

Pro praktické účely je výhodnější a postačující vymezení pásem spolehlivosti v jednoduché, graficky přehledné formě, než ve tvaru tabulky. Jednotlivé měsíce byly sdruženy do skupin podle charakteru denních průběhů směrodatných odchylek se snahou dosáhnout toho, aby v jedné skupině byly měsíce s podobnými průběhy. V každé ze tří takto vzniklých skupin byly nalezeny maximální hodnoty směrodatných odchylek pro jednotlivé hodiny a vyneseny do grafů na obr. 4. Úsečky vymezují možné hodnoty směrodatných odchylek pro každou hodinu v uvedených skupinách, v horní části obrázku je to pro měsíce červen, srpen a září, ve střední pro leden, únor a prosinec a ve spodní části pro březen, duben, květen, říjen a listopad. Maximální možná odchylka pro daný měsíc je vyznačena na pravé straně grafů s udáním jeho čísla. Všechny odchylky jsou zaokrouhleny na 50 kHz směrem nahoru.



Obr. 4

Z obr. 4 lze velmi snadno zjistit maximální možnou směrodatnou odchylku příslušnou vypočtené hodnotě foF2 pro danou hodinu a měsíc. Je vidět, že největší nepřesnosti ve vypočtených hodnotách nastávají v době kolem východu a západu Slunce, kdy dochází k velkým změnám v ionizaci vrstvy F2. Za zmínku stojí skutečnost, že směrodatné odchylky se prakticky nezmenší, použijeme-li namísto přibližných hodnot fází podle (3) hodnoty přesné. Rovněž tak ke zlepšení výsledků výrazně nepřispěje ani prodloužení řady (2) na $n = 3$, jak to bylo ukázáno v /4/. Uvedený postup lze tedy pro předpovědní účely považovat za optimální.

4. ZÁVĚR

Zavedením úpravy (2) a přibližných vztahů (3) se problém předpovědi foF2 podstatně zjednodušil. Toto zjednodušení není na úkor přesnosti, protože hodnoty koeficientů A_0 , A_1 a A_2 jsou zatíženy jen velmi malým a z hlediska předpovědi nepodstatnými chybami. K předpovědi je nyní třeba znát pravděpodobné hodnoty koeficientů A_0 , A_1 a A_2 pro požadované předpovědní období. Cílem tohoto příspěvku nebylo vypracovat predikční metodu, proto zde jen naznačíme možnosti jak tyto koeficienty odhadnout. Nejjednodušší je tzv. naivní předpověď, kdy za nové koeficienty bereme jejich skutečné hodnoty z období bezprostředně předcházejícího. Je rovněž možno použít extrapolaci ze známých předešlých hodnot, případně velikost koeficientů odhadnout subjektivně na základě zkušeností ze známého průběhu v blízké minulosti a ze znalosti chování A_0 , A_1 a A_2 během dřívějších cyklů. Některé z těchto postupů byly diskutovány v /4/.

I když je možno říci, že čistě ionosferická předpověď foF2 na delší časové období je možná, přesto bude vždy nutno brát v úvahu i současný stav sluneční činnosti a využívat předpovědi sluneční aktivity s tím rozdílem, že tato předpověď nebude tvořit základ ionosferické předpovědi, ale bude použita pouze k případným korekcím a upřesněním.

LITERATURA

- /1/ Blahák, F.: Analytické vyjádření závislosti mediánů foF2 na R čísle. Zborník z 8. celoštátneho slnečného seminára, Stará Lesná 1986
- /2/ Blahák, F.: Dependence of medians foF2 on solar activity derived from Průhonice observations. Geofyzikální sborník 1987, v tisku
- /3/ Blahák, F.: Závislost koeficientů harmonické analýzy foF2 na sluneční aktivitě. Sborník semináře "Člověk ve svém pozemském a kosmickém prostředí", Úpice 1983, v tisku
- /4/ Blahák, F.: Behavior of Fourier coefficients of the foF2 monthly medians in dependence on solar activity. Geofyzikální sborník 1988, v tisku.

POČÍTAČOVÉ SPRACOVANIE SPEKTROGRAMOV SYSTÉMOM DAP NA KRYMSKOM ASTROFYZIKÁLNYM OBSERVATÓRIU

A. Kučera, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica

Seriózne spracovanie spektier v praktickej astrofyzike je základom pre ďalší výskum a interpretáciu vesmírnych zdrojov žiarenia (Slnka, hviezd, galaxií atď.). Systém DAP (Data Processing) Krymského astrofyzikálneho observatória je založený na využití mikrofotometra MF-4 firmy Carl Zeiss Jena, kalkulátora ISKRA a počítača SM-4-20. Počítač je využívaný v konfigurácii s tromi terminálmi. Prídavné zariadenia, tri grafické displeje (upravené televízory Junost') a jeden valcový digigraf sú ovládané systémom KAMAK (viď obr. 1). Systém môžu teda využívať naraz traja užívatelia. Spracovanie je rozdelené do viacerých etáp.

