SLOVENSKÉ ÚSTREDIE AMATÉRSKEJ ASTRONÓMIE H U R B A N O V O

ZBORNÍK REFERÁTOV

z 5. celoštátneho slnečného seminára

Pov. Bystrica, máj 1980

f

SLOVENSKÉ ÚSTREDIE AMATÉRSKEJ ASTRONÓMIE H U R B A N O V O

ZBORNÍK REFERÁTOV

z 5. celoštátneho slnečného seminára

Pov. Bystrica, máj 1980

ZOZNAM ÚČASTNÍKOV SEMINÁRA

1. Ambrož P., Asú ČSAV Ondřejov 2. Antalová A., AÚ SAV T. Lomnica 3. Bardy J., AK Považská Bystrica 4. Bélik M., SÚAA Hurbanovo 5. Bobovnícky P., AÚ SAV Bratislava 6. Borošová J., MFF UK Bratislava 7. Brezina M., SUAA Hurbanovo 8. Bumba V., Asú ČSAV Ondřejov 9. Csere E., KH Hlohovec 10. Čermák Č., PFU PJŠ Košice 11. Černý L., SÚAA Hurbanovo 12. Dujnič M., OH Rim. Sobota 13. Fabini T., SÚAA Hurbanovo 14. Halenka J., GFÚ ČSAV Praha 15. Hamran J., SÚAA Hurbanovo 16. Haščíková M., AK Nové Zámky 17. Heinzel P., Asú ČSAV Ondrejov 18. Hurta L., Hvezdáreň Vsetín 19. Ivan P., KH Prešov 20. Jiřička K., AsÚ ČSAV Praha 21. Karlovský V., KH Hlohovec 22. Klimeš J., Hvezdáreň Úpice 23. Klveňa M., Asú ČSAV Ondřejov 24. Knoška Š., AÚ SAV Tatranská Lomnica 61. Sobotka M., AsÚ ČSAV Ondřejov 25. Koptáková 0., MH Žilina 26. Korcová T., PF Nitra 27. Kotrč P., Asú ČSAV Ondřejov 28. Krajčovič S., GÚ SAV Bratislava 29. Křivský L., AsÚ ČSAV Ondřejov 30. Kulčár L., AÚ SAV Tatranská Lomnica 31. Karlický M., Asú ČSAV Ondřejov 32. Laštovička J., GU ČSAV Praha . 33. Letfus V., Asú ČSAV Ondřejov 34. Lochman J., Asú ČSAV Turnov 35. Lorenc M., SUAA Hurbanovo 36. Lovčičanová M., OH Žiar n/Hronom 37. Lukáč B., SÚAA Hurbanovo

38. Maštenová K., PKO Bratislava 39. Macák P., AsÚ ČSAV Ondřejov 40. Maturkanič M., OH Humenné 41. Mlejnek V., Hvezdáreň Úpice 42. Maník K., AÚ SAV Tatranská Lomnica 43. Bendík P., AÚ SAV Tatranská Lomnica 44. Námor J., MH Žilina 45. Neubauer M., Hvezdáreň Val. Meziríčí 46. Očenáš D., KH Banská Bystrica 47. Oravcová A., AK Nitra 48. Oravec L., AK Nitra 49. Pintér Š., GÚ SAV Hurbanovo 50. Pintér T., SÚAA Hurbanovo 51. Pisara E., GÚ SAV Hurbanovo 52. Paluš P., MFF ÚK Bratislava 53. Papcún J., OH Levice 54. Pračka M., Asú ČSAV Ondřejov 55. Prachár S., KH Hlohovec 56. Prigancová A., GÚ SAV Bratislava 57. Prikryl P., AU SAV Bratislava 58. Rapavý P., SÚAA Hurbanovo 59. Rušin V., AÚ SAV Tatranská Lomnica 60. Rybanský M., AÚ SAV T. Lomnica 62. Suda J., Asú ČSAV Ondřejov 63. Sýkora J., AÚ SAV Tatranská Lomnica 64. Šolc I., Asú ČSAV Turnov 65. Scheirich L., AU SAV T. Lomnica 66. Šuk J., Hvezdáreň Úpice 67. Valníček B., AsÚ ČSAV Ondřejov 68. Vanya M., SUAA Hurbanovo 69. Vanyová V., SÚAA Hurbanovo 70. Vaškuty A., OH Rimavská Sobota 71. Vávrová B., OH Levice 72. Veselý Š., MH Žilina 73. Zloch F., OH Rimavská Sobota

Sluneční magnetická pole

V. BUMBA.

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Přehledový referát, který na základě vlastních prací a dlouholetých zkušenosti autora hovoří zejména o hierarchii rozložení magnetických poli na Slunci a o důležitosti slunečních magnetických poli pro různé procesy, probíhající ve sluneční atmosféře. Zabývá se i otázkami, na které je třeba podle mínění autora při studiu magnetických polí na Slunci především zaměřit pozornost.

Magnetické pole je jedním ze základních silových polí na Slunci, i kdvž jak se zdá není primerní, nýbrž je produkováno pohybující se sluneční plasmou. Parker /1976/ ve svém vystoupení na pražském symposiu Mezinárodní astronomické unie č. 71 o Základních mechanismech sluneční aktivitv říká: "Konvektivní zona Slunce je gigantickým tepelným strojem, který mění malý zlomek tepla proudícího ze slunečního nitra v konvektivní pohyby a prostřednictvím jich v magnetická pole a hydrodynamické a hydromagnetické vlny. Z těchto základních složek o nízké entropii pak vznikají sluneční skvrny, protuberance, erupce, korona, sluneční vítr, atd.". Podobně Weiss /1976/ na stejném svmposiu prohlašuje: "Sluneční magnetická pole jsou úzce vázána na rozdělení konvekce ve vnějších vrstvách Slunce. Plný popis struktury konvekce je nutný pro každou teorii slunečního cyklu. Zvláště potřebujeme znát detailně rvchlostní pole, která bychom mohli použít ve složitejších modelech kinematického dynama".

Uvedená stanoviska dvou teoretiků, zabývajících se problematikou slunečních magnetických polí, podtrhují nejen základní význam magnetických polí pro sluneční činnost, nýbrž současně ukazují i těsnou souvislost magnetických polí na Slunci s poli rychlostními, souvislost, která dosud nachází málo odezvy zejména u pozorovatelů. I když jsme si v Ondřejově plně vědomi důležitosti měření rychlosti a rozložení pohybů ve sluneční atmosféře, jak konečně ukazuje nejen rerefát Ambrožův /viz současný sborník/, nýbrž i stavba nových horizontálních spektrografů, o kterých se tu bude rovněž hovořit /viz také současný sborník, Ambrož et al./, zaměřím se ve svém vystoupení především na rozdělení magnetických polí na Slunci, na měřítko existujících magnetických útvarů a na ty jevy sluneční činnosti, které s dynamikou tohoto rozdělení souvisí.

STRUČNÁ INFORMACE O MFTODÁCH MĚŘENÍ SLUNEČNÍCH MAGNETICKÝCH POLÍ

I když o existenci magnetických polí na Slunci se soudilo z přítomnosti polárních koronálních paprsků, pozorovaných v době úplných slunečních zatmění, a z pozorování některých útvarů v chromosféře, prvá měření magnetických polí ve slunečních skvrnách byla uskutočněna na spektrografu velkého věžového dalekohledu observatoře Mt. Wilson 24. června 1908 Halem /Hale, Nicholson, 1938/. Na této observatori zkoušel i Kiepenheuer svůj prvý magnetograf s mechanickým otáčením čtvrtvlnové destičky a v r. 1952 Bahcock / Pahcock, 1955/ získal prvá měření rozložení podélné složky pole po celém slunečním povrchu pomocí fotoelektrického magnetografu, který se stal základem většiny magnetografů ve světě, když před tím se řadu let Hale /1913/ marně snažil o změření celkového pole Elunce fotografickou cestou. Na stejné observatoři, i když na menším věžovém dalekohledu, vyvinul Leighton /Leighton et al., 1962/ svou fotografickou metodu odečítání monochromatických obrazů získaných v jednotlivých komponentách magnetickým polem rozštěpené spektrální čáry a tím i ziskání magnetické mapv s velmi vvsokým rozlišením.

Všechny dosud používané metodv vycházejí ze Zeemanova výkladu rozštěpení spektrálních čar v magnetickém poli, kdv tento rozštěp je úměrný intenzitě pole a čtverci vlnové délky studované čáry. Fotografie čar rozštěpených v magnetickém poli velkých slunečních skvrn dovolují určit ze vzdálenosti a intenzit rozštěpených složek absolutní velikost intenzity pole i jeho směr, zatímco fotoelektrická měření, vhodná pro slahá pole mimo sluneční skvrny, dávají prakticky pouze podélnou složku pole, promítající se do směru na pozorovatele. Prostorové rozlišení jak fotografických, tak i fotoelektrických spektrografických magnetických měření je do značné míry závislá na šířce a výšce použité štěrbiny spektrografu, kvalitě obrazu a na způsobu skanování slunečního obrazu a sestrojení magnetických map.

Leightonova metoda odečítání monochromatických obrazů dovoluje zviditelnit přímo rozložení magnetických polí ve sluneční atmosféře ať už používá jako základního přístoje spektroheliografu nebo polarizačně-intergerenčního či jiného tvpu filtru, případně spojeného s televizní obrazovkou a dává prostorové rozlišení

- 4 -

jen o málo horší nežli skýtá vlastní monochromatický obraz Slunce.

Podobně je tomu u magnetografů využívajících diodová pravítka, kde každý element tohoto pravítka strojí jedno ze zobrazení výsledného složeného obrazu rozložení magnetického pole.

Pokud jde o časové rozlišení, pak opět výhodnější je Leightonova metoda nebo diodový magnetograf, i když mapy takto získané mohou mít řadu chyb, protože nejsou opraveny o vliv radiálních rychlostí. Kvantitativně nejlépe zpracovatelné údaje poskytuje dosud stále klasický fotografický nebo fotoelektrický magnetograf, dovolující kalibraci intenzity pole, opravu na vliv radiální rychlosti a eventuálně i na změnu intenzity spojitého spektra.

SLUNCE JAKO PROMĚNNÁ HVĚZDA

Aniž bychom se blíže zabývali magnetickými hvězdami ranných spektrálních typů je třeba říci, že i řada hvězd pozdějších spektrálních typů stejně jako Slunce má magnetická pole, a to zřejmě soustředěná rovněž do lokálních polí na svém povrchu, jak to dokazuje stále více prací hvězdných astronomů. Už objevení vztahu Wilson-Bappu, který ukazuje závislost šířky spektrálních čar H_2 a K_2 ionizovaného vápníku na svítivosti hvězdy /Wilson, Bappu, 1957/, vezmeme-li v úvahu, že ve sluneční fotosféře neexistuje magnetické pole bez emise v kalciové chromosféře s výjimkou nejintenzivnějších polí ve skvrnách, říká: 1. že magnetické pole souvisí těsně s konvekcí neboť kalciová emise je rozdělena v chromosféře do charakteristické sítě supergranulí, tedy po obvodech konvektivních elementů,

2. že závislost konvekce a magnetického pole na svítivosti hvězdy - vyskytující se u hvězd s konvektivní zonou, je jednou ze základních fyzikálních vlastností tohoto typu hvězd právě proto, že se mění společný účinek této konvekce a magnetického pole v závislosti na tvorbě energie v nitru hvězdy.

Slunce je tedy proměnná hvězda jak ukazují nejen pozorování ve světle výše uvedených čar jednou ionizovaného vápníku /např. Bumba, Růžičková-Topolová, 1967/, nýbrž i měření magnetického pole Slunce v jeho integrovaném světle, tedy bez použití **zobrazující** optiky. Už při našich prvých pokusech s dr. Howardem v r. 1964 jsme našli, že takto změřená intenzita pole kolísá od několika desetin Gaussu do asi 1 Gaussu. Systematická měření prováděná na Krymské astrofyzikální observatoři AV SSSR akademikem A. B. Severným a jeho spolupracovníkv /Severny et al., 1970/ a dr. J. Wilcoxem na speciálně k tomuto účelu sestrojeném přístoji ve Stanfordu v Kalifornii /Scherrer et al., 1977/ ukázala nejen změny závislé na rotaci Slunce, kolísání související s cyklem sluneční činnosti a jeho jednotlivými fázemi, nýbrž přinesla i překvapující výsledky v podobě zjištěných oscilací, a to nejdříve radiálních rychlostí, pak i pole s periodou 160 minut /Severny et al., 1979/.

Všechny tyto pozorováním zjištěné fakty, kromě významu pro studium vztahů Slun-

ce-Země kde největší úlohu hrají dlouhodobá kolísání, mají nesmírně veliký teoretický význam, a to především nalezené oscilace, pro výklad stavby a struktury Slunce, pro způsob získávaní jeho jaderné energie apod., i když dnes ještě zdaleka nebyly všechny interpretovány.

> VELKOSTRUKTURALNĪ ROZLOŽENI SLUNEČNICH MAGNE-TICKÝCH POLĪ

Už prvá synoptická mapa slunečního magnetického pole - ukazující rozložení pole po celém povrchu Slunce - kterou jsme spolu s dr. R. Howardem za pomoci S. Smithové v r. 1964 sestrojili z denních magnetických map observatoře Mt. Wilson ukázala některé typické vlastnosti rozložení magnetického pole ve sluneční atmosféře /Bumba, Howard, 1965/: především to byly poměrně rozsáhlé "unipolární" meridionální sektory pravidelně se střídajících polarit, překračující často rovník & tvarově ovlivněné diferenciální rotací. Vzhled synoptických map, stejně jako denních map viditelného slunečního povrchu, se podstatně mění s použitím různého stupně rozlišení, podstata rozdělení pole však zůstává stejná. Toto rozložení pole vytvářející se vzájemným působením nových magnetických polí se starými, která slábnou, disipují nebo se opět zesilují /plochy polí stejné polarity se přitahují a zesilují, plochy polí opačné polarity se vzájemně vvhýbají a zeslabují/, které je ovlivňováno diferenciální rotaci /při tom jinak v jednotlivých aktivních oblastech, jinak v komplexech aktivity/, pohyby v supergranulích či dalších konvektivních elementech, eventuálně jinými druhy pohybů /například různými proudy v aktivních oblastech apod./ vytváří jakoby živý organizmus, ve kterém fotosférická plasma spolu se slabými, starými "pozaďovými" poli i novými intenzivními lokálními poli "dýchá a žije" v rvtmu změn sluneční aktivity, pro jejíž růst je produkce nových polí, nového magnetického toku hlavní podmínkou i důsledkem.

Rozložení magnetických polí se podstatně mění s cyklem aktivity. Ale během celého cyklu je možné pozorovat jeho pravidelnost v heliografické délce. Některé délkové útvary v nižších heliografických šířkách, jejichž **synodická** rotace obnáší okolo 27 dní je možno sledovat téměř po celý cykl, jiné - s velkou pravidelností jejich rozložení po celém slunečním disku pouze v době maxima aktivity. Ve větších heliografických šířkách se doba synodické rotace těchto útvarů prodlužuje na 28 - 29 dní. Je možné ukázat rozdílné vlastnosti délkového rozložení obou polarit, především různou dynamiku jejího vývoje a různost fází tohoto vývoje apod. /Bumba, Howard, 1969/.

S tvorbou komplexů sluneční aktivity, to je vlastností aktivních oblastí rozvíjet se v časové i prostorové závislosti ve sluneční atmosféře a vytvářet tak vlastně dílčí procesy, ze kterých do značné míry může být složen vlastní cyklus, vyvíjejí se v rozložení magnetického pole na Slunci obrovské pravidelné struktury, které mohou ovlivňovat více než polovinu slunečního povrchu, a v době maxima svého vývoje a po maximu mohou zachvacovat nejen všechny vrstvy sluneční atmosféry, jak dokazují útvary chromosféry a zejména rozložení emise v koroně, nýbrž se i rozprostírají daleko do meziplanetárního prostoru /např. Bumba, 1980, Ambrož et al., 1971/. Životní doba těchto komplexních útvarů s pravidelným rozložením zejména záporné polarity do elips dlouhých v délce až 100[°] může přesahovat rok. Postupně, po dobu mnoha měsíců, se magnetická situace v útvaru komplikuje – nová pole vznikají ve starých za stále složitějších podmínek – až během maxima svého vývoje vytvoří situaci vhodnou pro vznik protonové otlasti. Po odeznění protonových erupcí se celý tento složitě vytvořený útvar rvchle zjednodušší, a to bez zjevných pohvbů pole a postupného jeho slábnutí,které známe z normální disipace pole jednotlivých aktivních oblastí a bez viditelné chromosférické či erupční aktivity.

V dynamice velkostrukturálního rozložení magnetického pole hraje úlohu řada faktorů, které dosud dobře neznáme. Často například by některé pohybv hranice polí, vznik nových polí při setkání těchto hranic, konstantní rychlost posuvu hranic apod. bylo možné vysvětlit šířením vlnových front. Je třeba stanovit rychlost šíření hranice a stupeň disipace sláhnoucích polí jednotlivých aktivních oblastí, je třeba objasnit proč záporná pole převažují v oblastech s tvorbou nové aktivity a kladná pole ve starých zbytcích polí bez aktivity, ale s rekurentními výrony slunečního větru atd.

> ROZDĚLENÍ MAGNETICKÝCH POLÍ A KONVEKTIVNÍ ELEMENTY

Ačkoliv touto problematikou se již dlouhou dobu zabývá řada slunečních fyziků, zůstává mnoho problémů, týkajících se zejména interpretace pozorování a teoretických otázek neřešena. A schází i dobrá pozorování.

Vyjdeme-li tentokráte od konvektivních elementů nejmenších rozměrů – granulí, víme, že magnetické pole je ve fotosféře soustředěno do intergranulárního prostoru, ve kterém se rozvíjejí skvrny, tmavá vlákna penumbry, který tvoří podstatu jader velkých skvrn a podobně. V chromosféře ale nad tmavým intergranulárním polem, ve kterém jsou soustředěny siločáry pole ovšem září emise, kterou už je možné pozorovat i ve fakulových polích, t. j. v bílém světle, blízko slunečního limbu.

V poslední době, díky vakuovým dalekohledům, se ukázalo, že tato emise nad intergranulárním prostorem obsahujícím magnetické pole má velmi jemnou strukturu, t.zv. "filigri", která je na hranici rozlišení velkých dalekohledů, že tedy pole soustředěné do mezigranulárního prostoru v přechodné vrstvě mezi fotosférou a chromosférou má vlastnosti, které ani morfologicky neumíme zatím popsat. Tuto prostorovou nehomogenitu rozložení pole nejen v horizontálních vrstvách sluneční atmosféry, nýbrž i v závislosti na výšce je třeba zvláště podtrhnout, protože byla zatím při interpretaci jevů málo brána v úvahu.

Analogické konvektivní elementy ke granulím, ale o řád vyšší jsou supergranule, fyzikálně zřejmě spojené v konvekcí vyvolanou ionizací helia v hlubších vrst-

s. 10

vách sluneční atmosféry. I zde je magnetické pole soustředěno do intersupergranulárního prostoru. Síť těchto konvektivních elementů s průměry řádově 30 - 40 tisíc km hraje jednu z rozhodujících úloh při rozdělení magnetického pole: aktivní oblasti se rozvíjejí v této síti, tato síť charakterizuje velikost i rozložení slunečních skvrn, vzdálenosti noh filamentů a protuberancí, tato síť zachovává i rozložení emise erupcí, pozorujeme-li ji ve světle čáry K ionizovaného vápníku. Proč a jakým způsobem zatím nevíme. Víme jen, že při vzniku pole se slabá emise sítě zesílí, životní doba jednotlivých cel prodlouží. Známe rovněž dynamiku proměny jedné supergranule do druhé prostřednictvím vzniku nových a zániku starých konvektivních elementů o řád nižších. Známe rozložení rychlostí v cele, které skutečně odpovídá konvekci, ale nevíme příčiny stability slunečních skvrn, které jsou stabilní pouze tehdy, zaplřují-li právě jednu nebo více supergranulí /Bumba et al., 1973/.

Ve skvrnách můžeme vidět, že mezi granulemi a supergranulemi existují ještě celulární útvary o průměru menším, a to 8["] - 10["], které ve fakulových polích jsou částí /vyplňují/ supergranulí, ve kterých se vyvíjejí skvrny nežli se spojí, aby utvořily budoucí umbru. Tyto cely zřejmě jsou přechodným útvarem s menší stabilitou nežli oba předchozí hierarchické stupně konvektivních elementů.

Několikrát jsem se snažil dokázat existenci konvektivních elementů ještě o řád větších nežli jsou supergranule – obří granule /Bumba, 1970/. Podle mého tyto útvary, mající v průměru kolem 400 tisíc km, jsou viditelné v oblastech slunečního povrchu s velkou hustotou magnetického pole i aktivity, zejména v době maxima vývoje komplexů sluneční aktivity nebo v dohě maxima viditelnosti obřího pravidelného útvaru produkujícího protonovou oblast. Charakteristické je, že aktivní oblasti vznikají v místech, kde se stýká několik takových obřích cel stejně jako sluneční skvrny vznikají na vnitřní straně supergranulí v blízkosti místa, kde se setkávají tři supergranulární celv /Bumbra, Howard, 1965h/. Rozložení těchto útvarů odpovídá i charakteristické rozložení koronální emise. I řadě teoretiků by vyhovovala existence těchto cel, je ovšem třeba připustit, že je třeba objektivnějších metod zpracování pozorování, abychom definitivně rozhodli o jejich existenci.

MAGNETICKÁ POLE AKTIVNÍ OBLASTI

O vzniku a vývoji magnetických polí aktivních oblastí hudu ještě hovořit odděleně /viz tento sborník: Bumba, Tomášek/. V principu je ovšem možno říci, že v lokálních magnetických polích, t.j. v magnetických polích aktivních oblastí, která jsou v prvé fázi vývoje soustředěna především do slunečních skvrn, se odrážejí všechny výše uvedené vlastnosti rozdělení magnetických polí. Zdá se, že aktivní oblasti jsou jediným místem, kde se nový magnetický potok dostává do viditelných vrstev sluneční atmosféry, i když řada autorů se domnívá, že stejně mocným zřídlem nového magnetického toku jsou tak zvané "efemerní aktivní oblasti", malá bipolární pole o životnosti několika jednotek až desítek hodin, která se v desítkách a stovkách případů současně vvskytují na slunečním povrchu.

- 8 -

Já se spíš kloním k názoru, že tyto efemerní oblasti jsou spíš znakem disipace magnetického pole, jak svědčí zejména jejich umístění v "pozaďovém poli", nepřímá závislost jejich počtu na relativním čísle, jejich fyzikální souvislost s jasnými body v koroně, pozorovatelnými v měkkém rentgenu, t. zn. jejich propojení s vysokými vrstvami sluneční atmosféry, které nebývá u mladých polí tak zřejmé.

Z posledních prací, prováděných na naší observatoři, se ukázalo, že zdaleka ještě neznáme všechny vlastnosti těchto silně koncentrovaných magnetických polí a zejména nám schází údaje o rozdělení rychlostí v aktivní oblasti. Dokonce si myslím, že i některé naše pevně zakořeněné představy například o rozložení siločar ve skvrnách především o mohutných silových trubicích vycházejících ze skvrn, bude třeba podstatně modifikovat, a to v oblasti umbry, v oblasti světelných mostů ve skvrnách apod. V chromosféře rozložení jednotlivých struktur je možné dobře vymodelovat pomocí siločar magnetického pole, jak ukázal například dr. Ambrož /viz tento sborník/. Ovšem představit si, jak jsou rozloženy siločáry v intergranulárním prostoru, ze kterého se právě vyvíjí malá skvrna nebo přímo v této skvrně, zatím nevíme. Otázku neřeší ani monochromatické fotografie obloukových struktur propojení magnetických polí v koroně, získané zejména na SKYLABu. Naopak, nenašel jsem dosud žádnou známku ani na těchto fotografiích, ani na dobrých snímcích nebo při vizuálním pozorování chromosféry, která by svědčila o existenci těchto mohutných silových trubic. Spíše se zdá, že pouze část siločar pole skvrny se uzavírá v podobě penumbry nebo chromosférické supergranuly či jako při povrchu ležící tmavá vlákna na okolní pole s opačnou polaritou a část se rozprostírá do korony. Ale odhady magnetického toku vynášeného těmito útvarv /asi 1019 pro jednotlivý útvar/ ze skvrny zdaleka nedosahují velikosti toku z celé oblasti velkých skvrn, t.j. 10²¹ - 10²² Maxwellů. A kdyby se i rovnaly, pak odporují představě kompaktní trubice.

Hovořím o všech těchto otázkách jen proto, abych ukázal, jak málo máme kvalitních pozorování slunečních jevů, která by dovolovala fyzikální interpretaci a co všechno bychom i my mohli udělat pro lepší porozumnění vzniku a vývoje slunečních magnetických polí a tím i sluneční aktivity vůbec, i kdvž je třeba mít neustále na paměti Parkerovo /1976/ konstatování: "Víme toho nvní o Slunci tak mnoho, že praktickv každý aspekt Slunce představuje dilema. Neexistuje hvězda, o které bychom toho věděli tolik, abvchom byli tolik na rozpacích". Já bych k tomu dodal: vše co víme, víme ovšem zatím příliš povrchně.

Závěrem by se slušelo dát přehled o existujících teoriích vzniku slunečního magnetického pole. Bohužel žádná z existujících teorií nedává odpověď plně uspokojující. Proto bude lére odkázat zájemce o tyto problémv na knížku, ve které jsou diskutovány a částečně i shrnutv názorv na vznik slunečních magnetických polí – na shorník přednášek z pražského symposia Mezinárodní astronomické unie čís. 71, o kterém jsem už hovořil, který se nazývá "Basic Mechanisms of Solar Activity" /1976/ a byľ převeden i do ruštinv s názvem "Problemv solněčnoj aktivnosti" /1979/. Dovolím si pouze říci, že dosud každý, kdo uvažuje o těchto otázkáchje více či méně poplatný původní Bjerknesově teorii o vynořujících se magnetických trubicích, i když dobrá pozorování s vysokým rozlišením takové představě velmi málo odpovídají.

Abychom mohli nalézt fyzikální odpověď na tyto pro sluneční fyziku životně důležité problémy, je třeba mrohem a mnohem více systematičtějších a komplexnějších pozorování, prováděných tak, aby nám umožňovala měřit fyzikální charakteristiky jak vlastního magnetického pole, tak i pohybující se plasmy, ve které toto pole vzniká a vyvíji se.

LITERATURA

/1/ Ambrož P., Bumba V., Howard R., Sýkora J., 1971, Solar Magnetic Fields, Howard /ed./, Dordrecht, 696 /2/ Babcock H. W., Babcock H. D., 1955, Astrophys. Journal 121, 349 /3/ Bumba V., 1970, Solar Physics 14, 80 /4/ Bumba V., 1980, Bull. Astron. Inst. Czech, 31 /v tisku/ /5/ Bumba V., Howard R., 1965a, Astrophys. Journal 141, 1502 /6/ Bumba V., Howard R., 1965b, Astrophys. Journal 141, 1491 /7/ Bumba V., Howard R., 1969, Solar Physics 7, 28 /8/ Bumba V., Razinger R., Suda J., 1973, Bull. Astron. Inst. Czech. 24, 22 /9/ Bumba V., Růžičková-Topolová B., 1967, Solar Physics 1, 216 /10/Hale G. E., 1913, Astrophys. Journal 36, 26 /11/Hale G. E., Nicholson S. B., 1938, Carnegie Inst. of Washington, Publ. No. 498, Part 1, 18 /12/Kiepenheuer K. O., 19 , Mitteilungen aus dem Frauenhofer Institut Nr. 17 /13/Leighton R. B., Noyes R. W., Simon G. W., 1962, Astrophys. Journal 135, 474 /14/Parker F. N., 1976, Basic Mechanisms of Solar Activity, Bumba and Kleczek /eds./, Dordrecht, 3 /15/Severnyj A. B., Kotov V. A., Cap T. T., 1979, Astr. žurnal 56, 1137 /16/Severnyj A. B., Wilcox J. M., Scherrer P. H., Colburn D. S., 1970, Solar Physics 15, 3 /17/Scherrer P. H., Wilcos J. M., Svalgaard L., Duvall Jr. T. L., Dittmer P. H., Gustafson E. K., 1977, Solar Physics 54, 353 /18/Weiss N. O., 1976, Basic Mechanisms of Solar Activity, Bumha and Kleczek /eds./, Dordrecht, 229 /19/Wilson O. C., Bappu M. K. V., 1957, Astrophys. Journal 125, 661

Numerické modelování

magnetických polí na Slunci

P. AMBROZ

Astronomický ústav ČSAV. Ondřejov

ABSTRAKT

V práci je stručně popsána metodika numerického modelování bezproudových konfigurací magnetického pole ve sluneční chromosféře a koróně. Na řadě příkladů jsou demonstrovány různé možnosti této metodiky.

Systematická měření slunečních magnetických polí, tak jak se téměř třicet let provádějí na různých observatořích po celém světě, poskvtla bohatou škálu poznatků o přítomnosti a morfologii těchto polí i o jejich dominantním podílu na formování sluneční aktivity v jejich nejrozmanitějších projevech. Hlavní objem poznatků se týka ovšem úrovně sluneční fotosféry, kde bylo možné pozorovací techniku uplatnit s největším efektem. Pro pochopení celého komplexu jevů v aktivních oblastech zvláště i charakteru globálního magnetického pole Slunce obecně vznikla potřeba opatřit informace o magnetickém poli i v ostatních, především pak ve vyšších hladinách sluneční atmosféry. Nelze říci, že by tato úloha nebyla pozorovatelsky řešena, nicméně současný stav pozorovací techniky a organizace jejího nasazení přes všechny upřímné snahy zdaleka nepostačují pro vytvoření úplného souboru fyzikálních veličin, tak jak jej vyžadují rovnice elektromagnetického pole.

Z obecného požadavku pro popis elektromagnetického pole v určitém objemu sluneční atmosféry vyplývá, že potřebujeme měřením získat informace o třech komponentách vektoru hustoty magnetického toku P_x , P_y a P_z , kde v pravoúhlém souřadném systému osa z míří od fotosféry kolmo vzhůru a třech komponentách vektoru hustoty elektrického proudu j_x , j_y , j_z ve všech hodech tohoto uzavřeného objemu. Tento požadavek současná pozorovací technika nedokáže splnit v plném rozsahu. Pro stanovení všech tří komponent P_x , P_v a P_z na úrovni fotosféry /tedy pro z= 0 / byly sice vyvinuty magnetografy, avšak celá řada problémů jak teoretických tak i praktických způsobila, že téměř u všech se pravidelné pozorování omezuje pouze na jednu složku podélné komponentv P_z , jejíž interpretace je správná ovšem pouze v oblasti kolem středu slunečního disku. Pro přímá měření v protuberancích je použití tříkomponentního magnetografu ještě obtížnější a dosavadní výsledky nám poskvtují pouze orientační informaci o blíže neurčité směsi komponent B_x a B_y v určitém intervalu výšek Δ z nad povrchem. Neurčitost těchto zjištění je značná. Podobná situace je i u polarizačních měření v protuberancích a v koróně, kdy dokážeme stanovit směr vektoru intenzity magnetického pole avšak nedovedeme stanovit jeho velikost. Příslušná informace se týká poměru směsi složeť P_x a P_y ku složce F_z v určité výšce z. Informace a jsme zde odkázaní na více či méně dobře zdůvodněné odhady.

Za těchto okolností je jednou z mála schůdných cest pro stanovení struktůry magnetického pole v chromosféře a v koróně metodika numerického modelování magnetických konfigurací na základě extrapolace magnetických polí měřených ve fotosféře.

Samotná měření podélné komponenty vektoru magnetické indukce ve fotosféře nejsou bez interpretačních problémů. Se vzrůstem rozlišovací schopnosti magnetografů jsme svědky toho, že měřené magnetické útvary na mapách mají tendenci se rozpadávat na stále více a více plošně členěné útvary. Tato skutečnost je velmi důležitá pro pochopení samotné podstaty vzniku a existence fotosférických magnetických polí.

Rada autorů soudí, že fotosférické magnetické pole souvisí s vynořováním magnetického toku dlouhodobě proměnlivého globálního magnetického pole. Takové pole je generováno určitým typem velkorozměrových proudových svstémů o jejichž uspořádání uvnitř Slunce byla napsána řada prací. V takovém případě lze pozorované rozložení magnetického toku ve fotosféře chápat jako lokální projev konvekcí různě deformovaného magnetického pole, které má globální povahu a je generováno někde uvnitř Slunce. Jestliže je tato úvaha správná, potom by nemělo být problémem vyjádřit rozložení normální komponenty intenzity magnetického pole ve fotosféře ve tvaru spojité analvtické funkce.

Pozorování z poslední doby, která mají k této problematice přímý vztah, nám nabízí ale i poněkud odlišnou interpretaci. Přímá měření magnetografem s velikým úhlovým rozlišením ukazují především v oblastech starých polí, že v místech na rozhraních supergranulí indikujeme ještě jemnější struktůru pozorovaného toku, jejíž úhlový rozměr se pohybuje kolem dvou až čtvř obloukových vteřin. Podobně pozorování t. zv. filigrees s filtrem pro čáru Ca II K ukazují, že tyto jasné emisní body se objevují na stvku tří a více granulí pouze na rozhraních mezi supergranulemi. Poněvadž emise v čáře Ca II K je vždy spojena se zvýšenou intenzitou magnetického pole, můžeme se právem domnívat, že filigrees indikují přítomnost lokálních zdrojů magnetického toku, které mají na úrovni fotosféry lineární rozměry kolem 150 - 300 km. Konečně běžná pozorování chromosféry a zvláště pak protuberancí na slunečním okraji ukazují, že všechny tyto útvary mají výraznou vláknitou struktůru. Jestliže se správně domníváme, že tato vlákna představují plazmou vyplněné magnetické silotrubice, potom jejich zakotvení musí být představováno lokálním zdrojem magnetického toku, který má diskretní charakter a jehož lineární rozměr je v dobrém souhlasu s hodnotami uvedenými výše.

V oblastech se silným polem snad obstojí pouze poslední argument, avšak i zde je řada indikací o diskretních zdrojích magnetického toku, které vyplývají z jemné struktury chromosféry a fotosféry.

Všechny tyto argumenty hovoří pro takovou formulaci naší úlohy, kdy na rozhraní z = 0 bude magnetický tok reprezentován diskretními zdroji a ne globálním popisem na př. ve formě dvojrozměrné periodické funkce. Koncepce diskretních zdrojů se jeví jako daleko snáze fyzikálně zdůvodnitelná a tedy z hlediska modelování jako perspektivní.

První etapa práce o níž zde bude řeč se omezuje na t. zv. bezproudové přiblížení, kdy studujeme struktůru magnetických polí v našem vybraném objemu na základě postulovaného rozložení proudů v blízkosti jednoho rozhraní /ž = 0/ s tím, že na ostatních hranicích a v objemu samotném je hustota proudu nulová. Jedná se tedy o velmi hrubé přiblížení, jehož vztah k realitě je velmi volný, nicméně zachovává hlavní rysy problému, stimuluje nové vědecké otázky a je perspektivním východiskem pro hledání reálnější aproximace.

Pro praktické numerické modelování byla vypracována metodika a programová knihovna jež vychází z řešení odvozeného Sakuraiem a Uschidou /1977/. Diskrétním zdrojem magnetického toku v použitém modelu je válcový solenoid, jehož osa je orientována kolmo k ploše definované souřadnicovými osami x - y. Magnetické pole je generováno elektrickým proudem protékajícím na povrchu válce o průměru a a délce k. Tyto veličiny lze přímo volit na základě pozorování a dalším volitelným parametrem je hloubka horního okraje válce pod úrovní fotosféry d a počet hypotetických závitů m na povrchu válce. Velikost proudové hustoty se počítá z hodnoty magnetické indukce B_s naměřené na ose solenoidu ve výšce z = 0. U takto zadané úlohy lze v každém bodě našeho objemu stanovit na př. ve válcových souřadnicích velikost složek vektoru mag. indukce.

Pro výpočet ve válcových souřadnicích / β , ϑ , β / bylo použito pro každý solenoid následujících vztahů:

 $B_{p}(p, f, a, r) = \frac{2J}{c} \frac{f}{g} \frac{1}{\sqrt{(a+p)^{2}+f^{2}}} \left[-K(k) + \frac{a^{2}+g^{2}+f^{2}}{(a-p)^{2}+f^{2}} E(k) \right]$

- 13 -

$$B_{u}(\varsigma, \varsigma, a, r) = 0$$

$$B_{f}(\varsigma, \varsigma, a, r) = \frac{2J}{c} \frac{1}{\sqrt{(a+\varsigma)^{2} + \int^{2}}} \left[K(k) + \frac{a^{2} + \varsigma^{2} - \int^{2}}{(a-\varsigma)^{2} + \int^{2}} E(k) \right]$$

kde c je rychlost světla a J intenzita elektrického proudu tekoucího na povrchu válce.

Dále

$$K(k) = \int_{0}^{\pi/2} \frac{d\epsilon}{\sqrt{1 - k^{2} \sin^{2} \epsilon^{2}}}$$

$$E(k) = \int \sqrt{1 - k^2 \sin^2 \epsilon} d\epsilon$$

jsou úplné eliptické integrály prvního a druhého druhu, kde

$$k^{2} = \frac{4\alpha\beta}{(\alpha+\beta)^{2}+\beta^{2}}$$

Vzhledem k aditivnosti vektoru intenzity magnetického pole bylo možné vypracovat výpočetní programy pro teoreticky neomezený počet solenoidálních zdrojů s rozdílnými parametry, což umožňuje sledovat struktůru potenciálního magnetického pole pro širokou škálu fotosférických konfigurací, při čemž je podchycena jak specifická topologie, tak i rozložení magnetických toků. Omezení s nimiž se v praxi setkáváme vyplývají potom především hlavně z výkonosti použité výpočetní techniky.

Základní struktůra vypracovaných a použitých výpočetních programů vychází z koncepce stavebnicově propojovaných podprogramů zapsaných v jazyce Fortran aplikovaných na počítač EC 1040 výpočetního střediska Astronomického ústavu ČSAV v Ondřejově.

Výchozí informace o zdrojích magnetického toku je počítači poskytnuta ve formě datových děrných štítků. V první etapě výpočtu je pro každý solenoid vypočtena proudová hustota na povrchu válce a zvolen režim výpočtu. V případě studia hladinových řezů pro různá z je výpočet prováděn pro jednotlivé body pravoúhlé









- 15 -

sítě. V případě výpočtu magnetických siločar je programem stanovena množina bodů z nichž jednotlivé siločáry na hladině z = 0 vycházejí. Při vlastním výpočtu tvaru siločáry je postupně v krocích řešena její rovnice. Tato integrační procedura se provádí numerickou metodou prediktor - korektor tak, že v průběhu jediného integračního kroku se dvakrát vyvolává podprogram, který stanoví integrální hodnotu komponent B_x , B_y , B_z od všech zadaných solenoidů v určitém bodě v prostoru. Spočtené hodnoty se v této etapě výpočtu ukládají na magnetickou pásku, odkud mohou být využity pro případné další numerické výpočty nebo graficky vykresleny na souřadnicovém zapisovači Digigraf. Tato fáze výpočtu využívá různých podprogramů při nichž se provádí na př. transformace souřadnic do různých pohledových úhlů resp. vykreslování rámečků, izočar a pod. Délka trvání výpočtu závisí jednak na použitém režimu práce, na počtu vstupními daty zadaných zdrojů, případně na délce integračního kroku a pohybuje se od několika desítek vteřin až po 5 hodin.

Pro ilustraci některých možností zhora diskutované metodiky lze uvést několik příkladů.

Na obr. la je znázorněna struktůra magnetických siločar jediného osamoceného solenoidálního zdroje. Siločáry jsou generovány ze tří rozdílných vzdáleností od středu solenoidu s azimutálním úhlem 30°. Centrální vějíř siločar je ukončen instrukcí ve výpočetním programu ve výšce 100 tisíc km. V tomto zjednodušeném modelu nejsou zahrnuty fyzikální vlastnosti fotosféry a konvektivní zóny a pro každou siločáru lze říci, že se jedná o uzavřenou křivku, která uvnitř solenoidu probíhá v téměř homogenním rovnoběžném mag. poli a vně solenoidu má pro z < 0 tvar, který je zakreslen. Její průběh v prostoru pro z < 0 je zásadně analogický vykreslené části. Jak vyplývá ze zadání a způsobu výpočtu, je pole siločar homogenní a spojité a neexistuje rozumný důvod, proč by některá siločára měla být preferována. V této souvislosti vzniká otázka, proč nad některými skvrnami vznikají siločáram podobná tenká plazmatická vlákna. Tuto struktůru lze daleko snáze pochopit v souvislosti s obrázkem lb. Tento zdánlivě jednoduchý zdroj magnetického toku je vytvořen shlukem 151 diskrétních solenoidálních zdrojů malých rozměrů. Jednotlivé zdroje ve shluku jsou rozloženy náhodně. Je zřejmé, že základní struktůra siločar se od předchozího modelu liší jen velmi málo, avšak výrazné proudy, tvořené vždy trojicí siločar generovaných v každém ze zdrojů vykazují velmi malou vnitřní divergenci a lze je chápat jako nosnou kostru magnetických silotrubic. Tento typ struktůry je tedy v přímé souvislosti s diskretním rozložením zdrojů magnetického toku.

Podobným způsobem jako v předchozím případě lze sledovat t. zv. podkladová magnetická pole v rozvinuté bipolární mag. oblasti. Magnetický tok v našem modelu je generován celkem ve 224 diskretních solenoidech o průměru 300 km z nichž polovina odpovídá na hladině z = $Z_0 = 0$ kladné polaritě a druhá polovina záporné. Rozložení zdrojů je voleno tak, že jsou rozmístěny na hranicích sítě pravidelných šestiúhelníků vepsaných kružnicím o průměru 30 tisíc km. Největší hustota zdrojů je v bodech, kde se stýkají tři takové buňky. Hustota rozložení zdrojů po obvodu každé buňky je více méně náhodná.

- 16

- 17 -



Obr. 2a - Víz výklad v textu. Obr. 2b - Víz výklad v textu.



Obr. 2c - Víz výklad v textu.

Na obr. 2a je úsečkami znázorněno rozložení směrů příčné složky s izočarami 🛛 🖤 rozložení úhrné intenzity B, ve výšce 50 tisíc km. Je zřejmé, že v této výšce je struktůra magnetického pole do značné míry spojitá a t.zv. neutrální čára /čerchovaná/ má zcela jednoznačnou interpretaci. Plně jsou zde značeny izočáry kladné polarity, čárkovaně záporné polarity. S klesající výškou se homogenita narušuje, což je patrné na obrázcích 2b /z = 20 000 km/, 2c /z = 8 000 km/ a 2d /z = 6 000 km/. Na obr. 2c je velmi dobře patrná buněčná síť v rozložení toku, kterou lze považovat za analogii rozložení magnetického toku ve fotosféře na rozhraní slunečních supergranulí. Na tomto obrázku je ale zřejmé, že pojem neutrální čáry v obvyklém makroskopickém slova smyslu zde postrádá svůj význam. Místo toho se uvnitř každé buňky objevuje ostrůvek opačné polarity. Tento jev se ale obvykle nepozoruje. V tomto směru nejlépe vyhoví obrázek 2c, kde ve výšce z = 8 000 km je buněčná struktůra ještě dobře patrná, avšak opačná polarita uvnitř buněk téměř mizí resp. má jen velmi nízkou intenzitu. Analýza tohoto jevu ukázala, že struktúra pole v rozmezí výšek z od 6 do 10 tisíc km se velmi dramaticky mění a pouhým posouzením vzhledu grafů lze odhadnout, že pozorovaný tok lze aproximovat rozložením diskrétních solenoidů malých rozměrů v hloubce kolem 8-9 tisíc km pod úrovní fotosféry.

Zajímavá je i struktůra siločar nad takto zadanou bipolární magnetickou oblastí. Z pozorovatelské praxe víme, že na styku obou polarit podkladového magnetického pole dochází zpravidla k formování filamentů. Na obr. 3a je vykreslena struktůra siločar tak, že v každém solenoidálním zdroji jsou generovány tři počátky siločar. Je pozoruhodné, že převážná většina siločarových konfigurací je autonomní, t.j. siločáry nepropojují dva zdroje. Přitom se uzavírají v ploše, která nepřesahuje rámec jedné hexagonální buňky. Samozřejmě, že poněkud jiná situace je v oblasti těsně při rozhraní obou polarit, kde siločáry z jedné polarity přecházejí do zdroje toku opačné polarity. Toto pásmo je ale poměrně úzké a je na obrázku zřetelně vidět. Poměrně vzácné je propojení siločar generovaných uprostřed oblasti jedné polarity s oblastí opačné polarity. Pohled ze strany na celou konfiguraci je na obr. 3b, kde je zajímavé vertikální rozvrstvení těchto konfigurací. Zatím co autonomní konfigurace dosahují chromosférických výšek 6-8 tisíc km, zasahují struktůry při rozhraní do 25-30 tisíc km a pro struktůry spojující středy obou polarit vystupují smyčky až do výšek 75-120 tisíc km. Kompaktnost těchto tří typů struktůr s výškou klesá. Na obr. 3c je pohled na celou konfiguraci ze směru rovnoběžného s rozhraním polarit a je možné zde nalézt analogii mezi útvary v chromosféře, protuberancích i v koróně. Zajímavý je zde i určitý deficit siločar mezi posledními dvěma typy propojení ve výšce kolem 50-60 tisíc km, který by bylo možné dávat do souvislosti s t.zv. temnými dómy, které na některých snímcích koróny ze zatmění Slunce pozorujeme kolem klidných protuberancí. Předvedený model je tedy zajímavý především z toho hlediska, že prostorová diskreditace magnetického toku v rovině x - y /z = 0/ sebou nese zároveň i výškové rozvrstvení konfigurací siločar. Jak je vidět z bočního pohledu kolmého k rozhraní polarit na obr. 3d, nemohou konfigurace potenciálního pole vystihnout vzhled vláknitých struktůr klidných protuberancí, poněvadž zcela postrádají komponentu magnetického pole, která by mířila po směru rozhraní.







Obr. 5a - Víz výklad v textu.



Obr. 5b - Víz výklad v textu.

4 ...



6 Obr. 5c - Víz výklad v textu.





- 21 -

O tom, že umělým zavedením azimutální komponenty do výpočtu lze charakter výsledku podstatně změnit svědčí obr. 4. Jestliže ke každé dvojici složek B° a B připojíme další složku

$$B_{\mathcal{B}} = \sqrt{B_{\mathcal{S}}^2 + B_{\mathcal{E}}^2} \cdot r \cdot K$$

kde r je polohový vektor počátku danné siločáry a K určitý reálný volitelný faktor, můžeme získat konfiguraci, která vzniká stáčením zdroje kolem jeho hlavní osy při určitém stupni zamrzlosti siločar. Nejedná se o fyzikálně přesně definovanou konfiguraci, nýbrž pouze o numerický model zkonstruovaný zcela mechanicky.

Na obr. 4a je znázorněn výsledek pro stejný zdroj magnetického toku jako na obr. la jestliže K = 0,5. Obrázek 4b obsahuje tři a tři takové zdroje z nichž levá trojice odpovídá kladné a pravá záporné polaritě. Směr rotace je v obou případech stejný. Na obr. 4c je znázorněn pohled na takovou konfiguraci ze strany kolmo k rozhraní polarit. Vedle zcela zřetelné komponenty magnetického pole ve směru rozhraní je zajímavá i struktůra zakotvení, která není nepodobná struktůře t. zv. noh některých klidných protuberancí. Generaci úhrné komponenty pole ve směru rozhraní i pro složitou konfiguraci jako je na obr. 3 lze při zavedení koeficientu K = 10,0 pozorovat na obr. 4d. Poněvadž přítomnost komponenty B₃ je typickým příznakem t.zv. proudové konfigurace, můžeme očekávat, že cesta k pochopení podpůrného mechanizmu klidných protuberancí vede především přes studium stabilních proudových konfigurací.

Zvláštní pozornost při modelování magnetických konfigurací si zaslouží modely magnetické struktury sluneční koróny. Na obr. 5 jsou předvedeny výsledky dvou takových výpočtů ze dnů pro něž máme k dispozici snímky koróny pořízené ve vlnové oblasti měkého rentgenova záření ze stanice Skylab. Je zde pozoruhodné, že celá řada vypočtených a pozorovaných struktůr vykazuje velmi dobrý souhlas i v tom případě, kdy na vstup počítače přivádíme pouze údaje o rozložení a intenzitě slabých podkladových magnetických polí. Je třeba zdůraznit, že osamocené siločáry na těchto grafech jsou příznakem značně divergentní konfigurace, která z hlediska konzervace plazmy a jejího záření nehraje žádnou roli, zatímco naopak uzavřené a kompaktní konfigurace indikují pozorovatelné koronální útvary. Dalším omezením pro numerický model jsou struktůry vzdálenější od povrchu více než 0,7 - 0,8 slunečního poloměru, kde dynamické efekty spojené se slunečním větrem zcela převažují nad přímým vlivem fotosférických magnetických polí a tedy spočtené výsledky a pozorování se nad touto hladinou značně rozcházejí.

Výhodou numerických modelů je možnost prohlédnout si spočtené struktůry i z takových směrů, které jsou pro nás pozorovatelsky naprosto nepřístupné. Na obr. 6 je znázorněn pohled na vypočtenou struktůru koronálního magnetického pole z vysokých heliografických šířek. Zatím co pro období června a července 1973



5

Obr. 6a, 6b - Víz výklad v textu.



- 23 -







- 24 -

na obr. 6a lze pozorovat na Slunci celkem šest více či méně výrazných délkových oblastí v nichž se tvoří obloukovité konfigurace, je pro stejné období v roce 1974 na obr. 6b situace značně odlišná. Zde výrazně dominuje rozsáhlý komplex aktivity v dolní části obrázku, ve kterém se vyvinula známá veliká protonová aktivní oblast.

Vzhledem k tomu, že pro obě tyto situace vzniklo v meziplanetárním prostoru také rozdílné rozložení sektorů meziplanetárního magnetického pole, bylo zajímavé blíže sledovat vzájemné souvislosti. Na obrázcích 6c a 6d jsou znázorněny výpočty vektorového součtu jednotlivých komponent vektoru intenzity magnetického pole podél sítě pozorovacích paprsků z oblastí blízkých severnímu heliocentrickému pólu. Úsek vrstvy v němž je prováděna integrace má tloušťku jednoho slunečního poloměru a je symetricky položen vůči slunečnímu rovníku. Tímto způsobem získáváme informaci o střední hodnotě intenzity magnetického pole v jednotlivých délkových řezech. Za směru příčné složky /na grafech je znázorněna čárkami různých délek s vyznačením počátku/ lze usoudit na polaritu střední hodnoty normální komponenty magnetického pole v těsné blízkosti povrchu Slunce. V obou sledovaných případech dochází po obvodu čtyřikrát ke změně polarity, avšak zatím co v roce 1973 je toto rozložení poměrně rovnoměrné, dochází v roce 1974 ke kumulování těchto změn do dvou semknutých dvojic. Na obr. 7 jsou sestaveny některé údaje, které se této problematiky týkají do časových souvislostí. Z grafu je zřejmé, že sektorová struktůra ve vzdálenosti 1 AJ vychází ze struktůry magnetického pole v koróně, pro něž opět záse ale jsou určující oblasti magnetických polí ve fotosféře. Základní rysy této struktůry lze pozorovat již ve výškách kolem 0,1 - 0,3 slunečního poloměru. Časový interval mezi průchodem zóny rozhraní centrálním meridiánem a příslušnou odezvou na Zemi se pohybuje od 2,5 do 8 dnů.

Závěrem bych chtěl zdůraznit, že numerické modelování magnetických konfigurací nelze chápat jako exaktní analytickou astrofyzikální metodu, nýbrž pouze jako matematicko - fyzikální přiblížení popisující určité referenční situace, kterými lze více či méně úspešně modelovat některé procesy v chromosféře a koróně a studovat jejich relace s pozorováním. V situaci, kdy jsme z pozorování odkázáni pouze na dvojrozměrné informace je užitečnost takového postupu na první pohled zřejmá.

LITERATŪRA

/1/ Sakurai, T., Uschida, Y.: 1977, Solar Physics, 52, 397

- 25 -

otočky 1602-1603 (červen-červenec 1973)



otočky 1616-1617 (červen-červenec 1974)



Obr. 7 - Víz výklad v textu.

Vznik a vývoj

aktívních oblastí

V. BUMBA, P. TOMÁŠEK Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Studium dennich magnetických map observatoře Mt. Wilson a map jednotlivých aktivních oblastí, získaných na ondřejovské observatoři Astronomického ústavu ČSAV, ukazuje nejen, že tvorba a vznik magnetického toku nových aktivních oblastí je organickou součástí dynamiky vývoje "pozaďového" magnetického pole na Slunci, nýbrž dovoluje vyzdvihnout i některé charakteristické znaky tohoto vývoje. Je to například spojení nové a často několika nových oblastí se starým "unipolárním" polem, mnohdy spojujícím aktivitu obou slunečních polokoulí nebo starého a nového cyklu, časová posloupnost vývoje aktivní oblasti od střední k chvostové a nejpozději k vedoucí části oblasti, jak se zdá zvláštní úloha pole záporné polarity, postupný vývoj magnetických toků jedné a pak druhé polarity, důležitost "středu" aktivní oblasti pro vývoj jejiho magnetického pole i slunečních skvrn apod. Významnou úlohu během celého procesu vzniku a vývoje aktivních oblasti hraji konvektivni elementy. Pozorované jevy hovoří o tom, že nové pole je zřejmě produktem vzájemného působení magnetických a rychlostních polí.

Více než před patnácti lety se nám podařilo najít spolu s dr. Howardem /Bumba, Howard, 1965a, b/ některé zákonitosti vývoje nových aktivních oblastí. Zejména byla ukázána těsná souvislost tohoto procesu s konvektivními elementy sluneční fotosféry, nutnost přítomnosti alespoň zbytků starého pole pro vznik pole novéh ho a nerovnováha magnetických toků vedoucí a chvostové části aktivní oblasti v prvních fázích vývoje. V práci, o jejíž výsledcích chci hovořit jsme se pokusili použít denních magnetických map celého Slunce, získaných na observatoři Mt. Wilson i magnetických map jednotlivých aktivních oblastí naší observatoře, k získání nových informací o vztahu nových polí ke starým a o dynamice vývoje tohoto vztahu. Jednou z hlavních překážek práce byla skutečnost, že mapy z Mt. Wilsonu jsou dělány jednou za 24 hodin a naše měření začínaji většinou teprve po objevení se prvých porů nebo skvrn ve fotosféře, zatím co prvé znaky nového magnetického toku mohou předbíhat skvrny až o několik dní.

Nejdříve jsme studovali vývoj magnetického pole všech nových aktivních oblastí, které vznikly v intervalu let 1974 až 1977 během pěti letních otoček Slunce /v době kdy měříme magnetografem/ 25[°] od východního slunečního okraje, které bylo možné identifikovat na magnetických mapách celého Slunce. V roce 1974 tak bylo možno prozkoumat vývoj magnetických polí 43 nových oblastí, v roce 1975 všeho 35 oblastí, v roce 1976 již jen 21 oblastí a v roce 1977 opět 35 oblastí, celkem tedy bylo zkoumáno 134 oblastí.

Pokud jde o vlastní pozorovací materiál, získali jsme v Ondřejově během posledních osmi let více než 300 magnetických map jednotlivých aktivních oblastí během více naž 150 dní pozorování. Z tohoto počtu map pouze asi třetina map obsahuje pole měřená během prvních dnů vývoje aktivní oblasti. Bohužel magnetografických pozorování během prvého dne života oblasti je velmi málo.

ULOHA JEDNOTLIVÝCH POLARIT PŘI VÝVOJI NOVÝCH AKTIVNÍCH OBLASTÍ

Už naše prvá práce ukazovala, že při vzniku nové aktivní oblasti se nejdříve vytváří její chvostová část, teprve obyčejně druhý den se začíná rozvíjet část vedoucí. S větším časovým rozlišením se zdá, že při vývoji hlavní úlohu hraje střed aktivní oblasti, t.j. místo na hranici polarit magnetického pole obyčejně s největším gradientem, odkud se celý proces vývoje začíná. Prudký vývoj končí většinou vznikem penumbry u vedoucí skvrny, kdy rovněž obyčejně přestává i aktivní úloha "středu" skupiny.

Ke stejným závěrům o důležitosti chvostové části při vývoji aktivní oblasti na rozsáhlejším pozorovacím materiálu došel i Knoška v roce 1976 /Knoška, 1976, 1977/.

V naší prvé práci se nová chvostová polarita magnetického pole ve většině případů vytvářela ve starém kladném vedoucím magnetickém poli, v podobě malého ostrůvku nové záporné polarity.

V nově zpracovaném pozorovacím materiálu je situace podobná: v 76 případech ze 135, které bylo možné zkoumat, vznikalo nové záporné pole v rozsáhlé oblasti starého kladného pole, u 38 případů tomu bylo naopak, ve 21 případech nebylo možné časovou posloupnost vzniku určit. Při tom převaha vzniku nového magnetického pole v podobě pole záporné polarity existuje na obou slunečních polokoulích. Na rozdíl od obou předchozích prací se tentokráte ve studovaném materiálu v 60 případech proti 54 novým objevuje vedoucí pole. Zdá se nám, že zde důležitou úlohu hraje fakt, že v severní polokouli má toto vedoucí pole zápornou polaritu.

Ovšem uvedené výsledky nevysvětlují jestli proces vývoje magnetického pole nové aktivní oblasti začíná zesílením starého pole a následným objevením se nového pole opačné polarity nebo naopak nejdříve vznikem nové polarity a pak zesílením obklopujícího ji starého pole opačné polarity. Z pozorovacího materiálu s nedostatečným časovým a v případě map celého disku i prostorovým rozlišením pouze vždíme znovu, že v počátcích vývoje magnetického pole nové aktivní oblasti magnetický tok obou polarit pole není v rovnováze.

Výsledek ovšem znovu potvrzuje náznak, že při vývoji aktivity ve sluneční fotosféře mnohem aktivněji se chová pole záporné polarity. Jak už bylo ukázáno dříve /Bumba, 1972a, b; Ambrož et al., 1971; Bumba, 1976/ převaha pole záporné polarity je spojena i s vývoji komplexů aktivity, s větší produkcí erupcí apod., zatímco převaha pole kladné polarity/měřitelného dosavadními magnetografy/ charakterizuje ty oblasti fotosféry, ve kterých už většina aktivních procesů, které se tam odehrávaly zhruba před rokem, dozněla. Tyto oblasti sluneční atmosféry korelují dobře se zdroji slunečního větru. Fyzikální vysvětlení pro tento jev, který může být silně ovlivněn integrací pole při jeho měření, ovšem zatím nemáme.

> SOUVISLOST VÝVOJE NOVÝCH AKTIVNÍCH OBLASTÍ S "POZAĎOVÝM" MAGNETICKÝM POLEM

I když se zdá, že při vzniku nového magnetického pole častěji se objevuje první nebo zesiluje pole záporné polarity, vždy je třeba přítomnosti starého pole opačné polarity a vždy se někde nedaleko vyskytují i zbytky starého pole stejné polarity jaké má ostrůvek pole nového.

Situaci v rozložení pozaďového pole, ve kterém se vyvíjí nová aktivní oblast, je možné rozdělit do několika typů:Často k tvorbě nové aktivity dochází v magnetickém poli aktivní oblasti, která je stará pouze jednu otočku Slunce, jindy se nové pole vytváří v tak starých zbytcích pole, že nelze určit jeho příslušnost ke konkrétní aktivní oblasti tím spíše, že většinou jsou to zbytky několika oblastí. Je-li vidět na magnetické mapě supergranulární strukturu, pak se zpravidla nové pole vytváří uvnitř jednotlivých cel nebo obloučků starého pole v blízkosti bývalé vnitřní hlavní hranice polarit nebo naopak na vnějším kraji starého pole, tedy v těsné blízkosti jeho východní nebo západní hranice. Zde je možné připomenout výsledky Mme Martres /1968/, podle kterých na vzájemném časovém i prostorovém rozložení nového a starého pole závisí stupeň aktivity nového komplexního pole. Někdy nové pole rozbíjí oblast starého pole opačné polarity na několik částí.

Další vývoj obou polarit nového magnetického pole probíhá tak, že pole, které





má opačné znaménko nežli má rozsáhlá oblast starého pole novou aktivní oblast obklopující, po dosažení maxima vývoje rychle disipuje a slábne, zatímco nové pole stejné polarity jako má staré zbytkové pole, toto pole zesiluje a prodlužuje jeho životní dobu.

Velmi zajímavý pro fyziku vzniku nové aktivity je zřejmě fakt, že často vzniká v nevelkém intervalu heliografických délek nebo šířek několik nových oblastí najednou. Při tom často řada těchto nových polí vzniká v jediné "unipolární" oblasti starého pole, které někdy spojuje nové skupiny na severní a jižní polokouli nebo dokonce nového a starého cyklu /Příklady viz obr. 1 a 2/. To znamená, že v některém případě má staré pole polaritu chvostové, jindy vedoucí části aktivní oblasti, nebo že nové aktivní oblasti se mohou rozvíjet asymetricky vůči meridiánu staré "unipolární" oblasti tak, že některá vzniká na jeho západním, jiná na východním kraji apod.

Odehrává-li se tento proces ve stejné heliografické šířce, pak se obyčejně nová aktivita rodí jak ve vedoucí, tak i chvostové části starého bipolárního pole. Často se blízko západní a východní hranice těchto polí utvářejí malé sekundární aktivní oblasti, takže v daném intervalu šířek dochází k pravidelnému střídání polarit pole.

Za zmínku stojí i časté tvoření sekundárních aktivních oblastí šířkově sice posunutých, ale spojených svými vedoucími i chvostovými poli. Tyto sekundární oblasti jsou další fází vývoje daného lokálního pole.

VLIV SUPERGRANULAČNÍ SÍTĚ NA ROZDĚLENÍ MAGNETICKÝCH POLÍ NOVÝCH AKTIVNÍCH OBLASTÍ

Jak už bylo řečeno i na mapách observatoře Mt. Wilson, které mají poměrně nízké rozlišení /12,5" x 9,5"/, pokud je vidět odraz supergranulární struktury v rozdělení polí – obyčejně má podobu dlouhých, různě lomených "větví" a "ramen" s množstvím různých záhybů a částí cel - pak nová pole vznikají ve středu těchto záhybu a cel. Na magnetických mapách pořízených na naší observatoři se "středním" rozlišením /4"-5"/ nebo nejjemnějším rozlišením /~2"/ i přes poměrně malý počet map /80 map, 20 mladých aktivních oblastí v různých stadiích vývoje, většinou však ne prvý den vzniku/ možno říci, že tam, kde je dobře vidět supergranulární strukturu starého pole, nové pole opačné polarity se objevuje ve vnitřní oblasti supergranule, ale ne přímo v jejím středu, nýbrž blíže jednoho z maxim opačné polarity, nacházejícím se obyčejně blízko myšlené křižovatky sousedních supergranulí /obr. 3/. Nové pole má podstatně menší tek nežli obklopující je pole staré, ale plocha, kterou zaujímá rychle roste,vzrůstá i jeho intenzita a jeho poloha se rovněž mění. V místě dotyku se starým polem bývá často silný gradient pole, t. zn. část siločar pole je zde v horizontální poloze. Jakmile se objeví nové pole opačné polarity i staté pole v jeho blízkosti začne zvětšovat svoji plochu i intenzitu - roste jeho tok a mění se jeho rozložení v supergranulační sítu /obr. 4 a 5/.

ONDREJOV OBSERVATORY MAGNETOGRAM



0br.3°

33 -



ш

ũ ç

Ø

ഗ

Obr. 4.

ONDREJOV OBSERVATORY MAGNETOGRAM

(GAUSS) (-) 160 160 320 320 540 (+) (+) 160 320 320



ONDREJOV OBSERVATORY MAGNETOGRAM

Obr. 5.

ш
Studované magnetické mapy jednotlivých aktivních oblastí ukazují rovněž, že magnetický tok v prvých etapách vývoje oblasti není v rovnováze. Rovnovážný stav nastupuje až v maximální fázi vývoje, charakterizované nejen vytvořením penumbry u hlavních skvrn oblasti, nýbrž i zastavením růstu toků obou polarit. Při tom hlavním těžištěm, centrem růstu pole, odkud se celý tento proces odehrává, je střed skupiny, kde došlo v prvopočátku k doteku nového a starého pole. Ukončení růstu pole je charakterizováno i ukončení úlohy středu oblasti, vymizením jeho gradientu pole, ve fotosféře pak zastavením vývoje druhých skvrn a penumbry a jejich zmizením ve středu skupiny.

Ihned po dosažení maxima magnetického pole difunduje ve tvaru dlohých "větví" z hlavní elipsy magnetického pole aktivní oblasti. Zajímavé je, že ve dvou námi pozorovaných případech se na styku větví opačných polarit vytvořila sekundární skupina.

Ve velkých a komplikovaných aktivních oblastech na jejich okrajích může existovat ještě řada sekundárních "středů", ve kterých se dotýkají pole opačných polarit. Jejich studiu se však budeme věnovat později.

DISKUSE A SHRNUTÍ VÝSLEDKŮ

Abychom mohli fyzikálně interpretovat získané výsledky pozorování, je třeba nejen zpracovat ještě mnohem rozsáhlejší pozorovací materiál, a to jak pokud jde o mapy observatoře Mt. Wilson, tak zejména vlastní mapy, nýbrž je třeba získat ještě mnohem komplexnější pozorování, která poskytnou další fyzikální veličiny pro vytvoření modelu procesu.

Určitější závěry je možno udělat ze vzájemného vztahu a rozložení nových a starých magnetických polí. Jak už bylo řečeno nové pole se rozvíjí v "unipolárním" většinou meridionálně rozloženém pásu /zakřiveném diferenciální rotací/ starého pole v blízkosti jeho hranice s pásem opačné polarity. Celý tento proces vývoje nové aktivní oblasti se odehrává pouze v tom páse, ve kterém se začal, ačkoliv často v oblasti sousedního pásu starého pole druhé polarity nebo dokonce

ve stejném páse, ale na jiné heliografické šířce /v jiném cyklu/ se vyvíjí rovněž nové pole možná i v časové souvislosti s prvým. Přes to během řady prvých dnů vývoje se obě takové oblasti a jejich pole rozvíjejí bez viditelné spojitosti nebo závislosti. Při tom vývoj polí opačné polarity nových oblastí neprobíhá simultánně, ale jakoby pole jedné polarity dohánělo ve vývoji pole druhé polarity, pak se úloha obou polí může vyměnit, a to dokonce i několikrát. Cyklus postupného "dohánění" je ukončen maximální rovnovážnou fází vývoje.

Pro poznání fyziky vzniku nového pole je zřejmě důležitý i fakt, že v jedné "unipolární" oblasti starého pole, která často je značně rozsáhlá se mohou téměř současně vytvářet nová pole, a to jak na různých polokoulích, tak i v různých cyklech. Našli jsme příklady, kdy v jediném unipolárním páse starého pole se vytvářely aktivní oblasti starého a nového cyklu na obou polokoulích. Znovu se ukázala určující úloha konvektivní struktury v rozdělení polí.

Všechny získané poznatky nás vedou k závěru, že pozorované a výše uvedené fakty lze velmi obtížně interpretovat pomocí modelu vynořujících se silových trubic magnetického pole. Jediným přijatelným vysvětlením – podle našeho názoru – je úvaha, že sluneční magnetické pole nejsou pasívním objektem působení všech možných pohybů ve sluneční atmosfěře, nýbrž naopak se vzájemně aktivizují, že jednotlivá pole opačných polarit se velmi účinně ovlivňují, že stará pole interagují s novými, že současně dochází nejen k disipaci pole, nýbrž i k jeho zesilování v závislosti na jeho topologii, převládajících typech pohybů a podobně. Abychom mohli říci více, je třeba nejen více pozorování magnetických polí, nýbrž zejména pozorování rozdělení rychlostí. Ta – podle našeho názoru – mohou být klíčem k řešení otázky fyziky dynamiky vývoje lokálních magnetických polí na Slunci.

LITERATURA

- /2/ Bumba V., Basic Mechanisms of Solar Activity /eds. V. Bumba and J. Kleczek/ Dordrecht 1976, 47
- /3/ Bumba V., Howard R., 1965a, Astrophysical J. 141, 1491
- /4/ Bumba V., Howard R., 1965b, Astrophysical J. 141, 1502

./5/ Knoška Š., Vzťah magnetického poľa a supergranulačnej siete v niektorých fázach vývoja aktívnej oblasti. Dissertation 1976

/6/ Knoška Š., Bull. Astron. Inst. Czech. 28, 1977, 114

Prederupčná fotosférická situácia

A. ANTALOVÁ

Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica

Abstrakt

Otázka výskytu magnetickej delta konfigurácie bola skúmaná pre]42 protónových erupcií z rokov]955 -]969 /við tab.]/ . Delta konfigurácie sa v aktívnych oblastiach produkujúcich protónové erupcie vyskytujú s 39 % zastúpením. V prípade aktívnych oblastí s viacnásobným výskytom protónových erupcií je ich zastúpenie 57 % . Zoznam aktívnych oblastí s delta konfiguráciou v r.]972 je uvedený v tab. 2. V 73 % počtu prípadov delta konfigurácia trvala krátko, iba] - 3 dni. V 27 % počtu prípadov mala delta konfigurácia ustálenú - kvazistacionárnu povahu, bola pozorovaná počas celého prechodu aktívnej oblasti cez disk. Práve tieto aktívne oblasti s ustáleným výskytom delta konfigurácie vytvárajú vhodnú prederupčnú fotosférickú situáciu pre viacnásobný výskyt protónových erupcií.

Súvislosť erupčnej produktivity aktívnych oblastí s ich magnetickou štruktúrou je veľmi dobre doložená pozorovaniami. Najčastejšie sa erupcie vyskytujú v magneticky komplexných skupinách slnečných škvřn, označených podľa Mt. Wilsonskej klasifikácie ako typ gama a delta /Giovanelli, 1939; Kleczek, 1953; Bell a Glaser, 1959; Kunzel, 1960; Sweet, 1969/. Magnetický typ gama vzniká obyčajne po maxime vývoja oblasti, kedy z pôvodne bipolárnej štruktúry typu beta vznikne štruktúra, v ktorej sú obidve magnetické polarity navzájom premiešané. Magnetický typ delta definoval Kůnzel /1960/ ako štruktúru, ktorá v spoločnej penumbre obsahuje umbry opačných polarít. Bell a Glaser /1959/ zistili, že v skupinách typu gama, za čas potrebný na prechod štruktúry od východného okraja disku po jeho západný okraj vznikne priemerne 19,1 erupcií. Ak skupina typu gama dosiahne hodnotu magnetickej indukcie vyššiu ako 0,2 T, potom za ten istý čas vzrastie počet erupcií na 22,7. V magneticky menej zložitých konfiguráciách typu beta-gama vznikne 11,2 erupcií, kým v bipolárnych skupinách typu beta poklesne počet na 1,9 a v unipolárnych skupinách iba na 0,7 erupcií.

Magneticky zložité skupiny slnečných škvŕn vytvárajú vhodné podmienky pre vznik veľkoplošných erupcií /stupeň 3 a 2/ ako aj erupcií produkujúcich urýchlené častice. Erupcie tohto druhu podľa energie urýchlených častíc klasifikujeme ako erupcie s kozmickým žiarením, ak urýchlené protóny majú energie väčšie ako 500 MeV a protónové erupcie, ak protóny nadobúdajú energie od 10 MeV do 100 MeV.

Cieľom tejto práce je zistiť zastúpenie delta konfigurácie medzi aktívnymi oblasťami s erupčnou činnosťou. Pri skúmaní stupňa dôležitosti magnetickej konfigurácie delta pre vznik protónových erupcií sa zameriame na dve otázky: a/ ako často sa vyskytujú delta konfigurácie v aktívnych oblastiach, v ktorých vzniká vybraný typ erupcie? b/ znamená výskyt delta konfigurácie v aktívnej oblasti posta-

čujúcu podmienku pre vznik erupcie?

Výskyt delta konfigurácie je totiž iba jedným z mnohých parametrov odpozorovaných v prederupčnej fotosférickej situácii. Ako dalšie parametre sa uvádzajú vynáranie alebo vzrast nových magnetických polí blízko, alebo priamo v danej aktívnej oblasti, splynutie susedných aktívnych oblastí v dôsledku ich vývoja, alebo vlastných pohybov, anomálne polarity v aktívnej oblasti a to tak vzhľadom na východo - západné usporiadanie v skupine ako aj na danej pologuli v určitor l-ročnom cykle /Haleov zákon/, rýchle časové a priestorové zmeny gradientu pozdĺžnej zložky magnetickej indukcie, počet inflexných bodov na magnetickej inverznej línii v aktívnej oblasti, časová zmena ich počtu a iné. Poradie dôležitosti jednotlivých parametrov magnetického poľa z hľadiska erupčnej produktivity nie je zatiaľ zistené.

> VÝSKYT DELTA KONFIGURÁCIÍ VO VYBRANOM SÚBORE ERUPCIÍ

Otázka výskytu delta konfigurácie v aktívnych oblastiach bola skúmaná pre 142 protónových erupcií, ktoré boli pozorované v 93 aktívnych oblastiach v priebehu rokov 1955-1969. Pozorovací materiál bol prevzatý z "Katalógu Solar Particle Events" od Švestku a Simona /1975/. Magnetické polarity škvŕn namerané v Mt. Wilsone, alebo publikované v Solnečnych Dannych sú uvedené v 3. časti "Katalógu". V niektorých prípadoch sú v Katalógu uvedené magnetické merania nielen škvŕn, ale aj okolitých flokulových polí, podľa údajov z Mt. Wilsonu, Sacramento Peak a Meudonu. Z týchto meraní okrem prípadov delta konfigurácie bolo možné určiť aj prípady magnetickej konfigurácie B, keď v okolí škvrny jednej polarity sa vyskytuje flokulové pole opačnej polarity bez škvŕn. Rozbor výskytu protónových erupcií v aktívnych oblastiach obsahujúcich v čase erupcie magnetickú konfiguráciu delta, alebo B uvádzame v tab. 1. 1. a 2. riadok tab. 1 uvádza výsledky pre všetky erupcie. V 3. a 4. riadku tab. 1 sú uvedené oddelene protónové erupcie z mimoriadne produkčných aktívnych oblastí. V každej oblasti vznikli 2 až 5 protónových erupcií. V 24 aktívnych oblastiach s opakovaným výskytom protónových erupcií sa zo 142 všetkých erupcií vyskytlo 73. V 6. a 7. riadku tab. 1 sú uvedené údaje o výskyte 148 protónových erupcií z r. 1955 – 1963 vzhľadom na fotosférickú situáciu /Antalová, 1967/. Skupiny škvŕn, v ktorých sa vyskytli protónové erupcie boli rozdelené do 7 typov: Comp., H', HE, E', R, F', 2F. Z nich typ Comp. predstavuje zložitú penumbru s mnohými umbrami, takže pravdepodobne odpovedá magnetickej klasifikácii delta. Ďalšie typy H' - 2F v podstate vystihujú vynáranie nových magnetických polí blízko, alebo priamo v aktívnej oblasti a odpovedajú magnetickej klasifikácii gama.

N	ļ	В	iné mag. konf.
142	56	19	86
8	39,4	13,4	60,6
73	42	2	31
¥	57,5		42,5
N	Comp.	14	H' - 2F
148	51	a	97
ş	34,4		65,6

Tab. 1:

Z porovnania výsledkov uvedených v tab. l vyplýva, že ak berieme do úvahy obidva typy aktívnych oblastí, potom magnetická delta konfigurácia bola prederupčnou situáciou v 56 prípadoch zo 142 protónových erupcií, čo predstavuje 39,4%. Podobne škvrny typu Comp. predstavujú 34,4 % zastúpenie v rôznych typoch prederupčnej fotosférickej situácie.Typy súvisiace s vynáraním nových aktívnych oblastí v blízkosti pôvodnej označené H', HE, F'... 2F, predstavujú 65,6 % zastúpenie. V prípade aktívnych oblastí s viacnásobným výskytom protónových erupcií v prederupčnej fotosférickej situácii delta konfigurácia sa podieľa 57,5 % zastúpením.

V obidvoch prípadoch aktívnych oblastí, tak s jedným ako aj viacnásobným výskytom protónových erupcií, delta konfigurácia predstavuje významný parameter v prederupčnej fotosférickej situácii. Na otázku a/ minulého odstavca môžeme odpovedať, že delta konfiguácie sa v aktívnych oblastiach produkujúcich protónové erupcie vyskytujú v rozmedzí od 39 % do 57 %. Ako bolo vyššie uvedené ostatné magnetické konfigurácie až na malé výnimky, sú typu gama. Magnetická konfigurácia delta nie je teda nutná podmienka prederupčnej fotosférickej situácie ale určite predstavuje dôležitú vlastnosť magnetickej štruktúry aktívnej oblasti.

- 40 -

ZOZNAM DELTA KONFIGURACII POZOROVANÝCH V R. 1972

Pri určovaní magnetických konfigurácií delta v r. 1972 sa vychádzalo z údajov o pozdĺžnej zložke magnetickej indukcie v slnečných škvrnách, publikovaných v Solar Phenomena č. 169 - 176. Merania magnetických polí v r. 1972 nie sú úplné, pretože v januári až apríli r. 1972 boli v Rímskom Astronomickom Observatóriu celkom prerušené slnečné pozorovania. Magnetické konfigurácie delta zistené z rímskej pozorovacej sekvencie od mája do decembra r. 1972 boli porovnané s údajmi o magnetických poliach publikovaných v Solnechnych Dannych a v Solar-Geophysical Data a rozporné prípady nie sú uvedené v zozname.

Tab. 2 obsahuje tak zoznam konfigurácií delta pozorovaných v r. 1972 ako aj údaje o erupciách vyskytujúcich sa v danej aktívnej oblasti. V prvom riadku tab. 2 sú uvedené nasledovné údaje:

> bežné číslo konfigurácie delta v r. 1972 Rím, McMath a Mt. Wilsonské číslo skupiny slnečných škvřn heliografické súradnice skupiny počet škvřn v skupine Zürichský typ slnečnej skupiny trvanie delta konfigurácie v dňoch.

V druhom riadku tab. 2 sú uvedené nasledovné údaje:

rok, mesiac, deň prvého pozorovania skupiny v danej rotácii počet protónových erupcií pozorovaných v aktívnej oblasti /Krüger, 1980/ a to v časovom intervale od prvého dňa pozorovania skupiny až po deň, kedy sa v skupine vytvorila delta konfigurácia

počet erupcií stupňa 3, 2, 1, S pre ten istý časový interval.

Každý ďalší riadok tab. 2 predstavuje deň s jednou, alebo viacerými konfiguráciami delta pozorovanými v danej aktívnej oblasti. Pre každý deň je uvedené opäť dátum, údaje o počte protónových erupcií a erupciách stupňa 3, 2, 1 a S, pričom protóhová erupcia príslušného stupňa je podčiarknutá. V 10. a 11. stípci tab. 2 je uvedená modifikovaná Zürichská klasifikácia a Mt. Wilsonská magnetická klasifikácia podľa Solar-Geophysical Data. Pripomíname, že delta konfigurácia je tu označená D a má trochu zmenenú definíciu. Škvrny opačných polarít vyskytujúce sa v rozmedzí 2⁰ na slnečnom disku sú označené ako D. V 12. 🛸 stípci tab. 2 sú uvedené korigované plochy pre°celú škvrnu s delta konfiguréciou, t.j. tak plocha umbry ako aj penumbry, v 13. stípci sú uvedené plochy iba umbry. Ak je v 12. stIpci očiarkovaná hodnota to znamená, že rímske pozorovanie nie je k dispozícii a plocha je prevzatá zo Solar Geophysical Data. Korigované plochy sú vyjadrené v milióntinách slnečnej hemisféry. V 14. a 15. stIpci je uvedená hodnota pozdIžnej magnetickej indukcie pre obidve polarity N a S, ktoré sú najbližšie k sebe v magnetickej konfigurácii delta. Magnetická indukcia je uvedená v jednotkách stovky gauss t.j. napr. 20 = 2 000 G = 0,2 T.

V predposlednom riadku tab. 2 pre danú aktívnu oblasť je uvedený deň posledného pozorovania aktívnej oblasti na disku a súhrnný údaj o počte erupcií v období po zániku magnetickej konfigurácie delta v oblasti, až po deň posledného pozorovania aktívnej oblasti.

Posledný riadok tab. 2 pre určitú aktívnu oblasť uvádza údaje o erupciách. V súhrne sú tu uvedené všetky prípady protónových erupcií a erupcií jednotlivých stupňov napozorované počas všetkých troch časových intervalov vo vývoji oblasti t.j. pred vznikom, počas trvania a po zániku magnetickej konfigurácie delta v aktívnej oblasti.

Tab. 2:

1.	6286	11870	18	824		S07	010		E	2		
	72 05 15	0	0	0	0	2						
	72 05 16	· 0	0	0	1	1	DKC		BP	270' -	171	1.155
	72 05 17	0	0	0	0	1	DSI		BP	140' -	- 171	18S
		0	0	0	1	4						
	6											
2.	6295	11895	18	839		NO9	164	20	Е	7		
	72 05 24	1	0	0	1	0			1			
	72 05 25	0	0	0	0	0	EKO	BP	411	238	20N	18S
	72 05 26	0	0	0	0	2	EAI	D	400′		23N	225
	72 05 27	0	0	0	1	1	EKI	D	360'		23N	185
8	72-05 28	1	0	<u>1</u>	1	4		D				0 0x 0
	72 05 29	0	0	0	. 1	0	FKC	D	308	111	28N	15S
	72 05 30	0	0	0	2	0	EHI	D	324	081	27N	18S
22	72 05 31	· 0	0	0	l	1	EHI	D	313	082	27N	21S
	72 06 06	1	0	0	<u>3</u>	1						
		3	0	 1	10	9						
				•	20	5		•				
3.	6302	11904	188	346		S07	130	15	G -	C 1		
	72 06 02	0	0	0	0	0				i.		
	72 06 06	0	0	0	0	1	CSO	/AP/	/ 380	057 24N	105	
	72 06 07	0	0	0	0	0						
		• 0	0	0	0	1	×					
4.	6305	11911	18	849		S08	082	20	म	з		
	72 05 31	. 0	0	0	2	6			_	5		
	72 06 08	0	0	0	0	1	DKC	D	710'		1 2 N	215
	72 06 09	0	0	0	0	2	DKC	D	850'		10N	155
											201	205
	72 06 10	0	0	0	0	2	FKC	D	856	243	20N	205
	72 06 12	0	0 -	0	1	5						
~		0	0	0	3	16		20				

- 42 -

-	43	-
---	----	---

5.	6309 72 06 09 72 06 13 72 06 14 72 06 19 72 06 19	9 3 4	11926 0	•	188!		-	43 -		1.01	2		ţı.	162 1
5.	6309 72 06 09 72 06 13 72 06 14 72 06 19 72 06 19	9 3 4	11926 0	-	188			3						
	72 06 09 72 06 13 72 06 14 72 06 15 72 06 15 72 06 16 72 06 16 72 06 16	9 3 4	0			59	S13	302	21	E +	ÌI.	4	225 ¹⁰⁰	
	72 06 13 72 06 14 72 06 15 72 06 16	3 4	1000	0	0	i	2		9 n	×	. • _		ii.	
	72 06 14 72 06 19 72 06 16	4	0	· . 0	0	0	2			335	073	14N	225	
	72 06 19 72 06 16	•	0	0	0	0	1	600 600 cm						8
	72 06 16	5	0.	0	0	1	0		/AP/	168	059	14N	225	2 *
	70 00 01	6	0	0	0	0	1		BP			18N	175	14
	12 06 21	1	. 0	0	0	0	1		20	2		2 2		, * .
	ä		0	.0	0	2	7		•					
6.	6312		11930		1887	1	S08	238	18	н +	D`	1		
	72 06 16	6	0	0	0	1	4	• 			7 4 1	2		
	72 06 20	0	0	. 0	0	0	1	FHI	BY	530'		12N	115	R.
	72 06 28	3	0	0	0	1	11		(4)					
	N N		0	0	0	2	16	(a) (a)		•				
7.	6317		11933		1887	6	N10	169	5	с	l ná	vrat 629	95	*
	72 06 21	L	0	0	0	2	3			9 - F.				
	72 06 24	1	1	0	0	1	1	CKC	/D/	216	071	13N	16S	
	72 07 02	2	0	. 0	0	2	1							
			1	0	0	5	5							
8.	6341		11970		1892	22	S15	085	8	G	3			د
	72 07 28	3	0	0	0	0	4							
	72 07 29	θ.	0	0	0	0	0	ĘAI	AP	199	060	22N	28S	-
	72 07 30)	0	0	0	0	0		/AP/					
	72 07 31		0	0	0	1	0	EKI	/AP/	353	106	20N	26S	
	72 08 04	l	. 0	0	0	2	1						41	
	*3		0	0	0	3	5							
9.	6347		11976		1893	35	N12	2 010	21	н	10			
	72 07 31	1	0	0	0	0	0	DKC	/D/	1259	274	28N	305	
	72 08 01	1	0	0	0	2	2	EKC	/D/	1299	361	35N	365	
	72 08 02	2	2	0	2	2	0	EKC	/D/	1220	343			
	72 08 03	3	0	0	0	0	1	EKC ·	/D/	1264	320			
	72 08 04	4.	1	<u>1</u>	0	0	2	FKC	D	1140		30N	34S	
	72 08 05	5	0	0	0	0	0	FKC	/D/	1056	260	27N	355	
	72 08 06	6	0	0	0	0	0	FKC	/D/	1060				
	72 08 07	7	1	<u>1</u>	0	3	2	EKC	/D/	1045	252	20N	415	
	72 08 08	8	0	0	0	0	0	DKC	/D/	900	272	20N	30S	
	72 08 09	9	0	. 0	0	0	0	DKC	/D/	980	′			*
	72 08 10	0	0	0	0	0	2	DKC	/D/	840	240	27N	205	
	72 08 11	1	0	. 0	0	2	2.							
			4	2	2	9	11							36
						÷								*

10.	6389	12044	3	8993	2	S05	035	25	E 2		e.
	72 09 19 72 09 21	0	0 0	0 0	0 3	0	EAI	/BY/	130'	18N ,	155
	72 09 22	0	0	0	1	2	EAI	BY	257 071	20N	· 185
	72 10 02	0	0	0	1	4					
	2	0	0	0 .	4	8			· · ·		
×				*)			11				
11.	6421	12114	į	1904	1 ·	S14	058	, 4	H 1		
	72 11 13	O`	0	0	0	1		÷	× •		
	72 11 16	0	0	0	0	0	CAI	 .	278 074	10N	125
	72 11 21	0	0	0	0	0				*	(9)
		0	0	0	0	1					
							81				•
12.	6432	12136		1905	8	NIO	108	25	E + E		
	72 12 06	0	0	0	1	1					
	72 12 09	0	0	0	0	0	- /B/	371	098	15N	25S
	72 12 10	0	0	0	1	1 EKI	-	346	121	24N	255
	72 12 11	0	0	0	0	1	- /BP/	336	120	20N	275
	72 12 12	, 0	0	0	1	0 FAI	[/B/	252	090	18N	25S
	72 12 13	0	0	0	0	0	- /BP/				
	72 12 14	0	0	0	0	0 ESC) /BP/	156	043	17N	215
	72 12 15	0	0	0	0	0	/BP/	208	052	alan bila bilan	
	72 12 16	1	0	0	1	0 EAC) /B/	146	044	11N	155
			0	•	2	2					

Vysvetlivka:

Modifikovaná zůrišská klasifikácia slnečných škvŕn uvedená v 10. stĺpci tab. 2 je skratkové označenie pomocou troch písmen. Prvé písmeno znamená zůrišský typ slnečnej skupiny. Druhé písmeno popisuje penumbru najväčšej škvrny v skupine. X - škvrna bez penumbry, R - penumbra škvrny je neúplná, S - penumbra je symetrická, A - penumbra je asymetrická a mení tvar zo dňa na deň, H - veľká symetrická penumbra s priemerom väčším ako 2,5 heliografického stupňa, K - veľká nesymetrická penumbra s priemerom väčším ako 2,5 heliografického stupňa. Tretie písmeno označuje rozloženie škvŕn v skupine. X - iba jedna škvrna v celej skupine, O - otvorené rozloženie škvŕn, t.j. centrálna oblasť skupiny nachádzajúca sa medzi prednou a zadnou časťou skupiny je prázdna, bez škvŕn, I - prechodové rozloženie škvŕn, niektoré škvrny ležia v centrálnej oblasti, ale žiadna z nich nemá penumbru, C - kompaktné rozloženie škvŕn v skupine, v centrálnej oblasti sa nachádza veľa veľkých škvŕn, z ktorých aspoň jedna má penumbru.