1. ETAPA: ZÍSKANIE INTENZITNÉHO ZÁZNAMU

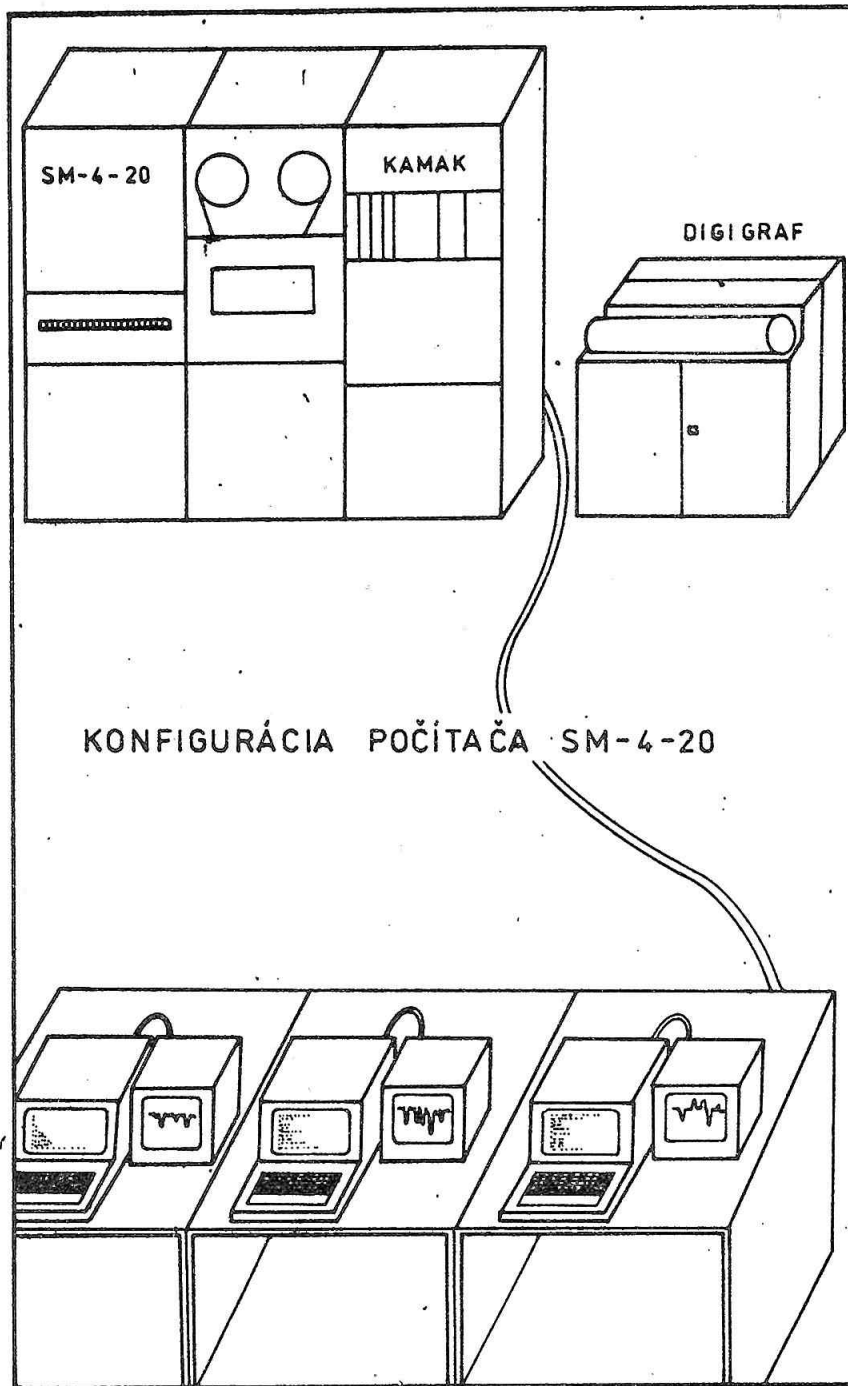
Signál v priepustnostiach, získaný mikrofotometrom MF-4 je vedený do počítača ISKRA, kam je súčasne vedený aj kontrolný signál napájacej lampy mikrofotometra. Ekvidistantnosť odočtov signálu je zaručená, avšak vplyvom nepresnosti pohybu stolíka mikrofotometra vzniká kumulatívna chyba, ktorá sa prejavuje pri spektrogramoch dlhších ako 10 cm. Potom je korigovaná podľa kontrolných meraní. Po odčítaní signálov a prevedení pomocou charakteristickej krivky na intenzity, je signál zaznamenaný v číselnej forme na magnetickú pásku na ďalšie spracovanie. Po prenesení na počítač SM-4-20 sa dáta uložia na disk. Uložené sú v poliach označených DAT.

V každom z nižšie uvedených režimov je možné pracovať až s 8000 dátami súčasne. Je možné vykresliť pôvodné aj výsledné dáta na grafickom displeji a uložiť do dátových blokov. Dialóg s počítačom je uskutočňovaný pomocou zadaných údajov z terminálu ale hlavne pomocou kurzora pohybujúceho sa po obrazovke grafického displeja. Pohyb kurzora je ovládaný z terminálu. Pri spracovaní veľkého počtu rovnakých spektier rovnakým spôsobom, je možné použiť riadiaci program, v ktorom sled jednotlivých režimov vopred naprogramujeme.

2. ETAPA: PRÁCA V REŽIMOCH

A. Čistenie dát (režim CLR).

Tento režim umožňuje čistiť údaje od chýb jednotlivých bodov prípadne skupín, ktoré vznikli napríklad záznamom kazov emulzie na fotoplatni. Kurzorom sa označia nevhodné body. Vo výslednom bloku dát sú zaznamenané dáta očistené



Obr. 1

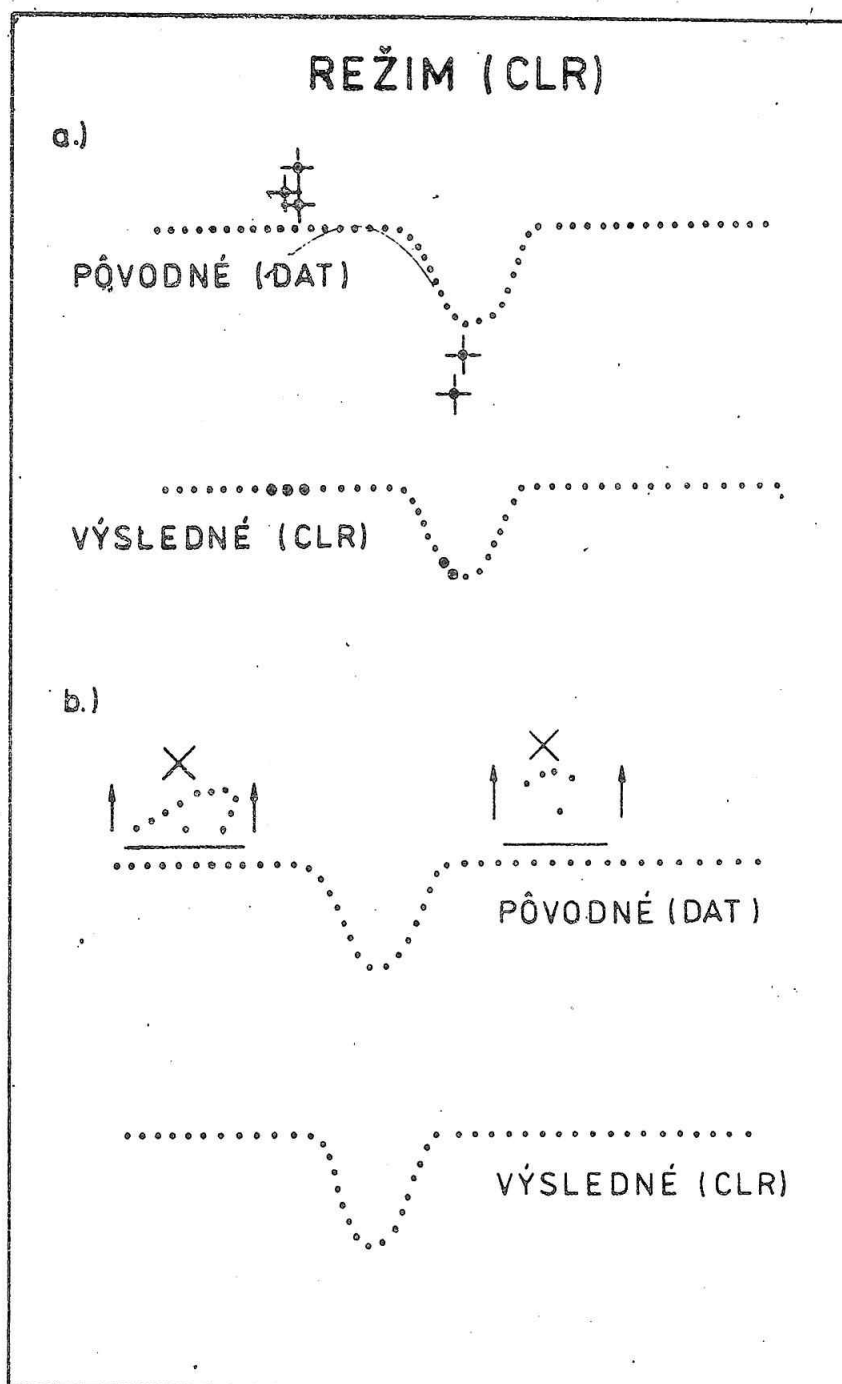
o označené body a zlé body sú nahradené priemerovanými bodmi okolia. Je tiež možné určiť hranicu, nad resp. pod ktorou budú vypustené všetky body (viď obr. 2). Zapiše sa pole dát CLR.

B. Filtrácia dát (režim FIL).

Filtrácia dát je možná piatimi spôsobmi:

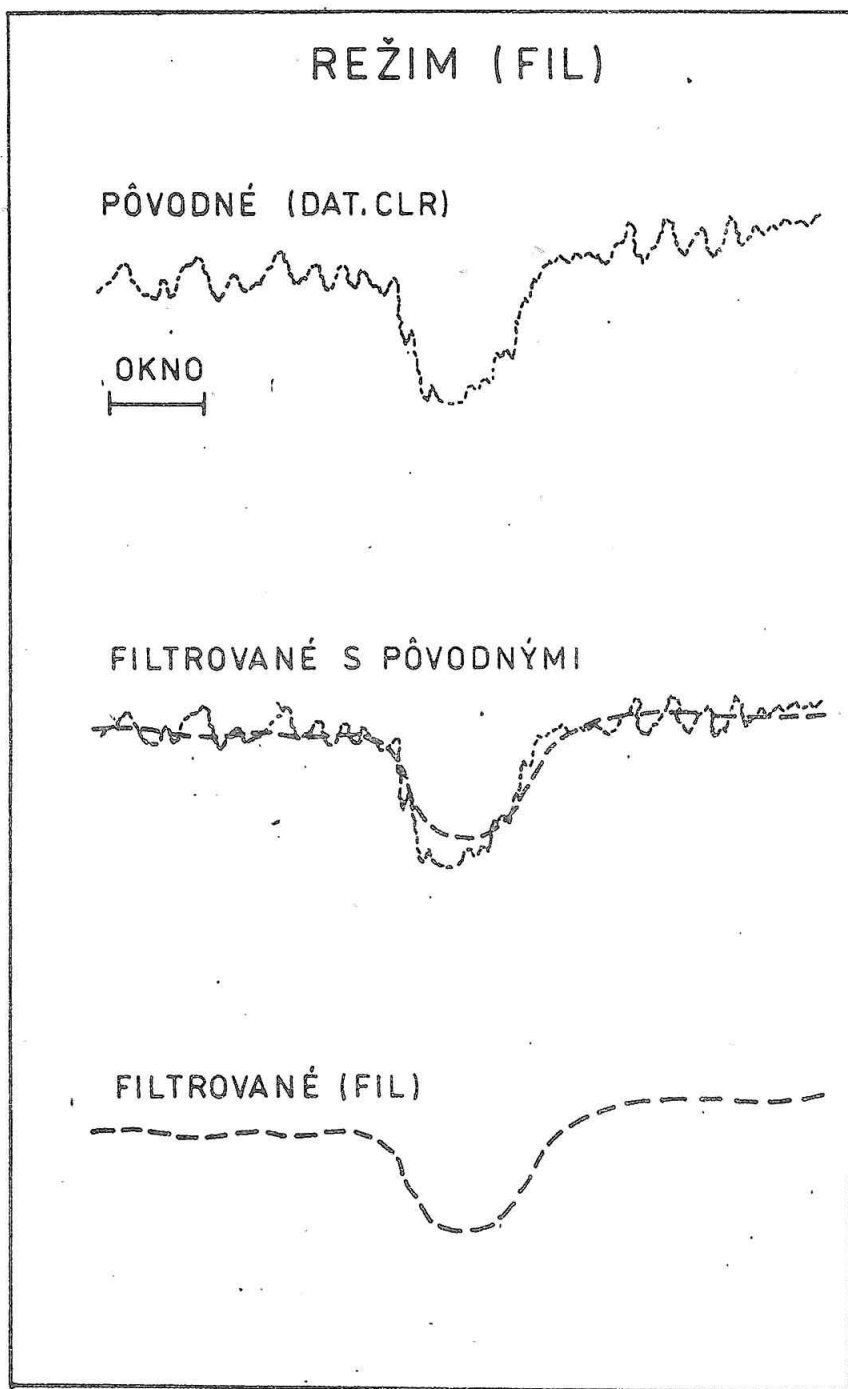
1. Oknom Haninga (sinusový priebeh)

2. Priamouhelníkovým oknom (křízavý priemer)
3. Mediánovým oknom
4. Rekurentným filtrom nízkych frekvencií
5. Parabolickým filtrom (filter 3-ho stupňa pre 5 bodov).



Obr. 2

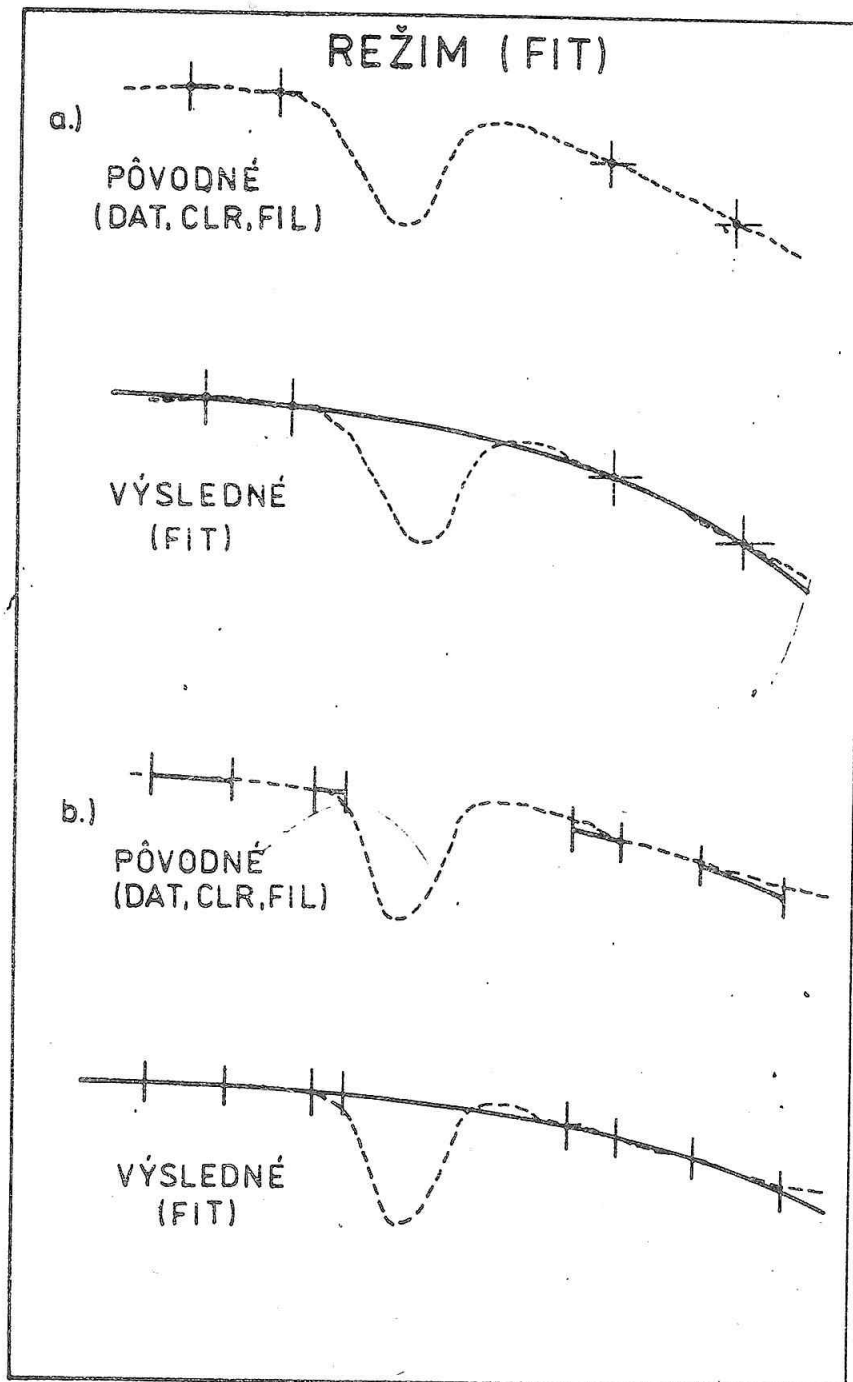
Pri práci sa zobrazí pri spektre veľkosť zvoleného filtrovacieho okna, pôvodné spektrum a výsledné spektrum po vyhľadani. Hľadanie je možné opakovať, prípadne zmeniť spôsob hľadania. Výsledné filtrované dáta sú zapísané do pola dát FIL. (viď obr. 3).