DISKUSIA

V máji – decembri r. 1972, teda približne 3,5 roka po maxime 20. cyklu slnečnej aktivity bolo pozorovaných 12 magnetických konfigurácií typu delta. Z nich jeden prípad R 6317 bol návratom R 6295. V podstate magnetické konfigurácie typu delta môžeme deliť na krátkodobé, s dobou života 1-4 dni a kvazistacionár-

- 44 -

ne s trvaním 7 a viac dní.

Všimnime si krátkodobé delta konfigurácie z hľadiska produkcie erupcií. Ku krátkodobým patria oblasti podľa rímskeho číslovania: 6286, 6302, 6305, 6309, 6312, 6341, 6389 a 6421. Rozdeľme tieto oblasti podľa hodnoty magnetickej indukcie. Do prvej skupiny nech patria tie prípady, kedy v delta konfigurácii obidve polarity dosiahli hodnotu vyššiu ako 0,2T. Podľa Solar Geophysical Data oblasť 6389 v rozpore s rímskymi údajmi mala D konfiguráciu aj v dňoch 23. – 26. 9., s indukciou 6 t.j. v rozmedzí od 0,26 do 0,30 T, preto oblasť 6389 uvádzame v prvej skupine.

Rozdelenie krátkodobých delta konfigurácií uvádzame v tab. 3, spolu s počtom vzniklých erupcií a maximálnou plochou oblasti

Tab. 3:

^B 1,2	P	0,2 т З	2	1	S	A	B ₁	0,2 T F	9 3.	2	1	S	A
6305	0	0	0	3	16	856	6286	· (0	0	1	4	270
6341	0	0	0	3	5	353	6302	c	0	0	. 0	1	380
6389	0	0	0	5	8	370	6309	C	0	0	2	7	335
	2						6312	C	0	0	2	16	530
							6421	C	0	0	0	1	278

Pre krátkodobé magnetické konfigurácie typu delta plynú z tab. 3 nasledovné výsledky:

1. Protónové erupcie, ale ani erupcie stupňa 3, 2 v nich nevznikli.

- V prípadoch oblastí s veľkou plochou /6305-856-16; 6312-530-16/ bol pozorovaný väčší počet subflare ako pre iné oblasti.
- Oblasti s väčšou hodnotou pozdĺžnej zložky magnetickej indukcie /6305, 6341,
 6389/ mali dlhšiu dobu života a v priemere väčší počet erupcií stupňa 1.

Koreláciu počtu erupcií stupňa l k trvaniu delta konfigurácie, z hľadiska synchronizácie oboch javov, prípadne fázového posunu, nebolo možné zistiť.

Struktúra delta konfigurácie bola orientovaná v meridiálnom smere. Iba v dvoch prípadoch mala východo-západné usporiadanie. 6312 s trvaním 1 deň mala reverznú polaritu, 6305 mala východo-západnú orientáciu s normálnou polaritou, ktorá sa vývojom zmenila na delta konfiguráciu orientovanú v meridiálnom smere.

V máji - decembri 1972 boli pozorované 3 oblasti s dlhodobými delta konfiguráciami, trvajúcimi celý prechod cez disk. Uvádzame ich v tab. 4.

- 45 -

Tab.	4:	
Tane	40	

Р	3	2	1	S	A	B _{max}	2
3	0	1	10	9	400	27N, 2	225
1	0	0	5	5	216	13N, 1	6S
4	0	1	15	14			
4	2	2	· 9	11-5	0 1264	35N, 4	15
1	0	0	3	3	336	24N, 2	24S
	P 3 1 4 4 1	P 3 3 0 1 0 4 0 4 2 1 0	P 3 2 3 0 1 1 0 0 4 0 1 4 2 2 1 0 0	P 3 2 1 3 0 1 10 1 0 0 5 4 0 1 15 4 2 2 9 1 0 0 3	P 3 2 1 S 3 0 1 10 9 1 0 0 5 5 4 0 1 15 14 4 2 2 9 11-5 1 0 0 3 3	P 3 2 1 S A 3 0 1 10 9 400 1 0 0 5 5 216 4 0 1 15 14 4 2 2 9 11-50 1264 1 0 0 3 3 336	P 3 2 1 S A B_{max} 3 0 1 10 9 400 27N, 2 1 0 0 5 5 216 13N, 1 4 0 1 15 14 4 2 2 9 11-50 1264 35N, 4 1 0 0 3 3 336 24N, 2

1/ Oblasť 6295 mala veľmi ustálenú, kvazistacionárnu delta konfiguráciu s meridiálnou orientáciou, kde v penumbre boli spočiatku iba dve veľké škvrny opačných polarít blízko seba. V nasledujúcej rotácii už symetrická delta konfigurácia neexistoval, ale sa vytvorila nová na 1 deň. Vzhľadom na hodnotu magnetickej indukcie a malú plochu oblæsti, 6295 bola bohatá na protónové erupcie.

2/ Oblasť 6347 bola skutočne mimoriadna z hľadiska zložitosti magnetického poľa a frekvencie vzniku veľkých erupcií. Táto oblasť bola popísaná mnohými autormi /Report UAG - 28, 1973/. Protónová erupcia z 2. augusta bola spojená s X žiarením, ďalšia protónová erupcia vznikla 4. augusta a protónová erupcia 7. augusta bola pozorovaná aj v bielom svetle. Oblasť 6347 sa vyznačovala obrovskou nepravidelnou penumbrou, pretiahlou v meridiálnom smere. Pozorované boli výrazné zmeny v usporiadaní jednotlivých umbier /Bumba et al., 1973; /. Delta konfigurácia zotrvala počas celého tranzitu cez disk, vyznačovala sa oproti 6295 neustálou zmenou magnetickej indukcie jednotlivých umbier, ich delením, vznikom svetelného mostą, stručne bola to variabilná delta konfigurácia s dlhou životnou dobou. Oblasť sa vyznačovala veľkou plochou, ale aj vysokou hodnotou magnetickej indukcie 41 S. Podľa Solar Geophysical Data v oblasti vzniklo až 50 subflare.

3/ Oblasť 6432 mala síce delta konfiguráciu od 9.12., ale N polarita bola silne rozdrobená a okrem toho fotosférické zálivy veľmi silne oddeľovali jednotlivé polarity hlavne 10.12. Najväčší gradient pozdĺžnej zložky magnetickej indukcie bol 11.12. /27S, 20N/ kedy aj penumbra nadobudla symetrický tvar, ale neskôr nastáva trvalý pokles magnetickej indukcie. Táto oblasť mala iba jednu protónovú erupciu i to stupňa 1.

Všetky tri prípady dlhodobých delta konfigurácií v r. 1972 mali odlišný charakter a rôznu produktivitu silných erupcií. 6295 sa síce vyznačovala trvale vysokým gradientom, ale pomerne malými fotosférickými zmenami, vznikli v nej síce 4 protónové erupcie, ale iba jedna stupňa 2. 6347 bola v každom smere mimoriadna. Vyznačovala sa vysokými hodnotami plochy i pozdĺžnej zložky magnetického poľa, rýchlymi zmenami v tvare i pohybe jednotlivých umbier. 6432 mala v prvých fázach veľmi premenné tvary umbier a penumbry.

Z Katalógu rádiových zábleskov typu IV /Krüger, 1980/ plynie, že prakticky všetky protónové erupcie vznikli v dlhodobých delta konfiguráciách. Prípad erupcie z 29. 10. spojenej s R 6410 = McM 12004 o stupni -B je zaujímavý z toho hľadiska že podľa Solnechnych dannych tu bola 7 dňová delta konfigurácia, ale z rímskych pozorovaní nebola potvrdená, preto nie je uvedená v tab. 2. V r. 1972 bolo 10 protónových erupcií, z ktorých v 9 prípadoch vznikli v potvrdených dlhodobých delta konfiguráciách a 1 prípad 6410 je zatiaľ neurčitý čo sa týka magnetických meraní slnečných škvŕn. 90 % výskyt protónových erupcií v dlhodobých delta konfiguráciách vzhľadom na predošlé výsledky, pokrývajúce celý 19. cyklus je neočakávaný, bude sa musieť overiť v ďalších rokoch. Často sa hovorí o analógii medzi oblasťou McM 11976 z aug. 1972 a oblasťou McM 6171 z júla 1961. Obe vznikli 3,3 - 3,5 roka po maxime a obidve mali 4 - 5 silných erupcií, ovšem výšky maxím v 19. a 20. cykle boli dosť rozdielne.

Z pozorovacieho materiálu od mája do decembra 1972 plynie, že protónové erupcie vznikli v takých magnetických štruktúrach, ktoré dovolili existenciu dlhodobej delta štruktúry. Protónová erupcia vznikla až 8. deň po vzniku delta štruktúry v oblasti 6432, na 4. deň v 6295 a na 3. deň v oblasti 6347.

LITERATÚRA

- /1/ Antalová, A.,: 1967, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 18, 61
- /2/ Bell, B., Glaser, H.: 1959, Smithson. Contrib. Astrophys. 3,4
- /37 Bumba, V., Ranćinger, P., Suda, J.: 1973, Bull. Astron. Inst. Czechosl.24, 22
- /4/ Bumba, V., Suda, J.: 1973, World Data Center A Report UAG-28, Part I, 155 /5/ Giovanelli, R. G.: 1939, Astrophys. J. 89, 555
 - /6/ Kleczek, J.: 1953, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 4,9
 - /7/ Kruger, A. et al.,: 1980, unpublished
- /8/ Kunzel, H.: 1960, Astron. Nachr. 285, 271
- /9/ Croce, V., Flamini R., Cacciani, A.: 1972, Solar Phenomena 169-176
- /10/Quarterly Bulletin on solar activity: 1972, No. 177-180
- /11/Solar Geophysical Data: 1972, No. 335-342

/12/Sweet, P. A.: 1969, "Mechanisms of Solar Flares" in Annual Review of Astronomy and Astrophysics Vol. 7, 149

/13//Svestka, Z.: 1976, "Solar Flares" 20

/14/Svestka, Z.; Simon, P.: "Catalog of Solar Particle Events 1955-1969", Astrophysics and Space Science Library Vol. 49

Vzťahy medzi erupciami a zmenami plochy slnečných škvŕn

V. KARLOVSKÝ

Krajská hvezdáreň Hlohovec

ABSTRAKT V práci sú predložené súvislosti medzi zmenami plochy slnečných škvŕn a erupčnou aktivitou.

Štúdium erupčnej aktivity prináša zaujímavé poznatky a samotné erupcie ovplyvňujú stav ionosféry a geomagnetického poľa a nepriamo pôsobia i na biosféru. Problém predpovedania vzniku erupcií je jedným z veľmi dôležitých problémov, pretože sa dotýka tiež bežného života. Predpovede vychádzajú z rôznych hodnotení stavu aktívnych oblastí vo vzťahu k erupčnej činnosti. Za obdobie 20. cyklu, sme skúmali vzťahy medzi erupciami a zmenami plochy škvŕn, či zmenami relatívneho čísla. Tieto indexy slnečnej činnosti sú pomerne ľahko pozorovateľné a preto sme hľadali súvislosti medzi týmito indexami a erupciami, aby bolo možné predpovedať s určitou pravdepodobnosťou výskyt erupčnej aktivity na základe týchto indexov.

Prvou podmienkou pre vznik erupcie je existencia nulovej čiary, alebo málo odlišujúcej sa od nej hraničnej čiary v magnetickom poli aktívnej oblasti./1/

Druhou podmienkou je zmena magnetickej konfigurácie, ktorá vedie na nulovej čiare k objaveniu sa elektrického poľa a vzniku prúdovej vrstvy. /1/

Takáto zmena magnetickej konfigurácie môže vzniknúť:

A/ pohybom škvŕn

b/ zmenou tvaru a plochy škvŕn

c/ rastúcim magnetickým poľom mimo škvŕn

Na základe podobných pozorovaných charakteristík sú založené aj niektoré predpovede vzniku protónových erupcií. Konkrétne sú to:

- 1. Zväčšovanie gradientu magnetického poľa v skupine škvŕn pred výskytom erupcie.
- 2. Približovanie sa dvoch radov škvŕn proti sebe a ich zlievanie sa do spoločných penumbier na jednej strane.
- 3. Vzrast trendu erupčnej aktivity pred výskytom erupcie.

 $v = - \frac{d \phi}{dt}$

- Vzrast pravdepodobnosti vzniku erupcie pri vzniku satelitnej skupiny škvŕn.
- 5. Tendencia k vyrovnávaniu maximálnych intenzít magnetického poľa v čase
 - okolo dňa, kedy sa vyskytla erupcia.

Objavenie sa elektrického poľa za takých podmienok ukazuje, že v skupine slnečných škvŕn dochádza k zmene magnetického toku.

kđe

Vidíme, že pri zmene magnetického toku sa indukuje elektrické pole, ktoré pri splnení prvej podmienky pre vznik erupcie, túto nakoniec vyvoláva. Zmeny magnetického toku spojené s erupciami uverenili napríklad: Cowling, Severnyi, Zvereva a Severnyi, Rust. Pozri prácu D.M. Rusta /2/. Jednotlivé hodnoty pri veľkých erupciách sú:

 $1,5.10^8$ Wb s⁻¹ /1,5.10¹⁶ Mx s⁻¹/ 0,5.10⁸ Wb s⁻¹ /0,5.10¹⁶ Mx s⁻¹/ a/ Cowling /1946/ b/ Severnyi /1963, 1969/ $3-10.10^8$ Wb s⁻¹ /3-10.10¹⁶ Mx s⁻¹/ Zvereva a Severnyi /1970

c/ Rust /1973/

To zodpovedá indukovaným napätiam: a/ 1,5.10⁸ Voltov a 0,5.10⁸ Voltov b/ 3-10.10⁸ Voltov c/ 6.10⁸ Voltov

Zmena magnetického toku $\oint = \int \vec{B} \cdot \vec{dS}$ môže byť spôsobená:

 6.10^8 Wb s⁻¹ / 6.10^{16} Mx s⁻¹/

/1/

- 1. Zmenou B magnetickej indukcie 2. Zmenou S - plochy magnetického poľa
- 3. Zmenou uhlu medzi vektormi dS R а

V našom prípade sme sa zamerali na jednu z týchto možností, a to na zmenu magnetického toku zmenou plochy. Pritom bolo urobené zjednodušenie situácie v tom zmysle, že namiesto plochy magnetického poľa v aktívnej oblasti sme brali do úvahy plochu slnečných škvŕn v skupine. Plocha slnečných škvŕn A úzko súvisí

s plochou magnetického poľa, pozri P. Ambrož /3/. Závislosť erupčného indexu a zmeny plochy skupiny slnečných škvřn ukazuje na to, že pri splnení prvej podmienky pre vznik erupcie dochádza pri zmene plochy skupiny A slnečných škvřn k erupčnej činnosti. Sem patria napríklad skupiny č. 64, 83, 48. Pokiaľ prvá podmienka nie je splnená, napríklad keď sa jedná v určitom štádiu vývoja skupiny škvřn o jednoduchú bipolárnu skupinu, prípadne je malé celkové magnetické pole, erupcie pri zmene plochy A buď nevznikajú vôbec, alebo len s malou importanciou /SF,SN/. Pokiaľ vo vývoji skupiny je v určitom období splnená prvá podmienka, erupcie zmenou plochy A vznikajú. Sem patria skupiny č. 60 a 65. Pri skupine č. 64 ešte patrí jedna poznámka. Pri tejto skupine sa 4. 8. 1975 objavila satelitná skupina dosť blízko. /Hlavná skupina so súradnicami $\mathscr{P} = 5,5^{0}$ N $\lambda = 311,5^{0}$, satelit $\mathscr{P} = 9,5^{0}$ N $\lambda = 306,5^{0}$ /. Ukazuje sa, že erupčnú činnosť v hlavnej skupine zvyšuje zmena plochy A v satelitnej skupine a tiež, pri zmene plochy A v hlavnej skupine dochádza k erupcii v satelitnej skupine.

Magnetický tok škvrny je približne:

 $\dot{\Phi} \doteq 0,036$. A . 10^{13} Wb, kde A je v miliontinách plochy slnečnej pologule, pozri C. W. Allen /4/. Pri zmene plochy A o 100 miliontin plochy slnečnej pologule za deň dôjde priemerne k zmene magnetického toku o 4,17.10⁸ Wb s⁻¹, čo rádove zodpovedá zmenám magnetického toku pri veľkých erupciách, ako boli uvedené skôr. Pritom indukované napätie je U₁₀₀ = 4,17.10⁸ Voltov.

Pokiaľ pri zmenách plochy A slnečných škvŕn naozaj dochádza k erupčnej činnosti malo by sa to prejaviť aj na počte erupcií v jednotlivých obdobiach slnečného cyklu. Grafy ukazujú, že pri zmene celkovej plochy škvŕn, ako aj pri zmene relatívneho čísla dochádza k erupčnej činnosti v slnečnom cykle. Najviac erupcií takto je na vzostupnej časti krivky pre relatívne číslo aj pre plochu slnečných škvŕn a na zostupnej časti, pričom okolo maxima plochy a **relatívneho** čísla sú zmeny týchto indexov najmenšie a preto aj erupčná činnosť je nižšia. Pozri prácu Knoška, Křivský /5/. Jedná sa o silnejšie erupcie importancie SB až 4B. Vzhľadom na malý počet vyšetrovaných aktívnych oblastí treba uvedené výsledky brať do úvahy opatrne. Pokiaľ však ďalšie práce by potvrdili tieto výsledky, môžeme usudzovať na základe priebehu relatívneho čísla z cyklov 8 až 20, že k zvýšenej erupčnej činnosti by malo dôjsť koncom roka 1978 a začiatkom 1979 prvé maximum, a v rokoch 1982 a 1983 - druhé maximum, pričom prvé maximum by malo byť vyššie ako druhé. Jednalo by sa o silnejšie erupcie importancie SB až 4B. V 20. cykle v roku 1971 sa zmenila polarita magnetického poľa v blízkosti severného pólu Slnka /13/, /14/. Po roku 1970 ubúda chvostových magnetických oblastí /16/, a tiež ubúda magnetických oblastí s južnou polaritou, čo źrejme súvisí so zmenou polarity magnetického poľa na severnej pologuli v blízkosti severného pólu Slnka. Tým, že ubúda chvostových magnetických oblastí a pribúda unipolárnych oblastí, aj prvá podmienka pre vznik erupcií je splnená v menšom počte aktívnych oblastí a tým poklesne aj celková erupčná aktivita. Hoci v roku 1971 sú prudké zmeny plochy A, napriek tomu je erupcií málo. Tento výsledok spôsobuje menší počet chvostových oblastí v tomto roku, presnejšie 9 násobný

- 50 -

pokles parametra k =

Nchv. - Nved.

N_{chv}, - N_{ved},

pre zachovávajúce sa oblasti oproti roku 1970. V ďalších rokoch zachovávajúcich sa oblastí magnetického poľa - chvostových pribúda.

rok	k	rok	k
1970	0,417	1972	0,184
1971	0,045	1973	0,286

LITERATURA

/l/ Syrovatskyi S. I. Zborník Problémy slnečnej aktivity a kozmidý systém Prognoz, vyd. Nauka Moskva 1977 /2/ Rust D. M. Solar Physics Vol. 47, No 1 /1976/, 22-23 /3/ Ambrož P. Bull: Astr. Inst. Czechosl., Vol. 24, No 2 /1973/, 88-95 /4/ Allen C. W. Astrophysical quantities, The Athlone Press, London 1973 /5/ Knoška Š., Křivský L. Zborník Slnečná aktivita a jej geoaktívne prejavy, vyd. SUAA Hurbanovo 1978 /6/ Kopecký M., Růžičková-Topolová B. Bull. Astr. Inst. Czechosl., Vol. 29, No 2 /1978/, 69 /7/ Solnechnye dannye No 6, 1975 /8/ Solnechnye dannye No 7, 1975 /9/ Solnechnye dannye No 8, 1975 /10/Solnechnye dannye No 9, 1975 /11/Charakhchyan T. N. et al. 16 - th. Intern. Cosmic Ray Cont. Vol. 3, Kyoto, Japan, 1979 /12/ Giovanelli R. G. Astrophys. J. 89 /1939/, 555 /13/Howard R. Solar Phys. 25 /1972/, 5 /14/Howard R. Solar Phys. 38 /1974/, 283 /15/Vitinsky Yu.I. Solnechye dannye No 8, 1976, 72-81 /16/Vitinsky Yu.I. Solnechnye dannye No 3, 1976, 99-103 /17/Kuleshova K.F. Solnechnye dannye No 8, 1976, 52-60





Obr.l

Ab

F_T - počet erupcií SB až 4B

dt N+S zmena plochy v čase v absolútnej hodnote, ako súčet zmien na severnej a južnej pologuli Slnka, relatívne jednotky

z - pomer počtu unipolárnych magnetických oblastí ku počtu všetkých magnetických oblastí

$$k = \frac{N_{chv.} - N_{ved.}}{N_{chv.} + N_{ved.}}$$



B.100 G satelit No.66 25 5 B 20 30-No.64 20 A,F 150· 100 50-5 1 10 VIII.1975

- 53 -





Obr. 5 - F - erupčný index, B - magnetická indukcia, A A zmena plochy skupiny No. 60 za deň v absolútnej hodnote, v miliontinách plochy pologule Slnka.



- 55 -

Štúdium jemnej štruktúry slnečných škvŕn

ekvidenzitometrickou metódou

L. KULČAR

Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

V predloženej práci sú prezentované výsledky získané pri aplikácii ekvidenzitometrickej metódy k štúdiu jemnej štruktúry slnečných škvŕn a k identifikácii umbrálnej granulácie pomocou ekvidenzit..Bolą urobená analýza identifikácie na štyroch prípadoch dvoch slnečných škvřn zo dňa]6.7.]972 (McMath]]958A a McMath]]958B), ktoré boli spracované ekvidenzitometricky na kontaktnom kopírovacom prístroji v Tautenburgu. Z rozboru výsledkov výskytu umbrálnej granulácie na ekvidenzitogramoch umbier vyplynulo, že väčsina granúl v umbre sa vyskytujúcich sa nachádza na ekvidenzitograme na tých miestach, kde ekvidenzity vykazujú vo svojom priebehu akési "zálivy" alebo" poloostrovy". Na základe porovnania výsledkov získaných prostredníctvom ekvidenzit a výsledkov ziskaných fotometrovaním slnečných škvŕn možno konštatovať, že metóda ekvidenzitometrie dáva správny obraz o intenzitnom rozložení v umbre. Ukazuje sa, že táto metóda sa môže uplatniť pri skúmaní určitých štrukturálnych zmien prebiehajúcich v škvrnách a tiež pri určovaní životnej doby umbrálnej granulácie, avšak nie je vhodná na výskum geometrických charakteristik umbrálnej granulácie. Zo šírky jednotlivých ekvidenzít sa dá 🕚 pomerne dobre usudzovať na gradienty optickej hustoty umbry na negative.

Princíp ekvidenzít je vo fotografovaní známy už dlhú dobu. Pri praktickom zostrojovaní ekvidenzít ide vlastne o využitie Sabattierovho efektu. Práve Sabattierov efekt, ktorý bol do praxe zavedený hlavne kvôli konštrukcii ekvidenzít, umožnil obecné použitie ekvidenzít v mnohých oboroch vedy a techniky.

Okrem využitia ekvidenzít v priemyselnej, umeleckej a dokumentárnej fotografii sa vo veľkej miere, najmä v poslednej dobe, využíva táto metóda aj vo vede, kde fotografický záznam je dôležitým prostriedkom výskumu. Príčinou rozšírenia tejto metódy aj vo vede sú najmä niektoré prednosti, ktoré takýto spôsob spracovania fotografického materiálu poskytuje.

Použitím metódy ekvidenzitometrie v astronómii dosiahli vynikajúce výsledky najmä W. Högner a N. Richter /Högner 1963, Högner 1969, Högner a Richter 1966, Högner a Richter 1971/. S úspechom sa využíva táto metóda najmä pri štúdiu rozloženia jasnosti u plošných objektov ako napr. u komét /Högner a Richter 1969, Richter a Högner 1964a/, hmlovín /Richter a Högner 1963/, slnečnej koróny /Högner a Richter 1965/, galaxií /Richter a Högner 1964b/ a hviezdokôp /Högner a Richter 1967/. Praktické výhody, pre ktoré našla táto metóda široké možnosti využitia, sú hłavne tieto:

- postup získavania ekvidenzít je jednoduchý,
- k práci nie je potrebné zložité a drahé prístrojové a materiálne vybavenie,
- metóda je pomerne rýchla,
- je presná v tom zmysle, že ekvidenzity zobrazujú reálne rozloženie jasnosti útvarov na fotografickom negatíve,
- je použiteľná aj na výskum útvarov malých rozmerov.

Fotometrovať bez zväčšovania i detaily najmenších rozmerov dovoľuje mimoriadne veľká rozlišovacia schopnosť /šírka čiar/ fotografických ekvidenzít. Vynikajúcu prednosť fotografickej ekvidenzitometrie, spočívajúcu v tom, že ekvidenzity je možné vytvoriť aj v miestach najväčšej hustoty, aká sa môže vo fotografickej vrstve vyskytnúť, nie je možné v súčasnej dobe žiadnym iným postupom ani približne dosiahnuť /Krug a Weide 1978/. Metóda ekvidenzitometrie môže v praxi dobre, v určitých prípadoch aj lepšie, nahradiť metódu fotometrovania. Naviac, táto metóda má oproti fotometrovaniu plošných objektov veľkú prednosť najmä v tom, že ekvidnzitometrická štruktúra objektu umožňuje získať na rozdiel od fotometrickej štruktúry predstavu o rozložení jasnosti súčasne vo všetkých rezoch, teda v ľubovoľne zvolenom smere.

Okrem už spomenutého štúdia fotometrickej štruktúry slnečnej koróny /Högner a Richter 1965/ bola táto metóda v oblasti slnečného výskumu aplikovaná aj na štúdium štruktúry slnečných škvŕn /Abdussamatov 1980/. Avšak doteraz nebola ešte metóda ekvidenzít aplikovaná k štúdiu štruktúry umbry slnečných škvŕn za účelom identifikácie umbrálnej granulácie /Högner 1979/. Preto hlavným zámerom tejto práce bolo pokúsiť sa zobraziť a identifikovať umbrálnu granuláciu ekvidenzitami. Nepredpokladal som, že by pomocou tejto metódy bolo možné zobraziť také granuly v umbre, ktoré by inou metódou /napr. fotometrickou/ nebolo možné zobraziť, alebo že by bolo možné zistiť nejaké nové, odlišné charakteristiky umbrálnej granulácie. Cieľ kladený na aplikáciu ekvidenzít bol skôr v prípadnom vylepšenom, rýchlejšom a efektívnejšom postupe pri identifikovaní jednotlivých granúl v umbre alebo pri zisťovaní niektorých ich charakteristík. Kladný výsledok by pravdepodobne pomohol takmer výlučne v praktickej stránke pri spracovávaní fotografického materiálu používaného k štúdiu jemnej štruktúry umbry slnečných škvŕn.

POZOROVACÍ MATERIÁL A SPÔSOB SPRACOVANIA

Metódou ekvidenzitometrie boli spracované 3 negatívy obsahujúce skupinu slnečných škvŕn McMath 11958, ktorá pozostávala z 2 veľkých škvŕn. Z celkového počtu šiestich spracovaných škvŕn bola indentifikácia umbrálnej granulácie uskutočnená u štyroch škvŕn. Všetky použité negatívy boli získané na Astronomickom ústave SAV na Skalnatom Plese dňa 16. 7. 1972 refraktorom priemeru 20 cm/clonený na priemer 16 cm/ s expozičnou dobou 1/500 sekundy na film Copex pan. Súradnice jednotlivých škvŕn v skupine boli nasledovné:

škvrna McMath 11958 A E 28 S 09 škvrna McMath 11958 B E 42 S 07

Obe škvrny skupiny mali vyvinutú penumbru, tvaru boli trochu predĺženého v smere N-S /McMath 11958 A/, resp. v smere F-W /McMath 119588/. Štruktúra oboch škvřn bola pomerne jednoduchá s náznakom dvoch svetelných rostov u škvrny McMath 11958 A a s výrazným svetelným mostom u škvrny McMath 11958 B.

Originálne negatívy boli spracované ekvidenzitometricky na kontaktnom kopírovacom prístroji v Karl-Schwarzschild-Orservatorium Akadémie vied NDR v Tautenburgu W. Hognerom. Ako fotomateriál na zhotovovanie kontaktných kópií a ekvidenzít bol použitý fototechnický planfilmORWO FU 5 a repro-vývojka ORWO A 71. Celý proces získavania ekvidenzít je podrobne opísaný v /Druckmüller 1970/ a v /Krug a Weide 1978/.

Po celom procese spracovania sme obdržali jednotlivé ekvidenzity, ktoré sme získali rozličnou expozičnou dohou pri kontaktnom kopírovaní a ktoré predstavovali vždy určitú denzitnú úroveň na originálnom negatíve. Poloha jednotlivých ekvidenzít je totiž závislá len na dobe expozície pri zhotovovaní kontaktnej kópie, a teda túto polohu je možné expozíciou meniť, t.j. posúvať polohu ekvidenzít z oblastí opticky menej hustých do oblastí s vyššou optickou hustotou na negatíve.

Prehľad o počte získaných ekvidenzít u jednotlivých škvŕn udáva tabuľka č. l. Tabuľka č. l

Dátum	Číslo negatívu	Čas expozície negatívu v UT	Označenie škvrny	Počet získaných ekvidenzít
16.7.1972	56	06 ^h 37 ^m 01 ^s	McMath 11958A	5
	83	07 ^h 30 ^m 43 ^s	McMath 11958P	13
	100	07 ^h 57 ^m 13 ^s	McMath 11958A	13
			McMath 11958B	13







Obr. 2 - Fotografia znázorňujúca umbrálnu granuláciu v škvrne McMath 11958A z negatívu číslo 56.



Obr. 4 - Fotografia znázorňujúca umbrálnu granuláciu v škvrne McMath 11958B z negatívu č.83.

Obr. 3 - Fotografia škvrny McMath 11958B z negatívu číslo 83

Po získaní jednotlivých ekvidenzít sme urobili montáž skupiny ekvidenzít prekreslením na jeden obraz, čím sme dostali ekvidenzitogram.

Pretože pri našom ekvidenzitnom spracovávaní negatívov sme zhotovovali ekvidenzity iba 1. rádu, každá jednotlivá ekvidenzita mala určitú nezanedbateľnú hrúbku. Táto nežiadúca skutočnosť by sa dala obísť postupným zostrojovaním ekvidenzít vyšších rádov, ktoré by sa nachádzali na okrajoch pôvodného profilu ekvidenzít. Pretože v našom postupe spracovania tomu tak nebolo, pri prekresľovaní ekvidenzít na ekvidenzitogram som vyznačil v prípade, kde určitá ekvidenzita bola značne hrubá, toto "zhrubnutie" ekvidenzít čiernymi rozšírenými líniami prípadne plôškami. Avšak v prípade ekvidenzitogramu z negatívu č. 83 /obr.č.6/ som u posledných 4 vnútorných ekvidenzitách /ekvidenzity 10-13/ nevyznačoval hrúbku jednotlivých ekvidenzít rozšírenými čiernymi plôškami kvôli prehľadnosti pretože tieto ekvidenzity boli až do takej miery hrubé, že na niektorých úsekoch sa dve navzájom susediace ekvidenzity prekrývali.

Hrúbka /šírka/ ekvidenzity súvisí s dĺžkou expozičnej doby pri kontaktnom kopírovaní a tiež s gradientom optickej hustoty. V prípade, že sa dodržuje určitý postup pri výbere expozičných časov pri kopírovaní /Högner 1979/, možno dosiahnuť to, že šírka ekvidenzity prakticky závisí len od gradientu. Táto skutočnosť nám umožňuje na základe šírky jednotlivých ekvidenzít usudzovať na priebeh a zmeny gradientu optickej hustoty na negatíve umbry.

Na ekvidenzitogramoch škvŕn z negatívov č. 56 a 83 /obr.č. 5 a 6/ sú prázdnymi krúžkami znázornené miesta, v ktorých sa vyskytuje na fotografiách umbrálna granulácia /obr.č. 2 a 4/. K tejto identifikácii polohy je nutné poznamenať, že krúžky znázorňujú iba polohu granúl v umbre, no svojím tvarom a veľkosťou nereprezentujú a nemajú žiadny vzťah ku skutočným rozmerom a tvaru umbrálnej granulácie.

Na postupnosti fotografií získaných rozličnou expozičnou dobou vo zväčšovacom prístroji boli viditeľné postupne vždy iné partie umbry, teda aj iné umbrálne granuly. Výsledný obraz o umbrálnej granulácii sme získali ako superpozíciu všetkých týchto granúl. Pri identifikácii boli do úvahy vzaté s rovnakou váhou aj tie umbrálne granuly, ktoré sa vyskytli len raz na niektorej fotografii z postupnosti, ako aj tie, ktoré boli identifikované súčasne na viacerých fotografiách na tom istom mieste.

Všetky nami získané ekvidenzity a ekvidenzitogramy nám poskytujú iba kvalitatívny obraz o denzitnej štruktúre v umbre slnečných škvŕn. Príčinou je skutočnosť, že použité **negatívy** neobsahujú fotometrickú škálu. Všetky negatívy použité v tejto práci sú z fotografického archívu Astronomického ústavu SAV na **Skalnatom** Plese, kde boli získané v rámci bežnej patrolnej služby Slnka, teda nie za účelom fotometrického alebo ekvidenzitometrického spracovania. V budúcnosti sa tomuto možno vyhnúť tým, že pripozorovacích programoch sa súčasne naexponuje na negatív aj fotometrická škála, prípadne pri zhotovovaní kontaktných

- 60 -



- 61 -

kópií je možné súčasne kopírovať šedý klin pre meracie účely.

VÝSLEDKY

Na základe predpokladu, že umbrálna granulácia je vlastne pokračovanie fotosférickej granulácie v umbre /Bumba a Suda 1980/ a poznatkov o fotometrickom profile jednotlivej fotosférickej granuly /Leighton 1963/ by sa dalo očakávať, že granuly v umbre sa zobrazia ako koncentrické kruhy ekvidenzít. Tento predpoklad sa však vo väčšine prípadov nepotvrdil. Výsledkom porovnania miest výskytu umbrálnej granulácie viditeľnej na fotografiách s priebehom ekvidenzít na ekvidenzitogramoch jednotlivých umbier slnečných škvŕn je zistenie, že granuly v umbre sa vyskytujú v prevažnej väčšine prípadov na tých miestach, v ktorých ekvidenzity vykazujú priebeh v tvare akýchsi "zálivov" alebo "poloostrovov". /Viď obr. č. 5 a 6 - ekvidenzitogramy/. Umbrálne granuly sa pritom vyskytujú rovanko v zálivoch na vnútornej strane /t.j. bližšie ku geometrickému stredu plôšky ohraničenej ekvidenzitou/ ekvidenzity ako aj na vonkajšej strane /t.j. v smere od stredu umbry k penumbre/. Tento výsledok je v zhode s výsledkami Beckersa a Schrötera /Beckers a Schröter 1968/, ktorí prišli k rovnakému zisteniu týkajúcemu sa výskytu umbrálnej granulácie v zálivoch /kinks/, avšak na základe výskumu umbry škvrny fotometrovaním. Tento výsledok v konečnom dôsleku je potvrdením predchádzajúcich prác zaoberajúcich sa fotomegrickými profilmi umbier slnečných škvŕn v tom zmysle, že profil umbry nie je plochý. Avšak na základe analýzy šírky jednotlivých ekvidenzít, ktoré závisia hlavne na gradiente optickej hustoty na negatíve, vyplýva, že gradient optickej hustoty sa smerom ku stredu umbry zmenšuje.

Za účelom zistenia miest najčastejšieho výskytu umbrálnej granulácie vo vzťahu k polohe a tvaru ekvidenzít na ekvidenzitograme, som všetky granuly v umbre sa vyskytujúce rozdelil do piatich skupín podľa nasledovných kritérií:

I. skupina - granula sa vyskytovala v "zálive" alebo "poloostrove";
II. skupina - granula sa nachádzala na rovnom úseku ekvidenzity;
III. skupina - granula sa nachádzala v mieste zmeny smeru ekvidenzity, t.j. na mieste, kde ekvidenzita nevykazovala deformáciu, avšak menila smer /tzv. "nepravý záliv"/;
IV. skupina - granula bola koncentricky obklopená krúžkom ekvidenzity;

 V. skupina - granula sa nachádzala na mieste bez žiadneho súvisu s ekvidenzitou.

Výsledok analýzy polôh umbrálnych granúl udáva tabuľka č. 2.

Tabuľka č. 2

		Negati	(v 100		Negatí	v 83	Negatív	56	
e.	McM 11	ath 958A	МсМа	th 11958B	McMath	11958B	McMath 11958A		
Počet všetkých granúl v umbre		36	Ŧ	83		74	81		
I.sk.	37	43 %	. 38	46 %	45	61 %	40	49 %	
II.sk.	30	35 %	21	25 %	20	27 %	11	14 %	
III.sk.	9	10 %	15	18 % .	. 5	7 %	· 7	98	
IV.sk.	3	4 %	0	0 %	0	0 %	10	12 %	
V. sk.	7	8 %	9	11 %	4	5 %	13	16 %	

Na základe štatistického rozboru v tabuľke č. 2 môžeme vyvodiť nasledovné uzávery:

7 Veľká väčšina umbrálnych granúl sa vyskytuje v "zálivoch" alebo "poloostrovoch" tvorených ekvidenzitami. Toto tvrdenie sa ešte viac zvýrazní, ak skupiny I a II zlúčime do jednej skupiny, teda skupinu III budeme považovať za okrajový prípad skupiny I.

- Nezanedbateľné množstvo výskytov granúl tvorí skupinu II. K tomuto je potrebné poznamenať, že vo väčšine prípadov, v ktorých granula ležala na priamych úsekoch ekvidenzít, ekvidenzita bola v tom mieste rozšírená. Možno predpokladať, že v prípade zostrojenia ekvidenzít vyšších rádov ako rádu prvého by tento efekt zmizol a všetky prípady výskytu granúl v skupine II by sa "presunuli" do skupiny I, prípadne do skupiny IV.

Pre ostatné prípady platí zrejme, že ekvidenzita sa nachádzala práve na takej úrovni sčernania negatívu, na akej sa nachádzala intenzita granuly.
Pomerne malý počet výskytu granúl pripadá na tie prípady, kedy bola granula koncentricky uzatvorená ekvidenzitou.

- Taktiež malý počet pripadá na výskyt granúl v miestach bez ekvidenzít / s výnimkou negatívu č. 56, čo je s najväčšou pravdepodobnosťou spôsobené malým počtom ekvidenzít/. Príčina je pravdepodobne v tom, že hustota ekvidenzít nebola dostatočná a uvedené granuly sa nachádzali zhodou okolností na takej hladine sčernania umbry na negatíve, na ktorej nebola zostrojená ekvidenzita.

ZAVER

Záverom možno zhrnúť, že na základe vyššie uvedených výsledkov dosiahnutých pri identifikácii umbrálnej granulácie metódou ekvidenzitometrie možno úspešne túto metódu použiť pri skúmaní určitých štrukturálnych vlastností a zmien odohrávajúcich sa v slnečných škvrnách. Ukázalo sa, že výsledky získané touto metódou sú v dobrom súhlase s výsledkami získanými fotometrovaním slnečných škvŕn. Táto metóda sa môže dobre uplatniť pri skúmaní štrukturálnych zmien v umbre, ktoré sú vlastne odrazom dynamických procesov prebiehajúcich v umbre /svetelné mosty, procesy rozpadu umbry a pod./.

Zo šírky ekvidenzít sa dá usudzovať na gradienty optickej hustoty negatívu, teda v konečnom dôsledku aj na priebeh intenzít v umbre.

Na základe výsledkov možno povedať, že metóda ekvidenzít nie je vhodná na určovanie geometrických charakteristík umbrálnej granulácie /ako napr. tvar granúl, ich rozmery, vzdialenosti stredov jednotlivých granúl a podobne/. Avšak táto metóda sa zrejme bude môcť dobre uplatniť pri skúmaní životnej doby umbrálnej granulácie sledovaním výskytu "zálivov" ekvidenzít na postupnosti snímok. K tomuto však bude potrebná kalibrácia negatívu, čo námumožní sledovať určitú ekvidenzitu s rovnakou hodnotou denzity na viacerých snímkach po sebe nasledujúcich.

LITERATURA

/1/ Abdussamatov H. I.; 1980: Solar Physics 65, 197 /2/ Beckers J. M., Schröter E. H., 1968: Solar Physics 4, 303 /3/ Bumba V., Suda J., 1980: B. A. C. 31, 101 /4/ Druckmüller M., 1970: Práce hvězdárny a planetária v Brně, 11 /5/ Högner W., 1963: Fotografie 17, 457 /6/ Högner W., 1969: Jenaer Rudschau 6, 340 /7/ Högner W., 1979: Súkromná informácia /8/ Högner W., Richter N., 1965: Monatsber. dtsch. Akad. Wiss. Berlin 7, 258 /9/ Högner W., Richter N., 1966: Jenaer Rundschou 11, 315 /10/Högner W., Ruchter N., 1967: Die Sterne 43, 113 /11/ Högner W., Richter N., 1969: Isophotometrischer Atlas der Kometen, Verlag Johann Ambrosius Barth, Leipzig /12/Högner W., Richter N., 1971: Die Sterne, 47, 49 /13/Krug W., Weide H.G., 1978: Vědekcá fotografie fe fotografické praxi, SNTL, Praha 1978 /14/Leighton R. B., 1963: Annual Review of Astronomy and Astrophysocs, Vol.1,19 /15/Richter N., Högner W., 1963: Monatsber. dtsch. Akad. Wiss. Berlin 10, 603 /16/Richter N., Högner W., 1964a: Mitt. Karl-Schwarschild-Observ. 22 /17/Richter N., Högner W., 1964b: Astron. Nachr. 287, 261

- 64 -

Velkorozměrová rychlostní pole

na Slunci

P. AMBROZ

Astronomický ústav ČSAV, observatoř Ondřejov

ABSTRAKT

V práci je diskutována interpretace popisu sluneční diferenciální rotace. Jsou uvedeny argumenty proti klasickému výkladu šířkově závislého zonálního proudění. Na základě fotosférických pozorování radiálních rychlostí je zde popsána metodika dovolující převést délkově, šířkově i časově proměnlivou velikost rotační rychlosti na velkorozměrové rychlostní pole ve sluneční fotosféře. V závěru je diskutována interpretační stránka tohoto výsledku.

Jednou ze základních vlastností pozorovaných konvektivních pohybů na úrovni sluneční fotosféry je značný stupeň jejich uspořádanosti a dlouhodobé zachovávání výrazné hierarchie jejich charakteristických rozměrů. Průkazná pozorování v tomto směru máme pro granulární a supergranulární charakteristické rozměry konvekce. Zajímavou a rozhodně ne bezvýznamnou vlastností takovýchto uzavřených konvektivních elementů je jejich poměrně těsné sepjetí s měřitelným podélným magnetickým polem na jejich rozhraní. Přestože doposud není zcela jasný fyzikální mechanismus této vazby, lze očekávat, že oba procesy, t.j. konvektivní pohyb plazmy v dané charakteristické dimenzi a přítomnost magnetického pole na okrajích konvektivního elementu jsou spolu kausálně vázány a bude je možné společně popsat magnetohydrodynamickými rovnicemi.

Tato úvaha nabízí další možnost rozšíření našich vědomostí o uspořádaných konvektivních pohybech jak k charakteristickým dimenzím menším než je dimenze granulí, tak k dimenzím větším než je dimenze supergranulí. Zatímco u první varianty jsme při pozorování v současné době omezeni nedostatečnou rozlišovací schopností přístrojů a rušivým vlivem atmosférického neklidu, střetáváme se při prověřování druhé varianty spíše s metodickými problémy a obtížemi, ktoré vyplývají patrně z malé amplitudy měřitelných veličin a samotného charakteru případ-ných konvektivních pohybů.

typ konvektivního útvaru	char.horizontální rozměr /ve zlomcích sl. poloměru/	amplituda rychlosti /m s ⁻¹ /
hranice úhlového rozlišení	4×10^{-4}	
granule	$4 \times 10^{-4} - 1,2 \times 10^{-3}$	500-2000
supergranule	$0,9x10^{-2} - 8,2x10^{-2}$	100-500
obří granule resp. vlny	0, 4 - 1, 0	50-100
diferenciální rotace	1 - 2,5	100
meridionální cirkulace	0,4 - 0,8	2
		9

Pro přehlednost lze uvést některé charakteristiky, vyplývající z dosavadních šetření:

Z těchto údajů je patrné, že základním dělícím rozhraním mezi malorozměrovou a velkorozměrovou konvekcí lze postavit na charakteristický rozměr kolem 0,2 -0,3 R. Přitom ve skutočnosti oddělujeme dva svým charakterem výrazně rozdílné typy pohybu. Pozorování ukazují, že velkorozměrová rychlostní pole tak, jak byla zde charakterizována, neobsahují výraznou složku vertikálních pohybů a tedy v nich bude probíhat proudění převážně v horizontální rovině. Hlavním důvodem, proč uspořádaná velkorozměrová rychlostní pole na Slunci očekáváme vyplýva z toho, že i při studiu velkorozměrové struktury slunečních magnetických polí byly nalezeny útvary, ktoré připomínají ucelené strukturální jednotky. Jsou to především tzv. obří granule a superveliké právidelné struktury. U obou těchto útvarů ale zatím nemáme žádné důkazy o tom, že by byly přímo příčinně spojeny s konvektivními útvary stejných dimenzí.

Samotný význam nalezení uspořádaných velkorozměrových rychlostních polí lze vidět v tom, že by mohly být důležitým mezičlánkem v poznání mechanismu vzniku sluneční diferenciální rotace a v pochopení cykličnosti vzniku sluneční aktivity. Oba tyto problémy lze považovat za stěžejní úkoly při astrofyzikálním výzkumu Slunce.

Ve shora uvedeném přehledu je zřejmé, že do kategorie velkorozměrových rychlostních polí zahrnujeme vedle případných obřích konvektivních cel a horizontálních vln i tzv. meridionální proudění a sluneční diferenciální rotaci. Není bez zajímavosti, že právě diferenciální rotace má co do velikosti rychlostí, tedy veličiny, kterou jsme schopni pro tyto účely měřit, největší hodnotu, zatímco óstatní typy horizontálního proudění mají hodnoty rychlostí menší, mnohdy podstatně. V další části referátu se pokusím proto o některé charakteristiky diferenciální rotace na základě dosavadních výsledků a poukáži na některé nové možnosti její interpretace. Poznatek, že úhlová rychlost sluneční rotace klesá ve směru od rovníku k pólům /tato diference činí v průměru 20 % rovníkové rychlosti/, byl v hlavních ryr sech znám již v druhé polovině minulého století. Byl stanoven na základě různé doby rotace rekurentních slunečních skvrn pro různé heliografické šířky. Pro formulaci závěrů o sluneční rotaci byl nezbytný předpoklad, že skvrny jsou volně unášeny fotosférickou plazmou, která je obklopuje. Tato základní metoda, při níž rotaci sluneční koule charakterizujeme na základě pozičních měření ojedinělých diskretních aktivních útvarů na Slunci, se používá bez podstatné změny dodnes. Bylo jí mnohokrát použito pro různá období a různé typy aktivních útvarů. Výsledky, které poskytla, vzbuzují na jednu stranu dojem, že o diferenciální rotaci již bylo zjištěno vše, na druhou stranu ale existují mezi výsledky jednotlivých autorů drobné, avšak přece jen patrné rozdíly. Ty signalizují určitou a snad i velmi podstatnou nesrovnalost mezi měřením, interpretací a chápaním celého jevu.

Klasická koncepce popisu diferenciální rotace vychází z předpokladu, že na úrovni fotosféry se jedná o čistě zonální proudění, jehož úhlová rychlost klesá od slunečního rovníku k pólům. S úspěchem lze pro tento popis použít známeho výrazu

$$\omega/\psi/=a + b \sin^2 \psi + c \sin^4 \psi$$
 /1/

kde φ je heliografická šířka a koeficienty a, b a resp. c lze stanovit z hodnot $\omega / \varphi /$ metodou nejmenších čtverců. Koeficient a udává úhlovou rychlost na rovníku, koeficient b upřesňuje popis ve středních šířkách a koeficient c, který se stanovuje jen zřídka kdy, má vztah k vysokým heliografickým šířkám. Formálně je tento způsob popisu používán pro globální popis sluneční rotace pro určitou vrstvu sluneční atmosféry a obsahuje tedy implicitní předpoklad pro její střední poloměr r, kde pro fotosférické jevy r = 1 R a pro jevy v koróně r > 1 R.

Z celé řady stanovených koeficientů a, b a resp. c pro různé typy aktivních jevů na Slunci se ale ukazuje, že hodnota (2), která je výchozí pro tento způsob popisu není jednoduchou funkcí heliografické šířky. Podívejme se podrobněji na způsob jejího stanovení např. při studiu rotační rychlosti slunečních skvrn.

 né skvrny a i pro stanovení šířkové závislosti se volí určitý interval $\Delta \tilde{\Phi}$ /zpravidla 2,5° až 5°/, v němž opět jsou zahrnuty do statistiky všechny skvrny, které se podařilo změřit.

Položíme tedy nyní jako pracovní hypotezu předpoklad, že vektor zonální úhlové rychlosti není pouze funkcí heliografické šířky, ale že je možné jej stanovit v každém bodě na slunečním povrchu – označme jej velké Ω . Připusťme, že může záviset jak na heliografické šířce φ , tak na heliografické délce λ i na čase a obecně na vzdálenosti od slunečního středu.

Potom $\Omega = \Omega(\lambda, \gamma, r, t)$ je poměrně velmi složitou funkcí o jejíž explicitní formě vlastně nic nevíme. Přitom tento předpoklad je z hydrodynamického hlediska zcela oprávněný, ba dokonce nutný.

Při běžném procesu zpracování hledáním průměrných hodnot se provádí následující operace

$$W_{r}(\varphi) = \frac{4}{N} \sum_{\substack{\rho = \varphi_{q} \\ \rho = \varphi_{q}}} \sum_{t=T_{q}} \sum_{\lambda \geq 0} \Omega(\lambda, \varphi, r, t) \quad r = \text{konst.} \quad /2/$$

kde N je celkový počet všech měření a sumace v šířce a čase určují jemnost šířkového kroku a délku časového intervalu, v němž provádíme, šetření. Z doposud publikovaných prací vyplýva, že zkracováním intervalu $\Delta T = T_2 - T_1$ se zvětšují odchylky $\omega_r (\varphi)$ od hladké analytické křivky, což je do značné míry pochopitelné, poněvadž automaticky klesá i N. Podobný efekt pozorujeme i při zmenšování intervalu $\Delta \Phi = \Phi_2 - \Phi_4$. Z několika málo dostupných prací je zřejmé, že $\omega_r (\varphi)$ se mění i v průběhu cyklu. Např. koeficient a při $\Delta T = 0.5$ roku nabýva minimálních hodnot v letech maxima cyklu. Podle Čistjakova /1976/ dokonce koeficient b kolísá s periodiou l rok. Vitinský a Iksanov /1972/ nalezli rozdíl mezi charakterem diferenciální rotace pro různé délkové oblasti. V délkách se zvýšeným výskytem podkladových magnetických polí /zde lze hovořit o určité analogii s tzv. aktivními délkami / je v šířkovém intervalu $\pm 15^{\circ}$ daleko větší rigidita rotace než vně těchto oblastí.

Tyto práce i řada dalších ukazují, že složitost funkcionální závislosti $\mathcal{L}(\lambda, \varphi, r, t)$ není jen prázdným předpokladem a že skutočně již dnes existuje v pozorovacím materiálu řada indikací, které ji podporují. Přitom ale je zcela zřejmé, že v metodice popsané výrazem /2/ není efektivní cesta k objasnění celé problematiky již z toho důvodu, že veličina $\Omega(\lambda, \varphi, r, t)$ není výše uvedeným postupem obecně měřitelná v závislosti na úplném souboru svých proměnných. Z toho přímo vyplývá, že hodnota $\omega_r(\varphi)$ je silně ovlivněna výběrovým efektem vlastně všech parametrů na levé straně ve výrazu /2/ a tedy nemá a ani nemůže mít obecnou hydre y rodynamickou platnost. Je třeba tedy zdůraznit a stále mít na paměti, že úhlová rýchlost $\omega(\varphi)$ ve výrazu /1/ i /2/ nemůže být chápána jako hydrodynamická veličina, ale pouze jako popisný parametr pro průměrnou úhlovou rychlost rotace aktivních jevů určitého typu. V této souvislosti by snad bylo vhodné zdůraznit, že nevýhody metodiky, popsaně výrazem /2/ se do značné míry uplatňují i u těch metodických postupů, kde je využívano autokorelační analyzy spojitých číselných řad. Touto cestou např. se postupovalo při studiu rotační rychlosti podkladových magnetických polí resp. zelené koróny. Rozdíl je pouze v tom, že zde se analyza neprovádí způsobem podle výrazu /2/, avšak systém průměrování jak v čase, tak i v délce je v plném rozsahu zachován a drobné fluktuace především v heliografické délce jsou dlouhými soubory vyloučeny.

Zvláštní zmínku zaslouží porovnání funkcí $\omega = \omega(\varphi)$ pro různé typy aktivních jevů . Obecně není sporu o tom, že průměrná doba rotace téměř všech studovaných jevů se prodlužuje ve směru od rovníka k pólům. Přitom lze říci, že čím větší lineární rozměr studovaný aktivní jev má, tím menší je diferenciálnost jeho rotační úhlové rychlosti v závislosti na heliografické šířce. Přitom podle autorova názoru dnes neexistuje žádný pozorovací argument pro tvrzení, že sluneční rotace obsahuje čistě zonální proudění tak, jak je popisuje výraz /1/. Pokusme se proto alespoň v hrubých rysech nalézt jiné alternativy, které by mohly byť zatím jen spekulativně nastínit jiné další možnosti interpretace dosavadních pozorování.

Rekněme, že zatím pro tento moment tohoto referátu zavrhneme interpretaci diferenciální rotace jako čistou formu šířkově závislého zonálního proudění. Tím zároveň zavrhujeme i celou skupinu modelů, které v literatuře tento typ diferenciálního proudění vysvětlují a které lze charakterizovat jako osově symetrické.

Erudice teoretiků v uplynulých patnácti létech připustila i tuto možnost a nabídla v principu dva tzv. osově nesymetrické modely diferenciální rotace. Jedním z nich je model, využívající baroklinní nebo též Rossbyho dvojrozměrné vlny. Druhý typ modelů je budován na principu obřích konvektivních cel. Samotný koncept nesymetrického modelu je sympatický již proto, že i rozložení různých typů aktivních procesů a jevů na Slunci mu v zásadě odpovídá. Daleko nesnadnější je ale rozhodnout, který z typů nesymetrických procesů se na Slunci realizuje a v jakém rozsahu. Jádro obtíží zde totiž spočívá v pozorovatelských problémech při řešení této úlohy, kdy stojíme před otázkou, jak stanovit rychlostní pole na slunečním povrchu s dostatečnou absolutní přesností, prostorovým rozlišením a pokud možno denně po dobu mnoha týdnů.

Pro pozorovatele se celá úloha redukuje na systematické měření radiálních rychlostí. Poněvadž v tomto směru nejvíce udělal Dr. R. Howard z observatoře na Mt. Wilsonu, zmíním se podrobněji o jeho způsobu práce. Jak známo, při rutinním pozorování magnetických polí na celém disku pomocí magnetografu lze úspešně využít tzv. Dopplerovského kompenzátoru rychlostí k vytváření numerických matic měření radiálních rychlostí. Standartní měření, tak jak se provádí, vytváří matici o rozměrech 135 /ve směru osy x/ na 108 /ve směru osy y/ digitálních hodnot. Průměrná délka takového pozorování je kolem 90 min a přesnost měření se zpočátku udávala kolem 15 - 25 m s⁻¹, v poslední době ale 60 - 80 m s⁻¹.

- 69 -

Každé takové měření radiální rychlosti V_o /jeden numerický údaj/ je ve skutečnosti bohatou směsí komponent rychlostí různých typů pohybu, které je třeba navzájem separovat. Jedná se o tyto komponenty :

w:	= V _{SR}	složka sluneční rotace = $\omega R_{\odot} \cos \varphi \sin L \cos B_{\odot}$	/3/
U	+ VER	složka rotace Země	
•	+ V FO	složka oběžné rychlosti Země kolem Slunce	
	+ V SM	složka nerotačního pohybu sluneční hmoty	
	+ V	složka okrajového efektu rudého posuvu = 🥑 / 1-cos 🥑 / 2	
	tV _{ZP}	kalibrační hodnota rychlosti, k níž se vztahuje měření.	

Pro naši úlohu jsou zajímazé komponenty V_{SR}, která popisuje diferenciální rotaci, složka V_{SM}, v níž jsou zahrnuty údaje o lokálních polích různých dimenzí a případně i složka V_{LS}, jejíž fyzikální interpretace může být předmětem diskuse.

Howard a Harvey /1970/ úsporným způsobem oddělili jednotlivé složky a publikovali pro každý den pozorování parametry, které jsou v relaci s komponentami V_{SR} a V_{LS}. Pro každou polokouli stanovili veličiny a, b, c, e, z nichž první tři lze dosadit do výrazu /1/ a stanovit tak hodnotu ω/φ / pro každou polokouli a každý den. Touto cestou sice vůbec není odstraněn apriorní předpoklad čistě zonálního proudění, avšak časový interval ve výrazu /2/ se zkrátil na T = 90 min a délkový interval na $\Delta\lambda = \hat{\chi}$, což podstatně potlačilo nepříjemný integrační efekt dřívějších prací.

Již předběžná analyze prvních dvou parametrů a i b, provedená autorem tohoto referátu a znázorněna na obrázcích 1 a 2 ukázala, že oba jsou v čase značně proměnlivé, což ve skutečnosti indikuje jejich proměnlivost v heliografické délce. Soubory denních hodnot byly podrobeny anharmonické analyze a vedle téměř jednoroční periody a periody s délkou trávní kolem 0,3 - 0,5 roku bylo nalezeno výrazné kolísání s periodou srovnatelnou s délkou jedné sluneční otočky. Periody kratší nebyly vyhledávány vzhledem k poměrně řídkému a výrazně neekvidistantnímu souboru dat. Skutečnost, že jak parametr a, tak i parametr b kolísají s periodou rovnou délce sluneční otočky, autor považuje za dostatečně závažnou pro to, aby přikročil k analyze proměnlivosti parametrů diferenciální rotace v závislosti na heliografické délce. Anharmonická analyza chodu koeficientů a i b s časem ale není dostatečně citlivá a průkazná pro stanovení jemné struktury takové závislosti a nedává přijatelnou možnost stanovit charakter velkorozměrového rychlostního pole na Slunci.

Pro stanovení velkorozměrového rychlostního pole byla proto použita jiná metodika, jejíž výchozí úvaha je následující:

Je-li pohyb časově dostatečně perzistentní, t.j. velikost a směr vektoru rychlosti velkorozměrového pole se nemění alespoň během sedmi dní, potom je možné ze dvou nezávislých měření radiální rychlosti v témže bodě na Slunci stanovit plný vektor horizontálního pohybu. Je zřejmé, že již nyní byly zavedeny dva dosti závažné předpoklady o časové perzistenci a horizontálnosti proudění.



Obr. 1 - Časový rozvoj hodnot koeficientu a=AN stanoveného z měření na severní polokouli pro období let 1966 - 1968. Tečkami jsou vyznačeny naměřené hodnoty. Proložená krivka byla získána metodou postupné anharmonické analýzy. Stupnice na svislé ose udává odchylky od průměru za celé studované období.





- 71 -
S ohledem na dostupnost pozorovacích údajů bylo třeba v hrubosti předpokladů postoupit ještě dále. Data Howarda a Harveye dovolují pro každý den, kdy bylo možné pozorovat, stanovit hodnoty $\omega / \psi / pro severní a jižní polokouli. Postu$ lujeme, že tyto hodnoty jsou dostatečně representativní pro heliografické délkyv rozmezí L^{*†} /45° - 60°/ od centrálního meridiánu. Pro tento předpoklad nenísice dostatečně rozumného zdůvodnění, avšak je pro použitou metodu dosti důležitý. Jistým ospravedlněním může být snad jen to, že měření při okraji diskujsou značně ovlivňována efektem okraje rudého posuvu a měření v centru diskumají pro horizontální proudění poměrně malý význam.

Předpoklad čistě horizontálního proudění je zde důležitý hlavně proto, že na základě navržené metody nelze stanovit všechny tři komponenty vektoru rychlosti v daném bodě, poněvadž nejsme schopni sestavit soustavu tří nezávislých měřících rovnic. Pro horizontální pohyb taková možnost existuje. Předpokládejme, že provedeme měření radiální rychlosti $V_{\rm E}$ v bodě s heliografickou šířkou φ a heliografickou vzdáleností od centrálního meridiánu L na východní polokouli. Po několika dnech, když se rigidně rotující sluneční koule otočí o 2 L heliografických stupňů vůči pozorovateli, toto měření zopakujeme v bodě o stejné šířce φ ale jeho meridiální vzdálenost L bude na západní polokouli. Výsledek měření bude V_W. Potom pro vektorové složky rychlosti w /složka zonálního proudění/ lze psát

 $V_{\rm E} = u \sin L - v \sin \varphi \cos L \qquad (4/$ $V = -u \sin L - v \sin \varphi \cos L$

Tato soustava nemá netriviální řešení pouze pro L = 0, L = 90° a φ = 0.

Pro složky rychlosti potom dostáváme

$$u = \frac{v_{\rm E} - v_{\rm W}}{2 \sin L}$$

$$v = \frac{-/v_{\rm E} + v}{2 \sin \theta \cos L}$$

Poněvadž použitá data předzpracováváme prostřednictvím výrazu /1/, je třeba za radiální rychlosti dosadit úhlové rychlosti. Potom

$$u = \frac{\sum \omega_1 (\varphi) + \omega_2 (\varphi)] R_0 \cos \varphi \sin L}{2 \sin L}$$
 /6/

/5/

$$V = \frac{\left[\omega_{1}(\varphi) - \omega_{2}(\varphi)\right] R_{0} \cos \varphi \sin L}{2 \sin \varphi \cos L}$$

kde indexy 1 a 2 představují první a druhé měření.

- 72 -

Z těchto posledních dvou výrazů je vidět, že celé naše snažení je již ve své podstatě zatíženo několika vážnými omezeními.

- 1. Ve skutečnosti pracujeme s hodnotami $\omega / \varphi' /$, které jsou vyhlazeny přes celý disk a tedy není naděje na reálné výsledky při proudových systémech o malém charakteristickém rozměru v délce.
- 2. Výraz pro v je v rovníkové oblasti nepoužitelný v důsledku tangentové singularity a v těsné blízkosti rovníku dává vysoké hodnoty. Je spíše pravděpodobné, že v hodnotě radiální rychlosti se budou prosazovat efekty radiální konvekce, které zanedbáváme.
- Poněvadž () pro severní a jižní polokouli se stanoví zvlášť a má na rovníku zpravidla nespojitost, projevuje se tato nespojitost i v hodnotách u a v.
- Pracujeme zde s fiktivní absolutní veličinou rychlosti, která je ale odvozena z relativních rychlostí a tedy nemá absolutní platnost.
- 5. Geometrické úvahy jsou zjednodušeny pro rigidní rotaci, pro což ale není dostatečně solidního zdůvodnění. Při velkorozměrovém proudění o rychlosti 100 m s⁻¹ dojde za 7 dní k přesunu objemu o stejné identitě asi o 60 000 km.
- 6. Použitá pozorování jsou v čase značně nehomogenně rozložena což vede k tomu, že ani úhel L ani interval λ nejsou konstantní.

Přes všechny tyto nedostatky bylo možné na základě uvedeného postupu zkonstruovat na obr. 3 pokusnou mapu horizontálního vektorového pole pro Carringtonovu otočku č. 1522. Samotná mapa vektorového pole dává v některých oblastech heliografických šířek poměrně velmi dobře uspořádané pole vírů. Nejmenší délkový rozměr takových uspořádaných systémů je kolem $30^{\circ} - 60^{\circ}$. Vektorové pole je značně symetrické vůči rovníku. Nápadný střed vírů je na délkách kolem $\lambda \sim 40^{\circ}$, $\lambda \sim 220^{\circ}$ a snad i $\lambda \sim 120^{\circ}$ - 130° . V oblasti délek od 20° do 80° byla střední vzdálenost uzlových bodů pole kolem 8° a pozorovatelsky byla tato oblast nejlépe pokryta, Je velmi pozoruhodné, že právě zde je homogenita vektorového pole nejlepší. Vírové uspořádání vektorů kolem $\lambda = 40^{\circ}$ má na severní polokouli směr proti smyslu otáčení hod. ručiček. V oblasti pro $\lambda \sim 220^{\circ}$ je tento směr opačný, délková vzdálenost je 180°.

Porovnáním mapy vektorového pole se synoptickou mapou sluneční aktivity nelze nalézt jednoznačné relace. Autor považujé za nutné ale upozornit na určitou shodu mezi oblastmi s náznaky vírů a pozicemi aktivních center. Aby toto upozornění nevvvolalo případně mylné dohady, je třeba zde uvést několik interpretačních poznámek.

Samotné vektorové pole rychlosti tak, jak je zde prezentováno, nedává dostatečnou představu o charakteru pohybu plazmy na slunečním povrchu. Je zde sice podchycen směr a rychlost proudění v jednotlivých diskretních bodech, ale nelze rozhodnout, zda globální proudění má charakter uzavřeného víru a nebo se jedná o délkově i šířkově členěný systém horizontálně zvlněných proudů. Tuto informaci mohou nejlépe poskytnout izočáry tzv. proudové funkce, které představují proudové čáry. Proudová čára má v každém bodě stejný směr jako je směr vek-' toru rychlosti.

Stanovené vektorové pole v té formě, jak je k dispozici, je natolik nehomogenní co do délkové souřadnice, že zatím nebyla tato práce realizována. Dalším problémem, který zde zůstává otevřený je stanovení okrajových podmínek. Při výpočtu proudové funkce, který zahrnuje dvojnásobnou integraci, vystupuje vždy integrační konstanta , kterou dnes nedovedeme stanovit. Jestliže za určité geometrické dominanty našeho problému považujeme buď póly Slunce nebo jeho rovník, potom právě zde je třeba hodnoty této aditivní konstanty volit. Je zřejmé že právě tato volba podstatně ovlivní celkový charakter hodnot proudové funkce a tedy naše úloha může být řešena pouze s takovou přesností, s jakou byla naše volba šťastná.

V závěru lze tedy shrnout, že provedené sondážní šetření ukázalo, že z pravidelných a systematických pozorování radiálních rychlostí je možné dokumentovat, že diferenciální rotace na úrovni sluneční fotosféry nepředstavuje jednoduché, pouze šířkově závislé zonální proudění. Naopak, je zřejmé, že velkorozměrová ^{*} globální konvekce obsahuje určitou a ne malou vorticitní složku, která výrazně vystupuje v rovníkové zóně. Ze zpracovaného materiálu lze formulovat podezření, že aktivní oblasti se tvoří v těch lokalitách na slunečním povrchu, kde hodnota vorticity dosáhne maximální hodnoty. Přednesené výsledky tedy hovoří pro akceptaci osově nesymetrického modelu diferenciální rotace, přičemž nelze zatím rozhodnout, zda se jedná o mechanismus Rossbyho vln nebo obřích proudových cel. Pouze pracovní pokusy, zde blíže nedokumentované potvrdily, že výpočtem délkových zonálních průměrů rychlostí lze z uvedeného rychlostního pole stanovit klasickou, všeobecně známou křivku diterenciální rotace.

Studovaná problematika je v současné době zcela otevřená a potýká se s kritickým nedostatkem dostatečně přesných a systematických pozorování. Zvláště se nedostává absolutních měření rychlostí, které by zcela určitě ještě daleko více zhomogenizovaly strukturu rychlostního pole. Další závažné obtíže spočívají v nedostatečně rozvinuté zpracovatelské metodice, která by uspokojivě řešila úlohu globální konvekce. Z pozic takto formulovaného problému je vidět, že studium diferenciální rotace na bázi metody tzv. nosičů je dnes zcela nepostačující již proto, že získané výsledky mohou být vždy považovány za dílčí. V systému délkově proměnlivého globálního proudění totiž postačuje, aby např. skupiny slunečních skvrn vznikaly v určité typické oblasti uspořádaného velkorozměrového rychlostního pole. Potom lze poměrně snadno vysvětlit výrazný rozdíl mezi parametry diferenciální rotace stanovenými z měření radiálních rychlostí a týmiž z měření úhlové rychlosti rotace nosičů. Podobný argument lze použít i pro rozdíly odvozené na základě měření dvou typů nosičů.

Problematiky velkorozměrové konvekce a diferenciální rotace vycházejí ze společných pozorovacích základů a je pouze otázkou interpretačního záměru k jakému typu výsledků dospějeme. Klasický způsob interpretace je popisný a v současné

době neposkytuje příliš mnoho možností pro další výzkum. Naproti tomu problematika globálního proudění je na samých začátcích a v blízké budoucnosti zcela nesporně bude hrát ve sluneční fyzice významnou roli, podobnou té, jakou sehrálo objevení velkorozměrových magnetických polí v padesátých a šedesátých letech. Není bez zajímavosti připomenout, že velkorozměrová magnetická pole byla nalezena v důsledku hledání přesných hodnot celkového magnetického pole Slunce. Naše problematika vychází ze studia podobného globálního parametru sluneční rotace.

LITERATURA

/1/ Chistyakov, V. F.: 1976, Bull. Astron. Inst. Czech., 27, 84 /2/ Vitinskyj, J. I., Iksanov, R. N. : 1972, Solnečnyje dannyje 1972, No. 6, 23 /3/ Howard, R., Harvey, J.: 1970, Solar Physics, 12, 23.



Obr. 3 - Schema spočteného pole vektorů horizontál-ních rýchlostí /graf a/ pro Carringtonovu otočku č. 1522. Na vodorovné ose jsou označeny hodnoty heliografické délky ve stupních, na svislé ose je vynášená heliografická šír-ka. Délka úsečky odpovídající úseku rovnému 10° představuje ve vektorovém poli rýchlost rovnou 100 m s⁻¹. Na obrázku b/ jsou plnou čárou znázorneny pozice filamentů a kroužky polohy větších slunečných skvrn.

K problému

délkového rozložení

a variací sluneční aktivity

P. KOTRČ

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Je předložena stručná představa modelu interagujících sekcí délkového rozložení aktivity. Model, pro jehož konstrukci existují podklady, odvozené z vlastností dynamiky rozložení pozaďového magnetického pole ve fotosféře, by mohl poskytnout možnost vysvětlení střednědobých variací sluneční aktivity na základě rázů v činnosti uvažovaného hypotetického mechanismu. Z uvažovaných reálných podmínek vyplýva možnost existence rázů v řádovém rozmezí J00 - 800 dnů.

V Bumbově /1976/ přehledu výsledků studia velkorozměrového rozložení pozaďového magnetického pole je na diagramu v dimenzích heliografická délka x čas /L x t/ možno sledovat vývoj sekcí se synodickou dobou rotace, odpovídající 27 dnům a sekcí se synodickou dobou rotace 28 - 29 dní. Podle soukromého sdělení Bumby /1978/ není vyloučena možnost, že může docházet k vzájemným interakcím sekcí s různou dobou rotace a tím k ovlivňování celkového vývoje aktivity a jejího rozložení na slunečním povrchu. Ambrož /1972a/ uvádí, že období, v nichž dochází ke křížení těchto sekcí, odpovídajících různým periodám rotace, jsou časovými úseky, během nichž se vyskytují **oblasti** s nejrozvinutější aktivitou. Tento úkaz zřejmě souvisí s intensifikací řad velkorozměrového rozložení pozaďových magnetických polí podle Bumby a Howarda /1969/.

Lze ukázat, že z funkce jednoduchého formálně fungujícího modelu zalóženého na představě interakcí pozorovaných sekcí v rozložení pozaďového magnetického pole, vyplývají možnosti existence rázů s periodami v řádovém rozmezí 100 -800 dnů. Předpokládejme v souladu s výsledky některých prací o délkovém rozložení sluneční aktivity, viz např. Ambrož /1973a, b/, kde jsou uvedeny další citace, že rozložení aktivity se v určitých obdobích 11-letého cyklu vyznačuje koncentrací aktivních oblastí do velkorozměrových plošných útvarů. O těchto útvarech s charakteristickými rozměry v rozmezí od desítek průměrů supergranule až do velikosti poloměru Slunce předpokládáme, že přímo souvisí s vývojem aktivních komplexů. Vývoj těchto útvarů je obvykle studován v šířkových pásmech $(\Delta \varphi) \leq 20^{\circ}$, což v prvním přiblížení umožňuje zanedbat efekt diferenciální rotace a zúžit případný matematický model na jednu prostorovou dimenzi – heliografickou délku.

Předpokládáme, že tento plošný aktivní útvar můžeme zjednodušeně formálně popsat funkcí tvaru:

$$M/p,t,L/ = G/p,t/ . D/L/ /1,$$

Přitom G/p,t/ je závisle proměnná času a polárních souřadnic, jejichž počátek je v těžišti útvaru. Tato funkce zachycuje rozložení libovolné charakteristické veličiny sluneční aktivity v útvaru /např. podélné složky vektoru magnetické indukce/ z hlediska vnitřní struktury a časového vývoje v útvaru. Část D/L/ pak slouží k lokalizaci těžiště útvaru v heliografické délce L.

Pro jednoduchost budeme v dalším předpokládat, že tuto lokalizační část závisle proměnné můžeme vyjádřit ve tvaru δ - funkce:

$$D/L/ = 0'/L - L_0 / /2/$$

V případě, kdy L_o = konst. jde o útvar, jehož těžiště v diagramu L x t nevykazuje žádný posuv.

Uvažujme případ, kdy se v témže časovém úseku na diagramu L x t vyskytují právě dva plošné útvary velkorozměrového rozložení aktivity, které můžeme formálně zapsat:

$$M_{1} / p_{1} t L = G_{1} / p_{1} t . D_{1} / L / 3/$$

/4/

a analogicky:

$$M_{p} / p_{p} t_{L} L = G_{p} / p_{p} t_{L}$$
. $D_{p} / L / L$

Pro D₁/L/ předpokládáme formu /2/ a pro D₂ /L/ tvar

$$O/L - L_O - AL/$$
, přičemž $AL = Av \cdot t$.

Případ /4/ tedy popisuje útvar, jehož těžiště vykazuje v diagramu L x t posuv se sklonem, odpovídající relativní rychlosti Δv . Schéma tohoto modelu je na obr. 1.

Uvažovaný model předpokládá působení hypotetického mechanismu, při němž délková koincidence útvarů $M_1 / p_1, t, L/ a M_2 / p_2, t, L/$ vede k interakci stimulující proces změn aktivity v okolí lokality interagujících útvarů. Proces interakce se pro-



Obr. 1 - Schéma zidealizovaného modelu interagujících sekcí délkového rozložení aktivity. Po pravé traně jsou svislými úsečkami označeny intervaly délkových koincidencí zobrazených sekcí s rozdílnou dobou synodické rotace. Vzdálenost těchto úseček T určuje časový interval mezi následnými interakcemi.

- 79 -

jeví především ve změně amplitud funkcí G_i /p_i,t/. Sledujme lokalizace těchto útvarů v diagramu L x t. Nechť v čase t = 0 těžiště obou útvarů koincidují v heliografické délce L_o. Potom celkové délkové rozložení aktivity lze popsat vztahem:

$$M/p_0, L_0 = G_1/p_1, 0/ + G_2/p_2, 0/$$
 /5/

S rostoucím časem pak dochází k postupnému oddělování obou plošných útvarů velkorozměrového rożložení aktivity a tento stav lze formálně vyjádřit vztahem:

$$M / p_1 t_1 L = M_1 / p_1 t_1 L + M_2 / p_2 t_1 L / (6/$$

Vzdálenost těžisť obou útvarů v heliografické délce je pak v tomto případe dána vztahem:

$$\Delta L = \Delta v. t$$

Za předpokladu, že 🔺 v = konst. dojde k opětovné koincidenci těžisť obou útvarů po uplynutí doby T:

$$T = \frac{2\widetilde{\pi}_{Ro}}{\Delta v} \stackrel{:}{=} \frac{2\widetilde{\pi}}{\Delta \omega} \stackrel{=}{=} \frac{T_1 \cdot T_2}{T_1 - T_2} /7$$

 $T_1 a T_2$ jsou synodické doby rotace příslušející oběma útvarům.Znak přibližné rovnosti souvisí se zanedbáním šířkové dimenze problému. Časové periody T, po jejichž uplynutí dochází k další délkové koincidenci, odpovídají 390 - 750 dnům pro hodnoty period $T_1 = 27 dní, T_2 \mathcal{E}(28,29) dní. Kratší perioda odpovídá podle$ Bumby a spol. /1968/ synodické době rotace západní části aktivního komplexu,delší pak synodické době rotace jeho východní části. Tato delší perioda v rozmezí 28 - 30 dnů se objevuje ve výsledcích Švestky /1968/ a Sýkory /1971/.Ambrož /1972/ vyvozuje, že perioda tohoto trvání je periodou zdánlivou, schématicky popisující postup vzniku oblastí se zvýšenou emisí vápníku ve východníčásti komplexu aktivity.

V reálných podmínkách obvykle rozložení aktivity v heliografické délce sestává z více než dvou délkově lokalizovaných útvarů s možnými rozdílnými periodami synodické rotace. Je třeba rovněž mít na paměti, že funkce $G_i / p_i / t / se v důs$ sledku vývoje a eventuálního zánůku aktivního útvaru mění v intervalu /O, G_i max./. Za těchto podmínek se spodní hranice periody, po níž dochází k následující konicidenci útvaru v heliografické délce podstatně zkracuje. Při symetrickém rozložení sestávajícím ze čtyřech délkových útvarů již činí čtvrtinu původní hodnoty. Periody, po nichž může dojít k celkovému zesílení sluneční aktivity na základě představy interakcí dvou sekcí s nestejnou dobou rotace, tak leží v intervalu řádově od 3 do 30-ti otoček Slunce, t.j. řádově 100 - 800 dnů.

Stručně řečeno mimo základní, která je vůči vybranému souřadnicovému systému v klidu, může reálně existovat více než jedna pohybující se délková struktura.

Tyto struktury mohou mít navzájem různé relativní rychlosti. Uvážíme-li dále fakt, že všechny jednotlivé délkové struktury mají ohraničenou dobu života, vidíme, že model vycházející z představy vzájemně interagujících délkových struktur je schopen produkovat značně široké spektrum period. Je tedy logický závěr, že konkrétní perioda, která se mezi jednotlivými interakcemi struktur ve variacích sluneční aktivity projeví, bude záviset na celkovém uspořádání délkových struktur interakci předcházejících a zejména na dynamice jejich vlastního vývoje.

Pro ověření a podrobnější posouzení reálnosti představy předloženého modelu bude nutné zkoumat konkrétní situace, které předcházejí a následují výskyt oblasti, ve které na diagramu L x t dochází ke křížení sekcí různých relativních rychlostí rotace proudů ve velkorozměrovém rozložení aktivních jevů. Tento krok je rovněž nezbytnou podmínkou pro konkretizaci interpretačních závěrů.

LITERATURA

/1/ Ambrož, P.: 1972, Bull. Astron. Inst. Czech. 23, 232 /2/ Ambrož, P.: 1972a, Disetační práce, AsÚ ČSAV Ondřejov /3/ Ambrož, P.: 1973a, Bull. Astron. Inst. Czech. 24, 80 /4/ Ambrož, P.: 1973b, Bull. Astron. Inst. Czech. 24, 88 /5/ Bumba, V.,: 1976, in Bumba and Kleczek /eds./, "Basic Mechanisms of Solar Activity", IAU Symp. 71, 47 /6/ Bumba, V.,: Howard, R., Martres, M.J., Soru-Iscovici, I.: 1968, in K. O. Kiepenheuer /ed./, "Structure and Development of Solar Active Regions", IAU Symp. 35, 13 /7/ Bumba, B., Howard, R.: 1969, Solar Phys. 7, 28 /8/ Sýkora, J.: 1971, Solar Phys. 18, 72 /9/ Švestka, Z.: 1968, Solar Phys. 4, 18

- 80 -

Variace period

rekurence slunečních

a geofyzikálních indexů aktivity

ve vztahu k fázi slunečních cyklů

V. LETFUS

Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Vhodně upravenými metodami autokorelační analýzy a Bartelsových grafů byla vyšetřována perioda rekurence geomagnetického Ap-indexu a intengity zelené koronální čáry v různých heliografických šĺřkách. Byly zjištěny značné krátkodobé fluktuace periody rekurence závislé na fázi cyklu. Z analýzy koronálních dat vyplýva, že procesy, vyvolávající sluneční aktivitu, zasahují celý povrch Slunce a všude mají stejný charakter, přičemž zřejmě nesouvisejí s diferenciální rotací. Rozdíl mezi vysokými a nízkými šířkami je dán pouze intenSitou jejich projevu. Vedle toho byl zjištěn systém period t. zv. potenciální aktivity, který má často dlouhé trvání a který je nezávislý jak na cyklech, tak na jejich fázi. Výsledky mohou přispět nejen k rozvoji prognozních metod, ale mají význam i pro generální teorii sluneční aktivity.

V předešlé práci /Letfus a Apostolov, 1978/ byly předloženy některé výsledky, týkající se změn synodické rotační periody během slunečního cyklu, jak vyplývají z rekurentní geomagnetické aktivity. Vedle některých dalších zjištění bylo konstatováno, že v periodě rekurence geomagnetické aktivity existuje charakteristická změna, závislá na fázi slunečního cyklu, jež vzniká kombinací diferenciální rotace a posuvu těžiště aktivity během cyklu od vyšších k nižším heliografickým šířkám podle Spörerova zákona. Z rozdílu v průběhu jak klouzavých průměrů Ap-indexu, tak korelačního koeficientu pro maximum první rekurence v lichých a sudých cyklech bylo zřetelně patrno, že základní jednotkou je 22letý magnetický sluneční cyklus. V uvedené práci byla poloha maxima první rekurence na autokorelační funkci určována pouze z tabelárních hodnot, tedy s rozlišením jednoho dne. Pro zvýšení rozlišení jsme proto rozšířili výpočetní program tak, že pro zadaný interval period bylo vyhledáno maximum autokorelační funkce a hodnota i poloha maxima určena interpolací. Současně byl program upraven tak, že bylo možno provést předem filtraci dat buď tříbodovým shlazením nebo pomocí numerického pásmového filtru, navrženého Luzovem a kol. /1965/. Možnost použití pásmového filtru při výpočtu byla zvolena proto, že v období maxima slunečních cyklů hodnoty korelačních koeficientů ležely v těsné blízkosti nuly. Jednou z příčin mohľa být okolnost, že přes přibližně 27-denní komponentu se v autokorelační funkci překládaly jedna nebo více delších /nebo i kratších/ period, kterou úsek dat použitý k výpočtu funkce nevylučoval a které mohly případně snížit hodnotu hledaného maxima autokorelační funkce.

PERIODA REKURENCE AP-INDEXU

Již při prvním citovaném zpracování geomagnetického Ap-indexu se při výpočtu autokorelační funkce ze 7 Bartelsových otoček /interval 189 dní/ vyskytly případy, kdy v předpokládaném intervalu period /26-32 dní/ očekávané maximum autokorelační funkce nalezeno nebylo. Základní postup byl při nové analýze zachován, t.j. výpočet byl provádeň pro intervaly 7 Bartelsových otoček vždy s posuvem o jednu otočku. Přitom byla zjištěna nová zajímavá fakta. Jednak se ukázalo, že rozptyl period pro první rekurenci je mnohem větší než vyplývalo z první analýsy. Současně jako důsledek rozptylu byl při volbě intervalu period poněkud větším /25-34 dní/, než vyplývá z rozsahu diferenciální rotace, počet chybějících hodnot, kdy maximum nalezeno nebylo, poměrně značný. U relativně velkého počtu hodnot leželo maximum pod dolní hranicí intervalu /t.j. 25 dní/. I při volbě intervalu period od 22 do 35 dní zůstalo dost případů, kdy maximum autokorelační funkce leželo mimo tento zvolený interval. Provedli jsme proto celou serii výpočtů, při nichž jsme na jedné straně měnili délku základního intervalu pro výpočet jedné autokorelační funkce, t.j. měnili jsme stupeň zprůměrování výsledků, na druhé straně počítali jednak s přímými hodnotami Ap-indexu, jednak prováděli filtraci a to jak tříbodovým shlazovaním, tak s použitím výše uvedeného numerického pásmového filtru. Zatím co tříbodové shlazení potlačuje pouze krátkodobé fluktuzce, jež mají především náhodný charakter, pásmový filtr potlačuje jak krátké, tak dlouhé periody.

Vybrané příklady výsledků z uvedené serie výpočtů jsou uvedeny na obr. 1 až 3. Horní křivky představují průběh period rekurence, střední křivky průběh maxim korelačního koeficientu a dolní křivky průběh průměrů Ap-indexu v úsecích, z nichž byly počítány autokorelační funkce. Silnější křivky představují průběh shlazených hodnot příslušných údajů.

Na obr. l je uveden výsledek pro tříbodově shlazené hodnoty Ap-indexu, počítaný pro intervaly 5 Bartelsových otoček. Prakticky naprosto shodný výsledek byl získán jak s použitím přímých nefdltrovaných hodnot, tak hodnot filtrovaných



- 83 -

YEAR







Obr. 4 - Čtyřnásobné Bartelsovy grafy normovaných variací Ap-indezu pro 17. až 20. cyklus sluneční aktivity.

pásmovým filtrem. Charakteristické průběhy křivek se značným rozptylem period i korelačních koeficientů zůstaly zachovány, pouze u průběhu korelačních koeficientů při tříbodovém shlazení se zvýšily hodnoty maxim před koncem slunečních cyklů asi o 0,1 a při použití pásmového filtru se křivky korelačního koeficientu posunuly celkově nahoru asi o 0,2 až 0,3. Odtud plyne důležité zjištění, že krátkodobá složka ve variacích Ap-indexu, jež má náhodný charakter, má malý vliv a že značné kolísání period rekurence je reálné. Při vyloučení rušivých period, nesouvisejících s jevem rekurence, se hodnoty korelačního koeficientu sice poněkud zvýší, avšak základní charakter jejich chodu zůstává zachován.

Se zvětšováním délky intervalu pro výpočet autokorelační funkce vzrůstá stupeň zprůměrování. Při zvětšení intervalu na 7 Bartelsových otoček se rozptyl v periodách nezměnil, pouze se poněkud snížil rozptyl v chodu korelačních koeficientů, jak patrno z obr. 2 pro nefiltrované hodnoty. Pro filtrovaná data nedošlo opět vo výsledcích k žádným výraznějším změnám. Teprve při dalším zvětšování intervalu četnost fluktuací v průběhu periody rekurence se zmenšovala a stejně tak i u korelačního koeficientu. Tato změna byla zřetelně patrna již při délce intervalu 13 Bartelsových otoček, odpovídající délce přibližně jednoho roku. Při délce intervalu 27 Bartelsových otoček, t.j. dvou let, jsou výrazné fluktuace s velkou odchylkou od střední hodnoty již téměř zcela potlačeny a křivka průběhu periody rekurence představuje v podstatě průběh zhlazených hodnot, odvozených při použití kratších intervalů, jak je vidět na obr. 3 pro data filtrovaná pásmovým filtrem při porovnání s obr. 1 a 2.

Z provedené analýsy vyplývá, že perioda rekurence má v průběho cyklu výrazně oscilující průběh v rozmezí přibližně od 22 do 31 dnů /křivky zhlazených hodnot/. Přes tento základní dlouhodobý chod se překládají fluktuace, z nichž naprostá většína leží v rozmezí od 22 do 35 dnů. V závislosti na velikosti korelačního koeficientu fluktuace v závěru cyklu, kdy tento koeficient dosahuje maxima, se nápadně zmenšují a příp. mizí a hodnota periody se ustaluje přibližně u 27 dnů.

KONSTRUKCE BARTELSOVA GRAFU REKURENTNÍCH VARIACÍ

Aby bylo možno podat správný výklad výše uvedených výsledků, především ověřit reálnost velkého rozmezí při variaci periody rekurence, bylo nutno najít vhodný způsob ověření časového průběhu rekurence. Toho lze dosáhnout pomocí zobrazení časového sledu hodnot v jednotlivých Bartelsových otočkách, časově seřazených pod sebou. Pro toto zobrazení budeme dále užívat název Bartelsův graf. Pro větší přehlednost je vhodné řadit vedle sebe dvě příp. i více Bartelsových otoček, takže dostaneme t.zv. vícenásobný Bartelsův graf. Tento způsob řazení časových řad slunečních nebo geofyzikálních indexů se běžně používá k indikaci rekurence a ke sledování dynamiky vývoje aktivity. Protože nás zajímají pouze variace s periodou blízkou Bartelsově periodě, resp. periodě sluneční rotace, je třeba potlačit resp. vyloučit všechny dlouhé periody včetně 11-tileté periody slunečního cyklu. Zároveň je nutno zkoumanou variaci normovat, neboť tato variace je obvykle u všech slunečních indexů, stejně jako u geomagnetického Ap-indexu /Apostolov a Letfus, 1979/ úměrná střední hodnotě indexu v Bartelsově otočce. Tyto požadavky lze snadno splnit početně tak, že od řady hodnot v jedné Bartelsově otočce odečteme hodnotu v této otočce nejmenší a pro takto vzniklé rozdíly určíme jejich průměr, kterým tyto rozdíly podělíme. Abychom výsledné hodnoty dostali v procentech průměru, násobíme je stem, tedy

$$y_{i} = 100 \cdot \frac{x_{i} - x_{min}}{z}, \quad i = 1, 2, \dots, 27,$$

kde

$$x_{\min} = \min / x_{i} / ,$$

$$\frac{1}{x} = \frac{1}{27} \sum_{i=1}^{27} / x_{i} - x_{\min} /$$

Výhodné je zobrazit takový graf jako polostínový, přičemž lze vhodnou volbou škály diskriminačních hladin docílit přiměřený kontrast i vybrat vhodně t.zv. práh citlivosti. Takové zobrazení lze bez velkých potíží provést přímo pomocí tiskárny počítače. Výhodnost použití počítače spočívá zejména v tom, že dovoluje hromadné zpracování i velkého množství dat, přičemž lze případně provést vhodnou jejich filtraci. Na základě uvedených požadavků jsme sestavili dostate čně obecný a pružný výpočetní program pro počítač, který dovoluje sestrojit Bartelsovy grafy jednoduché až čtyřnásobné jak pro přímé hodnoty, tak pro variace. U variací lze přitom zobrazovat jak příme, tak normované hodnoty.

BARTELSÜV GRAF VARIACÍ PRO AP-INDEX

K sestrojení Bartelsových grafů normovaných variací jsme použili denní hodnoty Ap-indexu z období let 1932 až 1977, t.j. pro období 4 slunečních cyklů s pořadovými čísly 17 až 20. Ke konstrukci grafu byly použity jak nefiltrované hodnoty, tak hodnoty filtrované s použitím pásmového filtru podle Luzova a kol. /1965/. U grafu pro nefiltrované hodnoty /viz obr. 4/ zjišťujeme, že výrazněji je patrna rekurentní struktura pouze pro období před koncem jednotlivých cyklů, přičemž u lichých a sudých cyklů se tato struktura zřetelně navzájem liší. Podobnost struktury rekurentní aktivity v konečné fázi lichých cyklů, kdy je tato struktura poměrně jednoduchá, a u sudých cyklů, kdy je oproti lichým cyklům zřetelně složitější a má pulzující charakter, znovu jasně potvrzuje existenci 22-letého magnetického slunečního cyklu. Ve zbývající větší části každého z cyklů je tato struktura mnohem méně výrazná a je značně složitejší. Je to v souladu s předešlým výsledkem z autokorelační analygy, především s velikostí korelačního koeficientu, který je po značnou část cyklu velmi nízký a vzrůstá pouze v závěrečné fázi cyklu. Zatím co v období blížícím se konci 11-tiletého cyklu je sluneční aktivita, odpovědná za geomagnetickou aktivitu, vázána na izolované a vyvinuté rekurentní geoaktivní oblasti na Slunci, je v předcházející části cyklu značná část aktivity rozložena ve velkém rozmezí heliografických délek a tato složka, která nemá zřejmě výrazně rekurentní charakter, snižuje normova-



Obr. 5 - Totéž jako na obr. 4, ale pro údaje odvozené z hodnot Ap-indexu, filtrovaných pásmovým filtrem.



Obr. 6 - Schematické zobrazení systému period potenciální aktivity /vlevo/, odvozeného z Bartelsova grafu /vpravo/ filtrovaných hodnot Ap-indexu pro 17. cyklus.

nou amplitudu variací a tvoří šumové pozadí. Provedeme-li však filtraci dat /viz obr. 5/, docílíme toho, že se rekurentní složka aktivity značně zvýrazní, což se ve výsledcích autokorelační analýsy projevilo celkovým zvýšením hodnot korelačního koeficientu. Při použití pásmového filtru lze stupeň zvýraznění rekurentní složky vhodně upravit volbou šířky pásma.

Ve všech případech, tedy pro nefiltrovaná i filtrovaná data, je na Bartelsových grafech patrna struktura rekurentní aktivity, jež je značně složitá. Charakteristickým znakem této struktury je vytváření ohraničených oblastí zvýšené rekurentní aktivity s různým trváním, při čemž útvary, které mají krátké trvání pouze několik málo otoček, se nejvíce vyskytují v prvé části cyklu na vzestupné větvi a okolo maxima, zatím co útvary s delším trváním se objevují spíše na sestupné větvi a především v konečné fázi cyklu. Při shlazení filtrací je tato jemná struktura potlačena a naopak zvýrazněny kompaktnější a déle žijící útvary, při čemž tyto útvary v časovém sledu zčásti splývají a vytvářejí klikaté pásy probíhající celým cyklem. Po určitou dobu, kratší či delší, zachovávají tyto pásy určitý sklon. Pak se tento sklon náhle změní a pás pokračuje v novém směru. V některých případech je pás náhle ukončen, dojde k fázovému posunu a pás dále pokračuje třeba s jiným sklonem.V časovém sledu shora dolů odklon doprava značí periodu rekurence větší a odklon doleva periodu menší než 27 dní. Jak patrno, odklony na jednu i druhou stranu mohou být značné. Tím je potvrzena reálnost značného rozptylu period rekurence, odvozených z maxim autokorelační funkce.

Protože geoaktivní oblasti jsou vázány na rotující Slunce, očekávali bychom, že rekurence se budou vyskytovat pouze v intervalu, který odpovídá diferenciální rotaci. Protože však byly zjištěny periody, které se vymykají tomuto intervalu, především periody značně kratší než 27 dní, nutně musíme dojít k závěru, že na Slunci dochází k posuvům aktivity v heliografické délce a to často se značnou rychlostí.

Vezmeme-li pro rozdíl mezi pozorovanými periodami rekurence a rotační periodou Slunce jako extrémní hodnotu 5 dní, pak tato hodnota odpovídá na slunečním rovníku posuvu těžiště zdroje aktivity asi 2,7 stupně/den. Této hodnotě odpovídá rychlost posuvu asi 380 m/s. Jak plyne z pozorování, jsou ve většině případů tyto rozdíly menší než zvolený extrém a nelze rovněž počítat s tím, že všechny zdroje budou ležet v těsné blízkosti rovníku. Můžeme tedy předpokládat, že poměrně běžně existují horizontální posuvy aktivity v heliografické délce s rychlostmi do 100 až 200 m/s, což jsou přijatelné hodnoty.

Při analýse Bartelsových grafů docházíme k některým dalším zajímavým zjištěním. Vedle poměrně jednoduchých útvarů rekurentní aktivitv, představovaných pásy především s delším trváním a obvykle s ne příliš velkými odklonv od svislého směru /t.j. od periody 27 dní/, se při kratším trvání úseků rekurence objevuje složitější struktura, připomínající mřížovou resp. síťovou dosti pravidelnou mozaiku. Nejnápadnější jsou dva typy, jeden se střední velikostí odklonu a druhý s nápadně velkými odklony směrů. Poměrně často, zejména pokud tato struktura není příliš složitá a porušená, zjišťujeme, že ohraničené útvary zesílené aktivity se vyskytují v průsečících této sítě. Sledujeme-li tuto síť podrobněji, zjišťujeme, že určité směry s kratším či delším přerušením, způsobeným překrytím jiným systémem, se mohou v takové síti zachovat po poměrně dlouhou dobu. Schematické zobrazení takové sítě pro 17. cyklus je uvedeno na obr. 6.

V takové síti, již můžeme sestrojit u všech čtyř vyšetřovaných cyklů /17. až 20./, jsou zastoupeny jednak směry, tvořené přímkami, t.j. s konstantní periodou, jednak obloukovitými křivkami, tedy s proměnnou periodou. Žádný z těchto typů není vázán, jak patrno z obr. 6, na fázi cyklu, avšak z analysy všech čtyř cyklů vyplývá, že typ s proměnnou periodou lze vystopovat především v první části cyklu. V tomto druhém případě se pravděpodobně uplatňuje rovněž meridionální posuv aktivity směrem k rovníku v souhlase se Spörerovým zákonem, jak bylo uvažováno v předešlé analyse /Letfus a Apostolov, 1978/, protože geomagnetickou aktivitu můžeme uvažovat jako integrální odraz aktivity víceméně z celé viditelné poloviny Slunce. Avšak za nejzávažnější je nutno považovat zjištění, že s velkou pravděpodobností existuje základní systém period, 🔅 👘 který bychom mohli označit jako potenciální systém aktivity, který, i když se neuplatňuje trvale, se může zachovávat po velmi dlouhou dobu. Přitom tento systém není ovlivněn přechodem od jednoho cyklu k následujícímu, neboť jak patrno z uvedeného příkladu na obr. 6, vzniklé směry potenciální aktivity přecházejí do dalšího cyklu. Závažnost tohoto zjištění je v tom, že pokud by se potvrdila reálnost existence takového systému, bylo by možno jej jednak využít pro prognozní účely, jednak by bylo nutno s ním počítat v generální teorii sluneční aktivity.

REKURENTNÍ AKTIVITA V ZELENÉ KORONĚ

Dosud jsme vyšetřovali rekurenci v geomagnetické aktivitě a vzhledem ke všeobecně známému příčinnému vztahu mezi sluneční a geomagnetickou aktivitou jsme se snažili vyvozovat ze zjištěných výsledků závěry pro prvotní zdroj, t.j. pro aktivitu přímo na Slunci. Přenos sluneční aktivity na Zemi je však složitým procesem, neboť nositel aktivity, jimž jsou v daném případě korpuskulární proudy, nesoucí magnetické pole, musí projít meziplanetárním prostorem. Přitom však není vyloučeno, že při průchodu meziplanetárním prostorem dojde k takové transformaci, že výsledný projev sluneční aktivity bude přece jen dosti odlišný od původního projevu aktivity přímo na Slunci. Pak bychom však nebyli oprávněni, pokud bychom neměli možnost dalšího ověření, vztahovat výše uvedené závěry přímo na sluneční aktivitu, i když příčinný vztah existuje.

Mezi geomagnetickou aktivitou, představovanou Ap-indexem či ostatními geomagnetickými indexy, a sluneční aktivitou, představovanou různými slunečními indexy, existuje, jak známo, vysoký stupeň korelace. Z tohoto hlediska zajímavé výsledky o vztahu mezi intenzitou zelené korony a Kp- resp. AE-indexem dostal např. Lukáč /1978/.





- 90 -

Abychom ověřili platnost základních výsledků, získaných výše popsaným postupem pro geomagnetickou aktivitu, rovněž pro chování aktivitv přímo na Slunci, zvolili jsme pro analysu denní hodnoty intensity zelené koronální čárv z období 1947 – 1976, homogenizované pro celosvětovou síť koronálních stanic Sýkorou /1971a, 1971b/. Výhodou tohoto souboru dat, vyplývající ze způsobu měření, je možnost sledovat chování rekurentní aktivity v různých heliografických šířkách v rozmezí od +60 do -60 stupňů s rozlišením po 5ti stupních heliografické šířky.

Při analyse jsme se omezili pouze na Bartelsovy grafy, neboť při použití pásmového filtru podávají dostatečně názornou představu o charakteru rekurence koronální aktivity. Grafy pro jednotlivé šířky se sice v některých podrobnostech lišily, avšak jejich základní charakter byl týž a v podstatě se nelišil od analogických grafů Ap-indexu, uvedených v předešlém paragrafu. Proto byla podrobnější analýsa provedena pouze pro koronální data z 19. cyklu v šířkách od +60 do -60 stupňů šířky s krokem po 20 stupních. Na všech analysovaných grafech bylo možno nalézt všechny charakteristické znakv rekurentní aktivity, zjištěné u Ap-indexu, t.j. mozaiková struktura s periodami značně kratšími a delšími než 27 dní a s krátkou životní dobou jednotlivých rekurentních útvarů, která se vyskytovala především v první čísti cyklu, dále víceméně stabilní rekurentní útvary s delší dobou trvání, vyskytující se převážně v druhé číasti cyklu, stejně jako systém dlouhodobých trendů potenciální aktivity.

Jako příklady byly vybrány Bartelsovy grafy jednak pro sluneční rovník, jednak pro nejvyšší šířky 460 a -60 stupňů a uvedeny na obr. 7, 8 a 9. V pravé polovině uvedených obrázků jsou Bartelsovy grafy relativních hodnot variace filtrovaných dat a v levé polovině z nich odvozené schematické zobrazení systému trendů potenciální aktivity.

Výběr uvedených tří případů byl zvolen z několika důvodů.Rozdíl intensit v maximu a v minimu cyklů je v šířce 60 stupňů asi 3kráte menší než na rovníku, takže i krátkodobé variace jsou ve vysokých šířkách malé, zejména pak v období minima cyklů. Přitom při použití relativních hodnot variace je zřetelně patrna charakteristická struktura rekurence během celého cyklu, takže je evidentní, že procesy probíhající ve vysokých šířkách, jež vyvolávají rekurentní aktivitu v koroně a jež ve fotosféře nejsou patrny, jsou v základě stejné jako ty, které probíhají v královském pásu, kde základem pro vývoj aktivity jsou velkorozměrové struktury slabých magnetických polí.

Hlavní důvod k výběru grafů pro koronální data z nejvyšších šířek, které byly v souboru k dispozici, je však v tom, že velmi názorně ukazují, že perioda rekurence je i ve vysokých šířkách poměrně málo vázána na diferenciální rotaci. Pro vysoké šířky v levém horním rohu a pro rovníkovou oblast v pravém horním rohu levých částí obrázků, představujících schemata systémů opakovatelnosti potenciální aktivity, jsou čárkovanými přímkami udány směry, jež odpovídají diferenciální rotaci v dané šířce, t.j. 26,9 dne pro rovník a 30,8 dne pro šířku 60 stupňů /Allen, 1963/. Porovnáme-li sklony těchto přímek se sklony pásů rekurentní aktivity v pravé části obrázků pro vysoké šířky /obr. 7 a 9/, vidíme, že perioda rekurence se shoduje s diferenciální rotací jen v několika málo obdobích a podobná situace je patrna i na obr. 8 pro oblast rovníku. Stejná situace byla zjištěna i na ostatních zde neuvedených grafech použitých pro analýzu. Lze tedy říci, že velikost i variabilita periody rekurence koronální aktivity je mnohem více ovlivňována jinými procesy než diferenciální rotací.

DISKUSE A ZÁVERY

Máme-li shrnout naše výsledky, nutno předem upozornit, že při dosavadním studiu periodicity časových řad slunečních a geofyzikálních indexů, pokud byla pro určení period použita spektrální analýza buď pomocí přímé Fourrierovy transformace nebo přes autokorelační funkci, bylo nutno brát vzhledem k potřebné rozlišovací schopnosti obvykle poměrně dlouhé řady, takže výsledky udávaly značně zprůměrované hodnoty. Naši snahou však bylo vyvinout metodiku analýzy, která by dovolovala dostatečně vysoké časové rozlišení a tak získat informaci především o krátkodobých změnách. Proto byla vyvinuta metoda určení periody z maxima autokorelační funkce pro první rekurenci, jež dovoluje používat poměrně krátké úseky v časové řadě.

Bylo prokázano, že existuje krátkodobá variace period rekurence sluneční aktivity se značným rozptylem hodnot, která se obráží i v geofyzikálních projevech, jakými jsou např. geomagnetické variace. S touto kolísavostí period rekurence by se mělo počítat i při prognozách sluneční aktivity. Výskyt period rekurence ve značném rozsahu hodnot, převyšující rozsah určený diferenciální rotací, především však periody značně menší než 27 dní, ukazují, že dochází k přesouvání aktivity v heliografické délce poměrně značnou rychlostí, jež může dosáhnout až několik set metrů za sekundu. Z analýzy vyplýva, že variabilita rekurence je vázána na fázi slunečního cyklu tím, že ke konci cyklu se nápadně zmenšuje, přičemž rozdíly ve variacích geomagnetické aktivity ukazují na úzkou souvislost s 22-letým magnetickým cyklem sluneční aktivity.

Z kvalitativní analýsy rekurence koronální aktivity pouze s použitím Bartelsových grafů je na první pohled patrno, že ve vysokých šířkách, kde se aktivita ve fotosféře a chromosféře viditelně prakticky téměř neprojevuje, je základní charakter rekurentní aktivity v koroně shodný s charakterem této aktivity v nízkých šířkách, kde chromosferická i fotosferická aktivita má řadu výrazných pozorovatelných projevů. Ze stejného charakteru chování rekurentní aktivity v koroně jak ve vysokých tak nízkých šířkách vyplývá, že procesy vyvolávající sluneční aktivitu probíhají stejně na celém Slunci a neomezují se pouze na nižší šířky. Rozdíl je zřejmě jen v tom, že v nižších šířkách tyto procesy jsou natolik mohutné, že vyvolávají v dolních vrstvách sluneční atmosféry pozorovatelné projevy a k vyšším šířkám jejich intenzita slábne. V koroně, kde ke vzniku pozorovatelné aktivity dostačují slabá magnetická pole, se tento pokles projevuje mnohem méně. Z grafů je rovněž ihned patrno, že tyto procesy, u nichž rychlost změn musí být poměrně malá, neboť jsou indikovány rekurentní aktivitou, jsou vázány na diferenciální rotaci jen poměrně malou měrou. Odtud plyne, že na diferenciální rotaci tyto procesy v podstatě vázány nejsou. Tyto procesy probíhající v podfotosferických vrstvách, jež představují tvorbu sluneční aktivity, pravděpodobně souvisejí s turbulentním charakterem konvekce a jsou zřejmě i příčinou zjištěné variability period rekurence.

Dalším důležitým znakem rekurentní aktivity, patrným na Bartelsových grafech jak koronální tak geomagnetické aktivity, jsou systémy, tvořené jednou či dvěma příp. třemi různými periodami, které mohou mít i značně dlouhé trvání. Tyto systémy mohou být přerušeny nebo překryty jinými systémy, avšak po kratší či delší době se mohou znovu obnovit. Jejich charakteristickým rysem je, že nejsou bezprostředně vázány na daný cyklus a mohou přecházet do cyklu dalšího. Překrývání a křížení různých period v těchto systémech vytváří přitom charakteristickou síťovou strukturu na Bartelsových grafech a je zřejmě základem střednědobých variací. Rovněž známé aktivní délky je nutno považovat za jeden z projevů a součást těchto systémů. Pokud se existence takových systémů potvrdí i u jiných projevů sluneční aktivity a najde se pro ně přijatelné vysvětlení, byly by zřejmě využitelné pro prognozní účely.

LITERATURA

- /1/ Allen C.W.: 1963, Astrophysical Quantities, The Athlone Press, London, 179
 /2/ Apostolov E., Letfus V.: 1979, Bulg. Geophys. J. 5, 40
- /2/ Apostorov B., detrus V.. 1979, buigt seophys. U. <u>5</u>, 40

/3/ Letfus V., Apostolov E.M.: 1978, "Slnečná aktivita a jej geoaktívne prejavy", celostát. semin. Bardejov, 44

- /4/ Luzov A.A., Kuklin G.V., Režemskij A.I.: 1965, Geomagn. i aeronom 5, 392 /5/ Lukáč B.: 1978, "Slnečná aktivita i jej geoaktívne prejavy", celostát. semin. Bardejov, 102
- /6/ Sýkora J.: 1971a, Bull. Astron. Inst. Czechslov. 22, 12
 /7/ Sýkora J.: 1971b, Solar Phys. 18, 72



Sluneční aktivita za posledních 1000 let

a některé její geoaktivní projevy

L. KŘIVSKÝ

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

K. PEJML

Hydrometeorologický ústav Doksany

Abstrakt

Zkoumalo se dlouhodobé kolísaní sluneční činnosti podle výskytu polárních záři, o kterých existují zprávy v nejrůznejších historických pramenech a to ještě daleko před tím, než byly sluneční skvrny pozorovány dalekohledem. Zpracování bylo provedeno na základě sjednocení údajů ze všech dosud publikovaných katalogů (a vlastního doplňku). Získané výsledky za posledních tisíc let jsou porovnávány s výsledky dosaženými jinými metodami. Sekulární kolísání sluneční činnosti jsou dávána do vztahu k obdobným kolisáním v klimatu podle historických zpráv. Zvláštní pozornost je věnována t.zv. malé době ledové v Evropě s vrcholem v II. polovině]7. století, podnebnému optimu v]]. a]2. století a současným projevům těchto extrémů na podnebí u nás.

PROBLEMATIKA A CÍLE ZPRACOVÁNÍ

Otázka o charakteru proměnlivosti sluneční aktivity v době před systematickým sledováním slunečních skvrn dalekohledem /před r. 1705, /l// zůstává stále otevřenou a v poslední době se stala opět vysoce aktuální po publikování prací Eddyho /2/, který uzavírá, že v II. polovině 17. století došlo k vynechání sluneční aktivity a její cykličnosti. Tento jev dává Eddy do souvislosti s t.zv. malou dobou ledovou zhruba v téže době v severozápadní Evropě.

Zdá se, že existence dlouhých intervalů let /kolem 1500 a 1645 až 1715/ s velmi nízkou sluneční aktivitou je nepochybná; svědčíť o tom výsledky získané řádou na sobě nezávislých metod [evidence o velkých slunečních skvrnách pozorovaných pouhým okem /3/, polární záře /4/, obsah C 14 v letokruzích stromů /5/ a koncentrace argonu 37 a 39 produkované kosmickým zářením v meteoritech /6/].

Je stále více zřejmé, že klima v jednotlivých oblastech na Zemi kolísá a mění se, kolísání v průběhu několika stovek let že jsou velmi výrazná a velmi mohutné jsou pak změny klimatu, které mohou změnit za pouhých několik tisíciletí velké oblasti ti na zeměkouli pokryté vegetací na poušť. Je celá řada faktorů, které mohou mít vliv na kolísání a změny klimatu, jsou přirozeného i lidského původu; k faktorům přirozeným patří bezpochyby faktor proměnlivosti sluneční činnosti, která je s to ovlivňovat svými proměnlivými emisemi přímo zemskou atmosféru, stratosféru a zprostředkovaně i troposféru /7,8/.

Není nutno příliš zdůrazňovat, jaký má i praktický význam zkoumání kolísání sluneční činnosti a podnebí v průběhu minulých století. Pokud by sa odhalily periodické či kvasiperiodické změny a vztahy, poznatky o těchto změnách a kolísáních by bylo možno extrapolovat jako předpověd do budoucna.

Problematice předkládaného příspěvku se věnoval též M. Rybanský /9/, odkazujeme na jeho prostudování.

Autoři si kladli za úkol za prvé vyjasnit v poslední době velmi diskutovanou otázku o kolísáních sluneční aktivity v minulých staletích a to v období od 1001 do dneška a to pomocí katalogu pozorování polárních září, který byl sestaven z řady katalogů /10 - 14/, a vlastního doplňku dosud nepublikovaných popisů polárních září excerpovaných z nejrůznějších historických pramenů z českých zemí. Doplněk obsahuje přes 90 polárních září. Tento předběžný katalog s doplňky /který obsahuje 965 polárních září/ byl zpracován tak, aby byla patrná období, kdy byla velká sluneční činnost /s častými polárními zářemi/ a kdy byla nízká sluneční činnost /s malým počtem polárních září/. Při velké sluneční činnosti charakterisované velkými erupcemi na Slunci dochází působením slunečních výronů plasmy k poruše zemské magnetosféry a k průniku částic do zemské atmosféry /dojde k emisi - k polární záři/ a to nejen v oblasti kolem pólů, ale i v oblastech mírných zeměpisných /přesněji geomagnetických/ šířek. Při nízké sluneční činnosti /nevelkých erupcích/ dochází k polárním zářím jen ve velkých, polárních šířkách. Výchozí katalog, aby charakterisoval výšku sluneční aktivity je proto sestavován z polárních září pozorovaných jen v mírných a malých šířkách.

Fritzův katalog polárních září /15/ nebyl zatím u tohoto prvního pokusu vzat v úvahu; tento katalog bude nejprve zkontrolován a pak zahrnut do celkového definitivního katalogu později. Z tohoto důvodu nelze výsledky na křivkách obr.2 považovat za definitivní, můžeme však zaručit, že relativní chod bude zachován.

Druhým úkolem bylo objasnit otázku, zda-li platí vztahy nalezené mezi sekulární-

mi extrémy v klimatu /hlavně ve srážkách/ a sekulárními extrémy ve sluneční činnosti v posledních 150ti letech i v průběhu dřívějších století a to ještě před obdobím soustavného meteorologického pozorování. Zvláště se zkoumala otázka podnebného efektu velmi nízké sluneční činnosti v letech 1640 - 1710 /t.zv. Maunderova minima/ na podnebí u nás, kdy v této době v severozápadní Evropě měla být t.zv. malá doba ledová /2/. Též je věnována pozornost t.zv. klimatickému optimu v 11. a 12. století, které jak se zdá je vyvoláno mimořádně vysokou trvalejší sluneční aktivitou.

Konečně jako třetí výsledek byl učiněn pokus rekonstruovat skutečnou hladinu kolísání polárních září v období let 1000 - 1520 /před objevem a společenským uplatněním knihtisku/ na základě nečetných historických záznamů polárních září.

METODA ZPRACOVÁNÍ A REDUKCE

Abychom mohli srovnávat sekulární změny a kolísání ve výskytu polárních září s publikovanými sekulárními chody C 14 z letokruhů stromů /2, 5/ a výskyty velkých skvrn pozorovaných pouhým okem /2, 3/, je nutno volit takovou metodu zpracování, aby byla potlačena přirozená kolísání o periodě menší než 80 let /t.zv. sekulární sluneční perioda/. Pro tento případ byla dána přednost výpočtu 40ti letých sum výskytů polárních září. Aby se vyloučil efekt výběru délky intervalů vzhledem k řadě ročních hodnot /z které se vycházelo/, 40ti leté průměry byly pořízeny jednak od počátečního roku 1001 /tj. 1001 - 1040 atd./ a jednak od počátečního roku 1021 /tj. 1021 - 1060 atd./. Délka intervalů po 40ti letech byla zvolena vzhledem k délce sekulárního cyklu /80-90 let/ tak, aby délka intervalu byla zhruba poloviční.

Výsledné křivky obou sumací jsou na grafu na obr. 2. Je patrné, že obě křivky označené "registered observation" mají zhruba tentýž chod, což dokumentuje to, že hodnoty jsou representativní a nezáleží na umístění 40ti letých intervalů v posloupnosti ročních údajů. Dále je na první pohled zřejmé, že průběh celé křivky se rozpadá na dvě období; prvé od 1001 do ~1520 se všeobecně nízkými hodnotami a malými amplitudami, a druhé zhruba od 1520,dø1960 se všeobecně vyššími hodnotami a velkými amplitudami. Tento efekt rozdělení na dvě období nevyjadřuje skutečný chod výskytu polárních září, ale je důsledkem t.zv. společenského faktoru určovaného vývojem splečnosti /hlavně vědecko-technickými objevy a jejich uplatněním/. Tento faktor souvisí s proměnlivou schopností jevy pozorovat, zaznamenávat, sdílet je publikačnímu zdroji, zapsat je do trvalejších dokumentů doby nebo je i tisknout a rozšiřovat tak, aby po několika stovkách let byly popisy pozorování nalezeny a identifikovány jako jevy polární záře. Autoři se domnívají, že v celém prvém období tento faktor sice v průběhu desítek let mohl kolísat v důsledku nepravidelného výskytu jednotlivých autorů kronik a jejich schopnosti zaznamenávat zvláštní přírodní jevy, v důsledku válečných událostí, trendu počtu obyvatel atp. ale za delší období byl tento faktor zhruba týž, neboť záznamové možnosti se ve velkých usecích let příliš neměnily. Totéž se týká druhého období; předpokládá se, že od počátku 16. století díky rozšíření knihtisku, renesanci ve sledování přírody a přírodních úkazů, byly zhruba až na krátkodobější výkyvy způsobené válkami tytéž možnosti pozoro-

vání, tytéž možnosti předávání zpráv do publikačních zdrojů, jejich zachycení tiskem nebo v záznamech a jejich dostatečný počet pro zachování, aby mohly být pozdějí excerpovány a vloženy do katalogů. Je nutno si uvědomit, že výskyt jevu polární záře není omezen do malého prostoru /jev není vidět kupř. jen nad jižními Čechami/, ale polární záře je rozprostřena nad řadou zemí, takže může být pozorována mnoha lidmi na rozsáhlém území, kde není právě hustá a velká oblačnost. Tento jev tedy zasahuje velká území země s více či méně příhodnými podmínkami pro pozorování a pro záznam, tedy s různým momentálním společenským faktorem /s válkami, bez válek/, takže momentální prostorově omezené společenské faktory nemohou zasahovat a mít v úhrnu vážnější vliv na odpozorování a zapsání polárních září. Sestrojení katalogů polárních září na základě pramenů dat z mírnych šířek z velké části zeměkoule je tedy representativní a podléhá po dlouhou dobu zhruba témuž celkovému faktoru a tedy i jednotné redukci; počet obyvatelstva /jeho celkový růst/ nehraje zřejmě v celkovém společenském faktoru podstatnou roli. Autoři považují z uvedených důvodů druhé období, charakterisované rozšířením knihtisku ke konci 15. a zvláště od počátku 16. století za ovlivněné takovým faktorem, který prakticky znamenal, že zprávu o každém mimořádném jevu, který byl zachycen, lze v tehdejší literatuře najít, dnes excerpovat a identifikovat. Mimo toho je nutno si uvědomit, že společnost starého světa /Evropy/ po objevení Ameriky /1492/ se věnovala zvýšenou měrou výzkumu a sledování přírody, zeměpisu, Zemi, vesmíru a byly k disposici i vědeckotechnické prostředky, pozorovatelé, významní vědci, astronomové, rozvíjely se přírodní filosofické proudy renesance, nebránící tomu, aby takové barevné a dynamické úkazy jako jsou polární záře /přestože se neznala do minulého století jejich podstata/ nebyly přehlédnuty, aby byly zaznamenány a publikovány.* Výskyt polární záře ve staré i nové době budil vždy velkou pozornost mezi lidem a byl využíván zvláště dříve k astrologickým dohadům, což patřilo do nedávna k důležitým společenským otázkám.

Je zde ještě v obou obdobích další problém, aby jev popsaný tehdejším zdrojem mohl být dnes identifikován jako polární záře, neboť vedle střízlivých popisů /které lze snadno identifikovat/ byly zaznamenávány podle doby a autorů i popisy, které obsahují vojenské, náboženské či astrologické ztvárnění a děje, kdy zkušený pracovník znalý nejen jazykového překladu ale i překladu "historického" odliší záznam popisu polární záře od záznamu popisu komety, blesků od vzdálené bouřky, průletu meteorů a vyjímečných soumrakových a optických jevů atp.

Toto vše bylo nutno předeslat, abychom ospravedlnili náš postup redukce. Nejnižší hodnoty sum polárních září na 40 let v druhém období /po 1520/ činí kolem 25 případů /skutečných, bez podstatného ovlivnění společenským faktorem/, tutéž sumu lze očekávat v minimech výskytu polárních září v prvém období i před r. 1520, tehdy tyto minimální hodnoty výskytů se pohybovaly kolem 2-3 případů

+ Po vynálezu knihtisku /~1445/ jeho rychlé rozšiřování od počátku 16. století, 1497-1498 Vasco da Gama objevuje cestu do Indie, 1519-1522 první cesta kolem světa, v Evropě: 1548-1600 Giordano Bruno, 1564-1642 Galileo Galilei, 1571-1630 Jan Kepler, Tycho Brahe 1546-1601, 16.stol. rozkvět renesanční kultury a filosofie. v čtyřicetiletých intervalech. Pro napojení obou křivek /z obou období/ navrhujeme a provádíme redukci tak, že údaje intervalů před r. 1500 opravujeme faktorem 7. Tímto způsobem upravená křivka je též na obr. 2 čárkovaně a je označena "reconstructed observation". Určitá nevhodnost této redukce bude patřit pochopitelně přechodnému období /asi od r. 1500, asi do r. 1540/.

DLOUHODOBÉ KOLÍSÁNÍ SLUNEČNÍ ČINNOSTI PODLE POLÁRNÍCH ZÁŘÍ V POROVNÁNÍ S VÝSLEDKY DOSAŽENÝMI Z DAT JINÝCH JEVŮ

Z porovnání grafů na obr. 1 a 2 je patrné, že získané výsledky o aktivitě Slunce podle polárních září jsou zhruba v souhlasu s výskytem serií pozorování velkých skvrn na Slunci pouhým okem, i se změnami množství C 14 v letokruzích stromů /v negativní škále/, /2, 16/. Maxima sluneční aktivity podle polárních září byla: 1100 - 1200, podružné kolem 1260, 1350 - 1400, 1530 - 1640, 1760 - 1820; minima sluneční aktivity podle polárních září byla: kolem 1050, kolem 1320, 1430 - 1500, 1660 - 1740, 1880 - 1940.

Ukazuje se, že polární záře takto zpracovány nevykazují osmdesátiletý cyklus /jako tomu je u slunečních skvrn /17//, a že jejich dlouhodobý výskyt může být modulován proměnlivým stavem zemské magnetosféry, tj. schopnosti zadržovat nebo propouštět částice slunečního původu do výšek vysoké atmosféry s většími hustotami, kde dochází k emisi a jevu polární záře. Tento modulační efekt lze těžko vyjádřit nebo odhadnout a je otázka, zda-li se vůbec prosazuje. Budeme předpokládat, že podmínky pro vývoj polární záře i v mírných šířkách na Zemi jsou určovány výhradně proudy slunečních korpuskulí od slunečních erupcí, které jsou hlavním energetickým projevem sluneční aktivity.

Shoda dlouhodobých chodů výskytů polárních září s ostatními dvěma charakteristikami /C 14 a velké sluneční skvrny/ vzájemně zdůrazňuje jejich realitu.

Dále je zřejmé, že v období t.zv. Maunderova minima 1645 - 1715, i v období t.zv. Spörerova minima 1460 - 1520, nechyběla sluneční činnost vůbec, jak to interpretuje Eddy /2/, ale že v těchto obdobích byla pouze velmi nízká, kdy se vyskytovaly i takové procesy na Slunci, které byly zdrojem i velkých výronů oblaků sluneční plasmy do meziplanetárního prostoru. V tomto ohledu se ztotožňujeme s názory Linka /4/, že není možno označit interval let 1645 - 1715 za interval vynechání cyklů sluneční aktivity a aktivity vůbec, ale jen za významné sekulární snížení aktivity. Z tohoto hlediska je pozoruhodná též práce Schove-ho /18/.

SEKULÁRNÍ SLUNEČNÍ ČINNOST A KOLÍSÁNÍ KLIMATU ZVLÁŠTĚ SE ZŘETELEM KE STŘEDNÍ EVROPĚ

V souvislosti se sekulárním 80 letým slunečním cyklem aktivity se naznačuje, že obdobné kolísání vykazuje dlouhodobé kolísání srážek /19/. Pochopitelně tento vztah může mít v různých oblastech na zeměkouli zápornou či kladnou korelaci,





99 -

protože uplatnění klimatického vlivu sluneční aktivity na troposféru jde nepochybně přes cirkulaci atmosféry. Pokud jde o střední Evropu, na základě zkoumání stanice v Praze Klementinu se ukázalo /20/, že v době sekulárního maxima sluneční aktivity bylo sekulární minimum srážek a naopak. Pokud tento vztah je persistentní po staletí, pak by v době nalezených sekulárních maxim sluneční činnosti měly atmosférické srážky vykazovat sekulární minima, t.j. v intervalech let: 1100 - 1200, \sim 1260, 1350 - 1400, 1530 - 1640, 1760 - 1820; v době sekulárních minim sluneční činnosti by měly být srážky v sekulárních maximech, tj. v intervalech let \sim 1050, \sim 1320, 1430 - 1500, 1660 - 1740, 1880 - 1940.

Obdobné platí pro teplotní poměry též podmíněné celkovým cirkulačním charakterem nad danou oblastí Země. Jestliže s výraznými minimy sluneční činnosti jsou spojeny v severozápadní Evropě období převážně chladná /kupř. v II. polovině 17. století/, pak by bylo logické očekávat, že ve výrazných sekulárních maximech sluneční činnosti by měly být v téže době rozsáhlé oblasti pod vlivem převážně teplého výkyvu /kupř. od konce 11. až do počátku 13. století/. Podle dosavadních výzkumů se zdá, že tomu skutečně tak bylo /21/.

Velmi těžko lze ze zřejmých důvodů nahradit při úvahách o kolísání podnebí zpracování řad meteorologických dat, tj. měření množství srážek a teplot v době před 1800, kdy ještě nebyla až na ojedinělé vyjímky zavedená pravidelná pozorování, nebo se pozorování nezachovala. Archivní i jiné záznamy o abnormálně suchých či vlhkých letech, nebo o úrodě nebo neúrodě, zachycují obvykle jen sporadické údaje vyjímečného charakteru. Usuzovat na existenci kupř. vlhkého 20ti -Tetého období nelze z několika sporadických zpráv o vlhkém charakteru jednotlivých let. Střídání povětrnostního charakteru jednotlivých let má stochastický charakter a prosazování nějakého vlivu /nebo trendu/ se projevuje na déletrvajícím komplexu let s převažujícím určitým charakterem těchto let, tj. nejen ojedinělým výskytem abnormálně suchých či vlhkých let, ale i takových let, které sice nebyly tak anomální, aby vyvolaly pozornost archiváře a zápis, ale za to byly četnější. Mimoto je známo, že kupř. výrazně suchá období trvající zhruba 20 i více let může být několikráte "přerušeno" lety, které mohou vykazovat v důsledku velkých srážek třeba povodně a tato anomalita se projeví zápisem archiváře. Pokud jsou zápisy o povětrnostním charakteru let nebo o kvalitě úrody soustavnější, potom je situace snadnější. To vše je nutno si uvědomit předem, než budeme usuzovat na povětrnostní a klimatický charakter celých skupin let podle historických slovních popisů, abychom vystopovali klimatické sekulární extrémy.

Pokud jde o sledování sekulární sluneční aktivity a sekulárního chodu srážek u nás, nemalá potíž spočívá v tom, že až asi do počátku l6. století jsou písemné zprávy o počasí jen sporadické a proto jsme většinou odkázáni pouze na t.zv. nepřímé důkazy, jako jsou např. počátky žní, vinobraní, architektura, zavádění teplomilných rostlin, dendroklimatologie atd. Bohužel musíme konstatovat, že i nepřímé důkazy se snášejí obtížně, poněvadž systematický průzkum nebyl dosud vůbec zahájen. Řečené platí též o písemných pramenech, hlavně ze století l6. a 17. I když určitě víme, že též u nás v těchto stoletích existovala denní pozorování počasí, která byla zaznamenávána /o tom svědčí např. denníky Burboniovy nebo nebo Keplerovy/, dodnes přesně nevíme, kolik takových denníků existuje a hlavně, kde jsou uloženy. Přitom právě denní záznamy počasí jsou pro studium kolísání klimatu velmi cenné, poněvadž ze záznamů můžeme vypočítat četnosti a ty potom zpracovat vhodnými statistickými metodami a výsledky porovnat se současnými klimatickými poměry pro stanovení odchylnosti od současnosti. Tak byla např. již zpracována Braheova pozorování z Hvenu z let 1582 až 1597, a i jiných autorů.

Z uvedených důvodů mohou být výsledky sledování persistence srážkových sekulárních extrémů v závislosti na extrémech sluneční aktivity u nás, pokud jde o časovou chronologii, jen přibližné. U základních dlouhodobých kolísaní nutně musíme počítat s nejistotou \pm 50 let, u mezidobí \pm 10 let. Je však možno připustit, že objektivní projevy v kolísání evropského klimatu se ve svých důsledcích více méně výrazně projeví i v našich materiálech, přímých či nepřímých, pokud se ovšem v naši oblasti reálně uplatnily.

Dále je nutno si uvědomit, že výsledky čerpané z pramenů jedné omezené oblasti nemohou být bez kritického zhodnocení zevšeobecňovány. Tak např. v tvrdých zimách při stacionární poloze anticyklony a přechodech aktivních front může dojít k velkým skokům teploty na relativně malém území. S takovými nesnázemi se setkáváme při rekonstrukci počasí v obdobích, kde jsme odkázáni jen na nepřímé důkazy.

S ohledem na tyto obtížnosti lze nicméně konstatovat,že sekulární minima srážek v obdobích 1100 až 1200, kolem 1260 a v létech 1350 až 1400 jsou reálná. Částečně spadají do období, které je v literatuře označováno jako sekundární nebo též středověké klimatické optimum /22/. Sahá od r. 900 respektive 1000 do r. 1250 respektive 1300. Ve 14. století se uvádí jedno vlhčí období /1310 až 1350/ a jedno teplejší a sušší od r. 1360 do 1400.

Autoři pokládají celé období od r. 1100 do r. 1400 relativně za teplé a suché, přičemž tyto prvky byly zvláště výrazné v století 11. a 12. Předpokládají totiž, že se v 11. a 12. století jen sporadicky, v 13. a 14. století již častěji, objevovala desetiletí chladnější a vlhčí. Jejich časovou existenci není možno z dosavadního materiálu zpráv stanovit. Zlomkovitě se objevují o nich údaje ve starých písemných zprávách.

Pro teplejší a sušší klima Čech v 11. až 14. století svědčí např. kolonisace severního pohraničí v 12. a 13. století a intensivnější zavádění vinné révy do středních a severních Čech v polovině 14. století. S kolonisací severních čech pak souvisí celá řada ukazatelů. Tak např. do těch dob spadá pozvolné vysychání velkého Komořanského jezera. Bylo to jezero asi typu jezera Neziderského /= Neusiedler See, jihových. od Vídně/. Ještě kolem r. 1600 zabíralo Komořanské jezero plochu větší než 56 km². Takové jezero může vysýchat, ba dokonce za vhodných podmínek vyschnout. Mnohem většímu jezeru Neziderskému /plocha v r. 1854 356 km²/ se to přihodilo v teplém desetiletí a sekulárním srážkovém minimu 1856 - 1871, kdy úplně vyschlo. V r. 1140 byl založen velký kláštěr v Doksanech zřejmě tehdy za dobrých podmínek; název je odvozen z předslovan-



ského pojmenování "dogz", což značí místo v inundovaném území řeky. Z Kosmova líčení v jeho kronice vůbec vyplývá, že Čechy bývala země lesnatá /v ll. století sahal prales až k Břevnovu/, bohatá vodami a bažinami. Jen dlouhotrvající suchá a teplá perioda mohla umožnit pronikání lidí ve větším měřítku do pohraničního hvozdu a bažin. Tehdejší založení královského města Mostu v bývalé inundované oblasti Komořanského jezera zdá se potvrzovat tento předpoklad.

I zavádění racionálního vinařství k polovině 14. století muselo být u nás spojeno s déle trvajícím teplejším klimatem /na Litoměřicku vinná réva byla pěstována nejméně od 12. století/; byla zřejmě teplá, ba až horká léta, slabé srážky, žádné větší jarní nebo podzimní mrazíky, slunný podzim. Nesmíme zapomenout, že vinorodá oblast ležela těsně na vegetační hranici pěstování révy a že ještě v 1. polovině 16. století sahala až k Ústí n. Labem, Teplicím, a na východě pronikala až na Českolipsko. Mostecká a ústecká vína byla tehdy velmi známa. Réva tu byla pěstována nikoliv pro ozdobu /jak se to někdy dálo u Baltu/, ale pro vnitrostátní prodej a export. Zimní i letní teploty byly při nejmenším stejné jako v době recentního oteplení v letech 1901 – 1950 /tehdy nové pokusy o pěstování révy na Mostecku/, ale možná o $0,5^{\circ}$ vyšší, vždyť zvýšení teploty o $0,5^{\circ}$ C ve vegetační době znamená posunutí hranice pěstování révy asi o 135 km na sever.

Období asi od 1429 - 1465 se pokládá za zvlášť nepříznivé. Nemůže však u nás být charakterisováno, poněvadž nemáme zatím ucelenější soubor zpráv.

Poměrně bohatý dokladový materiál máme z let 1519 až 1541 /dolní Poohří/. Z nepřímých důkazů /neobyčejně časné počátky žní, vynikající jakostní vína, nálety kobylek atd./ můžeme stanovit, že teplá až horká a suchá léta byla zejména: 1521, 1523, 1526, 1530 - 1534, 1536, 1538 - 1542, 1546, 1548, 1554. Flohnův názor /23/, že léto 1540 bylo snad nejteplejší a nejsušší za celé tisícletí, nemusí platit i pro naše území, ale rozhodně je to pro toto období charakteristické. Vegétační termická konstanta pro révu musí činit nejméně 2400⁰. U velmi jakostních vín, jako byly např. nedávné ročníky 1947, 1959, 1961, ale pravděpodobně též staré z r. 1531, 1532 atd. měly termickou konstantu mnohem vyšší, 2700⁰, čímž se přiblížily poměrům ve francouzských vinorodných oblastech.

Autoři se proto na základě výše uvedeného domnívají, že v druhé čtvrtině 16. století se v Čechách projevilo výrazné klimatické zlepšení, projevující se v teplých až horkých letech s menší srážkovou činností.

Po tomto klimatickém zlepšení, které se u nás snad protáhlo do 1560, nasadilo markantní zhoršení, které je v Anglii, snad poněkud přehnaně označováno, jako "malá doba ledová" /22/. Je charakterisováno několika významnými znaky: 1 – postupem ledovců v letech 1590 až 1610 a s novým postupem kolem r. 1645; postup ledovců byl pozorován též v Norsku. 2 – poklesem teplot v zimě, jak bylo prokázáno ve Švýcarsku /1546 – 1576/ a v Dánsku /1582 – 1597/; pokles je odhadován na 1,5 – 2,0° C. 3 – neobyčejně špatnými ledovými poměry v Sundech a převládajícím SE prouděním /Tychonova pozorování v Uranienborgu na Hvenu/. 4 – periodou extrémně studených let v severní Skandinavii /doloženo pro leta 1611 -1630/. Podle bodů 3 a 4 se zdá pravděpodobné, že uvedené efekty byly podmíněny častým výskytem blokující anticyklóny nad Skandinavií. 5 - vysokými stavy Kaspického moře, jakož i středoitalských jezer /od r. 1595/.

Z uvedeného lze soudit, že celková situace byla patrně motivována růstem polárních cyklón, posunutím drah depresíhlouběji na jih, což mohlo mít za následek i posunutí zony intertropické konvergence k rovníku. Lze soudit na zesílení meridionální výměny a častější vpády studeného vzduchu do středního a západního Středomoří /zesílení četnosti t. zv. "historických" bouří ve Středozemním moři/.

U nás je výše zmíněné období charakterisováno nejprve výraznými extrémy /na přelomu 16. a 17. století/ a zdá se, že teprve v 1. polovině 17. století má chladnější a vlhčí charakter. V první fázi zdají se být počty mírných a tvrdých zim vyrovnané, ale teprve koncem 16. století, ale hlavně v 1. polovině 17. století se četnost tvrdých zim zvětšuje. Typickým znakem je zvýšená četnost a intensita jarních mrazíků a to nejen v květnu, ale i v červnu. Křivka výnosů révy klesá, nejhlubší pokles je snad v letech 1630 – 1660. Pokles výnosů a kvality vína by naznačoval chladnější, deštivější léta v 1. polovině 17. století. I postup východoalpských ledovců je spojován s oblačnějšími, studenějšími léty, s četnějšími srážkami, což všechno pak přispívá k zvýšení albeda ledové plochy a ke snížení ablace. Pro ledovcovou bilanci zaledněných oblastí však hraje proměnlivost ročních srážek menší úlohu než střídání letních teplot, oblačnosti atd.

Viditelný zvrat nastal někdy v dvacátých letech 18. století, kdy nastává podle Angličanů interglaciál, nové oteplení. Autoři se domnívají, že t. zv. "malá doba ledová" končila u nás někdy kolem 1720. Zlepšení, projevující se ve střední Evropě teplými léty s mírnými zimami vyvrcholilo někdy kolem r. 1750, kdy vrcholil ústup východoalpských ledovců. U nás se toto období projevuje zaváděním a pěstováním teplomilných rostlin v severních Čechách /např. madloní/.

Nový zvrat klimatu s řadou cirkulačních anomalií, projevujících se zvláště v zimách /sem patří i t. zv. "velká zima" 1739/1740/, ale i dílčí posuny vychodoalpských ledovců kolem r. 1770 a 1790, přinesl ochlazení. Toto období končí, alespoň v jižních částech střední Evropy /Vídeň, Praha, Hohenpeissenberg, Basilej, Jena/ poměrně výraznou teplou periodou v letech 1775 až 1811. Po ní však následovala perioda vysloveně špatných let ve střední Evropě, spojená již s evidovaným sekulárním maximem srážek /19/, která zhruba sahala až do poloviny 19. století. Vyvrcholení tohoto špatného období spadá do let 1812 - 1821.

Po polovině 19. století nastalo jak je známo sekulární minimum srážek /20/. V Čechách to bylo spojeno s výrazným globálním oteplením, což se projevilo velmi výraznou suchou periodou asi od r. 1856 do r. 1875 /katastrofální sucha, zastavení lodní plavby na Labi atd./. Situaci dokresluje serie výborných vinných roků: 1857 - 1859, 1861, 1862, 1865, 1868; léto 1860 je vyjímkou. Nejsušší bylo období 1861 - 1865. Toto suché období pak vystřídala řada deštivých let od r. 1876 do r. 1894, s vyvrcholením v letech 1886 - 1890.

ZÁVĚR

1/ Podle výskytu polárních září byla zjištěna sekulární období vysoké a nízké sluneční aktivity v době od r. 1000 do nynější doby /obr. 2/. Výsledky jsou ve shodě s průběhem jiných charakteristik publikovaných dřívě /obr.1/.

2/ Chod zaznamenaných polárních září v první polovině zkoumaného tisíciletí neodpovídá pochopitelně vzhledem k malým zápisovým a konservačním možnostem tehdejší doby skutečnému výskytu, obráží pouze rálná kolísání, a skutečný výskyt je nutno rekonstruovat vzhledem ke společensko-technickému faktoru zhruba sedminásobným zvýšením /obr.2/.

3/ Vzhledem k tomu, že byla již dříve nalezena po roce 1805 negativní korelace mezi 80ti letou sekulární periodou sluneční činnosti a srážkami ve střední Evropě, zkoumalo se, zda-li tento vztah je platný i pro daleko dlouhodobější kolísání sluneční aktivity charakterisované polárními zářemi. Ukázalo se, že hlavní dlouhodobá maxima výskytu polárních září souvisí převážně s klimatickými periodami suššími /případně teplejšími/, minima polárních září pak s periodami vlhčími /případně chładnějšími/. Potvrzuje se, že vrchol t.zv. klimatického optima v 11. a 12. století souvisí s mimořádně vysokou sluneční aktivitou, a vrchol t. zv. malé doby ledové /v 17. století/ souvisí pravděpodobně s velmi nízkou sluneční aktivitou; obdobně tomu bylo v obdobích krátkodobějšího kolísání ve 14. a 15. století.

LITERATURA

- /1/ Waldmeier M.: 1961, The Sunspot Activity in teh Years 1610 1960, Schultness - Zürich
- /2/ Eddy J.A.: 1976, Science 192, 1189
- /3/ Kanda S.: 1933, Proc. Imp. Acad. /Tokyo/, 9, 293
- /4/ Link F.: 1977, Astron. Astrophys. 54, 857
- /5/ Lerman J.C., Nook W.G., Vogel J.C.: 1970, Radiocarbon Variations and Absolute Chronology, ed. I. V. Olson, Stockholm, p. 275
- /6/ Forman M.A., Xhaeffer O.A., Schaeffer G.A.: 1977, 15th Int.Cosmic Ray Conf. /Bulgaria 1977/, Vol. 3, 187
- /7/ Wilcox J.M.: 1975, J. Atm. Terr. Phys. 37, 237
- /8/ Mustel E.P.: 1974, Solnečno-atmosfrenyje svjazi v teorii klimata i prognoz pogody, Leningrad, p. 222
- /9/ Rybanský M.: 1978, ve sbor.: Slnečná aktivita a jej geoaktívne prejavy /Bardejov 1978/, Hurbanovo, p. 134
- /10/Seydl O.: 1955, Geofys. sborník 1954 /Trav. Géophys./ 17, Praha, p. 159 /11/Matsushita S.J.: 1956, J. Geophys. Res. 61, 297
- /12/Link F.: 1963, Geofys. sborník 1962 /Trav.Géophys./ 173, p. 297

/13/ Réthly A., Berkes Z.: 1963, Nordlichtbeobachtungen in Ungarn /1523 -1960/, Budapest /14/ Link F.: 1965, Geofys. sborník 1964 /Trav.Géophys./ 212, p. 501 /15/ Fritz H.: 1873, Verzeichniss beobachteter Polarlichter, Wien /16/ Suess H.S.: 1968, Climatic Changes, Solar Activity and Cosmic Ray Production Rate of Natural Radiocarbon, Meteorol. Monogr. 8, 30, 1968 /17/ Wolf R.: 1889, Astron. Mitt. Zürich 74, 131 /18/ Schove D.J.: 1955, J. Geophys. Res. 60, 127 /19/ Křivský L.: 1953, Publ. Astrophys. Obs. Czechosl. Ac. Sci. Ondřejov No 23, 37 /20/ Křivský L.: 1953, Sbor. I. celost. meteorol. konf. Bratislava 1952, St. met. ústav Praha, p. 55

/21/ Lamb H.H.: 1975, Understanding Climate Change, App. A, eds. W.L. Gates, Y. Mintz, Washington

/22/ Lamb H.H.: 1963, Changes of Climate, Proc. Rome Syp. UNESCO and World Meteorological Org. /1961:, Liège, p. 125

/23/ Flohn H.: 1957, Deutscher Geographentag /Würzburg 1957/, Tagungsbericht. u. wiss. Abhandl., p. 201.

Koronálne odozvy na veľkorozmerové a dlhodobé javy

v nižších vrstvách slnečnej atmosféry

J. SÝKORA Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

Vychádzajúc z predpokladu obecne prijatého v poslednom desaťroči, že všetky formy slnečnej aktivity a aktivity v medziplanetárnomprostredi sú odozvami na vlastnosti magnetického poľa, generovaného v podfotosférických vrstvách slnečného telesa, prezentujeme v tomto článku niektoré charakteristiky veľkorozmerového a dlhodobého správania sa slnečnej koróny v priebehu posledných troch slnečných cyklov.

Väčšia časť prehľadu je založená na štatistickom a grafickom spracovaní nami upraveného obsiahleho pozorovacieho materiálu a svietivosti koróny v čiare 530,3 nm Fe XIV. Okrem toho sme použili niektoré výsledky zo spracovania pozorovaní koróny v bielom svetle a krátkovlnnom žiarení, aby sme dlhodobé prejavy v koróne lepšie demonštrovali. Menovite článok pojednáva o dĺžkovom a šírkovom rozložení svietivosti slnečnej koróny a v tejto súvislosti diskutujeme aktívne dĺžky a systém koronálnej rotácie. Niektoré vlastnosti slnečných cyklov a severo-južná asymetria sú porovnávané s podobnými vlastnosťami nájdenými pre slnečné škvrny a erupcie. V krátkosti sumarizujeme aj veľkorozmerové charakteristiky, dlhodobý vývoj koronálnych dier a možnosť identifikovat tieto diery na synoptických mapách emisnej zelenej koróny.

Je iste správna myšlienka, obecne prijatá za posledných 10-15 rokov, že všetky formy slnečnej a medziplanetárnej aktivity sú dôsledkom magnetického poľa, generovaného v podfotosférických vrstvách a že by bolo obtiažne a mvlné študovať
či už krátkodobé, alebo dlhotrvajúce javy v koróne bez náväznosti na štruktúru a vlastnosti fotosférických magnetických polí. Niekoľko fundamentálnych článkov, odôvodňujúcich takéto hľadisko, bolo prezentovaných na posledných sympóziach o fyzike Slnka /napr. Newkirk, 1971; Wilcox, 1971; Altschuler, 1974; Pneuman, 1974; Bumba, 1976/. Preto, berúc do úvahy aj značné množstvo prác, citovaných v zmienených sumarizujúcich článkoch, hovoriť o koronálnych odozvách na dlhotrvajúce javy na povrchu Slnka, znamená diskutovať predovšetkým odozvy na dlhotrvajúce a veľkorozmerové javy fotosférických magnetických polí. Ovšem, analyzujúc napr. rozloženie jasnosti koróny v priebehu slnečného cyklu, severo-južnú asymetriu a koronálnu rotáciu, budeme robiť porovnanie aj s rozložením a frekvenciou slnečných škvŕn a erupcií, ktorých tesná súvislosť s magnetickými poľami je bez diskusie.

Je jasné, že odozvy na krátko či dlhotrvajúce javy nekončia v slnečnej koróne. Sú transportované a celkom iste transformované touto vrstvou atmosféry a pokračujú ďalej do medziplanetárneho priestoru, medzi iným i do horných i nižších vrstiev zemskej atmosféry. Ak sa dívame na vec z tohoto hľadiska, potom štúdium veľkorozmerových vlastností slnečnej koróny by mohlo byť dobrým prostriedkom pre pochopenie porúch v zemskej magnetosfére, ionosfére a možno aj istých vplyvov na život v troposfére.

Behom niekoľkých posledných rokov pozorovací materiál, umožňujúci nám študovať individuálne fyzikálne procesy v koróne na jednej strane, ako aj štatistické veľkorozmerové prejavy koronálnej aktivity na strane druhej, značne vzrástol. Nie je to len následok rozsiahleho výskumu koróny z kozmu, ale aj vďaka systematickým rutinným pozorovaniam zo Zeme.

Náš článok je výsledkom štatistickej a grafickej analýzy hohatého observačného materiálu, získaného sieťou koronálnych staníc na čele s Pic du Midi, ktoré pozorujú monochromatickú korónu, predovšetkým vo svetlej zelenej /530,3 nm/ a červenej /637,4 nm/ koronálnej čiary. Detailný popis použitých údajov a proces ich homogenizácie bol urobený v /Sýkora, 1971a, 1971h/. Tieto údaje sa vzťahujú k výške asi 43 500 km nad fotosférou a ich priestorové rozlíšenie na slnečnom povrchu je celkom malé – jeden deň v heliografickej dĺžke a 5[°] v heliografickej šírke – ale pre štúdium veľkorozmerových prejavov sa toto zdá byť dokonca výhodou. Údaje o zelenej koróne používame v tejto práci preto, lebo sú dostatočne kompletné za dostatočne dlhé obdobie /asi 40 rokov/ a preto, ako uvidíme neskôr, dovoľujú urobiť niektoré závery o koróne ako celku /t.j. o koróne pozorovanej v X-lúčoch, optickom a rádiovom odbore žiarenia/.

Treba sa nám v úvode tiež zmieniť, čo rozumieme v tomto článku pod pojmami veľkorozmerový a dlhodobý. Veľkorozmerový znamená, že rozmery skúmaného javu sú väčšie než rozmer jednej aktívnej oblasti a dlhodobý znamená; že jav trvá viac než je doba života aktívnej oblasti.

ROZLOŽENIE KORONÁLNEJ FMISIE S HELIOGRAFICKOU DĹŽKOU

Väčšina charakteristických vlastností magnetického poľa, ktoré nás zaujímajú v súvislosti s dlhodobými koronálnymi odozvami, bola nájdená na základe všestranného štúdia synoptických máp, konštruovaných z denných magnetogramov, získaných s nízkym rozlíšením na observatóriu Mt. Wilson. Tieto mapy boli čiastočne publikované ako "Atlas of Solar Magnetic Fields 1959-1966" /Howard a spol., 1967/. Analýzou jednotlivých polarít Bumba a Howard /1960/ našli isté nové štruktúry veľkorozmerového rozloženia magnetického poľa, ktoré nazvali – sekcie, rady a prúdy. Sú to štruktúry, ktorých šírka je niekoľko desiatok stupňov v heliografickej dĺžke a ktoré jasne ukazujú, že rozloženie aktivity na slnečnom disku nie je rovnomerné, ale naopak, v priebehu dlhých období – až niekoľko rokov – aktivita v určitých intervaloch heliografických dĺžok je vyššia v porovnaní s inými intervalmi. Veľmi výraznou vlastnosťou Bumbových a Howardových formácií je ich rekurentnosť s periódou blízkou 27 dňom, vo vyšších šírkach 28-29 dňom /viď tiež Bumba, 1976/.

Podobné rozloženie, v mnohých štúdiách nazývané "aktívne dľžky", bolo nájdené mnohými autormi pre rôzne typy prejavov slnečnej aktivity. Avšak chápanie a definícia aktívnych dĺžok sa líšili od autora k autorovi a dosiaľ bolo urobených len niekoľko pokusov stotožniť "aktívne dĺžky" rôznych prejavov aktivity.



Obr. l - Jasnosť zelenej koróny je prezentovaná na štyrikrát opakovaných bartelsových otočkách /vodorovne/ za obdobie dva a pol slnečných cyklov /zvisle/ pre jednotlivé heliografické šírky severnej pologule /0°- +60°/

Aj my môžeme komentovať len kvalitatívnu podobnosť /odozvu/ rozloženia jasnosti zelenej emisnej koróny a magnetického poľa. Príklad 4-krát opakovaných 27-dňových sekvencií denne pozorovanej jasnosti zelenej koróny, pripravených spôsobom popísaným v Sýkora /1971b/ je ukázaný na obr. 1. Údaje za obdobie 1947-1976 boli pôvodne vykreslené pre každých 5⁰ v intervale slnečných šírok [±]60°. Na tomto obrázku sú prezentované len údaje pre každých 10° severnej pologule. Variácie aktivity so slnečným cyklom boli početne odstránené. Je jasne vidieť, že aktivita v posledných troch slnečných cykloch nie je rozložená náhodne, ale naopak, toto rozloženie má skoro všetky charakteristiky aktívnych dĺžok, ako boli postulované pre iné prejavy aktivity v minulosti a pripomína mnohé vlastnosti /šírka, trvanie, sklon/, ktoré našli Bumba a Howard pre fónové magnetické pole a možno ešte viac sektorovú štruktúru medziplanetárneho magnetického poľa, ako ju možno vidieť napr. na obr. 10 Bumbovho článku, predneseného na Sympóziu č. 71 Medzinárodnej astronomickej únie /Bumba, 1976/. Rôzne sklony, ktoré vidieť na našom obr. 1 súvisia hlavne s koronálnou rotáciou a diferenciálnou rotáciu, ktoré budeme diskutovať vo 4. kapitole.

Z hľadiska slnečno-zemských vzťahov v posledných rokoch koronálne diery a obecne hovoriac oblasti nízkej svietivosti koróny, sa zdajú byť veľmi dôležité. Je jasné, že obrázok 1 ukazuje dlhodobé a priestorové rozloženie aj týchto útvarov, je treba len analyzovať nezačiernenú časť obrázkov.

Synoptické tabuľky zelenej koróny, pripravené nami pre obdobie 1947-1970 podrobila všestrannej analýze Antonucci a jej spolupracovníci. Našla /Antonucci, 1974/, že miesta zvýšenej svietivosti zelenej koróny vykazujú určité organizované usporiadanie s ohľadom na sektorovú štruktúru slnečného magnetického poľa. Antonucci a Svalgaard /1976/ konštatujú, že "fakt, že akákoľvek korelácia existuje /a túto našli/ medzi odpovedajúcimi šírkovými zónami na opačných pologuliach Slnka za obdobie 24 rokov silne podporuje myšlienku, že v zelenej koróne existuje určitá veľkorozmerove a dlhodobo organizovaná zložka".

Ako zaujímavú odozvu k dlhodobému rozloženiu fotosférického magnetického poľa sme pred niekoľkými rokmi našli /Pumba a Sýkora, 1973; Bumba a Sýkora, 1974/, že maximá koronálnej emisie koincidujú v polohe s negatívnou a minimá s pozitívnou polaritou fotosférického magnetického poľa. Stenflov /1972/ záver, že intenzita zelenej koróny by nemala závisieť veľmi od polarity poľa a viac od jeho celkovej intenzity, je založený na analýze motýlkového diagramu zelenej koróny zostrojeného pre obdobie 1959-1970 s veľmi nízkym rozlíšením a podobného diagramu magnetického poľa.

ROZLOŽENIE KOPONALNEJ EMISIE S HELIOGRAFICKOU ŠÍRKOU

Časovo-šírkové rozloženie jasnosti koróny môže hyť ilustrované rôznými spôsobmi. Mapy izofót použili napr. Trellis /1957/, Waldmeier /1957a/, Stenflo /1972/ aťď. Všetky tieto diagramy sa zdajú byť hodne vvhladené, odhaľujúce len málo detailov. Na ohr. 2 prezentujeme podobný diagram pre posledné tri slnečné cykly. Koronálne údaje, ako ich publikuje Quarterly Bulletin on Solar Activity,



Obr. 2 - Šírkové rozloženie intenzity koróny v zelenej čiare /530,3 nm/ za posledné tri slnečné cykly. Najnižšia izofota je 15 absolútnych koronálnych jednotiek a krok je 10 jednotiek. V pravej dolnej časti je nakreslený podobný diagram výskytu slnečných erupcií, bez rozdielu mohutnosti.



Obr. 3 - Motýľkové diagramy intenzity zelenej koróny za posledných dva a pol cykla.

- 112 -



v 20. cykle označuje šesť-rotáciu 1970 /začínajúcu 9.mája 1964/ – 1975 /končiacu 17. októbra 1964/. Označené sú nulové body kriviek a škála v koronálnych jednotkách.



Obr. 5 - Porovnanie šírkového rozloženia svietivosti K-koróny /A/ a štandardnej odchylky /S. D./ od tohto priemeru za obdobie júl december 1966. /Z. Hansen a spol. 1969a/.

sú vyjadrené v fyzikálnych jednotkách, t.j. v miliontinách energie vyžarovanej zo stredu slnečného disku v úseku 0,1 nm spektra blízko koronálnej emisnej čiary 530.3 nm. Homogenizované údaje rôznych koronálnych staníc /Sýkora, 1971b/ boli integrované v intervale 6 bartelsovských rotácií /takmer pol roka/ a osobitne pre každých 5[°] heliografickej šírky. Neuvažovali sme polárne oblasti /od $\frac{t}{60^\circ}$ k pólom/. V pravej dolnej časti obrázku je ukázaný diagram výskytu slnečných erupcií v 20. cykle /Knoška a spol, 1978/ a možno ho porovnať s rozložením koronálnej emisie.

Nasledujúce charakteristické vlastnosti možno vidieť na obr. 2:/1/ Existujú značné rozdiely - až jeden, jeden a pol roka - v začiatkoch cyklov na jednotlivých pologuliach. /2/ Zdá sa byť realistickou skutočnosťou, že aktivita behom cyklu pozostáva z niekoľkých veľkých impulzov, časove vzdialených v priemere 2 roky. V predošlom cykle také impulzy sa objavili v rokoch 1967, 1970, 1972, 1974. Jadrá impulzov sa postupne posúvajú v šírke od asi 25⁰ na začiatku do asi 10⁰ na konci cyklu. Nezdá sa existovať žiadna korelácia v čase ich výskytu na oboch pologuliach. /3/ Pretože intenzita zelenej koróny vzrastá s teplotou koróny, Stentlo /1972/ našiel, že šírkové rozloženie intenzity zelenej čiary tesne odpovedá podobnému rozloženiu slnečných škvŕn, fakulových polí a intenzity magnetického poľa. Na pravej strane obr. 2 môže byť urobené porovnanie intenzity koróny a počtu erupcií v 20. cykle. Treba povedať, že je vynesený prostý počet erupcií, bez rozlíšenia ich stupňa mohutnosti. Dobrý súhlas oboch diagramov je narušený začiatkom roku 1971, kedy nastal silný pokles počtu erupcií až do konca cyklu, čo nie je pravdivé pre koronálnu emisiu. Tento fakt hude diskutovaný, keď budeme analyzovať obr. 6.

Motýlkové diagramy, zostavené z bodov, v ktorých intenzity zelenej čiary, priemerované za šesť bartelsovských rotácií, dosiahli maximálne hodnoty, odhaľujú dve zaujímavé vlastnosti /viď obr. 3/. Po prvé, "motýlie krídla" v 19. cykle siahajú o 10⁰ do vyšších šírok než v 20. a 18. cykle /viď tiež obr. 9/. Je možné akceptovať celkom pokusnú hypotézu, že vo vyšších cykloch /charakterizovaných vyšším relatívnym číslom/ aktivita nastupuje vo vyšších heliografických šírkach. Po druhé, hoci koronálna aktivita pre danú aktívnu oblasť zaberá väčší interval šírok než prejavy vo fotosfére a chromosfére, najvyššia koronálna aktivita je len výnimočne charakteristická pre oblasť rovníka. Ani vzájomné sčítanie koronálnej aktivity z oboch pologúl na konci cyklov nevedie nutne k najvyššej aktivite na rovníku. Len 20. cyklus trochu pripomína takéto chovanie.

Iný pohľad na šírkové rozloženie jasnosti zelenej koróny behom posledných dvoch slnečných cyklov, je prezentovaný na obr. 4. Je tu ukázané rozloženie priemernej svietivosti koróny pře každých 5° šírky a bartelsovské šesťrotácie. Počas slnečných miním v rokoch 1954, 1964 a 1976 /krivky č. 1, 1 a 28/ jasnosť je prakticky rovnaká v celom šírkovom intervale $\pm 60^{\circ}$ a dosahuje 10-15 koronálnych jednotiek. Odozvy na prebiehajúce cykly sú nasledovné: Na začiatku sa aktivita objavuje /menovite v 19. cykle/ v šírkach 30-35°, potom rýchle rastie a formu-

- 113 -

jú sa dve výrazné maximá v šírkach asi $\frac{1}{20}$ °-25° počas maxima cyklu. Intenzita koróny v týchto šírkach je v tomto období asi 10 krát väčšia než v období miním cyklov. Tento fakt je v príkrom rozpore s pomerom maximum/minimum intenzít pre bielu korónu, ako bol publikovaný Hansenom a spol. /1969a/, kde tento pomer je 2,0-2,5. Nesúhlas je len zdanlivý a v skutočnosti indikuje oveľa vyššiu citlivosť zelenej koronálnej emisie na zložitosť magnetických polí na povrchu Slnka. S približovaním k obdobiu minima slnečného cyklu aktivita sa postupne sťahuje k rovníku, k šírkam $\frac{1}{2}$ 5-10° a niekedy /ako v 20. cykle/ vzájomné prekrývanie aktivity z oboch pologúl robí dojem, že maximum svietivosti zelenej koróny sa nachádza na rovníku.

Hansen a spol. /1969a/ tvrdia, že aritmetické priemery, ako sú ukázané na obr. 4, majú tendenciu zakryť skutočnosť, že svietivosť koróny je koncentrovaná do diskrétnych šírkových zón. Na obr. 5, prevzatom z ich článku o K-koróne je jasne vidieť, že štatistická štandardná odchýlka intenzity od 6 mesačných priemerov okrem maxím svietivosti zrejme spojených s oblasťami slnečných škvŕn a flokulových polí, odkrýva ešte vysoko-šírkové, alebo polárne zóny aktivity v šírkach 60-70°, ako ich snáď pryýkrát komentoval Trellis /1957/. Hansen a spol ukazujú, že tieto vysoko-šírkové zóny migrovali postupne k pólom v období 1954-1967, čo je fakt známy z pohybu protuberancií a filamentov, ako aj z teórie a meraní slnečných magnetických polí. Nemohli sme hľadať tieto polárne zóny v našich údajoch o zelenej koróne, pretože tieto sú ohraničené šírkami $\frac{†}{60°}$.

KORONÁLNA ROTÁCIA

Veľa sa urobilo v štúdiu koronálnej rotácie a jejzávislosti na šírke. Výsledky posledného desaťročia sa zdajú byť dostatočne presvedčivé s ohľadom na rôznosť analyzovaných údajov a s ohľadom na celkom dobrý súhlas medzi výsledkami. Určenie rotačnej rýchlosti je možné vďaka existencii oblastí /aktívnych alebo pokojných, jasných alebo tmavých/, ktoré sa znova a znova objavujú na viditeľnej strane Slnka počas niekoľkých rotácií s dostatočnou stabilitou.

Hansen a spol. /1969b/ aplikovali autokorelačnú analýzu na pozorovania bielej koróny v období 1964-1967. Našli, že koróna v nízkych šírkach rotovala približne tou istou rýchlosťou ako slnečné škvrny, ale vo vyšších šírkach rotovala podstatne rýchlejšie než pod ňou ležiaca vrstva fotosféry - v šírkach 60⁰-65⁰ to bolo 12,8[°] /deň, čo je perióda 28,13 dní. Pre špecifickú šírku sa z roka na rok a medzi oboma pologuľami vyskytli rozdiely v rýchlosti rotácie, dosahujúce hodnotu 3-4 %. Žiadny evidentný vzťah týchto zmien k narastajúcej slnečnej : aktivite nebol zaregistrovaný.

Pokiaľ je nám známe, článok Hansen a spol. /1969b/ je jediný, v ktorom pomocou tých istých pozorovacích údajov bola študovaná koronálna rotácia v rôznych výškach nad povrchom Slnka. Pre rok 1967 bola nájdená prakticky konštantná rotácia pre výšky od 1,125 P_odo 2,0 P_o. V r. 1966 bola celková závislosť rotácie na výške komplikovanejšia - rýchlosť rotácie klesala s výškou v nízkych šírkach, zatiaľ čo pre vysoké šírky vzrastala s výškou. Grafické štúdium synoptických tabuliek zelenej koróny, rozdelených do šiestich zón o šírke 20° a pokrývajúcich obdobie 1947-68 ukázalo, že rýchlosť rotácie sa len veľmi málo mení s heliografickou šírkou /Sýkora, 1971b/. Tieto rýchlosti boli odvodené z rekurencie dlhožijúcich a veľkorozmerových štruktúr aktivity a priemerné hodnoty rotačných periód sú 27,80 dní pre zónu so stredom na šírke $47,5^{\circ}$ a 28,23 dní pre zónu so stredom na šírke $447,5^{\circ}$. Ak sa dívame na sklony "aktívnych dĺžok" na obr. 1, vidíme, že obraz je pomerne komplikovaný. Ak zanedbáme zmeny koronálnych štrukúr, predovšetkým tie, ku ktorým v dôsledku vývoja aktivity dĺžok indikujú vlastne rýchlosť rotácie v danej šírke a danom čase. Obecne možno identifikovať dve tendencie sklonov. Pre nižšie šírky /od 410° do asi 430° / prevážne vertikálne formácie, lennáhodne rušené formáciami so značne väčšími sklonmi, dominujú. Väčšie sklony sú naopak oveľa charakteristickejšie pre vyššie šírky $/440^{\circ}$ do 460° . Ale niekedy sú aj v týchto šírkach vidieť vertikálne formácie, ktoré v týchto prípadoch sú pravdepodobne indikátormi rotácie koróny "ako pevného telesa" bez **diferenciá**lnejrotácie.

Takýto, veľmi kvalitatívny obraz koronálnej rotácie môže byť veľmi dobre daný do súhlasu s Bumbovými výsledkami o vlastnostiach vo veľkorozmerovom rozložení slnečných magnetických polí /Bumba 1976/, zvlášť s tými útvarmi, ktorých perióda rotácie je 27 a 28-29 dní.

Synoptické tabuľky zelenej koróny /Sýkora, 1975/, o ktorých sme sa zmienili vyššie, boli neskôr podrobené autokorelačnej analýze a Antonucci a Svalgaard /1974/ a Antonucci a Dodero /1977/ publikovali niektoré zaujímavé výsledky. Uvádzajú, že koronálne útvary s krátkou dobou života /pozorované vo svetle emisnej čiary 530,3 nm Fe XIV/, súvisiace s aktivitou, rotujú diferenciálne, kým útvary s dobou života rádove jeden rok a viac a charakteristické hlavne pre roky klesajúcej aktivity nevykazujú diferenciálnu rotáciu, ale naopak, rotujú s periódou asi 27 dní, nezávisle na heliografickej šírke. Tieto výsledky boli tiež nájdené pre klesajúcu fázu 20. slnečného cyklu /Antonucci a Dodero, 1977/.

Efekt, podobný tomu, o ktorom sme sa práve zmienili, našli skôr pri analýze fotosférického poľa Bumba a Howard /1969/ a Wilcox a spol./1970/. Tiež rotačná krivka rôznych polarít fotosférického magnetického poľa, počítaná pre obdobie 1959-1970 Stenflom /1974/ je v dobrom súhlase s priemernou rotačnou krivkou koróny /toto porovnanie možno vidieť na obr. 6 v práci Antonucci a Dodero, 1977/. Okrem toho, Stenflo /1977/ našiel,že zakotvenia veľkorozmerových, pevne rotujúcich útvarov koróny veľmi pravdepodobne súvisia s dlhožijúcou zložkou fotosférického magnetického poľa. Teda, rotačné vlastnosti fotosférického magnetického poľa a koróny sú rovnaké v priebehu cyklu a preto Antonucci a Dodero konštatujú, že "vychádzajúc z analógie s korónou, zmeny diferenciálnej rotácie veľkorozmerových štruktúr magnetického poľa behom slnečného cyklu, nemožno vylúčiť".

Iný povšímnutia hodný výsledok, prezentovaný v dolnej časti obr. 4 v Antonucci a Dodero, je veľmi dobrá koincidencia rotačných charakteristík, nájdených pre EUV /Fe XV, 28,4 nm/ koronálme diery detekované spektroheliografom na družici OSO-7 od mája 1972 do októbra 1973 a analyzovaných Wagnerom /1975/, s rotačnou krivkou koronálnych oblastí, charakterizovaných nízkou intenzitou. Preto, rotačné vlastnosti koróny a koronálnych dier sú veľmi pravdepodobne rovnaké v obdobiach nízkej aktivity a oblasti nízkej svietivosti zelenej koróny pravdepodobne koincidujú s koronálnymi dierami /Letfus a spol, 1980/, čo bližšie popíšeme v poslednej kapitole.

Výsledky o koronálnej rotácii, ktoré sme diskutovali, doteraz kritizovali Timothy a spol. /1975/ v tom zmysle, že môžu byť veľmi ovplyvnené štatistikou, v ktorej zmeny koronálnych štruktúr, zvlášť tie, ktoré sa dejú v smere heliografickej dĺžky, zavádzajú neistoty do analýzy individuálnych útvarov. Je možno súhlasiť s týmto názorom, ale napriek tomu výsledok, ktorý Timothy a spol. získali, je v celkom dobrom súhlase s kritizovanými výsledkami. Študovali rotačnú rýchlosť v meridionálnom smere pretiahnutej koronálnej diery CH1 zo skylabovskej periódy. Behom piatich rotácií sa ukázalo, že táto diera rotovala "ako pevné teleso".

Obr. 7 v práci Pohlina /1977/ jasne ukazuje, že tiež rotácia ostatných dier skylabovskej periódy /okrem zvláštneho prípadu diery CH5, ktorá rotovala inak pravdepodobne skôr v dôsledku interného vývoja než v dôsledku inej diferenciálnej rotácie /potvrdzuje výsledky, ktoré získali Timothy a spol./ Ale pretože diery 2^{X} a 4 sa nachádzajú príliš nízko v šírke. Bohlin volá po ďalších pozorovaniach, aby sa potvrdila rovnica $w \approx /13,3 \pm 0,1/-0,4 \sin^{2} q$, ktorá vyjadruje "skoro pevnú" rotáciu koronálnych dier.

Ak máme sumarizovať výsledky o koronálnej rotácii, musíme si predovšetkým uvedomiť, že výsledky boli získané na základe analýzy rôznych druhov údajov - o Kkoróne, emisnej zelenej koróne a koronálnych dierach. Výsledky sú natoľko v súlade, aby bolo možné konštatovať, že prinajmenšom dlhodobé a veľkorozmerové koronálne útvary vykazujú podstatne menšiu diferenciálnu rotáciu, než bola odvodená z určitého počtu aktívnych javov vo fotosfére a chromosfére. Veľmi dôležitou je skutočnosť, že výsledky sú v istom zmysle v súhlase s existenciou hypotetických pevne rotujúcich podfotosférických zdrojov aktivity, ako sa o nich zmienili Bumba a Howard /1969/ a niektorí iní autori v článkoch o veľkorozmerových štruktúrach magnetického poľa a "aktívnych dĺžkach".

Ovšem, situácia nie je taká jednoduchá, ak ideme do detailov. Stačí podívať sa znova na obr. 1 v tomto článku, aby sme si uvedomili ako môžu byť komplikované rotačné rýchlosti v priebehu cyklu a v závislosti na heliografickej šírke. Konkrétne rotačné vlastnosti pravdepodobne závisia na skutočnom rozložení a vývojovej fáze veľkorozmerových magnetických štruktúr s dobou života asi 10-20 rotácií. Niekedy vidíme symptómy pevnej rotácie, inokedy nemožno o tom byť presvedčený. Fyzikálne príčiny takého chovania sú celkom nejasné.

CHARAKTERISTIKY SLNEČNÉHO CYKLU

Snáď možno začať túto kapitolu prezentovaním priehehu dvoch globálnych charakteristík - relatívneho čísla slnečných škvŕn a intenzity koronálnej čiary 530,3



Obr. 6 - Zmeny jasnosti zelenej koróny /plná čiara - v absolútnych jednotkách/ a relatívneho čísla slnečných škvŕn /prerušovaná čiara - pravá škála/ počas slnečných cyklov.



Obr. 7 - Zmeny intenzity zelenej koróny so slnečnými cyklami, kreslené oddelene pre severnú /bodkovaná čiara/ a južnú /prerušovaná čiara/ pologuľu /ľavá škála v absolútnych jednotkách/. N-S /N+S asymetria je narysovaná plnou čiarou /pravá škála/.



Obr. 9 - Maximálne hodnoty polročných priemerov intenzity zelenej koróny.

nm, priemerovanej v intervale $\frac{t}{2}$ 60° a za šesť bartelsovských rotácií /viď obr. 6/. Korelácia medzi týmito dvomi indexami v priebehu cyklov sa nezdá byť najlepšia. Po prvé, relatívne rovnaké výšky slnečných koronálnych cyklov sú doprevádzané pomerne značnými rozdielmi vo výške cyklov slnečných škvŕn. Natíska sa dojem, že v priebehu cyklu koróna dosiahne istý stupeň nasýtenia /v zmysle častíc/, bez ďalšej možnosti zvýšiť svoju jasnosť /19. cyklus/. Výrazný pokles počtu slnečných škvŕn po roku 1970 je doprevádzaný len menej výrazným poklesom koronálnej intenzity. Súčasne dve ostré koronálne maximá v rokoch 1972 a 1974 odpovedajú existencii známych aktívnych komplexov v týchto rokoch, ktoré mimo iného boli zdrojom veľkých protónových erupcií. Pravdepodobne, komplikované uzatvorené magnetické štruktúry, charakteristické pre oblasť veľkých erupcií, sú pascou pre častice koronálnej plazmy, dochádza k jej dlhodobej vysokej koncentrácii, čo má za následok dlhodobý vzrast jasnosti koróny v týchto oblastiach. Počet slnečných škvŕn sa nezdá byť pritom dôležitý. Podobné skutočnosti analyzoval a kvantitatívne dobre vyjadril Xanthakis /1969/. Našiel, že pre dlhodobé variácie koronálnej intenzity sú plocha slnečných škvŕn, fakulových polí a počet protónových erupcií oveľa dôležitejším faktorom než relatívne číslo slnečných škvŕn. Frekvencia výskytu rýchlych koronálnych putujúcich útvarov v priebehu 20. cyklu bola tiež oveľa vyššie než v 19. cykle /Demastus a spol.1973/ Severojužná asymetria slnečnej aktivity tiež určite patrí k dlhodobým vlastnostiam Slnka, pretože počas dlhých období - mesiacov a rokov - slnečná aktivita zostáva asymetrická. Dokonca sa zdá /Waldmeier, 1971a, 1975b/, že asymetria nesúvisí s 11-ročným cyklom, ale je snáď modulovaná niektorým cyklom s dlhšou periódou.

Severojužná asymetria zelenej koróny, definovaná ako N-S/N+S, bola v priebehu posledných troch cyklov prevážne kladná, podobne ako pre škvrny, fakule, protuberancie, K-korónu a pod. Najvýraznejšia asymetria /viď obr. 7/ bola v období 1958-1970, s maximom v roku 1966, kedy podľa Dodson a Hedeman /1969/ asymetria v slnečných škvrnách bola najvyššia za posledných 100 rokov.

Zaujímavý výsledok publikoval Waldmeier /1971a/ pre obdobie 1959-1969. V priebehu tohoto obdobia výraznej pozitívnej asymetrie zelenej koróny našiel, že intenzita červenej emisnej koronálnej čiary /637,4 nm/ bola asymetrická v opačnom zmysle. Aplikujúc teóriu dielektrickej rekombinácie na takto zistený pomer zelenej a červenej koróny dostávame, že nad aktívnejšou pologuľou Slnka koróna je skutočne hustejšia a horúcejšia.