Obr. 3

Ā. Fitovanie dát (režim FIT).

Režim FIT sa využíva napríklad pri prekladaní kontínuí v okolí spektrálnych čiar. Preložená krivka môže byť polynóm alebo kubický spline. Kurzorom sa zvolia oporné body, v ktorých predpokladáme kontínuum a zvolíme, či týmito bodmi má byť preložený spline alebo polynóm, a v prípade polynómu zvolíme aj jeho stupeň. Oporné body môžu byť nahradené vyznačenými úsekmi, v ktorých sa počíta priemerná hodnota. (viď obr. 4). Uvedenú procedúru opakujeme dovtedy, kým nedosiahneme žiadúci výsledok. Potom zapíšeme výslednú krivku, ktorá najlepšie fitovala dáta, do poľa dát FIT vo forme tabuľky.



Óbr. 4

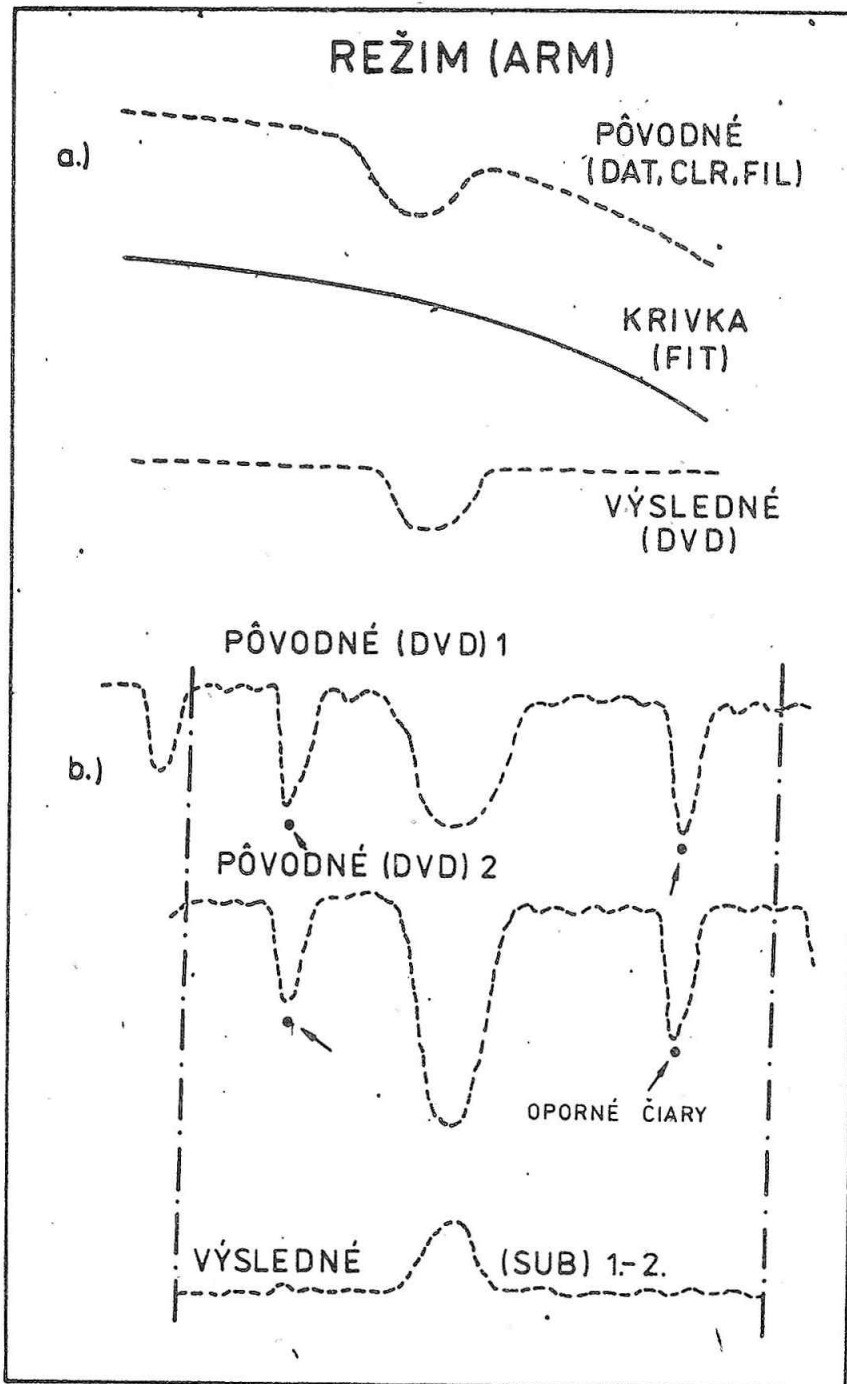
D. Aritmetické operácie s dátami (režim ARM).

Režim ARM používame v prípade potreby vykonávať aritmetické operácie s dvomi a viacerými dátovými blokmi.

1. Delenie dvoch polí dát, (operácia DVD) je využívané pri normovaní intenzít k intenzitám kontinua. Odpovedajúce body zvoleného poľa dát (CLR resp. FIL) sú delené odpovedajúcou hodnotou polynómu alebo spline uloženého v poli FIT. Zobrazené sú pôvodné dáta, krivka a výsledné dáta. Tieto sú uložené do poľa dát DVD. Viď obr. 5a.