V poslednom desaťročí vyvstala otázka existencie a reality dvoch maxím aktivity v priebehu 11-ročného cyklu. V našom článku má táto otázka miesto tým skôr, že bola do slnečnej fyziky zavedená prvý raz vďaka štúdiu časového rozloženia koronálnej emisie /Gnevyšev, 1967/. Nedávno bola táto otázka znova sumarizovaná /Gnevyšev, 1977/ a uvedený bol zoznam článkov, v ktorých boli dve maximá nájdené pre rôzne javy slnečnej a geofyzikálnej aktivity.

Obyčajne boli dve maximá demonštrované na údajoch 19. cyklu. Niektoré články, deklarujúce realitu tohoto javu v 20. cykle sa ukázali byť predčasnými /Pathak, 1972; Cuperman a Sternlieb, 1972/. Títo autori mali k dispozícii údaje len do roku 1971 a ako dve maximá ocenili aktivity v rokoch 1967, 1969-1970. Je však obecne známe a jasne to vidieť i na našich obr. 2, 6 a tiež 8 /konštruovaných len z údajov Pic du Midi, aby sme sa vyhli možným nelineárnym vzťahom medzi fotometrickými škálami rôznych observatórií/, že potom nasledovali ďalšie dve koronálne maximá v rokoch 1972 a 1974. Pretože 18. cyklus – prvý pre ktorý sú koronálne údaje dostatočne kompletné – sa tiež nezdá byť veľmi výrazný v zmysle existencie dvoch maxím, doporučujeme byť opatrnejším pri súdoch prehlasujúcich existenciu dvojitých maxím za "základnú vlastnosť" 11-ročného cyklu. Z obr. 8 v kombinácii s obr. 3 vyplýva, že: /l/ Krivky ukazujúce priebeh koróny s časom, nie sú také hladké, ako sa často prezentujú. /2/ Aktivita zelenej koróny zdá sa sleduje predovšetkým vývoj javov známych ako "komplexy aktivity", doba života ktorých je 1-2 roky. /3/ Tento proces je relatívne nezávislý na oboch pologuliach.

Čo by sme mohli pokladať za istý druh sekundárnej aktivity v nízkych šírkach pred koncom slnečného cyklu, je skutočnosť prezentovaná na obr. 9, kde sú vynesené najvyššie polročné hodnoty zelenej koróny v celom šírkovom intervale [†] 60[°], oddelene pre severnú a južnú pologuľu. Pravidelný posuv aktivity smerom k rovníku sa zdá byť prerušený v rokoch 1949, 1961 a 1971. Po týchto rokoch aktivita zostala na tých istých, alebo bola dokonca posunutá k vyšším šírkam. Toto môže byť, ale nemusí nutne byť spojené so skutočným vzrastom úrovne aktivity.

KORONÁLNE DIERY

Ak hovoríme o koronálnych odozvách na dlhodobé javy v nižších vrstvách slnečnej atmosféry, nemôžeme nesumarizovať súčasný stav znalostí o koronálnych dierach. V priebehu posledných 6-7 rokov sa objavilo množstvo článkov, ktoré jasne dokumentujú, že koronálne diery patria k fundamentálnym javom na Slnku. Z hľadiska tohoto prehľadového článku majú principiálny význam ich nasledovné vlastnosti:

/// Koronálne diery sú v podstate magnetické štruktúry. Fotosférické magnetické polia, ležiace pod koronálnymi dierami sú slabé, vo väčšine unipolárne, s otvorenou konfiguráciou magnetických siločiar. V priebehu skylabovského obdobia nízko-šírkové diery mali tendenciu vyvíjať sa v magnetických oblastiach tej istej polarity, akú mala polárna čiapka na tej-ktorej pologuli /Bohlin a Sheeley, 1978/.

/2/ Obecne sa koronálne diery delia na 2 skupiny: polárne a nízko-šírkové /niekedy ekvatoreálne/ koronálne diery. Fre skylabovskú periódu Pohlin /1977/ uván dza, že v priemere 18-19 % celkového slnečného povrchu bolo pokrvté koronálnvmi dierami, z čoho 15 % bolo lokalizovaných v polárnych čiapkach. Altschuler a spol. /1972/ našli, že v novembri 1966 nízko-šírkové diery pokrývali 13 % povrchu Slnka. Štúdium koronálnych dier za obdobie 1963-1974 umožnilo Broussardovi a spol. /1978/ načrtnúť obraz vývoja a zmien koronálnych dier so slnečným cyklom. Polárne koronálne diery, vyskytujúce sa hlavne v období minima cyklu sa zmenšovali so vzrastom aktivity a boli malé, alebo celkom chýbali v maxime cyklu. V maxime cyklu sa koronálne diery objavovali predovšetkým smerom k pólom od pásiem aktivity a v rovníkovej oblasti medzi nimi. Pozorované koronálne diery boli malé a pretrvávali len počas jednej alebo dvoch rotácií. Obecný záver je, že koronálne diery rástli a zanikali v priebehu cyklu v súhlase s väčšinou dlhodobých útvarov, pozorovaných v emisnej a K-koróne.

/3/ Podľa Bohlina /1977/ doba života dier obyčajne dosahuje 5 a viac rotácií, pritom často dosiahla 8-10 rotácií. V rokoch 1974-1975 jedna diera, resp. jej zostatky pretrvávali 20 rotácií /indikácie viď napr. v Sheeley a spol., 1976/. /4/ Ako sme ukázali v 2. kapitole, významnou charakteristikou slnečnej koronálnej aktivity, je jej tendencia pretrvávať v istých preferovaných dĺžkových intervaloch počas mnohých rotácií Slnka. Bohlin /1977/ tvrdí, že ten istý výsledok sa zdá byť platný aj pre koronálne diery. Avšak v priebehu 8 mesiacov letu Skylabu neexistuje žiadna dIžková zóna väčšia než 40°, v ktorej hy sa nevyskytla koronálna diera na severnej alebo južnej pologuli. To by znamenalo, že v dlhodobom priemere sa diery objavujú rovnomerne po slnečnom povrchu. Výsledok formulovaný takýmto spôsobom pravdepodobne neberie do úvahy rozdiely v rotačných rýchlostiach koróny a fotosféry, ktorý sme dokumentovali vo 4. kapitole. Sheeley a spol. /1976/ použili lepší spôsob, aby demonstrovali dlhodobé rozloženie koronálnych dier v heliografickej dĺžke. Na ich postupnosti 27-dřových bartelsovských rotácií za obdobie 1973-1975 jasne vidieť koncentráciu koronálnych dier do dvoch dlhotrvajúcich úsekov, hoci tvrdenie podobné Bohlinovmu, že totiž počas tohoto 3-ročného obdobia sa nejaká diera vyskytla v každej dĺžke, by bolo aj v tomto prípade platné.

/5/ Vývoj koronálnych dier počas cyklu bol detailne diskutovaný v práci Bohlin a Sheeley /1978/. Títo predpokladajú, že diera sa tvorí ako dôsledok vynorenia sa dvoch alebo viac nových bipolárnych aktívnych ohlastí, ktoré sú natoľko blízko k sebe, aby bolo znemožnené dosiahnutie rovnovážneho stavu medzi vedúcimi a chvostovými polaritami /rovnakého znamienka/ ich magnetického poľa /jedná sa o ohlasti na rôznych pologuliach/. To bol prípad všetkých štyroch veľkých dier skylabovského obdobia. Veľkorozmerovými posuvmi hraníc koronálnych dier možno vysvetliť väčšinu ich vývoja /Nolte a spol., 1978a/. Autori uzatvárajú, že koronálne diery sa rozvíjajú - rastú s "otváraním" siločiar magnetického poľa a zanikajú, keď sa siločiary uzatvárajú - vytvárajú slučkovité tvary. Vvmiznutie veľkých dier v blízkosti minima cyklu a pravdepodohne i obecne všetkých koronálnych dier súvisí s vyplňovaním ohlastí zabratých dierami systémom neveľkých magneticky uzavretých útvarov, známych ako jasné body viditeľné v odbore X-žiarenia /Nolte a spol., 1978b/.

/6/ Nakoniec by sme sa mali zmieniť o skutočnosti dôležitej, tak povediac, z praktického hľadiska. Z pozorovaní koronálnych dier, prúdov slnečného vetra a geomagnetických porúch v rokoch 1973-1976 Sheeley a spol. /1976/ uzatvárajú, že "výsledky ponechávajú len málo pochybností, že koronálne diery úzko súvisia s vysokorýchlostnými prúdmi slnečného vetra a z nich vyplývajúcimi rekurentnými geomagnetickými poruchami". Podobne"v rokoch 1963-1974, keď boli k dispozícii XUV a X-obrazy Slnka, bolo nájdené, že skoro všetky rekurentné prúdy slnečného vetra o rýchlosti ≥ 500 kms⁻¹ súviseli s koronálnymi dierami, prinajmenšom tými, ktoré sa nachádzali do [±]40[°] od rovníka /Broussard a spol., 1978/."Týmito dvomi citátmi bude vhodné ukončiť prehľad o koronálnych dierama nechať v tej veci ďalšie slovo geofyzikom.



Obr. 10 - Synoptické mapy zelenej koróny pre vyznačené bartelsovské otočky. Detaily pozri v texte.





O MOŽNOSTI IDENTIFIKOVAŤ KORONÁLNE DIEPY NA SYNOPTICKÝCH MAPÁCH ZELENEJ KORÓNY

Väčšina fyzikálnych a morfologických štúdií koronálnych dier sa vzťahuje samozrejme k obdobiu letu kozmickej lode Skylab, kedy boli získané výborné obrázky v odbore ultrafialového a X-žiarenia. Po pomerne dobrom pochopení fyzikálnej podstaty dier sa objavili pokusy rozšíriť do minulosti obdobie, v ktorom by polohy a vlastnosti koronálnych dier mohli bvť identifikované a študované na základe iných druhov pozorovaní Slnka. Broussard a spol. /1978/ použili snímky Slnka v odbore X-žiarenia a ultrafialového žiarenia, získané z rakiet, družíc 0S0-6, 0S0-7 a iných, a skúmali koronálne diery a ich súvislosti so slnečným vetrom v priebehu celého 20. cyklu slnečnej aktivity. Waldmeier /1975/ upozornil že je možné identifikovať koronálne diery na heliografických mapách, konštruovaných z denných pozorovaní zelenej koronálnej čiary. Je to vďaka tomu, že intenzita tejto čiary silne klesá v oblastiach nízkej hustoty a teploty /Waldmeier, 1971b/, ktoré vlastnosti sú práve pre koronálne diery charakteristické. V tejto súvislosti Waldmeier /1975/ uvádza, že sám pre také oblasti na synoptických mapách zelenej koróny použil termín "löcher", čo v nemčine znamená diera, už viac než pred dvadsiatitmi rokmi /Waldmeier, 1957a/. Guldbrandsen /1975/ zdôrazňuje, že známe skutočnosti o zdrojoch vysokorýchlostných prúdov slnečnej plazmy, skoro jednoznačne vedú k záveru, že hypotetické slnečné M-oblasti /Bartels, 1932/ sú skoro isto totožné s centrálnou časťou magneticky otvorených oblastí na Slnku, teda s koronálnymi dierami. Okrem toho treba povedať, že v niektorých Guldbrandsenových článkoch bolo ukázané, že oblasti nízkej svietivosti v zelenej čiare majú veľmi podobné geofyzikálne dôsledky ako boli pripisované M-oblastiam.

Vo svetle vyššie menovaných skutočností, ale na rozdiel od obecných záverov Waldmeiera a Guldbrandsena, sa pokúsime detailne ukázať možnú totožnosť oblastí s nízkou svietivosťou zelenej koróny a koronálnych dier. K tomu účelu sme použili synoptické tabuľky zelenej koróny, pripravené spôsobom popísaným v /Sýkora, 1971a/, v ktorých sme pre obdobie letu stanice Skylab vykreslili izofoty a do ktorých sme zakreslili polohu a tvar koronálnych dier z atlasu Bohlina a Rubensteina /1975/ - viď obr. 10. Izofoty sú v absolútnych koronálnych jednotkách, oblasti s nižšou intenzitou než okolie sú šikmo tieňované /ovšem, nie sú to nutne oblasti s absolútne najnižšími intenzitami na danej mape/ a koronálne diery sú krížom tieňované, pričom sme použili obecne prijaté číslovanie dier /CH/ z obdobia letu Skylabu. Na obr. 10 možno vidieť nasledovné skutočnosti: /1/ Časť polárnych dier, ktoré zasahujú až do našich máp /tieto pokrývajú len šírky [±]60[°] od rovníka/ súhlasí veľmi dobre s oblasťami nízkych intenzít koróny / smerom k pólom. /2/ Nízkošírkové diery sú komplikovanejším prípadom. Niekedy jasne súhlasia v polohe s miestami nízkych koronálnych intenzít /CH1, CH2 v bartelsovských rotáciách č. 1915, 1916 a 1919/. Okrem toho sú prípady, v ktorých oba tieto fenomény sú vzájomne posunuté o 10-30° ako napríklad CHI v rotácii č. 1912, CH2^X v rot. č. 1919 a 1921 a CH4 v rot. č. 1921. Dva zdroje tohoto posunu sú veľmi pravdepodobné. Po prvé, koronálne údaje sú na mapách zaznačené v polohe, akoby pozorovanie prebehlo o 12 00 U.T., pritom reálne mohlo toto prebehnúť v ľubovoľnej hodine daného dňa. Po druhé, polohy útvarov v koróne sú odvodené z pozorovaní na slnečnom okraji, čo spôsobuje tiež neistotu v polohe oblastí s nízkou intenzitou pozdĺž zorného lúča a možné sú tiež reálne zmeny polohy veľkorozmerových útvarov v koróne behom niekoľkých dní, kedy oblasť bola pozorovaná na okraji Slnka a potom ako koronálna diera na jeho disku. Ako ukázali Timothy a spol. /1975/, geometria a poloha dier musí byť starostlivo korigovaná, aj keď sa jedná o pozorovania na disku. Vzhľadom na uvedené príčiny sú nájdené rozdiely medzi polohou dier a oblastí nízkej svietivosti zelenej koróny celkom možné. /3/ Posledným prípadom sú "malé koronálne diery v oblastiach vysokej aleho zvýšenej aktivity", ktoré sú bežným javom na Slnku/Bohlin a Sheeley, 1978; Nolte a spol, 1978a/. Takými dierami sú CH4, DH2^x, ukázané na obr. 11 /kde možno porovnať vzhľad mapy fotosférického magnetického poľa a koronálnu mapu pre karingtonovskú otočku č. 1609/. Diery CH4 a CH2^X sú obklopené, resp. nachádzajú sa v blízkosti aktívnych oblastí. Koróna v miestach kde sú diery lokalizované ukazuje malý, resp. žiadny pokles jasnosti. Je mnoho oblastí v intervale dĺžok od 320° do 130° /a tiež mimo neho/, kde niet prakticky žiadnej aktivity na disku ani v koróne a napriek tomu neboli tam pozorované žiadne diery. Sme toho názoru, že na miestach malých koronálnych dier reálne tiež je nízka intenzita zelenej koróny, ale nie je možné ju z pozorovaní na okraji Slnka detekovať v dôsledku rušiaceho vplyvu blízkych aktívnych oblastí /integrácia jasu koróny pozdĺž zorného lúča/, pričom tento fakt je zosilnený malými rozmermi týchto koronálnych dier.

Výsledok tejto kapitoly teda možno sumarizovať nasledovne.

/i/ Koronálne diery, prinajmenšom z obdobia letu Skylabu, sú charakterizované nízkou svietivosťou zelenej emisnej koróny, v súlade s fyzikálne motivovaným očakávaním. Táto skutočnosť je viac výrazná pre polárne a veľké nízkošírkové koronálne diery.

/ii/ V dôsledku neurčitosti v polohe pri pozorovaniach na okraji Slnka a v dôsledku možných zmien tvaru a polohy dier v čase medzi pozorovaním na okraji a na disku, vzájomné posunutie o $10^{\circ} - 30^{\circ}$ medzi dierami a oblasťami nízkej svietivosti koróny sa zdá byť celkom reálne.

/iii/ Pomerne časté malé nízkošírkové diery, blízke polohou k aktívnym oblastiam môžu byť ťažko na našich mapách identifikované s ohľadom na platnosť /ii/ v kombinácii s malými rozmermi týchto dier.

/iv/ Z tu prezentovaných údajov, ale aj z prehliadky oveľa rozsiahlejších dát o koronálnych dierach, publikovaných v Proussard a spol. /1978/ možno uzavrieť, že pokiaľ koronálne diery sú vždy charakterizované nízkou svietivosťou koróny, opak nie je pravdou. V žiadnom prípade nemožno povedať, že každá oblasť nízkej svietivosti zelenej koróny je evidentná ako koronálna diera viditeľná v ultrafialovom a X odbore žiarenia. V dôsledku známej závislosti intenzity zelenej koróny na aktivite, takýto výsledok je v súlade so skutočnosťami, že "koronálne diery prakticky neexistujú v prípade úplnej absencie aktivity na disku", a že napriek veľmi nízkej jasnosti zelenej koróny počas miním slnečných čyklov, prakticky žiadne diery nie je vidieť v tomto období /Bohlin a Sheeley, 1978/. Hoci vzťah koronálnych dier a oblastí nízkej svietivosti zelenej koróny sa zdá byť trochu jednostranný, budeme sa snažiť i naďalej využiť synoptické koronálne mapy, ktoré máme teraz k dispozícii za posledné tri slnečné cykly, aby sme túto vzájomnú súvislosť objasnili detailnejšie.

LITERATURA

```
/1/ Altschuler, M.D., Trotter, D.E., Orrall, F. Q.; 1972, Solar Physics, 26, 354
121
     Altschuler, M.D.: 1974, in G. Newkirk, Jr. /ed./, "Coronal Disturbances",
               IAU Symp. 57, 3
/3/ Antonucci, E.: 1974, Solar Phys. 34, 471
/4/ Antonucci, E. and Dodero, M. A.: 1977, Solar Phys. 53, 179
/5/ Antonucci, E., and Svalgaard, L.: 1974, Solar Phys. 34, 3
/6/ Antonucci, E. and Svalgaard, L.: 1976, Solar Phys. 36, 155
     Bartels, J.: 1932, Terr. Magn. 37, 1
171
/8/ Bohlin, J.D. and Rubenstein, D.M.: 1975, Report UAG-51, "Synoptic Maps of
              Solar Coronal Hole Boundaries ... from the Manned Skylab Missions,
              World Data Center A for Solar-Terrestrial Physics, NOAA, Boulder,
              Colo.
/9/ Bohlin, J.D.: 1977, Solar Phys. 51, 377
/10/ Bohlin, J.D. and Sheeley, Jr., N.R.: 1978, Solar Phys. 56, 125
/11/ Broussard, R.M., Sheeley, Jr., N.R., Tousey, R. and Underwood, J.H.: 1978,
              Solar Phys. 56, 161
/12/ Bumba, V.: 1976, in V. Bumba and J. Kleczek /eds./, "Basic Mechanisms of
              Solar Activity", IAU Symp. 71, 47
/13/ Bumba, V. and Howard, R.: 1969, Solar Phys. 7, 28
/14/ Bumba, V. and Sýkora, J.: 1973, in M.J. Rycroft and S. K. Runcorn /eds./,
              COSPAR Space Research, Vol. XIII, Berlin, p. 1973
/15/ Bumba, V. and Sýkora, J.: 1974, in G. Newkirk, Jr. /ed./, "Coronal Distur-
              bances", IAU Symp. 57, 73
/16/ Cuperman, S. and Sternlieb, A.: 1972, Solar Phys. 25, 493
/17/ Demastus, H.L., Wagner, W.J., and Robinson, R.D.: 1973, Solar Phys. 31,449
/18/ Dodson, H.W. and Hedeman, F.R.: 1969, IOSY 4, 3
/19/ Gnevyshev, M.N.: 1967, Solar Phys. 1, 107
/20/ Gnefyshe, M.N.: 1977, Solar Phys. 51, 175
/21/ Guldbrandsen, A.: 1975, Planet. Space Sci. 23, 143
/22/ Hansen, R.T., Carcia, Ch.J., Hansen, S.F., And Loomis, F.G.: 1969a, Solar
              Phys. 7, 417
/23/ Hansen, R.T., Hansen, S.F., and Loomis, H.G.: 1969b, Solar Phys. 10, 135
 /24/ Howard, R., Bumba, V., and Smith, S.F.: 1967, Carnegie Inst. of Washington
               Publ. No. 626, Washington
 /25/ Knoška, Š., Křivský, L., and Sýkora, J.: 1978, Paper presented at IX. Con-
               sultation on Solar Physics, Sept. 24 - Oct. 1, 1978, Wroclaw, in
               press
 /26/ Letfus, V., Kulčár, L., and Sýkora, J.: 1980, Symp. IAU No. 91 "Solar and
               Interplanetary Dynamics", Cambridge, Moss., in press
```

/27/ Newkirk, Jr., G.: 1971, in R. Howard /ed./, "Solar Magnetic Fields", IAU Symp. 43, 547 /28/ Nolte, J.T., Davis, J.M., Gerassimenko, M., Krieger, A.S., and Solodyna, C. V.: 1978a, Solar Phys. 60, 143 /29/Nolte, J.T., Gerassimenko, M., Krieger, A.S., and Solodyna, C.V.: 1978b, Solar Phys. 56, 153 /30/Pathak, P.N.: 1972, Solar Phys. 25, 489 /31/Pneuman, G.W.: 1974, in G. Newkirk, Jr. /ed./, "Coronal Disturbances", IAU Symp. 57, 35 /32/Sheeley, Jr., N.R., Harvay, J.W., and Feldmanm W.C.: 1976, Solar Phys. 49,271 /33/Stenflo, J.O.: 1972, Solar Phys. 23, 307 /34/Stenflo, J.O.: 1974, Solar Phys., 36, 495 /35/Stenflo, J.O.: 1977, Astron. Astrophys. 61, 797 /36/Sýkora, J.: 1971a, Bull. Astron. Jnst. Czech. 22, 12 /37/ Sýkora, J.; 1971b, Solar Phys. 18, 72 /38/ Sýkora, J.: 1975, Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso 5, 5 /39/ Timothy, A.F., Krieger, A.S., and Vaiana, G.S.: 1975, Solar Fhys. 42, 135 /40/ Trellis, M.: 1957, Suppl. Ann. Astrophys. No. 5 /41/ Wagner, W. F.: 1975, Astrophys. J. 198, L141 /42/ Waldmeier, M.: 1957a, Die Sonnenkorona, Verlag Pirkhäuser, Pasel /43/ Waldmeier, M.: 1957h, Z. Astrophys. 43, 149 /44/ Waldmeier, M.: 1971a, Solar Phys. 20, 332 /45/ Waldmeier, M.: 1971b, in C.J. Macris /ed./, "Physics of the Solar Corona", F. Reidel Fubl. Co., Dordrecht, p. 130 /46/ Waldmeier, M: 1975, Solar Phys. 40, 351 /47/ Wilcox, J.M.: 1971, in R. Howard /ed./, "Solar Magnetic Fields", IAU Symp. 43, 744 /48/ Wilcox, J.M., Schatten, K.H., Tanenbaum, A.S., and Howard, W.: 1970, Solar Phys. 14, 255 /49/ Xanthakis, J.: 1969, Solar Phys. 10, 168.

Pozorovanie

úplného zatmenia Slnka

16. februára 1980

V. RUŠIN

Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

Autor sa v práci zaobera popisom pozorovania úplného zatmenia Slnka 16. februára 1980. Opisuje pozorovacie metódy a dosiahnuté výsledky expedície za zatmením.

Koronálna stanica Astronomického ústavu SAV na Lomnickom štíte v rámci riešenia čiastkovej úlohy štátneho plánu základného výskumu "Výskum vybraných procesov slnečnej aktivity klasickými a kozmickými prostriedkami" pozoruje najvrchnejšiu vrstvu slnečnej atmosféry - korónu. Koróna Slnka - dokonale ionizovaná plazma je vysoko dynamický útvar a svojím vonkajším okrajom vo forme slnečného vetra zasahuje čaleko za obežnú dráhu našej Zeme. Reaguje velmi citlivo na zmeny, ktoré prebiehajú v ostatných vrstvách Slnka, ktoré sa nachádzajú pod ňou a v rôznych formách ich prenáša až na Zem. Jej štúdium je preto dôležité nielen pre poznanie fyziky samotného Slnka, ale tiež pre poznanie fyziky vzťahov Slnko - Zem. Štúdium slnečnej koróny mimo úplných zatmení Slnka pre veľkú intenzitu fotosférického svetla je veľmi sťažené a jeho možnosti sú značne obmedzené aj čo do výškového rozsahu, v ktorom sa koróna dá pozorovať a takisto aj v spektrálnej oblasti. Tieto mimozatmeňové pozorovania sú preto zásadne doplňované výskumom počas úplných zatmení Slnka.

Dňa 16. februára 1980 nastalo úplné zatmenie Slnka, ktoré svojou dĺžkou sa radilo k stredne trvajúcim zatmeniam Slnka /maximálna dĺžka zatmenia bola 4 minúty a 12,3 sekundy a pripadala na zemepisné súradnice $\lambda = -46^{\circ}12'$, $\varphi = -0^{\circ}31'$; táto poloha sa nachádza v Arabskom mori, takže z tejto oblasti nebolo prakticky dostupné priamym pozorovaniam/. Pás jeho totality začínal pri východe Slnka v Atlantickom oceáne, západne od brehov Afriky, prechádzal africkým kontinentom - križujúc rovník - ďalej Arabským morom, indickým subkontinentom /cez indické štáty Karnataka Andra Pradeš a Orisa/, Bangladeš, Barmu a končil pri západe Slnka v Južnej Číne.

Cieľom expedície Astronomického ústavu SAV bolo pozorovanie slnečnej koróny v priebehu tohoto zatmenia. 6-členná expedícia vyštartovala od budovy Astronomického ústavu SAV v Tatranskej Lomnici dňa 10. januára 1980 v dopoludňajších hodinách. Jej cieľom bolo predbežne neznáme miesto na centrálnej čiare v páse totality v Indii. Transport materiálu a osôb sa uskutočnil po vlastnej osi dvoma autami. Asi o mesiac neskôr sa k expedícii pripojil jej siedmy člen RNDr. J. Sýkora, CSc., riaditeľ AÚ SAV, ktorý z pracovných dôvodov cestu do Indie a späť absolvoval letecky. Zloženie expedície, ktorá sa do Indie presúvala pomocou Tatry 148 /v jej riadení sa striedali Ľ. Hanigovský a V. Rušin/ a Ara 240 /riadili ho Š. Knoška a M. Minarovjech/ bolo nasledovné: RNDr. Vojtech Rušin, CSc. - vedúci expedície, Ing. Štefan Knoška, CSc., Ing. Milan Minarovjech, CSc., Ladislav Scheirich, Peter Zimmermann a Ľudovít Hanigovský. Na autách sa najazdilo okolo 22 000 kilometrov /ARO, ktoré v mieste zatmenia a nakoniec aj v priebehu cesty slúžilo ako operatívne vozidlo, malo na svojom tachometri ešte o 5 000 kilometrov viac/. Trasa cesty do Indie viedla cez Madarsko, Rumunsko, Bulharsko, Turecko, Sýriu, Irak, Irán a Pákistan. Povrch ciest temer na celej trase bol asfaltový, hoci jeho kvalita miestami bola veľmi zlá. 230 kilometrový úsek cesty zo Zahedanu /posledné mesto v Iráne na tejto trase cesty/ do Nok Kundi /prvá dedina na pákistanskom území/ vedie púštnou krajinou a jeho povrch je pieskovo-prašný, miestami ani nespevnený kameňmi. Je to typická pista a pripravila nám niekoľko nepríjemných prekvapení /4 defekty -celkom ich bolo 11 a prasknutie trubky medzi motorom a chladičom na Are, takže nebol pojazdný a v tom prachu a piesku bol za Tatrou čahaný asi 80 kilometrov/. Na korbe Tatry bolo naložené asi 6 ton materiálu. Obe vozidlá sú majetkom Astronomického ústavu SAV.

Po dlhej a čažkej ceste z Tatranskej Lomnice do pásu totality sme dorazili dňa 3. februára 1980 v popoludňajších hodinách a zrazu sme sa ocitli pred veľmi zodpovednou úlohou: vybrať také miesto pre pozorovanie, aby tam 16. 2. 1980 v popoludňajších hodinách bolo pekné počasie /pravdepodobnosť pekného počasia pre indický subkontinent bola väčšia ako pre africký kontinent a preto sme tiež okrem iného cestovali sem a nie do Afriky, ale práve v deň nášho príchodu do pásu totality, temer celá obloha bola pokrytá mrakmi a to nám pri výbere miesta robilo starosti/. Nakoniec na základe predbežných informácii od indických kolegov, z rôznych medzinárodných astronomických cirkulárov a po vlastnom uvážení už priamo v pásme totality, sme si vybrali tábor, ktorý pre domáce a zahraničné expedicie pripravoval Indian Institute of Astrophysics so sidlom v Bangalore. Tento tábor bol lokalizovaný neďaleko dediny Jawala Gera, okres Raičúr v štáte Karnataka. Tábor mal pomenovanie Kemp č. 2 alebo Západný kemp, pretože vyššie spomínaný ústav pripravoval ešte jeden tábor pre expedície - Kemp č. 1 alebo Východný kemp - ktorý-sa nachádzal pri Hosure, malom mestečku, ktoré sa nachádza južne od mesta Hubli. Vzdušná vzdialenosť medzi oboma kempami bola okolo 200 kilometrov. Prevažná časť experimentov z Indian Institute of Astrophysics bola

sústredená v Západnom kempe. Ostatné tábory pre expedície - Palem, Japal-Rangapur Observatory a Nalgonda - boli lokalizované južne od Haiderabádu a pripravovali ich iné indické vedecké ústavy.

Tábor, ktorý sme si my vybrali, ležal priamo na centrálnej čiare pásu totality a jeho zemepisné súradnice sú :

$$\lambda = -76^{\circ}52'$$
$$\varphi = 15^{\circ}51'$$

Nadmorská výška stanovišťa je okolo 370 metrov. Tábor bol umiestnený neďaleko Central State Farm na otvorenej rovine v blízkosti zavlažovacieho kanála. Hoci bol lokalizovaný priamo v poli, mal všetky základné podmienky pre dobrú prácu a normálny život: vzdušné domčeky z rohožoviny, technickú a pitnú vodu, elektrický prúd aj s náhradným zdrojom, časový signál a veľmi zvedavých, ale veľmi slušných miestnych obyvateľov. V tábore existovala tiež možnosť stravovať sa v provizórnej jedálni s vegetariánskym jedálnym lístkom /túto výhodu sme využívali každý druhý deň/. Okrem nás bola v tábore 5-členná juhoslovanská delegácia, ktorú viedol dr. A. Kubičela a 45-členná delegácia z Indian Institute of Astrophysics z Bangalore, ktorej duchovným vodcom bol prof. J. C. Bhattacharyya /vykonával tiež funkciu národného koordinátora pre toto zatmenie/. Pozorovania zatmenia Slnka sa zúčastnili astronómi - amatéri z USA, Japonska a Indie. Okrem toho bol tu aj dr. M. K. V. Bappu, ktorý v terajšom funkčnom období je prezidentom Medzinárodnej astronomickej únie /IAU/.

V čase od 4. 2. 1980 do 15. 2. 1980 sme dávali dohromady všetky prístroje tak, aby sme v deň zatmenia mohli s nimi vykonať všetky pozorovania, tak ako sme si to naplánovali. Zdá sa, že balenie prístrojov bolo dobré, pretože aj napriek dlhej a často veľmi hrbolatej ceste, nebolo na nich veľa závad. A hlavne, okrem rozbitých spätných zrkadiel na Tatre /spôsobené v ČSSR a v Pákistane/, bola optika celá.

Dňa 16. februára sme potom za zvýšenej srdečnej činnosti všetkých členov expedície, robili počas zatmenia nasledovné vedecké experimenty:

1/ Polarizácia korony v emisných čiarach 530,3 a 637,4 nm

Cieľom experimentu bolo získať po 3 snímky v každej emisnej koronálnej čiare v troch rôznych polohách polaroidov. Dĺžka zatmenia a používaný fotografický materiál dovolili získať tri 40 sekundové expozície. Pozorovanie sa robilo pomocou dvoch ďalekohľadov s priemerom 13 cm a ohniskovou dĺžkou 195 centimetrov. Oba ďalekohľady boli umiestnené na jednej paralaktickej montáži fy C. Zeiss, Jena. Exponovanie jednotlivých snímok na oboch ďalekohľadoch bolo robené súčasne, podobne ako aj snímanie v jednotlivých polarizačných rovinách. Úzkopásmové koronálne filtre, výrobky fy Baird-Atomic, typ B-13, boli umiestnené v okulárovej časti ďalekohľadov. Pre zelenú koronálnu čiaru /530,3 nm/ pološírka priepustnosti filtra je 0,2 nm a pre červenú koronálna čiaru 0,3 nm. Filtre boli termostatované /správna pracovná teplota filtrov bola okolo 27⁰ C/ a správna priepustnosť pre stredy emisných koronálnych čiar bola kontrolovaná pomocou spektrografu. V neveľkej vzdialenosti za samotnými koronálnymi filtrami sa na2/ Polarizácia koróny v bielom svetle

Tento experiment sa robil pomocou dvoch ďalekohľadov, ktoré boli umiestnené na samostatných montážach a ich cieľom bolo získať série snímok v troch polohách polaroidov tak, aby sa zaregistrovala koróna do maximálnej vzdialenosti od slnečného limbu.

a/ Pomocou 10 cm ďalekohľadu s ohniskovou dĺžkou 100 centimetrov sa získalo 6 sérii obrázkov v troch polohách polaroidu líšiacich sa navzájom o 120°. Expozičné časy jednotlivých trojíc sú: 1/250, 1/60, 1/15, 1, 4 a 16 sekúnd. Postupnosť expozícii sa volila preto, aby sa vzhľadom na veľký gradient jasu koróny správne exponovala vždy patričná oblasť koróny. Zaostrovanie sa robilo pomocou otáčavého objektívu a polarizačný filter sa nachádzal v okulárovej časti. Získané snímky dovoľujú sledovať slnečnú korónu asi do 4 slnečných polomerov. Fotografický aparát : Pentacon super; fotografický materiál: ORWO NP 27 /kinofilm/. V priebehu zatmenia fotografoval Š. Knoška, zapisovanie času robil Ľ. Hanigovský.

b/ Pomocou 30 cm teleobjektívu /f/4/, súčasť fotografického aparátu Pentacon six TL sa získali 4 série obrázkov v troch polohách polaroidu, líšiacich sa navzájom o 120⁰. Získané snímky dovoľujú pozorovať slnečnú korónu približne do 10 slnečných polomerov. Expozičné časy jednotlivých trojích snímok sú nasledovné : 1/250, 1/4, 4 a 16 sekúnd. Polarizačný film sa nachádzal priamo vo fotografickom aparáte, tesne pred filmom. Fotografický aparát: Pentacon six TL; fotografický materiál: ORWO NP 27 /5x6 cm/. Fotografovanie robil P. Zimmermann.

Pre účely propagácie a popularizácie zatmenia Slnka sa pri tomto experimente podarilo súčasne urobiť 3 snímky koróny na inverzný farebný film Agfachrome Professional 50 S. Diapozitívy sa získali pomocou fotografického aparátu Pentacon six TL a 30 cm teleobjektívu.

3/ Fotografovanie bielej koróny

Cieľom experimentu bolo získať série snímok slnečnej koróny s veľkou rozlišovacou schopnosťou tak, aby v dôsledku veľkého gradientu jasu slnečnej koróny bolo sčernanie približne rovnaké v intervale od 1 do 4 slnečných polomerov. Pre tieto účely sa používal horizontálny ďalekohľad o priemere objektívu 20 centimetrov a ohniskovej dĺžke 304 centimetrov, ktorý bol napájaný svetlom z horizontálneho celostatu typu Jensch o priemere zrkadiel 30 centimetrov. V priebehu zatmenia sa urobilo päť expozícii s nasledovnými časmi: 1/160, 1/100, 1/50, 2 a 11 sekúnd. V okulárovej časti bol umiestnený farebný filter Schott GG-14. Fotografovanie sa robilo pomocou upravenej vojenskej leteckej komory /vyradenej/ na platne ORWO NP 27 /18x24 cm/. Fotografoval V. Rušin.

4/ Testovanie mimozatmeňového koronografu a televíznej kamery

Cieľom experimentu bolo preveriť funkčnú schopnosť prototypu mimozatmeňového koronografu a televíznej techniky, ktoré má náš ústav umiestniť na družiciach v rámci programu INTERKOZMOS v polovici 80-tych rokov. Mimozatmeňový koronograf o priemere objektívu 2,4 centimetra /f/7/ bol spojený s televíznou kamerou typu ITV-22, z ktorej sa obraz prenášal na monitor. Cloniace disky vo funkcii radiálneho filtra sa nachádzajú pred hlavným objektívom. Pred snímacou elektrónkou bol umiestnený neutrálny filter NG-1. Pomocou fotografického aparátu Pentacon six TL sa získalo 12 obrázkov televízneho obrazu. Film: ORWO NP 27 /6x6 cm/. Fotografoval M. Minarovjech.

Všetky pozorovania prebehli hladko za bezoblačného a bezveterného počasia, pričom stredná výška Slnka nad obzorom bola 35°. Zatmenie Slnka sa pozorovalo v čase od 10:12:54 do 10:15:38 svetového času /miestny čas bol 15:42:54 - 15:45:38/ a pri teplote okolo 32° C v maximálnej fáze zatmenia /pred zatmením sa maximálne denné teploty pohybovali od 34° do 36° C/.

Fotografovanie fotometrických škál sa uskutočnilo dňa 17. februára v dopoludňajších hodinách pri rovnakej výške Slnka nad obzorom, akú malo Slnko v čase zatmenia.

Fotografický materiál z miesta zatmenia do ČSSR bol dopravený letecky dr. J. Sýkorom a vyvolával sa vo vývojkách A-49 a FV-33 pri teplotách 20⁰C.

Získaný materiál je veľmi dobrej kvality a bude podrobený dôkladnej analýze, aby sa čo najlepšie určili mnohé charakteristiky slnečnej koróny pre daný čas zatmenia /stupeň a veľkosť polarizácie bielej a emisnej koróny, závislosť polarizácie od teploty a hustoty plazmy, nepriame určenie veľkosti magnetických polí v slnečnej koróne, ktoré sa zatiaľ priamo merať nedajú, preverenie teórie o žiarivých procesoch v koróne, určenie integralného jasu koróny, jej tvaru a štruktúry, elektrónovej hustoty vo vybraných koronálnych lúčoch a pod./ a ich závislosť od stavu aktivity pod ňou ležiacich vrstiev /fotosféry a chromosféry/ a tiež v samotnom priebehu cyklu. Na základe experimentu 4 budú vypracované konštrukčné úpravy korónografu a snímacej kamery.

Predbežná analýza ukázala veľmi dobre vyvinuté štruktúry koróny v emisných čiarach a v bielom svetle, pozorovateľné tesne nad slnečným limbom. Zelená koróna je pozorovateľná približne do výšky 1,6 slnečného polomera, kým červená koróna len do výšky 1,3 slnečného polomeru. Snímky bielej koróny s dlhším expozičným časom ukazujú veľmi bohatú štruktúru vonkajšej koróny s množstvom lúčov okolo celého slnečného disku, ktoré sú väčšinou orientované radiálne. Koróna je maximálneho typu. Medzi severnou a južnou polárnou oblasťou sa pozoruje slabá asymetria jasu slnečnej koróny v prospech severnej pologule. Ani na jednom načom obrázku nie je pozorovaný koronálny útvar, ktorý bol viditeľný z Kene a dostal pomenovanie "tenisová raketa". To len svedčí o rýchlych zmenách v slnečnej koróne, ktoré sa v nej občas môžu pozorovať, pretože časový rozdiel medzi zatmením v Keni a našim miestom bol asi dve hodiny a tridsať minút.

- 131 -

Po splnení hlavného programu - pozorovania úplného zatmenia Slnka - nastal čas opätovného balenia prístrojov a ostatného materiálu, ktorý sme so sebou mali. Pozorovacie miesto sme definitívne opustili 18. februára okolo obeda. Pred odchodom sme sa ešte raz vykúpali v zavlažovacom kanáli, ktorý nám veľmi spríjemňoval život, keď teplomer ukazoval viac ako 35° C. Trasa späť s malými výnimkami bola rovnaká ako smerom tam, len vzhľadom na väčšiu únavu, bolo viac oddychových zastávok.

Plánovaný príchod do ČSSR dňa 21. 3. 1980 bol mierne skomplikovaný v Maďarsku, kde došlo ku kolízii našej Tatry s Trabantom a uskutočnil sa pre jednotlivých členov expedície a autá diferencovane v dňoch 25. 3. - 1. 4. 1980.

Expedícia bola financovaná Slovenskou akadémiou vied. Záverom by sme chce li podakovať straníckym a štátnym orgánom za dôveru a možnosť realizovať túto cestu, mnohým podnikom, kolektívom a jednotlivcom či už doma alebo v zahraničí za preukázanú pomoc. Takisto dakujeme pracovníkom Ľudových hvezdární za zapožičanie niektorých pomocných prístrojov a inú pomoc, ktorú nám preukázali. Veríme, že výsledky, ktoré zo spracovania napozorovaného materiálu získame, prispejú k dobrému menu československej vedy vo svete.



TOTAL SOLAR ECLIPSE OF 1980 FEBRUARY 16

Obr. 1 - Mapka znázorňujúca priebeh zatmenia 16.2.1980.



Obr. 2 - Príprava montáže pre 13 cm ďalekohľady. Foto: L. Scheirich.



Obr. 3 - Dr. J. Sýkora a L. Scheirich pri "cvičnom" pozorovaní polarizácie v emisných čiarach koróny.Foto: L. Scheirich.



Obr. 4 - Emisná koróna v čiare 530,3 nm /polarizované svetlo/.Foto: L. Scheirich.



Obr. 5 - Emisná koróna v čiare 637,4 nm /polariz. svetlo, Foto: L. Scheirich.



Obr. – Biela koróna v polarizovanom svetle z experimentu 2a. Obr. – Biela koróna v polarizovanom svetle z experimentu 2a. Foto: Š.Knoška.



Obr. 7 - Biela koróna v nepolarizovanom svetle /experiment 3/ · Foto: V.Rušin.

Spektroskopie

slunečních protuberancí

P. HFINZEL

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Je pozán přehled sučasného stavu spektroskopie slunečních protuberancí. Stručrě jsou diskutovány otázky přenosu záření v klidných a aktivních protuberancích, mechanismy excitace a ionizace atomů, vlivy pohybů protuberační plazmy na formování spektrálních čar apod. Jsou uvedeny některé základní metody určování fyzikálních parametrů protuberanční plazmy.

Termín protuberance označuje ve sluneční fyzice plazmovou strukturu v koróně, přičerž tato plazma musí být dostatečně chladná a hustá, aby mohla emitovat záření v čáře H&. Pomocí H&- filtru pak lze tyto struktury pozorovat např. v koronografu. Fmise v čáře H& je přitom velmi intenzivní – dosahuje až jedné čtvrtiny celkového zářivého výkonu chladné protuberance. Plazma je v koróně udržována buď magnetickým polem, nebo nějakým akceleračním mechanismem. Většina atomů v protuberanci je exitována a ionizována vnějším polem záření, které na protuberanci dopadá ze slunečního povrchu a z okolní koróny. Přitom chladnou protuberanci a její přechodové vrstvy do koróny lze-ze spektroskopického hlediska srovnat s chromosférou a její přechodovou zónou. Tato analogie však vyplynula teprve na základě družicových pozorování v XUV-oboru spektra. Pro účely tohoto přehledu rozdělíme protuberance na klidné /OP/ a na aktivní /AP/, přičemž dohromady hudeme všechny označovat jako SP.

Přehled nejnovějších výsledků dosažených v oblasti protuberanční spektroskopie byl přednesen na 44. kolokviu I.A.U. o fyzice SP /Oslo, 1978/ Hirayamou /1978/. Teorie záření CP je podrobně vysvětlena v přehledovém článku Jakovkina a Zeldiny /1975/ a některé další aspekty protuberanční spektroskopie jsou diskutovány v monografii Tandberga-Hanssena /1974/. Ve všech zmíněných prácech je však hlavní pozornost věnována spektroskopii ΩP, neboť v této oblasti bylo v posledních několika letech dosaženo značných pokroků jak teoretických, tak i interpretačních.

VÝZNAM A CÍLE PROTUBERANČNÍ SPEKTROSKOPIE

- Určení fyzikálních parametrů protuberanční plazmy, jejich časové a prostorové závislosti
- 2. Bilance energie, hmoty a momentu plazmy v magnetickém poli
- 3. Určení abundancí elementů /především z QP/
- Určení makroskopických a turbulentních pohybů ze spekter /na základě Dopplerova jevu/
- 5. Určení vektoru magnetického pole /Zeemanův a Hanleho jev/
- Možnost přímého testování non-LTE teorie přenosu záření v astrofyzikální plazmě
- Další rozvoj obecné astrofyzikální metodiky non-LTE přenosu záření v případě jiných geometrií nežli planparalelních a se započtením parciálních redistribucí v čarách.

Ve srovnání s jinými astrofyzikálními objekty lze SP studovat s relativně velkým prostorovým, časovým a spektrálním rozlišením. U protuberancí máme dále možnost získat současně se spektrem i informaci o poloze objektu vůči štěrbině spektrografu /tzv. slitjaw picture/, případně lze současně pozorovat i koronografem.

MECHANISMY ZAŘENÍ SLUNEČNÍCH PROTUBFRANCÍ

Zde si všimneme pouze mechanismů záření chladné protuberanční plazmy. Hlavní mechanismy excitace a ionizace atomů jsou dva:

- I. Exitace a ionizace vnějším polem záření
- II. Exitace a ionizace nepružnými elektronovými srážkami.

V případě CP může I. mechanismus dosahovat až 100 %, ale u velmi jasných CP se uplatňuje i II. mechanismus, a to zhruha ve 20-40 %. U některých AP může II. mechanismus hrát důležitou roli /u slunečních erupcí je zcela dominantní/. Protuberanční plazma je v lokální nerovnováze, t.j. při studiu přenosu záření je nutno aplikovat non-LTE přístup. Rozdíl mezi LTE a non-LTF lze názorně demonstrovat na tzv. difúzních délkách /viz např. Mihalas, 1970/. Odchylky od ITE se často vyjadřují pomocí tzv. "departure" Poeficientů h_i, které se podle Menzela definují vztahy

 V LTE jsou populace hladin určeny pouze teplotou a elektronovou hustotou n e , zatímco v případě non-LTE hraje důležitou roli nelokální charakter pole záření - 138 -

Jy /viz koncepce difúzních čélek/. N_i jsou skutečné populace v non-LTE, N_i potom populace, které bychom dostali pro dané T a n_e z Boltzmannovy a Sahovy rovnice. Jakovkin a Zeldina /1975/ ukázali, že pro intenzivní OP dosahují koeficienty b_i hodnot b₁=54, b₂=30 a pro slabou OP b₁=6, b₂=4. V případě LTE by bylo b_i=1 pro všechny hladiny, v non-LTE dostáváme b_i=1 jen pro vyšší kvantové hladiny.

Vodíkové atomy jsou excitovány do druhého kvantového stavu silným zářením Ly $_{\infty}$ z chromosféry a u jasných protuberancí také částečně elektronovými srážkami. Emisní Balmerova série potom vzniká rezonančním rozptylem fotosférického záření. Ionizace vodíku je způsobena fotosférickým zářením v oblasti Balmerova kontinua, vliv Lymanova kontinua z chromosféry je zanedbatelný. Helium je na druhé straně ionizováno UV-zářením z chromosféry v oblasti $\lambda < 504$ Å. Populace druhých hladin je potom determinována rekombinacemi; exitace zářením L \propto He 584 Å je zanedbatelná, neboť toto záření je absorbováno. vodíkovými atomy. Vyšší hladiny helia jsou potom exitovány podobně jako u vodíku fotosférickým zářením se zpětným rezonančním rozptylem. Helium září především v povrchových vrstvách protuberance. Kovy září rovněž v důsledku rezonančního rozptylu fotosférického záření a v něktorých případech také v důsledku elektronových srážek.

Teoretické výpočty spektra se zpravidla provádějí na základě nějakého přijatého modelu protuberance /např. Izotermální,izobarický model apod./. Zde je třeba rozlišit dva principiálně odlišné případy:

- A Opticky tenká plazma
- B Opticky tlustá plazma.

V případě B je třeba řešit rovnici přenosu záření /ERT/ s ohledem na příslušnou geometrii /tj. l-rozměrný nebo více-rozměrný přenos záření/. V rámci non-LTE je nutno dále ERT řešit simultánně s rovnicemi statistické rovnováhy /ESE/. Ideální by bylo přidat k těmto rovnicím ještě rovnice kinetické /resp. rovnice mangeto-hydrodynamiky - MHD/ - první takovýto pokus byl učiněn v práci Heasley-ho a Mihalase /1976/, kdy byly poprvé získány modely ΩP s teplotní strukturou. V opticky tlustém prostředí může hrát důležitou roli geometrie, která bývá právě u SP často velmi komplikovaná /vláknitá struktura SP, deskové modely, tzv. "filling" faktor/. Naopak v případě A není geometrie důležitá - namísto řešení ERT stačí počítat tzv. integrál rozptylu /SI/. Rezonanční rozptyl záření v opticky tenké protuberanci je podrobněji diskutován v práci Heinzela /1980/. V ohou případech A i B může mít vliv na tvar emisního profilu čáry započtení parciální frekvenční redistribuce /PRD/.

FYZIKÁLNÍ PARAMETRY PROTUBERANČNÍ PLAZMY

U slunečních protuberancí se běžně předpokládá, že kinetická a elektronová teplota je tatáž, tj. $T_e \cong T_{kin}$. Plyne to z relaxačního času, který se odhaduje na l sec.

Určení teploty:

a/ Ze šířky spektrálních čar různých elementů. Tato metoda je dobrá jestliže

výsledky jsou konzistentní pro čáry H, He a kovů. Přitom je nutné, aby čáry všech těchto prvků byly formovány ve stejném místě protuberance. Z gaussovských profilů čar lze pro dva různé elementy odvodit sadu parametrů /T_{kin},

{ mt/, kde { mt je charakteristická rychlost mikroturbulence. Přitom se užívá známý vztah

$$\frac{\zeta^2}{c} = 2 k T_{kin} / A_{i+1} \frac{\zeta^2}{mt},$$

M i je atomová váha příslušného elementu.

b/ Z Balmerova nebo Lymanova kontinua

c/ Exitační teploty z intenzit Balmerových čar /T_{ex} však již nemusí být stejná s T_c/ - viz např. modely Heasley a Mihalas /1976/.

Určení elektronové hustoty:

- a/ Ze Starkovského rozšíření spektrálních profilů
- b/ Pomocí vysokých členů Balmerovy série vodíku užitím Inglis-Tellerovy formule ve tvaru

/3/
$$\log n_e = 23. - 7.5 \log n_{max}$$

n_{max} je číslo nejvyššího ve spektru viditelného členu série.

Průměrné hodnoty nejdůležitejších parametrů jsou uvedeny v tab. 1: Základní parametry odvozené ze spekter slunečních protuberancí

Parametr	QР	ЖР
Те /К/	4500 - 12000	7000 - 20000
f mt /km/s/	3 - 20	10 - 50
$n_{\rm cm}^{-3}$	$10^{10} - 10^{11.5}$	10 ¹¹ -10 ^{12.8}
$n_{\rm H}$ /cm ⁻³ /	10 ¹²	
efekt. geom. tloušťka /km/	104	с. 10
průměr vláken /km/	200 - 400	
"filling" faktor	0.1 - 0.3	
chemické složení	stejné jako ve slun. atmosféře	

MAKROSKOPICKE POHYBY V PROTUBERANCICH

Nejdůležitějšími makroskopickými pohyby v protuberancích jsou a/ Translační pohyb s rychlostí \vec{v} /nebo gradientem rychl./

b/ Rotační pohyb
c/ Expanze resp. komprese.

Všechny tyto pohyby jsou zpravidla úzce vázány na vnější magnetické pole a v důsledku Dopplerova jevu způsobují řadu efektů ve spektrech SP. Např. rotace jemného protuberančního filamentu ve tvaru válce s osou kolmou na štěrbinu spektrografu se projeví náklonem čar ve spektru – viz např. Rompolt /1975/. Rompolt a Mžyk /1978/ ukázali na základě analýzy mnoha spekter AP, že povrchová rotační rychlost je řádu 20 – 70 km/sec. Rotace však může také podstatně rozšířit profily spektrálních čar, což je nutné brát v úvahu při jejich analýze. Landman /1977/ zjistil v QP také jistý druh oscilací v intenzitě a šířce emisní čáry D₃ helia /oscilace 25 min./.

Pro interpretaci emisních spekter AP je třeba studovat vliv různých makroskopických pohybů na exitaci atomů. Rompolt /1975/ se zabýval vlivem translačních pohybů na exitaci třetí hlačiny vodíku. V principu jde o to, že protuberance absorbuje při pohybu více energie v křídlech Fraunhoferova profilu a v důsledku rezonančního rozptylu také více září /tzv. efekt dopplerovského zjasnění - ĎEF/. Naopak je-li protuberance ozářena emisní čarou /např. Lv \checkmark vodíku z chromosféry/ dojde při makrosk, ickém pohybu protuberance ke snížení emise, což nazýváme efektem ztemnění - DDE. Detailní studium těchto efektů má velký význam pro pochopení mechanismů záření v AP a toto studium je možné pouze na základě simultánně získaných profilů v mnoha různých čarách, které jsou emitované z jedné oblasti protuberance. Je reálná naděje, že pokrok v této oblasti spektroskopie může být učiněn pomocí mnohokanálových spektrografů jako **aj** např. mnohokamerový sluneční spektrograf v Ondřejově /viz Heinzel, 1980/.

Díky rozsáhlé teoretické i observační analýze, kterou se zabývali skupiny v Boulderu, Kijevě, Hawaji, Kitt Peaku, Oslo, Wroclawi a Kyoto bylo dosaženo v posledních letech značných úspěchů při studiu spekter SP, především OP. Mnoho práce ještě zbývá vykonat ve spektroskopii AP, kde se celý přenos záření komplikuje v důsledku různých pohybů protuberanční plazmy a to také značně ztěžuje interpretaci spekter. Dopplerovské komponenty vektoru rychlosti těchto pohybů můžeme určit jen ze spekter, a proto je nutné vypracovat adekvátní metodiku pro jejich stanovení /např. pro měření rotačních pohybů/. Povaha netepelného rozšíření spektrálních čar není zdaleka uspokojivě vysvětlena a často pozorované velké pološířky profilů se mnohdy jednoduše svádějí na tzv. mikroturbulenci, kterou si navíc představujeme velmi jednoduše jako izotropní s maxwellovským rozdělěním rychlostí. Lze však snadno ukázat, že takovéto rozšíření může hýt docela jednoduše způsobeno takovými "neastrofyzikálními" vlivy, jako je např. špatný seeing během delší **expozice** spektra nebo prostě neadekvátní metodika redukce dat.

Z metodického hlediska bychom na závěr chtěli říci asi tolik: v celé protuberanční spektroskopii je třeba vybírat pouze typické jevy s **relativně** čistým působením jednotlivých vlivů, které mohou sehrát podstatnou roli při formování čar. U těchto jevů potom je možné studovat principiální závislosti, které jsou společné pro celou řadu objektů.

LITFRATURA

/1/ Heasley, J.N.; Mihalas, D.: 1976, Astrophys, J. 205, 273

/2/ Heinzel, P.: 1980, sborník V. celost. slun. sem.

/3/ Hirayama, T.: 1978, I.A.U. Coll. 44,4

/4/ Jakovkin, N.A.; Zeldina, M.Yu.: 1975, Sol Phys. 45, 319

/5/ Landman, D.A.: 1977, Astrophys. J. 218, 888

/6/ Mihalas, D.: 1970, Stellar Atmospheres, W.H.Freeman, San Francisco

/7/ Rompolt, B.: 1975, Acta Universitatis Wratislaviensis No. 252

/8/ Tandberg-Hanssen, E.: 1974, Solar Prominences, D. Reidel publ.

Rezonanční rozptyl záření ve slunečních protuberancích

P. HEINZEL

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Na základě nové odvozené parciální redistribuce (PRD) pro subordinátní čáry je numericky počítán integrál rozptylu pro čáru $H \propto$, která vzniká rezonančním rozptylem fotosférického a chromosférického záření v opticky tenké protuberanční plazmě. Získané emisní profily jsou porovnány s profily spočtenými za předpokladu kompletní redistribuce (CRD), přičemž se ukazuje, že profily PRD jsou obecně širší než profily CRD. Jelikož se při interpretaci subordinátních čar ve slunečních protuberancích běžně předpokládá platnost CRD, můžou tyto rozdíly vést ke značným chybám při stanovení fyzikálních pařametrů protuberanční plazmy. Zejména při určování kinetické teploty z pološířky profilu $H \propto$ můžeme dostat rozdíly dosahující 100 % i více! V závěru je naznačena možnost experimentálního ověření efektů parciální redistribuce ve spektrech slunečních protuberancí.

Ve spektrech slunečních protuberancí pozorujeme celou řadu emisních čar, které vznikají převážně v důsledku rezonančního rozptylu fotosférického a chromosférického záření. Analýzou těchto čar můžeme získat důležité informace o fyzikálním stavu protuberanční plazmy. V případě jemných protuberančních struktur jsou mnohé tyto čáry opticky tenké, takže problém přenosu záření se pro ně redukuje na výpočet integrálu rozptylu. Pro opticky tenké rezonanční čáry /RL/, které vznikají rozptylem záření v jemných protuberančních strukturách nad slunečním okrajem, počítali integrál rozptylu numericky Cram a Vardavas /1978/. Cílem této práce je podobným způsobem studovat formování opticky tenkých subordinátních čar /SL/, kterých ve spektrech protuberancí pozorujeme mnohem více než čar rezonančních. Hlavní důvod, proč byla doposud věnována pozornost jen RL je ten, že pro tyto čáry existuje vhodná redistribuční funkce, zatímco pro SL dosud žádná publikována nebyla /viz např. Mihalas, 1978/. Teprve v poslední době se podařilo teoreticky odvodit tvar redistribuční funkce v laboratorním systému pro rozptyl záření mezi dvěma zářivě rozšířenými hladinami /Heinzel, 1980/, a tím částečně vyřešit problém redistribuce v SL. Na základě obecné numerické metody, kterou jsme v rámci této práce vyvinuli pro výpočet integrálu rozptylu, lze užitím výše zmíněné redistribuce pro SL detailně studovat formování opticky tenkých SL ve slunečních protuberancích. Přitom tato metodika poprvé dovoluje zkoumat současný vliv anizotropie a spektrální závislosti fotosférického a chromosférického pole záření na profily těchto čar. Zde se budeme konkrétně zabývat čarou H \ll .

INTEGRÁL ROZPTYLU

Rezonanční rozptyl záření v opticky tenkých čarách lze popsat integrálem rozptylu ve tvaru

$$I(x,\vec{n}) = 6 \iint R(x',\vec{n}';x,\vec{n}) I_0(x',\vec{n}') dx' d\vec{n}' \qquad /1/$$

Význam jednotlivých veličin v /l/ je následující:

x, n' frekvence /v jednotkách dopplerovské šířky čáry/ a směr dopadajícího záření

x, n frekvence a směr záření emitovaného protuberancí

$$\mathbf{x} = (\mathbf{V} - \mathbf{V}_o) / \mathbf{w} \qquad \mathbf{x}' = (\mathbf{V} - \mathbf{V}_o) / \mathbf{w} \qquad / 2 / \mathbf{v}$$

 $\underline{\vee}$ resp. $\underline{\vee}$ je frekvence absorbovaného resp. emitovaného záření, ν_0 je centrální frekvence čáry a <u>w</u> označuje dopplerovskou šířku čáry.

 $I_{o}(x,\vec{n})$ intenzita fotosférického a chromosférického záření $I(x,\vec{n})$ intenzita rozptýleného záření $R(x,\vec{n};x,\vec{n})$

redistribuční funkce, udávající hustotu pravděpodobnosti rozptylu záření ze směru \vec{n}' do směru \vec{n} a z frekvence <u>x</u> do <u>x</u> v rámci uvažované spektrální čáry

prostorový úhel, pod nímž protuberance "vidí" sluneční povrch
 účinný průřez absorpce.

V /1/ se integruje přes všechny směry a frekvence dopadajícího záření. Směr \vec{n} je prakticky totožný se směrem k pozorovateli a I (x, \vec{n}) je potom výsledný emisní profil čáry v tomto směru. Celá geometrie rozptylu je podrobně popsána v práci Heinzela /1978/.

Pro numerický výpočet integrálu rozptylu jsme vyvinuli obecný program v jazyce FORTRAN nazvaný PROM. V tomto programu reprezentuje $I_0/x', \vec{n}'$ reálné Fraunhoferovy profily čar se ztemněním k okraji. Pro Balmerovy čáry vodíku jsme použili
profily měřené Davidem /1961/. V programu PROM lze dále zahrnout do integrálu rozptylu také obecný vektor makroskopické rychlosti uvažované protuberance a zkoumat tak vliv pohybu protuberance vůči dopadajícímu anizotropnímu poli záření na výslednou emisi v čarách. Konkrétně v této práci se však zaměříme pouze na statický případ.

REDISTRIBUČNÍ FUNKCE

Jak jsme již řekli v úvodu, v případě RL existuje vhodná parciální redistribuční funkce /PRD/, kterou použili při výpočtu integrálu rozptylu Cram a Vardavas /1978/. V notaci Hummera /1962/ je to známá redistribuce R_{II}. Pro SL však podobná PFR /tj. bez srážkového rozšíření hladin/ dosud publikována nebyla. Teprve nedávno odvodil její tvar Heinzel /1980/. Tato nová redistribuce, označená v návaznosti na Hummerovu notaci /1962/ jako R_u, má tvar

$$R_{V}(x,\vec{n};x,\vec{n}) = \frac{g(\vec{n},\vec{n})}{4 \, \mathcal{J}(\overset{L}{i} \sin \Theta)} \left[H(a_{j} \sec \frac{\Theta}{2}, \frac{x+x'}{2} \sec \frac{\Theta}{2}) \right]$$

$$H(a_{j} \csc \frac{\Theta}{2}, \frac{x-x'}{2} \csc \frac{\Theta}{2}) + E(x,x; \Theta; a_{j},a_{j}) \right]$$

$$H(a_{j} \csc \frac{\Theta}{2}, \frac{x-x'}{2} \csc \frac{\Theta}{2}) + E(x,x; \Theta; a_{j},a_{j})$$

V tomto vztahu je

g (त,त)	fázová funkce, kterou položíme rovnu 1/4 ${\mathcal T}$
Θ	úhel rozptylu
H//	Voigtova funkce
a _i ,a _j	parametry útlmu pro dolní a horní hladinu uvažovaného přechodu.

Funkce <u>E</u> je poměrně složitý integrál, který je třeba počítat některou vhodnou numerickou metodou.Lze ukázat, že R_V je dosud nejobecnější PRD neboť obsahuje jako speciální případy všechny známé redistribuce R_{I,II,III}. Přímým výpočtem R_V lze dále ukázat, že člen E/x;x; \bigcirc ;a_i,a_j/ je ve srovnání s prvním členem /tj. součinem Voigtových funkcí/ zanedbatelný v jádru čáry a řádově srovnatelný v křídlech. Křídla však u opticky tenkých čar nehrají téměř žádnou roli, a proto můžeme při aplikaci R_V v /l/ komplikovaný člen <u>E</u> prakticky zanedbat. Pro výpočet integrálu rozptylu tedy použijeme R_V ve tvaru /3/ bez členu <u>E</u>. Voigtovu funkci lze přitom počítat užitím metody Matty a Reichela /1971/.

NUMERICKE VÝSLEDKY

Všechny emisní profily spočtené v této práci se týkají intenzívní subordinátní čáry H \leq Balmerovy série vodíku. Pro tuto čáru jsme pomocí programu PROM a se započtením PRD R_V /ve tvaru diskutovaném v minulé kapitole/ studovali závislost tvaru emisního profilu jednak na velikosti dopplerovské šířky absorpčního profilu a dále potom na výšce <u>H</u> protuberance nad slunečním povrchem. Jelikož jsme zvolili směr <u>R</u> kolmý na směr protuberance - střed Slunce, je <u>H</u> současně i výškou protuberance nad okrajem slunečního disku. Získané profily jsou znázorněny na obr. 1. – 4. postupně pro čtyři různé výšky 2000, 10000, 50000 a 200000 km. Plné profily odpovídají PRD R_V, přičemž se postupně rozšířují s rostoucím <u>w</u>, které jsme vzali v rozsahu od 0.025 do 0.15 nm s krokem 0.025 nm. Čárkovaný profil odpovídá výpočtu s použitím kompletní redistribuce /CRD/ namísto PRD. Pro útlum jsme zvolili přibližné hodnoty $a_i = a_j = 10^{-3}$. Prvním důležitým výsledkem je to, že se v dané výšce <u>H</u> zvětšuje s rostoucím <u>w</u> odchylka profilů PRD od profilu CRD, přičemž PRD jsou širší než profil CRD. Maximální odchylka od CRD, ke které dojde v případě čáry H v při w-0.1-0.15 nm, je vyznačena v procentech dopplerovské šířky <u>w</u> CRD v tab. 1. pro tři intenzity I=0.8, I=1/2, I=1/e a pro každou výšku H /e je základ přirozeného logaritmu/.

H /km/	Ax _{0.8} /8/	Δ _{x1/2} /%/	۵x _{1/e} /۱/۶
2000	33	19	16
10000	29	17	14
50000	17	12	12
200000	9	7	6

Tab. 1.

Toto rozšíření profilů je čistě efektem úhlově závislé PRD při rozptylu anizotropního záření s daným spektrálním profilem /v našem případě je to Fraunhoferův profil $H \ll /$. V případě CRD se anizotropie pole záření ztratí při výpočtu střední intenzity a výsledný emisní profil má stejný tvar jako profil absorbční. Předpokládáme-li, že rozdělení rychlostí atomů příp. mikroturbulentních elementů je gaussovské a izotropní, potom je celkem přirozené, že při ozáření anizotropním polem záření budou jednotlivé atomy resp. elementy přispívat k celkovému emisnímu profilu jinak než v případě izotropního ozáření a tím dostaneme rozdíl v profilech PRD a CRD.

Na všech čtyřech obrázcích je vidět, že pro w ≤ 0.025 nm je CRD velmi dobrá aproximace. Pro větší w však již musíme při určování kinetické teploty T_k a charakteristické rychlosti $\begin{cases} & mt & mikroturbulence brát v úvahu efekty parciál$ ní redistribuce. Jinak bychom se mohli dopustit např. při stanovení T_k chybyaž 100 % a v některých případech i více ! Aproximaci CRD lze dále také užítpro velké výšky, kde jak je vidět z tab. l., rozdíl mezi CRD a PRD téměř mizí.Tento pokles rozdílu s výškou lze vysvětlit tak, že pro větší výšky je prosto $rový úhel <math>\Omega$ menší a Θ se proto pohybuje v menším intervalu kolem $\pi/2$ nežli je tomu v případě malých výšek. Pro $\Theta \cong \pi/2$ lze potom ukázat, že R_u=CRD.

Nakonec ještě srovnáme naše výsledky s výsledky Crama a Vardavase /1978/. Cram a Vardavas počítali rezonanční rozptyl pro RL pouze v nulové výšce H, přičemž jejich odchylky od CRD jsou ještě větší nežli naše - pro I=1/e dosahují až 30 %. To však lze snadno vysvětlit tím, že Cram a Vardavas neuvažují okrajové ztemnění pro dopadající pole záření. Shodně s těmito autory jsme zjistili, že je-li pološířka absorbčního profilu menší než pološířka profilu Fraunhoferovy čáry, je rozdíl mezi PRD a CRD zanedbatelný, zatímco maximální hodnoty dosahuje jsou-li obě tyto pološířky srovnatelné. Celý efekt rozšíření emisních profilů však bude patrně největší právě v našem případě statické protuberance a při makroskopickém pohybu se bude zmenšovat.

Hlavním výsledkem této práce je zjištění, že při rostoucí T_k resp. mt v protuberanční plazmě se zvětšuje odchylka profilů PRD od CRD. Jelikož se při interpretaci opticky tenkých SL běžně předpokládá CRD, může tato odchylka vést ke značným chybám při určování těchto parametrů, zejména při stanovení T_k . Všechny výsledky zde uvedené se týkají zatím jen čáry $H \triangleleft$, přičemž jsme uvažovali dvouhladinový model atomu a čistým rezonančním rozptylem záření. Abychom však mohli tyto teoreticky získané efekty experimentálně ověřit, bude třeba dále provést stejné výpočty i pro vyšší členy Balmerovy série vodíku a pro některé čáry jiných elementů. Srovnání pak můžeme provést s pozorovanými profily, které budou registrovány ve stejném čase /tj. současně/ a ve stejném místě v protuberanci. Takováto data lze získat například pomocí mnohokamerového slunečního spektrografu ondřejovské observatoře.

Veškeré výpočty s programem PROM byly vykonány na počítači EC 1040 Astronomického ústavu ČSAV v Ondřejově.

LITERATURA

/1/ Cram, L.E.; Vardavas, I.M.: 1978, Sol. Phys. <u>57</u>, 27 /2/ David, K.H.: 1961, Zeitschr. für Astrophys. <u>53</u>, 37 /3/ Heinzel, P.: 1978, Rigorózní práce, MFF UK /4/ Heinzel, P.: 1980, dosud nepublikováno /5/ Hummer, D.G.: 1962, Mon. Not. R.A.S. <u>125</u>, 21 /6/ Matta, F.; Reichel, A.: 1971, Math. Comp. <u>25</u>, 339 /7/ Mihalas, D.: 1978, Stellar Atmospheres, W.H. Freeman, San Francisco, 2nd edition.



Obr. l - Emisní profily čáry HoC pro výšku H= = 2000 km nad slunečným okrajem. Plné profily odpovídají PRD, přičemž se rozšiřují v rostoucím <u>w. w</u> je v rozsahu od 0.025 do 0.15 nm s krokem 0.025 nm.Čárkovaný profil odpovídá CRD. Všechny profily jsou normovány na centrální intenzitu a frekvenční škála je vyjádřená v jednotkách dopplerovské šířky absorpčního profilu.



Obr. 2 - Totéž jako obr. 1, ale pro výšku H = = 10 000 km.





Efekty

slunečních erupcí

v ionosféře

Země

J. LAŠTOVIČKA Geofysikální ústav ČSAV Praha

ABSTRAKT

Náhlé ionosférické poruchy (SID) jsou ionosférickou odezvou na zvýšení slunečního rentgenova a tvrdého ultrafialového záření při erupcích. Je uveden přehled typů SID efektů v ionosféře se stručným popisem a ohodnocením jednotlivých metod (SDA, SEA, SPA, SES, SFA, SWF, SCNA). Jako nejúčinnější prostředek detekce SID se jeví příbuzné metody SPA, SES a SFA. Je diskutována možnost použití SID měření pro účely detekce rentgenovských vzplanutí (erupci) na slunci a pro odhadování jejich spektra a intensity. Stručně je popsána eristence řídkých SID neerupčního původu.

Nejvýraznějším projevem sluneční aktivity jsou erupce. Při erupcích dochází ke značnému vzrůstu rentgenova /X/ záření a též tvrdší části spektra ultrafialového záření Slunce, což má za následek okamžité změny ve stavu zemské ionosféry. Kromě toho dochází též k výronu plazmy včetně energetických částic, což má za následek s několikahodinovým zpožděním efekty v polární oblasti /PCA - absorpce v polární čepičce/, s delším zpožděním geomagnetické bouře atd. Dále se budeme zabývat pouze efekty prvého typu, t.j. okamžitými efekty způsobenými změnami v elektromagnetickém záření slunce.

Erupční efekty v ionosféře jsou souhrnně nazývany Náhle ionosférické poruchy /SID/. Tvrdší část spektra X-záření, zhruba A = 0,1-5 nm. kde dochází při erupcích k největším změnám, ionizuje ionosféru v její dolní části /zhruba na výškách 60-100 km nad zemským povrchem/. Proto jsou náhlé ionosférické poruchy nejvýraznější v dolní ionosféře. Pozorujeme je vesměs pomocí jejich vlivu na šíření radiových vln ionosférou v širokém oboru frekvencí /zhruba 3 kHz až 30 MHz./

· Přehled efektů erupcí v ionosféře je uveden v Tab. l v závislosti na frekvenci radiovln. Frekvenční omezení efektů v úrovni atmosferického šumu /atmosferiky - SDA, SEA/ je dáno fyzikálními důvody - zjednodušeně řečeno na frekven- 🔅 cích, kde při erupci převládá efekt poklesu horní hranice vlnovodu, pozorujeme SDA /pokles/, kde převládá efekt vzrůstu vodivosti horní hranice vlnovodu, pozorujeme SEA /vzrůst/. Frekvenční ohraničení SEA i SDA i frekvenční maxima těchto efektů, uvedená v Tab. 1, jsou potvrzena experimentálně /1,2/. Více než desetiletá spojitá pozorování na observatoři GFŰ ČSAV v Panské Vsi přinesla na frekvenci 5 kHz pouze SDA efekty, kdežto na, 27 kHz pouze SEA /3,4/. Ukázalo se, že SDA je neefektivní metodou detekce SID /~10 % všech efektů pozorovaných v Panské Vsi /3,5/ /, SEA je pak středně efektivní metodou /~50 % efektů v Panské Vsi /5/ /. Relativní efektivnost obou metod pozorování SID roste při velkých zenitních úhlech slunce X /4,5/ /efektivnost není příliš dotčena růstem X na rozdíl od ostatních metod/. Měření erupčních efektů na atmosfericích se provádějí v Československu i na jiných pracovištích, např. v Upici. S SDA i SEA efekty se musí zacházet dosti opatrně - někdy /i když zřídka/ pozorujeme výrazné efekty nespojené se sluneční aktivitou, jejichž původ je nejasný /4/. Kromě toho nestabilní zdroj atmosferiků nedovoluje velmi často detekovat slabé efekty, t.j. sice můžeme při erupci pozorovat nějaké změny, ale podobné změny pozorujeme i mimo erupci /změny zdrojového původu/ a nelze jednoznačně určit, co je erupční efekt.

Za obecně nejcitlivější /nejúčinnější/ metodu detekce SID efektů se považují pozorování náhlých změn fází /SPA/ radiovln z vysoce stabilních vysilačů ve VLF a LF pásmu. V Tab. 1 uvedené frekvenční pásmo je orientační hodnota daná spíše prakticko-provozními podmíkami než fyzikálními omezeními. Totéž platí i pro dvě další vysoce účinné metody detekce SID - SES a SFA, které pracují v podobném /i když trochu vyšším/ frekvenčním pásmu a v téže oblasti výšek /zhruba 60-80 km/. Tyto efekty spočívají jak ve vzrůstech, tak i poklesech intenzity přijímaného signálu a jsou při vzdálenostech přijímač-vysilač~1000 km způsobeny změnami interference pozemní a prostorové vlny, na vzdálenostech nad 1500-2000 km pak hlavně ionosferickou absorpcí. Z metod používaných v Panské Vsi se ukazuje být SFA nejúčinnější /~85 % pozorvaných SID/ /5/. Obdobný výsledek získali i v NDR /6/.

Všechny výše uvedené metody reagují na změny rentgenova záření slunce zhruba v 0,05-0,3 nm. Náhlé změny absorpce krátkých radiových vln /SSWF/ reagují na změny X-záření zhruba v pásmu 0,1-1 nm. Metoda spočívá v měření intenzity pole radiových vln stálých vysilačů na vzdálenostech zhruba 200-600 km /ale i více/ od vysilačů . Uvedené frekvenční pásmo /1-10 MHz/ je opět dáno spíše praktickoprovozními než fyzikálními podmínkami. Je to účinná metoda detekce SID efektů /~75 % pozorovaných SID v Panské Vsi/ /5/.

Při erupcích dochází k náhlému zvýšení absorpce kosmického radiošumu ionosférou /SCNA/. Absorpce kosmického šumu se odehrává v několika výškových oblastech, z nichž hlavní je dolní D-oblast /~ 60-75 km/ a jistou roli hraje i maximum F-vrstvy /okolo 300 km/ /7/, ovšem SCNA je témeř plně způsobeno dolní D-vrstvou Tabulka 1. Přehled typů efektů slunečních erupcí v ionosféře s uvedením frekvenčních pásem,

ve kterých se pozorují, a některých výsledků z observatoře GFÚ ČSAV v Panské Vsi

Typ SID	Frekvence	Panská Ves	Poznámky
Náhlý pokles atmosferiků – SDA	1-10 kHz max. 5 kHz	5 kHz necitlivé	
Náhlý vzrůst atmosferiků – SEA	10-40/50/ kHz max. 27 kHz	27 kHz středně citlivé	měření též m.j. v Úpici
Náhlá změna fáze - SPA	10-100 kHz		obecně nejcítlivější metoda
Náhlé zvýšení signálu – SES Náhlá anomálie pole – SFA)	20-200 kHz	155 a 164 kHz nejcitlivější	efekt změny absorpce – BLR změna interference – NDR, ČSSR
Náhlá absorpce krátkých radiovln – SSWF	l-lo MHz nejlépe 2-3 MHz	1539 a 6090 kHz hodně citlivé	reaguje na X-záření O,l-lnm, všechny výše uvedené metody reagují na O,O5-O,3 nm
Náhlá absorpce kosmického šumu - SCNA	15-35 MHz	necitlivé	změny v dolní D a max. F oblast
Náhlé odchylky frekvence - SFD	5-15 MHz		reaguje na ultrafialové záření nad 100 km v E a F oblasti
	-		*****

/8/. V Panské Vsi to byla metoda neúčinná /~ 10 % všech pozorovaných SID / /5/, některé jiné stanice vykazují účinnost výrazně vyšší /8/.

Při erupcích dochází též k jistému vzrůstu ultrafialového záření slunce, což se projevuje v ionosféře až na výškách nad 100 km /nad "rentgenovou" oblastí/. Tyto efekty se sledují pomocí náhlých odchylek frekvencí /SFD/ příjmu vysoce frekvenčně stabilních krátkovlnných vysilačů v pásmu zhruba 5-15 MHz. Zpravidla jde o ionosférické šíření odrazem od F-vrstvy.

Zvýšení elektronové koncentrace v dynamooblasti v ionosféře /~120 km/ vede ke zvýšení vodivosti a změnám elektrických proudů. Toto se na zemi pozoruje na geomagnetických záznamech ve formě tzv. geomagnetických háčků /crochets/.

Jistý vzrůst elektronové koncentrace ve střední ionosféře se projevuje při erupcích též růstem veličin měřených ionosondami: f_{min}, f_oE, f_oF2. Tyto změny jsou ale podstatně menší než změny v dolní ionosféře a kromě toho ionosondová měření jsou nespojitá /typicky 1 měření za 15-30 minut/.

Měření výškových profilů elektronové koncentrace v dolní ionosféře dávají výsledky obecně shodné s výsledky získanými analýzou výše uvedených SID efektů. Podle měření elektronové koncentrace ve střední ionosféře se erupční efekt objevuje v horní E a Fl vrstvě /ovšem pouze při silných erupcích - při slabých žádný efekt není pozorován/ dříve než v dolní ionosféře i než v optické emisi slunce /9/, t.j. jakoby erupce začínala ultrafialovým vzplanutím /v jisté části spektra/.

Udaje o náhlých ionosférických poruchách /SID/ lze kromě pro výzkum ionosféry použít i při výzkumu sluneční aktivity, a to dvojím způsobem - pro detekci erupcí a pri odhadování jejich intenzity a spektra X-záření.

Pokud jde o detekci erupcí, přesněji řečeno o detekci rentgenových vzplanutí na slunci, současná světová síť SID monitorování by měla být schopna zachytit vcelku spolehlivě všechna X-vzplanutí s intenzitou vyšší než 1-2 x 10^{-6} J/m²s / 10^{-3} erg/cm²s/ v kanále 1-8 Å /podle Solrad 9 a 10/. Meze citlivosti jednotlivých SID metod jsou dány hlavně jejich schopností odlišit variace erupčního původu od variací náhodných nebo způsobených jinými faktory, t.j. faktickou mezí je přirozená nestabilita dolní ionosféry.

Ionosférická SID data /hlavně multimetodová a multifrekvenční měření/ jsou schopna celkem spolehlivě poskytnout hrubé kvalitatívní odhady zvýšení rentgenova i ultrafialového /s menší spolehlivostí a hlavně rozlišovací schopností/ záření a rovněž určit,bylo-li spektrum zhruba normální nebo výrazně tvrdé či nezvykle měkké. Přesnější kvantitativní odhady spektra a intenzity X-záření jsou značně složité a ne příliš spolehlivé, neboť do hry vstupuje řada více i méně známých parametrů, jako zenitní uhel slunce, sezóna, variabilita stavu neutrální atmosféry, variace minoritních složek ovlivňujících iontovou chemii i elektronovou koncentraci,intenzita ionizujícího záření před erupcí, variabilita koncentrace NO atd. Některé práce sice uvádějí dobré výsledky v jednotlivých případech, ale pravděpodobně jde spíše o náhody nebo příklady úspěchů, neboť statistické studie ukazují, že reakce ionosféry na totéž nebo obdobné X-vzplanutí bývá značně různá.

V poslední době byly v zóně polárních září pozorovány SID efekty, působené nikoliv slunečními erupcemi, nýbrž anomálním průnikem vysokoenergetických částic do dolní ionosféry. SID efekty neerupčního původu byly hledány i v měřeních z Panské Vsi. Bylo nalezeno několik SSWF efektů neerupčního typu. U jednoho z nich byl korpuskulární původ prókázán, u ostatních je podle různých slunečně-geofyzikálních parametrů velmi pravděpodobný /10,11/. Rovněž bylo nalezeno několik SEA a SFA neerupčního, avšak nejasného původu /4,12/. Jeden velmi silný efekt SEA /imp.3+/ neerupčního původu / /4/ - bez pozorované erupce a při klidném rentgenovu záření/ je ukázán na obř. l. Přitom efekt není ani poruchou od místní bouřky, ani není technickou závadou, nýbrž je reálným ionosférickým SID efektom na 27 kHz záznamu.

Většina neerupčních SID jsou buď slabé nebo nepříliš silné SID /s vyjímkou některých SEA/ a jsou pozorovány většinou jen jednou metodou detekování SID. Neerupční SID efekty jsou v Panské Vsi velice řídkým jevem - jedná se zhruba jen o 1-1,5 % všech SID. Nicméně v některých případech mohou znamenat další obtíž při použití SID měření pro účely slunční fyziky.

LITERATURA

/1/ K. Sao et al.: J. atmos. terr. Phys., 32 /1970/, 1567.

/2/ N. I. Murzaeva: Sb. "Svjaz ONČ izlučenij verchnej atmosfery s drugimi geofizičeskimi javlenijami", s. 21, Izd. JAF SO AN SSSR, Jakutsk 1977. /3/ P. Tříska, J. Laštovička: J. atmos. terr. Phys., 34 /1972/. 1065. /4/ J. Laštovička: Studia geoph. et geod., 23 /1979/, 367. /5/ J. Laštovička: Travaux Inst. Géophys. Acad. Tchécosl. Sci. No 447, Gyofysikální sborník 1975, Academia, Praha 1977. /6/ K. H. Ohle et al.: J. atmos. terr. Phys., 36 /1974/, 513. /7/ M. C. Sharma, S.B.S.S. Sarma: Zeitschr. f. Geophysik, 42 /1977/, 535 /8/ A. P. Mitra: Ionospheric Effects of Solar Flares. Reidel Publ. Co., Dordrecht /Holland/ 1974. /9/ G. D. Thome, L. S. Wagner: J. Geophys. Res., 76 /1971/, 6883. /10/J. Laštovička, N. I. Fedorova: Geomagn. i aeronomija, 16 /1976/, 1018. /11/J. Laštovička: Phys. Solariterrestris, 7 /1978/. 67. /12/J. Laštovička: Travaux Géophys. 1979, Academia, Praha /v tisku/. 16. **VII.1972** 50 45 dB Obs. PANSKA VES above 27 kHz Atmospherics $1 \mu V/m$ M 40 S E <u>Obr. 1</u> - Veľmi silný náhlý v-- 35 zrüst atmosfe-SEA riků /SEA/ ze dne 16.7.1972 -30 /záznam/,kto-25 rý je neerupčního původu. é 0

8

- 153 -

Porovnání chodů měkké erupční X-emise

(měřené na satelitech)

s chodem erupčního efektu na atmosferikách (35 kHz)

L. HURTA Hvězdárna Vsetín

ABSTRAKT

Cilem práce byla korelace,která vyjadřovala do jaké míry odpovídá tvar křivky SEA-efektu, která je podmíněna měkkou rentgenovou erupční emisi v oblasti 10-80 nm skutečnému průběhu této emise. Jako pozorovacího materiálu bylo použito jednak záznamu atmosferiků na frekvenci 35 kHz z Hvězdárny ve Vsetíně a jednak záznamů detekce příslušné hladiny měkké X-emise v oboru 0,1-0,8 nm a 0,05-0,4 nm z družic typu GEOS (SMS - 2).

Vzájemná korelace SEA-efektu a odpovídající X-emise ukázala, že tvar a průběh erupční křivky na atmosferikách (35 kHz) odpovídá velmi přesně skutečnému průběhu křivky měkké rentgenovské emise. Průměrná hodnota korelačního koeficientu se pohybovala od 0,6 do 0,76 ... což je význačný stupeň těsnosti.

Dále se při zpracování materiálu přišlo na efekt, který svého času popsal již M. A. Ellison a totiž na to, že maximum erupčního SEAefektu se opožďuje za maximem měkké X-emise v průměru o 2 minuty. Tento jev je způsoben reakční schopností D-oblasti ionosféry, ale rovněž nezkreslí podstatně tvar křivky SEA.

Téměř každý energetický proces na Slunci, ať už jde o erupce, eruptivní protuberance či rychle expandující jevy v koroně, má svůj bezprostřední vliv na naši planetu Zemi. Proto je důležitým úkolem pro současné sluneční fyziky dokonalé poznání těchto procesů a tím i předpovědi těchto jevů.

.edním z možných prostředků, kterým lze pozorovat sluneční erupce, jejichž účinek nejvíce ovlivňuje ionosféru a zprostředkovaně i biosféru Země, je pozorování eruptivních efektů na atmosferikách. Registrací sluneční eruptivní aktivity tímto způsobem se zabýváme i na naší hvězdárně ve Vsetíně ve spolupráci s Astronomickým ústavem ČSAV v Onřejově již řadu let. Registrace se provádí na frekvenci 35 kHz. Při zpracování těchto efektů se naskytla otázka, do jaké míry odpovídá chod a tvar erupční křivky, kterou dostáváme na záznamu atmosferiků, skutečné rentgenové emisi v měkkém oboru 0,1-0,8 nm, která je jak známo nejpodstatnějším ionizujícím faktorem v dolní ionosféře. Tyto efekty slunečního X-záření mohou být složitými procesy v ionosféře určitou měrou pozměněny, takže na Zemi můžeme dostávat o tomto jevu zkreslené informace. I když po dlouholeté praxi s vyhodnocováním atmosferiků je zřejmé, že křivka SEA-efektů analogická s vývojem odpovídající erupce v čáře $H-c^{c_1}$ /s intenzitou šířky čáry a její plochou/ nebude se podstatně lišit ani od křivky chodu měkké X-emise, přece jenom se mohou určité nesrovnalosti objevit.

Princip registrace efektů slunečních erupcí metodou příjmu atmosferiků /tj. atmosferických výbojů, jež jsou produkovány trvalou boužkovou činností po celém světe/ zpočívá v příjmu velmi dlouhých vln o vlnové délce kolem 11 km, a to jak přízemní vlny šířící se nad zemským povrchem a jednak prostorové vlny odražené od nejspodnější vrstvy ionosféry - tzv. D-vrstvy. Za normálních okolností se šírí tyto vlny prostorem, interagují s D-vrstvou, částečně se od ní odrážejí zpět k Zemi, z velké části jsou ale průchodem D-vrstvou absorbovány. Proto můžeme tímto způsobem zaznamenávat atmosferické výboje ze vzdálených oblastí. Během erupce dochází ke zvýšení koncentrace volných elektronů v této vrstvě a pod ní, což má za následek zlepšení odrazivosti dopadajících dlouhých vln. Na záznamu atmosferiků pak sledujeme příslušný erupční efekt - t.j. náhlý prudký vzestup intenzity záznamu atmosferiků, který dosahuje svého maxima a následuje pozvolný pokles na úroveň původní hladiny záznamu. Tvar a doba trvání SEA-efektu /Sulden Enhancements of Atmospherics/ je různá, souvisí se samotným typem a vývojem erupce na Slunci.

Nejvýhodnější metodou zpracování vybraných o emisích a efektech je metoda korelace obou řad. Korelační koeficient udává relativně velikost lineárního vztahu mezi oběma zkoumanými průběhy. Předpokládá se ovšem existence fyzikálního a logického vztahu mezi proměnnými; samotný korelační koeficient je mírou těsnosti vztahu.

Korelovali jsme tedy mezi sebou dvě křivky: křivku chodu energie měkké X-emise, zaznamenávané při slunečních erupcích na satelitech, a její odpovídající chod křivky SEA-efektu, kterou dostáváme při záznamu atmosferiků na frekvenci 35 kHz. Je známo, že efekt SFA je fyzikálně závisle proměnný převážně na průběhu měkké rentgenovy emise. Jednotlivé SFA-efekty byly vybránv ze vsetínských záznamů; příslušné křivky chodu X-emise byly zpracovány z grafických záznamů této složky, uváděné v bulletinu "Preliminary Report and Forecast of Solar-Geophysical Activity" /Boulder, USA/. Tyto záznamy jsou zpracováním záznamů rentgenovy emise v oboru 0,1-0,8 nm, jak jsou detekovány na amerických geostacionárních satelitech GOES - 1 a GOES - 2 /GOES - Geostationary Operational Environ-

mental Satellite/.

Zpracování obou registrací přineslo tvto výsledky: bvlo zpracováno 15 erupcí z období let 1976-1978. Dá se říci, že tvar a průběh záznamu erupce na atmosferikách, odpovídající dané erupci na Slunci, vystihuje velmi dobře její skutečný průběh. Téměř ve všech případech byl korelační koeficient značně vysoký. Přitom korelace mezi SEA a měkčí složkou X-záření /kanál 0,1-0,8 nm/ byla vždy asi o 20 % vyšší, než korelace mezi SEA a tvrdší složkou emise /kanál 0,05-0,4 nm/. To bylo očekáváno, neboť záznam atmosferiků na frekvenci 35 kHz patří podle zkušeností již do účinku měkčí oblasti rentgenové oblasti. Průměrná hodnota korelačního koeficientu v prvním případě činila 0,76 a v druhém případě 0,63. Rovněž "hranice významnosti" pro n-2 stupně volnosti jevila u většiny případů nejvyšší významnost /0,01/; konkrétní hodnoty jsou uvedeny v tabulce.

Datum	korelační SEA÷X-1	koeficinet SEA;X-2	&t/min./ SFA÷X-1	sfatx-2
25.3.76	-	-	2	2
27.3.76	-	· - ,	3	3
22.8.76	0,44	0 , 29	3	. 3
17.2.77	0,60	0,47	1	1
12.4.77	0,86	0,73	1	1
5.8.77	0,74	0,53	4	4
22.10.77	0,90	0,65	1	1
22.11.77	0,70	0,42	3	1
8.1.78	0,85	0,83	2	2
9.1.78	0,73	0,54	2	2
15, 2, 78	0,94	0,83	2	4
6. 3. 78	0,94	0,87	2	2
11. 7. 78	0,62	0,59	5	2
23. 9. 78	0,86	0,81	3	6
15.10. 78	-		3	3.

Průměrná hodnota korelačního koeficientu pro: SEA÷X-1 0,76 SEA÷X-20,63 Průměrná hodnota Δ t pro: SFA÷X-1 2,18 /min/

SFA÷X-2 2,56 /min/

V tabulce jsou uvedeny pro jednotlivé erupce hodnoty korelačního koeficientu
 a ∆t /zpoždění maxima SEA-efektu vůči maximu měkké X-emise/√X-1 ...= kanál 0,1
 -0,8 nm; X-2 ...kanál 0,05-0,4 nm/.

Získané výsledky jsou částečně zatíženy určitou chybou, která nebude mít vážnější vliv na uvedené závěry, ale bude se různě uplatňovat při jednotlivých efektech. Při vyhodnocování úrovně atmosferiků v době efektu /jednotlivých časových intervalech/ není k dispozici kalibrační charakteristika pro nastavenou citlivost přijímače a není pevně zaručena linearita stupnice na registraci pro zjištování relativních hodnot průběhu efektu SEA nad "klidovou" /tj. neporušenou/ hladinou.

Dále bylo při zpracování těchto jevů sledováno zpoždění doby maxima SEA-efektu na atmosferikách oproti maximu chodu křivky X-emise. Určení tohoto intervalu, na který narazil již M. A. Ellison /2/ při zpracování svých pozorování atmosferiků a jejich pozorování s chodem erupce v čáře H- ∞ , a který je způsoben právě zpožděnou transformací účinku ionizujícího záření ve spodní ionosféře, nám může dát zajímavé informace o některých charakteristikách D-vrstvy. Můžeme tak totiž určit hodnotu součinu maxima elektronové hustoty /N/ a rekombinačního koeficientu / ∞ / dle výrazu:

$$|\Delta N| = \frac{1}{2} \Delta t \, Is^{-1} I$$

kde ∆t je zpoždění obou maxim vůči sobě. Původně určená hodnota ∆t byla 5 -7 minut /M.A.Ellison: "Journal of the Pritisch Astronomical Association", 1953/ tato hodnota byla potom opravena na 2,4 minuty /Křivský a kol.: "Anomalous D-region_during X-emission from flares", 1964/. Tomu odpovídá hodnota součinu / 🗘 N/ = 3,47. 10^{-3}s^{-1} . Tedy elektronová hustota je během erupce v D-vrstvě asi 9-12x vyšší než normální. Toto bylo vyvozeno i ze záznamů atmosferiku ve Vsetíně. Jde patrně o obecný jev, platný pro tento obor frekvencí. Maximum měkké X-emise předcházelo maximu SEA-efektu v průměru o 2,35 minuty /viz tabulka/. Nejde zde jen o posunutí maxima obou efektů vůči sobě, ale zároveň se celý efekt SEA zpožďuje o danou hodnotu. Tento efekt zpoždení vysvětluje Fllison následujícím způsobem: Volné elektrony ve vyšších vrstvách ionosférv dostávají od vniknuvších kvant rentgenové emise ze sluneční erupce určitý energetický impuls. Tím se zvýší jejich kinetická energie a elektrony jsou "vstřikovány" do nižší vrstvy ionosféry, tedy do vrstvy D. Tam dochází k rekombinaci s tamějšími ionty za vzniku neutrálních atomů. Tím se uplatňuje tendence k poklesu počtu volných elektronů ve vrstvě a pod ní a SEA-efekt je tak jakoby zpožďován, ačkoliv erupce již svými ionizačními účinky působí přímo na ionosferickou oblast na anomální vrstvu D, od které se zvlášť dlouhé vlny ohýbají zpět k Zemi. Teprve zvýšená úroveň následujících elektronů rozbíjí i tyto vzniklé atomy, současně působí i ionisující účinek emise erupce, zvětšuje se celkový počet volných elektronů v D-vrstvě a tím i koeficient odrazivosti. Teprve nyní se může na záznamu atmosferiků projevit plně efekt SFA. Po Ellisonově výkladu se ukázalo, že na odrazivosti zvlášť dlouhých vln má vliv nejen celková zvýšená elektronová hustota v anomální vrstvě D /pod 77 km/, ale též dosti významně hodnota gradientu elektronových hustot na spodní straně této vrstvy. Je tedy možné, že mimo vysvětlení mechanizmu zpoždění navrženého Ellisonem zde působí další mechanizmus spojený se zpožděním vytvoření určitého k dané erupci maximálního gradientu, který může být určován též difuzními a dynamickými podmínkami v této oblasti ionosféry, které okamžitou účinnost ionizující emise z hlediska odrazivého efektu časově rozmazávají a přispívají tak ke zpoždění.

Na závěr musím podotknout, že na výsledky tohoto zkoumání je nutno se dívat jako na předběžné, vzhledem k omezenému možnému výběru počtu erupcí pro zpracování.

LITERATURA

/8/ Nosek, M. - "Metody v klimatologii ", Academia, 1972.



Obr. 1 - Záznam erupčního efektu na atmosferikách /35 kHz/ ze dne 15.2.1978.







Obr. 4 - Záznam měkke rentgenovské emise příslušící k erupci ze dne 9.1.1978.



Obr. 5 - Grafické zpracování chodu křivek SEA-efektu a křivky X-emice /X-1 ...0,1-0,8 nm, X-2 ... 0,05-0,4 nm/ erupcí ze dne 15.2.1978 a 8.1.1978.







Obr. 3 - Záznam erupčního efektu na atmosferikách ze dne 9.1.1978.





Obr. 7 – Grafický záznam posunu maxima jasu erupce v čáře H a maxima erupčního SEA-efektu /podle Ellisona/ ze dne 22.11.1952 a 6.5.1959. /Hodnoty uvedené v závorce jsou nesprávné/.

Výskyt šumových bouří

na 260 MHz v průběhu 20. slunečního cyklu

J. SUK

Hvězdárna Upice

ABSTRAKT

Příspěvek obsahuje charakteristiky a údaje o šumových bouřích pozorovaných v metrovém pásmu na frekvenci 260 MHz v průběhu 20. slunečního cyklu. Podává tabelární zpracování dat jednotlivých šumových bouří, procentuelní zastoupení typů NA-NE podle klasifikace Tlamicha et al. (1964) v jednotlivých fázich slunečního cyklu a sleduje korelační vztahy mezi šumovými bouřemi na 260 MHz a záblesky na 29.5 MHz.

CETNOSTNÍ ROZDĚLENÍ A ČASOVÝ CHOD ŠUMOVÝCH BOUŘÍ

Na základě údajů získaných měřením na vlnové délce 115 cm /Astronomický ústav ČSAV Ondřejov/ byly statisticky zpracovány všechny šumové bouře /NS/ vyskytující se v typech NA, NE, NC, ND, NE a zkoumány relace s některými dalšími projevy sluneční aktivity.

V průběhu slunečního cyklu byla měření prováděna na dvou přijímačích s různou citlivostí: 1965 Jan. 1 - 1972 Sept. 30: přijímač s nižší citlivostí, klidová hladina průměrně 5 až 6x 10⁻²² Wm⁻²Hz⁻¹ 1972 Oct. 1 - 1973 Jan. 31: výměna měřicích aparatur 1973 Feb. 1 - 1976 Dec. 31: přijímač s vyšší citlivostí, klidová hladina průměrně 10x 10⁻²²Wm⁻²Hz⁻¹

Z tohoto důvodu bylo celé období zpracováno ve dvou částech a tyto části vyhodnocovány individuelně. Statistické zpracování dat bylo získáno na základě katalogu NS, zpracovaného podle měsíčního bulletinu Solar Radio Data, Ondřejov. Tabulka /č-l/ podává přehled četnostního zastoupení typů šumových bouří v jednotlivých rocích slunečního cyklu, počty NS v obdobích 1965-1968, 1969-1972, 1973-1976 a počty NS v celém cyklu.

Z půlročních měřicích intervalů /tah. č.2/ jsou stanoveny denní průměrné četnosti n jednotlivých typů NS, kde n = $\frac{N}{D}$, přičemž N = počet dnů se šumovou houří, D = počet všech pozorovacích dnů v daném půlroce /tah č. 2/. Graficky jsou vyjádřeny jejich chody v průběhu cyklu na obr. 1. Výskyty maxim a minim jednotlivých typů NS se v průhěhu cyklu velmi silně mění a liší se i průhěhy jednotlivých charakteristik. Posuv maxima jednotlivých typů je patrný z četnostního chodu jednotlivých typů NS v ročních intervalech /obr.č.2/.

Rozhorem četnostních chodů jednotlivých typů byla vyšetřována procentuelní zastoupení typů NS v jednotlivých fázích cyklu. V první části jsou stanoveny histogramy pro následující intervaly: /ohr. 3/

a/ 1965-1968 - vzestupná část cyklu
b/ 1969-1972 - postmaximální sestupná část cyklu
c/ 1973-1976 - preminimální sestupná část cyklu
d/ 1965-1976 - celý cyklus

VZTAHY MEZI ŠUMOVÝMI BOUŘEMI A RADIOVÝMI ZÁBLESKY NA 29.5 MHz

Eyl zjišťován vztah mezi ječnotlivými typv šumových houří v ohoru metrových vln na 260 MHz /Ondřejov/ a radiovými záblesky v ohoru dekametrových vln na 29.5 MHz /Ūpice/. Při sledování těchto vztahů mezi četností šumových bouří na 260 MHz a četností radiových záblesků na 29.5 Mhz vycházíme z předpokladu, že v obou případech jde o projevy sluneční aktivity podobného charakteru, obrážející stejné procesy, které však probíhají v různých oblastech korony nad centry aktivity.

Byly uvažovány čtyři podskupiny záblesků, z nichž jednotlivé kategorie jsou rozděleny podle doby trvání:

 RB_a : čas trvání ≤ 2 min RB_b : čas trvání 2,1 - 5 min RB_c : čas trvání 5,1 - 10 min RB_d : čas trvání > 10 minut

Z použitých materiálů vyplýva, že nejvyšší četnost zastoupení vykazují v průběhu celého cyklu typy RB_a a RB_b. Za spolehlivější hodnoty z uvedených typů lze uvažovat typ RB_b, a to z toho důvodu, že řada záblesků typu RB_a s extrémně krátkou dobou trvání nemohla být spolehlivě vyhodnocena a statistické žastoupení typu RB_a je tedy pravděpodobně značně zkresleno.

Na obr. 4 jsou uvedeny četnostní chody a/ celkového počtu šumových bouří b/ celkového počtu záblesků RB

. c/ celkového počtu záblesků sníženého o skupinu PB

d/ skupiny RB

Z uvedených charakteristik je patrná určitá korelace mezi jednotlivými druhy emise. Proto byly dále zkoumány korelační vztahy mezi:

a/ šumovými bouřemi a všemi záblesky /NS=RB/

b/ šumovými bouřemi a záblesky skupiny RB, /NS=RB,/

c/ šumovými bouřemi a všemi záblesky, zmenšenými o skupinu RB /NS=RB-RB /

d/ šumovými bouřemi a záblesky skupiny RB

Protože se mezi chody záblesků a chody šumových bouří projevil půlroční až roční posuv, byly vypočteny koeficienty korelace pro tyto varianty:

A/ bez časového posuvu

1/ pro nižší citlivost systému
2/ pro vyšší citlivost systému

B/ s posuvem ± půl roku 1/ dtto kod A 2/ dtto hod A

C/ s posuvem + 1 rok

2/ dtto hod A

Určením cross-korelačních funkcí mezi šumovými bouřemi a uvedenými souborv radiových záblesků a rozdělením období celého 20. cyklu na dva intervaly /1965-1972 a 1973-1976/ bylo zjištěno, že pro první tři případy má funkce zřetelné maximum pro nulový posuv /lag/ pro první období /křivky A/ - obr. 5.

Výrazný průběh mají cross-korelační funkce pro druhé období /křivky P/ se zřetelným maximem pro nulový posuv a rychlým poklesem na obě strany ve všech vyšetřovaných případech. Uvedené výsledky potvrzují tedy kvalitativně předpokládanou souvislost mezi počty šumových bouří a radiových záblesků.

Výskyt šumových bouří ve 20. slunečním cyklu je charakterizován dvěma maximy v druhé polovině roku 1968 a v druhé polovině roku 1974. Výrazné maximum se projevuje i v první polovině roku 1970. Maximum /1974/ je vvšší než maximum /1968/, čímž se chod šumových houří na 260 MHz výrazně odlišuje od charakteristického chodu většiny slunečních indexů.

Průběh chodu šumových bouří představuje v podstatě četnost aktivních oblastí se specifickými vlastnostmi, které se projevují výraznou aktivitou v koronální oblasti.

Obdobný závěr vyplývá i z chodu četnosti radiových záhlesků v dekametrovém oboru, které se generují ve vyšších oblastech korony než vyšetřované šumové bouře.

^{1/} dtto bod A

LITERATURA



Astron. Inst. Czechosl., Ondřejov



Obr. l - Průměrné denní hodnoty jednotlivých typů šumových bouří.

- 166 -

- 167 -

······································						
Type Year	NA	NB	NC	ND	NE	Zns
1965	14	2	4	3	1	24
1966	23	18	30	15	2	88
1967	44	32	31	22	9	138
1968	81	46	27	19	2	175
1969	34	25	11	13	0	83
1970	31	25	10	19	7	92
1971	39	33	19	26	2	119
1972	29	23	18	7	5	82
1973	68	36	23	9	13	149
1974	81	40	39	8	5	173
1975	30	24	10	6	5	75
1976	39	33	21	4	6	103
1965-1968	162	98	92	59	14	
1969-1972	133	106	58	65	14	1
1973-1976	218	133	93	27	29	
1965-1976	513	337	243	151	57	1301

Tab. 1 - Četnostní zastoupení šumových bouří v průběhu 20. slunečního cyklu.



Obr. 2 - Četnostní chod jednotlivých typu šumových bouří.

•

pe NE n	0	0.005	0.005	0,006	0.046	0,005	0.005	0.006	0	0	0.006	0.033	0	0.011	0.024	/0.012/	/0.048/	0,033	0.017	0,011	0,011	0.016	0.028	0.006
T N	0	г	Ţ	Ч	8	П	Г	Г	0	0	г	9	0	2	4	/1/	111	9	m	7	8	'n	S	н
e ND n	0	0.016	0.048	0.038	0.070	0.058	0.073	0.038	0.022	0.051	0.034	0.072	0.056	0.088	0.024	/0.035/	/0:048/	0.011	0.006	0.038	0.017	0.016	0	0°023
Typ	0	S	8	7	12	10	12	7	4	6	9	13	10	16	4	/3/	111	2	Г	7	e	en	0	4
oe NC	0.011	0.011	0,131	0.044	660°0	0.080	0.067	0.088	0,050	0.011	0,011	0.044	0.039	0.066	0.071	/0.071/	/0.055/	0,082	0.061	0.152	0.011	0.043	0.056	0.063
TYI N	2	2	22	8	17	14	11	16	6	. 2	2	œ	7	12	12	/9/	/8/	15	11	28	2	8	10	11
rpe NB n	0	0,011	0.048	0.055	0.076	0.110	0.146	0.122	0.078	0.063	0.063	0.077	0.078	0.104	0.106	/0°029/	/0.076/	0.136	0.056	0,163	0.067	0.065	0.083	0.103
T T	0	7	8	10	13	19	24	22	14	11	11	14	14	19	18	/5/	/11/	25	10	30	12	12	15	18
pe NA n	0.029	0.050	0.089	0.044	0,099	0.156	0.220	0.249	0.106	0.086	0.039	0,133	0.134	0.082	0.118	/0.106/	/062.0/	0.141	0.207	0.239	0.045	0.120	0.094	0.126
N TY	5	6	15	8	17	27	36	45	19	15	7	24	24	15	20	/6/	1421	26	37	44	ω	22	17	22
Year	1965		1966		1967		1968		1969	7	1970		1971	-	1972	•	1973		1974		1975		1976	

Tab. 2 - Průměrné denní hodňoty typů NA - NE.

- 168 -



- 169 -





- 171 -



- 172 -



Obr. 4 - Četnostní chody celkového počtu šumových bouří a radiových záblesků.

- 173 -

- 174 -



Polarizace

radiové emise

Slunce

K. JIŘIČKA

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Při studiu fyzikálních procesů, probíhajících na Slunci, je třeba znát nejen intenzitu, ale i polarizaci radiové emise Slunce. Přispěvek se zabývá teorii polarizace rádiových vln. Popisuje definici Stokesových parametrů a druhů stupně polarizace a aplikuje obecnou teorii na radiovou emisi Slunce. V závěru popisuje vlivy prostředí, působící na polarizovanou vlnu při jejím šíření od místa generace ve sluneční koroně k místu příjmu na Zemi.

Při komplexním výzkumu Slunce a studiu fyzikálních procesů, které na Slunci probíhají, potřebujeme mít k dispozici co nejvíce informací o pozorovaných dějích. K tomuto úkolu přispívá sluneční radioastronomie informací o radiové emisi Slunce. Aby informace o emitované vlně byla úplná, nestačí měřit pouze její výkon, ale potřebujeme získat i informaci o konfiguraci elektromagnetického pole. Na Zemi přijímaná elektromagnetická vlna se v dolních vrstvách atmosféry šíří homogením isotropním dielektrickým prostředím a v důsledku toho jsou její elektrická a magnetická složka navzájem kolmé a leží v rovině kolmé na směr šíření, a k jejímu jednoznačnému určení stačí tedy získat informace o intenzitě a o orientaci vektoru intenzity elektrického pole \vec{E} vzhledem ke směru šéření, tzv. polarizaci.

POLARIZACE RADIOVÝCH VLN

Radiovou emisi Slunce tvoří částečně polarizované vlny, které jsou superpozicí dvou nezávislých vln - plně polarizovaných a nepolarizovaných.

Plně polarizovaná vlna je v obecném případě polarizována elipticky, tzn. průmět koncového bodu vektoru intenzity elektrického pole \vec{E} do roviny kolmé na směr šíření opisuje elipsu /obr. l/. Takováto vlna je plně definována třemi parametry: intenzitou I_p, úhlem pootočení hlavní osy elipsy vůči souřadnicovému systému γ a axiálním poměrem r

$$r = \frac{1}{A}$$

kde kladné znaménko označuje pravotočivou rotaci vektoru \vec{E} /ve směru hodinových ručiček/ a záporné levotočivou. Za zvláštní, limitní případy eliptické polarizace lze považovat i lineární polarizaci /r \rightarrow 0/, kdy průmět koncového bodu vektoru \vec{E} se pohybuje po přímce /obr. 2/ a kruhovou polarizaci /r \rightarrow $\frac{1}{2}$ /, kdy opisuje kružnici /obr. 3/.

Nepolarizovaná vlna /náhodně, chaoticky polarizovaná vlna/ je plně definována jediným parametrem - intenzitou I $_{\rm n}$.

Cástečně polarizované vlny, a tedy i radiová emise Slunce, jsou plně definovány čtyřmi parametry : I_p , I_n , γ , r. Namísto nich se však částečně polarizovaná vlna obvykle definuje Stokesovým vektorem Ŝ

$$\hat{\mathbf{s}} = \begin{bmatrix} \mathbf{I}, \mathbf{Q}, \mathbf{U}, \mathbf{V} \end{bmatrix}$$
 /2/

11/

131

jehož jednotlivé složky I,Q,U,V, tzv. Stokesovy parametry, jsou definovány

 $I = I_{p} + I_{n}$ $0 = I_{p} \cos 2\beta \cos 2\gamma$ $U = I_{p} \cos 2\beta \sin 2\gamma$ $V = I_{p} \sin 2\beta$

kde β = arctg r. I když se tyto definice zdají na prvý pohled dosti složité, mají tu obrovskou přednost, že, jakukážeme v dalším, mají těsnou souvislost s elektricky měřitelnými veličinami, indukovanými v anténách. Další zajímavou vlastností Stokesova vektoru je, že Stokesův vektor vlny vzniklé superpozicí dvou nezávislých vln je roven součtu Stokesových vektorů jednotlivých vln. Jako specielní případy lze odvodit tvar Stokesova vektoru pro nepolarizovanou vlnu $/\hat{S}_n/$, kruhově polarizovanou vlnu $/\hat{S}_n/$ a lineárně polarizovanou vlnu $/\hat{S}_1/$

$$\hat{s}_{n} = \begin{bmatrix} I_{n}, 0, 0, 0 \end{bmatrix}$$

$$\hat{s}_{0} = \begin{bmatrix} I, 0, 0, V \end{bmatrix}$$

$$\hat{s}_{1} = \begin{bmatrix} I, 0, 0, V \end{bmatrix}$$

$$/4/$$

$$/5/$$

$$/6/$$

- 176 -

Každou elipticky polarizovanou vlnu lze vyjádřit jako superpozici dvou opačně elipticky polarizovaných vln (2), přičemž pod opačnou polarizací rozumíme to, že vektory $\vec{E_1}$, $\vec{E_2}$ obou vln se otáčejí opačným směrem a opisují podobné elipsy $/r_1 = -r_2/$ a jejich hlavní osy jsou navzájem kolmé /obr. 4/. Opačně polarizované vlny mají tu vlastnost, že intenzita vlny vzniklé jejich superpozicí je rovna součtu intenzit obou vln bez ohledu na stupeň jejich statistické závislosti. Jako zvláštní případy opačně polarizovaných vln můžeme uvažovat dvě navzájem opačně kruhově polarizované vlny nebo dvě navzájem kolmé lineárně polarizované vlny. Protože nemáme k dispozici elipticky polarizované antény, ale zato máme k dispozici lineárně polarizované antény /dipóly/ i kruhově polarizované antény /šroubovice/, budeme se v následujícím zabývat pouze těmito dvěma specielními případy.

Vyjádříme-li Stokesovy parametry pomocí intenzit elektrického pole dvou opačně lineárně polarizovaných složek E_v , E_v dostáváme /1/

$$I = \overline{E_{x}^{2}} + \overline{E_{y}^{2}}$$

$$Q = \overline{E_{x}^{2}} - \overline{E_{y}^{2}}$$

$$U = 2\overline{E_{x}E_{y}} \cos \sigma_{xy}$$

$$V = 2\overline{E_{x}E_{y}} \sin \sigma_{xy}$$

kde \int_{xy}^{∞} je fázový posun složek E_x , E_y . Obdobně platí pro obě opačně kruhově polarizované složky E_p , E_1 .

$$I = \overline{E_{R}^{L}} + \overline{E_{L}^{\lambda}}$$

$$\Omega = \frac{2E_{R}E_{L}\cos{\sigma_{RL}}}{2E_{R}E_{L}\sin{\sigma_{RL}}}$$

$$U = \frac{2E_{R}E_{L}\sin{\sigma_{RL}}}{2E_{R}E_{L}\sin{\sigma_{RL}}}$$

$$V = \overline{E_{R}^{\lambda}} - \overline{E_{L}^{\lambda}}$$

Z těchto vzorců je patrno, že jednotlivé Stokesovy parametry můžeme přímo vyjádřit pomocí elektricky měřitelných veličin indukovaných ve dvou opačně lineárně nebo kruhově polarizovaných anténách. Střední hodnoty v rovnicích /7/,/8/ bylo nutno zavést proto, že radiovou emisi Slunce netvoří deterministické vlny, ale šumové signály, jejichž amplituda je náhodná veličina. Proto i polarizační elipsa neustále kolísá co se týče velikosti, ale zachovává si axiální poměr, smysl rotace i sklon hlavní poloosy vzhledem k souřadnicovému systému, a to po dobu podstatně delší než doba otočky vektoru \vec{E} .

STUPEÑ POLARIZACE

Stupeň polarizace částečně polarizované vlny je definován jako podíl intenzity polarizované složky vlny k celkové intenzitě vlny

$$m = \frac{I_p}{I} = \frac{I_p}{I_n + I_p}$$
/9

171

181

což vyjádřeno pomocí Stokesových parametrů dává

$$m = \frac{\sqrt{Q^2 + U^2 + V^2}}{7} /10/$$

Někdy bývá též definován stupeň kruhové polarizace m

$$m_{o} = \frac{V}{I} = \frac{\overline{E}_{R}^{2} - \overline{E}_{L}^{2}}{\frac{\overline{E}_{R}^{2} + \overline{E}_{L}^{2}}{\overline{E}_{R}^{2} + \overline{E}_{L}^{2}}}$$
 /11/

a stupeň lineární polarizace m.

$$m_{1} = \frac{\sqrt{Q^{2} + U^{2}}}{I} = \frac{\overline{E_{x}^{2}} - \overline{E_{y}^{2}}}{\overline{E_{x}^{2}} + \overline{E_{y}^{2}}} \frac{1}{\cos 2\gamma'}$$
 /12/

Mezi stupněm polarizace m a stupni kruhové polarizace m a lineární polarizace " m, platí vztah $m = \sqrt{m_0^2 + m_1^2}$ /13/

FARADAYOVA ROTACE A DISPERZE

Při svém šíření od místa generace ve sluneční koroně k místu příjmu na Zemi neprochází radiová vlna pouze homogením isotropním dielektrickým prostředím /volný prostor, dolní vrstvy atmosféry/, ale i ionizovaným prostředím /sluneční korona, ionosféra/. Rozložíme-li elipticky polarizovanou vlnu na její dvě opačně kruhově polarizované složky, pak při průchodu ionizovaným prostředím za současné přítomnosti magnetického pole mají oba opačně rotující vektory $\overrightarrow{E_p}$, $\overrightarrow{E_r}$ různé fázové rychlosti dané různými disperzními rovnicemi obou vln /3/. Následkem tohoto jevu nastává stáčení polarizační elipsy vzhledem k souřadnicovému systému při současném zachování jejího tvaru, tzv. Faradayova rotace /obr. 5/. Celkový úhel natočení 🗄 je dán vztahem

$$\Phi = \frac{23\ 500}{f^2} \int_{Z} \mathbb{N}(z) \overrightarrow{B}(z) \cdot d\vec{z} \qquad \left[\operatorname{rad} : \mathbb{M}H\overline{z}^2, \ el/m, \ T, m \right] \qquad /14/$$

kde

Z

f přijímaný kmitočet N(z).....koncentrace elektronů $\vec{B}(z)$ magnetická indukce dráha šíření vlny 2

Ze vzorce je patrno, že Faradayova rotace je nepřímo úměrná kvadrátu frekvence. Proto se projevuje obzvláště u větších vlnových délek /m, dm vlny/, zatímco u kratších vlnových délek /cm, mm vlny/ je její vliv zanedbatelný. Pro vlnu 200 MHz / $\Lambda = 1.5$ m/ dosahuje Faradayova rotace podle místa vzniku vlny ve sluneční koroně hodnot řádově 10³ ÷ 10⁵ rad /4/. Příspěvek zemské ionosféry k Faradayově rotaci je podstatně menší. Pro stejnou vlnovou délku dosahuje v závislosti na denní době hodnot řádově 10 rad.

Radiová emise Slunce nemá čarové, ale spojité spektrum a reálný přijímač, kterým na Zemi vlnu přijímáme, přijímá celé spojité pásmo frekvencí, určené šířkou pásma přijímače /obr. 6/. Dosazením do vzorce /14/ dostaneme pro obě krajní frekvence f₁, f₂ různé hodnoty Faradayovy rotace

$$\begin{split} \phi_1 & \stackrel{\circ}{=} f_1 \\ \phi_2 & \stackrel{\circ}{=} f_2 \end{split}$$

a proto jako důsledek nenulové šířky pásma přijímače se původní polarizační elipsa rozprostře na intervalu ©

$$\Theta = \dot{\Phi}_1 - \dot{\Phi}_2 \qquad /16/$$

na celé kontinuum elips a nastává depolarizace původní elipticky polarizované vlny. Uhel ©, nazývaný též Faradayova disperze, je funkcí šířky pásma přijímače. Pro malé šířky pásma přijímače

$$\Delta f = f_2 - f_1 \ll f = \frac{f_2 + f_1}{2}$$
 /17/

platí mezi Faradayovou rotací a disperzí přibližný vztah /4/

$$\frac{\Theta}{\dot{\Phi}} \stackrel{\cdot}{=} 2 \frac{\Delta f}{f}$$
 /18/

Tyto skutečnosti je pak nutno brát na zřetel zejména při interpretaci naměřených výsledků, protože pro veké hodnoty Faradayovy disperze je měřený stupeň polarizace spíše funkcí pásma přijímače nežli vlastností přijímané vlny.

LITERATURA

/1/ Cohen, M.: Radio Astronomy Polarization Measurements, Proc IRE, Vol. 40, Nr. 1, str. 172-183

- /2/ Chandrasekhar, S.: Radiative Transfer. Dover Publications, New York, 1960
 /3/ Bekefi, G.: Radiation Processes in Plasmas. John Wiley and Sons, New York,
 1966
- /4/ Kundu, M.R.: Solar Radio Astronomy. John Wiley and Sons, New York, 1965.






X







Obr. 4 - Opačně polarizova-né vlny



Obr. 5 - Faradayová rotace.

Obr. 6 - Propustné pásmo přijímače.

Šírenie

koronálnych

a medziplanetárnych

nárazových vln

Š. PINTÉR

Geofyzikálny ústav SAV Hurbanovo

ABSTRAKT

Prednáška obsahuje hlavné vedecké poznatky o širení koronálnych a medziplanetárnych nárazových vín získané prednášateľom.

Keď sa veľká koncentrácia energie /10³² ergov/ zo slnečnej erupčnej oblasti náhle uvoľní a expanduje do okolitého priestoru rýchlosťou väčšou ako je lokálna Alfvénova rýchlosť, na čele tejto expanzie sa vytvára nárazová vlna t.j. plocha, na ktorej sa tlak, hustota, rýchlosť a teplota na malej vzdialenosti prudko menia. Táto vzdialenosť, čiže šírka frontu nárazovej vlny, je určená disipatívnymi procesmi bez zrážok. Disipatívne procesy umožňujú šírenie tzv. bezzrážkových nárazových vĺn vo veľmi riedkej plazme medziplanetárneho priestoru. Nárazová vlna ohrieva, stláča a urýchľuje plazmu, cez ktorú sa šíri a predstavuje náhlu ale pritom spojitú zmenu stavu plazmy.

Nárazové vlny generované slnečnými erupciami reprezentujú najexkluzívnejšie prejavenie slnečnej aktivity a hrajú dôležitú úlohu vo výskumoch vzťahov Slnko - Zem.

PREHĽAD O SÚČASNOM STAVE PROBLEMATIKY

V dobe posledných dvadsať rokov rozvoj laboratórnej a kozmickej techniky stimuloval výskum nárazových vín a to z dvoch dôvodov:

Prvým z nich je záujem fyzikov a technikov pôsobiacich v oblasti výskumu laboratórnej plazmy a jadernej energetiky. Laboratórne experimenty zohrali doležitú úlohu pri definícii fenomenológie a pri vypracovaní teórie bezzrážkových nárazových vín. Podrobná štruktúra nárazových vín bola určená tiež na základe laboratórnych výskumov. V oblasti jadernej energetiky nárazové vlny môžu zohrať dominujúcu úlohu pri uvoľňovaní a riadení termonukleárnej energie. Štúdium nárazových vín je nesmierne dôležité v spojitosti s explóziami a detonáciami. Nárazové vlny doprevádzajú let kozmických rakiet pri prelete cez atmosféru, pričom nepriaznivú úlohu hrajú pri štarte, ale zato pomáhajú pri pristávaní.

Druhým dôvodom je záujem vedeckých pracovníkov zaoberajúcich sa slnečnou fyzikou, fyzikou medziplanetárneho priestoru a atmosféry planét, ktorým kozmický priestor ponúka možnosti štúdia vzniku nárazových vín, vlastnosti ich šírenia a štruktúry. Optické a rádiové pozorovania slnečnej atmosféry dávajú možnosť študovať nárazové vlny vznikajúce v dobe explozívnej fázy slnečných erupcií. Pozorovania parametrov plazmy slnečného vetra a jednotlivých zložiek medziplanetárneho magnetického poľa na družiciach a kozmických sondách umožnili objaviť jednak bezzrážkové medziplanetárne nárazové vlny vyvolané slnečnými erupciami, alebo vzniklé interakciou dvoch vysokorýchlostných prúdov slnečného vetra, jednak okoloplanetárne nárazové vlny vznikajúce interákciou slnečného vetra s atmosférou planét.

V slnečnej fyzike sa v súčasnej dobe záujem posunul od globálneho výskumu vývoja erupčných aktívnych centier do oblasti detailného štúdia ich optických a magnetických mikroštruktúr. Toto dáva možnosť identifikovať vyvíjajúce sa erupčné lokality, ale zatiaľ ani zďaleka nerozumieme fyzikálnym procesom prebiehajúcim v spúšťacej nestabilite, ktorá zapríčiňuje erupčnú explóziu a ktorá môže byť doprevádzaná nárazovou vlnou tzv. Moretonovou vlnou.

Počnúc rokom 1859 od prvého pozorovania slnečnej erupcie v bielom svetle a za ňou nasledujúcej geomagnetickej búrky je všeobecne známe, že erupciou generovaná porucha /nárazová vlna/ môže dôjsť do oblasti Zeme a vyvolať geomagnetickú búrku. Zatiaľ ale nebolo dostatočne presne známe, aké sú špecifické vlastnosti slnečných erupcií, ktoré sú zodpovedné za koronálne a medziplanetárne nárazové vlny. Niektoré medziplanetárne nárazové vlny, respektíve geomagnetické búrky, môžu byť priradené k veľkým - mohutným erupciam, niektoré môžu byť priradené k malým erupciam a u niektorých nenachádzame erupčnú spojitosť. Slnečné erupcie pozorované v čiare H₆, v rádiovom obore alebo v obore X-žiarenia ukazujú, že v niektorých prípadoch sa jedná o čiste termálne erupčné úkazy, u ktorých nedochádza k plazmovej explózii t.z. nie je pozorovaná explozívna fáza erupcie, v dobe ktorej môže dôjsť ku generovaniu nárazovej vlny. Tieto termálne erupcie nebývajú doprevádzané rádiovými vzplanutiami typu II reprezentujúcimi koronálne MHD nárazové vlny.

V súčasnej dobe je vyvíjané veľké úsilie vypracovať metódy pre predpovede rôznych úkazov prebiehajúcich v magnetosfére Zeme. Takéto predpovede bude možné uskutočniť v prevažnej miere len vtedy, keď si osvojíme metodiku predpovedania slnečných erupčných úkazov, spoznáme ich špecifické vlastnosti, keď budeme dôkladne poznať počiatočné podmienky vývoja koronálnych nárazových vĺn šíriacich sa neskôr ako medziplanetárne nárazové vlny v slnečnom vetre vyvolávajúce náhly počiatok geomagnetických búrok. Taktiež si musíme osvojiť vlastnosti šírenia nárazových vĺn medzi Slnkom a Zemou. V rade prác /Maxvell a kol., 1959; Roberts, 1959/ bolo ukázané, že rádiové vzplanutia typu II a IV majú veľmi dobrú koreláciu s výskytom medziplanetárnych nárazových vĺn zodpovedajúcich za náhly počiatok geomagnetických a Forbushových spádov kozmického žiarenia. Je známe, že vzplanutia typu IV dávajú svedectvo o oblakoch plazmy ejektovaných slnečnou erupciou, zatiaľ čo vzplanutia typu II reprezentujú MHD nárazové vlny, ktoré pri dostatočnej energii putujú von do medziplanetárneho priestoru.

Prvé priame pozorovanie medziplanetárnej nárazovej vlny generovanej erupciou bolo zaznamenané na medziplanetárnej sonde Mariner 2 v roku 1962. V dobe prechodu nárazovej vlny cez uvedený kozmický objekt, ktorý sa nachádzal vo vzdialenosti 0,94 a.j. od Slnka, plazmové detektory zaznamenali náhle zvýšenie protónovej teploty, hustoty a rýchlosti toku slnečného vetra, ako to je vidieť na obr. l. Súčasne bolo pozorované aj náhle zvýšenie totálnej intenzity medziplanetárneho magnetického poľa. Od roku 1962 desiatky umelých družíc Zeme a medziplanetárnych sond dovolili študovať vlastnosti plazmy slnečného vetra v dobe prechodu nárazovej vlny. Prvé experimenty týkajúce sa vyjasnenia dynamiky šírenia medziplanetárnych nárazových vĺn boli prevedené Ľubimovom /1968/, Vernovom a kol/1970/ a neskôr autorom tejto práce /1973/. Tieto výskumy ukázali, že medziplanetárne nárazové vlny v dobe šírenia od Slnka po Zem sa silne spomaľujú. Obrázok 2 ukazuje spomaľujúci sa charakter erupciou generovanej nárazovej vlny.

Ako z teoretického tak z experimentálneho hľadiska je veľmi dôležité mať informácie o tvare frontu respektíve o uhlovom rozložení rýchlosti šírenia medziplanetárnych nárazových vĺn generovaných erupciami. Vedomosti o tvare frontu a o priestorovom rozložení rýchlosti medziplanetárnych nárazových vĺn sú základom pre pochopenie ich dynamiky, energie a taktiež procesov, ktorými je plazma ejektovaná zo slnečnej erupčnej oblasti. Prvotný prameň informácií o konfigurácii frontu nárazových vĺn v ekliptikálnej rovine pochádza zo štatistickej analýzy veľkého počtu pozorovaní SSC geomagnetických búrok /Hirsberg, 1968/ a Forbushových poklesov kozmického žiarenia /Sakurai, 1973/. Tieto práce predstavujú štatistické štúdium hrubej geometrie "typického" alebo stredného tvaru frontu nárazovej vlny.

Všetky doterajšie výskumy medziplanetárnych nárazových vĺn boli uskutočnené prakticky v ekliptikálnej rovine v rozmedzí, kde sa nachádzajú všetky planéty a kde doteraz všetky kozmické sondy merali. Výskumy vzťahov Slnko - Zem zostávajú neúplné do tej doby, pokiaľ nebudú prevádzané systematické merania rÔznych plazmových parametrov a zložiek magnetického poľa v medziplanetárnom priestore ďaleko mimo tenkého disku ekliptikálnej roviny v rôznych heliocentrických šírkach /uhloch/ a vzdialenosti od Slnka. Právom možeme tvrdiť, že tento tenký disk nenahradzuje celú sféru okolo Slnka. Naviac naše interpretácie pozorovaných slnečných erupčných úkazov, koronálnych úkazov spojených s erupciami a tranzitných úkazov sú limitované jednak skutočnosťou, že len plochý obraz štruktúry a vývoja na slnečnom disku je možné získať zo Zeme a jednak skutočnosťou, že dlho a krátko žijúce štruktúry a úkazy sú ukryté z pohľadu v dobe každej polrotácie Slnka. Slnečné, medziplanetárne a galaktické úkazy objavené v dobe posledných 25 rokov dali podnet k celému radu nových naliehavých vedeckých problémov. Na vzniklé nové problémy môžu dať odpoveď hlavne priame pozorovania a experimenty prevádzané ďaleko od ekliptikálnej roviny a hlboko v kozmickom priestore respektíve za obrátenou sférou Slnka. Len potom pochopíme "globálny" vplyv Slnka, medziplanetárneho priestoru a galaktického kozmického žiarenia na Zem a na ostatné planéty našej heliosféry.

Zatiaľ o trojdimenzionálnych vlastnostiach šírenia medziplanetárnych nárazových vín vieme veľmi málo a to z dôvodu, že doteraz nebola vypustená žiadna mimoekliptikálna kozmická sonda, pomocou ktorej by mohli byť získané poznatky o uhlovom rozložení rýchlosti šírenia nárazových vín v rôznych heliocentrických šírkach. V súčasnej dobe jedinou možnou metódou je interplanetárna scintilácia /IPS/ rádiových zdrojov, ktorá dovoľuje sledovať nárazové vlny generované erupciami v rôznych heliocentrických dĺžkach, šírkach a vzdialenostiach ako funkcie času. Čiže dostaneme určitú predstavu o trojdimenzionálnej geometrii medziplanetárnych nárazových vín. Prekladové práce o IPS pozorovaniach boli publikované Hewishom /1972/ a Colesom a kol. /1974/.

V dobe šírenia medziplanetárnej nárazovej vlny spojenej s erupciou mimo náhlych zmien parametrov plazmy slnečného vetra a magnetického poľa je pozorované zvýšenie intenzity nízkoenergetického kozmického žiarenia 45 MeV. Toto zvýšenie nízkoenergetických protónov kozmického žiarenia je vyvolané urýchlením častíc nárazovou vlnou. Tieto zvýšenia sú v širokom rozsahu diskutované Sarrisom a Van-Allenom /1974/. Vzhľadom na tesnú spojitosť týchto tzv. energetických búrkových častíc s medziplanetárnymi nárazovými vlnami pre úplnosť tejto práce sa o nich tiež zmienime.

Základnou prácou o bezzrážkových nárazových vlnách je kniha Tidmana a Kralla /1971/, do ktorej sú zahrnuté aj niektoré závažné výsledky získané z výskumu okolozemskej nárazovej vlny /Fredricks a Coleman, 1969/. Teoretickú predstavu o bezzrážkových nárazových vlnách skúmaných v laboratórnej plazme urobil ako prvý akademik Sagdeev /1966/. Na jeho prácu naväzovala práca Galeeva /1976/. O medziplanetárnych nárazových vlnách doteraz nevznikla súhrnná knižná publikácia. Charakteristiky šírenia a čiastočne štruktúra nárazových vín sú opísané v dvoch monografiach, ktorých autorom je M. Dryer /1974, 1975/. Rad prác publikovaných za posledných 20 rokov je venovaný dielčím problémom.

Cielom tejto prehladovej práce je:

l. Zhrnúť doterajšie observačné vlastnosti a určiť všeobecné vlastnosti efektov s erupciou spojených nárazových vín tzv. Moretonových vín, ktoré sa šíria naprieč slnečným chromosférickým povrchom a sú viditeľné v čiare alebo na krídlach čiary $H_{\mathcal{L}}$. Skúmať úlohu chromosférického a koronálneho magnetického poľa vo výskyte a šírení Moretonových vín. Hľadať vzťahy Moretonových vín k rádiovým vzplanutiam typu II, sprayom a medziplanetárnym nárazovým vlnám.

 Študovať pohybujúce sa zmagnetizované plazmové oblaky vyvolané slnečnými erupčnými úkazmi pomocou scintilácie S - band signálu vysielaného kozmickou sondou v dobe hornej konjukcie. 3. Hľadanie vzájomného vzťahu medzi energiou nedziplanetárnych nárazových vĺn súvisiacich s erupciami a energiou rádiových vzplanutí typu IV meraných na metrových vlnách.

4. Študovať vlastnosti šírenia medziplanetárnych nárazových vín spojených s erupciami na základe meraní rýchlosti týchto nárazových vín na kozmických sondách a určiť, či sa jedná o nárazové vlny, ktoré sa medzi Slnkom a Zemou urýchľujú, spomaľujú, alebo majú konštantnú rýchlosť.

5. Pomocou súčasných pozorovaní na viacerých kozmických sondách a na dobre dokumentovaných úkazoch určiť uhlové rozloženie rýchlosti šírenia nárazových vín generovaných erupciami.

6. Na základe denných IPS observácií rádiových zdrojov a kombinovaním týchto meraní s pozorovaniami na kozmických sondách určiť trojrozmerové základné charakteristiky šírenia medziplanetárnych nárazových vín generovaných erupciami t.j. v roznych heliocentrických dĺžkach a šírkach, čiže aj mimo ekliptikálnej roviny.

7. Študovať energetické búrkové časticové /EPS/ úkazy:
a/ vo vzťahu s nimi spojenými slnečnými erupčnými úkazmi,
b/ skúmať vlastnosti šírenia medziplanetárnych nárazových vĺn, ktoré vyvolali
EPS úkazy.

RÝCHLO SA POHYBUJÚCE CHROMOSFÉRICKÉ PORUCHY SPOJENÉ S ERUPCIAMI - MORETONOVE VLNY

V tejto časti prednášky sú zhrnuté vlastnosti nárazových vĺn, generovaných explozívnymi erupciami, tzv. Moretonových vĺn, ktoré sa šíria naprieč chromosférickým povrchom a sú viditeľné v čiare alebo na krídlach čiary H-alfa. Moretonove vlny sa prejavujú hlavne v štyroch formách: vlnový front, oscilácia filamentu, chromosférické zjasnenie a turbulencia filamentu. Rýchlosť šírenia Moretonových vĺn je v rozmedzí 300-1500 km/s, pričom po erupčnej explózii ich rýchlosť je väčšia a potom sa rýchlosť ustáli a vlna sa šíri do svojho zániku konštantnou rýchlosťou. Rýchlosť šírenia je v mnohých prípadoch anizotropická a silne smerovaná. 70 % Moretonových vĺn bolo v spojitosti so vzplanutím typu II, pričom oba úkazy majú spoločný erupčný prameň. Bolo zistené, že čím väčšia je rýchlosť Moretonových vín, tým je väčšia rýchlosť nárazových vín odvodených z driftu frekvencie typu II, čo ukazuje obr. 3. Moretonove vlny majú tendenciu byť v spojitosti s takými optickými úkazmi, ako sú "spray", "surge" a rýchla ejekcia. Explozívne erupcie produkujúce Moretonove vlny sú lokalizované v periférnych miestach aktívnych oblastí. Vlny sa pohybujú od erupčnej explózie do oblasti slabých magnetických polí, pričom sú priestorove ohraničené s vyskytujúcimi sa zvýšeniami intenzity magnetických polí škvŕn. Nízke magnetické koronálne oblúky sú charakteristické v aktívnych oblastiach pred výskytom erupčnej explózie a vymiznú alebo sa otvoria po prechode nárazovej vlny generujúcej Moretonovu vlnu a vzplanutie typu II. Po prechode týchto porúch konfigurácia koronálneho magnetického poľa sa stáva divergentná alebo radiálna. Interplanetárne nárazové vlny sú priamym pokračovaním Moretonových vín, generovaných erupciou a vzplanutí typu II cez korónu do medziplanetárneho priestoru.

POZOROVANIE POHYBUJÚCICH SA PLAZMOVÝCH OBLAKOV DO 10 R

V dobe hornej konjukcie kozmickej sondy Pioneer 6 boli Levym a kol. /1969/ a Goldsteinom /1969/ pozorované Faradayove rotácie polarizácie a rozširovanie spektra rádiového signálu z kozmickej sondy v dobe, keď lúč prechádza blízko Slnka. Bolo zistených niekoľko tranzientnych úkazov Faradayovej rotácie a náhle zvýšenia rozšírenia spektra. Príklady Faradayovej rotácie sú vidieť na obr. 4. Za predpokladu, že tieto úkazy vyvolané ejekciou koncentrovaného zmagnetizovaného plazmového oblaku zo Slnka, autor práce zistil vzťah týchto úkazov s erupciami, ktoré boli v spojitosti s určitou formou ejekcie hmoty ako napr. oblaky, spraye, eruptívne protuberancie, rádiové vzplanutia typu II a vzplanutia typu IV. Stredná rýchlosť transportu koronálnej plazmy bola okolo 350 km/s. Doba trvania jednotlivých úkazov bola približne 2 hodiny. Tieto pohybujúce sa plazmové oblaky majú typický rozmer 2.5x10⁶ km v heliocentrickej vzdialenosti 10 R_o.

PORUCHY V SLNEČNOM VETRE SÚVISIACE S ERUPCIAMI A RÁDIOVÉ VZPLANUTIA TYPU II A IVm

Poruchy slnečného vetra súvisiace s erupciami, t.z. nárazové vlny namerané pomocou rôznych družíc v období od r. 1965 do r. 1969 boli študované. Meranými parametrami slnečného vetra sú: protónová hustota a rýchlosť slnečného vetra. Príklad meraných parametrov je vidieť na obr. 5. Z týchto hodnôt bola počítaná hustota toku kinetickej energie 1/2903 pre jednotlivé poruchy slnečného vetra súvisiace s erupciami. Bolo zistené, že hustota toku kinetickej energie slnečného vetra ponárazovej vlny je úmerná úplnému toku rádiovej emisie na 200 MHz, ktorý je definovaný ako násobok vyrovnanej hladiny hustoty toku s trvaním vzplanutia typu IVm - tento vzťah ukazuje obrázok 6. Ďalej bolo zistené, že energia medziplanetárnej nárazovej vlny je zhruba úmerná energii vzplanutí typu IV. Tieto vzájomné vzťahy hovoria o tesnej spojitosti medzi ich emisnými mechanizmami. Zistené vzťahy medziplanetárnej nárazovej vlny k vzplanutiam typu II a IVm sú vysvetlené na základe erupčného mechanizmu, ktorý navrhol Křivský /1968/. Výskyt kombinovaných vzplanutí typu II a IVm naznačuje, že nárazový front sa pohybuje pred plazmovým oblakom cez slnečnú korónu a pri dostatočnej energii je schopný putovať do medziplanetárneho priestoru, kde vo vzdialenosti 1 a.j. ho môžeme pozorovať ako nárazovú vlnu spôsobujúcu magnetické búrky.

SPOMAĽOVANIE MEDZIPLANETÁRNYCH NÁRAZOVÝCH VĽN GENEROVA-NÝCH ERUPCIAMI A ICH VZŤAH K RÁDIOVÝM VZPLANUTIAM TYPU II

Bolo získaných 18 takých úkazov, u ktorých bol pozorovaný prechod nárazovej vlny najmenej cez dve kozmické sondy, nachádzajúce sa v rozdielnych heliocentrických vzdialenostiach. Zo známej vzdialenosti od Slnka po miesto pozorovania nárazovej vlny a z časového rozdielu medzi vznikom a prechodom nárazovej vlny cez miesto pozorovania boli určené stredné radiálne rýchlosti šírenia medziplanetárnych nárazových vĺn generovaných erupciou. Na obrázku 7 je ukázané, že stredná radiálna rýchlosť \overline{v}_p po primárny detektor /bližší ku Slnku/ je vždy väčšia ako stredná radiálna rýchlosť \overline{v}_{s} po sekundárny detektor. Ďalej platí, že $v_p < v_s < v_{ps}$, kde v_{ps} je rýchlosť medzi primárnym a sekundárnym detektorom. Tieto výsledky potvrdzujú silný spomaľujúci charakter medziplanetárnej nárazovej vlny. Za predpokladu, že spomaľovanie "d" prebieha lineárne, boli pre jednotlivé prípady počítané počiatočné rýchlosti V nárazovej vlny, pričom platí, že d \sim V $_{\sim}^2$. Ako vidieť na obrázku 8 bol zistený lineárny vzťah medzi rýchlosťou koronálnych nárazových vín, vypočítanej z driftu frekvencie rádiových vzplanutí typu II a počiatočnou rýchlosťou V medziplanetárnych nárazových vĺn. Veľkorozmerová geometrická štruktúra frontu nárazových vĺn, skúmaných v projekcii ekliptikálnej roviny potvrdila sférickú alebo quasisférickú geometriu frontu nárazových vĺn. Sférickú alebo quasisférickú geometriu ukazujú aj koronálne nárazové vlny skúmané pomocou rádioheliogramu na observatóriu Culgoora, Austrália.

SMEROVÉ VLASTNOSTI ŠÍRENIA NÁRAZOVÝCH VÍN V MEDZI -PLANETÁRNOM PRIESTORE GENEROVANÉ ERUPCIOU

V tejto časti prednášky sú diskutované smerové vlastnosti šírenia nárazových vín v medziplanetárnom priestore generovaných erupciou na základe pozorovaní na kozmických sondách, nachádzajúcich sa v rozdielnych heliocentrických dĺžkach. Je zistené, že nárazové vlny sa v prevažnej miere nešíria izotropicky v medziplanetárnom prostredí, tzn., že front vlny, emitovaný erupčnou explóziou sa pohybuje rozdielnou rýchlosťou v rozdielnych smeroch šírenia. Najväčšia stredná rýchlosť šírenia nárazovej vlny je pozorovaná v smere blízkom k rovine merídianu, ktorá preseká erupciu a ktorá súvisí s nárazovou vlnou. Táto vlastnosť je zapríčinená anizotropickým rozdelením rýchlosti šírenia nárazovej vlny, ako to ukazuje obr. 9.

Existujú nasledujúce dve možnosti generovania a šírenia nárazových vín v medziplanetárnom priestore : i/ "piestom poháňaná" nárazová vlna je generovaná erupciou, ktorá pravdepodobne preniká do vzdialenosti 0,3 - 0,6 a.j.; radiálne ejektovaný plazmoid pravdepodobne zaniká v tej dobe, keď dosiahne uvedenú vzdialenosť a čelo nárazu prechádza do spomaľujúcej sa nárazovej vlny typu výbušnej vlny, tzn., že efektívna oblasť generovania "výbušného typu nárazovej vlny" je v dosť značnej vzdialenosti od Slnka /Dryer a kol., 1975/. ii/ Erupcia generuje nárazovú vlnu, ktorej rýchlosť klesá pri jej šírení v medziplanetárnom priestore.

TROJROZMERNÉ VLASTNOSTI NÁRAZOVÝCH VÍN GENEROVANÝCH ERUPCIAMI URČENÉ NA ZÁKLADE INTERPLANETÁRNEJ SCINTILÁCIE

Štúdium vlastností šírenia medziplanetárnych nárazových vĺn generovaných erupciou, určených interplanetárnou scintiláciou rádiových prameňov a na základe pozorovaní na kozmických sondách je veľmi aktuálne. Stredná rýchlosť šírenia nárazovej vlny od Slnka po l a.j. je väčšia v smere erupčnej normály ako v iných smeroch, čiže so zvyšovaním uhlovej vzdialenosti od erupčnej normály stredná rýchlosť šírenia nárazovej vlny klesá ako v ekliptikálnej rovine, tak mimo ekliptikálnej roviny. Túto vlastnosť šírenia nárazových vĺn ukazuje obrázok 10. Gradient poklesu strednej rýchlosti nárazových vĺn od erupčnej normály je v rozmedzí 8 až 15 km s⁻¹ na jeden stupeň ako v heliocentrickej šírke,tak v dĺžke. Toto šírkové a dĺžkové anizotropické rozdelenie rýchlosti má za následok nesférický tvar frontu nárazovej vlny. Vo všetkých úkazoch bola pozorovaná decelerácia nárazovej vlny, pričom decelerácia je väčšia v smeroch od erupčnej normály.

Význačnou charakteristikou scintilačného indexu je závislosť na heliocentrickej šírke. Maximálna hodnota indexu je pozorovaná v smere erupčnej normály a na sever a juh od nej veľkosť scintilačného indexu klesá, ako je vidieť na obr. 11.

> VZŤAH ÚKAZOV ENERGETICKÝCH BÚRKOVÝCH ČASTÍC /ESP/ S MEDZI-PLANETÁRNYMI, ERUPCIOU GENEROVANÝMI NÁRAZOVÝMI VLNAMI

V tejto časti prednášky zhrnieme výsledky štúdia vzťahov medziplanetárnych, erupciou generovaných nárazových vĺn s úkazmi energetických búrkových častíc /Energetic Storm Particles Events - ESP/, predkladané na 18. plenárnom zasadnutí COSPARu vo Varne, Bulharsko, 29. mája - 7. júna 1975 a na 14. medzinárodnej konferencii o kozmickom žiarení v Münchene, 15. - 20. augusta 1975. Medzi hlavné výsledky uvedené v týchto referátoch patrí:

a/ Vrcholová intenzita 0.9 - 1.5 MeV ESP-úkazov je v koincidencii s geomagnetickými SSC. Vo väčšine prípadov ESP-úkazy predstavujú primárne alebo sekundárne maximum intenzity predchádzajúceho slnečného protónového úkazu.

b/ V skúmanom období /1967-1972/ 56,3 % medziplanetárnych nárazových vĺn reprezentovaných s SSC bolo v spojitosti s 0.9 - 1.5 MeV ESP-úkazmi.

c/ Zo skúmaných 44 ESP-úkazov spojených s erupciou bolo 38, t.j. 86,4 % vo vzťahu s takými slnečnými erupciami,ktoré boli doprevádzané rádiovými vzplanutiami typu II a 33, t.j. 75 % s kombinovanými rádiovými vzplanutiami typu II/ IV.

d/ Slnečné rádiové vzplanutia, ktoré majú vrchol spektra v oblasti 200-800

MHz a boli v spojitosti s erupciami, ktoré generovali nárazovú vlnu, majú tendenciu byť v spojitosti s ESP-úkazmi. Vrcholový tok jednotlivých rádiových vzplanutí na ~ 600 MHz mÔže byť použitý ako indikátor vrcholového toku pre 0.9 - 1.5 MeV ESP-úkazy.

e/ Bola zistená závislosť vrcholovej intenzity ESP-úkazov na spomaľovaní nárazovej vlny /obr. ll/. Vrcholový tok je tým väčší, čím je väčšia decelerácia medziplanetárnej erupciou generovanej nárazovej vlny, čiže urýchlenie častíc vo fronte nárazovej vlny je zrejme závislé na zmene rýchlosti nárazovej vlny s časom.

f/ Ponárazový tok /NV/ slnečného vetra je funkciou veľkosti spomaľovania nárazovej vlny. Tiež platí, že čím je väčšia zmena rýchlosti s časom nárazovej vlny, teda čím je väčšie spomaľovanie, tým je väčší ponárazový protónový tok slnečného vetra.

Tieto experimentálne výsledky, týkajúce sa efektu spomaľovania medziplanetárnych erupciou generovaných nárazových vĺn na ESP-úkazy môžu byť základom pre vytvorenie novej teórie akcelerácie častíc v medziplanetárnom priestore.

V tejto prehľadovej prednáške sú zhrnuté výsledky výskumu zameraného na šírenie erupciou generovaných nárazových vĺn v slnečnej chromosfére, v koróne a v medziplanetárnom priestore. Pozornosť bola sústredená najmä na experimentálne skúmané vlastnosti šírenia bezzrážkových nárazových vĺn v medziplanetárnom priestore. Dokonalé pochopenie vlastností ich šírenia sa ukazuje ako účinný prostriedok pre ciele predpovedania náhleho počiatku geomagnetických búrok.

NAJDÔLEŽITEJŠIE NOVÉ VEDECKÉ POZNATKY

Za pôvodný prínos považujem - jednak podrobné určenie vlastností šírenia Moretonových vĺn v slnečnej chromosfére a určenie ich vzťahu ku koronálnym a medziplanetárnym nárazovým vlnám, - jednak určenie úlohy magnetického poľa pre výskyt a šírenie Moretonových vĺn. Štúdium vzťahov Moretonových vĺn k rádiovým vzplanutiam typu II reprezentujúce koronálne nárazové vlny naznačuje, že majú spoločný prameň a aj spoločný mechanizmus generovania v dobe explozívnej fázy erupcie. Význačnou charakteristikou ako Moretonových vĺn tak vzplanutí typu II je, že sú silne smerované, pričom smery šírenia sú súhlasné.

Z dôvodu určenia špecifických vlastností slnečných erupcií generujúcich koronálne a medziplanetárne nárazové vlny, je veľmi dôležitý poznatok, že Moretonovu vlnu produkujúce miesta explozívnych erupcií sú lokalizované v periférnych miestach aktívnej oblasti na vonkajšej strane bipolárnej štruktúry. Tieto miesta sú spojené parazitnými polaritami, ktoré sa nachádzajú na okraji fakulových polí. Vlna sa pohybuje od erupčnej explózie do oblasti slabého magnetického poľa, pričom je usmerňovaná a priestorove ohraničená vyskytujúcimi sa magnetickými poľami slnečných škvŕn, čo zapríčiňuje silnú smerovanosť ich šírenia. Nízke magnetické oblúky sú charakteristické v aktívnych oblastiach pred explozívnymi erupciami, ale vymiznú alebo sa otvoria po prechode nárazovej vlny, ktorá generuje

- 189 -

Moretonovu vlnu a rádiové vzplanutie typu II. Po prechode poruchy konfigurácie koronálneho magnetického poľa sa stáva divergentná a niekedy radiálna.

Za pôvodný prínos ďalej považujem tú skutočnosť, že autor práce metódou scintilácie S-Band rádiového signálu z kozmickej sondy Pioneer 6, ako jeden z prvých predpovedal niektoré vlastnosti šírenia plazmových oblakov generovaných slnečnými erupciami. Existencia takýchto plazmových oblakov v druhej polovici roku 1973 bola potvrdená pomocou pozorovania slnečnej koróny zo Skylabu.

Taktiež považujem za pôvodný prínos zistenie, že energia medziplanetárnych nárazových vĺn je úmerná energii vzplanutí typu IVm, čo svedčí o tesnej spojitosti medzi ich emisnými mechanizmami.

Za významný prínos považujem experimentálne určenie hodnoty spomaľovania medziplanetárnych nárazových vĺn pomocou využitia kozmických sond, ktoré súčasne pozorovali prechod nárazu v rozdielnych heliocentrických vzdialenostiach. Za predpokladu, že sa jedná o lineárne spomaľovanie bola vypočítaná počiatočná rýchlosť V_o nárazových vĺn na Slnku, ktorých priemerná hodnota činí 2000 km/s. Ďalej bolo zistené, že hodnota spomaľovania "d" je úmerná štvorcu počiatočnej rýchlosti V_o, čiže d~V_o². Z driftu frekvencie rádiových vzplanutí typu II boli počítané radiálne rýchlosti šírenia koronálnych nárazových vĺn, ktoré sa šírili do medziplanetárneho priestoru. Určené rýchlosti V_r koronálnych nárazových vĺn zo vzplanutí typu II boli veľmi blízke alebo rovné určeným počiatočným rýchlostiam V_o medziplanetárnych nárazových vĺn, čiže V_r = V_o. Toto nám otvára novú možnosť určiť dobu príchodu nárazovej vlny do oblasti Zeme za účelom predpovedania SSC geomagnetických búrok.

Za originálny prínos považujem určenie smerových vlastností šírenia erupciou generovaných nárazových vĺn v medziplanetárnom priestore na základe pozorovaní na kozmických sondách, nachádzajúcich sa v rozdielnych heliocentrických dĺžkach. Je zistené, že nárazové vlny sa v prevažnej miere nešíria izotropicky v medziplanetárnom prostredí, tzn. front vlny emitovaný erupčnou explóziou sa pohybuje rozdielnou rýchlosťou v rozdielnych smeroch šírenia. Najväčšia stredná rýchlosť šírenia nárazovej vlny je pozorovaná v smere blízkom k rovine merídianu, ktorý pretína erupciu a so zväčšovaním sa uhlovej vzdialenosti /heliodĺžky/ od erupcie stredná rýchlosť nárazovej vlny klesá.

Ďalší originálny prínos je určenie trojrozmerových vlastností nárazových vĺn generovaných erupciami na základe interplanetárnej scintilácie rádiových prameňov.Tieto poznatky sú veľmi cenné aj z toho dôvodu, že doteraz nebola vypustená žiadna mimoekliptikálna kozmická sonda, v rámci ktorej by mohli byť získané informácie o uhlovom rozložení rýchlosti šírenia nárazových vĺn v rôznych heliocentrických šírkach. Uvedená práca bude slúžiť v ďalšom ako podklad pre plánované mimoekliptikálne kozmické experimenty.

U skúmaných úkazov stredná rýchlosť šírenia nárazovej vlny od Slnka po l a.j. je väčšia v smere erupčnej normály ako v iných smeroch, čiže so zväčšovaním uhlovej vzdialenosti od erupčnej normály stredná rýchlosť šírenia nárazovej vlny klesá ako v ekliptikálnej tak mimo ekliptikálnej roviny. Gradient poklesu strednej rýchlosti nárazovej vlny od erupčnej normály je v rozmedzí 8 - 15 km/s na jeden stuV práci je tiež uvedený pôvodný prínos do problematiky vytvorenia novej teórie akcelerácie častíc v medziplanetárnom priestore. Bola zistená závislosť vrcholovej intenzity ESP - úkazov na spomaľovanie nárazových vĺn. Vrcholový tok je tým väčší, čím je väčšia decelerácia medziplanetárnych erupciou generovaných nárazových vĺn, čiže urýchlenie častíc vo fronte nárazovej vlny je závislé na zmene rýchlosti nárazovej vlny s časom.

Prehľadová prednáška bola v hlavnej miere zameraná na kinetiku slnečných koronálnych a medziplanetárnych vín generovaných erupciami. Pre ďalší rozvoj fyziky vzťahov Slnko - Zem pokladám za dôležité zamerať sa na nasledovné kľúčové problémy:

Porozumieť generovaniu energie v slnečných erupčných úkazoch, jej transformácii do rozličných foriem, transportu do medziplanetárneho priestoru a jejinterakcií s magnetosférou Zeme.

Sledovať rýchle zmeny vlastností plazmy a magnetického poľa v medziplanetárnom priestore a na hranici magnetosféry Zeme. Merania týchto rýchlych zmien by nám umožnili získať cenné informácie o mechanizme vzniku medziplanetárnych a okolozemských nárazových vín, o mechanizme disipácií bezzrážkových nárazových vín a tiež o štruktúre magnetopauzy Zeme.

Za vyššie uvedeným účelom je v rámci programu Interkozmos pripravovaný projekt Interšok, ktorý umožní komplexný výskum jemnej štruktúry medziplanetárnych a okolozemských nárazových vĺn. Uvedený projekt, v prípade úspešného uskutočnenia, bude znamenať svetovú prioritu v oblasti výskumov vzťahov Slnko - Zem.

LITERATÚRA

- /1/ Coles, W.A., Rickett, B.J. and Rumsey, V.H.: 1974, Solar Wind Three, Ed. C. T. Russel, Univ. of California, 351.
- /2/ Fredricks, R.W. and Coleman, P.J.: 1969, Proc. International Conference on Plasma Instabilities in Astrophysics, Gordon and Breach, New York
- /3/ Galeev, A.A.: 1976, in Plasma of Solar Planetary Environments /ed.D.J. Williams, Publ. AGU/
- /4/ Hewish,A: 1972, in C.P.Sonett,P.J. Coleman and J.M.Wilcox /eds./ Solar Wind, NASA SP-308,p.477
- /5/ Hirsberg, H.: 1968, Planetary Space Sci. 16, 304

/6/ Lubimov, G.P.: 1968, Astron. Tsirkular, USSR, No 484,4

/7/ Maxwell, A., Thompson, A.R., Garmire, G.: 1959, Planetary Space Sci.1, 325

- /8/ Roberts, J.A.: 1959, Austr. J. Phys. 12,327
- /9/ Sakurai,K.: 1973, NASA/GSFC X-693-73-90
- /10/Sarris, E.T. and Van Allen, J.A.: 1974, J. Geophy. Res., 79, 4157
- /11/Sagdeev,R.Z.: 1966, Problemy Teorii Plasmy, Ed. by M.A.Leonotovith Atomisdat., Moscow, Vd IV p. 20

/12/Tidman and Krall: 1971, Shock Waves in Collisionless Plasmas, Wiley-Inter-





Heliocentric Radius, AU











U. T.



- 193 -





0br, 9.







0br. 10.

Sluneční činnost

a náhlé počátky geomagnetických bouří

z hlediska dlouhodobého průbehu

J. HALENKA Geofysikální ústav ČSAV Praha

ABSTRAKT

Na základě měsičních, čtvrtletních a ročních hodnot výskytu náhlých počátků geomagnetických bouří a hodnot popisujících geomagnetickou a sluneční aktivitu v letech 1945 – 1977 jsou diskutovány podobnosti i odchylky v souběžnosti těchto hodnot s ohledem na očekávanou závislost výskytu náhlých počátků na slunečních přičinách. Stanovena zimní anomalie v ročním průběhu výskytu náhlých počátků, nesouběžnost výskytu náhlých počátků a erupcí ve vybraných letech nízké sluneční činnosti a za předpokladu lineární regrese mezi použitými daty stanoveny některé vlastnosti jejich vzájemné souvislosti.

Náhlé počátky geomagnetických bouří /SSC/ se projevují na standardních magnetogramech ve srovnání s geomagnetickými zálivovitými poruchami a bouřemi jako drobné poruchy průběhu záznamových křivek složek geomagnetického pole. Mají amplitudu zpravidla v desítkách nT a charakteristický, impulsně stupňovitý tvar, s následným pokračováním často na mírně zvýšené úrovni horizontální složky geomagnetického pole až do hlavní fáze geomagnetické bouře. Podle definice ale patří do třídy SSC všechny jevy tohoto druhu, i nenásledované bouří, pokud po nich nastalo aspoň hodinu trvající porušené období. Nelze tedy brát označení "počátek" doslovně; vyskytují se na příklad geomagnetické bouře s více SSC a naopak lze nalézt SSC i v poměrně klidných obdobích na grafech indexu Kp, popisujícícho geomagnetickou aktivitu. V dalším vyšetřování jde právě o SSC jako takové, nikoliv o jejich vztah k následné geomagnetické aktivitě či o jejich zařazení v rámci různé úrovně aktivity. - 197 -

Pokud jde o příčiny a vznik SSC, soudí se, aj tomu nasvědčují přímá pozorování vně zemské magnetosféry, že od Slunce se šíří quasisférická rázová vlna, na níž se výrazně mění hodnoty hlavních parametrů meziplanetárního prostředí, která při střetnutí s okrajovými oblastmi geomagnetického pole předá část energie na vytvoření magnetohydrodynamické vlny, šířící se magnetosférou až k zemskému povrchu, kde se projeví na magnetogramech charakteristickým zápisem SSC. Za sluneční zdroj meziplanetární rázové vlny lze pak označit relativně náhlý výdej energie během nestability magnetického pole v prostoru sluneční aktivní oblasti, při němž se pozorují průvodní děje, jako zejména erupce, radiové efekty a koronální přechodné jevy.

V současnosti je k disposici již poměrně bohatý pozorovací materiál z celosvětové pozorovací služby geomagnetické a sluneční, umožňujíci pokusit se o srovnání výskytu SSC s chováním některých parametrů sluneční činnosti, pravděpodobně representujících prvotní příčiny SSC. Pro tento účel bylo použito údajů o slunečních erupcích, pro něž byly stanoveny měsíční počty, odděleně pro erupce importancí i=1, i=2, i=3 a vyšší, roční součty a počty souhrnné pro i=2 a vyšší. Jako universální index se dále nabízí relativní číslo slunečních skvrn, vzhledem k bezprostřednímu vztahu k aktivním oblastem. Pro doplnění bylo z oblasti geomagnetické použito indext geomagnetické aktivity aa a Ap. První index je jistou modifikací Kp indexu, odstraňující dobře v delších obdobích denní a půlroční variaci geomagnetické aktivity, vzhledem k použití dvou protilehlých observatorí. Druhý index vychází k Kp indexu a vzhledem k jeho škále zdůrazňuje vyšší úrovně geomagnetické aktivity. Pokud jde o hodnoty výskytu SSC, při jejichž ověřování se používá poněkud odchylných kriterií pro zařazení do tabulek nebo grafů v ročenkách IAGA /jde hlavně o kvalitu jevu a počet stanic kde byl pozorovám/, bylo použito obou pramenů. Početnost souboru SSC z grafů indexu Kp je menší, neboť se zde uvádějí jen výraznější případy.

Průběh ročních hodnot použitých indexů je graficky znázorněn v obr. 1. Podle očekávání je patrna dobrá povšechná podobnost dlhouhodobých průběhů výskytů SSC, erupcí i=2 a vyšších a relativního čísla R. Naproti tomu, jsou zde i závažné rozdíly morfologické a kvantitativní: rozdvojení maxima křivky SSC v ústředním 19. cyklu v protikladu k hladkému maximu pro R a erupce, šířka maxima SSC ve srovnání se šířkou maxima křivky erupcí a v poněkud menší míře i R v cyklu 20., posun tohoto maxima směrem k pozdějším rokům, opět zejména ve srovnání s křivkou erupcí. Dále je patrno, že zatím co časová shoda minim všech křivek na rozhraní 18. a 19. cyklu je velmi dobrá, na rozhraní 19. a 20. cyklu nastává minimum křivek SSC zřetelně dříve než u křivek pro erupce a R. Rozdíl je zhruba 2 roky a přitom v období minima erupcí a R dosahuje již výskyt SSC úrovně blížící se dlouhodobému průměru. Z dalších kvantitativních odlišností je to především poměr výšky maxim 19. a 20. cyklu, kde si dobře odpovídají průběhy SSC a R, zatím co křivka erupcí se v tomto ohledu výrazně odlišuje /poměr maxim je stěží 2:1, u erupcí však asi 6:1/. Přitom poloha minim geomagnetické aktivity vyjádřené indexy aa a Ap v obou případech souhlasí s polohou sluneční činnosti. Ze srovnání křivek SSC a indexů aa i Ap vyplýva, že nedochází k žádnému zvýšení výskytu SSC v obdobích podružných maxim, dobře

Tab. l Parametry lineární regrese medzi výskytem tabelovaných SSC /y/ a erupcí i = 2

a vyšších /x/ v sezonních čtvrletních obdobích let 1950 - 1976

J+L+P+Z	7,11	0,06	0,66	-114,32	9,16	4,95	32,95	52,55
Ľ+Đ	7,39	0,05	0,61	-150,94	9,26	4,84	38,17	60 ⁶ 07
J+Z.	6,60	60,0	0,76	-74,74	90'6	5,11	27,74	43,72
Z+T	6,76	0,06	0,70	-105,91	8,83	4,76	32,54	52,08
Ω+₽	7,46	0,06	0,63	-123,21	9,48	5,16	33,37	53,50
Z+4	6,80	0,07	0,68	-102,09	8,87	, 5,09	31,00	52,07
J+L	7,43	0,06	0,64	-128,75	9,44	4,84	34,91	53,44
2	5,93	0,10	0,83	-59,85	8,44	5,03	25,37	42,04
Q	7,43	0,05	0,59	-145,74	9,30	5,21	36,63	60,79
г	7,36	0,05	0,63	-156,41	9,22	4,53	39,70	60,46
ъ.	7,30	0,08	0,69	-93,05	9,67	5,21	30,11	46,03
	Ч,	ິສ	х	×o	12	5	×	હ્ર

- 198 -

patrných v 18. a 20. cyklu, kde se uplatůjí hlavně rekurentní geomagnetické bouře začínající zpravidla postupným počátkem.

Z měsíčních hodnot tabelovaných SSC za období 1950 - 1977 byly utvořeny čtvrtletní součty jarní /J/, letní /L/, podzimní /P/ a zimní /Z/ pro tříměsíční období centrovaná na měsíc s rovnodenností či slunovratem. Zimní období obsahuje listopad, prosinec a leden následujícího roku. Kvartální součty jsou J=264, L=253, P=258 a Z=232, takže v průměru připadá po řadě na kvartál 9,43; 9,04; 9,21; 8,29 SSC a poměry J/P=1,02 a 1/Z=1,09. Z poměrně vyrovnaných hodnot vybočuje zimní období s mírně nížším výskytem SSC. V této souvislosti je zajímavé, že i v použitém souboru erupcí je zimní deficit; průměr pro kvartál nabýva nejmenší hodnoty v zimním období 25,37 /viz tab. 1/.

V tab. l jsou uvedeny parametry lineární regrese mezi J, L, P, Z a jejich souhrny a obdobnými hodnotami pro erupce i=2 a vyšší z období 1950 - 1976. Koeficient korelace kolísá mezi r=0,59 až 0,83 pro tříměsíční období, r=0,61 až 0,76 pro sloučená půlroční období a má hodnotu r=0,66 pro roční období ze sloučených hodnot kvartálních.

V tab. 2 jsou soustředěny parametry lineární regrese mezi ročními hodnotami výskytu tabelovaných SSC, erupcí jednotlivých importančních stupňů a relatívního čísla R. Hodnota koeficientu korelace takřka nezávisí na importanci erupcí a pohybuje se mezi r<u>0,76 až 0,78. Maximální hodnota koeficientu korelace</u> byla nalezena v závislosti výskytu SSC na R a činí r=0,84.

Zajímavá z hlediska závislosti výskytu SSC na slunečních příčinách je hodnota y_o v tab. 1 a 2, udávající počet SSC, které by se vyskytly, je-li lineární regrese oprávněná, při nulové úrovni sluneční činnosti. Je vesměs značně vysoká ve srovnání s průměrem souboru /36,59 SSC z ročních hodnot/. I když je možno očekávat, že vhodné nelineární vyrovnání závislosti výskytu SSC na slunečních parametrech by hodnotu y_o snížilo, zůstane nejméně kolem 10 SSC ročně bez přímého vztahu k použitým slunečním parametrům, jak lze odhadnout z rozložení bodů v korelačním poli.

Tab. 3 podává přehled o často protichůdných tendencích ve výskytu tabelovaných SSC a erupcí různých importancí, ktoré jsou dobře patrné v letech nízké sluneční činnosti. Viz na př. hodnoty pro měsíce březen a srpen 1954 a březen 1976, kdy zvýšený výskyt erupcí je bez odpovídajícího efektu ve výskytu SSC a naopak, v měsících dubnu a říjnu 1954 a únoru i červnu 1976-je po dvou SSC bez výskytu erupcí. Stejné maximální hodnotě 4 SSC v roce 1964 odpovídá eruptívní činnost v měsíci lednu, avšak i poloviční činnost v měsících září a listopadu.

Závěrem lze konstatovat, že se podle očekávaní projevuje mezi vyšetřovanými veličinami dosti dobrá závislost, patrná z hodnot koeficientu korelace. Parametry v prvním přiblížení použité lineární regrese dále naznačují, že, formálně vzato, účinnost souboru erupcí je nízká a zřejmě nezáleží na jejich importanci. To, spolu s velkým podílem SSC bez přímého vztahu k použitým slunečním parametrům a s protichůdnými tendencemi ve výskytu SSC a erupcí v některých měsících let nízké sluneční činnosti, ukazuje na komplexnost slunečních dějů, př nichž jsou generovány rázové vlny, projevující se později jako SSC. Není vylou čeno, že universální index sluneční činnosti R má k tétos komplexnosti těsnějš vztah, a proto je koeficient korelace SSC a R vyšší.

Pokud jde o zimní anomalii, projevující se snížením výskytu SSC i erupcí, bylc by možno v první řadě se domnívat, že jde o projev výběrového efektu; jak geomatnetické, tak i sluneční observatoře mají výraznou převahu na severní polokouli, takže aspoň geometrický důvod k odlišnému sezónnímu chování tu je.

Z dalších vlivů, které by se mohly rušivě uplatnit ve vyšetřovaných souvislostech, je nutno uvést možnost vzniku rázových vln při střetávání různě rychlých proudů plasmatu v meziplanetárním prostředí či složitější struktura rázové vlny, projevující se vícenásobnými SSC, a konečně možnost generace SSC při střetnutí Země se stabilními korotujícími proudy s dostatečně vysokým azimutál ním gradientem parametrů plasmatu na jejich okraji. Vyšetřování v provedeném směru by bylo zřejmě žádoucí doplnit ještě o vliv dalších parametrů slunčním činnosti, zejména dějů v radiovém oboru a v koroně.

2	i=1	i=2	erupce i=3	i>1	i>l	R
3						1
, Ao	. 25,79	27,67	- 28,75	27,79	26,08	17,70
m	0,01	0,08	0,52	0,07	0,01	0,27
r	: 0,78	0,78	0,76	0,77	0,78	0,84
×o	-1852,29	-362,64	-54,98	-416,68	-2250,74	-64,90
Ŷ	36,59	36,59	36,59	36,59	36,59	36,59
GY	17,47	17,47	17,47	17,47	17,47	17,47
x	775,89	116,89	15,00	131,89	907,78	69,26
© x	983,45	177,69	25,47	202,99	1183,04	53,94

Tab. 2 Parametry linární regrese mezi ročním výskytem tabelovaných SSC /y/ a hodnotami sluneční činnosti /x/ z let 1950 - 1976

Tab. 3 Výskyt tabelovaných SSC a erupcí různých importancí

v jednotlivých měsících let s nízkou sluneční činností

Therease	3				1				1	11	120-01-01	
IIX		8		9	19		D	н	2	1	B	3
IX	5	8	1	н	2	-	1	4	1	1	3	1
×	3	8	8	2	11	ч	3	e	г	8	1	8
XI	1	1	8	н	9	Ч	8	4	m	. 0	1	н
LIIV	y	2	8	B	13	0	1	m	R	i.	8	1
IIV	1	1	1	l ,	,	8	8	3	Ð	8	1	8
IN	1	Ī	1	1	15	B	9	8	1	8	1	8
>		8	3	8	18	0	3	m	8	8	B	3
IV	1	1	3	7	21	Ч	8	e	e	t	1	2
III	٢	1	1	н	26	. 8	0	7	9	8	3	1
II	1	1	3	r i	9	8	8	8	8	3	1	2
T	1	3	1	-1	13	3	8		Ą	8	3	N
	L = L	N	m	sc tab.	1 1	8	m	sc tab.	- 1 11 1	2	e	sc tab.
The Up heat of the second second second second	1954				20 99 1 1				1976			

.....



Obr. l - Průběh ročních hodnot výskytu náhlých počátků geomagnetických bouří /SSC/ podle grafů /a/ a tabulek /b/ v ročenkách IAGA, indexů geomagnetické aktivity Ap a aa, slunečního relatívního čísla R a erupcí importance aspoň i = 2 v období 1945 - 1977.

6

Zelená koróna,

geomagnetická aktivita

a radarové ozveny od meteorov

P. PRIKRYL

Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

V práci sa študuje korelácia medzi geomagnetickou aktivitou, dennými frekvenciami radarových ozvien od meteorov a intenzitou zelenej koróny (¿ 530,3 nm). Na materiál K -indexov geomagnetickej aktivity pre obdobie]958-]967 a materiál denných frekvencií radarových ozvien od meteorov zaregistrovaných radarom v Ottawe (Springhill, Ontario) v rokoch]963-]967 bola aplikovaná metóda superpozície epoch (metóda nulových dní). Zistilo sa výrazné maximum pre K -indexy resp. minimum v denných počtoch radarových ozvien od meteorov asi 3-4 dni po prechode oblasti znĺženej emisie zelenej koróny cez centrálny meridián. Naopak, pokles geomagnetickej aktivity resp. vzrast počtu radarových ozvien nasleduje 3-4 dni po prechode oblasti zvýšenej emisie zelenej koróny cez centrálny meridián. Uvedené korelácie sú menej výrazné alebo úplne porušené pre roky]966-]967, kedy začína slnečná aktivita narastať do ďaĺšieho maxima a výskyt iných geoaktívnych prejavov slnečnej aktivity (najma slnečných erupcií) je hojnejší. Zistená inverzná korelácia medzi dennými frekvenciami radarových ozvien od meteorov a geomagnetickou aktivitou sa vysvetluje ako efekt "geomagnetického" zohrievania atmosféry a následná zmena hustoty a gradientu hustoty atmosféry v meteorickej zóne.

Intenzita žiarenia slnečnej koróny a jej štruktúra úzko súvisí so štruktúrou veľkorozmerových magnetických polí na Slnku /pre zelenú korónu viď Bumba a Sýkora, 1973 a 1974/. Magnetické pole zase v rozhodujúcej miere určuje pohyb elektricky nabitých častíc, ktoré v podobe slnečného vetra neustále unikajú do medziplanetárneho priestoru a pri interakcii s magnetosférou Zeme vyvolávajú poruchy v geomagnetickom poli. Z takejto predstavy vyplýva opodstatnenosť štúdia priamej korelácie medzi intenzitou slnečnej koróny a geomagnetickou aktivitou, prípadne ďalšími javmi v atmosfére Zeme, ktoré s ňou súvisia.

Takto sa zistila viacerými autormi inverzná korelácia medzi intenzitou zelenej koróny /systematicky pozorovanej na pozemských koronálnych staniciach/ a indexami geomagnetickej aktivity /najmä K a A - indexy/. Oblasti slabej emisie v zelenej čiare 530,3 nm sú spojené so vzrastom geomagnetickej aktivity, ktorý nastáva asi 3-4 dni po predpokladanom prechode tejto oblasti cez centrálny meridián Slnka. Naopak, oblasti zvýšenej emisie zelenej koróny majú za následok pokles v geomagnetickej aktivite so zhruba rovnakým časovým oneskorením od prechodu príslušnej oblasti cez centrálny meridián Slnka.