2. Odčítanie (sčítanie) dvoch polí dát, z ktorých jedno je krivka vyjadre-

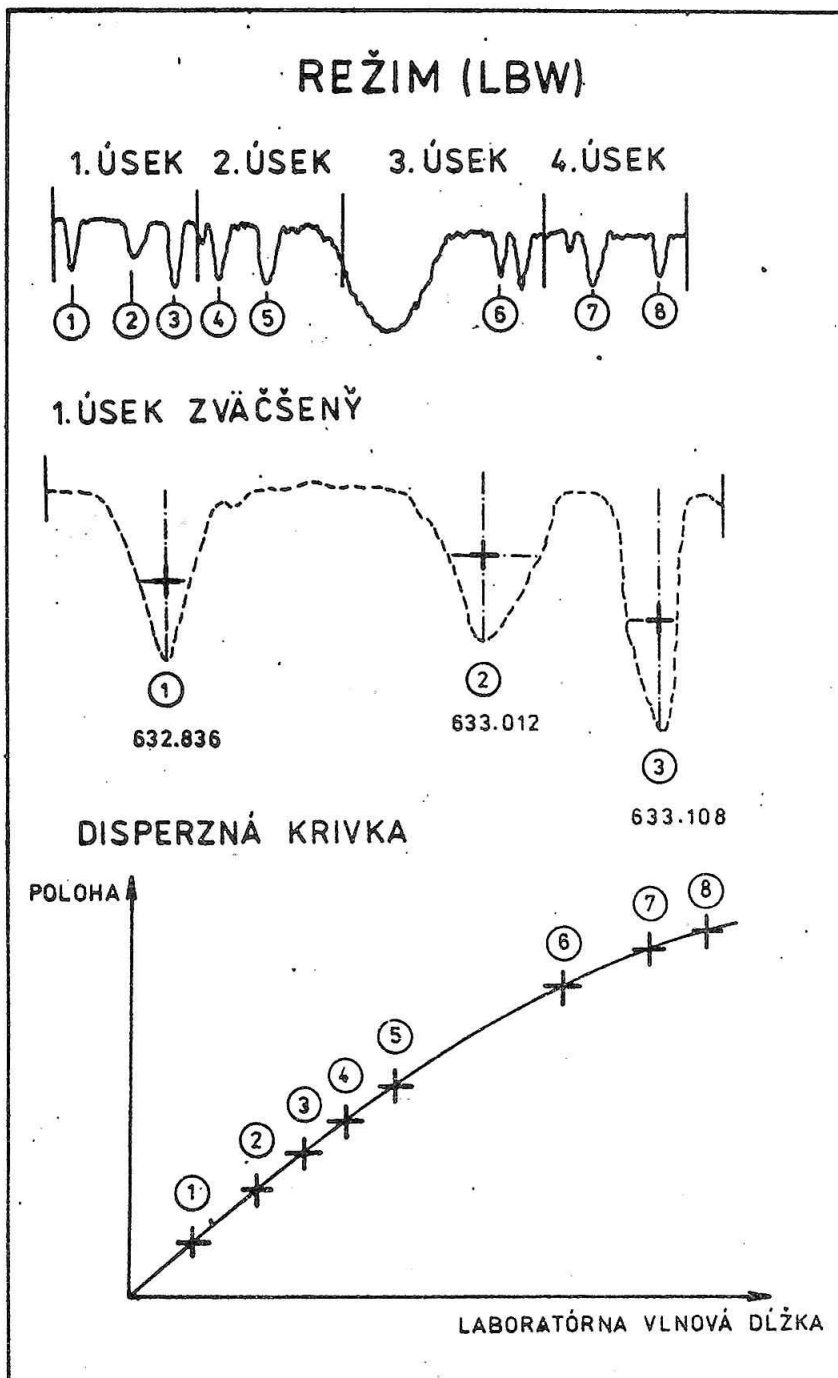
ná tabuľkou, je obdobné ako delenie. Iná je situácia, ak chceme odčítať (sčítať) dve polia dát, pričom obe sú záznamom spektier. V tomto prípade musíme kalibrovať obe spektrá k laboratórnym vlnovým dĺžkam oporných čiar (viď nižšie). Po kalibrácii a získaní disperznej krivky je možné zosúladiť odpovedajúce vlnové dĺžky v oboch spektrách. Potom uskutočníme odčítanie (sčítanie) len tých úsekov spektier, ktoré sa prekrývajú. Zapiše sa pole dát SUB (ADD). Obrázok 5b vyjadruje prípad odčítania poľa 2 od poľa 1.



Ŕbr. 5a, b

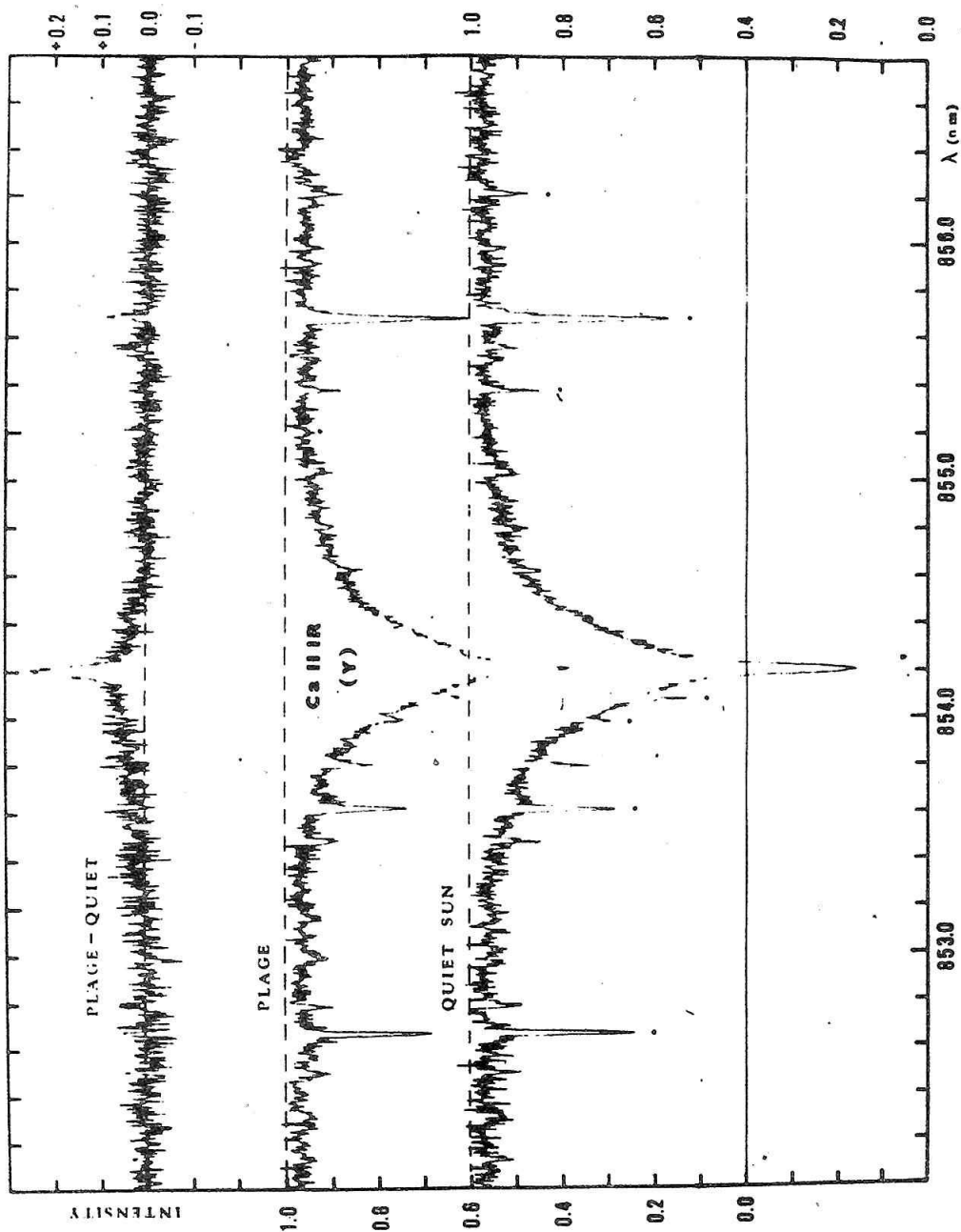
E. Kalibrácia k laboratórnym vlnovým dĺžkam (režim LBW).