K rovnakým výsledkom sa prišlo na základe družicových pozorovaní koróny v krátkovlnnej oblasti spektra. Pri týchto pozorovaniach koróny přiámo v projekcii na slnečný disk sa zistili koronálne diery - veľmi zreteľne ohraničené oblasti slabej emisie a rovnako výrazné oblasti zvýšenej emisie koróny. Zatiaľ čo jasné oblasti v koróne sú charakterizované uzatvorenými magnetickými štruktúrami spojenými s aktívnymi oblasťami na povrchu Slnka, štruktúra magnetického poľa v koronálnych dierach je otvorená a je zdrojom prúdov nabitých častíc, vyvolávajúcich na Zemi geomagnetické poruchy.

ZELENÁ KORÓNA A K $_{\rm p}$ - INDEXY GEOMAGNETICKEJ AKTIVITY

V tejto práci autor skúma súvis medzi intenzitou **zelenej**koróny a geomagnetickou aktivitou, reprezentovanou indexami K_p, pomocou metódy nakladania /superpozície/ epoch /v ďalšom skrátene: metóda SPE/. Intenzity zelenej koróny /2 530,3 nm/ namerané na jednotlivých koronálnych staniciach bolo potrebné prepočítať na spoločnú škálu /Sýkora, 1971 a 1973/. Výsledné homogenizované intenzity autor prevzal z práce Sýkoru pre obdobie 1958-1967. Koronálne intenzity pre centrálny meridián Slnka boli vypočítané ako priemerné hodnoty intenzít nameraných na východnom a západnom okraji Slnka 7 dní pred resp. 7 dní po prechode príslušnej oblasti v koróne cez meridián. Z týchto hodnôt boli zostrojené synoptické mapy zelenej koróny, z ktorých boli pri použití vhodných kritérií /Prikryl, 1979/ vybrané dni prechodu oblastí zníženej emisie cez centrálny meridián. Pre obdobie 1958-1967 bolo takto identifikovaných 307 prechodov oblasti zníženej emisie a 308 prechodov oblasti zvýšenej emisie zelenej koronálnej čiary cez centrálny meridián /CM/. Tieto slúžili ako nulové dni pre metódu SPE aplikovanú na materiál K_p -indexov /ich denných súm **Z**K_p/. Výsledky sú znázornené graficky na obr. 1. V priebehu 🗶 K - indexov je vidieť zreteľné maximum asi 3-4 dni po prechode oblasti slabej emisie cez CM. Menej výrazný je tento efekt len pre obdobie 1966-67, kedy slnečná aktivita už začala narastať do ďalšieho maxima a výskyt iných geoaktívnych prejavov slnečnej aktivity /najmä erupcií/ bol hojnejší. Naopak, pre jasné oblasti zelenej koróny registrujeme po 3-4 dňoch od ich prechodu cez CM pokles v geomagnetickej aktivite



1

pre zostupnú vetvu 19. slnečného cyklu, zatiaľ čo pre roky 1966-67 je inverzná korelácia: zelená koróna - K_p - indexy úplne narušená.

ZELENÁ KORÓNA A DENNÉ POČTY RADAROVÝCH OZVIEN OD METEOROV

Frekvencie pozorovaných meteorov, či už vizuálnych alebo neskôr radarových, ako zistili viacerí autori /Bumba 1949, Lindblad 1967, 1968, 1976 a Ellyett 1977/, korelujú so zmenami slnečnej aktivity indikovanej relatívnym číslom slnečných škvŕn v priebehu jedenásťročného cyklu. Pritom maximum v počte zaregistrovaných meteorov je okolo minima slnečnej aktivity a naopak.Lindblad /1967,1976/zistil tiež zmenu priemernej výšky konca vizuálnych stôp meteorov a vvsvetlil ju ako zmenu gradientu hustoty atmosféry v meteorickej zóne v priebehu slnečného cyklu.

Doteraz boli študované len dlhodobé zmeny vo frekvenciách meteorov vo vzťahu k slnečnej aktivite, reprezentovanej väčšinou relatívnym číslom slnečných škvřn. Skúmali sa pritom ročné, polročné alebo mesačné priemery registrovaných počtov meteorov. Takýto prístup nemohol stanoviť z množstva rôznych prejavov slnečnej aktivity ten, jav, ktorý najviac ovplyvňuje pozorované frekvencie meteorov.

V tejto práci sa **autor** zameral na zisťovanie korelácií medzi intenzitou zelenej koróny prepočítanej na CM a dennými frekvenciami radarových ozvien od meteorov pomocou metódy SPE. Pri dostatočnom počte na seba naložených období sa náhodilé fluktuácie alebo aj známe skutočné zmeny toku meteorických častíc /meteorické roje/ v priemere vyhladia, pretože ich poloha vzhľadom k nulovému dňu /v našom prípade sú to prechody jasných a slabých emisií zelenej koronálnej čiary cez CM Slnka/ je náhodilá a v konečnom výsledku zostane len hľadaný účinok zełenej koróny resp. geomagnetickej aktivity na radarové ozveny od meteorov.

Radarové ozveny od meteorov boli získané radarom v Ottawe /Springhill, Ontario, zem. šírka $45^{\circ}11,8'N$, zem. dľžka $75^{\circ}28,3'W/$. Radar používa všesmerovú anténu a pracoval nepretržite v období 1958-1967. V tejto práci autor spracoval len obdobie 1963-67. Denné počty registrovaných ozvien boli rozdelené do piatich skupín podľa ich dľžky trvania na ozveny s trvaním ≥ 8 s., ≥ 4 s., ≥ 2 s., ≥ 1 s. a "ALL" - všetky ozveny bezohľadu na trvanie.

V snahe vylúčiť vplyv meteorických rojov pri štúdiu účinkov slnečnej a geomagnetickej aktivity boli maximá hlavných rojov čiastočne vyhladené. Na takto modifikovaný materiál denných počtov radarových ozvien od meteorov autor aplikoval metódu SPE rovnakým **spôsobom** ako na K_p-indexy. Výsledky sú znázornené na obr. 2 -4. Prechod oblastí zníženej intenzity zelenej koróny cez CM pre obdobie 1963-65 /obr. 2/ je spojený s poklesom vo frekvenciách radarových ozvien s oneskorením 3-4 dni. Tento efekt je výraznejší pre dlhotrvajúce ozveny, kde predstavuje v percentách asi 10 %. Pre roky 1966-67 /obr. 4/ sa nezistila žiadna výraznejšia korelácia medzi dennými frekvenciami radarových ozvien a intenzitou zelenej ko-





- 208 **-**



Obr. 3 - SPE-analýza denných počtov radarových ozvien od meteorov a K -indexov geomagnetickej aktivity okolo nulových dní definovaných ako dni prechodu oblasti zvýšenej intenzity zelenej koróny cez CM Slnka pre obdobie 1963-1965. /n - počet superponovaných intervalov.

- 209 -



Obr. 4 - SPE-analýza denných počtov radarových ozvien od meteorov a K -- indexov geomagnetickej aktivity okolo nulových dní definova-^p ných ako dni prechodu oblasti zníženej /vľavo/, resp. zvýšenej /vpravo/ intenzity zelenej koróny cez CM Slnka. /n - počet superponovaných intervalov/. róny. Systematický pokles v počtoch ozvien na obr. 4 je daný výberom nulových dní, ktoré sú väčšinou zo zostupnej vetvy ročnej variácie v počte meteorov súvisiacej so zmenou výšky apexu. Pomerne nevýrazné zvýšenie počtu dlhotrvajúcich ozvien možno prisúdiť prechodu jasných oblastí zelenej koróny cez CM Slnka pre roky 1963-65. Pre roky 1966-67 /obr. 4/ sa očakávaný účindk zníženej korpuskulárnej emisie jasných oblastí zelenej koróny úplne stráca. Pre ozvenv s trvaním ≥4 s. a ≥8 s. sa však ukazuje zníženie ich počtu okolo nulového dňa. Mohlo by súvisieť s účinkom ultrafialového žiarenia na horré vrstvy atmosféry Zeme. Overenie tohoto výsledku však vyžaduje osobitné štúdium vplyvu UV žiarenia v období zvýšenej slnečnej činnosti.

Učinok oblastí slabej emisie zelenej koróny na denné počty radarových ozvien od meteorov je presne opačný ako na K_p -indexy geomagnetickej aktivity /obr.2/. Existuje teda inverzná korelácia medzi dennými počtami radarových ozvien od meteorov a geomagnetickou aktivitou. Túto koreláciu dokumentuje aj obr. 5, kde boli pri SPE-analýze ako nulové dni vybrané dni zvýšenej geomagnetickej aktivity / $\sum K_p \ge 25/$. Zníženie počtu ozvien je v tomto prípade veľmi výrazné, pričom efekt je najväčší opäť pre dlhotrvajúce ozvenv, kde činí asi 10 %, zatiaľ čo pre všetky ozveny bezohľadu na ich trvanie je tento pokles len 2-3 %.

ZHODNOTENIE ZÍSKANÝCH VÝSLEDKOV

Pri použití metódy SPE je pomerne ťažké zhodnotiť štatistickú významnosť získaných výsledkov kvantitatívne. Bežné štatistické testy zlyhávajú v našom prípade z nasledujúceho dôvodu. Zaregistrované počty radarových ozvien v jednotlivých dňoch nie sú na sebe dostatočne nezávislé, ale vykazujú okrem iných variácií aj veľmi výraznú ročnú variáciu so zmenou výšky apexu. Do SPE analýzy vstupujú intervaly z celého roka a vzniká takto veľký rozptyl hodnôt, z ktorých sa počíta priemer. Vypočítané štandardné odchýlkv od priemeru prevvšujú amplitúdy zistených zmien denných frekvencií radarových ozvien od meteorov v závislosti na intenzite zelenej koróny resp. geomagnetickej aktivite. Štatistickú významnosť výsledkov možno zhodnotiť tak, že skúmame, do akej miery zistený efekt pretrváva. To môžeme urobiť rozdelením skúmaného obdobia na dve alebo viac častí a aplikovať metódu SPE na každé z nich oddelene. Tým však zrenšíme počet na seba naložených období a výsledły už nemôžu hvť také výrazné, alebo sa úplne stratia v náhodných fluktuáciéch. Výhodnejšie je zisťovať stupeř lineárnej korelácie medzi štatistickým výsledkom - t.j. spriemerovaným radom hodnôt po aplikovaní metódy SPE a jednotlivými radmi hodnôt vstupujúcimi do SPE-analýzy. Ak potom skúmame početné rozdelenie vypočítaných koeficientov korelácie, môžeme súdiť, do akej miery je získaný štatistický výsledok reprezentatívny.

V prípade zisteného účinku oblastí slahej emisie zelenej koróny na K – indexy /obr.l/ resp. na denné počty radarových ozvien od meteorov /ohr. 2/ je maximum tohto početného rozdelenia koeficientov korelácie vždy posunuté smerom do kladných hodnôt, čo znamená, že štatistický výsledok vzrastu geomagnetickej aktivity resp. poklesu denných frekvencií ozvien možno považovať za štatisticky vý- 211 -



Obr. 5 - SPE-analýza denných počtov radarových ozvien od meteorov a K_p-indezov geomagnetickej aktivitý okolo nulových dní definovaných ako dni zvýšenej geomagnetickej aktivity - $\lesssim K_p \ge 25$. /n - počet superponovaných intervalov.

znamný – reprezentatívny. Rovnako možno považovať za reprezentatívny a štatisticky významný aj výsledok poklesu denných počtov radarových ozvien v čase zvýšenej geomagnetickej aktivity – $\sum_{p} \sum_{p} \sum_{j=1}^{p} 25 / \text{obr. 5}/.$ Menej výrazný je tento posuv maxima v rozdelení koeficientov korelácie do kladných hodnôt pre zistený výsledok vzrastu denných frekvencií radarových ozvien po prechode oblastí zvýšenej emisie zelenej koróny /obr. 3/.

Uvedené výsledky možno interpretovať nasledovným spôsobom. Oblasti zníženej emisie zelenej koróny sú spojené s otvorenými štruktúrami magnetických polí, ktoré umožňujú únik nabitých častíc a vytvorenie prúdov slnečného vetra. Tieto potom interagujú s magnetosférou Zeme a vyvolávajú geomagnetické poruchy. Prenos energie z megnetosféry do atmosféry sa môže uskutočňovať rôznymi spôsobmi. Najefektívnejším sa však zdá byť disipácia elektrických polí vytváraných pri interakcii slnečného vetra s magnetosférou /Cole, 1975/. Tieto elektrické polia dávajú vznik elektrickým prúdom v ionosfére, ktorá je zohrievaná uvoľneným joulovým teplom. Zvýšenie teploty znamená zmenu hustoty a najmä gradientu hustoty, ktorý do značnej miery určuje dĺžku vytvorených ionizovaných stôp meteorov, a teda aj lineárnu hustotu elektrónov v stope, ktorá je rozhodujúca pre registráciu radarových ozvien od meteorov.

Získané výsledky sú v dobrej zhode s výsledkami, ku ktorým dospel Lindblad /1978/ po aplikovaní rovnakej metódy pri štúdiu vplyvu sektorovej štruktúry medziplanetárneho magnetického poľa na frekvencie registrovaných radarových ozvien.

LITERATURA

/1/ Bumba, V.: 1949, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 1, 93 /2/ Bumba, V.; Sýkora, J.: 1973, Space Res. 13, 803 /3/ Bumba, V., Sýkora, J.: 1974, IAU Symp: 57, 73 /4/ Cole, K. D.: 1975, J. Atmos. Terr. Phys. 37, 939 /5/ Ellyett, C.: 1977, J. Ceophys. Pes. 82, 1455 /6/ Lindblad, B. A.: 1967, Space Res. 7, 1029 171 : 1968, ILU Symp. 33, 50 /8/ : 1976, Nature 259, 99 191 : 1978, Nature 273, 732 ----/10/Prikryl, P.: 1979, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 30, 321 /11/Sýkora, J.: 1971, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 22, 12 /12/ : 1973, Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso 5, 7

Štruktúra medziplanetárneho magnetického poľa

a geomagnetická aktivita

A. PRIGANCOVÁ

Geofyzikálny ústav SAV Bratislava

ABSTRAKT

Predkladaný článok sa zaoberá problematikou vzťahu medzi jednotlivými parametrami slnečnej plazmy a geomagnetickou poruchovosťou. Zdôrazňuje sa potreba štúdia v orozmerovej štruktúry medziplanetárneho magnetického poľa (MPP), ktoré významne ovplyvňuje celkovú magnetosférickú aktivitu. Rozlišovacia sch pnosť vstupných údajov určuje odlišný stupeň korelácie medzi planetárnou geomagnetickou poruchovosťou a geoefektívnymi parametrami slnečnej plazmy, akými sú rýchlosť slnečného vetra a severojužná zložka MMP. Diskutuje sa otázka transformácie energie slnečného vetra do magnetosféry a poukazuje sa na komplexný účinok jednotlivých parametrov slnečnej plazmy pri jej interakcii s magnetosférou. Výsledky analýzy dynamiky sektorovej štruktúry MMP sa zhodujú s predstavou o hraničnej sektorovej ploche, ktorou je neutrálna prúdová vrstva.Forma hraničnej plochy nie je geometricky pravidelná a jej veľkorozmerová zvlnenosť a lokálne neregularity určujú dĺžku sektora a celkovú ustálenosť sektorovej štruktúry.

Už vyše dvoch desaťročí od čias začiatku kozmickej éry sa vyvíja úsilie pre jednoznačné určenie vzťahu parametrov slnečného vetra a geomagnetickej aktivity. Získané poznatky značne prispeli k hlbšiemu pochopeniu fyzikálnych procesov interakcie slnečnej plazmy s magnetosférou, ale zároveň nastolili ďalšie otázky, týkajúce sa podmienok transformácie energie slnečného vetra do magnetosféry a zvláštnosti jej odozvy na meniace sa parametre medziplanetárneho priestoru. Výskum poruchovosti geomagnetického poľa /GMP/ sa opiera o štúdium vzťahu-jednotlivých indexov geomagnetickej aktivity a rôznych parametrov slnečného vetra. Najčastejšie sa pre tieto účely používajú nasledovné indexy: planetárny K_p index /resp. $\sum K_p$, A_p /, indexy AE, AL, AV, adekvátne charakterizujúce poruchovosť GMP v polárnych oblastiach a taktiež zavedené v poslednom čase indexy a_m , aa /l/. Jedným z prvých parametrov slnečného vetra, pomocou ktorého sa potvrdil význam procesov interakcie slnečného vetra a magnetosféry pre celkovú úroveň geomagnetickej aktivity, sa stala rýchlosť slnečnej plazmy. Analýza údajov z rôznych období poukázala na bezprostredný vzťah medzi stupňom geomagnetickej porušenosti a hodnotou rýchlosti slnečného vetra. Empirický vzorec tejto závislosti pre jednotlivé obdobia nie je rovnaký, čo poukazuje na vplyv ďalších parametrov. Ide hlavne o MMP.

Priestorová štruktúra MMP sa dá charakterizovať v rozličných súradnicových systémoch. Keď použijeme solárno-magnetosférický súradnicový systém s osou Z v smere osi zemského magnetického dipóla, osou X v smere na Slnko a osou Y doplňujúcou tento pravotočivý systém, potom vektor intenzity MMP B sa vyjadrí pomocou zložiek B_x, B_y, B_z /Obr.1/. Veľkosť MMP B_z zložky sa určuje veľkosťou vektora intenzity B a šírkovým uhlom 0, ktorý vo vzdialenosti zemskej orbity vykazuje značný rozptyl hodnôt sústredených v intervale /-30° + 15°/ V procese interakcie slnečného vetra s magnetosférou severojúžná zložka B, má významnú úlohu: pri južnom MMP proces transformácie energie slnečného vetra do magnetosféry je omnoho efektívnejší. Analýza úrovne geomagnetickej aktivity pri južnom a severnom MMP ukazuje, že na celkovú úroveň poruchovosti GMP má vplyv nielen rýchlosť slnečného vetra, ale aj prítomnosť južného MMP. Na obr. 2 je uvedená empirická závislosť ${\rm K}_{\rm p}$ /V/, získaná na základe údajov o planetárnom K_p - indexe a orientácii severojužnej zložky MMP v priebehu 20. cyklu slnečnej aktivity. Zo získaných grafov vyplýva, že pre ľubovoľnú rýchlosť slnečného vetra je geomagnetická aktivita značne vyššia, keď MMP B_z má južnú orientáciu. Pri južnom MMP daný stupeň geomagnetickej porušenosti sa vyvoláva tokmi slnečnej plazmy, ktorých rýchlosť je o 100 km/s nižšia ako pri severnom MMP /2/. Uvedená závislosť do určitej miery vysvetľuje protichodné výsledky získané pri štúdiu vzťahu parametrov slnečného vetra a geomagnetickej aktivity, ale taktiež poukazuje na dôležitosť evidencie komplexného účinku jednotlivých parametrov slnečnej plazmy. Prítomnosť vysokorýchlostných tokov slnečnej plazmy je nutnou, ale nie postačujúcou podmienkou značnej geomagnetickej aktivity a nie sú ojedinelé prípady, keď za prítomnosti sporadických vysokorýchlostných tokov sa pozoruje iba mierna geomagnetická aktivita. Obyčajne v týchto prípadoch má MMP B₂ severnú orientáciu /3/.

Samotný efekt severojužnej zložky MMP skúmaný pre kratšie obdobia je natoľko výrazný, že je možná diagnostika orientácie MMP B_z , vychádzajúc z planetárnej poruchovosti GMP. Štatistická analýza vzťahu $K_p / B_z /$ ukazuje, že pri severnom MMP obvykle sa pozoruje geomagnetická aktivita charakterizovaná $K_p < 1,5 / obr.3 /$ a poruchy s $K_p \geq 3,5$ sa hlavne vyskytujú pri južnom MMP /4,5 /. Tieto empirické poznatky poslúžili metodickým základom pre diagnostické kritéria. Pritom sa prihliadalo na to, že intervaly s $1,5 < K_p < 3,5$ sa vyznačujú porovnateľnou pravdepodobnosťou výskytu severného a južného MMP. Diagnostika orientácie MMP pre ob-

dobie r. 1968-1975 s nasledujúcim porovnaním odhadov orientácie severojužnej zložky s bezprostrednými kozmickými meraniami preukazuje odlišnú diagnostickú presnosť v priebehu skúmaného obdobia. Neurčitosť diagnostickej metódy, ktorá je charakteristická najmä v blízkosti minima slnečnej aktivity, je dôsledkom modifikácie efektu severojužnej zložky MMP v priebehu cyklu slnečnej aktivity. Táto skutočnosť je vyvolaná jednak tým, že vplyv MMP B_z zložky stráca dominujúci charakter v minime slnečnej aktivity, a do popredia vystupuje vplyv rýchlosti slnečného vetra /2/, jednak tým, že frekvencia výskytu MMP B_z malej magnitúdy, na ktorú sa vo väčšine prípadov vzťahuje nezhoda odhadovej a pozorovanej orientácie severojužnej zložky, sa zvyšuje v blízkosti minima slnečného cyklu /6/.

Analýza korelácie rozličných indexov geomagnetickej aktivity a rýchlosti slnečného vetra na strane jednej, ako aj severojužnej zložky MMP na strane druhej ukazuje, že stupeň korelácie závisí od rozlišovacej schopnosti použitých údajov. Nízka korelácia medzi geomagnetickou poruchovosťou a rýchlosťou slnečného vetra pri väčšej rozlišovacej schopnosti vstupných údajov je spojená s malou variabilitou tohto parametra slnečnej plazmy. Korelácia stúpa pri použití dlhších intervalov spriemernenia. Na rozdiel od toho, vzhľadom na značnú variabilitu severojužnej zložky MMP,stupeň korelácie medzi úrovňou geomagnetickej aktivity a MMP B_z klesá pri zmenšovaní rozlišovacej schopnosti experimentálnych údajov. Bez ohľadu na závislosť stupňa korelácie na rozlišovacej schopnosti vstupných hodnôt rýchlosti slnečného vetra a severojužnej zložky MMP sú tieto parametre považované za hlavné pri určovaní úrovne globálnej magnetosférickej aktivity.

Treba poznamenať, že spoločný vplyv rýchlostí slnečného vetra a MMP B_z na úroveň geomagnetickej poruchovosti je možné charakterizovať pôsobením intenzity medziplanetárneho elektrického poľa $E_y = -V.B_z$, pritom vzťah $K_p / E_y / má$ lineárny charakter /obr. 4/ a stupeň korelácie je v menšej miere citlivý na rozlišovaciu schopnosť použitých údajov.

Na celkovú úroveň magnetosférickej aktivity mimo uvedených parametrov pôsobí aj MMP B_{xy} zložka určujúca azimutálny uhol /obr. 5/. Veľkosť azimutálneho uhla ψ udáva polaritu sektorov MMP. Keď berieme do úvahy, že siločiary MMP majú špirálovitú formu, potom kladnej polarite MMP /smer siločiar od Slnka/ zodpovedá $45^{\circ} \leq \psi < 225^{\circ}$ a zápornej polarite MMP /smer siločiar ku Slnku/ $225^{\circ} \leq \psi < 45^{\circ}$ keď odpočítavame azimutálny uhol od spojnice Slnko-Zem v smere proti chodu hodinových ručičiek. Pre ideálnu špirálovitú štruktúru MMP hodnoty azimutálneho uhla majú bimodálne rozloženie s maximom 135° a 315° /kladný a záporný sektor/ a v prípade, že fluktuácie MMP B_{xy} nepresahujú - 45° okolo uvedených hodnôt, hovoríme o normálnej konfigurácii MMP, ináč konfigurácia MMP je anomálna. Sektorová štruktúra MMP, udávaná orientáciou MMP B_y zložky pri normálnej konfigurácii, vyvoláva výrazné variácie polárneho GMP, ktoré sú podstatou tzv. efektu Svalgaarda-Mansurova. Postupne sa hromadia úkazy potvrdzujúce vplyv MMP B_y zložky na globálnu magnetosférickú aktivitu.

Pomocou analýzy veľkorozmerovej štruktúry MMP za obdobie r. 1964-75 s použitím 6-hodinových priemerov zložiek MMP B, a B, s ďalším výpočtom azimutálnych uhlov
sa zistilo, že anomálna konfigurácia nie je výnimkou a častejšie sa pozoruje na hraniciach sektorov a taktiež pri neustálenej sektorovej štruktúre /obr. 6/. Synoptická mapa hodnôt azimutálneho uhla sa zhoduje s predstavou hraničnej sektorovej plochy, deliacej medziplanetárny priestor na 2 polosféry s orientáciou MMP odpovedajúcou polarite príslušného magnetického poľa Slnka. Táto predstava neodporuje známemu Rosenberg-Colemanovmu efektu a našla ďalšie potvrdenie pri kozmických meraniach na Pioneer-11 /heliošírka 16⁰/ a Helios-1,2 /7,8/. Dynamika sektorovej štruktúry MMP v r. 1964-1975 svedčí o tom, že forma hraničnej sektorovej plochy, ktorou je neutrálna prúdová vrstva, nie je geometricky pravidelná a jej veľkorozmerová zvlnenosť a lokálne neregularity určujú dĺžku sektora a celkovú ustálenosť sektorovej štruktúry /obr.6/ /9/. Rozptyl hodnôt azimutálneho uhla sa spôsobuje zložitosťou formy hraničnej sektorovej plochy, t.j. čím pravidelnejšia je jej forma, tým ustálenejšia je sektorová štruktúra MMP.

Výskum vplyvu veľkorozmerovej štruktúry MMP na intenzitu aurorálneho elektrojetu /parameter AL/ /10/ jednoznačne ukazuje na význam južného MMP a MMP B zložky, ktorej efekt tesne súvisí s veľkosťou uhla medzi osou zemského magnetického dipóla a líniou Slnko-Zem. Závislosť vzhľadom na B_z a V² normalizovaných hodnôt parametra AL ako funkcie $\mathbf{B}_{\mathbf{v}}$ je lineárna a stráca sa keď je tento uhol ~90° /subsolárny bod je na čiare Slnko-Zem/. Teoretické úvahy ukazujú, že proces rekonexie vzniká v oblasti polárnych kaspov a línia rekonexie je závislá na uhle jej sklonu. Stupeň efektívnosti procesu rekonexie je ovplyvňovaný aj formou kaspov súvisiacich s orientáciou osi zemského magnetického dipóla. V oblasti severného kaspu proces rekonexie dominuje v rannom /večernom/ sektore pri $B_y \ll 0$ />0 /. Ako vidíme, intenzita aurorálneho elektrojetu je kontrolovaná viacerými fyzikálnymi procesmi. Analýza parametrov AU, AL ukazuje, že MMP B_v zložka ovplyvňuje hlavne intenzity západného elektrojetu /10/, ktorý je dvakrát intenzívnejší pri $B_v > 0$ ako pri $B_v < 0$. Odlišný charakter zmien vzhľadom na polaritu sektora bol zistený nie len pre parametre AU, AL, AE ale taktiež pre planetárny K_p index /11/. Analýza planetárnej geomagnetickej aktivity pre obdobie r. 1968-71 ako aj pre celý 20.cyklus slnečnej aktivity svedčí o odlišnom stupni poruchovosti pri kladnej i zápornej polarite MMP. Táto odlišnosť je omnoho názornejšia pri severnom MMP ako pri južnom /obz.7/ /2/. Dlhodobé zmeny geomagnetickej aktivity je možné vysvetliť prítomnosťou tejto odlišnej reakcie magnetosféry v sektoroch protikladnej polarity. V zhode s McPherronovým modelom sa veľké hodroty pre MMP B pozorujú v zápornom sektore a pre MMP B_n v kladnom - na jar, čo odpovedá vyššej poruchovosti GMP, ako na jeseň, kedy veľké hodnoty pre Bs sa pozorujú v kladnom sektore a Bn v zápornom. Táto okolnosť môže viesť k ročnej modulácii geomagnetickej aktivity.

Výchádzajúc z hypotézy δ' – prúdov, zavedenej sovietskym vedcom V. M. Mishinom pre vysvetlenie celkovej úrovne magnetosférickej poruchovosti konštatujeme, že geomagnetický efekt parametrov slnečnej plazmy sa charakterizuje príspevkom jednotlivých δ' -polí, ktoré deformujú prúdové systémy existujúce za kľudných podmienok. Relatívny podiel jednotlivých δ' -polí modifikuje celkový efekt δ' prúdov na úroveň magnetosférickej aktivity. Najefektívnejším parametrom režimu interakcie magnetosféry a slnečného vetra je južné MMP, ale je názorný aj vplyv

- 216 -

MMP B_y zložky, ktorej orientáciu spájame so zmenou intenzity a geometrie elektrických polí a taktiež s lokalizáciou a konfiguráciou ionosféricko-magnetosférických prúdových systémov. Asymetria konvektívnych prúdov spôsobuje severojužnú asymetriu geomagnetickej aktivity /12/. Je potrebný ďalší výskum, aby sa zistil relatívny podiel vplyvu MMP B_y na celkový systém magnetosférických prúdov a redistribúciu ionosférických prúdov. Tieto poznatky sú dôležité z hľadiska štúdia vplyvu veľkorozmerovej štruktúry MMP na celkový režim interakcie slnečného vetra a magnetosféry.

Ako vidíme, v procese transformácie energie slnečného vetra do magnetosféry je zrejmý komplexný účinok jednotlivých parametrov slnečnej plazmy. Nejednoznačná závislosť celkovej úrovne geomagnetickej poruchovosti od týchto parametrov svedčí o príspevku viacerých parametrov kontrolujúcich globálnu magnetosférickú aktivitu, a taktiež o prípadnej vzájomnej interkorelácii týchto parametrov. Pritom je dôležitá rozlišovacia schopnosť vstupných údajov: pri zmenšovaní rozlišovacej schopnosti stupeň korelácie K $_{\rm p}$ /V/ vzrastá, ale pre MMP B_ je korelácia lepšia pri väčšej rozlišovacej schopnosti experimentálnych údajov. Pri použití trojhodinových hodnôt parametrov slnečnej plazmy sa zistilo, že citlivosť magnetosféry je značne vyššia k vysokorýchlostným ako aj nízkorýchlostným tokom slnečnej plazmy pri južnom MMP. Je zrejmý aj vplyv východozápadnej zložky MMP: analýzy planetárnej geomagnetickej aktivity v 20. heliocykle svedčí o odlišnom stupni poruchovosti pri kladnej a zápornej polarite MMP. Dlhodobé zmeny GMP môžu do určitej miery súvisieť s touto odlišnou reakciou magnetosféry na meniacu sa polaritu MMP. Závislosť geomagnetickej poruchovosti od veľkorozmerovej štruktúry MMP potvrdzuje model magnetosféry otvorenej konfigurácie. Na druhej strane konštatujeme, že globálna magnetosférická aktivita je ovplyvňovaná jednak procesom rekonexie magnetických siločiar, jednak procesom kvazivizkóznej interakcie vyvolávajúcej kompresiu magnetosféry. Čím intenzívnejší je proces rekonexie, tým menší stupeň kompresie je potrebný pre zvýšenú úroveň geomagnetickej poruchovosti.

Uvedené poznatky sú užitočné z hľadiska prognózy geomagnetickej aktivity ako aj parametrov slnečnej plazmy.

LITERATORA

- /1/ A. Berthelier: Influence of the Polarity of teh Interplanetary Magnetic Field on the Annual and Diurnal Variations of Magnetic Activity, J. Geoph. Res. 81 /1976/, 4546
- /2/ A. Prigancova: Svjaz parametrov solnečnovó vetra i geomagnitnoj vozmuščennosti v 20-m geliocikle.
- /3/ M. S. Bobrov: Geoactive zones in teh solar wind. Planet. Space Sci. 23 /1975/, 627
- /4/ A. Prigancova: StabiInyj solnečnyj veter i geomagnitnaja aktivnosť.Geomag. aeronom., 18 /1978/, 113
- /5/ N. V. Mikerina, K. G. Ivanov : Vozmožnosť diagnostiki normaľnoj komponenty mežplanetnovo magnitnovo polja po planetarnomu Kp-indexu, Geomagn. aeronom., 14 /1974/, 149.

- /6/ A. Prigancová : Diagnostics of the Interplanetary Magnetic Field North-South Component Orientation. Contrib. Geoph. Inst. SAS, v. 12 /in press/.
- /7/ U. Villante et. al.: The Shape and Location of the Sector Boundary Surface in the Inner Solar System. J. Geoph. Res. 84 /1979/, 6641.
- /8/ E. J. Smithet. al.: Observations of the Interplanetary Sector Structure up to Heliographic Latitude of 16°. J.Geoph. Res. 83 /1978/,717.
- /9/ A. Prigancova: Dinamika krupnomasštabnoj struktury mežplanetnovo magnitnovo polja, Sb. tezisov "Kosmofizičeskie aspekty issledovanja kosmičeskich lučej", str. 18, Alma-Ata, 1980.
- /10/ T. Murajama : Principal Factors Controlling the Development of the Auroral Electrojet. Magnetospheric Study, Tokyo 1979, p. 296.
- /11/ I. B. McDiarmid, E. E. Budzinski: K Dependence on Sectors. J. Geoph. Res. 80 /1975/, 4755.
- /12/ V. A. Sergeev : O vlijanii Y_{SM} komponenty MMP na uroveň magnitosfernoj aktivnosti. Issledovanija po geomagnituzmu, aeronomii i fizike Solnca, 47 /1979/, 191.



Obr. 1 - Zložky medziplanetárneho magnetického poľe.



Obr. 2 - Geomagnetická aktivita ako funkcia rýchlosti slnečného vetra pri južnom /trojuholníky/ a severnom /krúžky/ MMP.



Obr. 3 - Poruchovosť GMP ako funkcia relatívneho trvania južného MMP.

. 1





Obr. 6 - Hraničná sektorová plocha korotujúca so Slnkom.





Niektoré geomagnetické úkazy,

medziplanetárne magnetické pole a slnečná aktivita

M. BIELEKOVÁ Geofyzikálny ústav SAV Bratislava

ABSTRAKT

V práci sa sleduje vplyv MMP a geomagnetickej aktivity na výskyt zálivovitých porúch geomagnetického poľa z hľadiska slnečnej aktivity. Zálivovité poruchy sú vyšetrované vo vzťahu k aurorálnej a planetárnej magnetickej aktivite, k sektorovej štruktúre a severojužnej zložke MMP. Výsledky za rok]970 boli porovnávané s údajmi z rokov približného maxima /]968/ a minima/]972/ 20. slnečného cuklu.

Výskum zálivovitých porúch geomagnetického poľa začal v 20-tych rokoch prácou Birkelanda /l/ a Steinera /2/ o poli a prúdových systémoch týchto porúch. Pole geomagnetických zálivov na zemskom povrchu je veľmi zložité a premenné, zvlášť v aurorálnych oblastiach.

Časovopriestorové rozloženie frekvencie výskytu zálivovitých porúch vyšetrovali Silsbee a Vestine /3/ a neskôr Pudovkin a Sumilov /4/.

Podľa najnovšej klasifikácie geomagnetických javov /5/ zálivovité poruchy boli zaradené do skupiny polárnych magnetických subbúrok. Tieto sú prejavom magnetosférických subbúrok. Subbúrky predstavujú cyklus magnetickej aktivity, v ktorom prúdy v ionosfére a magnetosfére menia svoju intenzitu a polohu. V súčasnosti pri ich výskume sa detailne uvažujú procesy v magnetosfére. Hlavným "spúšťacím mechanizmom" magnetosférických subbúrok je zmena smeru medziplanetárneho magnetického poľa /MMP/ zo severného na južný a nasledovné uvoľnenie energie na-

......

hromadenej v magnetosfére do polárnych oblastí. Vplyv konfigurácie MMP na zálivovité poruchy bol skúmaný v /6-8/.

Cieľom tejto práce je :

- 1/ Urobiť analýzu výskytu geomagnetických zálivov, ktorých časové začiatky sú uvedené v /9/ a súvisiacich indexov geomagnetickej aktivity /9,10/ vo vzťahu k sektorovej štruktúre /11/ a severojužnej zložke MMP /12/ v r. 1970.
- 2/ Porovnať výsledky tejto analýzy s údajmi z aktívneho roku 1968 /7/ a kľudného roku 1972 /8/ slnečnej aktivity.

Rôzne prejavy geomagnetickej aktivity boli rozlišované vzhľadom na sektorovú štruktúru MMP. Rozloženie geomagnetickej aktivity v priebehu roka v závislosti na sektorovej štruktúre vysvetľuje Russellova-McPherronova hypotéza /13/: Zvýšená geomagnetická aktivita pre záporný sektor MMP je v prvom polroku - maximum pripadá na jarnú rovnodennosť ; zvýšená geomagnetická aktivita pre kladný sektor MMP je v druhom polroku - maximum pripadá na jesennú rovnodennosť.

Myšlienka rozlišovania indexov geomagnetickej aktivity vzhľadom na polaritu sektorov MMP bola aplikovaná na výskyt geomagnetických zálivov v /7,8/.

> ANALÝZA VZŤAHU A POROVNANIE ÚDAJOV Z AKTÍVNEHO ROKU A KĽUDNÝCH ROKOV 20. SLNEČNÉHO CYKLU

Pre zistenie vplyvu sektorovej štruktúry MMP na výskyt geomagnetických zálivov a súvisiacich indexov geomagnetickej aktivity v priebehu roka, boli zálivy rozdelené do dvoch skupín podľa polarity sektora.

Prejav zvýšenej aktivity zápôřného sektora v prvom polroku a kladného sektora v druhom polroku možno pozorovať na skúmaných parametroch. Išlo o tieto parametre:

- priemerný Ap index 🖆

$$\frac{1}{Ap} = \sum_{i=1}^{t} Ap_i / t$$

kde v čitateli je súčet denných Ap indexov za všetky dni daného sektora t v danom mesiact,

- priemerný AE index

$$\overline{AE} = \sum_{i=1}^{t} AE_i / t$$

- priemerný počet hodín, keď severojužná zložka Bz <0

$$\overline{\mathbf{b}} = \sum_{i=1}^{t} \underline{\mathbf{h}}_{\underline{i}} (Bz < 0) / t$$

- priemerný počet geomagnetických zálivov

$$\bar{n} = \sum_{i=1}^{t} n_i / t$$

Údaje o ročných variáciách Ap, AE, h, n sú uvedené v tab. 1. Na základe analýzy týchto variácií-vyplynuli nasledujúce uzávery:

- a/ Ročná variácia Ap vo februári, marci, júni-novembri odpovedá Russellovmu-McPherronovmu modelu.
- b/ Ročná variácia AE v celom roku odpovedá tomuto modelu.
- c/ Ročná variácia h je charakteristická tým, že v januári, februári, apríli-júni je h väčšie pre dni záporného sektora a v septembri a decembri je h väčšie pre dni kladného sektora.
- d/ Ročná variácia n v celom prvom polroku je v zhode s Russellovou-McPherronovou hypotézou, v druhom polroku len v júli, septembri-novembri.
- e/ Charakter chovania sa veličín Ap, AE, h, n vzhľadom na polaritu sektorov MMP sa stotožňuje vo febzuári, júni a septembri.

Rozloženie vyšetrovaných parametrov počas roka je v určitej zhode s hypotézou /13/. Zvláštnosťou je práve rozloženie počtu geomagnetických zálivov, pretože tieto krátkotrvajúce poruchy nemôžu adekvátne charakterizovať celkovú poruchovosť.

Porovnaním výsledkov analýzy vzťahu vyšetrovaných parametrov v rokoch 1968, 1970 a 1972 bol zistený vplyv slnečnej aktivity:

a/ V období približného minima slnečnej aktivity je výraznejšia zákonitosť vo vzťahu zálivovitých porúch k sektorovej štruktúre MMP ako v období maxima, kedy efekt je skreslený častejším výskytom magnetických búrok.

¢ ..

b/ Výsledky z roku 1970 boli zhodné s obdobím maxima, avšak vzťah zálivovitých porúch a geomagnetickej aktivity vzhľadom na polaritu sektorov MMP nie je taký súvislý v priebehu tohoto roka ako v období približného minima a maxima.

Bol skúmaný vzťah indexov geomagnetickej aktivity v čase začiatku geomagnetických zálivov k severojužnej zložke a súvislosti týchto indexov navzájom. Vyšetrované závislosti <u>AE/Bz/</u>, ap/<u>Bz/</u>, ap/<u>AE/</u>, ap/Ap/, <u>Bz/</u>Sh/, kde <u>AE</u> je priemerná hodnota AE v hodinovom intervale, v ktorom sa vyskytol záliv, podobne <u>Bz</u>, Sh je počet hodín, keď Bz<0 v danom dni, v ktorom sa vyskytol záliv, boli vyrovnané priamkami za jednotlivé mesiace a celý rok 1970. Ukázalo sa, že najlepší vzťah je medzi

<u>AE</u> a <u>Bz</u> v máji /R = -0.94/, ap a <u>Bz</u> v auguste/R = -0.90/, ap a <u>AE</u> v júni /R = 0.87/, ap a Ap v auguste /R = 0.96/, <u>Bz</u> a Σ h v auguste /R = -0.80/.

						-			_										
12	6	14	69	100	. 7.7	7,11	1143	1927	127	137,6	63	124	7	8°9	6	7	Ъ	0,5	
11	12	6	83	172	6'9	19,1	1423	2774	118,6	308,2	74	46,5	6,2	5,2	6	7	0,8	0,8	
IO	15	13	134	231	8,9	17,8	2064	3570	137,6	274,6	78,5	52,5	.5,2	4,3	6	15	0,6	1,2	
6	15	15	132	193	8,8	12,9	2196	3878	146,4	258,5	81	131	5,4	8,7	6	17	0,6	1,1	
8	13	14	117	152	6	10,9	2220	3467	170,8	247,6	16	93	7	6,6	11	10	0,8	0,7	<i>۲</i>
2	16	15	242	348	15,1	23,2	3762	4777	235,1	318,5	143,5	83,5	6	5,6	7	6	0,4	0,6	
9	16	13	162	115	10,1	8,8	4122	2824	257,6	217,2	130,5	94,5	8,2	7,3	13	e	0,8	0,2	
5	F	18	88	177	89	9,8	2422	3328	220,2	184,9	92,5	146,5	8,4	8,1	6	ß	0,8	0,3	
4	10	16	139	244	13,9	15,3	2666	3072	266,6	192	56	65	5,6	4°1	6	4	6' 0 .	0,3	
e.	10	12	202	100	20,2	8,3	2941	1446	294 ° 1	120,5	67	. 84	6,7	7	14	ور	1,4	0,5	
2	6	11	71	69	7,9	6,3	1140	1126	126,7	102,4	65,5	66,5	7,,3	9	œ	2	0,9	0,6	
Г	12	4	86	29	7,02	7,3	1478	413	123,2	103,3	113,5	37,5	9,5	9,4	ω	7	0,7	0,5	
	i.	4	8	*	1	÷	8	+	ı	ŧ	1	÷	8	÷	8	+	1	+	
M.esla(Počet dní		Σap		Āp		Σae	-	AE		[h/Bz<0/		$\tilde{h}/Bz < 0/$		Σn		នេ	-	

Tabulka l

- 225 -

Tieto korelačné koeficienty sú vyššie, ako boli v r. 1968 a 1972. Závislosti v uvedených mesiacoch sú znázornené na obr. 1-5; vidieť súvislosti medzi južnou zložkou MMP /Bz < 0/ a výskytom zálivov a medzi aurorálnymi a planetárnymi indexami geomagnetickej aktivity.

Regresnou analýzou údajov za celý rok 1970 bolo zistené, že pre všetky vyšetrované závislosti korelačné koeficienty sú dobré. Korelačný koeficient je najvyšší /R = 0,80/ pre závislosť ap/Ap/ a najnižší /R = -0,37/ pre závislosť ap/Bz/.

ZÁVER

Vzájomné vzťahy zálivovitých porúch geomagnetického poľa, geomagnetickej aktivity a MMP sú takto porovnané v rokoch s rozličnou úrovňou slnečnej aktivity v období jej maxima a klesania.

Získané výsledky potvrdzujú výrok sovietskeho vedca Jagodinského /14/: "Ak uvážime, že medzi slnečnou aktivitou a pozemskými procesmi existujú vzájomné väzby, z uvedeného vyplynie, že na základe kozmických údajov môžeme súdiť o budúcom vývoji pozemských javov".

LITERATÓRA

- /l/ Birkeland K., Norwegian aurora polaris expedition 1902-1903, Christiania,1, Part 1, 39, 1908 and Part 2, 319, 1913
- /2/ Steiner L., On a spatial form of magnetic disturbances, Terr. Mag., 26, 1,
 1921
- /3/ Silsbee H. C., Vestine E. H., Geomagnetic bays, their frequency and current systems, Terr. Mag., 47, 195, 1942
- /4/ Pudovkin M. I., Šumilov O. I., Prostranstvenno-vremennoje raspredelenije častoty pojavlenija magnitnych buchtoobraznych vozmuščenij, Voprosy geofiziki, Izd. Leningradskogo universiteta, 333, 241, 1967

/5/ Akasofu S.-I., Polar and Magnetospheric Substorms, Dordrecht-Holland 1968

- /6/ Rostoker G., Relationship between the onset of geomagnetic bay and the configuration of the interplanetary field, J. Geophys. Res., 73, 4382, 1968
- /7/ Bieleková M., Analiz svjazi geomagnitnych bucht s geomagnitnoj aktivnosťju i mežplanetnym magnitnym polem v 1968 g., Geomagnetizm i aeronomija, 17, 1064, 1977
- /8/ Bieleková M., Svjaz geomagnitnych bucht s geomagnitnoj aktivnosťju i mežplanetnym magnitnym polem v 1972 g., Geomagnetizm i aeronomija, 18, 888, 1978

/9/ Geomagnetic Data 1970. Indices, Rapid Variations, IAGA Bulletin No. 32a /10/Report UAG-22. World Data Center A for Solar-Terrestrial Physics. Auroral

electrojet magnetic activity indices AE for 1970

/11/Farfield D. H., Ness N. F., Interplanetary sector structure: 1970-1972, J. Geophys. Res., 79, 5089, 1974

/12/King J. H., IMF Data Book, NASA-NSSDC, 1975

/13/Russell C. T., McPherron R. L., Semiannual variation of geomagnetic activi-

- 226 -



ty, J. Geophys. Res., 78, 92, 1973 /14/ Jagodinskij V. N., Vesmírny pulz biosféry, SÚAA Hurbanovo

- 227 -



Vzťah

medzi zložkami medziplanetárneho magnetického poľa

v slnečno - ekliptikálnej sústave

a poruchovosťou geomagnetického poľa

v 20. slnečnom cykle

S. KRAJČOVIČ

Geofyzikálny ústav SAV Bratislava

ABSTRAKT

V práci sú odvodené empirické vzorce, ktoré určujú vzťah medzi K_p indexami a zložkami medziplanetárneho magnetického poľa B_x , B_y , B_z v slnečnoekliptikálnych súradniciach: $K_p = b_0 + b_1 \cdot B_x$ $+ b_2 \cdot B_y + b_3 \cdot B_z$. Neznáme koeficienty boli určené; pre celý súbor analyzovaných údajov, pre veľmi porušené intervaly a pre relatívne kľudné intervaly.

Základom pre určenie horespomínaných koeficientov sa stali priemerné hodnoty zložiek medziplanetárneho magnetického poľa a planetárnych indexov, určené pre 20. slnečný cyklus: $B_x = 0,29$ nT; $B_y = -0,39$ nT; $B_z = -0,05$ nT; $K_p = 2,09$. Dosiahnuté výsledky sú prehľadne usporiadané v tabuľkách 1 - 5. Pre typicky porušené intervaly, v ktorých z 50 trojhodín je aspoň]6 z D dní, majú spomínané koeficienty hodnoty, zrejmé zo vzťahu : $K_p = 2,1752$ $-0,1594.B_x + 0,0287.B_y + 0,1628.B_z$. Pre relatívne kľudné intervaly, určené analogickým spôsobom, dostaneme: $K_p = 2,177$ $-0,0540.B_x = 0,0287.B_y + 0,0044.B_z$. Ukazuje sa teda, že okrem bežne známej závislosti porušenosti geomagnetického poľa na severojužnej zložke MMP, vystupuje tu aj závislosť na zložkách B_y , resp. B_x , aj keď nie je taká výrazná, ako u severojužnej zložky MMP. V priebehu 20. slnečného cyklu sa získalo do 50.000 hodinových priemerov parametrov MMP : \mathcal{B}_{ℓ} , \mathcal{B}_{z} , θ , ϕ , kde \mathcal{B}_{z} značí severojužnú zložku, θ , ϕ , šírkový, resp.dĺžkový uhol, \mathcal{B}_{ℓ} totálnu intenzitu MMP, v slnečno-ekliptikálnej sústave, /1/. V tejto sústave , obr. 1, je os x orientovaná k Slnku, os y je na ňu kolmá, kým os z je kolmá na rovinu xy tak, že dostaneme pravotočivú sústavu, s počiatkom v strede družice, napr. typu IMP. V tejto sústave sa uhol θ meria od roviny xy smerom k totálnemu vektoru MMP a je kladný pre severnú zložku. Uhol ϕ sa meria v rovine xy, v kladnom smere od osi x, je teda: $0^{\circ} \leq /\mathcal{B}_{z} / \leq 90^{\circ}$

Z nameraných hodinových priemerov parametrov MMP boli vypočítané pravouhlé zložky MMP podľa vzorcov:

 $B_{x}^{i} = B_{t}^{i} \cos \phi^{i} \cos \phi^{i}$ $B_{y}^{i} = B_{t}^{i} \cos \phi^{i} \cos \phi^{i}$ $B_{z}^{i} = B_{z}^{i} \sin \phi^{i}$

111

kde – 1, 2, ..., 50.000, β_z^{ℓ} je hodnota totálneho vektora MMP, vyjadrená v sústave SI v jednotkách nT /v starej sústave sa používali jednotky γ /. Podľa vzorcov /l/ vypočítané pravouhlé zložky medziplanetárneho magnetického poľa – trojhodinové priemery – sú usporiadané v /2/. Tieto údaje, ktorých je pre kompletné trojhodinové intervaly celkove 15.756, sú predmetom analýzy tejto práce.

LINEÁRNA REGRESIA K PREMENNÝCH

Nech vzťah medzi závisle premennou Y a nezávisle premennými X_i , /i = 1, 2, ..., k/ popisuje lineárna regresná funkcia:

$$Y' = B_0 + B_1 X_1 + B_2 X_2 + \cdots + B_k X_k$$
 / 12/

ktorú odhadneme regresnou funkciou - pre k < n - 1 :

$$Y'_{i} = b_0 + b_i x_i + b_e x_e + \dots + b_k x_k$$
, [3]

kde koeficienty 6,, /i = 1, 2, ..., k/ funkcie /3/ vypočítame metódou najmenších štvorcov, /3/. Dostaneme sústavu /k + 1/ normálnych rovníc:

$$\sum_{j=q}^{n} Y_{j} = nb_{0} + b_{1} \sum_{j=r}^{n} x_{ij} + \cdots + b_{k} \sum_{j=r}^{n} x_{kj}$$

$$\sum_{j=q}^{n} x_{ij} y_{j} = b_{0} \sum_{j=r}^{n} x_{ij} + b_{j} \sum_{j=r}^{n} x_{ij}^{2} + \cdots + b_{k} \sum_{j=r}^{n} x_{ij} x_{kj}$$

$$\sum_{j=q}^{n} x_{2j} y_{j} = b_{0} \sum_{j=r}^{n} x_{2j} + b_{1} \sum_{j=r}^{n} x_{ij} x_{kj} + \cdots + b_{k} \sum_{j=r}^{n} x_{ij} x_{kj}$$

$$\sum_{j=r}^{n} x_{kj} y_{j} = b_{0} \sum_{j=r}^{n} x_{kj} + b_{1} \sum_{j=r}^{n} x_{ij} x_{kj} + \cdots + b_{k} \sum_{j=r}^{n} x_{kj} x_{kj}$$

$$\sum_{j=r}^{n} x_{kj} y_{j} = b_{0} \sum_{j=r}^{n} x_{kj} + b_{1} \sum_{j=r}^{n} x_{ij} x_{kj} + \cdots + b_{k} \sum_{j=r}^{n} x_{kj}$$

kde n je počet údajov, ktoré podliehajú analýze.

Ak zavedieme teraz - s ohľadom na horeuvedené údaje o parametroch MMP a porušenosti geomagnetického poľa - označenia : $\mathcal{Y}_{,z} = \mathcal{K}_{p}^{j'}$, $\mathcal{X}_{zj} = \mathcal{B}_{z}^{j'}$, $\mathcal{X}_{zj'} = \mathcal{B}_{z'}^{j'}$, $\mathcal{X}_{zj'} = \mathcal{B}_{z'}^{j'}$, kde $\mathcal{K}_{p}^{j'}$ sú trojhodinové planetárne indexy, pomocou ktorých charakterizujeme porušenosť geomagnetického poľa, $\mathcal{B}_{z'}^{j'}$, $\mathcal{B}_{y'}^{j'}$, $\mathcal{B}_{z'}^{j'}$, sú pravouhlé zložky intenzity MMP - určené tiež pre trojhodinové intervaly, dostaneme pre náš prípad sústavu rovníc na určenie neznámych koeficientov \mathcal{B}_{p} , \mathcal{B}_{z} , \mathcal{B}_{z} , \mathcal{B}_{z} , \mathcal{B}_{z} ;

$$\sum_{j=1}^{n} K_{p}^{j} = nb_{0} + b_{4} \sum_{j=1}^{n} B_{x}^{j} + b_{2} \sum_{j=1}^{n} B_{y}^{j} + b_{3} \sum_{j=1}^{n} B_{z}^{j}$$

$$\sum_{j=1}^{n} K_{p}^{j} B_{x}^{j} = b_{0} \sum_{j=1}^{n} B_{y}^{j} + b_{4} \sum_{j=1}^{n} (B_{x}^{j})^{2} + b_{2} \sum_{j=1}^{n} B_{x}^{j} B_{y}^{j} + b_{3} \sum_{j=1}^{n} B_{x}^{j} B_{z}^{j}$$

$$\sum_{j=1}^{n} K_{p}^{j} B_{y}^{j} = b_{0} \sum_{j=1}^{n} B_{y}^{j} + b_{4} \sum_{j=1}^{n} B_{x}^{j} B_{y}^{j} + b_{2} \sum_{j=1}^{n} (B_{y}^{j})^{2} + b_{3} \sum_{j=1}^{n} B_{y}^{j} B_{z}^{j}$$

$$\sum_{j=1}^{n} K_{p}^{j} B_{z}^{j} = b_{0} \sum_{j=1}^{n} B_{z}^{j} + b_{4} \sum_{j=1}^{n} B_{x}^{j} B_{y}^{j} + b_{2} \sum_{j=1}^{n} (B_{y}^{j})^{2} + b_{3} \sum_{j=1}^{n} B_{y}^{j} B_{z}^{j}$$

$$\sum_{j=1}^{n} K_{p}^{j} B_{z}^{j} = b_{0} \sum_{j=1}^{n} B_{z}^{j} + b_{4} \sum_{j=1}^{n} B_{x}^{j} B_{y}^{j} + b_{2} \sum_{j=1}^{n} B_{y}^{j} B_{z}^{j} + b_{3} \sum_{j=1}^{n} (B_{y}^{j})^{2}$$

Matematickou úpravou, uvedenou v /3/, dostaneme sústavu rovníc, ktorá lepšie vyhovuje pre využitie malého počítača COMPUCORP ALPHA 325 SCIENTIST, ktorý je k dispozícii na ústave :

$$\begin{split} \sum_{j=q}^{n} K_{p}^{j} &= b_{0}^{\prime} n + b_{s} \sum_{j=q}^{n} (B_{x}^{j} - \bar{B}_{x}) + b_{s} \sum_{j=q}^{n} (B_{y}^{j} - \bar{B}_{y}) + b_{s} \sum_{j=q}^{n} (B_{x}^{j} - \bar{B}_{z}) \\ \sum_{j=q}^{n} (B_{x}^{j} - \bar{B}_{x}) K_{p}^{j} &= b_{0}^{\prime} \sum_{j=q}^{n} (B_{x}^{j} - \bar{B}_{x}) + b_{s} \sum_{j=q}^{n} (B_{x}^{j} - \bar{B}_{x})^{2} + b_{s} \sum_{j=q}^{n} (B_{x}^{j} - \bar{B}_{y})^{2} + b_{s} \sum_{j=q}^{n} (B_{y}^{j} - \bar{B}_{y})$$

Pretože platí : $\sum_{j=j}^{7} (X_{ij} - \overline{X}_{ij}) = 0$, dostaneme z prvej sústavy /6/ :

$$b_0' = \overline{y} = K_p$$

171

Vidíme teda, že hodnota prvej neznámej konštanty sa rovná priemernej hodnote K_p indexov, ktoré vstupujú do našej analýzy. Ak dosadíme /7: do zbývajúcich troch rovníc sústavy /6/ a vydelíme každú rovnicu výrazom n, dostaneme:

$$\vec{c} = C\vec{b}$$
 (8/

kde \vec{C} je stĺpcový vektor kovariancií závisle premennej, postupne so všetkými nezávisle premennými, teda pre zložky vektora \vec{C} máme:

						Ύ á	abui	ka I		
j	BR	r	m	đ	osn.	x	Ву	Bz	× p	poznámky
1 2 3 4 5 6 7 8 9 10	1783	1963	nov	2 7 28	5 7 8 1 2 3 4 5 6 7	-4,17 -1,92 -3,01 -0,61 0,74 5,54 3,35 2,03 4,58 3,44	1,13 -0,85 4,26 1,70 -0,28 1,47 -1,83 -4,20 -2,49 -3,97	2,55 -1,29 2,61 1,62 -1,38 0,81 0,40 -0,12 2,41 2,63	0,00 1,00 1,33 1,33 3,33 1,33 1,33 1,00 1,33 0,00 0,67	k_{j} na 2 des. miesta ∂R - Bartelsova otočka B - vyjadrené v nT $l \leq j \leq 50$ $B_{x} = 0,31$ nT
11 12 13 14 15 16 17 18 19 20	1784		, , ,	29	8 2 3 4 5 6 7 8	3,87 3,83 4,86 1,87 -0,65 -2,36 3,67 0,56 1,20 0,49	-2,42 -2,70 -0,90 0,83 5,76 5,05 1,90 -3,26 1,37 -4,31	0,55 -1,55 -1,48 -0,76 -0,72 -2,20 6,41 -1,19 -2,05 3,83	0,00 1,33 2,00 1,00 2,00 2,00 2,67 1,33 3,33 2,67	$B_y = -0,72 \text{ nT}$ $B_z = 0,09 \text{ nT}$ $K_p = 2,45$ n = 50 $cov/B_xK_p = -1,82$
21 22 23 24 25 26 27 28 29 30	•		dec	1 2	2 3 4 5 4 5 6 7 8 1	2,80 2,64 5,70 4,75 0,02 3,26 3,31 -2,14 -0,53 0,01	-5,67 -6,25 -5,67 -5,07 -1,63 -1,90 -1,90 -2,77 -5,01 -3,86	5,79 3,69 -6,54 -0,88 0,37 -0,98 -0,79 1,86 0,84 4,12	1,67 1,33 3,33 5,67 0,67 0,67 2,33 1,00 2,33 2,00	$cov/B_yK_p/ = 1,51$ $cov/3_zK_p/ = -1,25$ $s_B^2 = 12,82$ x $s_3^2 = 12,06$
31 32 33 34 35 36 37 38 39 40				3	2346781235	3,90 4,21 3,55 7,13 5,01 0,92 -4,04 -6,18 -3,39 -3,75	-4,79 -4,31 -5,61 -3,18 -5,81 -0,68 3,08 5,18 4,40 1,38	-0,29 -1,77 2,01 -4,59 3,79 1,50 -1,04 -0,73 -2,16 -4,08	2,67 3,33 1,33 3,33 3,67 3,00 3,67 4,33 5,67 4,00	$s_{\beta_{z}}^{2} = 6,19$ $cov/\beta_{x}\beta_{y}/ = -8,62$ $cov/\beta_{x}\beta_{z}/ = 0,84$ $cov/\beta_{y}\beta_{z}/ = -1,89$
41 42 43 44 45 46 47 48 49 50				4	67812343 4345	-4,19 -3,28 -4,83 -4,91 -1,90 -3,70 -3,56 -5,04 -4,05 -3,53	4,26 4,47 2,07 0,09 0,99 0,92 2,74 0,89 2,41 2,12	-1,17 -3,31 1,19 -1,13 0,56 0,19 -0,30 -1,85 0,53 4,43	4,33 3,67 4,67 3,33 4,33 4,00 2,67 3,00 3,33 4,33	

.

- 232 -

. .

$$C_{1} = \frac{1}{n} \sum_{j=1}^{n} (B_{y}^{j} - \bar{B}_{x})(K_{p}^{j} - \bar{K}_{p}) = cov (B_{x} K_{p})$$

$$C_{2} = \frac{1}{n} \sum_{j=1}^{n} (B_{y}^{j} - \bar{B}_{y})(K_{p}^{j} - \bar{K}_{p}) = cov (B_{y} K_{p})$$

$$C_{3} = \frac{1}{n} \sum_{j=1}^{n} (B_{z}^{j} - \bar{B}_{z})(K_{p}^{j} - \bar{K}_{p}) = cov (B_{z} K_{p})$$

$$(9)$$

Ďalej \overline{b} je stĺpcový vektor koeficientov b_i, ktoré je treba určiť. Nakoniec \mathcal{C} je symetrická štvorcová matica, zostavená z kovariancií medzi dvojicami nezávisle premenných a z rozptylov nezávisle premenných, umiestnených na diagonále matice. Môžeme teda označiť v dohovorenej symbolike:

$$\vec{C} = \begin{bmatrix} cov (B_1 K_p) \\ cov (B_2 K_p) \\ cov (B_2 K_p) \end{bmatrix}; \quad \vec{b} = \begin{bmatrix} b_1 \\ b_2 \\ b_3 \end{bmatrix}$$
 /10/

$$C = \begin{bmatrix} S_{B_x}^2 & ; & cov(B_x B_y) & ; & cov(B_x B_z) \\ cov(B_x B_y) & ; & S_{B_y}^2 & ; & cov(B_y B_z) \\ cov(B_x B_z) & ; & cov(B_y B_z) & ; & S_{B_z}^2 \end{bmatrix}$$
(11)

ļ

/12/

Ak vypočítame elementy matice C a zložky vektora \vec{c} , môžeme určiť vektor \vec{b} pomocou inverznej matice:

čím je naša úloha vyriešená.

PRVOTNÉ SPRACOVANIE ÚDAJOV

Už sme spomenuli, akým spôsobom sa získali údaje pre pravouhlé zložky MMP v slnečno-ekliptikálnej sústave. Tieto údaje sú usporiadané do tabuliek, ktoré majú 314 strán - po 50 údajoch v každej tabuľke /okrem poslednej/. Z tabuliek /pre ich mimoriadny rozsah/ uvádzame len ich prvú stranu, ako ilustráciu, Tab.l. V nej je v jednotlivých stĺpcoch uvedené: poradové číslo kozmického údaju, číslo Bartelsovej rotácie, rok, mesiac, deň a osmina dňa, B_x , B_y , B_z a K_p /už upravené na dve desatinné miesta/. V stĺpci "poznámka" sú uvedené výsledky výpočtu, teda: hodnoty B_x , B_y , B_z , K_p , hodnoty vypočítaných kovariancií: $cov/B_xK_p/$, $cov/B_yK_p/$, $cov/B_zK_p/$, $cov/B_xB_y/$, $cov/B_xB_z/$, $cov/B_yB_z/$, ako aj hodno-

da tum	rok	K ^{ain} p	к <mark>тах</mark> р	'nD	n _C	B x	ву	Bz	К _р	cov/B _x ^K p/	cov/ByKy/
29.11- 5.12	63 ·	ວ	6_	14	0	0,31	-0,72	0,09	2,45	-1,82	1,51
5.12-14.12	63	0	5	10	16	-1,82	0,93	-0,43	1,85	-1,24	0,03
3. 1-11. 1	64	0,	5_	11	С	-0,53	-0,77	-1,83	2,34	0,33	-0,34
12. 1-6. 1	64	٥	5_	Ò	14	-2,70	1,39	-1,27	1,46	0,38	-0,77
5. 7-13. 7	65	0	5_ `	18	6	0,04	0,52	0,81	1,79	-0,58	1,75
15.12-23.12	65	0	4_	8	28	-0,30	0,59	0,55	0,99	-0,06	0,31
24.8-4.9	6 6	0,	9_	25	3	2,33	-2,17	-2,02	3,28	3,81	2,51
15.10-24.10	6 6	್ಧ	6 .	7	24	3,67	-1,82	0,63	1,49	4,57	5,19
7.11-14.11	67	0,	6_	24	1	3,74	-3,55	-0,55	2,53	1,31	0,92
19.10 - 25.10	67	0	3,	0	33	0,75	-2,37	0,06	0,09	-0,68	0,14
27.10- 3.11	68	0	8,	33	0	-8,23	-0,09	1,04	4,20	-4,00	-0,02
27. 7- 3. 8	68	0,	4 o	0	30	-0,86	0,93	0 ,11	1,49	0,37	0,33
12. 5 - 20. 5	69	1_	8_	5	.0	0,84	-0,97	-2,80	3,78	1,54	-5,44
27. 4-12. 5	69	0+	5_	С	23	-2,89	2 , Ò5	-0,82	1,60	-0,82	0,44
26. 2- 3. 3	70	1	о .	21	0	1,54	-0,94	-2,07	3,69	- 1,06	-0,91
1. 8-10. 8	70	0+	5	8	22	2,20	-3,03	0 ,67	1,77	1,72	-1,40
26. 5- 3. 6	71	0	5,	2 6	14	2,36	-0,85	-0,67	2,27	0,54	-0,87
23.3 - 30.3	71	0	4 ₀	0	2 3	2,01	2,45	-3,31	1,64	-1,20	0,48
7. 2-13. 2	72	0	5_	01	0	-1,68	0,01	1,37	1,57	-0,26	0,33
7. 6-15. 6	7 2	0,	4,	0	2 7	-0,30	0,38	0 ,16	1,39	-0,87	0,30
10. 5- 5. 7	73	1_	5	17	12	-2,05	1,52	0,08	2,73	0,05	0,51
25. 5-4. 6	7 3	0,	7 。	5	24	-0,55	0,79	0 , 79	1,98	0,28	-2,68
26.4-9.5	74	0,	5	5	15	-3,42	2,18	0,01	3,31	0,58	-1,37
6. 3-18. 3	74	0	70	8	25	-2,79	2,08	0,16	2,11	1,21	-0,04

Poznámka všeobecného charakteru: vstupné hodnoty /zložky MMP a K $_{\rm p}$ / sú vlastne prie-

а. 2 'n: .

Tabuľka 2:

B _z / poznámka	cov/B _y B	cov/B_B_/	cov/B_3/ xy	s ² s ² z	ອ _ສ ອ	2 s x	cov/B ₂ K/
	1,89	√ , 84	-8,62	6,19	1.,06	1,82	-1,25
malý rozptyl	0,11	0,59	-0,91	2,56	6,08	5,16	-1,95
	-2,16	0,14	-1,72	<i>~</i> ,14	6,00	5,36	0,20
	JS8, 24	1,92	-2,42	3,54	7,47	6,01	-0,26
	-: ,58	-0,56	-4,50	6 ,7 9	11,50	6,30	-0,75
malý rozptji	1,19	0 ,66	-2,47	3,75	6,30	6,35	-0,92
	-12,08	-1,67	7,39	32,20	7,75	10,02	-8,26
veľký rosptyl	2,05	3,26	12,37	6,59	25,66	17,61	0,55
	-1,27	0,94	-1,27	7,02	8,13	6,79	-0,79
malý rosptyl	-1,84	-0,15	-2,60	2,74	9,61	9,80	-0,52
	-8,23	5,09	-7,52	22.86	30,72	34.45	-5.40
malý rosptyl	2,04	-1,16	-4,93	1,96	8,70	5,82	-0,04
	5,29	-2,59	-7,49	9,73	∠6,09	16,35	-3,99
	-1,76	1,63	-5,55	5,00	11,37	7,89	-0,38
	4,16	1,61	-4,51	22,66	:13,19	14,78	-1,80
veľký rezptyl	0,42	-1,90	-5,92	6,92	11,63	12,74	-1,36
	0,53	-0,69	-11,98	2,98	20,28	12,20	-0,94
veľký rozptyl	0,13	-1,73	-2,37	2,78	6,57	6,91	-0,61
28.	-0,58	2,07	-14,62	4,58	23,40	14,25	-0,27
velký resptyl	0,08	0,18	-8,02	3,33	11,85	12,69	-1,36
	-1,45	2,71	-6,40	7,44	10,78	13,22	-1,69
veľký rozptyl	1,00	4,75	-4,75	6,31	14,95	14,83	-0,49
1. 349	2,34	-0,32	-5,66	5,,28	13,58	10,22	-1,85
veľký rozpty:	1,56	3,19	-5,39	12,78	12,09	12.56	-2,98

mery vypočítané z päťdesiatčlenných podsúborov a mali by byť označené čiarkou.

•

		1042	۰	SS.		(45		11	a	52	17 (m)	20	33 4 K ⁴ = 1,5600
	2	°0 -		4.0-	2	-0.5		5.0		0,36		8,0	2,83
aia	T	۹		8						10			٠
posod	ar ar	24		ر س س		1 2,11		0, *	ר _י	3		(7 m)	•2,≏
~	1,85	1,46	0,55	1,44	6 6°C	1,49	1,60	1,73	1,64	1,39	1,38	2,11	10,72
. B	-0 ,43	-1,27	0,55	0,63	90° c	11'0	-0 ,62	0,67	16"0-	0,16	0,79	0,16	0,00
^B	66.0	1,39	0,59	-1,62	2,37	£5°0	5 ,05	-3,03	2,45	0,38	0,79	2 °0	1,77
m m	-1,02	2,70	0("0-	3,67	51°C	-0 , 86	-2 ₆ 89	2,020	2,01	-0,30	-0,55	-2,79	5°18
posnáska	D dat		i.										
Å	2,45	2,34	1,79	3,28	2,53	4 ,20	3,78	3,69	2,27	1,57	2°19	16,6	34,00
88 88	60° C	-1,83	0,81	8.	-0,55	1,04	°8°	2,01	-0,67	1,37	90°0	0,01	42'9
ay A	-0,72	1200	0,52	2,17	-3,35	60° 0	-0,97	3 6"0-	-0,85	0,01	1,52	2 ,18	-5,63
B	J.6,C	-0.53	0°0	2,823	3 a74	-8,23	9 8"C	1,54	2,36	-1,68	~ ,05	-),42	4 ,83
rok	1963	1364	1965	1966	1961	1.568	1969	1370	1761	2261	CL61	1974	•

Tabulka 3

- 236 -

	známky		-0,011 mT	2	= 0;149 nT	t.		TH 144 000	£	- 2, 698			± 2,1752			-0 ,1594	8		: 0,0792			• 0 , 1628			8					2	
	ğ,	29	47 B.	0 0 0 0	83 B.	52 %	4 10 10 10	2 60 - 8	36	50 K	4 0	68	ີ ເລ	73	<u>5</u> 3	32 b ₁ =	39	33	19 b.	43 A	49	22 p ¹	86	18	37	35	05	11	60	2	
	مە	-0,22	0,81	0.01	-0,32	0,81	0,34	0.03	-0, 59.	1,00	1,65	-1,02	-0,73	0,26	-0,53	-0.59	0,81	0,24	0,57	0,86	0,30	-0,42	0,068	0,45	0,078	1,738	-0,28(0,55	0,59(
	p p	0,1735	0,1199	0,0198	0,0795	0,0708	0,0829	0,0502	-0,0051	0,1660	0,4604	-0,1377	0,0466	-0,0977	0,0845	0,0697	0,1354	0,1303	0,1246	0,1065	0,1601	-0,0508	0,1501	0,0684	0,1885	0,3778	-0,1474	0,1873	-0,0812		
	٩.	0 , 1752	0,1601 -	-0,2279	-0,2524	-0,1403	-0,1683	-0,3380	-0,4906	0,2313	-0,3769	-0°4912	-0,4835	-0,3354	-0,2475	-0,1087	0,2691	-0,2816	0,2742	-0,6911	0,0669	-0,2063	0,1703	-0,3652	-0,2436	0,0607	-0,0803	-0,2305	-0,2470		•
	٥م	2,0957	2,1310	2,1206	2,1778	2,1990	2,1883 2,0300	2,2096	2,2006	2,1379	2,4616	2,1272	2,2118	2,1625	2,1679	2,1190	2,1054	2,2346	2,0876	2,3752	2,1482	2,1088	2,1026	2,2452	2,2381	2,3066	2,0414	2,2577	2,2691 2,0542	1	
	K	1,79	2°29 3°29	2,61	2,90	2,19 2,19	2,43 10	2,89 2,89	2,96	2,76	3,35	3,31	2,89	4,20	2,49	2,31	2,27	1,96	2,75	3,78	2,63	2,19	1,92	3,69	2,07	з ,13	1,57	92.62	2,579		
	м И	0,81	-1,15	-0,24	-0,65	-0°31	69.0	"2°44	-0,54	-0,92	0.10	-0 ,10	10,14	0,36	1.5 0-	-0.04	0,24	-0,47	0, 23	-2,80	-0,54	0,43	1,36	-2,07	-1,21	-0,43	1,37	-1,96 0.00	0,08		
	в	0,52	-2,27	3, 17	1,79	-2,26	1,42	0,47	3, 19	-2,78	1,88 17	1,55	2,28	1,04	1,95	3,04	-2,68	1,88	-2,03	-0.97	-0,55	0,20	1,19	-0,94	0,29	-3,30	0,01	52°0-	1,91		
	щ _ж	0,04	1,96	-1,92	-1,90	1,69	1,28	0,19	-3,39	3,69	5,19	-2,07	0,00	-0°06	-2,40	-2,19	3,41	-3,19	2,75	0,84	0,91	-1,12	1,32	1,54	0,07	2,32	-1 ,68	7. L	-2.05		
	р	9	۳ 19 19	10	0	01	ρα	5	ŝ	6	0 0	0 0	ω	0 0	o i	σ	œ	œ	2	0	-	4	ŝ	0	m i	8	0	0 0	19 N	ţ	
	ъЪ	18	22 22	100	16	33	5 L 2 A	ຊິ	24	16	5	12				22	22	5	16	52	18	22	19	51	19	22	20	2			
ALC UM	K p	5	ം	<u>ا</u> ر.	ר י ני	0 + 0 1	ა ი +	*. 0	ۍ د	5 0 10 0	ົ້	0 0 1	ام ا	ລ ໍ ເ	<u>ر</u>	رت ب	. I	ຜີ	5	۳	5	4	5	م م	201	9		α+ α (ո <mark>յ</mark> ա	0	
	K ^{m±11}	ວ໌		+ -	+ + 0	 	- - c	00	۲-1 0	- + 0 1	_ 1 ,	o ⁺ o	-+ - c	000	; ;	0	0	0	0,4	-1	- °) + 0	•	- 0	, o	Ļ	0 ⁰	_1,	o [†]	I	
	rok	65	66 66	66	. 99	19	1.9	67/68	68	68	80	68	80	89	89	68	68	69	69	69	69	69	22	20	22	Ę	72	2)	27.	2	
	dátum	5.júl - 13.júl	6.júl - 14.júl 24.ang - 4.sen	28.nov - 5.dec	20.dec = 28.dec	13.mar = 23.mar	$\operatorname{Tn}(\bullet) = + \operatorname{Tn}(\bullet) = + T$	29.dec 4.jan	13.mar - 19.mar	18 máj - 27 máj	10.jun - 19.jun	11.aug - 19.aug	12.sep = 19.sep	ZT.okt - 3.nov	yon. UL - You.	29.nov - 6.dec	12.jan - 19.jan	26.jan - 3.feb	12.apr - 20.apr	12 • máj - 20 • máj	6.jun - 16.jun	4.dec - 13.dec	26.jan - 4.feb	26.feb - 9.mar	21.máj - 31.máj	6.apr - 14.apr	7.feb - 13.feb	15.Jun - 26.Jun	25.0kt - 5.nov 19.jún - 5.júl	2	
	N	40	32	40	52	30	- La	96	107	116	677	127	- 21	137	138	141	147	149	158	160	162	621	185	188	194	216	244	260	286	1	

Tabulka 4

pre velmi porušené intervaly 20. cyklu máme: $K_{p} = 2.1752 - 0.1594.b_{x} + 0.0792.b_{y} + 0.1628.b_{z}$

n = 31

5,0483

2**,**4548

67,41317 -4,9413

4,62 -13,86 83,65

= "0,33

L	ſ	1
-		5
î	-	1
-		2
E		ī

poznámky		$B_{x} = 0,280 n!$		B ₀ =-0,615 m	S	R - 0 056 m		¥0	$K_{\rm D} = 1,632$	4	b = 2.1171	0		b ₁ =-0,0540	-		$b_{2} = 0.0287$	ı		$b_{=} = 0,0044$	ſ								5
ъ Э	0,6454 -0,2529	0,6510	0,0877	0,0853	-0,3061	0,5132	0,5693	-0,1821	0,7316	-0,3421	0.4646	-0,0950	-0,1840	0,2523	0,1057	-0,3159	0,3453	-0,4354	-0,3047	-0,4246	-0,0439	0,0307	0,3068	-0,2826	0,2944	-0,4930	- 0 , 2414	0,1378	044 •B _z
م م	-0,0040 0,1162	0,0873 0.2796	-0,0414	-0,1185	-0,0252	0,1146	0,1076	-0,0444	-0,0401	-0,0182 -0,0623	-0.1234	0,0510	0,0080	-0,0302	-0,2813	-0,0748	-0,0863	0,2155	-0,0584	0,0727	0,0468	0,1283	0,2056	0,1617	0,1041	0,0820	0,1493	0 , 8915	ب ^B + 0,0
۲. q	-0,0881 0,0019	0,1301	0,0414	-0,0917	-0,0948	-0,1806 -0 1382	0.2439	0,1034	0,1156	-0,4540 -0,0900	-0.0073	0,0596	-0,0635	-0,0705	-0,1385	-0,1861	-0,1400	-0,2466	-0,1924	-0,2953	0,0528	-0,0902	-0,1239	0,0299	0,1148	-0,2429	-0,1340	-1,6754	+ 0,0287,
°م	2,1462 2,1221	2,1188 2,0201	2,0637	2,0746	2,0923	2,1014	2,0897	2,0335	2,0773	2,1974	2,0672	2,0878	2°1024	2,1112	2 , 0257	2,0989	2,1142	2,2238	2,1077	2,1827	2,0907	2,1677	2,2214	2,1302	2,1120	2,1677	2,1750	65,6289	0,0540.B _x
R D	1,25 0,99	2,19 1,49	1,09	1,05	1,85	2°62	1,30	1,93	1,80	17.61	1.47	1,55	1,58	1,01	2,09	1,60	1,52	2,59	1,61	1,67	1,75	1,39	1,68	7.4 %	1,25	. 2,83	2°11	50 , 61	- 12
a Z	-0,52 0,55	-1,63 0.63	1,22	0,23	0,39	0 2 2 2 2 2 2 2 2	0,28	0,70	0,32		0.00	0,35	-0,27	0,26	0,05	-0,82	0,71	-0,63	0,59	0,31	0,22	0,16	-0,28	10,07	0,04	6000	0,16	1°73	= 2,11
а Х	-1,43 0,59	-1,82	0,18	-1,72	0,66	0,43	-2,38	-1,93	-3,49	0,89 6,89 6,4		0,47	-0,19	-3,12	-3,68	2,05	-2,41	0,69	-0,81	2,45	-0,63	0,38	-0,94	0,55	0,88	2,32	2,08	-19,07	áme: K _p
а _ж	3,05 -0,30	3,67	0,05	-0,42	-2,09	0,01	3,13 13	0,13	2,05	1 2 2 2 2 2 1 1 1 1	0.02	-0,11	-0,23	1,75	1,02	-2,89	1,49	-2,03	-1,56	2,01	0,76	-0,30	1,35	0,02	1,68	- 3,69	-2,79	= 8 , 69	cyklu ma
с Р	25 28	16 24	24	16	19	ລ ຕ	57	17	22	16 27	24	202	16	53	16	53	18	22	17	53	17	2.1	22	20	21	77	25		y 20.
я ^П	00	01-	8	0	<u>5</u>	2 0	00	4	ω (o c	00	0	0	0	0	0	2	თ	4	0	ഹ	0,	، ہ		0	12	ω		erval
K ^{max}	4 4 +	م ^ر ، ا	4 0.	+ (~	ດ ເກີນ	+ ۲) 4 +	، ا	2 4 1	2 < 0	+ + 4	.4 1.	4	۲	٦	را ا	ം	2 -	4	4 - c	20,0	41	. 0	5	с т		2°2		né int
K ^{m.n}	olo	0+ 00	0	ംറ്	>+ 0 0	- - -	00	°.	+ + 0 (• + o c	* ° C		+ †	ہ	0) 0	0) + 0	 0		0	5	0	, C	+ 1 0	0	00		ii kľud
rok	65 65	66 66	67	67	29	57	67	67	68	8 9 9 9	89	68	68	68	68	69	69	02	10/71	11	51	2/.	72	2/.5	73	5	74	- 31	ce velu
dátum	8.sep = 15.sep 15.dec = 23.dec	12.sep - 21.sep 15.okt - 24.okt	7.mar - 13.mar	10.apr - 16.apr	11.apr - 29.apr	23.sep - 26.sep 10.okt - 25.okt	14.nov - 20.nov	11.dec - 22.dec	4.jan - 11.jan	21.teb - 27.teb 5.mar - 13.mar	18.anr - 24.anr	19.jún - 26.jún	26.aug - 3.sep	20.okt - 27.okt	11.nov = 21.nov	20.apr = 12.máj	21.aug - 30.aug	18.júl - 1.aug	26.dec - 13.jan 7	3.mar - 30.apr	17.okt - 29.okt	unc·GL - unc·J.	Z6.sep - 6.okt	vou. dl -vou. d	6.aug - 17.aug	23.sep - 3.okt	6.mar - 18.mar	μ=	τđ
N	17 28	39 43	62	99	67	82	06	94	97	104	112	120	129	136	139	159	170	199	210	214	236	259	267	5.70	290	295	309		10 ²⁰

р

ty rozptylov: s_B^2 , s_B^2 , s_B^2 , teda zložky vektora \vec{C} , ako aj elementy symetrickej matice C^{\times} , ^Yurčeně pre podsúbor 50 údajov.

Výsledky matematického spracovania šú zase zhrnuté do ďalšej tabuľky, ktorú pre jej rozsiahlosť tiež neuvádzame. Vybrali sme z nej len pre každý kalendárny rok 20. slnečného cyklu po dvoch stranách, ktoré sú charakteristické extrémnymi počtami geomagneticky porušených, resp. geomagneticky kľudných intervalov. Každý takýto extrémny interval je - na rozdiel od údajov, uvedených v Tab. 1 charakterizovaný ešte aj najmenšou a najväčšou vyskytujúcou sa hodnotou K indexu, počtom vyskytujúcich sa porušených trojhodín, kľudných trojhodín a začiatkom, resp. koncom intervalu, aby bolo možné posúdiť kompaktnosť analyzovaných kozmických údajov, zatiaľ len celkom informatívne, Tab.2.

Je zaujímavé povšimnúť si priemerné hodnoty parametrov MMP, uvedených v spomínanej tabuľke - vo vzťahu k priemernej hodnote K_p indexov, a to zvlášť pre magneticky porušené intervaly a zvlášť pre magneticky kľudné intervaly, ako je to uvedené v Tab. 3. V jej dolnej časti sú uvedené priemery tabuľkovaných hodnôt pre porušené a pre magneticky kľudné intervaly. Z tabuľky vidno, že priemerné hodnoty zložiek MMP sú - pre vybrané magneticky porušené obdobia - približne rovnaké a všetky tri záporné. Pritom priemerná hodnota K_p indexu je väčšia ako 3_. Pre magneticky kľudné obdobia sa hodnota zložky B_x zmenší, aj keď má ešte stále záporné znamienko, ovšem hodnota B_y je už kladná, zatiaľ čo B_z má malú kladnú hodnotu, teda B_z $\rightarrow O$, v súlade s Parkerovým modelom pre medziplanetárne magnetické pole /4/.

Vyberme zo sumačnej tabuľky typicky porušené intervaly, teda také, pre ktoré z celkového počtu 50 trojhodín je aspoň 16 trojhodín pre D dni, Tab. 4. Ďalej vyberme podľa analogických kritérií typicky kľudné intervaly, Tab. 5. Ak vypočítame najprv priemerné hodnoty vstupných údajov, dostaneme pre porušené intervaly: $B_x = -0.011$ p, $B_y = 0.149 p$, $B_z = -0.447 p$, $K_p = 2.698$, kým pre veľmi kľudné intervaly máme: $B_x = 0.280 p$, $B_y = -0.615 p$, $B_z = 0.056 p$, $K_p - 1.632$. Vidíme, že okrem bežne uznávanej závislosti K_p na B_z , vystupuje tu aj závislosť na zložkách B_x a B_y , aj keď nie tak markantne, ako je to u severojužnej zložky.

Ako výsledok analýzy dostaneme empirické vzorce pre porušené obdobie, Tab. 4:

a pre kludné obdobia, Tab. 5:

$$K_{p} = 2,1171 - 0,0540.B_{p} + 0,0287.B_{p} + 0,0044.B_{p}$$

Už predbežné výsledky štatistickej analýzy údajov o MMP a porušenosti geomagnetického poľa /spracované bolo asi 11 % údajov z 20. slnečného cyklu /ukazujú, že v budúcnosti sa bude musieť venovať väčšia pozornosť štúdiu závislosti medzi MMP a K_p - menovite zložke B_y - ak sa majú prehĺbiť a rozšíriť naše poznatky o interakcii procesov v. medziplanetárnom priestore a v magnetosfére. Pravda, namiesto súradnicovej sústavy slnečno-ekliptikálnej sa bude pomžívať sústava slnečno-magnetosférická, v ktorej študované závislosti sa budú môcť prejaviť oveľa presvedčivejším spôsobom.

LITERATÚRA

- /1/ Interplanetary Magnetic Field Data, 1963 1974, WDC A for Solar- Terrestrial Physics, Rep. UAG - 46, 1975.
- /2/ Krajčovič,S., Kiss, J., Prigancová, A., Bieleková, M. : Katalog parametrov medziplanetárneho magnetického poľa pre trojhodinové intervaly 20. slnečnom cykle, Bratislava, 1977, nepublikované

/3/ Bakytová, H. a kol., Základy Štatistiky, Bratislava, 1975

/4/ Parker, E.N., Interplanetary Dynamical Processes, New York, 1963.



Obr. 1.

Vplyv slnečnej činnosti.

na analogové a numerické rádiové signály

P. BOBOVNICKÝ

Geofyzikálny ústav SAV Bratislava

ABSTRAKT

V príspevku sa rozoberá vplyv ionosférickeho šírenia na analogové a numerické rádiové signály. Prostrednictvom odrazu od ionosféry sa šíria rozhlasové signály počnúc od dlhovlnného až po krátkovlnné pásmo. V prípade šírenia v dlhovlnnom a strednovlnnom rozhlasovom pásme je to interferencia povrchovej a ionosférickej vlny. V strednovlnnom a krátkovlnnom pásme je to vzájomná interferencia ionosférických vín.

Oneskorenie rádiového signálu pri dvojdráhovom šírení je dané nasledovným vzorcom

$$V = -\frac{P}{C}$$

/1/

kde P je dráhový rozdiel napr. medzi odrazenou ionosférickou a priamou povrchovou vlnou. Pre tento prípad interferenčného šírenia v dlhovlnnom a strednovlnnom pásme sa dráhový rozdiel v šírení dá vyjadriť nasledovne

$$P = 2\sqrt{h^2 + (r/2)^2} - r \simeq \frac{2 h^2}{r}, /2/r$$

kde h je výška ionosférického odrazu v km, r je vzdialenosť medzi rozhlasovým vysielačom a prijímačom v km. Napr. pre r = 500 km, h = 100 km vychádza dráhový rozdiel P = 40 km. Na základe vzorca /1/ vychádza potom oneskorenie /pri rýchlosti c = 3.10^8 m.s⁻¹/ T = 133 μ sek. Sírka pásma pre analogový alebo numerický rozhlasový kanál je definovaná nasledovným vzťahom

$$B \leq \frac{1}{T_c} = \frac{c}{p} \qquad /3$$

Vzorcom /3/ je definovaná neskreslená prenášaná šírka pásma. Tak napr. pre P = 40 km, c = 3.10^8 m.s⁻¹ vychádza táto B \leq 7,5 kHz. Tejto požiadavke vyhovuje prenos analogového amplitúdovo modulovaného rozhlasového signálu napr. pri jednopásmovej prevádzke, ale nebude už vyhovovať pri dvojpásmovej amplitúdovej modulácii. Pri jednopásmovej amplitúdovej modulácii s bežným modulačným \approx pásmom 0 -4,5 kHz platí podľa vzorca /3/ 4,5 kHz \leq 7,5 kHz čo znamená, že prenos je neskreslený. Naopak pri dvojpásmovej amplitúdovej modulácii bude 2.4,5 kHz >7,5 kHz, čo znamená, že prenos bude skreslený. V prípade analogového amplitúdovo modulovaného rozhlasového signálu pre šírku pásma kanála platí formula

pre moduláciu s jedným postranným pásmom a

B

B

Fmax

pre moduláciu s dvoma postrannými pásmami a kde F_{max} je maximálny modulačný kmitočet. Pri numerizácií analogového modulačného signálu je šírka pásma rozhlasového kanála definovaná výrazom

 $B = 2nF_{max}$

kde n je počet bitov /0,1/ pri numerizácii, F_{max} značí maximálnu modulačnú frekvenciu v kHz, 2 F_{max} potom označuje vzorkovaciu frekvenciu. Tak napr. pre n <u>=</u> 8 a F_{max} = 5 kHz vychádza podľa vzorca /6/ potrebná šírka pásma numerického rozhlasového kanála B = 80 kHz. Pre optimálny dráhový rozdiel podľa vzorca /3/ možno napísať ďalší vzťah

P <u>c</u> B

t.z., že pre c = 3.10^8 m.s⁻¹ a B = 80 kHz vychádza optimálny dráhový rozdiel podľa vzorca /7/ P = 3,7 km. Taký malý dráhový rozdiel v šírení nie je možné dosiahnuť ani pri diaľkovom šírení v krátkovlnnom rozhlasovom pásme. Napr. pri interferencii 2 krát a 1 krát odrazenej ionosférickej vlny je dráhový rozdiel definovaný vzorcom

/5/

161

171

141

$$P = 4 \sqrt{h^{2} + (r/4)^{2}} - 2 \sqrt{h^{2} + (r/2)^{2}} \simeq \frac{6h^{2}}{r} \qquad /8/$$
pre $r \gg h$

a pre h = 100 km, r = 2 000 km vychádza P = 60 km a maximálna šírka pásma neskresleného prenosu bude podľa vzorca /3/ B = 5 kHz. V prípade prenosu frekvenčne modulovaných analogových rádiových signálov je šírka pásma kanála daná vzorcom

243

$$B = 2mF_{max} , \qquad /9/$$

kde m je index frekvenčnej modulácie vyjadrený nasledovným vzťahom

$$m = \frac{\Delta f}{F_{max}}, \qquad /10/$$

kde Δ f je frekvenčný zdvih nosnej rádiovej vlny úmerný amplitúde modulačného signálu podľa ďalšieho vzťahu

$$\Delta f = k U_{\rm F}, \qquad /11/$$

kde k konštanta úmernosti /kHz/V / a U_F je amplitúda modulačného signálu vo voltoch. Po dosadení /l0/ a /ll/ do /9/ máme pre šírku pásma frekvenčne modulovaného rádiokanála vzťah

$$B = 2 \Delta f = 2kU_{\rm F} . /12/$$

Napríklad pri frekvenčnej modulácii v krátkovlnnom pásme s frekvenčným zdvihom $\Delta f = 10$ kHz vychádza podľa vzorca /12/ je šírka kanála B = 20 kHz. Na základe tohto výsledku a podľa vzorca /7/ bude optimálny dráhový rozdiel P = 15 km. Tomuto výsledku odpovedá podľa vzorca /8/ minimálna vzdialenosť od vysielača

$$r \leq \frac{6 h^2}{P} \cdot \frac{13}{P}$$

Tak napr. pre h = 100 km, P = 15 km vychádza táto podľa vzorca /13/ r = 3 600 km, čo^{iz}minimálna vzdialenosť vysielač - prijímač pre neskreslený prenos frekvenčne modulovaného analogového rádiového signálu. Pri numerickom modulačnom signáli v prípade frekvenčnej modulácie pri prenose bitov /0,1/ býva pomer frekvenčného zdvihu vzhľadom na vzťah /11/ v pomere 1/5, čo znamená, že v tomto pomere sú aj šírky kanála pri bitovom prenose. To znamená napr. keď pri prenose log. 1 je šírka pásma napr. B = 20 kHz, tak pri prenose log. 0 stačí šírka pásma B = 4 kHz. Z tohto vyplýva poznatok, že pri prenose log. 0 nemusí byť prenos pri interferenčnom ionosférickom šírení skreslený. Zmenou ionosférickej výšky odrazu h bude sa prenášané pásmo zužovať alebo rozširovať o

$$\Delta B = \frac{\operatorname{cr} \Delta h}{2 h^3}$$
 /14/

pri interferencii povrchovej a ionosférickej vlny v dlhovlnnom a strednovlnnom rozhlasovom pásme o

$$\Delta B = \frac{cr\Delta h}{6 h^3} /15/$$

pri interferencii ionosférických vIn v krátkovlnnom rozhlasovom pásme a kde Δ h značí zmenu ionosférickej výšky odrazu. Podľa vzorca /15/ napr. pre r = 3 000 km, h = 100 km, Δ h = 10 km bude zmena šírky pásma pri šírení v krátkovlnnom pásme B = 1,5 kHz. Pri stúpaní ionosférickej výšky odrazu sa bude prenášané pásmo rádiokanála zužovať a naopak pri klesaní sa bude prenášané pásmo rozširovať.

LITERATURA

/1/ Bobovnický P.: Distorsion of the modulation signal in the propagation of two-band AM broadcasting. Contr. Geophys. Inst. SAS, 9. 1979 /2/ Bobovnický P.: Bandwidth of the AM and FM radio channels in the interfe- rential propagation between ground and ionosphere. Contr. Geophys. Inst. SAS, 10, 1980

Nežiadúci vplyv

heliogeofyzikálneho faktora,

na dynamiku dopravnej nehodovosti

A. PRIGANCOVÁ Geofyzikálny ústav SAV Bratislava

Abstrakt

Na základe štatistickej analýzy dynamiky dopravnej nehodovosti vo vzťahu k zmenám slnečnej, resp. geomagnetickej aktivity sa skúma možný nežiadúci vplyv helicgeofyzikálneho faktora na bezpečnosť cestnej premávky. Dlhodobá dynamika dopravnej nehodovosti vykazuje cherakteristický vzostup relatívneho počtu nehôd so zrejmým efektom]]-ročného cyklu slnečnej aktivity.

Zohľadnenie možného účinku heliogeofyzikálneho faktora, čo je zvlášť aktuálne v období zvýšenej slnečnej aktivity, resp. postupne vymedzenie superponovaného efektu tohto faktora môže prispieť k účinnejšej prevencii dopravnej nehodovosti a tým k optimalizácii vzťahu človeka a životného prostredia.

Jedným z dôležitých aspektov štúdia slnečno-zemských vzťahov, ktorý sa v poslednom čase dostáva do popredia, je výskum vplyvu slnečnej, resp. geomagnetickej aktivity na biosféru. V tejto súvislosti hovoríme o pôsobení tzv. heliogeofyzikálneho faktora. Treba poznamenať, že uvedená problematika znepokojuje vedcov už dlhší čas a dnes disponujeme obrovským rozsahom úkazov o opodstatnenosti podobných výskumov, keďže pôsobenie heliogeofyzikálneho faktora je preukazateľné na rôznych biologických úrovniach. Nevylučuje sa vplyv heliogeofyzikálneho faktora ani na ľudský organizmus. Bezprostrednými pozorovaniami a laboratórnymi pokusmi sa potvrdilo, že heliogeofyzikálny faktor môže vyvolávať určité zmeny krvného obrazu, môže viesť k srdcovo-cievnym komplikáciam, poruchám mozgového krvného obehu, pôsobí na výskyt epidemických ochorení a taktiež sa prejavuje aj v sfére psychickej činnosti.

Dnes ešte veda nie je schopná odpovedať, aký je mechanizmus tohto účinku, ale je jasné, že neoddeliteľnou súčasťou heliogeofyzikálneho faktora sú meniace sa v čase prirodzené magnetické polia. Citlivosť ľudského organizmu k zmenám magnetického poľa je neobyčajne vysoká. Napr. ľudský organizmus je schopný zaregistrovať zmenu intenzity magnetického poľa veľkosti iba 0,5-3 % intenzity geomagnetického poľa /GMP/, t.j. intenzita veľkých magnetických porúch, akými sú magnetické búrky, omnoho prevyšuje energetický prah citlivosti. Nesmieme podceňovať adaptačné schopnosti živých organizmov, najmä vyšších biologických foriem, ale ich spôsobilosť čeliť vonkajším faktorom môže sa meniť a nie je vylúčené, že občas kompenzačné mechanizmy zlyhajú. Samozrejme, uvedená vlastnosť je individuálna a táto skutočnosť vlastne len sťažuje identifikáciu jednoznačného účinku heliogeofyzikálneho faktora. Avšak pôsobenie tohto faktora sa stáva názornejším pri určitých patologických zmenách v organizme, pri celkovej jeho indispozícii. Uvedené fakty, o ktorých sa tu môžeme zmieniť len v krátkosti, násnabádajú na účelnosť ďalšieho výskumu tohto vonkajšieho činiteľa, neprispievajúceho ozdraveniu životného prostredia. Statistické výskumy vzťahu heliogeofyzikálneho faktora k takému úkazu, akým je dynamika dopravnej nehodovosti, odhaľuje nežiadúci vplyv meniacich sa vonkajších podmienok, charakterizovaných úrovňou slnečnej a geomagnetickej aktivity. V tejto súvislosti je vhodné zdôrazniť, že najväčšia ťažkosť pramení z faktu, že ide o superponovaný efekt a otázka diferenciácie vplyvu heliogeofyzikálneho faktora sa ťažko dá riešiť jednoznačne.

Je pochopiteľné, že základom bezpečnej jazdy je adekvátna reakcia účastníka premávky /obecne nielen vodiča, na ktorého sa kladú samozrejme väčšie požiadavky, ale aj chodca/, ktorá pramení z hlbokej znalosti dopravných predpisov, osobnej disciplíny a psychickej vyváženosti. Práve táto posledná zložka môže utrpieť "na kvalite" pôsobením nielen subjektívnych ale aj objektívnych príčin. Učinok heliogeofyzikálneho faktora je jednou z týchto objektívnych príčin aj keď zďaleka nie rozhodujúcou. Avšak tento faktor ešte stále je, možno povedať, anonymný a je skutočne najvyšší čas ho legalizovať.

Pre tento účel boli spracované údaje o nehodovosti na území SSR za obdobie zahrňujúce zhruba 2 cykly slnečnej aktivity. Materiály o dopravnej nehodovosti na území SSR sú rozsiahle, ale ich triedenie a spracovanie sa robilo podľa kritérií špecifických potrieb dopravných inšpektorátov a mnohé štatistické údaje nie sú použiteľné z hľadiska štúdia možného vplyvu heliogeofyzikálneho faktora. V čase explózie motorizmu pre nás sú potrebné nie absolútne, ale relatívne údaje. To je pochopiteľné. Stačí uviesť, že vďaka neustálemu rastu počtu motorových vozidiel v ČSSR pripadalo v roku 1978 1 motorové vozidlo na 3,7 obyvateľa. Zvyšuje sa aj celkový počet najazdených kilometrov, o čom svedčí rastúca spotreba pohonných hmôt. Informácia o stave počtu vozidiel, spotrebe pohonných hmôt, počte držiteľov vodičských preukazov je tažko prístupná najmä pre staršie roky. V posledných rokoch informačný systém nehodovosti sa podstatne zdokonalil a vďaka plodnej spolupráci s Ministerstvom vnútra SSR časť nahromadenej informácie sa podarilo použiť na sledovanie vývinu nehôd za dlhšie obdobie. Výsledky analýzy svedčia o trende mechodovosti v zhode s cyklom slnečnej aktivity poukazujúc na synchronizované zmeny chodu dopravnej nehodovosti vzhľadom na fázu

slnečnej činnosti v jej 11-ročnom cykle. Skúmala sa dynamika relatívneho počtu nehôd v prepočte na 100.000 vozidiel v priebehu rokov 1954-1978 /obr. 1,2/. Po jednoduchom vyhladzovaní krivka relatívneho počtu nehôd n pre 19. cyklus vykazuje výraznú tendenciu stúpania nehodovosti vo fáze maxima slnečnej aktivity /r. 1957-59/ v porovnaní s obdobiami zníženej slnečnej aktivity. Kvantitatívne toto stúpanie nie je ľahko vyjadriť. Ale keď predpokladáme rovnaké tempo zhustenia premávky po tieto roky, čo je zhruba v súlade s reálnou situáciou, môžeme pripustiť, že absolútny rozdiel údajov o nehodovosti vo fáze minima a maxima slnečnej činnosti odráža vplyv meniacej sa úrovne slnečnej aktivity, čo spôsobuje zvýšenie nehodovosti o cca 4 %. Chod krivky relatívnej nehodovosti pre 20. cyklus taktiež zdôrazňuje trend stúpania nehodovosti v období zvýšenej slnečnej aktivity. Celkové tempo stúpania nehodovosti v tomto období je spojené s náhlym skokom, ktorý vysvetľujeme prehľbením disproporcie zvýšenej intenzity cestnej premávky a stavu cestnej siete ako aj nedostatočnej vodičskej vyspelosti rýchlo rastúceho počtu nových držiteľov vodičských preukazov. Nezabúdajme, že na dynamiku dopravnej nehodovosti vplývajú dôsledky úprav pravidiel cestnej premávky, postupné skvalitnenie cestnej siete, ako aj cenové úpravy pohonných hmôt.Avšak na pozadí týchto objektívnych príčin trend spojený s cyklickou zmenou slnečnej aktivity sa zachováva. Čo viac, dynamika dopravnej nehodovosti do určitej miery odzrkadľuje zvláštnosti 20. cyklu slnečnej aktivity, kedy neúmerne vysoká geomagnetická aktivita sa pozorovala aj v r. 1972-74. Relatívny počet nehôd vykazuje široké maximum t.j. udržuje sa na značnej úrovni nielen vo fáze maxima slnečnej aktivity, ale aj v ďalších rokoch anomálne vysokej geomagnetickej aktivity. Táto súvislosť sa stáva ešte názornejšou pri porovnaní kriviek nehodovosti v 20. cykle slnečnej aktivity v prepočte na 1.000 vozidiel pre autobusy /a/, pre nákladné /b/, osobné a dodávkové /c/ autá. Vidíme, že pôsobenie heliogeofyzikálneho faktora je reálne /obr. 3/. Na súvislosť dynamiky dopravnej nehodovosti s cyklom slnečnej aktivity poukazujú údaje aj z iných štátov /1/.

Uvedený poznatok sa všeobecne vzťahuje iba na dlhodobú dynamiku dopravnej nehodovosti. Pri sledovaní krátkodobých zmien počtu dopravných nehôd vplyv heliogeofyzikálneho faktora je ťažko preukazateľný vzhľadom na to, že vymedzenie jeho pôsobenia je spojené s veľkými obtiažami. Keď porovnávame jednotlivé prípady extrémne vysokej nehodovosti a odpovedajúcu geomagnetickú situáciu korelácia nie je jednoznačná, nie zriedka je protichodná, čo môže vyvolať dojem celkovej neprítomnosti vzťahu skúmaných úkazov. Je vhodné zdôrazniť dôležitosť toho, že prípady súvislosti sa vyskytujú. Ako príklad uvedieme náhle stúpanie absolútneho počtu nehôd v jednotlivých dňoch v období 18. 3. - 6. 4. 1976 /obr. 4/. Krivka nehodovosti vyhladená kľzavým spriemernením kulminuje v zhode s extrémne vysokou geomagnetickou aktivitou. Podotýkame, že v skúmanom časovom intervale bolo síce daždivé počasie, ale v poveternostných podmienkach neboli náhle zmeny zaznamenané. Celková tendencia synchronnosti zmien úrovne geomagnetickej aktivity a počtu dopravných nehôd na území SSR je preukazateľná aj na ďalšom obr. 5 pre časový interval 15. 4. - 6. 5. 1979. Uvedené príklady potvrdzujú, že účinok vonkajšieho faktora akým je heliogeofyzikálny faktor, na dynamiku dopravnej nehodovosti nemôžeme vylúčiť.

Statistika nehodovosti z hľadiska princípov cestnej premávky pomáha odhaliť najčastejšie príčiny nehôd, ktoré svedčia o tom, že ľudský faktor je rozhodujúci pre bezpečnosť jazdy, tij. rozhoduje adekvátna reakcia účastníka cestnej premávky, ktorú sme spomínali vyššie. Je známe, že pôsobenie magnetického poľa má na reakciu človeka brzdlaci efekt, určité zmeny nastávajú aj v motorike končatín. Z kvantitatívneho hľadiska tieto výkyvy od normálneho stavu nervového systému nie sú značné, ale môžu byť postačujúce, aby ohrozili adekvátnu reakciu pri nebezpečnej cestnej situácii. Väčšiu pravdepodobnosť ohrozenia adekvátnej reakcie je preto logické očakávať pri extrémnych podmienkach v geomagnetickom poli, čo horeuvedené krivky potvdzujú. Inými slovami, zmena úrovne geomagnetickej aktivity, ktorá sa bezprostredne vzťahuje na slnečnú činnosť a súvisí s rozličnými parametrami slnečného vetra, sa stáva stressorom, významným faktorom životného prostredia. Geomagnetické pole, tak povediac, vystupuje ako možný ekologický faktor. Z tohto hľadiska štúdium geomagnetického poľa ako parametra okolitého prostredia poslúži pre optimalizáciu vzťahu človeka. a životného prostredia.

Naliehavosť hlbšieho výskumu vzájomného vzťahu heliogeofyzikálneho faktora a procesov v biosfére sa znásobuje vzhľadom na obdobie maxima slnečnej aktivity, kedy účinky tohto faktora, ako sme sa presvedčili, vystupujú do popredia.

LITERATÚRA

(1) V. N. Jagodinskij : Vesmírny pulz biosféry. Vydalo Slovenské ústredie amatérskej astronómie Hurbanovo, 1977.



Obr. 1 - Dynamika dopravnej nehodovosti v 19. cykle slnečnej aktivity podľa údajov pre SSR.





Obr. 4 - Krivka dopravnej nehodovosti na území SSR v intervale 18.3 - 6.4. 1976 pri náhlych zmenách úrovne geomagnetickej aktivity charakterizovanej indexom A_p.



Obr. 5 - Krivka dopravnej nehodovosti na území SSR v intervale 15.4. - 6.5. 1979 pri náhlych zmenách úrovne geomagnetickej aktivity charakterizovanej indexom A_p.

- 251 -
Optické pozorování Slunce

v 80-tých letech

J. SUDA

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Článek se zabývá perspektivami pozemních slunečních optických pozorování. Stálá potřeba dobře vybavených přístrojů středních apertur, která vyplývá z přehledu nových slunečních teleskopů, vede k závěru, že pozorování Slunce v nejbližších letech bude zaměřeno na kontinuitu pozorování a sledování jednotlivých jevů v celkovém kontextu sluneční aktivity.

Chtělbychzde podat stručný přehled, zabývající se perspektivami, potřebami a omezeními slunečních pozorování v 80-tých letech. Podle předbežného programu uslyšíme na tomto semináři i referát dr. Valníčka o budoucích plánech a perspektivách slunečního výzkumu z kosmického prostoru v rámci programu Interkosmos, omezím se proto ve svém přehledu na úvahy a plány, které se vztahují k pozorováním v optickém oboru především s přístroji umístěnými na zemi.

PROBLEMY SOUČASNE SLUNEČNÍ FYZIKY

Ve všech oblastech astronomie, a tedy i ve sluneční fyzice, každá teorie, pokud není ověřena pozorováním, zůstává spekulací. Naopak, syrová pozorování sama o sobě, jsou téměř bez užitku. Nabývají smyslu pouze v kontextu s teoretickou interpretací v rámci dosavadních znalostí. Všechno naše chápání slunečních jevů se vyvíjelo po staletí v těsném sepětí teorie a pozorování. A bude tomu tak i v budoucnosti při sledování stále hlubších problémů. Podívejme se tedy na krátký nástin otázek, které určují směr sluneční fyziky v současné době.

Nevyřešených problémů je ve sluneční fyzice ještě ílouhá řada. Dosud se dospělo

k všeobecně přijatému názoru, že magnetické pole a pohyby horké sluneční plazmy jsou dva základní faktory, jejichž interakce je příčinou veškeré sluneční aktivity.

Pohyby plazmy na Slunci jsou značně růžnorodé s velmi širokým spektrem rychloz stí. Mezi měřitelnými parametry ve slunční atmosféře musíme rychlost pokládat za jeden z nejzákladnějších. Dobrá měření rychlostí jsou podstatné pro všechny aspekty slunečního výzkumu. Rychlosti spojené se slunečními jevy velmi velikých rozměrů $/0,1 - 1,0 R_0/$ jako je diferenciální rotace, meridionální toky, globální pulsace a pravděpodobně i t.zv. obří cely, dávají klíče ke struktuře nitra Slunce, k původu slunečního cyklu a ke vzniku dlouhodobé sluneční variability jako je Maunderovo minimum.

V poněkud menším rozměru /0,01-0,1 R_0 / supergranulární pohyby, pětiminutové oscilace a pohyby v aktivních oblastech se vztahují k utváření chromosféry, ke kumulaci energie v erupcích a ke struktuře vrchní sluneční konvektivní zóny. Zdá se také, že mnoho jevů při transportu energie a hmoty ve fotosféře a nahoru do chromosféry a koróny nastává ve stěží rozlišitelných pohybech spojených se sluneční granulací a chromosférickými jemnými strukturami s rozměry 10⁻³ až $10^{-2} R_0$.

Také magnetická aktivita Slunce má velkou variabilitu. Jsou zde efekty, kterým ještě ani po letech pozorování a teoretických studií dobře nerozumíme. Postupně jsme si však uvědomili, že nepravidelnosti v aktivitě na povrchu a nad povrchem Slunce jsou projevem magnetických polí. Konkretní mechanismus ale není znám. Zájem se proto v současné době upírá ve fotosféře na otázky koncentrace magnetického toku buněčnou konvekcí, na otázky stability koncentrací magnetického toku, především ve slunečních skvrnách, na otázky horizontálního rozptylu toku energie chybějícího ve viditelném kontinuu emitovaném ze skvrn a na otázky generace a vynořování magnetického pole a migrace diskretních trubic magnetického toku vlivem vztlaku a supergranulárního proudění.

V chromosféře a koróně je předmětem studia především role magnetického pole při nahřívání spodních vrstev chromosféry a koróny, jeho interakce s chromosférickou plazmou, mající za následek vznik erupcí a náhlé uvolňování energie a velmi široká oblast otázek týkajících se vlivu magnetického pole na strukturu a dynamiku koronálních útvarů.

V 60-tých letech se sluneční fyzika nacházela především pod vlivem bouřlivého rozvoje kosmických výzkumů. Rozvoj techniky spjatý s tímto výzkumem i relativně příznivé ekonomické klima umožnily ve sluneční instrumentaci řadu nových zlepšení, která přispěla k tomu, že se podstatně zvětšil objem slunečních pozorování s jemnějším rozlišením. Ukázalo se, že prakticky všechny jevy, se kterými se na Slunci setkáváme jsou složený z detailních struktur s rozměry kolem 1° a že především v této detailní struktuře bude nutno hledat klíč k fyzice, kterou se řídí sluneční aktivita. Zdá se, že většina přenosu a uvolňování kinetické energie a hmoty v klidné i aktivní atmosféře Slunce se děje v rozměrech této velikosti nebo ještě menších. Pcd vlivem těchto výsledků byl v úvahách a plánech pro 70-tá léta definován program zaměřený na stavbu velkých slunečních teleskopů, které by umožňovaly studium sluneční atmosféry s nejvyšším možným rozlišením jak prostorovým tak spektrálním současně ve všech spektrálních oborech od nejkratšího RTG přes ultrafialovou a viditelnou oblast až do daleké infračervené oblasti.

Vývoj ve světě a zesilující se ekonomické problémy v průběhu 70-tých let však ukázaly, že latka byla nastavena přísliš vysoko, a že tento maximalistický program, vyžadující značné finanční náklady nebude možno splnit. V porovnání s těmito plány se proto objevují v současné době ve sluneční fyzice na toto téma studie, ve kterých jsou předchozí ambice podstatně přizpůsobeny současným finančním možnostem a vyznačují se daleko skromnějšími a střízlivějšími úvahami o dalším rozvoji a perspektivách pozorování Slunce.

PERSPEKTIVY SLUNEČNÍCH POZOROVÁNÍ

Velké projekty.

Snem každého slunečního pozorovatele je velký teleskop vybavený jak ideálními klimatickými podmínkami, umožňujícími nepřetržité nebo aspoň každodenní pozorování, tak množstvím nejmodernějšího pomocného zařízení, které by umožňovalo zaměřit se na nejaktuálnější problémy. K tomuto ideálu se přibližují dva projekty, které také dominují plánům na rozvoj slunečních pozorování v 80-tých letech

Sluneční orbitální teleskop /SOT/.

Jak sám název napovídá, je to projekt velkého teleskopu umístěného na oběžné dráze kolem Země a tedy nezávislého na zemské atmosféře, která je největším omezením slunečních pozorování s velkým rozlišením.

Základní sestavou má být isolovaný kontejner s průměrem 3,8 m a délkou 7 m. /obr. 1 a 2/. Její nejdůležitější součástí je zrcadlo o průměru 1,25 m a použitý Gregoryho systém bude dávat rozlišení lepší než 0,2" ve spektrální oblasti pokrývající rozsah 1200 Å - 10000 Å. Příslušenství primárního zrcadla zajistí aktivní orientaci celého systému, fokusaci, rastrování a pointaci s přesností pod 1", a to až do vzdálenosti 1 slunečního poloměru od okraje Slunce a kompensaci pohybu obrazu Slunce. Experimentální přístroje v primárním fokusu mají být umístěny na otáčivém karuselu s možností jejich postupného zařazování do procesu pozorování. Přístroje v Gregoryho fokusu budou montovány blízko sekundárního zrcadla a napájeny dalším rovinným zrcadlem. O konkrétním typu přístrojů nebylo zatím rozhodnuto, v tomto směru probíhá dosud velmi rozsáhlá kampaň, která na základě došlých návrhů na experimentální využití celého projektu umožní výběr nejvhodnějšího vybavení a uspořádání.

Celý projekt je součástí kosmického programu NASA a je závislý na průběhu vývo-

jových zkoušek raketoplánu, na jehož palubě by měl být teleskop umístěn a který jej má vynést na oběžnou dráhu.

Předpokládaná doba aktivního pozorování na oběžné dráze je 7 až 14 dní a to v režimu 40 minut den - 20 minut noc s případnou možností až třídenního nepřetržitého pozorování. V současné době se předpokládá první let v období 1983 -1985.

Přestože původní termín, proponovaný nejprve na počátek 80-tých let, byl již několikrát odložen v důsledku zpožďování vývoje raketoplánu, zdá se naděje na uskutečnění tohoto projektu v 80-tých letech dosti reálnou. V budoucnosti se počítá s uskutečňováním jednoho až dvou letů ročně.

Velký evropský sluneční teleskop /LEST/.

Je dalším projektem velkého slunečního dalekohledu, který by měl svými parametry umožnit posunutí našich znalostí ve sluneční fyzice a podstatný krok kupředu. Plán na uskutečnění tohoto projektu vzešel z volného sdružení slunečních fyziků několika západoevropských zemí /JOSO/ a jedná se o velký pozemní dalekohled situovaný v místě s nejlepšími klimatickými podmínkami. Na jeho stavbě by se měly podílet všechny účastnické země, právě tak jako na jeho využití.

Jak vypadá současná situace? Až dosud se uskutečnilo několik pracovních zasedání JOSO, zabývajících se diskusemi o požadovaných vlastnostech takového teleskopu, jeho vybavení a o oprávněnosti a využití tohoto projektu, především ve vztahu k SOT.

Parametry LEST byly zatím definovány jen všeobecně a daly by se shrnouti asi do těchto bodů:

- a/ Teleskop by měl být větší než existující sluneční dalekohled na observatoři Kitt Peak /d = 150 cm/ a k dobrému rozlišení nejmenších slunečních struktur by jeho rozlišovací schopnost měla být asi 0,1". Odtud vyplývá apertura teleskopu: 250 cm jako ideální, 200 cm jako přijatelná.
- b/ Vakuování všech optických cest k zamezení vnitřního seeingu.
- c/ Velký fotonový tok, nutný pro polarimetrii a studium umbrální struktury skvrn.
- d/ Malé a konstantní množství instrumentální polarizace.
- e/ Vysoká přesnost a stabilita vedení teleskopu.
- f/ Achromatický obraz a vysoká transmise ve spektrálním rozmezí 3200 Å -20000 Å.
- g/ Nízká úroveň rozptýleného světla.

Představy o vztahu mezi SOT a LEST vysvitnou snad nejlépe z tabulky 1.

- 255 -

Ta	b.	1:
	~ •	

Charakteristika	SOT	LEST	
Rozlišení	 2" infračervená oblast 0,3" blízká infra- červená oblast 0,1" viditelná obl. 0,1" ultrafialová oblast /L/ 	<pre>1" infračervená oblast 0,3" blízká infra- červená oblast 0,3" viditelná obl.</pre>	
Spektrální rozsah	1100 Å - 16 000 Å	000 Å 3000 Å - 20 000 Å	
Možnost pozorovaných oblastí	fotosféra chromosféra koróna	fotosféra chromosféra	
Studium erupcí	dobré-vzhledem k pokrytí UV oblasti	dobré -vzhledem k možnosti 100 % využití teleskopu	
Vývoj aktivních oblastí	krátkodobé jevy	možnost dlouhodobého studia /i několik rotací/	
Nepřetržitá pozorování	3 - 4 dny možnost nepřetržitého po- zorování	režim den - noc	
Využití a dosažitelnost	4 % času/rok	100 % času/rok	
Dlouhodobý vývoj /sl. cyklus/	omezený počet letů	bez omezení	

Byla provedena také rozsáhlá testování několika míst na Kanárských ostrovech z hlediska vhodnosti klimatických podmínek pro sluneční pozorování s velkým rozlišením. Celkový stav celého projektu spolu se skutečností, že JOSO nemá dosud žádný oficiální statut však budí dojem, že naděje na realizaci celého projektu v 80-tých letech je jen velmi malá.

Nové sluneční dalekohledy.

Podívejme se, jak vypadají současné tendence ve sluneční instrumentaci kromě těchto dvou velkých projektů. Uvedme zde stručný a jistě ne zcela úplný seznam

34

nových slunečních dalekohledů, které jsou ve výstavbě nebo byly dokončeny v poslední době:

V r. 1978 byl instalován nový 60 cm sluneční teleskop na HIDA observatoři university v Kiotu. Je umístěn na azimutální montáži na 20 m vysoké věži bez kopule. Optický systém je modifikovaný systém Gregoryho /obr. 3/. Vycházející svazek souhlasí s vertikální osou věže a vytváří 30 cm veliký obraz Slunce v dobře přístupné místnosti. Teleskop je vybaven spektrografem s velkou dispersí, který je postaven ve vertikální dutině, jejíž osa souhlasí s osou teleskopu. Spektrograf i teleskop jsou evakuovány a celá elektronika je ovládána mikroprocesorem.

V Irkutsku se staví nový sluneční dalekohled u Bajkalského jezera. Dvoučočkový objektiv má průměr 76 cm s ohniskovou dálkou 40 m.

U nás jsou ve výstavbě první z 5 velkých horizontálních slunečních dalekohledů s aperturou 50 cm, které jsou určeny především pro spektroskopická pozorování. O tomto projektu uslyšíme zde ještě více v samostatném referátu.

V Holandsku se připravuje věžový teleskop pro holandskou stanici na Kanárských ostrovech. Cassegrainův systém /d=45 cm, f kolem 4 m/ má být umístěn bez kopule na 15 m vysoké věžové konstrukci z ocelových trubek /obr. 4/. Celý teleskop má být otevřený /tedy bez vakuových cest/ s dálkovým ovládáním mimo nosnou konstrukci. Zajímavostí u tohoto dalekohledu je vodou chlazená clona omezující obraz Slunce v tubusu.

Na Kanárských ostrovech byly instalovány dva vakuové reflektory /německý a italský, 45 a 40 cm/, které sloužily jako hlavní přístroje pro testování místa pro plánovanou evropskou observatoř.

Pro sledování sluneční aktivity byly postaveny na observatoři Big Bear dva vakuové refraktory s apreturou 25 cm.

Pro pozorování koróny a koronálních změn bude služit na Mauna Loa nový koronograf s otvorem 20 cm.

Zajímavým projektem je "Sluneční optická pozorovací síť" /SOON/, která bude sestávat z 5 stejných vakuových teleskopů o průměru 25 cm, které mají být rozmístěny v USA, Portoriku, na Havaji,v.Australii a v Řecku a zajistit tak pokrytí celého pozorovacího dne. Systém dalekohledů je založen na štěpení pozorovacího svazku a přepínání jednotlivých optických cest. Dva pomocné svazky jsou využívány k vedení teleskopu a k projekci obrazu Slunce na stinítko. Hlavní svazek je štěpen jednak na spektrograf pro vytváření magnetických map, jednak na cestu pro pozorování v H_{O} , kde se v 5 sekundových intervalech střídá snímkování jednotlivých oblastí na Slunci, snímkování celého disku a okulár. Vše je řízeno počitačem. Systém využívá faktu, že sluneční pozorování jsou často konána v intervalech a tak je k disposici čas pro různá pozorování.

Instrumentální vybavení.

Trendy v instrumentálním vybavení teleskopů se koncentrují především na využití universálních úzkopásmových dvojlomných filtrů s šířkou pásma kolem 0,1 Å a schopných rychlého ladění na kteroukoli vlnovou délku v rozsahu téměř celého viditelného spektra. Vzrůstající úsilí je zaměřeno i na konstrukci polarimetrů schopných měřění celkového vektoru magnetického pole v klidných i aktivních oblastech na slunečním disku.

Nejrušivějším faktorem při kvalitních slunečních pozorováních je nahřívání vzduchových vrstev v okolí i uvnitř teleskopu. Snahy po zlepšení kvality obrazu v dalekohledu se projevují především v tom, že výběr místa, kde má teleskop pracovat, se uskutečňuje na základě pečlivého studia místních klimatických podmínek, aby vytvářený obraz byl co nejméně znehodnocován okolní atmosférickou turbulencí a vakuováním dalekohledů k zamezení vnitřního seeingu v tubusu.

Jiná cesta, která se v tomto směru zkouší, je zavádění nových technik a metod, které by umožnily rekonstrukci turbulencí pokaženého obrazu. Zde by bylo možné jmenovat pokusy s aktivní optikou, jejíž funkce spočívá v kompensaci poruch přicházejícího vlnového čela v reálném čase, t.zn. efekty seeingu by měly být eliminovány již <u>před</u> detekcí fotonu. Tím by se zlepšila ostrost obrazu. Současný stav tohoto oboru však není dosud takový, aby bylo možno pro sluneční pozorování očekávat podstatnější zisk. Pečlivý návrh a konstrukce teleskopu a užití vakuovaných cest by mělo potřebu aktivní optiky téměř zcela vyloučit.

Novou technikou je speckle interferometrie, založená na metodě rekonstrukce obrazu "po pozorování", t.j. když je foton detekován a zaznamenán. Zde se vychází z předpokladu, že kombinovaný efekt teleskopu a atmosféry je lineární filtrace, takže rozdělení intensity v obrazu je svázáno s rozdělením intensity v objektu pomocí bodové rozptylové funkce, která silně závisí na exposici. Při krátkých exposicích se pozoruje vysoce kontrastní náhodná skvrnková struktura /speckle/ obrazu, která v sobě obsahuje zakodovanou informaci o detailní struktuře objektu. Také tato metoda je pouze v počátcích a rozsah jejího použití při slunečních pozorováních je zatím těžko odhadnout.

Z přehledu nově budovaných slunečních dalekohledů vysvítá, že se pociťuje stálá potřeba přístrojů s rozměry zobrazovací optiky v rozmezí 20 - 60 cm.Perspektivy slunečních pozorování v současné době se tedy rýsují v zaměření na kontinuitu pozorování pro získání dalších informací o vývoji, životních dobách a chování již známých struktur sluneční atmosféry s rozměry kolem 1" a na sledo vání jednotlivých jevů v kontextu s ostatní aktivitou na Slunci. To jsou úkoly, které jsou potřebné, aby se posunulo dopředu chápání sluneční fyziky a které lze úspěšně plnit s přístroji středních apertur.

Velká pozornost je věnována snahám zlepšit možnosti stávajících dalekohledů zlepšením účinnosti, přesnosti a spolehlivosti pomocného vybavení, zvýšením kvality obrazu vytvářeného teleskopy a redukcí práce s daty po pozorování na

na nejmenší možnou míru.

Nezabývali jsme se zde vůbec možnostmi a perspektivami využití mikroprocesorů a výpočetní techniky pro zlepšení kvality slunečních pozorování. Tato oblast je tak rozsáhlá a paleta možností tak pestrá, že by se příliš rozšířil objem tohoto referátu. Této tematice a některým jejím zajímavým aspektům bude však na tomto semináři věnováno několik samostatných prací.

LITERATURA



Obr. 1 - Základní schema SOT.



.



Obr. 4 - Otevřený 45 cm holandský dalekohled. Vlevo v popředí nosná věžová konstrukce, vpravo návrh Cassegrainova systému dalekohledu.

Ondřejovský

sluneční horizontální dalekohled

se spektrografem,

zhotovený firmou VEB Carl Zeiss, Jena

P. AMBROZ, V. BUMBA, M. KLVAÑA, P. MACÁK

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT Práce pojednáva o novém ondřejovskám slunečném horizontálném dalekohledu se spektrografem zhotoveném firmou VEB Cerl Zeiss, Jena.

V současné době byl prakticky dokončen v ondřejovské observatoři Astronomického ústavu ČSAV prvý ze tří horizontálních dalekohledů, vybavených spektrografy pro studium Slunce. Přístroje zhotovuje firma VEB Carl Zeiss Jena pod názvem HSFA /Horizontale Sonnenforschungsanlage - horizontální přístroj pro výzkum Slunce/.

Přístroje jsou vyráběny podle objednávky Astronomického ústavu ČSAV, který formuloval požadavky na jejich optiku i práci na základě zkušeností, získaných na horizontálním slunečním dalekohledu spojeném s otáčivým spektrografem, postaveném na observatoři v roce 1966 /Bumba a druzí, 1976/.

Koncepce přístroje byla dopracována ve spolupráci pracovníků ústavu s pracovníky firmy Carl Zeiss Jena a firmy Vilati z Budapešti, která konstruuje řídící elektroniku optického komplexu. Při tom jsme vycházeli z technických řešení, rozpracovaných při praktické expluataci námi zhotoveného prvého horizontálního jednokamerového systému, částečně získaných už při práci s pomocným spektrografem i mnohokamerovým spektrografem observatoře pro pozorování erupcí. Některé otázky byly konzultovány s pracovníky observatoře Einsteinturm v Potsdami. Výsledný přístroj může být tedy příkladem mezinárodní spolupráce v rámci socialistické integrace /Gutcke, 1979/.

OPTICKÉ SCHÉMA PŘÍSTROJE

Světelný svazek slunečních paprsků je posílán coelostatem typu Jensch 1 /obr.1/ na zrcadlový objektiv horizontálního dalekohledu 2 s ohniskovou vzdáleností 35 m, odtud na pomocné rovinné zrcadlo 3 a pak na vstupní štěrbinu spektrografu, kde je vytvářen obraz Slunce o průměru asi 32 cm. Ve spektrografu světelný svazek vystupující ze štěrbiny 4 dopadá na zrcadlo kolimátoru 5 o ohnisku 10 m, odráží se na difrakční mřížku 6. Z vějíře různých řádů a vlnových délek se vybírá zrcadlem komory 7 ta část spektra, kterou chceme v tom kterém řádu studovat, a zobrazuje se v rovině jeho ohniska, které je stejné jako ohnisková délka kolimátoru.

Využívané průměry zrcadel jsou tyto: coelostat 600 mm, objektiv dalekohledu 500 mm, pomocné rovinné zrcadlo dalekohledu 370 mm, rovinná mřížka firmy Bausch x Lomb má rozměr /plocha pokrytá vrypy/ 154 x 206 mm, při 632 vrypech na milimetr. Pracuje v mnoha svých řádech ve fialovém, viditelném a infračerveném oboru spektra. Uhel koncentrace světla je 51⁰, mřížku je možné použít v různých řádech po obou stranách nultého řádu s poměrně vysokou účinností. Podle údajů firmy duchy mřížky ve čtvrtém řádu a vlnové délce 5461 Å dostihují 0,01 % hlavního maxima. Kazety jsou konstruovány pro desky o rozměru 18 x 24 cm. Všechna zrcadla jsou zhotovena ze SITALu – sovětského keramického materiálu s malým koeficientem teplotní roztažnosti. Mřížka je nanesena na CERVITu, což je keramický materiál podobných vlastností jako SITAL, amerického původu.

Dalekohled je řízen automatickým fotoelektrickým pointačním zařízením, skanovacím automatem, má automatické odečítaní souřadnic, jeho práce může být programově řízena, závěrka je ovládána poloautomaticky.

Coelostat a pomocné zrcadlo dalekohledu jsou umístěny na společném betonovém základu ve věži coelostatu vysokém asi 6 m, odděleně od všech ostatních konstrukcí, zejména ochranné stěny, odsouvací střechy a olejového hospodářství, zajišťujícího práci ložisek coelostatu. Coelostatová věž se nachádzí asi 10 m jižně od hlavní budovy spektrografu. Tato budova je svou severní částí ponořena do terénu, svažujícího se k jihu. V prvém patře budovy jsou dva prostory. Před vstupní štěrbinou spektrografu - v prostoru pro pozorovatele - se nachází objektiv dalekohledu, nad kterým v nevelké vzdálenosti je upevněn teleobjektiv a mechanika pointačního zařízení, skanovacího automatu a systém odečítaní souřadnic. Vše je umístěno na betonovém pilíři, odděleném od budovy.

Prostor pro pozorovatele je uzavřen stěnou, od které je pružně oddělen štít /umístěný na společném betonovém základu spektrografu/, nesoucí vstupní štěrbinu, kazetu a optické lavice pro pomocné přístroje. Z jeho druhé strany - ze strany prostoru spektrografu, odděleného od budovy dřevěnými izolačními stěnami, podlahou i stropem - se nachází difrakční mřížka s mechanismem otáčení, závěrka, nosič filtrů pro vymezení spektrální oblasti a opět optické lavice pro pomocná zařízení. Na společném betonovém základě spojeném v základu budovy se sloupem, nesoucím štít se vstupní štěrbinou, v zadní části spektrografu, se nachází stojan kolimátoru a stojan zrcadla komory. Oba betonové sloupy jsou opět dilatovány od stropů, kterými prochází. Betonové pilíře veškeré optiky jsou « uloženy v pískových ložích, která tlumí jejich eventuální rozkmitání.

Jenschův coelostat má dvě zrcadla, která se obě při sledování Slunce pohybují. Pohyblivá část: coelostatu, držící osu s hodinovým zrcadlem a rameno s deklinačním zrcadlem, má složitá hydrostatická ložiská. Zařízení pro přívod oleje pod tlakem je umístěno ve spodní části věže coelostatu.

Pohyb za Sluncem je prováděn pomocí synchronního motoru coelostatu, jehož rychlost je možné regulovat téměř spojitě v mezích 14,25' - 15,75'/min. pomocí odpovídajícího číslového kódu na pultě řízení.

Nařízení coelostatu na Slunce v deklinaci je prováděno ručně, v hodinovém úhlu se používá hrubého pohybu coelostatu o rychlosti 60° /min. Jemné navedení coelostatu v \checkmark i δ se dělá pomocí jemných pohybů s rychlostmi l^o/min. nebo velmi jemných pohybů o rychlosti 0,5'/min.

Měnit rychlosti pohybu je možné pomocí kontaktů na řídících rukojetích, upevněných jednak přímo na coelostatu, jednak v blízkosti vstupní štěrbiny spektrografu.

Blok řídící elektroniky zabezpečuje na principu práce, stejném jako u našeho prvého horizontálního spektrografu /Klvaňa, 1975a/, práci fotoelektrické pointace, skanovacího automatu /Klvaňa, 1975b/, systému určování souřadnic a může řídit i činnost komplexu krokové kamery /Klvaňa, 1976/.

Princip fotoelektrické pointace je následující: pomocný teleobjektiv, umístěný ve světelném svazku dopadajícím na sférické zrcadlo objektivu dalekohledu, odklání část světla vzhůru a promítá na speciální fotoelementy fotoelektrické pointace obraz Slunce o průměru okolo 22 mm. Při posunutí obrazu Slunce ze střédu přijímače vzniká v bloku řízení práce coelostatu signál, který vrací coelostat do polohy zabezpečující soustřednou polohu obrazu Slunce na disku s fotoelementy.

Při řízení práce dalekohledu, jak ručně tak i pomocí skanovacího automatu, posunuje se kruhový přijímací fotoelement fotoelektrické pointace ve dvou vzájemně kolmých směrech v rovině zobrazeného Slunce na přijímači. V důsledku toho posunuje se i zobrazení Slunce na vstupní štěrbině spektrografu ve dvou vzájemně kolmých směrech. Sám Jenschův coelostat takovou činnost nedovoluje. Různých úhlů sledování Slunce je možno dosáhnout otočením bloku fotoelektrické pointace. Osy souřadnicového systému jsou pak totožné s možnými směry posuvu přijímače fotoelektrické pointace.

Ostření dalekohledu je prováděno posouváním pomocného rovinného zrcadla dalekohledu, umístěného - jak už bylo řečeno - na společném základě s coelostatem. Břity vstupní štěrbiny jsou vybroušeny do roviny a mají zrcadlový lesk. Jsou skloněny pod malým úhlem k optické ose dalekohledu, aby bylo možné využít odražený svazek pro sledování polohy štěrbiny vůči studovaným detailům fotosféry, eventuálně chromosféry /při zařazení monochromatického filtru do optické cesty/. Výšku štěrbiny je možné měnit od 1 do 100 mm a šířku od 0,005 do 1 mm.

Závěrka se nachází za vstupní štěrbinou spektrografu a je možné ji ovládat jak ručně, tak i pomocí časového spínače v intervalu expozic 0,001 sek. do 99 sek.

Za závěrkou je umístěn držák se skleněnými filtry, jehož otáčení a tím zařazování filtrů do optické cesty spektrografu je možné ovládat dálkově pomocí číslicové indikace jeho polohy.

Rovněž optická mřížka má dálkové ovládání. Kontrola její polohy se provádí vizuálně buď přímo podle polohy čar ve spektru nebo s přeností okolo 1° na polohové škále mřížky.

Stejně jako ostření dalekohledu, je možné ostřit kolimátor a zrcadlo kamery spektrografu. Poloha všech tří zrcadel je určována v číslicové podobě na displeji řídícího pultu.

V ohniskové rovině spektrografu na předním štítu spektrografu se nacházejí kolejnice, po kterých se posouvá kazeta s fotografickou deskou kolmo vůči dispersi. Kromě normálních kazet je uvažováno o možnosti využití krokové kamery. Ve vzdálenosti několika decimetrů od ohniskové roviny objektivu kamery spektrografu je možné pomocí rovinného zrcadla odklonit svazek spektra o 90°. Ve stěne spektrografu je okno, které je možné využít pro umístění stabilního zařízení ku studiu spektra, například fotoelektrického fotometru či pod.

Při řízení práce dalekohledu a spektrografu je možné použít automatu, poloautomatu a je možné dávat i přímé pokyny pomocí tlačítek. Dvě skříně elektroniky jsou umístěny v prostoru pozorovatele, třetí se nachází v přízemí budovy spektrografu.

Plně automaticky pracuje pointace, systém odečítání souřadnic a určení polohy zrcadel při ostření. Poloautomaticky pracuje skanovací /rastrovací/ zařízení, kterému je třeba určovat délku řádky skanované oblasti, vzdálenost mezi řádkami, počet řádek a rychlost skanování. Dalším poloautomatickým zařízením je časový spínač, kterému je třeba určit délku expozice a kód použitého filtru.

Ručně se nastavuje zajímající nás detail slunečního povrchu, spektrální čára, rozměry štěrbiny, provádí se ostření dalekohledu i spektrografu, výměna kazet s fotografickými deskami, posun fotografické desky kolmo k dispersi a začátek expozice.

Dialog mezi pozorovatelem a elektronikou zařízení má formu předávaní číselné

- 265 -

informace v podobě různých kódů. Pozorovatel zadá pomocí klaviatury adresu a kód potřebné operace. Po stisknutí příslušného tlačítka je provedena požadovaná operace a na číselném displeji se ukáže informace charakterizující daný stav.

Koncepce přístroje umožňuje jeho univerzální využití. Spektrum je možné pozorovat vizuálně pomocí speciálního širokoúhlého okuláru, může být fotografováno, sledováno fotoelektricky, díky skanovacímu automatu může být měřeno fotoelektricky magnetické a rychlostní pole.Při maximální výšce štěrbiny výška spektra dostihuje 10 cm, a jeho délka je normálně 24 cm.

Pro fotografická měření magnetických a rychlostních polí je projektována zvláštní kroková kamera. Taková kamera se osvědčila ve spojení s prvým spektrografem v Ondřejově například při získávaní spektroheliogramů v čáře jednou ionizovaného vápniku K, při fotografických měřeních megnetických a rychlostních polí v aktivních oblastech, zejména ve slunečních skvrnách. Tato kamera pracuje buď přímo jako spektroheliograf se spojitým posuvem, nebo při snímání serií jedné spektrální čáry s předem určenou vzdáleností posuvu obrazu v krokovém režimu /metoda využitá Meudonskou observatoří/.

Prvý spektrograf nového typu byl uveden do zkušebního provozu koncem roku 1979 s provizorní optickou mřížkou. Nová mřížka byla namontována až začátkem pozorovací sezony 1980. Dosud ovšem jsou odstraňovány některé závady elektroniky. První zkušební pozomvání ukázala kvalitu sitalové optiky; zařazení spojovacího tunelu, izolujícího světelné svazky od vnějšího prostředí, mezi goelostat a spektrograf však přineslo řadu pochybností, které budou odstraněny až uvedením do zkušebního provozu druhého úplně stejného přístroje koncem léta letošního roku.

Doufáme, že po odstranění všech dětských nemocí nového zařízení a po jeho uvedení do systematického provozu získáme dobrý přístroj střední velikosti pro spektrální studium jevů klidného i aktivního Slunce, které bylo v poslední době poměrně značně zanedbáváno.

LITERATURA

/1/ Bumba, V., Klvaňa, M., Macák, P., 1976, Bull. Astron. Inst. Czech. <u>27</u>, 257 /2/ Gutcke D., 1979, Horizontale Sonnenforschungsanlage HSFA aus Jena, Jenaer Rundschau <u>1</u>, 32

/3/ Klvaňa, M., 1975a, Bull. Astron. Inst. Czech. 26, 188

/4/ Klvaňa, M., 1975b, Bull. Astron. Inst. Czech., 16, 364

/5/ Klvaňa, M., 1976, Práce Astronomického observatória na Skalnatom Plese, <u>VI</u>, 391



- 267 -

Měření instrumentálního profilu

horizontálního slunečního spektrografu

M. SOBOTKA

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Je popisována metoda měření instrumentálního profilu horizontálního slunečního spektrografu pomocí He-Ne laseru. Dúraz je kladen na zachování podmínek analogických podmínkám při pozorování. Na závěr jsou uvedeny některé předběžné výsledky.

Instrumentální profil spektrografu charakterizuje rušivý vliv přístroje na profil pozorované spektrální čáry. Popíšeme-li jej funkcí a /y/, lze registrovaný průběh intenzity ve spektru f /y'/ vyjádřit jako konvoluci této funkce a nerušeného průběhu intenzity φ /y/:

 $f(y') = \int \alpha(y'-y) \ell(y) dy$

Přitom y resp. y' je lineární rozměr v ohniskové rovině kamery spektrografu, tj. na fotografické desce nebo jiném receptoru záření.

Nositelem fyzikální informace je ovšem nerušený profil \mathcal{Q} /y/. Abychom byli schopni jej vypočítat, je nutné pro daný přístroj experimentálně určit instrumentální funkci a /y/. Je jasné, že při osvětlení štěrbiny spektrografu ideálně monochromatickým zdrojem je registrovaný průběh intenzity roven právě této instrumentální funkci. Použijeme-li tedy zdroj vyzařující v intervalu vlnových délek mnohem menším než mez rozlišení spektrografu, můžeme instrumentální profil fotograficky zaznamenat a změřit běžnými mikrofotometrickými metodami.

Vlastnosti instrumentálního profilu určují následující faktory /viz např. Lebeděva, 1977/.

DIFRAKČNÍ PROFIL APERTURNÍ CLONY PŘÍSTROJE

Aperturní clonou se rozumí optický prvek vymezující šířku D svazku procházejících paprsků. Tím je určena účinná plocha difrakční mřížky a na ní závislá šířka ohybového obrazce. Difrakční profil aperturní clony lze psát ve tvaru

$$a_{A}(\gamma) = \left(\frac{\sin d}{d}\right)^{2}$$
, kde $\mathcal{L} = \pi \frac{D \gamma}{\lambda f \operatorname{cam}}$,

f je ohnisková vzdálenost, kamery.

ŠÍŘKA ŠTĚRBINY

Instrumentální profil štěrbiny je obdélník o šířce rovné šířce zobrazení štěrbiny v ohnisku kamery spektrografu. Je-li f_{col} ohnisková vzdálenost kolimátoru, je šířka průmětu štěrbiny s_A dána vztahem

$$s_d = s \frac{f_{cam}}{f_{col}}$$

kde s je skutečná šířka štěrbiny. Jelikož difrakční profil aperturní clony má svoji konečnou šířku /a tím určuje rozlišovací schopnost přístroje/, nemělo by smysl nastavovat šířku štěrbiny menší než je šíře tohoto profilu. Proto se zavádí normální šířka štěrbiny s_N, jejíž zobrazení v ohnisku kamery je rovno právě pološířce difrakčního profilu. Platí

$$s_{N} = \lambda \frac{1}{D}$$

/D je průměr aperturní clony/.

VLASTNOSTI PRIJÍMAČE ZÁRENÍ

v našem případě fotografické desky. Citlivá emulze ovlivňuje měřený instrumentální profil značnou měrou díky rozptylu světla a zrnitosti. Přitom se jak míra rozptylu, tak i zrno mění podle druhu emulze, vyvolání a uložení materiálu. Ve srovnání s emulzním profilem mohou někdy být ostatní složky instrumentálního profilu zanedbatelné /Veth, 1969/.

Výsledný instrumentální profil je tedy konvolucí tří dílčích funkcí: difrakčního profilu, profilu štěrbiny a emulzního profilu. Nebudeme-li prozatím uvažovat poslední z nich, zjistíme, že difrakční profil a profil štěrbiny se skládají jinak při nekoherentním a jinak při koherentním osvětlení štěrbiny spektrografu.

<u>Nekoherentní osvětlení</u> dostáváme, promítáme-li na štěrbinu obraz plošného zdroje. Pak se každý bod štěrbiny stává nezávislým zdrojem a sčítají se jejich intenzity. Konvoluce difrakčního profilu a profilu štěrbiny je tedy

a nekoty
$$(\gamma) = \int_{-\frac{5d}{2}}^{\frac{5d}{2}} \left(\frac{\sin \alpha}{\alpha}\right)^2 d\gamma' \text{ kde } \alpha = \frac{\pi D}{\lambda f \operatorname{cam}} (\gamma - \gamma')$$

Při s_d→0 dostáváme čistě difrakční profil, pro s_d >4s_N je už šířka profilu téměř rovna s_d. Při normální šířce štěrbiny je osvětlení rovno už 77 % maximálního, profil se oproti čistě difrakčnímu rozšíří o 30 %. Maximum intenzity je ve středu profilu.

Při <u>koherentním osvětlení</u>, dopadá-li na štěrbinu rovnoběžný svazek paprsků z laseru nebo velmi vzdáleného bodového zdroje /hvězdy/, se sčítají amplitudy jednotlivých elementů štěrbiny:

$$a_{koh}(y) = \left(\int_{-\frac{5u}{2}}^{\frac{5u}{2}} \frac{\sin d}{d} dy^{2} \right)^{2}, \quad d = \frac{\pi D}{\lambda freem} \left(y - y^{2} \right)$$

Instrumentální profil při koherentním osvětlení se liší od profilu při nekoherentním osvětlení. Je užší a pro s $_{\rm d}>2{\rm s}_{\rm N}$ jsou maxima intenzity na jeho krajích.

Při experimentálním určování instrumentálního profilu se snažíme přiblížit se podmínkami pokusu co nejvíce skutečným podmínkám při pozorování. Tím máme na mysli zejména zachování nekoherence či koherence osvětlení štěrbiny, dodržení světelných poměrů ve spektrografu a odstranění vlivu polarizace světla umělého zdroje. Přitom zdroj musí co možná nejlépe splňovat podmínky monochromatičnosti. Takovým zdrojem, poskytujícím monochromatické světlo o značné intenzitě, je kontinuální helium-neonový laser,který vyzařuje na vlnové délce 632,8 nm. Použité typy laserů Tesla TKG 201 a 202 mají v oblasti této neonové čáry 2 až 3 podélné mody, takže šířka emise nepřesahuje 1,3 pm /Kutík, 1980/.

Záření laseru je však vysoce koherentní, zatímco osvětlení štěrbíny spektrografu při pozorování Slunce je nekoherentní. Musíme tedy koherenci světla před dopadem na štěrbínu rozbít. K tomu bylo použito dvou způsobů:

1. Mnohonásobný rozptyl na pohyblivé matnici;

 Průchod světla vláknovým světlovodem. Při průchodu vláknovou optikou je dosaženo i dokonalé depolarizace světla /Veth, 1969/.

Laserový zdroj k nekoherentnímu osvětlení štěrbiny byl uspořádán ve dvou modifikacích.

Mcdifikace A /obr. 1/

Laser TKG 201 osvětluje mírně rozbíhavým svazkem konec světlovodu o průměru 7,5 mm s 15000 vlákny, jehož druhý konec je upevněn asi 0,1 m před štěrbinou spektrografu. K dosažení rovnoměrného osvětlení a k dalšímu potlačení koherence umišťujeme těsně před štěrbinu jemnou matnici, která se během expozice nepravidelně pohybuje. Výhodou tohoto uspořádání je snadná adjustace a jednoduchost. Osvětlení však neodpovídá světelným poměrům ve spektrografu při pozorování.

Modifikace B /obr. 2/

Umožňuje nastavit sbíhavost svazku dopadajícího na štěrbinu tak, aby odpovídala relativnímu otvoru kolimátoru, tj. i relativnímu otvoru napájecího dalekohledu. Zároveň dovoluje osvětlit štěrbinu až do výšky 100 mm.

Laser TKG 202 osvětluje rovnoběžným svazkem plošku o průměru 1,5 mm na prstencové matnici, která rotuje rychlostí asi 50 otáček za sekundu. Světlo této plošky zachycuje čočka o průměru 30 mm a ohnisku 135 mm, která vytváří mírně rozbíhavý svazek nastavitelný podle požadované výšky osvětlení štěrbiny. Za ní umístěná válcová čočka o průměru 28 mm soustřeďuje svazek přímo na štěrbinu spektrografu. Protože se skládá z válcové spojky a rozptylky o stejné optické mohutnosti, její ohnisková vzdálenost je libovolně nastavitelná podle požadované sbíhavosti svazku. Při měření instrumentálního profilu horizontálního slunečního spektrografu fy. C. Zeiss Jena vytváří zařízení na štěrbině ze vzdálenosti 2 m osvětlenou plošku o výšce 100 mm a šířce 18 mm.

Výsledky měření instrumentálního profilu nového Zeissova horizontálního spektrografu v Ondřejově, které budou uvedeny, lze zatím považovat pouze za předběžné a orientační. Spektrograf má chniskovou vzdálenost zrcadla kolimátoru f_{col} = 9,66 m, zrcadla kamery f_{cam} = 9,64 m. Průměr aperturní clony D = 124 mm. Difrakční mřížka má rozměry 154 x 206 mm a 632 čar/mm. Normální šířka štěrbiny pro $\lambda = 632,8$ nm je s_N = 49 μ m.

K měření byl použit laserový zdroj v modifikaci A, který jsme předtím vyzkoušeli na ondřejovském mnohakamerovém spektrografu. Instrumentální profil mnohakamerového spektrografu získaný pomocí tohoto zdroje se neliší od profilu změřeného dříve neonovou výbojkou $\lambda = 653,3$ a 659,9 nm /Valníček a kol, 1959/.

U horizontálního spektrografu byl profil určován v 1. až 4. a -1. až -4. řádu spektra /tj. po obou stranách nultého maxima/, při šířce štěrbiny s = s_N = 49 Am a s = 127 Am. Expoziční doba se pohybovala od 5 s do 80 s pro fotografické desky ORWO NP 27. Na Zeissově schnellphotometru byly z desek pořízeny mikrofotometrické hustotní záznamy, jejichž proměřením jsme získali předběžné šířky profilů v poloviční hodnotě zčernání při expozici 5 s, uvedené v tab. 1. Příklady profilů ve 4. řádu při štěrbinách 49 a 127 Am ukazuje obr. 3. Spolehlivé výsledky obdržíme teprve převedením hustotních záznamů na intenzitní.

Ze srovnání změřených šířek profilů se šířkami průmětu štěrbiny je patrný značný vliv rozptylu a zrnitosti fotografické emulze. U některých profilů, zvláště ve 4. řádu při širší štěrbině, lze zjistit mírnou asymetrii směrem k větším vlnovým délkám. Ani při nejdelší expozici /80 s/ nebyla pozorována přítomnost duchů mřížky. Z toho plyne, že jejich intenzita je menší než 10⁻² intenzity čáry. Jestliže je intenzita duchů kolem 10⁻⁴, jak je uvedeno v certifikátu mřížky,

VRád	Rád Sírka průmětu štěrbiny		Šířka profilu	
	Ay [um]	$\Delta\lambda$ [pm]	∆y [,4 m]	Δλ [pm]
-1		7,91	93:	15,1
-2	8	3,73	73	5,6
-3		2,19	100	4,5
-4		1,26	87	2,2
1	48,9	7,91	79	12,7
2		3,73	81	6,2
3		2,19	84	3,8
4		1,26	97	2,5
-1	· · · · · ·	20,50	155	25,0
-2		9,65	136	10,4
-3		5,68	169	7,6
-4		3,26	200	5,1
1	126,7	20,50	160	25,9
2		9,65	136	10,4
3 4	,	5,68 3,26	147 160	6,6 4,1

Tabulka 1:

Srovnání šířek instrumentálních profilů měřených v polovině maximálního zčernání při expozici 5 s se šířkami obrazů štěrbiny na fotografické desce. Δ y je v jednotkách souřadnice na desce, Δ λ je odpovídající interval vlnových délek.

bude třeba k jejich zachycení asi 2 h expozice. Rozdělení intenzity světla do jednotlivých řádů mřížky se zdá poměrně rovnoměrné, s převládajícím 3. a 4. řádem. K jeho určení bude třeba citlivějšího měření.

K přesnému určení instrumentálního profilu by bylo vhodnější použít jemnozrnné emulze s rozlišovací schopností vyšší než má NP 27. Na druhé straně se však s deskami NP 27 počítá též pro běžná pozorování, takže jejich užití odpovídá skutečným pozorovacím podmínkám. Ve 4. řádu by se případně mohla projevit jemná struktura emise laseru /2 až 3 podélné mody/; vhodnější by byl laser pracující v jednomodovém režimu. Nicméně ve srovnání s dříve užívanými halogenovými výbojkami má i vícemodový laser užší emisní pásmo a díky vysokému výkonu vyžaduje několikanásobně kratší expoziční doby.

Závěrem bych rád poděkoval dr. P. Macákovi za cenné rady a poskytnutí redukčního programu, ing. J. Zichovi, který značnou měrou přispěl k postavení laserových zdrojů, a dr. P. Heinzelovi za pomoc při jejich zkouškách.

LITERATURA

/1/ Kutík, J.: 1980, soukromé sdělení

/2/ Lebeděva, V. V.: 1977, Těchnika optičeskoj spektroskopii, izd. Moskov. univ. 1977

- /3/ Mikulášek, Z.: 1970, dipl. práce Př. f. UJEP Brno
- /4/ Valníček, B., Letfus, V., Blaha, M., Svestka, Z., Seidl, Z.: 1959, Bull. Astr. Inst. Czech. <u>10</u>, 149

/5/ Veth, C.: 1969, Bull. Astr. Inst. Netherlands 20, 312.







Obr. 3 - Ukázka hustotního záznamu instrumentálního profilu ve 4. řádu při expozici 5 s. Úsečka představuje zobrazení normální šířky šterbiny.
a - šířka štěrbiny 49 Am /normální šířka/
b - šířka štěrbiny 127 µm;

magnetického pole

a rychlostí

v aktívních oblastech na Slunci

pomoci krokové kamery

P. MACAK

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Je popsána metoda fotografického mapování magnetického a rychlostního pole v aktivních oblastech založena na principu spektro-spektroheliografu a užívaná na slunečním horizontálním spektrografu v Ondřejově. Jsou zpracovány mapy oblasti McMath 16051 ve dnech 3. - 5. 6. 1979.

Pro získání informace o plošném rozložení magnetického pole v aktivních oblastech na Slunci lze užít princip spektro-spektroheliografu /SSHG/. Racionální metoda fotografického mapování magnetického pole byla vyvinuta na observatoři v Meudonu v šedesátých letech. Samotný princip SSHG objevil na téže observatoři mnohem dříve Deslandres spolu s principem spektroheliografu. Nezávisle na něm objevil princip spektroheliografu /a také spektrohelioskopu/ G. E. Hale, který na observatoři Mt Wilson poprvé prokázal v r. 1908 existenci magnetického pole ve slunečních skvrnách.

Jaký je princip krokové kamery pracující jako SSHG? Kamera, umístěná na výstupu spektrografu, umožňuje pořídit rychle za sebou řadu snímků v okolí zvolené spektrální čáry tak, že obraz Slunce se po každé expozici posune ve směru kolmém ke štěrbině spektrografu. Každému snímku spektrální čáry odpovídá pak určitá pozice vstupní štěrbiny vzhledem ke sledované oblasti na Slunci. Meudonskou metodu popsali Michard a Rayrole /1965/. Modifikaci téže metody s použitím 70 mm filmu namísto fotografické desky vyzkoušeli Title a Andelin /1971/ na observatoři Kitt Peak v r. 1969, kteří dosáhli na magnetických mapách rozlišení lepší než 1°. V posledních letech se osvědčila obdobná metoda fotografického mapování magnetického pole a radiální rychlosti na observatoři ČSAV v Ondřejově. Samotná kroková kamera byla řešena M. Klvaňou /1976/.

PRINCIPY MÉRENÍ

Spektroskopická měření magnetického pole jsou založena na Zeemanově efektu – rozštěpu a polarizaci spektrálních čar v magnetickém pole. Protože ani ve zvlášť vybraných čarách není úplný rozštěp dobře patrný, vyjma umbru slunečních skvrn, užívá se obvykle čtvrtvlnové destičky /45°/ a dvojlomného hranolu, takže se získá dvojice zeemanovských spekter. Potom platí pro posuv těžiště spektrální čáry /Zeemanova tripletu/

$$\Delta \lambda \sim B \cos \beta^{2}$$

121

121

kde na pravé straně /l/ stojí longitudinální složka magnetického pole /projekce vektoru B do směru zorného paprsku/. Tím se vyhneme potřebě zkoumání profilu spektrální čáry, což by v případě mapování oblastí vedlo k neúnosnému množství dat. Měření je v tomto případě převedeno na měření malých posuvů v astronomii tolik obvyklému. Podobně se dá s použitím Dopplerova efektu měřit radiální rychlost

 $\Delta\lambda \sim Vr$

Pro měření rychlostí jsou vhodné čáry úplně magneticky necitlivé, tedy nejevící Zeemanův rozštěp. Pro měření podélné složky magnetického pole se hodí čáry s velkým Zeemanovým rozštěpem, štěpící se jako triplety. Pro eliminaci vlivu rychlostí je ovšem třeba měřit obě zeemanovská spektra. Že jde o měření malých posuvů je vidět z následujícího. Magnetické pole 0,1 T /t.j. 1000 gaussů/ vyvolá u čáry λ 5250,2 /v 5. řádu spektra je lineární disperze 4,62 mm/Å/ rozštěp 0,179 mm. U čáry λ 5576,1 užívané pro měření rychlostí vyvolá radiální rychlost 1 km/s /v 5. ř. je D=5,185 mm/Å/ posuv jen 0,09645 mm, tedy pouze 96,45 /um.

ZPŮSOB MĚŘENÍ

Uvážíme-li, že v současné době můžeme počítat s obrazovým rozlišením asi 3" /kvalita obrazu horizontálního slunečního dalekohledu, potom u běžné oblasti 200"x200" musíme počítat se 4000 - 5000 měřicích "bodů". Pro měření desek získaných krokovou kamerou byl navržen přístroj na měření malých posuvů. Zařízení pracuje na principu automatického line-shifteru /Macák, 1977/. Jednotlivé snímky spektrální čáry jsou měřeny podél této čáry a příslušné posuvy se projeví jako její lokální deformace. Měření se zaznamenávají automaticky na děrnou pásku synchronně s posuvem ve směru měření. Takto jsou hrubá data o relativních radiálních rychlostech, respektive o podélnem magnetickém poli /při měření obou zeemanovských spekter lze získat absolutní údaje/ připravena pro počítačové zpracování pomocí série programů PEDRO. Proměření desky s asi 57 snímky zabere 3,5 hod. a počet zaznamenaných 5-ti ciferných čísel zpravidla nepřekračuje 10000. Výsledky lze získat ve formě alfanumerické mapy a nebo, s použitím kreslicího podprogramu MAXIM /autor P. Tomášek/, na kreslicím zařízení Digigraf.

ukázka zpracování

Na obr. 2, 4 a 6 jsou mapy podélné složky magnetického pole oblasti McMath 16051 ve dnech 3.-5.6.1979. Tyto mapy byly pořízeny z desek exponovaných v čáře λ 5250 přes čtvrtvlnovou destičku a polarizační filtr /z jednoho zeemanovského spektra/ a mohou být zatíženy chybami způsobenými lokálními radiálními rychlostmi. Vyznačené hladiny na magnetických mapách odpovídají postupně 12,5-25-50-100-200 mT /tedy 125-250-500-1000-2000 G/.

Na obrázcích 3, 5 a 7 je rozložení relativní radiální rychlosti ve sledované skupině měřené v čáře λ 5576 v hladinách 250-500-1000-2000 m/s. Struktura rychlostí je celkově členitější. Větší rychlosti odpovídají Evershedovým pohybům v penumbře. Obraz rychlostí se mění s polohou skupiny McMath 16051 na disku a je nejvýraznější dne 3. 6. /obr.3/, kdy je skupina blízko východního limbu /N19E30/, L=180°. To demonstruje existenci převládajících horizontálních pohybů, dne 5. 6. /obr. 7/ je mapa rychlostí podstatně jednodušší. Sledovaná skupina jevila již od začátku června erupční aktivitu. Rychlosti v okolí skupiny odpovídají okolnímu supergranulárnímu poli.

Užitá metoda je poměrně jednoduchá a nenákladná. Pořízení jedné desky, t.j. zachycení jedné oblasti, trvá 5-10 minut. Na jedné straně lze očekávat od této metody vyšší rozlišení, pokud toto rozlišení poskytuje samotný obraz horizontálního dalekohletku, na druhé straně je počet expozic na jednu desku omezen jejím rozměrem. Na mapách uvedené oblasti byl posuv obrazu Slunce mezi dvěma expozicemi zvolen 3,6[°], aby se zachytila celá oblast. Tuto nevýhodu lze odstranit, je-li kamera konstruována na film. Samotné proměřování znamená sice vyšší pracnost při vyhodnocování, ale probíhá již nezávisle na počasí. Metoda umožňuje získat mapu radiálních rychlostí aktivní oblasti, což se nám dosud nedaří fotoelektricky. Pokud jde o magnetické pole, je fotograficky zachycená informace v zeemanovských spektrech bohatější a při měření nevyužitá. Ve zvlášních případech je možno spektra zpracovat jinými metodami za účelem získání další informace /B; $\gamma /$.

I když lze fotografickou metodou řešit určité dílčí otázky, lze předpokládat, že pokud jde o mapování aktivních oblastí, uplatní se v budoucnu rychlé moderní fotoelektrické magnetografy. Metodu je třeba volit vždy podle cíle práce.

LITERATURA

/1/ Klvaňa,M.: 1976, Práce Astronomického observatória na Skalnatom Plese,VI,39/ /2/ Macák,P.: 1977, Bull. Astron. Inst. 28, 171 /3/ Michard, R., Rayrole, J.: 1965, in R. Lüst /ed./, "Stellar and Solar Magnetic Fields", IAU Symp. 22, 169 /4/ Title, A.M., Andelin, J.P.: 1971, in R. Howard /ed./, "Solar Magnetic Fields", IAU Symp. 43, 298.



Obr. 1 – Ukázka desky pořízené krokovou kamerou přes čtvrtvlnovou destičku a polarizačný filtr v čáře 5250. Oblast McMath 16051 ze 3.6.1979.

LONGITUDINAL MAGNETIC FIELD



Obr. 2 - Magnetická mapa ze 3.6.1979.

- 278 -

LINE OF SIGHT VELOCITY



LINE OF SIGHT VELOCITY



DATE

LAMBOA

DASHED

SOLD

-

JUNE 5,1979 456 UT

DELTAY = 2.2 195×1.50 5576.1

PLUS

LINE OF SIGHT VELOCITY





Automatický

protuberanční dalekohled

P. AMBROZ

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT Stručnou formou je popsána koncepce a vlastnosti plně automatizovaného dalekohledu pro kinematografii slunečních protuberanci instalovaného v Ondřejově. Jsou uvedeny některé zkušenosti s prací na tomto zařízení.

Sluneční protuberance patří mezi ty aktivní jevy na Slunci, jejichž pozorování nám poskytuje informace o procesech na rozhraní dvou velkorozměrových oblastí opačně orientovaných normálních komponent vektoru intenzity magnetického pole. Magnetohydrodynamické efekty, které zde probíhají je možné v čáře H-alfa pozorovat od úrovně sluneční fotosféry do vzdálenosti několika desetin slunečního poloměru. Z hlediska jejich poznání je významné získat vědomosti o struktůře protuberancí a o jejich časovém vývoji. Mnohotvárnost tvarů, struktůr i vývojových charakteristik činí z protuberancí velmi zajímavý pozorovací objekt. Poněvadž zvláště cenné jsou především informace o proměnlivosti jejich struktůry v čase, bylo nezbytné zajistit fotografická pozorování s dostatečně velikým časovým rozlišením, což přineslo celou řadu podnětů pro vývoj nového pozorovacího zařízení.

Pro pozorování protuberancí na slunečním okraji se v minulosti nejlépe osvědčilo optické schema Lyotova koronografu. Toto klasické schema bylo tedy východiskem pro konstrukci přístroje, který byl navržen, vyvinut a vyroben na pracovišti Astronomického ústavu ČSAV v Ondřejově. Teleskop byl dohotoven v první polovině roku 1970 a v příštích létech dále zdokonalován. Totožná verze celého zřízení byla vyrobena pro astronomickou observatoř v Catanii na Sicílii.





- 283 -

Optické schema přístroje je nakresleno na obr. 1. Hlavní objektiv je dvojčlenný achromat o průměru 130 mm a ohniskové vzdálenosti 1950 mm navržený dr. Šolcem a na návrh dr. Lochmana opatřený olejovou imerzí. Tyto práce provedla optická dílna Asť ČSAV v Turnově. V primární ohniskové rovině slouží k zakrytí obrazu slunečního disku vyleštěná kuželiková clonka, která je vyměnitelná. Osa clonky je umístěna excentricky vůči optické ose přístroje tak, aby dále zpracovávaný svazek přenášející obraz slunečního okraje procházel v těsné blízkosti optické osy přístroje. Další část pomocné zobrazovací soustavy obsahuje ploskovypuklou polní čočku, která vytváří obraz hlavního objektivu v rovině irrisové Lyotovy clonky. V prostoru mezi nimi je instalován tepelný filtr. Na dvou posuvných držácích v další části přístroje je upevněn jednak achromatický pomocný zobrazovací objektiv a dvojlomný úzkopásmový filtr po čáru H-alfa, jednak zasouvatelný pomocný kontrolní okulár a rozptylný člen pro zvětšení efektivní ohniskové vzdálenosti celého přístroje.

Použitý úzkopásmový dvojlomný filtr byl odvozen dr. Valníčkem z principu Lyotova filtru tak aby pracovní pološířka byla měnitelná a to buď 0,35 nm nebo 0,7 nm, Brusičské práce provedla optická dílna AsU ČSAV v Turnově. Filtr je ponořen v oleji a zamontován v elektricky termostatované objímce.

K zachycení výsledného obrazu protuberance na filmbyla použita přenosná filmová kamera na 35 mm film ze staršího výrobního programu Filmového průmyslu n.p. v Praze.

Mechanická konstrukce celého přístroje včetně příslušenství pochází z konstrukční kanceláře AsŪ ČSAV vedené s. Havlíčkem. Ostření přístroje se provádí v objímce hlavního objektivu, čímž je dosaženo toho, že celý tubus včetně části pomocné zobrazovací soustavy je značně kompaktní a mechanicky tuhý. Všechny ovládací prvky přístroje jsou vyvedeny poblíž okulárové části teleskopu a opatřeny odečítatelnými stupnicemi. Mechanické práce při výrobě celého zařízení byly provedeny vývojovou dílnou AsŪ ČSAV v Ondřejově.

Již při návrhu koncepce celého systému si autor vytyčil několik zásad, kterým mělo celé zařízení při pozorování vyhovovat. Bylo to především:

- možnost vytváření časově ekvidistantních serií snímků se značným časovým rozlišením
- pozorování v automatickém režimu bez nepřetržité obsluhy
- snadná příprava přístroje na pozorování a pohodlná obsluha
- snadná přestavitelnost optického systému
- snadná prohlídka výsledného pozorovacího materiálu.

Pro splnění těchto požadavků bylo nezbytné přístroj vybavit filmovou kamerou, která umožňuje vložení dostatečné zásoby negativního materiálu a dokáže exponovat jednotlivé snímky na základě vnějších elektrických impulzů. U použité kamery bylo proto třeba vyřešit převodový systém, který by dovoloval expozici jednotlivých snímků a byl dostatečně splehlivý. Činnost kamery je řízená elektronickým časovým spínačem, který ze sekundových značek generovaných křemennými hodinami vytváří impulzy s volitelnými intervaly 10, 20, 30 a 60 sekund.

Získaný film je přímo na pracovišti vyvolán na kontinuálním automatickém vyvolávacím stroji MEOLAB a lze jej již normální projekční kadencí prohlížet na filmovém projekčním přístroji.

Pro zajištění pohodlné práce pozorovatele byl celý přístroj namontován na robustní anglickou vidlicovou montáž u níž jak systém aretací tak i soustava jemných pohybů jsou ovládány elektricky. S přístrojem lze manipulovat jak manuálně pomocí panelu, který může pozorovatel volně přenášet, tak automaticky, kdy všechny operace jsou řízeny elektronicky. V tom případě je přítomnost pozorovatele zbytečná a omezuje se pouze na zahájení a ukončení pozorování příp. na občasnou kontrolu funkce celého systému.

Aby bylo po celou dobu pozorování zajištěno dokonalé zakrytí obrazu slunečního disku kruhovou clonkou v primárním ohnisku, bylo dále třeba vyřešit systém automatické pointace. Tuto službu obstarává malý pointační dalekohled o průměru objektivu 50 mm a ohniskové vzdálenosti 820 mm, který je pevně spojen s hlavním přístrojem. Obraz Slunce je projekčním okulárem zvětšen na průměr kolem 100 mm a prostřednictvím rovinného zrcadla promítnut na systém čtyř fotodiod rozmístěných rovnoměrně po obvodu slunečního okraje. Diferenční elektrický signál dvou protilehlých fotodiod je zesílen a slouží k řízení chodu motorů jemných pohybů montáže v obou osách. Systém automatické pointace dokáže zajistit zakrytí okraje disku s přesností 2 - 5 obloukových vteřin, což závisí na kvalitě pozorovacích podmínek. Funkce tohoto zařízení je nejvíce rušena oblačností a nárazovým větrem. Návrh a provedení všech elektrických instalací a ovládacích systémů provedl s. J. Ptáček z Asú ČSAV v Ondřejově.

V závěru referátu byla účastníkům semináře promítnuta ukázka střihově neupraveného filmu protuberancí, který obsahoval výsledky pozorovací sezony roku 1978. Na filmu bylo zahrnuto 156 hodin nepřetržitého pozorování.

Nově rekonstruovaný

mnohokamerový sluneční spektrograf

ondřejovské observatoře

P. HEINZEL

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Příspěvek obsahuje stručnou informaci o rekonstrukci a znovuuvedení do provozu mnohokamerového slunečního spektrografu ondřejovské observatoře. Dále je popsána nově vyvinutá slit-jaw kamera, která je nyní součástí rekonstruovaného spektrografu.

V roce 1979 byl uveden do provozu po rozsáhlé rekonstrukci mnohokamerový sluneční spektrograf /MSS/ na observatoři Astronomického ústavu ČSAV v Ondřejově. Podrobný popis tohoto přístroje před jeho rekonstrukcí lze nalézt v práci Valníčka a kol. /1959/, a proto se zde omezíme pouze na změny, k nimž došlo v rámci rekonstrukce. Připomeňme jen,že spektrograf je určen především pro studium slunečních protuberancí a erupcí, přičemž je možné pomocí sedmi kamer získat současně spektrum Balmerovy série vodíku, některých čar hélia a mnoha čar kovů, a to s disperzí 0.1 nm/mm.

Rekonstrukce se týkala především mechaniky kamer a dále elektroniky celého systému ovládání. Ve vývojové dílně Astronomického ústavu ČSAV byly vyrobeny nové části kamer, z nichž nejdůležitější jsou posuvné kazetové držáky a kamerové závěrky. Nová ovládácí elektronika na bázi integrovaných obvodů byla navržena a realizována v radioastronomické skupině slunečního odd. Astronomického ústavu ČSAV.

V kamerách se používají fotografické desky o rozměrech 13 x 18 cm, na každou je možno naexponovat 11 spekter slunečních a tři fotometrické škály. Expozice lze volit v rozsahu od 0.1 sec do několika sekund, posuv všech kamer /současně/ do následující polohy trvá zhruba tři sekundy. Expozice i posuvy kamer se mohou provádět zcela automaticky s předem nastaveným intervalem mezi dvěma následujícími expozicemi. Optika napájecího horizontálního dalekohledu se nezměnila. Oproti původní verzi /Valníček a kol,,1959/ byla pouze přidána kamera pro oblast s čárou H δ /ve 3. řádu mřížky s disperzí 0.075 nm/mm/ - tato kamera však pracovala již před rekonstrukcí. V rámci samotné rekonstrukce byla pouze rozšírena kamera pro UV-oblast spektra v okolí Balmerova skoku.

Během posledních dvou let byla pro MSS vyvinuta slit-jaw kamera /SJC/, která dovoluje pomocí úzkopásmového Had – filtru sledovat a fotografovat polohu studovaného objektu vůči vstupní štěrbině MSS. Celý systém SJC je vidět na obr. 1. Po odrazu na vyleštěné plošce štěrbiny dopadá svazek do objektivu a pomocí odrazného hranolu je odkloněn do svislého směru. Po průchodu filtrem se objekt na štěrbině zobrazí pomocí Barlowovy čočky do roviny filmu v kameře, kde je potom snímán. Obraz je možné současně pozorovat také v okuláru, přičemž ve spektrografu lze vizuálně sledovat příslušný řez štěrbinou v čáře Had v 1. řádu mřížky /fotograficky se snímá spektrum v čáře Had ve 2. řádu/. To má velkou výhodu např. při pozorování aktivních protuberancí, kdy současně vidíme tvar protuberance v SJC a rozložení dopplerovských pohybů ve spektru. Expozice v SJC jsou okolo jedné sekundy při použití patrolního filmu Kodak. Prostorové rozlišení na filmu je srovnatelné s rozlišením na spektrogramech. Ke kameře lze použít také systém automatického převíjení filmu a natahování závěrky a tento systém elektronicky spojit s ovládáním spektrografu.

Obr. 2 představuje ukázku snímku protuberance, který byl pořízen popsanou kamerou. Polohu objektu vůči vstupní štěrbině spektrografu lze snadno identifikovat.

LITERATURA

/1/ Valníček B. a kol.: 1959, Bull. Astron. Inst. Czech. 10, 149



Obr. 2 - Snímek protuberance pořízený slít-jaw kamerou. Zřetelne je videt poloha objektu vůči štěrbině spektrografu.


Obr. 1 - Slit-jaw kamera instalovaná v mnohokamerovém spektrografu. Foto: M.Sobotka

Některé otázky využití dvojlomných filtrů

k pozorování Slunce

B. VALNÍČEK

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Práce podává přehled využitĺ dvojlomných filtrů k pozorování Slunce.

V současné době jsou na našich observatořích k používání tyto filtry:

- 1/ Solcovy širokopásmové filtry, tvořené soustavou tenkých destiček stejné tlouštky, obvykle s pološířkou 5 - 10 Å.
- 2/ Solcovy úzkopásmové filtry, složené ze dvou soustav tenkých destiček o různé tloušíce s vápencovými Lyotovými členy, o pološířce asi 1 Å.
- 3/ Lyotovy filtry s rozšířeným svazkem, o pološířce 3 5 Å, užívané především v protuberančních dalekohledech.
- 4/ Fabry-Perotovy filtry s pevnou mezerou, které jsou toho času ve vývoji, jeden filtr americké výroby je v provozu na Ondřejově.