Tento režim umožňuje kalibrovať k laboratórnym vlnovým dĺžkam celý úsek spracovávaného spektra získaním disperznej krivky. Pre lepšiu orientáciu v oporných čiarach je možné vybrať si na obrazovku grafického displeja malý úsek spektra, v ktorom kurzorom označíme zvolenú opornú čiaru. Viď obr. 6.



Öbr. 6

Po zvolení príslušnej možnosti sa dá aproximovať označená čiara buď Gausovou aproximáciou (prípád symetrickej čiary), alebo polynómom zvoleného stupňa (prípád nesymetrickej čiary). Vypočíta sa ťažisko čiary, pre ktoré potom uvedieme



obr. 8

laboratórnu vlnovú dĺžku. Po takomto určení všetkých oporných čiar je počítaná disperzná krivka nami zvoleného stupňa a je zobrazená na grafický displej. Ak vyhovuje, zapíšeme ju do poľa LBW. V opačnom prípade zmeníme stupeň polynómu, resp. zmeníme oporné čiary v spektre. Na obrázku č. 6 je znázornený prípad ôsmich oporných čiar so zväčšeným úsekom č. 1 obsahujúcim prvé tri oporné čiary.

F. Výrezy úsekov zo spektier (režim CUT).

V tomto režime môžeme robiť výrezy ľubovoľných úsekov zo spektier a ukladať ich ako samostatné polia dát. Výrezy môžu byť robené pomocou kurzora, ktorým označíme hranice zadaného výrezu, pričom na termináli sa zobrazujú odpovedajúce poradové čísla bodov, alebo odpovedajúce vlnové dĺžky v intervale ktorých robíme výrez. Viď obr. 7.

3. ETAPA: VYKRESĽOVANIE SPEKTIER

Spektrá sa vykresľujú valcovým digigrafom. Maximálna výška obrázkov je 35 cm. Šírka je ľubovoľná (kreslí sa na nekonečný pás papiera). Vykresľovanie je ovládané základným programom, kde do tzv. masky programu vkladáme požadované procedúry. To znamená, že základné úkony sú fixne programované a užívateľ si len doplní želané vstupy ako sú napríklad: názov poľa dát, výška a šírka obrázku, popis obrázku atď.

Celé spracovanie spektier je zakončené vykreslením polí dát a uložením želaných polí dát na archívnu magnetickú pásku. Obrázok č. 8 ukazuje príklad spektrálnych čiar Ca II IR v pokojnej chromosfére a v slnečnej flokuli, spracovanej popísaným spôsobom.

Poďakovanie: Chcel by som vysloviť poďakovanie s. Mačurovi za prípravu a narysovanie obrázkov.

METÓDY NELINEÁRNEJ REGRESIE A ICH VYUŽITIE PRI ŠTÚDIU AKTIVITY SLNKA

B. Viktorínová, CSc., Výpočtové stredisko SAV, Bratislava

ABSTRAKT

Príspevok sa zaoberá prehľadom najčastejšie používaných metód pri určovaní trendov časových radov. Ide o skrátený náčrt nelineárnej funkcie s dvomi parametrami, viacparametrické nelineárne regresné funkcie, nelineárnu regresiu viac premenných, techniku splinových funkcií a spektrálnu analýzu časových radov, pri ktorej sme sa zaoberali iba testovaním existencie periodicity na základe hodnôt periodogramu. Výber metód bol urobený na základe najčastejšie sa vyskytujúcich trendov a problematík pri analýze slnečnej aktivity.

ÚVOD

V astronómii sa často sledujú javy chronologicky usporiadané v jednotlivých časových obdobiach s porovnateľnými údajmi, ktoré treba analyzovať. Ide o časové rady. Cieľom analýzy časového radu je väčšinou skúmanie hlavného smeru jeho vývoja - trendová zložka. Pri skúmaní trendovej zložky ide o vymedzenie vplyvu tých činiteľov, ktoré pôsobia dlhodobo. Riešeniu tejto úlohy zodpovedá hľadanie takej funkcie, ktorá by pri grafickom znázornení najlepšie vystihla hlavný smer vývoja daného časového radu, čiže ktorá by skúmaný časový rad vyrovnala. K tejto funkcii možno dospieť napr. analyticky. Predpokladajme teda, že vzťah medzi závisle premennou Y a nezávisle premennou X_i ($i=1, 2, \dots, k$) vyjadruje regresná funkcia

$$Y = f(X_1, X_2, \dots, X_k, B_0, B_1, \dots, B_p) \quad (1)$$

V praxi obvykle nepoznáme ani typ regresnej funkcie, ani jej parametre B_0, B_1, \dots, B_p a musíme ich odhadnúť na základe empirických údajov. Pri riešení tejto úlohy ide teda o problém 1. správne zvoliť vhodný typ regresnej funkcie, a 2. odhadnúť jej parametre B_0, \dots, B_p .

2. RIEŠENIE DANEJ PROBLEMATIKY

Výber najvhodnejšieho typu regresnej funkcie je často pomerne zložitý. Testom vhodnosti funkcie síce možno vylúčiť typ funkcie úplne nevhodnej, ak však ide o funkcie, ktoré majú za určitých predpokladov priebeh veľmi podobný, nemusí byť vopred vždy úplne jasné, ktorá z nich je pre ten-ktorý prípad závis-

losti vhodnejšia. V takom prípade za najvhodnejší treba považovať ten typ funkcie, ktorý je najlogickejší, ktorý je najjednoduchšou krivkou, ktorý vykazuje najväčšiu tesnosť závislosti, pri ktorom sú reziduálne odchýlky najmenšie, majú približne rovnakú variabilitu a ich rozdelenie sa najviac blíži k normálnemu rozdeleniu.

Pri jednoduchej lineárnej regresii, alebo lineárnej regresii "k" premenných sa koeficienty príslušných funkcií odhadujú metódou najmenších štvorcov (ďalej len MNŠ).

Ak závislosť medzi premennými Y a X nie je lineárna, vyjadríme jej priebeh vhodnou nelineárnou funkciou, pričom môžeme použiť nelineárne funkcie s dvomi, alebo viacerými parametrami.

Niektoré nelineárne funkcie s dvomi parametrami (B_0, B_1) môžeme transformovať na funkciu

$$W' = B_0 + B_1 Z, \quad (2)$$

ktorej odhadom je regresná funkcia

$$w_j' = b_0 + b_1 z_j, \quad (3)$$

kde $w = g(y)$ a $z = g(x)$. Funkciu (3) potom počítame ako regresnú priamku. Na tvar (3) možno transformovať napr. exponenciálne krivky: $y_j' = a_0 a_1^{x_j}$, $y_j' = a_0 e^{b_1 x_j}$, $y_j' = a_0 x_j^{b_1}$, $y_j' = a_0 x_j^{-b_1}$, logaritmicкую funkciu: $y_j' = b_0 + b_1 \ln x_j$, hyperbolu 1. stupňa, atď.

Pri viacparametrických nelineárnych regresných funkciách môže ísť napr. o regresnú parabolu 2. stupňa

$$Y' = B_0 + B_1 X + B_2 X^2, \quad (4)$$

ktorej koeficienty môžeme zasa odhadnúť MNŠ, riešením príslušnej sústavy normálnych rovníc.

Pre polynóm k-tého stupňa by sme mohli zapísať sústavu $k+1$ normálnych rovníc s $k+1$ neznámymi koeficientami b_i ($i=0, 1, \dots, k$). Pri polynómoch vyšších stupňov sa obvykle MNŠ zvykne zrútiť pri výpočte determinantov sústavy z dôvodu nepresnosti veľkých čísel. Pri odhade koeficientov takého polynómu preto použijeme niektorú z numerických metód.

Pri nelineárnej regresii viac premenných ide o vyjadrenie priebehu závislosti medzi premennou Y a nezávisle premennou X_i ($i=1, 2, \dots, r$). Takáto funkcia môže mať $k+1$ parametrov, pričom $r \leq k$. Keď takúto nelineárnu funkciu možno jednoduchou transformáciou upraviť na funkciu lineárnu v parametroch, môže sa pri odhade jej parametrov použiť MNŠ, za predpokladu, že platí: $E(e_j) = 0$, ak $e_j = Y_j - y_j$, $D(e_j) = E(e_j^2) = \sigma^2$, $E(e_{j_1}, e_{j_2}) = 0$ pre každé $j_1 \neq j_2$. Transformovaná regresná funkcia potom bude mať tvar:

$$W' = B_0 + B_1 Z_1 + B_2 Z_2 + \dots + B_k Z_k \quad (5)$$

Jej odhadom je funkcia

$$w_j' = b_0 + b_1 z_{1j} + b_2 z_{2j} + \dots + b_k z_{kj}, \quad (6)$$

kde $w = g(y)$, $z_1 = g(x_1)$, ($1 = 1; 2, \dots, k; i = 1, 2, \dots, r$), $k \geq r$.

Na tvar (5) možno transformovať napr. nelineárnu funkciu viac premenných:

$y_j' = a \cdot e^{b_1 x_{1j} x_{2j}^{b_2}}$, alebo $y_j' = b_0 + b_1 x_{1j} + b_2 x_{2j} + b_3 x_{1j} x_{2j}$, ak položíme (v poslednom prípade) $w_j = y_j'$, $z_{1j} = x_{1j}$, $z_{2j} = x_{2j}$, $z_{3j} = x_{1j} x_{2j}$.

Ak polynom k-teho stupňa môžeme vyjadriť v tvare (6), ak definujeme $z_i = x_i^i$ ($i = 1, 2, \dots, k$); $w_j = y_j'$.

Ak $y_j' = b_0 + b_1 x_j + b_2 x_j^2 + b_k x_j^k$,

potom $w_j' = b_0 + b_1 z_1 + b_2 z_2 + \dots + b_k z_k$. To znamená, že polynom k-teho stupňa je osobitným prípadom funkcie (6) pre $r = 1$. Pri výpočte koeficientov b_i ($i = 0, 1, \dots, k$) postupujeme analogicky, ako pri výpočte koeficientov lineárnej funkcie viac premenných. Pre vektor koeficientov platí

$$b = C^{-1} \cdot c \quad (7)$$

kde C je symetrická štvorcová kovariačná matica, c je stĺpcový vektor kovariancií závisle premennej postupne so všetkými nezávisle premennými, b je stĺpcový vektor koeficientov b_i ($i = 1, 2, \dots, k$) a $b_0 = y_{\text{emp.}} - b_1 x_{1 \text{ emp.}} - b_2 x_{2 \text{ emp.}} - \dots - b_k x_{k \text{ emp.}}$.

Doteraz sme sa zaoberali metódami, pri ktorých sme sa snažili popísať trend analyticky, niektorými jednoduchými krivkami. V praxi sa však môžeme často stretnúť s prípadmi, že trend mení v čase svoj charakter, a nemožno ho (alebo len veľmi ťažko) v celom sledovanom období vyjadriť jedinou matematickou krivkou. Vtedy sa aplikuje technika splinových funkcií. Pri použití tejto techniky napr. namiesto toho, aby sme sa pokúšali popísať trendovú zložku nejakým polynomom neúmerne vysokého rádu, rozdelíme daný časový rad na niekoľko úsekov, a v každom úseku odhadneme trend buď polynomom nižšieho rádu, alebo inými vhodnými funkciami. Krivka, ktorá vznikne spojením dielčích kriviek z jednotlivých úsekov, však musí byť okrem spojitosti dostatočne hladká, čo znamená, že musia existovať obojstranné derivácie príslušného rádu v bodoch napojenia dielčích kriviek. Inými slovami, v bodoch napojovania kriviek sa musí rovnať do príslušného rádu derivácia zľava derivácii sprava. S touto problematikou sa môžeme stretnúť v prácach 1, 2, 3.

Predchádzajúce prístupy by bolo možné zhrnúť pod názov resp. označenie "analýza časových radov v časovej doméne". Odlišný prístup, ktorý považuje skúmaný časový rad za "množinu" sínusových a kosínusových kriviek s rôznymi amplitúdami a frekvenciami má analýza časových radov v "spektrálnej doméne", čiže spektrálna analýza časových radov. Pomocou špeciálnych štatistických nástrojov, ako je periodogram a spektrálna hustota, je možné pri spektrálnej analýze získať obraz o intenzite zastúpenia jednotlivých frekvencií v časovom rade, vytipovať frekvencie, ktoré sú v danom rade zastúpené najvýraznejšie a explicitne odhadnúť koeficienty periodicity zložiek odpovedajúcich týmto frekvenciám. Jednou z možností výpočtu periodogramu $I(\omega)$ časového radu y_1, \dots, y_n je funkcia premennej ω (frekvencia) daná v tvare

$$I(\omega) = \frac{1}{4\pi} (a^2(\omega) + b^2(\omega)),$$

$$(-\pi \leq \omega \leq \pi), \text{ kde } a(\omega) = \sqrt{\frac{2}{n}} \sum_{t=1}^n y_t \cos(\omega t), \quad b(\omega) = \sqrt{\frac{2}{n}} \sum_{t=1}^n y_t \sin(\omega t).$$

Ďalej uvedieme objektívnu metódu, ktorá pri použití modelov s trigonometrickými funkciami nám pomôže rozhodnúť, že napr. pre daný rad je vhodné skonštruovať model tvaru

$$y_t = \mu + \sum_{j=1}^p (\alpha_j \cos(\omega_j t) + \beta_j \sin(\omega_j t)) + \varepsilon_t \quad (8)$$

$t = 1, 2, \dots, n$, pričom μ, α_j, β_j , odhadneme pomocou vzťahov:

$$\bar{y} = \frac{1}{n} \sum_{t=1}^n y_t, \quad a_j = \frac{2}{n} \sum_{t=1}^n y_t \cos(\omega_j t); \quad b_j = \frac{2}{n} \sum_{t=1}^n y_t \cdot$$

$\sin(\omega_j t), \quad \omega_j^* = \frac{2\hat{\lambda}_j}{n}, \quad j = 1, \dots, m$, kde m je najväčšie celé číslo nepresahujúce $(n-1)/2$; ε_t je biely šum s $N(0, \sigma_\varepsilon^2)$.

Za tým účelom si postavme nulovú hypotézu $H_0 : y_t = \varepsilon_t$, t. zn., že predpokladáme, že rad y_t neobsahuje žiadnu periodickú zložku. Táto nulová hypotéza je testovaná oproti alternatívnej hypotéze tvaru (8). Testovacia charakteristika je založená na hodnotách periodogramu. Pokiaľ by platila H_0 , potom by žiadna z hodnôt periodogramu nemala byť významne väčšia, ako ostatné hodnoty periodogramu. Fisherov test teda vlastne odpovedá na otázku, či niektoré hodnoty periodogramu môžeme považovať za významne veľké, čo úzko súvisí práve s výskytom periodických zložiek v rade. Hodnoty periodogramu sa teda najprv normujú do tvaru

$$Y_j = \frac{I(\omega_j^*)}{\sum_{i=1}^m I(\omega_i^*)}$$

$j = 1, \dots, m$. Potom vlastná testovacia charakteristika W má tvar $W = \max Y_j$. Ak $W > g_F$, kde g_F je tabuľková kritická hodnota, potom sa nulová hypotéza zamieňa, čo znamená, že rad y_t obsahuje periodickú zložku, čiže prijmeme alternatívnu hypotézu v tvare (8). Prakticky to vyzerá tak, že cez empirický časový rad môžeme preložiť krivku tvaru (8). Teda príslušné hodnoty y_t z tohoto modelu predstavujú nájdenú periodickú funkciu.

LITERATÚRA

1. Gallant, A. R.; Fuller, W. A.: Fitting segmented polynomial regression models whose join points have to be estimated. J. Amer. Statist. Assoc., 68, 1973, s.144 - 147
2. Greville, T. N. E.: Theory and applications of spline functions New York, Academic Press 1969
3. Wold, S.: Spline functions in data analysis. Technometrics, 16, 1974, š.1 - 11
4. Cipra, I.: Analýzy časových řad s aplikacemi v ekonomii. SNTL, Praha 1986, Alfa.

OBSAH

Csere, E.: Z histórie výskumu Slnka	5
Sobotka, M.: Program pro výpočet modelů atmosféry v LTE	15
Karlovský, V.: Modelovanie atmosféry Slnka	21
Bartolomejová, M.: Jemná štruktúra spektier 5-min. p - módov	29
Kotrč, P.: Přirozené hranice rozlišení detailů ve spektru	33
Lorenc, M.: Pohyby slnečných škvŕn a okolitej fotosféry	39
Ambrož, P.: Rotace koronálních magnetických polí	43
Tomsa, J.: Spektroskopie slunečních erupcí	51
Antalová, A.: Vzťah medzi H-alfa a SXR emisiou erupcií.....	61
Kopecký, M.: Význam funkce viditelnosti pro statistiku slunečních skvrn..	67
Bumba, V.; Hejna, L.: Význam dvaadvacetiletého cyklu pro sluneční činnost	85
Bumba, V.: Diskrétní rozdělení slunečních magnetických polí i aktivity a jejich globální změny	93
Antalová, A.; Viktorínová, B.: Výskyt dlouhodobých SXR erupcí v 20. cykle slnečnéj aktivity	99
Antalová, A.; Jakimiecová, M.: Štatistická analýza energetických a geomag- netických vlastností erupcií	107
Křivský, L.; Růžičková-Topolová, B.: Radiové šumové bouře typu I a erupční aktivita	115
Rybanský, M.: Modulácia kozmického žiarenia slnečnou aktivitou	121
Charvátová, I.; Střeštík, J.: Změna délky slunečního cyklu v období 1700 - 1984	125
Charvátová, I.: O proměnlivosti slunečního cyklu ve vztahu k pohybu Slunce kolem barycentra planetární soustavy	131
Rušin, V.: Zelená a červená koróna v cykle 21	143
Kiss, J.; Vörös, Z.: Geoaktivne prejavy koronálnych tranzientov	155
Střeštík, J.: Hodnoty heliogeofyzikálních veličin v závislosti na výskytu vybraných heliogeofyzikálních jevů	163
Dzifčáková, E.; Lukáč, B.: Zelená koróna a geoaktivita v 21. slnečnom cykle	169
Bieleková, M.; Bittó, L.: Korelácia medzi dlhodobými radmi geomagnetických indexov v závislosti od slnečnej aktivity a od ročných období ..	173
Krajčovič, S.; Korcová, T.: Vzťah dohodobých variácií slnečného vetra k dlhodobým variáciám A_p indexu	183
Krajčovič, S.; Korcová, T.: Prechod sektorov medziplanetárneho magnetic- kého poľa oblasťou Zeme počas 20. slnečného cyklu a počasie v SSR	187
Laštovička, J.: Vlivy sluneční aktivity na zemskou atmosféru - nejzajíma- vější výsledky z 19. zasedání IUGG.....	193

Jeništová, T.; Střeščík, J.: Pozorované periodicity ve výskytu srdečních onemocnění	197
Uhnák, A.: Vplyv geomagnetickej aktivity na pracovné úrazy	205
Vörös, Z.: Chaotická dynamika geomagnetického poľa	211
Blahák, F.: Vlastnosti mediánů z hlediska dlouhodobých předpovědí kritického kmitočtu vrstvy F2	219
Kučera, A.: Počítačové spracovanie spektrogramov systémom DAP na Krymskom astrofyzikálnom observatóriu	225
Viktorínová, B.: Metódy nelineárnej regresie a ich využitie pri štúdiu aktivity Slnka	235

ZBORNÍK REFERÁTOV z 9. celoštátneho slnečného seminára, Považská Bystrica 1988

Vydalo: Slovenské ústredie amatérskej astronómie Hurbanovo

Autori: P. Ambrož, A. Antalová, M. Bartolomejová, M. Bieleková, L. Bittó, F. Blahák, E. Csere, E. Dzifčáková, L. Hejna, I. Charvátová, T. Jenišťová, V. Karlovský, P. Kotrč, M. Kopecký, L. Křivský, T. Korcová, S. Krajčovič, A. Kučera, J. Laštovička, M. Lorenc, B. Lukáč, V. Rušin, M. Rybanský, M. Sobotka, J. Střeštík, J. Tomsa, A. Uhnák, B. Viktorínová, Z. Vörös.

Recenzenti: RNDr. Július Sýkora, DrSc., RNDr. Milan Rybanský, CSc.

Zodpovedný za publikáciu: Ing. Štefan Knoška, CSc.

Zostavil: RNDr. Bohuslav Lukáč, CSc.

Technický redaktor: Ladislav Druga

Náklad: 300 ks

Počet AH: 11,6

Rok vydania: 1990

Druh tlače: ofset

Tlač: Nitrianske tlačiarne, z.p. Nitra

Nepredajné

ISBN 80-85221-03-9

ISBN 80-85221-03-9