U všech těchto filtrů je důležité znát některé základní vlastnosti a definice. Tak šířka pásma se určuje tzv. pološířkou, což je šířka spektrálního profilu filtru v místě 50 * intenzity propustnosti v maximu. Pološířka je silně závislá na úhlu dopadu svazku paprsků. Změna úhlu dopadu vyvolá jednak rozšíření maxima, jednak jeho posun a tím v podstatě rozladění filtru. Tato vlastnost určuje podmínky montáže filtru a použitou optickou soustavu. U širokopásmového filtru je určitá možnost využít této vlastnosti k ladění filtru změnou sklonu. Tato změna je obvykle únosná v rozmezí $\frac{1}{2}$ 10⁰ od optické osy. Je prakticky vyloučeno použít ladění změnou sklonu u úzkopásmového filtru, zejména v případě, kdy se jedná o pozorování celého disku.

Ladění filtru se provádí nejlépe změnou teploty. Znamená to, že filtr musí být

vyroben pro teplotu vyšší než je maximální teplota, která se může během pozorování vyskytnout. V našich krajích to znamená obvykle teplotu asi 40° . V tom případě může být filtr montován tak, že optická osa prochází kolmo a filtr zahřejeme na pracovní teplotu. U filtrů z křemene pracujících v oblasti vodíkové čáry H-alfa je teplotní posun na 1[°] C asi o 1,2 Å, směrem ke kratším vlnovým délkám. Teplotu je obvykle třeba udržovat s přesností asi 0,1[°] pro pološířku kolem 1 Å.

Nejlepší postup ladění je asi tento: Termostat nastavíme na maximum a zapneme. Trvale nebo s krátkými přestávkami vizuálně pozorujeme až do okamžiku,kdy se objeví obraz v čáře H-alfa /protuberance nebo chromosféra/. Pak vrátíme regulační knoflík termostatu až do polohy, kdy termostat vypne, a začne automaticky regulovat teplotu. Obvykle přitom dojde i k zeslabení obrazu, protože filtr je mírně přehřát. Je nutno 5 - 10 minut počkat, a nepatrně přidat nebo ubrat teplotu regulačním knoflíkem.Vyladění filtru na maximální kontrast tímto způsobem při dobrých pozorovacích podmínkách vyžaduje alespoň půl dne trpělivého pozorování. U širokopásmového filtru /protuberačního filtru/ toto vyladění stačí, úzkopásmový filtr vyžaduje obvykle ráno a odpoledne korekci doladění otočnými polarizátory, někdy i termostatem.

Při provozu filtrů může dojít k některým závadám. U tmelených filtrů se velmi často projeví zamlžení obrazu, nebo velké rozptýlené světlo v pozadí. Přímý pohled do filtru nám přitom někdy ukáže puklinu v tmelu nebo typické mapy, charakteristické pro roztmelenou optiku. V tomto případě je nutno filtr rozebrat a opravit tmelení, což může udělat pouze odborník.

Už před několika lety jsme prakticky vyzkoušeli uložení celého filtru do oleje. U protuberančních filtrů se toto uložení osvědčilo tak, že v současné době jsme vyzkoušeli uložení do oleje i pro úzkopásmový filtr. V podstatě se tím odstraní možnost vzniku závad roztmelením filtru, v němž zůstávají tmelené pouze polarizační filtry. K jejich poruše dochází většinou pouze v případě, kdy byl filtr dlouhodobě osvětlován, např. když není v protuberančním dalekohledu řádně zacloněno Slunce, nebo když chromosférický dalekohled zůstane dlouhodobě nastaven na Slunce. Při uložení do oleje vzroste propustnost filtru o 1 - 2 řády proti filtru tmelenému. Cpravy jsou přitom velmi jednoduché, demontáž i montáž filtru je velmi rychlá, stejně jako výměna vadného dílu.

Poměrně častá závada je vypálení prvního polarizačního filtru, který nejvíce trpí sbíhavým svazkem slunečního světla při pozorování. Závadu lze poznat přímým pohledem polarizačním filtrem proti rovnoměrnému pozadí, /např. modrá obloha/, kdy je uprostřed filtru vidět jasnější skvrnu. V případě, že je filtr uložen uvnitř nebo zatmelen je třeba se podívat skrze celý filtr přes pomocný neporušený polarizační filtr. Při jeho otáčení se ukáže světlá skvrna uprostrěd tmavého pole plarizačního filtru, který je uvnitř. Tato závada vyžaduje výměnu vadného polarizátoru. Přitom je nutno sejmout vnější tepelný filtr, který bývá montován v samostatné objímce nebo tvoří vstupní okno celého filtru.

- 290 -

Nejjednodušší kontrola celého filtru se provádí tak, že při pohledu filtrem bez dalekohledu na Slunce nebo na vlákno žárovky musíme při jeho naklánění v celém zorném poli vidět jasný čistý obraz. Je-li filtr roztmelen, nebo prasklý v důsledku nárazu, každé takové poškození při této zkoušce rozeznáme. V této souvislosti je třeba podotknout, že dvojlomné filtry jsou mimořádně citlivé k nárazům a je tedy třeba s nimi velmi opatrně manipulovat.

Dojde-li k závadě na termostatu, zejména k přehrátí, pak má tepelná pojistka, která je v objímce vestavěná, celý termostat vypnout. V případě selhání tepelné pojistky, ke kterému ve vzácném případě může dojít, dojde k přehřátí filtru a k jeho roztmelení, případně u filtru uloženého v oleji může dojít k úniku oleje. V takovém případě je nutná kontrola celého filtru, obvykle oprava teplotních detektorů a tepelné pojistky, které jsou uloženy v jeho objímce a oprava elektroniky termostatu.

V současné době se ukazují další možnosti využití filtrů, které lze v ČSSR realizovat. Kromě protuberančních dalekohledů a chromosférických dalekohledů je možné např. udělat protuberanční nástavec na Zeissovy Coudé dalekohledy, kterými jsou v současné době observatoře vybavovány. Pro tyto účely lze použít jednoduché Lyotovy filtry s pološířkou asi 5 Å, které pravděpodobně bude možné doplňovat úzkopásmovými filtry typu Fabry Perot, na jejichž vývoji se úspěšně pracuje. Tím by vznikla možnost kvalitního pozorování sluneční chromosféry. Rovněž lze počítat s využitím dielektrických filtrů, které jsou vyráběny ve vyhovující kvalitě, není však dosud vyřešena otázka jejich stárnutí, která působí po čase jejich rozladění. Rovněž lze předpokládat, že s využitím některých těchto prvků bude v budoucnu možná realizace televizního magnetometru a podobných zařízení. V současné době předpokládáme, že jich bude možné využít v kosmickém výzkumu pro pozorování z paluby umělých družic a kosmických lodí.

Problémy automatizace astronomických experimentů

z hlediska záznamu

a zpracování dat

M. PRAČKA, M. KLVAŇA

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Článek se zabývá problematikou řízení astronomických experimentů z hlediska návaznosti na pozdější vyhodnocování napozorovaného materiálu. Uvádí požadavky, které musí řídící systém splňovat, aby byl pozorovatel co nejméně zatěžován rutinními úkony. Centrální částí řídícího systému je procesor TP-8 s připojenými standartními a nestandartními periferními jednotkami, který umožňuje obměňovat řízení experimentu podle požadavků. Pro nasazení automatizovaného systému však musí řízené části splňovat určité minimální požadavky, které se v referátu uvádějí. Závěrem je prezentována koncepce automatizace hlavních experimentů slunečního oddělení ASÚ ČSAV v Ondřejově.

Automatizace astronomických experimentů je velmi široký pojem a zahrnuje v sobě několik zásadních otázek, které je třeba řešit. V prvé řade je to otázka přítomnosti či nepřítomnosti pozorovatele při astronomickém pozorování. Sebelepší automatický systém nebude chytřejší, než člověk, který do něho vkládal potřebné informace a podle názoru autorů může zastávat jen ty funkce, které jsou rutinního charakteru. To znamená, že například výběr pozorované oblasti, vlnová délka pozorovaná spektrografem, frekvence pozorování a jiné informace, závislé na zkušenosti člověka budou vkládány do systému před vlastním pozorováním. Úlohou automatu bude tedy vykonávání posloupnosti úkonů, které budou spočívat v obsluze dílčích části astronomického přístroje s parametry zadanými člověkem před spuštením pozorování. Není vyloučeno, že pak nemusí být již pozorovatel přítomen. Automatizovaný přístroj musí také počítat s méně kvalifikovanou obsluhou,



Obr. 1 - Blokové schema procesoru TP-8.

- 293 -

takže pro pozorování standartního typu /spektra, magnetograf, radioastronomie aj./musí upozornit obsluhu, který z parametrů má zadávat a kontrolovat, zda byl požadovaný úkon proveden správně. Z tohoto důvodu musí umožňovat vhodnou komunikaci s obsluhou celého zařízení.

Je jasné, že takovéto požadavky nemůže splnit jednoúčelově vybudovaný automat a proto padla volba na vhodný typ řídícího počítače. Při širokém nasazení hraje velikou roli také pořizovací cena a z toho hlediska vyhovuje procesor TP-8 vyráběný v ZVT Banská Bystrica. V budoucnu bude jistě možné používat i mikroprocesorů čs. výroby, které budou ještě lacinější, ale zatím nejsou k dispozici všechny potřebné komponenty.

BLOKOVÉ SCHEMA PROCESORU TP-8, JEHO ČÁSTI A FUNKCE

TP-8 je jednoadresový 8-bitový procesor s polovodičovou paměti ROM i RAM s maximální kapacitou 64 kB. Spolu se standartními periferiemi může tvořit mikropočítač nebo s nestandartními univerzální programovatelné zařízení.

V paměti ROM se nacházejí standartní programy v paměti RAM data nebo jednoúčelové programy. Adresa paměti je 16 bitů a pamět je rozdělena na stránky o kapacitě 4 kB. Hardwarově je stránka tvořena jednou deskou plošných spojů, která se zasouvá stejně jako desky propojení s periferními jednotkami.

Hlavní úlohou procesoru je dekódování jednotlivých instrukcí z paměti a vytváření všech odpovídajících signálů.

Pracovní cyklus začíná přečtením instrukce z paměti. Pak se teprve provádí. Celý cyklus trvá 2,4 (us. Po vykonání instrukce se zvětší adresa paměti o jedničku a provádí se instrukce následující.

Periferní jednotky se připojují přes speciální blok elektroniky, který musí zabezpečit výměnu všech nutných signálů /data, stavové signály, synchronizace ap./

DRUHY INSTRUKCÍ A ZPŮSOB PROGRAMOVÁNÍ

Instrukce procesoru lze rozdělit na tři skupiny

- 1/ Řídící instrukce nastavují výstupní signály z procesoru na žádaný kód a testují stav vstupních signálů procesoru.
- 2/ Instrukce pro práci s registry provádějí výměnu, čtení a nastavování obsahu registrů a paměti a logické a matematické operace.
- 3/ Adresové instrukce provádějí operace s adresou paměti, přímé a napřímé skoky v programu.

Procesor TP-8 se programuje ve strojním kódu nebo v jednoduchém jazyce ASSEMB-LER. V programovém vybavení je i vhodná komunikace s procesorem při vytváření programů pomocí klávesnice a displeje.

POZADAVKY EXPERIMENTATORA NA AUTOMATIZOVANÝ SYSTÉM

Na tomto místě chtějí autoři připomenout, že lze uvést pouze důležité požadavky, které jsou společné různým experimentům. Je samozřejmé, že budou tyto požadavky záviset na souboru obsluhovaných automatů a i na osobě pozorovatele nebo vyhodnocovatele dat samotné.

Prvním požadavkem je příprava teleskopu /radiového nebo optického/ do pracovního stavu, nastavení do požadované polohy /oblasti na Slunci/ podle zadaných souřadnic, jejich zpětné odečítání a udržování zadané polohy. U optických pozorování hrají značnou roli pozorovací podmínky. Je tedy nutné tyto podmínky průběžně kontrolovat a provádět měření jen tehdy, budou-li příznivé /ostrost obrazu, přítomnost oblačnosti/.

Procesor bude obsluhovat v naprogramovaném časovém sledu několik automatů /pointace, skanovací automat, serva pohybů, závěrka, kamera .../, které musí umožňovat oboustrannou komunikaci /povel a zpětná kontrola vykonání povelu/. To není jednoduchá úloha a je s ní třeba počítat již při konstrukci přístroje nebo dokonce již při volbě principu měření.

Experimentátor musí mít možnost vzájæmné komunikace s automatizovaným systémem tak aby měl možnost kdykoliv práci systému přerušit a zadat nové parametry nebo jiný program měření. Tuto činnost lze zabezpečit pomocí klávesnice a displeje spolu s příslušným programovým vybavením.

Na konci měření je třeba vypsat protokol, ve kterém musí být uvedeny veškeré parametry měření nutné pro vyhodnocení. V některých případech musí tento protokol tvořit součást naměřených dat pro pozdější strojní zpracování výsledků. V každém případě je výhodné mít tento protokol v písemné formě a proto obsahuje systém tiskárnu, kde se všechny informace na požádaní pomocí klávesnice vypíší.

KONKRÉTNÍ PŘÍKLADY ŘÍZENÍ NĚKTERÝCH ASTRONOMICKÝCH EXPERIMENTŮ

1/ Magnetograf - obr. 2

Teleskop obsahuje pointaci, skanovací automat, systém odečítání souřadnic a pohonů.

Magnetograf je vybaven automatickou kalibrací a analogovým vyhodnocovacím systémem.

A/D převodník upravuje analogové signály do číselné formy, přepíná jednotlivé kanály.

Blokování provádí kontrolu polohy teleskopu, kvality zobrazení, průzračnosti atmosféry a připravenost jednotlivých zařízení. Procesor řídí podle programu experiment, automatické skanován vybraných oblastí se zvolenými parametry a vzájemnou konverz



Obr. 2 - Horizontální dalekohled se spektrografem a magnetografem

- 296 -



br. 3 - Radioastronomická měření záření Slunce



Obr. 4 - Řízení fotosférického dalekohledu

všech jednotek.

Snímač děrné pásky tvoří vstup programů.

Klávesnice umožňuje vzájemnou komunikaci s obsluhou.

Displej zobrazuje informace pro pozorovatele.

Děrovač pásky tvoří výstup nestandartních programů nebo protokolu.

Tiskárna na požádání vypisuje všechny potřebné informace z displeje a protokol.

Magnetická páska je medium pro zápis dat a styčným prostředkem s velkým počítačem.

Digitální hodiny dávají časovou informaci a datum.

2/ Měření radiové emise Slunce - obr. 3

Radiometr dává výstupní signál v číslicové formě, umožňuje číslicové řízení zesílení, kmitočtu a polohy vstupních přepínačů /volba polarizace a kalibrace/.

Sumový generátor je zdrojem kalibračního signálu.

Řídící blok obsahuje A/D a D/A převodník, přepínač měřících míst, řízení přepínačů, frekvence a zesílení.

Systém pohonů obsahuje servosystém pro měření a nastavování zadané polohy radioteleskopu a podružný procesor pro výpočet polohy Slunce /azimut, elevace/, protože nelze použít pointaci. Procesor nastavuje veškeré režimy systému podle zadaného programu, odečítání hodnot, komunikaci mezi periferními jednotkami. Magnetická páska je medium pro záznam dat pro zpracování na velkém počítači.

Klávesnice a displej tvoří celek pro komunikaci s obsluhou. Snímač, děrovač a tiskárna mají stejnou funkci jako u magnetografu.

3/ Fotosférický dalekohled

Teleskop obsahuje systém odečítání souřadnic, pointaci, automatické ostření, ovládání clony a ochranného krytu objektivu. Kamera má řízení expozice, počítadlo snímků, vnitřní displej pro promítnutí času a data expozice, kalibrační klín, spouštění expozice a signál připravenosti.

Blokování kontroluje polohu teleskopu, kvalitu obrazu, průzračnost atmosféry, ostrosti obrazu a připravenost dílčích automatů teleskopu.

Monitor dovoluje sledovat dálkově vývoj pozorované oblasti. Procesor se standartními periferiemi /snímač, klávesnice, displej/ opět zabezpečuje vzájemnou součinnost všech jednotek pod-

le zadaného programu a konverzaci pozorovatele s přístrojem.

4/ Mikrofotometr

Stolek mikrofotometru umožňuje skanování ve dvou kolmých směrech,



Obr. 5 - Automatizovaný mikrofotometr

odečítání souřadnic v číslicové formě s inkrementálním čidlem, měření prošlého a dopadajícího světla.

Měřící systém obsahuje A/D převodník s přepínačem kanálů. Procesor podle programu řídí skanování, odečítání intenzit v zadaných bodech, vzájemnou spolupráci periferních jednotek, sběr a záznam dat a konverzaci s obsluhou.

Periferní jednotky /snímač, klávesnice, displej a magnetická páska event. tiskárna /slouží k vkládání programů, ukládání dat pro zpracování na velkém počítači, konverzaci s obsluhou event. tisk protokolu.

SOUČASNÝ STAV

V současné době jsou oživeny dva systémy procesoru TP-8 se standartními periferními jednotkami /snímač, děrovač, klávesnice, displej, tiskárna/ dále je připojena magnetická páska typu PT-105 z PLR včetně programového řízení všech režimů práce magnetopáskové jednotky a v pokusném provedení A/D převodník. Pomocí standartních desek propojení displeje lze po malé úpravě obsluhovat 8 dvouhodnotových signálů včetně osmi zpětných kontrol /spínání motorů, relé a pod./.

Programové vybavení je zatím skrovné. Jsou k dispozici testovací programy pro jednotlivé části systému, překladač z jazyka ASSEMBLER do strojního kódu a překladač inverzní a program-monitor. Dále je možné zakoupit aritmetiku i když se s ní v našem případě zatím nepočítá, protože má procesor zastávat především řídící funkce. Před dokončením je jednoduchá verze konverzačních programů obsluhy se systémem. Práce budou pokračovat především na těch blocích systému, které jsou společné více experimentům.

LITERATURA

/1/ Technická dokumentace systému SPU-800
/2/ ZVT Banská Bystrica, ČSSR.

Digitální

řídící systémy

pro paralaktické montáže

J. ŠUK

Hvězdárna Opice

ABSTRAKT

Příspěvek obsahuje základní principy řešení digitálních řídících systémů pro paralaktické montáže. Obecnou formou diagramů a blokových schemat popisuje činnost dílčích prvků ovládacího systému. Na základě teoretického rozboru je uveden atypický příklad digitálního řízení slunečního radioteleskopu v rektascenzi, který je v provozu na Hvězdárně v Úpici.

PRINCIPY DIGITÁLNÍHO ŘÍZENÍ

Rešení pohybu astronomického přístroje situovaného na paralaktické montáži vychází ze stanovení ekvatoreálních souřadnic sledovaného objektu - rektascenze a deklinace, tj. pohybu ve dvou navzájem kolmých rovinách.

V deklinaci lze pohyb řešít způsobem, který vyplývá z diagramu na obr. č. l a z blokového schematu na obr. č. 2.

Nechť $\mathcal{O}_{p} = \mathcal{O}_{1}$ požadovaná hodnota deklinace /souřadnice sledovaného objektu/

 $\sigma_s = \sigma_2$ skutečná hodnota deklinace, odpovídající nastavené poloze montáže

Jestliže $\int_1 = \int_2$, odpovídá poloha objektu hodnotě deklinace nastavené na montáži. Informace je převedena na komparátor a současně vyhodnocena na příslušném displeji \int . Předvolba deklinace je zadávána dekadicky, transformována do kódu

- 302 -

BCD, přivedena na druhý vstup komparátoru.

Pokud nejsou hodnoty obou vstupů komparátoru stejné, je na jeho výstupu logická jednička, která se vyhodnocuje jako povelový signál ke spuštění akčního členu - ovládacího obvodu krokového motoru. Směr chodu akčního členu je determinován rozlišovacím členem. Jakmile se skutečná hodnota deklinace $\sigma_{\rm g}$ rovná požadované hodnotě $\sigma_{\rm p}$, objeví se na výstupu komparátoru logická nula a motor se zastaví. Kromě toho je z komparátoru odvozen signál pro přepínání řídících frekvencí při rozběhu a zastavování krokového motoru. Při nastavování rektascenční souřadnice probíhá proces nastavení systému na časově závislou souřadnicí $\sigma_{\rm p}$

Casový normál θ vytváří základnu pro porovnání časových intervalů a současně udává hodnoty hvězdného času. Z generátoru časového normálu jsou odvozovány řídící frekvence pro pohyb motoru i pro ostatní logické členy.

Rektascenze \mathcal{A} , volená dekadicky je převedena do kódu BCD a přivedena přes přechodovou paměť na nastavovací vstupy čítače CT1. Jakmile se pomocí startovacího obvodu přepíše navolená informace do čítače, začnou na vstup čítače přicházet impulsy o frekvenci f_1 . Tyto impulsy jsou současně přivádeny i na vstup druhého čítače CT2. Výstup čítače CT1 je převeden na vstup komparátoru Kl společně s hvězdným časem ∂ . Jakmile jsou oba vstupy komparátoru shodné, objeví se na výstupu komparátoru logická nula, která zablokuje vstupní frekvenci fl a na vstup čítačů přivede frekvenci f_0 , která transformována přes akční člen, odpovídá rychlosti zdánlivého pohybu oblohy.

Přepnutím komparátoru K2 je odblokován vstup řídící frekvence do ovládácího obvodu krokového motoru. Motor začne otáčet přístrojem o úhel, jehož velikost a směr jsou dány komparátorem a rozlišovacím členem. Jestliže uvažujeme výchozí polohu přístroje jakt_s, je skutečný úhel, o který musí být přístroj otočen $t=t_{p}\pm t_{s}$. Problém je řešen tak, že na komparátoru K2 je porovnáváno, zda $t_{p}=t_{s}$ nebo zda $t_{p}=t_{s}$. Jsou-li obě hodnoty rozdílné, pohybuje se přístroj zvýšenou rychlostí, danou řídící frekvencí f_{1} .

Při vyrovnání obou hodnot je řídící frekvence přepnuta na f $_0$ a přístroj se nadále pohybuje rychlostí oblohy.

Během pozorování může dojít k chybám polohy přístroje, které jsou způsobeny zejména nepřesností mechanické konstrukce. Tyto chyby je vhodné kompenzovat různymi fotoelektrickými metodami. Fotoelektrický způsob kompenzace se jeví jako nejvýhodnější, protože je odvozen přímo od sledovaného objektu a není závislý na jiných obvodech či mechanických konstrukcích, u nichž se mohou projevit nejrůznější chyby a poruchy.

- 303 -

PŘÍKLAD DIGITÁLNÍHO ŘÍZENÍ SLUNEČNÍHO RADIOTELESKOPU V REKTASCENZI

a/ Teoretický rozbor

Jestliže vyjdeme z definice hodnoty hodinového úhlu t tj. t = Θ - \mathcal{L} , kde t je hodinový úhel tělesa, θ je hvězdný čas, ∞ je rektascenze tělesa, pak pro okamžik průchodu Slunce místním meridiánem platí vztah t = 0. Protože vyhodnocení rozdílu mezi hvězdným časem a rektascenzí těles /okamžitá hodnota hodinového úhlu/ klasickou elektronickou formou v binárním kódu BCD je obvodově složitější a náročnější záležitostí než v kódu dekadickém, je problém ovládání řešen podle následujícího postupu:

V každé Astronomické ročence je kromě údajů o rektascenzi a deklinaci Slunce pro každý den zadána ještě hodnota časového okamžiku, ve kterém nastáva pravé poledne, neboli čas kulminace Slunce. Udaj je zadán vždy pro souřadnice

$$\mathcal{L} = 50^{\circ} \text{ s. } \tilde{\text{s.}}$$
$$\mathcal{J} = -15^{\circ} \text{ v.d.}$$

Jako příklad vezměme údaj pro 1. 1. 1976. Jestliže čas pravého poledne označíme jako tp, pak pro tento den platí

$$tp = 12^{n}03^{m}15 / SEC /$$

Dále uvažujeme zeměpisnou šířku, na které je řízený radioteleskop umístěn. Souřadnice radioteleskopu je $\lambda = -16^{\circ}00'43,5"$ /označme $\lambda_{16}/$

Provedeme nejprve časovou korekci na pravé poledne pro tuto hodnotu. Označíme čas korigovaného /místního/ pravého poledne jako tpk, kde

 $tpk = tp_{15} + \Delta t / SEC / a kde je$ 11/ tpk ... korigovaný čas pravého poledne na 216 tp₁₅ ... čas pravého poledne pro A 15 /podle ročenky/ t ... časová diference, v našem případě

$$\Delta t/1^{\circ}00'43,5"/=-04^{\circ}03^{\circ}$$
.

Jestliže dosadíme do vztahu /1/, pak tpk = 11^h59^m12^s /SEČ/, což znamená, že pro tento čas nastává pravé poledne v místě, kde je zabudován sluneční radioteleskop.

Zavedeme nyní pomocný čas SEČ, tj. středoevropský čas korigovaný na čas místní, posunutý o 12^h00^m00^s podle definice

$$SEC_{k} = SEC + 12^{n}00^{m}00^{s} - \Delta t$$
 /2/

V okamžitku, kdy nastává pravé poledne korigované pro

tedy v čase

 $tpk / SEC / = 11^{h} 59^{m} 12^{s}$,

je podle definice /2/ čas na posunutých hodinách roven hodnotě

$$^{t}SEC_{L} = tpk + 12^{h}00^{m}00^{s} + 04^{m}03^{s} \neq 00^{h}03^{m}15^{s}$$

Je-li na hodinách, jdoucích v posunutém čase hodnota pravého poledne pro 2_{15} , tedy

$$t_{SEC_{1}} = 12^{h} 03^{m} 15^{s}$$
,

pak ve středoevropském čase platí

SEC =
$$SEC_{k} - 12^{h}00^{m}00^{s} + \Delta t$$
, tj.
^tSEC = ^tSEC_k - $12^{h}00^{m}00^{s} - 04^{m}03^{s}$
^tSEC = $23^{h}59^{m}12^{s}$

Jestliže od tohoto okamžiku, tj.

$$t_{SEC} = 23^{n} 59^{m} 12^{s}$$
 /31.12.1975/

začneme přičítat sekundové impulsy, pak v čase korigovaného pravého poledne

$$t_{pk}/SEC/ = 11^{n}59^{m}12^{s}$$
 /1.1.1976/ /4/

dospějeme k hodnotě

 $\begin{aligned} & \swarrow to = tpk - t_{SEC} \quad tj. \ po \ dosazeni \ /3/ \ a \ /4/ \\ & \backsim to = 11^{h} 59^{m} 12^{s} - 23^{h} 59^{m} 12^{s} \\ & \backsim to = -12^{h} 00^{m} 00^{s} \quad /tj. \ 43 \ 200 \ sekundových \ impulsů/ \end{aligned}$

což je vlastně hodnota hodinového úhlu t_o Slunce v kulminaci zvětšená o 12^h00^m00^S, vyjádřená v časomíře podle vztahu

$$to = \sqrt{to - 12^n 00^m 00^s}$$

neboli

to = Lto - 43 200 /SEC/

b/ Aplikace rozboru

Praktický význam této úvahy je následující: Pohyb slunečního radioteleskopu v rektascenzi je uskutočněn pomocí krokového motoru, který vykonává impulsní rotační pohyb rychlostí, která je dána frekvencí budicí části pohonu.

Převod krokového motoru je navržen podle převodu časomíry, tj. za jednu časo-

/3/

/5/

vou sekundu opíše radioteleskop v rovině rovnoběžné s rovníkem oblouk patnácti víhlových vteřin.

Celý systém je buzen v generátoru kmitočtu $f_1 = 10$ Hz a při zpětném chodu kmitočtem f_2 , pro který platí f_2 min >4 f_1 . Externí kmitočet $f_1 = 10$ Hz je vzat z výstupu děliče krystalem řízeného oscilátoru o základní frekvenci $f_2 = 1$ MHz.

Automatický systém ovládání pracuje takto: Na hodinách jdoucích v posunutém čase SEČ_k nastavíme předvolbu na hodnotu pravého poledne tp₁₅ pro následující den. Předvolbu můžeme provést v kteroukoliv dobu s výjimkou oblasti $KC_{CC} = 0$ /viz obr. 5/.

V okamžiku, kdy hodiny jdoucí v čase SEČ_k dospějí do času, rovném času pravého poledne tp₁₅, kontrolní čítač KČ, který byl dosud vynulován, začne přičítat sekundové impulsy 0, 1, 2 ... atd. až do hodnoty, které odpovídá zvolená předvolba pro výchozí polohu radioteleskopu, tj. KČ_{CV L} = RČ_{CV L}.

Předvolba K $\bar{c}_{\propto L} = :R\bar{c}_{\propto L}$ vlastně udává spodní /"východní"/ mez akčního úhlu, který v průběhu následujícího dne opíše osa paraboloidu v rovině rovnoběžné s rovníkem, přičemž v čase korgovaného pravého poledne tp_k prochází místním meridiánem.

Počet impulsů přičtených na kontrolním čítači KČ a reverzibilním čítači RČ se v okamžiku kulminace vždy rovná KČ \propto_{O} = RČ \propto_{O} - 43 200.

Předpokládejme nyní, že vlastní měření signálu snímaného z dipólu radioteleskopu chceme zahájit v čase t_{start} - 08^h15^m /SEČ/.

V této době již musí být radioteleskop v pohybu a sledovat svoji osou střed slunečního disku. Zvolíme tedy předvolbu t_{start} /viz obr. 5/ nezávisle na času východu Slunce, spodní mez akčního úhlu $\ll_{\measuredangle} \ll_{L} = 21600$. Této hodnotě odpovídá časový úsek $\varDelta t_{KC}$, po který krokuje kontrolní čítač od hodnoty t_{pl5} na hodinách v SEC_k, tedy

$$\Delta t_{KC} = 21 \ 600 \ s \ /06^{h} 00^{m} 00^{s} /$$

protože podle /2/ platí

$$SEC_{1} = SEC + 12^{n}00^{m}00^{s} - \Delta t$$
.

potom

$$SEC = SEC_{1} - 12^{h}00^{m}00^{s} + \Delta t$$

Hodnota startu kontrolního čítače KČ byla $SEČ_k = 12^{h}03^{m}15^{s}$, tedy

$$SEC_{startKC} = 12^{h}03^{m}15^{s} - 12^{h}00^{m}00^{s} - 04^{m}03^{s}$$

- 306 -

$$EC_{startKC} = 23^{n}59^{m}12^{s}$$
 /31.12.

1975/

Zavedením t_{KČ} zjistíme, v jakém čase SEČ bude uvedena do pohybu parabola radio-teleskopu v rektascenzi.

$$SEC_{poh} = SEC_{start KC} + \Delta t_{KC}$$

po dosazení

$$SEC_{nob} = 05^n 59^m 12^s$$
.

Z dosavadního rozboru tedy vyplývá:

1. Start vlastního pohybu: 05^h59^m12^s /SEC/

2. Start měření: 08^h15^m00^s /SEČ/.

Jestliže jsme zavedli podmínku, že při kulminaci musí vždy platit

V okamžiku startu kontrolního čítače SEČ_{start KČ} radioteleskop čeká v poloze, kdy osa paraboloidu svírá s rovinou místního meridiánu úhel $\propto = 6^{h}00^{m}00^{s} = 90^{\circ}00'00"$. V době, kdy kontrolní čítač krokuje v intervalu $0 < n < \propto_{L}$, kde \ll_{L} je předvolba spodní meze akčního úhlu radioteleskopu a n počet přičtených vteřinových impulsů, reverzibilní čítač RČ zůstává na hodnotě RČ $\ll_{L} = KC \ll_{L} = 21600$.

V okamžiku, kdy hodnota na kontrolním čítačí je dána vztahem

$$\propto_{=} \ll_{I}$$
 /tj. v $05^{h}59^{m}12^{s}$ SEC/,

začne přičítat i reverz. čítač RČ a oba RČ i KČ postupují společně.

Další logika systému je řešena tak, že každý impuls, který přichází na vstup RČ, přichází i na vstup řídících obvodů krokového motoru KM /obr. 6/, který tvoří pohon radioteleskopu v rektascenzi /násobkem deseti/.

Uvažujme konec měření v čase 16^h15^m SEČ. Zvolíme tedy horní mez akčního úhlu radioteleskopu $\sim_{\rm H}$ jako $\propto_{\rm H}$ = 64 800. Oba čítače KČ i RČ dále přičítají sekundové impulsy až do hodnoty KČ $\propto_{\rm H}$ = RČ $\propto_{\rm H}$ = 64 800. Tomuto okamžiku odpovídá čas

$$SEC_{stop} = SEC_{start KC} + 64 800 / s / SEC_{stop} = 17^{h} 59^{m} 12^{s}$$

Z toho vyplývá, že vlastní měření bylo ukončeno automatickou předvolbou v čase $t_{stop} = 17^{h}59^{m}12^{s}$. V čase, kdy oba čítače dosud buzené z generátoru o kmitočtu

 $f_1 = 10$ Hz dosáhnou hodnoty RČ $\infty_h = K$ Č $\infty_h = 64\ 800 / p$ řičtených impulsů/, doje de k následujícímu postupu: digitální komparátor vyhodnotí stav "RČ ∞_h ", zablokuje vstup impulsů a frekvenci $f_1 = 10$ Hz do reverzibilního čítače /a tím i do řídícího obvodu krokového motoru KM/, invertuje chod RČ /a chod KM v pohonu radioteleskopu/ a přivede na vstup obou impulsy z generátoru o kmitočtu f_2 .

Radioteleskop je uveden do pohybu ve zpětném chodu v orientaci "západ – východ" a natáčí se až do okamžiku, kdy na rev. čítači je opět hodnota $\propto = \propto_L$. V tomto okamžiku se radioteleskop zastaví a čeká do příštího dne, až se bude opětně shodovat KČ \propto_L = RČ \propto_L .

Kontrolní čítač KČ pokračuje dále v přičítání sekundových impulsů, až do okamžiku, kdy hodiny jdoucí v čase SEC_k dosáhnou času $t_{NUL} = 11^{h}00^{m}00^{s}$. V tomto okamžiku $t_{NUL} / SEC_{k} /$ se kontrolní čítač automaticky vynuluje a čeká na start svého přičítání, který jsme předvolili v průběhu dne na "předvolbě pravého poledne" /tpp/ pro příští den.

Systém, řešící problematiku pohybu astronomického přístroje na paralaktické montáži, je možné při vyústění v praktickou aplikaci řešit řadou elektronických obvodů. V současné době lze za nejdokonalejší považovat kombinace, jejichž vlastní logická část je tvořena mikroprocesorem, a která využívá různých systémů inkrementálních čidel jako snímačů polohy. Jako akční členy se jeví být nejvýhodnějšími krokové motory s hybridním systémem řízení.

LITERATURA

/1/ Stach, J. a kol.: Československé integrované obvody - vlastnosti a použití, SNTL, Praha 1975

/2/ Hacar, B.: Uvod do obecné astronomie, SPN, Praha 1963

/3/ Polovodičové součástky Tesla - katalog Tesla Rožnov 1977

/4/ Firemní literatura fy MEZ Náchod /Prospekty a katalogové listy/

/5/ Suk, J.: Číslicové řízení slunečního radioteleskopu ST 8/79, s. 327.



Obr. 1 - Diagram nastavení \mathcal{J} .



HOTOR



Obr. 2 - Blokové schema deklinačního Obr. 3 - Diagram nastavení 🗸 systému.

KM

18



Obr. 5 - Diagram pohybu a základní parametry.







Foto 2 - Montáž slunečního radioteleskopu.



Foto l - Digitální řízení slunečního radioteleskopu,



Systém

pro spektrografické měření

polarizace radiové emise Slunce

K. JIŘIČKA

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Příspěvek popisuje koncepci spektrografu, umožňujícího současné měření intenzity i stupně polarizace radiové emise Slunce. Podle požadavků, kladených na systém a reálných možnosti jsou stanoveny základní parametry systému a zvolena měřící metoda a na zakladě zjednodušeného blokového schematu je vysvětlena funkce systému.

Studium fyzikálních procesů, přispívajících k radiové emisi Slunce, klade na radiová pozorování často extrémní požádavky: sledovat co nejširší pásmo frekvencí, získat co nejvyšší rozlišovací schopnost v čase, frekvenci i prostorovém úhlu, zaručit dynamický rozsah schopný pokrýt celou škálu intenzit od klidové hladiny až po šumové bouře, měřit kromě intenzit současně i polarizaci, mít kalibrovanou frekvenční i intenzitní škálu a pod. Tyto požadavky jsou často protichůdné a při návrhu koncepce měřícího systému jsme omezeni reálnými možnostmi, jako jsou rozměry a přesnost provedení dostupného parabolického reflektoru, dostupnost elektronických prvků, intenzitou a spektrem vnějšího rušení, finančními náklady atd. Při ideovém návrhu spektrografu se vycházelo z následujících požadavků:

1/ Volit koncenpci prolaďovaného spektrografu vzhledem k jednoduchosti systému
2/ Jako parabolického reflektoru využít stávající zrcadlo o průměru 7,5 m, je-

- hož přesnost provedení umožňuje přijímat signály o vlnové délce větší než 10 cm.
- 3/ Volit frekvenční rozsah tak, abychom byli schopni zachytit co největší počet efektů /s preferencí efektů typu I a III/

4/ Zajistit velkou dynamiku přijímače

5/ Měřit současně intenzitu i polarizaci

6/ Zajistit kalibraci přístroje

Tyto požadavky však kladou na přístroj určitá omezení:

- Stávající zrcadlo má i pro nejvyšší přijímatelné frekvence šířku svazku větší než je průměr Slunce, a proto jsme schopni přijímat radiovou emisi Slun- « ce pouze integrálně, bez prostorového rozlišení
- U koncepce prolaďovaného spektrografu platíme za poměrnou jednoduchost systému tím, že požadavky na vysokou rozlišovací schopnost ve frekvenci a v čase se navzájem vylučují, a je proto mezi nimi nutno volit určitý kompromis
- Umístění ondřejovské observatoře na kopci je vhodné pro astronomická pozorování, ale již méně vhodné pro pozorování radioastronomická, protože otevřená okolní krajina neposkytuje ochranu před umělými rušivými signálv, jako jsou rozhlasové a televizní vysílače.

Když byly vzaty v úvahu všechny tyto požadavky a omezení, bylo zvoleno prolaďované pásmo 220 – 400 MHz, které představuje určitý kompromis mezi požadavky a reálnými možnostmi. Důvody právě této volby býly tyto:

- 1/ Ve zvoleném pásmu se vyskytují efekty typu I, III, IV
- 2/ Stávající parabolický reflektor poskytuje na těchto kmitočtech ještě dostatečný zisk
- 3/ Uvnitř prolaďovaného pásma leží frekvence 260 MHz, která je kontinuelně sledována a kalibrována jiným ondřejovským přístrojem, čehož je možno výhodně využít pro kontrolu správné činnosti a pro kalibraci spektrografu
- 4/ Pásmo 220-400 MFz leží mezi pásmy využívanými pro televizní vysílání a je poměrně čisté od umělého rušení.

VOLBA MFRICI METODY

Při volbě měřící metody se vycházelo z požadavku co nejjednodušší konstrukce systému při současném zachování všech požadovaných parametrů. Proto bylo, jako kompromis rezi složitostí systému a možným: přínosem, částečně redukováno měření Stokesových parametrů a upuštěno od měření úhlu sklonu hlavní poloosy γ . Při použití jediného anténního systému toto měření totiř předpokládá i měření fáze, což je u prolaďovaného systému úkol velmi obtížný. Mimoto dochází v pásmu 220-400 MFz již k tak velké Faradayově rotaci, že pozbývá smysl úhel γ vzhledem k jeho neurčitosti vůřec měřit. Proto bylo upuštěno od měření všech Stokesových parametrů a měření bylo redukováno pouze na měření dvou parametrů: I a V. Tyto dva parametry jsou nezávislé na úhlu γ a jejich měření má tudíž tu výhodu, že je nezávislé na orientaci anténního systému vůči dopadající vlně. Mimoto pokud máme k dispozici obě opačně kruňově polarizované složky vlny, stačí k určení parametrů I a V měřit pouze jejich intenzity I_p a $I_t / 1/$.

/1/

$$I \approx I_{R} + I_{L}$$
$$V \approx I_{R} - I_{L}$$

Stupeř polarizace je pomocí Stokesových parametrů definován

$$= \frac{\sqrt{Q^2 + U^2 + V^2}}{T}$$

121

a měřené parametry I , V k jeho určení nestačí. Proto bylo měření stupně polarizace m nahrazeno měřením stupně kruhové polarizace m_o

m

- 314 -

 $m_{o} = \frac{V}{I} = \frac{I_{R} - I_{L}}{I_{R} + I_{L}}$ /3/

Při sledování polarizace radiové emise Slunce v přijímaném frekvenčním pásmu 220 - 400 MHz bylo zjištěno /2/, že efekty typu I jsou většinou silně kruhově polarizované a efekty typu III a IV jsou částečně kruhově polarizované, zatímco lineární polarizace byla zjištěna jen velmi slabá nebo nebyla zjištěna vůbec. Jak bylo ukázané v /1/, jsou u kruhově polarizovaných vln hodnoty stupně polarizace m a stupně kruhové polarizace m_o shodné, a proto jsme u vln s převládající kruhovou polarizací oprávněni aproximovat stupeň polarizace m stupněm kruhové polarizace m_o.

Jak bylo ukázáno v předešlém, stačí k určení stupně kruhové polarizace měřit intenzity obou opačně kruhově polarizovaných složek. Nejjednodušším řešením této úlohy by bylo užití dvou opačně kruhově polarizovaných antén /šroubovic/, které přijímají kruhově polarizované složky vlny. Avšak nevýhodou tohoto řešení je, že kruhově polarizované antény /šroubovice/ jsou poměrně dlouhé a nelze je umístit v ohnisku parabolického reflektoru. Samy o sobě pak mají malý zisk, který nestačí zajistit dostatečně velké napětí na výstupu antény při příjmu slabých signálů. Proto byla zvolena poněkud složitější metoda měření intenzit obou kruhově polarizovaných složek pomocí dvou opačně lineárně polarizovaných /kolmých/ složek vlny. K převodu opačně lineárně polarizovaných složek na opačně kruhově polarizované složky slouží specielní pasivní elektrický čtyřhran, tzv. kvadraturní hybrid /obr. 1/, který rozdělí signál přivedený na vstup 1 na dvě kvadraturní složky /složky fázově posunuté o π /2/ na výstupy 3 a 4 a obdobně signál přivedený na vstup 2 rozdělí na dvě kvadraturní složky na výstupy 4 a 3. Specielní konstrukcí tohoto prvku lze docílit toho, že prvek zachovává tyto vlastnosti v širokém frekvenčním pásmu, které pokryje požadovaný rozsah 220-400 MHz. Lze dokázat, že přivedeme-li na vstupy 1 a 2 takovéhoto prvku dvě opačně lineárně polarizované složky vlny, dostaneme na výstupech 3 a 4 obě opačně kruhově polarizované složky. Díky této metodě můžeme pro příjem signálu použít širokopásmovou soustavu kolmých lineárně polarizovaných antén, tzv. zkříženou logaritmicko-periodickou strukturu, která má poměrně malé rozměry a kterou lze snadno umístit v ohnisku parabolického zrcadla.

FUNKCE SYSTEMU

Zjednodušené blokové schéma systému je na obrázku 2. Obě opačně lineárně polarizované složky X, Y jsou přivedeny na kvadraturní hybrid, který je transformuje

na dvě opačně kruhově polarizované složky R, L. Abychom se vyhli nutnosti užití dvou přijímačů, které by vlivem rozdílných vlastností a nestabilit mohly obzvláště u malých stupňů polarizace zkreslovat výsledky měření, jsou obě složky R a L připojovány elektronickým přepínačem na vstup jediného přijímače a měřeny postupně. Přepínač též umožňuje připojit na vstup přijímače namísto antény šumový generátor a tím provést kalibraci celého přijímacího řetězce. Za přepínač je připojen nízkošumový širokopásmový předzesilovač, který zabraňuje zhor-šování citlivosti přijímače vlivem útlmu svodového kabelu. Kvadraturní hybrid, přepínač, šumový generátor i předzesilovač jsou umístěny v reflektoru v těsné blízkosti antény, což umožňuje kalibrovat celou přijímací cestu od antény a vyloučit chyby, vznikající změnou útlumu a stárnutím svodového kabelu. Od předzesilovače je signál veden do kabiny, kde se směšuje s kmitočtem místního napěťově řízeného øscilátoru na mezifrekvenční kmitočet 10,7 MHz a přes úzkopásmový filtr, určující šířku pásma přijímače, přivádí na mezifrekvenční zesilovač. Aby bylo dosaženo požadované dynamiky přijímače, je mezifrekvenční zesilovač konstruován jako logaritmický, tj. výstupní detekovaný signál je úměrný logaritmu signálu vstupního. Detekovaný mezifrekvenční signál je dále veden na vzorkující paměťový obvod "sample and hold", který si během měřícího cyklu postupně zapamatuje hodnoty logaritmů intenzit obou opačně kruhově polarizovaných složek. Po skončení měřícího cyklu jsou tyto hodnoty odečteny na rozdílovém zesilovači, na jehož výstupu dostáváme modifikovanou hodnotu stupně kruhové polarizace m

$$m_{o} = \log_{a}I_{R} - \log_{a}I_{L} = \log_{a} - \frac{I_{R}}{I_{L}}$$

oscilátor se skokově přeladí na jinou frekvenci a započne nový měřící cyklus. Modifikovaný stupeň kruhové polarizace se liší od stupně kruhové polarizace m, definovaného rovnicí /3/, ale mezi oběma platí jednoznačný transformační vztah

> $m_{0} = \frac{m_{0}^{m_{0}} - 1}{m_{0}^{m_{0}} + 1}$ /5/

Jako záznamové medium byl zvolen film, který umožňuje levně a přehledně zachytit velké množství informací na malém objemu. Informace o intenzitě přijímaného signálu se přivádí na obrazovku, jejíž paprsek je intenzitně modulovám a současně rozmítán synchronně s přelaďovaním. Výsledný efekt je zaznamenáván na film ve formě běžného černobílého spektrogramu. Protože při záznamu polarizace jsou malé změny stupně polarizace na černobílém filmu špatně rozlišitelné a protože potřebujeme rozlišit i smysl polarizace /pravotočivá, levotočivá/, byla pro záznam stupně polarizace zvolena metoda poněkud odlišná. Hodnoty stupně polarizace jsou dekódovány podle vztahu /5/ a v matici barev jsou různým hodnotám stupně a smyslu kruhové polarizace přiřazeny různé stejně syté barevné odstíny a ve formě tří barevných složek R, G, B zavedeny na barevnou obrazovku, jejíž barevné papráky jsou opět rozmítány synchvonně s přelaďováním. Výsledný efekt je zaznamenáván na barevný film.

141

Celý systém může být řízen hardwarově pomocí interní logiky nebo může být napojen na řídící mikroprocesor, který umožní softwarově operativně modifikovat pracovní režim /rychlost prolaďování, pásmo prolaďování, korekce na zisk antény apod./. Měřená data mohou být též zaznamenávána v číslicové formě na magnetickou pásku a dále zpracovávána na počítači.

LITERATURA

/l/ Jiřička K.: Polarizace radiové emise Slunce. Příspěvek na celostátním slunečním semináři, Povážská Bystrica 1980

/2/ Krueger A.: Introduction to Solar Radio Astronomy. Reidel Publishing Company, Dordrecht, 1979

/3/ Kundu M. R.: Solar radio Astronomy. John Wiley and Sons, New York, 1966

/4/ Nieuwkoop J.: A Muli-channel Solar Radio Spectrograph. Doktorská práce, universita Utrecht, 1971.

/5/ Quadrature Hybrids. Katalog fy Merrimac Industries.







Obr. 2 - Blokové schema systému.

Číslicová filtrace signálů

a její aplikace

v astronomii

M. PRAČKA

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Číslicová filtrace signálů je jednou z moderních metod zpracování naměřených dat, která umožňuje velmi účinným způsobem odstranit z naměřených hodnot nežádoucí složky jako šum, různé trendy nebo umožňuje ponechat v datech jen ty složky, které nás pro další analýzu zajímají. Velmi progresivní se ukazují tyto metody při zpracování obrazů. Referát seznamuje se základními poznatky z oboru číslicové filtrace, metodikou návrhu číslicových filtrů a praktickými aplikacemi při zpracování dat.

S rozmachem výpočetní techniky proniká do všech vědních oborů metodika strojového zpracování informací. Moderní prostředky umožňují zpracování rozsáhlých souborů dat a nasazení účinných statistických metod. Naměřené hodnoty jsou vždy zatíženy chybami. Systematické chyby mohou být způsobeny přístrojem, metodikou pozorování a ve vyjímečných případech průvodními jevy pozorovaného fyzikálního procesu. Nahodilé chyby mají charakter náhodného šumu nejčastěji s Gaussovým rozložením hustoty pravděpodobnosti.

V každém případě, pokud zkoumáme pouze určitou vlastnost měřené fyzikální veličiny, je třeba nežádoucí složky z dat vyloučit. V astronomii se k tomuto účelu používá mnoho rozmanitých metod /vyhlazování, regresivní metody a pod./. Mnohem lepší výsledek však poskytují číslicové filtry, které vyžadují libovolný výpočetní prostředek úměrný objemu zpracovávaných dat.

PRINCIP ČINNOSTI ČÍSLICOVÉHO FILTRU A NĚKTERÉ ZÁKLADNÍ POJMY

Představme si číslicový filtr jako systém, do něhož vstupuje posloupnost dat

a vystupuje jiná posloupnost, ze které jsou již odstraněny nežádoucí složky. Filtr si představujeme jako transformaci T, která má být lineární t.j.

$$T (\bar{a}_1 \cdot x_1 (n) + a_2 \cdot x_2 (n)) = a_1 \cdot T (\bar{x}_1 (n)) + a_2 \cdot T (\bar{x}_2 (n))$$

a kauzální t.j. nezávislá na posuvu

$$y(n) = T/x(n) / \Rightarrow y(n-k) T/x(n-k) / /2/$$

/1/

14/

Každou posloupnost vzorků lze vyjádřit pomocí posloupnosti jednotkového impulzu d(n) /obdoba δ -funkce/ definované takto

$$d(n) = \begin{array}{c} 1 \text{ pro } n=0 \\ 0 \text{ jinde} \end{array}$$
(3)

tedy

$$(n) = \sum_{k=-\infty} x(k) \cdot d(n-k)$$

00

х

S využitím vztahů /l/ a /2/ můžeme transformaci libovolné posloupnosti napsat jako

$$y(n) \quad T_{x}(n) = T_{x}(k) = T_{x}(k) \cdot d(n-k) = \sum_{k=-\infty}^{\infty} x(k) \cdot T_{a}(n-k) = \frac{1}{2} \sum_{k=-\infty}^{\infty} x(k) + \frac{1}{2} \sum_{k=-\infty}^{\infty} x(k) = \frac{1$$

Vidíme, že je výstupní posloupnost číslicového filtru dána vstupní posloupností x(n) a transformaci posloupnosti jednotkového impulzu. Zavedeme pojem <u>impulzní</u> odezvy číslicového filtru jako

h(n) = T [d(n)] /6/

Pak je výstupní posloupnost číslicového filtru rovna <u>konvoluci</u> vstupní posloupnosti a impulzní odezvy

 $y(n) = \sum_{k=-\infty}^{\infty} x(k) \cdot h(n-k)$ /7/

Tento vztah se často transformuje pomocí diskrétní Fourierovy transformace do kmitočtové oblasti, kde konvoluce přejde v součin

$$\chi(j\omega) = \chi(j\omega) .H(j\omega)$$
 /8/

H $(j\omega)$ se nazývá <u>komplexní přenosová funkce</u> číslicového filtru. Její absolutní hodnota přímo určuje, které kmitočty filtr propouští a které potlačuje a je tak vlastně výchozím požadavkem při syntéze filtru. Impulzní odezva h může být buď konečná /FIR filtry/ nebo nekonečná /IIR filtry/.



Obr. 1 - Srovnání fotometrovaného obrazu před a po filtraci symetrickou dolnofrekvenční propustí.



Obr. 2 - Tentýž obrázek jako na obr. 1 ale ve formě izočár .



Obr. 3 - Osově symetrická dolnofrekvenční propust použitá k filtraci obrázků. Na svislé ose je modul komplezní funkce přenosu a na vodorovných osách frekvence.









Obr. 6 - Frekvenční charakteristika číslicového filtru.

- 322 -




1

- 324 -





Obr. 10 - Odhad výkonového spektra filtrovaných dat v době erupce.

- 325 -

SYNTEZA CÍSLICOVEHO FILTRU

Máme-li představu, které kmitočty má filtr propouštět a které potlačovat, musíme určit buď komplexní funkci přenosu nebo impulzní odezvu. Nestačí provest pouze Fourierovu transformaci dat, nežádoucí složky anulovat a zbytek přetransformovat zpět. Takový filtr potlačuje velmi málo /zhruba 5x/. Na druhé straně je problematika exaktního návrhu digitálních filtrů tak rozsáhlá, že daleko přesahuje rozsah všech přednášek dohromady. Pro naši potřebu je možné použít dostupné programy v literatuře, které provádějí syntézu FIR a IIR filtrů.Jsou také k dispozici u autora v ASU ČSAV v Ondřejově spolu s programy pro kontrolu frekvenčních charakteristik /pásem propustnosti/ a pro provedení vlastní filtrace bez ohledu na formu filtrovaných dat a medium, na kterém jsou data zapsány.

Zatím bylo hovořeno o jednorozměrném případě digitální filtrace. Není problém konstruovat filtry vícerozměrné zejména dvourozměrné pro filtraci obrazů. Na obr. 1 je v části a/ trojrozměrné zobrazení fotometrovaného obrazu, který je značně zatížen šumem. Digitálním filtrem jsou potlačeny rvchlé fluktuace způsobené šumem a výsledek je na tomtéž obrázku v části b/. Tentýž obrázek je možno znázornit metodou izočar, které spojují místa stejné intenzity. Na obr. 2 jsou vedle sebe opět původní obraz a obraz po filtraci. Použitý filtr byla osově symetrická dolnofrekvenční propust, jejíž frekvenční charakteristika je na obr. 3. Na svislé ose je absolutní hodnota komplexní přenosové funkce, na vodorovných osách frekvence. Počátek souřadnic je uprostřed. Vidíme, že filtr propouští složky signálu od nulové frekvence až po jistou mezní frekvenci a to v obou osách. Odtud plyne jeho název dolnofrekvenční propust.

PRAKTICKÝ PŘÍKLAD VYUŽITÍ ČÍSLICOVÉ FILTRACE PŘI ANALÝZE DAT

Na finské observatoři Metsähovi byla pozorována erupce na vlnové délce 8 mm. Svazek antény byl tak úzký, že dovoloval měření přímo z aktivního centra /práce bude publikována v Astronomy and Astrophysics/. Ukolem analýzy bylo zjistit přítomnost periodických komponent v době erupce a mimo n1. Na obr. 4 jsou naměřená data. Výpočet spektra - ohr. 5 ukázal, že je veškerá energie soustředěna v oblasti velmi nízkých kmitočtů a ostatní složky jsou více jak 1000x slabší. Digitální filtr měl co nejlépe tyto pomalé složky potlačit. Po aplikaci IIR filtru, jehož frekvenční charakteristika je na obr. 6 jsme dostali průběh zbavený všech trendů - obr. 7. Na začátku je vidět přechodový děj, který vykazuje každý filtr /i klouzavý průměr/. Proto je třeba začít filtrovat mnohem dříve, než přijde v datech oblast, která nás zajímá /obr. 8/. Na obr. 9 je spektrum po filtraci, které dokazuje, že jsou nežádoucísložky potlačeny o více jak 7 řádů a toho nelze dosáhnout žádným jiným způsobem. Spektrum na obr. 9 však nemá velkou statistickou věrohodnost a proto je třeba užít jiných metod výpočtu spektra, o kterých pojednává jiný referát tohoto sborníku. Na obrázcích 10 a 11 je konečné spektrum s větší věrohodností v lineární a logaritmické škále, které

vykazuje několik periodických komponent. Jejich reálnost byla potvrzena statistickými testy a jiným druhem pozorování radiové emise Slunce.

Závěrem je možné konstatovat, že bez použití číslicové filtrace by analýza dat _ nevedla k průkaznému výsledku.

LITERATURA

- /1/ Cappelini, V., Constantinides, A. G., Emiliani, P.: Digital Filters and their Applications
- /2/ Daniels, R.W.: Approximation Methods for Flectronic Filter Design McGfaw Hill,1974
- /3/ Oppenheim, A., Schafer, R.W.: Digital Signal Processing Prentice Hall, 1975
- /4/ Gray, A. H., Markel, J.D.: A Computer Program for Designing Digital Elliptic Filters - IEEE Trans. Audio Speech and Signal Proc. ASSP-24, Dec 1976, No 6, 497
- /5/ McClellan, J.H., Parks, T.W., Rabiner, L.R.: A Computer Program for Designing Optimum FIR Linear Phase Digital Filters.



Obr. 11 - Odhad výkonového spektra filtrovaných dat v době erupce -

Metodika

vyhledávání periodických dějů

v časových řadách

s ohledem na statistickou věrohodnost výsledků

M. PRAČKA

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Při analýze časových řad se často vyhledávají periodické komponenty. Příspěvek ukazuje statistické vlastnosti výsledků nejčastěji používaných metod a možnost jednoduchého odhadu jejich statistické věrohodnosti.

Při zpracování časových řad bývá často řešenou otázkou přítomnost periodických komponent, které mohou dát cennou informaci o povaze pozorovaného fyzikálního procesu. Nejčastěji používanou metodou bývá odhad výkonového spektra dat, z jehož lokálních maxim lze usuzovat na přítomnost periodicity. Odhad spektra lze dostat několika metodami.

PREHLED UZÍVANÝCH METOD ODHADU VÝKONOVÉHO SPEKTRA

1/ Přímý výpočet periodogramu:

Při této metodě rozdělíme časovou řadu na segmenty určité délky, každý segment násobíme váhovou funkcí /okénkem/ a provedeme diskrétní Fourierovu transformaci takto modifikovaného segmentu dat. Periodogram segmentu je dán kvadrátem absolutní hodnoty výsledku podle vztahu

$$I_{L}(k,i) = \frac{1}{L} \left| \sum_{n=0}^{L-1} x(L.(i-1)+n) \cdot w_{L}(n) \cdot e^{-j\frac{2\overline{n}}{L}} k \cdot n \right|^{2} /1/$$

kde L je délka segmentu, x hodnoty časové řady, w váhová funkce, i číslo segmentu, k číslo harmonické základní periody a j imaginární jednotka. Výsledný odhad je pak průměrem dílčích periodogramů

$$I(k) = \frac{1}{M \cdot U} \sum_{i=1}^{M} I_{L}(k,i)$$

kde

$$U = \sum_{n=0}^{L-1} w_L(n)^2$$

a M je počet vytvořených segmentů.

2/ Metoda autokorelační funkce :

Vypočtená autokorelační funkce se symetricky usekne a z takto zkrácené posloupnosti se vypočte diskrétní Fourierova transformace. Zkrácenou autokorelační funkci lze opět násobit váhovou funkci. Výsledek transformace je přímo periodogram.

3/ Metoda maximální entropie :

Tato metoda předpokládá vnitřní závislost hodnot časové řady ve tvaru

$$x(n) = A_1 \cdot x(n-1) + A_2 \cdot x(n-2) + \dots + A_M \cdot x(n-M) + u(n)$$
 /4/

kde A_i jsou tzv. autoregresivní koeficienty a u(n) je posloupnost, jejíž hodnoty jsou již statisticky nezávislé. Optimalizací lze najít takové M, pro které má posloupnost u nejmenší rozptyl /tedy jinak řečeno predikce následující hodnoty časové řady vzorcem /4/ má nejmenší středně kvadratickou chybu/. Odhad spektra signálu je

$$I(k) = \frac{u^{2}}{\begin{vmatrix} \frac{M}{1 - \sum_{i=1}^{M} A_{i}} & e^{-j\frac{2i}{N}k \cdot i} \end{vmatrix}^{2}}$$
 /5/

kde N je počet vzorků spektra od nuly do maximálního možného kmitočtu 2.

4/ Filtrační metody :

Používají se zejména v měření radiových spekter záření mezihvězdné hmoty. Signál z radiometru prochází sadou úzkopásmových filtrů, na jejichž výstupu se měří výkon. Metoda má nevýhodu v menší rozlišovací schopnosti ve frekvenci, ale velmi často je jedinou možností měření.

/3/

121





5/ Optimalizační metody :

Jedná se většinou o odhad parametrů periodické komponenty metodou nejmenších čtverců /frekvence nebo perioda, amplituda a fáze/. Nevýhodou je nutnost znalosti alespoň přibližného počátečního odhadu a obtíže při výskytu několika periodicit s velmi blízkou délkou periody.

STATISTICKÉ VLASTNOSTI VÝKONOVÉHO SPEKTRA SIGNÁLŮ

Ve vypočteném spektru se většinou objeví lokální maxima, které považujeme za periodické komponenty. Otázkou ovšem je, do jaké míry mohla tato maxima vzniknout náhodou. Uvedeme nyní metodu odhadu statistické věrohodnosti nalezených maxim.

Předpokládejme, že je analyzovaná časová řada čistě náhodný proces /šum/. Pak budou i vypočítané vzorky odhadu spektra náhodné procesy a lze ukázat, že mají ×² - rozložení. Jediným parametrem, který charakterizuje toto rozložení je počet stupňů volnosti v.

$$p(x) = \frac{1}{2\sqrt{\frac{v}{2}}} \cdot \left(\frac{x}{2}\right)^{\frac{v}{2}-1} \cdot e^{-\frac{x}{2}}$$
 /6/

Na obr. l je průběh této hustoty pravděpodobnosti pro několik v. Integrací hustoty pravděpodobnosti lze získat meze věrohodnosti A, B a pravděpodobnost toho, že vypočtená hodnota proměnné x leží v tomto intervalu

$$P_{o} = P \left[x \in \langle A, B \rangle \right]$$

kde meze A, B jsou voleny tak, aby byla pravděpodobnost toho, že hodnota x vybočí mimo tyto meze pro oba případy shodná, tedy

$$P[x < A] = P[x > B] = P_1 \qquad (7)$$

Obr. 2 je pomůckou při stanovení věrohodnostních mezí A, B. Graf je vodorovnou čarou rozdělen na dvě poloviny. Horní platí pro mez B a dolní pro mez A. Na svimlé ose je pravděpodobnost P_o a na vodorovné poměr hodnoty x a počtu stupňů volnosti v. Tedy například pro v=5 a P_o=50 % nalezneme A/v = 0,53 a B/v = 1,28.

Při výpočtu spekter odpovídá veličině x vypočtená hodnota odhadu spektra a očekávaná hodnota spektra $\widehat{\mathbf{I}}$ (k) očekávané hodnotě $\overset{2}{\sim}$ -proměnné v. Chceme-li tedy zjistit, v jakém intervalu můžeme očekávat hodnoty spektra, můžeme napsat:

$$\widehat{I}(k) = I(k) \cdot \frac{v}{x} \qquad x \in \langle A, B \rangle \qquad (8)$$



Obr. 3 - Příklad vypočteného spektra a možnosti jeho proměn pro různé části analyzované časové řady.



Obr. 4 - Graf pro určení věrohodnosti lokálního maxima ve spektru z poměru maxima ku minimu sousedícího s testovaným maximem a z počtu stupňů volnosti.

- 332 -

Na obr. 4 je příklad vypočteného spektra se dvěma lokálními maximy. Pomocí obr. 2 určíme věrohodnostní meze A, B a po dosazení do vztahu /8/ maximální a minimální očekávanou hodnotu spektra, které jsou vyznačeny čárkovaně. Uvažujeme-li extrémní případy I, a I2, mohou se polohy maxim a minim vzájemně prohodit a navíc jsou oba případy statisticky rovnocenné. Aby bylo lokální maximum i v očekávané hodnotě spektra, je jasné, že musí být minimum očekávané hodnoty v místě lokálního maxima vypočteného spektra větší než maximální očekávaná hodnota spektra v místě lokálního minima, které sousedí s testovaným maximem. Toho lze dosáhnout jedině změnou pravděpodobnosti P, která určuje věrohodnostní meze. Čím je tato pravděpodobnost větší, tím je věrohodnostní interval A, B širší a naopak. To znamená, že musíme tuto pravděpodobnost určovat iterativně tak dlouho, až dosáhneme shodnosti minima očekávané hodnoty spektra v místě lokálního maxima vypočteného spektra a maxima očekávané hodnoty spektra v místě sousedního minima vypočteného spektra. Takto určenou pravděpodobnost nazveme věrchodností a je to tedy pravděpodobnost toho, že se objeví lokální maximum ve stejném místě i v očekávané hodnotě výkonového spektra.

Naznačený složitý postup je možno udělat jen jednou, protože lze ukázat, že věrohodnost závisí pouze na poměru hodnot lokálního maxima, které testujeme, a sousedního minima /toho, jehož hodnota je větší/. Na obr. 4 je závislost věrohodnosti na poměru maxima k minimu pro několik hodnot počtu stupňů volnosti. Vidíme, že je nutno pro věrohodný odhad spektra dosáhnout pokud možno velkého počtu stupňů volnosti. V praxi tedy stačí pomocí tohoto grafu přiřadit každému lokálnímu maximu spektra i jeho věrohodnost.

STANOVENÍ POČTU STUPŇÚ VOLNOSTI JEDNOTLIVÝCH METOD

1/ Přímý výpočet periodogramu:

$$v = 2 \cdot \frac{N}{L} \cdot \alpha$$
 /9/

kde N je počet dat, L délka segmentu, tedy N/L je jejich počet a 🔨 je koeficient daný typem užité váhové funkce /okénka/

Druh okénka	X
pravoúhlé	1,00
Bartlettovo	1,69
Hanning	1,74
Hamming	2,00
Blackmannovo	2,96

Čím je více segmentů, tím dostaneme lepší odhad spektra.







Obr. 6 - Spektrum řady přímou metodou se 2 stupni volnosti.

- 334 -



Obr. 10 - Odhad výkonového spektra filtrovaných dat v době erupce.



8:

)

01



03

NORMALIZED FREDLENCY

84

05

82



Obr. 10 - Spektrum řady metodou autokorelační funkce s 20 stupni volnosti







Obr. 12 - Spektrum řady metodou maximální entropie se 2 stupni volnosti.







Obr. 14 - Spektrum řady metodou maximální entropie se 100 stupni volnosti.

- 338 -

2/ Metoda autokorelační funkce :

kde N je počet dat a L počet hodnot autokorelační funkce po zkrácení. Čím více tedy autokorelační funkce usekneme, tím věrohodnější odhad obdržíme,

3/ Metoda maximální entropie:

$$V = \frac{M}{M}$$
 /11/

/10/

kde N je počet dat a M počet autoregresivních koeficientů.

4/ Metoda filtrační:

kde B_e je efektivní šířka pásma filtru, N počet vzorků výstupního signálu z filtru užitých k odhadu výkonu a T perioda vzorkování.

PRAKTICKÝ VLIV POČTU STUPŇŮ VOLNOSTI NA VĚROHODNOST SPEKTRA

Jako praktický příklad si ukážeme spektrum čistě náhodného signálu, zpracovaného jednotlivými metodami s různým počtem stupňů volnosti. Data jsou dolnofrekvenční propustí filtrovaný bílý šum, jehož teoretické spektrum je na obr. 5. Obrázky 6, 7 a 8 ukazují odhad tohoto spektra přímou metodou se 2,20 a 200 stupni volnosti. Vidíme, že nám zvláště málo věrohodné odhady spektra "vyrobí" celou řadu fiktivních periodicit, které ve skutečnosti v časové řadě neexistují a vznikly pouze náhodou. Zajímavé je i to, že jsou ze statistického hlediska reálné. To je způsobeno poměrně malým počtem dat. Na obrázcích 9, 10 a 11 je tatáž časová řada zpracovaná metodou autokorelační funkce a konečně obrázky 12, 13 a 14 ukazují výsledek získaný metodou maximální entropie. Je vidět, že výsledky mají se skutečností mnohdy velmi málo společného a je tedy nutno věnovat otázce věrohodnosti výsledků a hlavně jejich interpretace zaslouženou pozornost.

LITERATURA

/1/ Bloomfield, P.: Fourier Analysis of Time Series an Introduction, New York, 1976

/2/ Resch, F.J., Abel, R.: Spectral Analysis Using Fourier Transform Techniques. Int. J. Num. Meth. in Engng. 19, 1975, 869

/3/ Blackmann, R.B., Tukey, J.W.: The Measurement of Power Spectra, New York, Dover 1958 /4/ Welch ,P.D.: The Use of FFT for the Estimation of Power Spectra. IEEE Trans. Audio and Electroacoust. AU-15, 1967, 70

/5/ Jenkins, G.M.: General Considerations in the Analysis of Spectra. Technometrics 3, 1961, 133

/6/ Parzen, E.: On Consistent Estimates of the Spectrum of a Stationary Time Series.

Ann. Math. Stat. 28, 1957, 329

/7/ Ulrich, T.J., Bishop, T.N.: Maximum Entropy Spectral Analysis and Autoregressive Decomposition.

Rew. Geophys. and Space Phys. 13, 1975, 183

/8/ Otnes, R.K., Enochson, L.: Digital Time Series Analysis. New York 1972
/9/ Pračka, M., Karlický, M.: Analysis and Interpretation of the Quasiperiodical Structure of a Type IV Burst.
BAC 30, 1979, 257.

Podíl československé astronomie

na výzkumu Slunce

v rámci programu

Interkosmos

B. VALNÍČEK

Astronomický ústav ČSAV Ondřejov

ABSTRAKT

Práce se zabývá podílem československé astronomie na výzkumu Slunce v rámci programu Interkosmos a podává přehled realizovaných experimentů a perspektivy kosmického výzkumu v Astronomickém ústavu ČSAV.

Práce v oblasti kosmického výzkumu v rámci programu Interkosmos byly zaměřeny na studium krátkovlnného slunečního záření, zejména v oblasti rentgenového záření a na studium částic kosmického záření slunečního původu.

Tento program navazoval na pracovní program ústavu, který byl v minulosti realizován pouze pozemními prostředky. Program Interkosmos přinesl tak podstatnou možnost rozšíření a modernisace práce. Od samého počátku byl přitom kladen důraz na soustavnost měření, zejména pak na jejich dlouhodobý charakter a na paralelní měření souběžně s pozemním pozorováním, které je zejména v oblasti sluneční fyziky nezbytné pro úplnější interpretaci výsledků měření z kosmu a pro jejich návaznost na dosavadní výsledky bádání.

Z toho důvodu také od počátku byl kladendůraz zejména na měření z paluby umělých družic, kde bylo možno očekávat maximální efekt prací. Výškové rakety se k astronomickým účelům v současné době už nehodí, neboť charakter měření je krátkodobý a byl užitečný tedy pouze na samém počátku éry kosmického výzkumu. Byly námi použity pouze k některým sondážím v oblasti studia mikrometeoritů a spíše k technologickým účelům, když se jedná o zkoušky přístrojů a metod. Pracoviště, podílející se na programu astronomického kosmického výzkumu a přehled realizovaných experimentů.

Od samého počátku je koncepční práce v dané oblasti soustředěna v astronomickém ústavě. Pro krátkovlnnou oblast slunečního záření to bylo sluneční oddělení ústavu, kde brzy došlo k vytvoření samostatné skupiny pro kosmický výzkum, která se stala jádrem nynějšího samostatného oddělení pro kosmický výzkum Slunce.

Protože ústav neměl dostatečnou experimentální základnu, vhodnou k realizaci přístrojů pro kosmický výzkum, byla od samého počátku zvolena metoda kooperací s řadou mimoústavních institucí, zejména s vývojovými pracovišti průmyslových organizací, především pak národního počniku TESLA. Zejména to je Výzkumný ústav sdělovací techniky A. S. Popova, kde se jedná o realizaci a integraci elektronických zařízení pro měření záření a analysu signálu, včetně některých zařízení pro telemetrii.

Speciální otázka byla realizace některých typů detektorů pro účely kosmického výzkumu. Největší problém vznikl při měření měkkého rentgenového záření, kde nebyly k dispozici vůbec žádné vhodné typy detektorů. Tak došlo ve Výzkumném ústavu přístrojů jaderné techniky n.p. TESLA v Přemýšlení k vývoji proporcionálních čitačů s okénky z berylia, hliníku a slídy. V další variantě dvoukomůrkového čitače s izotopovým zdrojem pro automatickou kompenzaci změny citlivosti za letu pak vznikl detektor, který se douhodobě osvědčuje a dovoluje dosahovat špičkových výsledků v dané oblasti. V současné době tyto práce pokračují ve Vývojové a provozní základně těžkého strojírenství v Běchovicích. Pro amplitudovou analysu rentgenového spektra slunečního záření bylo nutno využít metodu scintilační dosimetrie. Scintilátory Naj/Te s beryliovým okénkem dodalo opět Přemyšlení /v současné době Monokrystaly Turnov/, avšak vhodný fotonásobič, který by bylo možno užít v podmínkách kosmického výzkumu nebyl k dispozici. Byl proto vyzkoušen standartní fotonásobič z výroby Výzkumného ústavu vakuové elektrotechniky, který se po menších úpravách ukázal jako velmi dobře použitelný a při všech startech se velmi dobře osvědčil. Touto cestou byl eliminován jinak velice nákladný dovoz. Pro detekci částic, zejména pro identifikaci radiačních pásů, ovlivňujících rušivě měření slunečního záření, a pro isotopovou analysu Zčástic kosmického záření slunečního původu byly získány polovodičové křemíkové bariérové a průletové detektory z Přemyšlení. Po přerušení výroby byla pak vytvořena základna pro realisaci těchto detektorů moderního typu v Ústavu organické chemie a biochemie ČSAV v Praže. Pro detekci elektronů a krátkovlnného ultrafialového záření chyběl vhodný typ detektoru - obvykle se k těmto účelům využívá kanálkový fotonásobič. Byl proto ve Výzkumném ústavu vakuové elektrotechniky /Jenerálka/ zahájen vývoj tohoto detektoru, který byl také úspešně dokončen, takže těmito Čidly je v současné době zajišťováné podstatná část programu Interkosmos nejen v ČSSR, ale i v NDR a v SSSR,

Kromě čistě elektronických zařízení vznikla potřeba i složitého elektronickomechanického komplexu, t.zv. orientované plošiny pro umělé družice, umožňující autonomní orientaci přístrojů na palubě družice s vysokou přesností, o řád vyšší než vlastní orientace družice. Tyto práce probíhají velmi úspešně a na vysoké úrovni ve Vývojové a provozní základně těžkého strojírenství v Běchovicích. Jedná se o mimořádně náročné zařízení a jeho realisace v ČSSR je skutečným technickým úspěchem.

Je ještě řada dalších úkolů, které kosmický výzkum postavil před naše techniky. Tak např. bylo třeba vyřešit snímání obrazu a jeho přenos televizní metodou při mimořádně nízké intenzitě. Jedná se o přenos obrazu rentgenového Slunce, zobrazeného speciální optickou soustavou v měkkém rentgenu o vlnové délce 1 - 5 nm, kdy je nutno záření transformovat luminoforem ve viditelné a tento obraz sejmout. S použitím elektronky výroby SSSR byla vhodná elektronická soustava vyřešena na katedře elektroakustiky elektro-fakulty ČVUT tak, že v současné době je zařízení připraveno ke startu. Kromě toho se ČVUT podílí i na některých jiných úlohách.

V oblasti měření kosmického záření slunečního původu byla řada aparatur realisována na katedře elektroniky matematicko-fyzikální fakulty Karlovy university v Praze. Tam rovněž probíhají práce, spojené s přípravou mimořádně náročného experimentu ke studiu rázové vlny v zemské magnetosféře, nazvaného INTERŠOK. Navrhovaná elektronická soustava splňuje mimořádně vysoké nároky jak co do množství zpracovávaných údajů, tak co do rychlosti zpracování informace. V této oblasti se na realisaci přístrojů podílelo i několik dalších pracovišť, např, Ústav jaderného výzkumu v Řeži a katedra jaderné fyziky matematicko-fyzikální fakulty Karlovy university.

Kosmický výzkum Slunce - přehled realisovaných experimetů.

Práce započaly startem prvé družice programu Interkosmos - byl to Interkosmos 1, který startoval 14. října 1969, na jehož palubě bylo prvé československé zařízení, které vůbec odstartovalo do kosmu: rentgenový fotometr pro měření měkkého slunečního rentgenu a optický fotometr pro studium aerosolových vrstev vysoké atmosféry. Rentgenový fotometr vycházel z podmínek, které tehdy byly: tři jednoduché proporcionální detektory s různými okénky /dva exponované Sluncem, třetí uvnitř jako kontrolní, stíněný/ a jeden křemíkový detektor pro identifikaci radiačních pásů. Telemetrie dávala poměrně omezené možnosti - výstupy jednotlivých kanálů byly komutovány s poměrně dlouhými časovými intervaly, takže jednotlivá měření byla v intervalech 40 - 50 sekund. Přesto po vyhodnocení výsledků měření se ukázalo, že zařízení pracovalo správně a byly získány výsledky měření několika erupcí, byla prověřena činnost detektorů radiačních pásů a prověřena funkce celé soupravy. I když po dvou týdnech došlo k poruše orientační soustavy družice, takže postupně přestaly všechny systémy pracovat, byl tento prvý start neocenitelnou zkušeností. Dovolil především připravit zařízení druhé generace, které dávalo podstatně lepší výsledky.

Došlo k tomu přesně o rok později, 14. října 1970, kdy na palubě družice Interkosmos 4 startoval další rentgenový fotometr. Jeho koncepce byla podstatně změněna. Ukázalo se totiž, že je zcela v našich možnostech měřit v daleko širším spektrálním rozsahu, takže bylo možno překlenout energetické pásmo od 1,5 do 100 keV, zatím co na prvém startu jsme měřili pouze v měkké oblasti 1,5 - 5 keV. Bylo toho dosaženo použitím scintilačního detektoru s fotonásobičem a s amplitudovým analysátorem signálu. Toto zařízení na palubě Interkosmosu 4 pracovalo naprosto spolehlivě po celou dobu čínnosti družice, t.j. tři měsíce. Během této doby byla získána řada registrací rentgenových spekter erupcí různého druhu, od malých suberupcí až po největší efekty charakteru protonových erupcí. Po vyhodnocení měření bylo možno provést řadu srovnávacích studií s pozemními optickými a radiovými pozorováními a ještě po deseti letech je tento materiál základního významu a je používán v řadě prací, prováděných např. i ve spolupráci s polskými astronomy, kteří na zákládě těchto měření usilují o vytvoření modelu erupce. Tato aparatura druhé generace byla zejména pozoruhodná tím, že ve dvou wlemetrických kanálech bylo komutováno celkem šest parametrů rentgenového záření s časovým rozlišením 5 - 20 sekund a navíc křemíkový detektor, přenášející informaci o radiačních pásech. Signál v obou kanálech byl komutován tak, že vždy po pěti rentgenových parametrech následoval signál kontrolní. Toto uspořádání bylo zvoleno záměrně z toho důvodu, aby mohla být využita poloautomatická metoda odčítání výsledků z filmového oscilografického záznamu, na němž nám byla měření dodávána. Touto cestou se podařilo usnadnit také vyhodnocení výsledků počítačem natolik, že všechna měření Interkosmosu 4 bylo možno zpracovat asi během tří měsíců. Jednalo se přitom asi o 600.000 hodnot, graficky zaznamenaných na filmu. Naše vyhodnocovací zařízení, využívající analogovědigitální převodník a záznam na děrnou pásku, vyvinuté a realisované v Astronomickém ústavě ČSAV, bylo v dalších dvou kusech předáno do SSSR, kde vzbudilo velkou pozornost a bylo využito k vyhodnocení analogických záznamů na našich partnerských pracovištích.

Uvedené zařízení druhé generace startovalo rovněž na družici Interkosmos 7 v roce 1972. V té době docházelo ke značnému vzrůstu sluneční činnosti, takže jsme mohli zaregistrovat v srpnu jedny z největších efektů, které vůbec kdy byly zaregistrovány. Jednalo se o sérii mohutných protonových erupcí, které se vyznačovaly značnou dávkou tvrdé emise i v oblasti kolem 100 keV. Právě v těchto erupcích se podařilo poprvé v historii sluneční fyziky změřit i gama-záření v oblasti několika MeV. Z toho hlediska jsou naše měření značně cenná, neboť pro vyhodnocení celého jevu jsou měření v širokém energetickém rozsahu nezbytná. Stejně kvalitní měření jako jsou měření naše má z té doby pouze holandská družice TD 1A.

Nárůst sluneční aktivity však už v této době ukázal, jak obtížné je měření z paluby družice, obíhající po nízké dráze, která má dobu oběhu kolem 95 minut. Měření jsou často přerušována vstupem družice do zemského stínu a navíc průlety radiačních pásů, které měření slunečního rentgenu znehodnocují svým značně silným signálem. V té době jsme tedy začali usilovat o přechod na jinou dráhu. To však vyžadovalo ještě určitou dobu.

V roce 1972 už probíhaly přípravy na přechod vyhodnocování výsledků z magnetic-

kého záznamu. To přinášelo určité nutné změny pokud jde o charakter přístrojů a jejich signálu. Proto jsme přikročili k další rekonstrukci zařízení a tak se zrodila třetí generace rentgenového fotometru. Princip měření zůstal zachován: pro měkkou oblast proporcionální detektor, dále scintilátor s amplitudovou analysou a křemíkový detektor. Jediný rozdíl spočíval v tom, že jsme přidali ještě druhý proporcionální detektor s titanovým okénkem pro záření měkčí než 0,5 keV. Tyto detektory se však neosvědčily: mikronová folie titanu nevydržela start. Změnil se charakter záznamů, kde se zvětšil počet parametrů, zkrátila se doba komutace, bylo zavedeno přepínání rozsahů při dosažení saturace. Bylo nutno zavést také řadu kontrolních parametrů, nutných pro vyhodnocení záznamů.Zařízení poprvé startovalo roku 1974 na palubě Interkosmosu 11 a bylo pozoruhodné zejména tím, že zůstalo v provozu až do konce činnosti energetické soustavy družice - namísto plánovaných tří měsíců bylo ve funkci osm měsíců. Informace o tom jsme dostávali dík jednoduché nezávislé telemetrické soustavě typu IRIG, která pracovala i v době, kdy už hlavní palubní telemetrie byla mimo provoz. Denní záznam měření při přeletech nad Ondřejovem dovoloval pravidelnou kontrolu přístrojů.

Interkosmos 11 získal řadu měření. V té době však užsluneční činnost značně klesala, takže počet měřených efektů byl podstatně menší. Navíc se velmi škodlivě projevil vliv radiačních pásů, které negativně ovlivnily získané záznamy. Při zpracování záznamů jsme však získali značné zkušenosti s rekonstrukcí vadného záznamu. V důsledku jinak celkem drobné závady v obvodu indikace stavu měřicích rozsahů totiž došlo k tomu, že byla obtížná identifikace právě zapojeného rozsahu. V programu pro vyhodnocování výsledků bylo tedy třeba udělat takové opatření, které tuto závadu kompensovalo. Po značném úsilí se podařilo najít řešení, takže záznamy bylo možno bez dalších potíží vyhodnotit.

O dva roky později, roku 1976, na palubě družice Interkosmos 16, startovala další souprava tohoto zařízení. Byly provedeny menší změny, které měly zabránit opakování závady z roku 1974 a zařízení pracovalo skutečně po celou dobu plánované životnosti bez závad. Rok 1976 byl ovšem prakticky rokem slunečního minima, takže nelze hovořit o získání řady nějakých závažných měření velkých efektů. To však ani nebylo cílem. Šlo totiž o to, že soubor měření z let 1970 – 1976 velmi dobře překrývá hlavní fáze cyklu sluneční aktivity, takže touto cestou máme k disposici homogenní řadu měření klidové hladiny slunečního rentgenu na sestupné části od maxima do minima, což představuje neobyčejně cenný výsledek, který teprve s odstupem času získá plnou hodnotu.

Družicí Interkosmos 16 končí série experimentů na malých družicích typu 3 IK byla to vůbec poslední družice tohoto typu, použitá v programu Interkosmos. V oblasti studia slunečního krátkovlnného záření tyto družice nám pomohly získat řadu praktických zkušeností a uvedly nás na cestu kosmického výzkumu. Zároveň daly řadu užitečných výsledků, které přispěly k řešení řady základních otázek sluneční fyziky. Dále pokračovaly práce na nových družicích typu AUOS /Avtomatičeskaja upravljajemaja orbitalnaja stancija/, které jsou určeny pro podstatně větší zatížení /150 kg/, plánovaná životnost je 6 měsíců a řada dalších parametrů dává při jejich použití podstatně větší možnosti.

Dobré zkušenosti s československými rentgenovými fotometry vedly k tomu, že při jednáních o pokračování programu slunečního kosmického výzkumu na družicích AUOS byl těmto fotometrům svěřen odpovědný úkol: nová série experimentů bude totiž obsahovat daleko větší a složitější soubor přístřojů, které budou určeny nejen k měření celkového toku záření, jako tomu bylo dosud, ale ke studiu podrobnosti na povrchu Slunce, v jednotlivých aktivních oblastech. Přitom bude nutno měnit provozní režim družice. K řízení tohoto režimu byl právě vybrán československý rentgenový fotometr, který bude podle úrovně registrovaného záření ovládat palubní systémy tak, aby bylo možno získat optimální výsledky. Tímto směrem jsou tedy zaměřeny práce při dalším vývoji tohoto fotometru.

Už v době měření na palubě družice Interkosmos 4, v roce 1970, se ukázalo, že tyto družice, létající na nízkých drahách, s dobou oběhu kolem 95 minut, jsou málo vhodné pro účely dlouhodobého sledování sluneční aktivity. Ke stejnému závěru vedly i práce, při nichž jsme používali materiál, získaný z paluby podobných družic, jako OSO, SOLRAD. Pro účely sluneční fyziky je daleko vhodnější dlouhodobý, nepřetržitý záznam, dovolující zaregistrovat celý průběh pozorovaných jevů, bez toho, že by docházelo k přerušení při vstupu družice do stínu nebo při průletu radiačními pásy. Uvahy o umístění rentgenového fotometru na stanici, která by přistála na Měsíci, kde by byla možnost měření během měsíčního dne, tedy po dobu dvou týdnů, se ukázaly být nepraktické. Po startu družice typu Prognoz, s protáhlou drahou, s apogeem 200.000 km a dobou oběhu 95 hodin, se ukázala velmi praktická cesta k řešení problému. Taková dráha je totiž kompromisní řešení, potřebám vědecké práce zcela vyhovující a přitom daleko reálnější, než třeba i stacionární družice, která je nákladná a je daleko významnější např. pro účely spojů. Byl tedy připraven návrh pro měření z paluby Prognozu. Ten byl také r. 1975 schválen a tak r. 1976 mohl startovat prvý rentgenový fotometr československé konstrukce na palubě Prognoz, v rámci národního programu SSSR.

Byly přitom použity prvky, které se osvědčily při minulých letech. Přístroj byl pouze zjednodušen tak,aby měl minimální hmotnost, při zvýšené splehlivosti. Prognozy totiž mají plánovanou životnost půl roku a přístroje jsou vystaveny podstatně většímu namáhání s ohledem na dlouhou exposici slunečnímu záření a dlouhou - prakticky nepřetržitou provozní dobu. Byly užity pouze dva detektory: proporcionální plynový čitač s beryliovým okénkem osvědčeného dvoukomůrkového typu a scintilační detektor s amplitudovou analysou. Maximální časové rozlišení v tomto případě dovoluje telemetrie 10 sekund. To je dobrý průměr, zejména když požadujeme výsledky, které mají především charakter dlouhodobého monitorování sluneční aktivity, bez nároku na detailní studium časové struktury sledovaných jevů.

Vyhodnocené výsledky ukázaly plné opodstatnění tohoto experimentu. Z celého oběhu totiž odpadá asi 5 hodin na průlet radiačním pásem a noční stranou dráhy, kdy je zároveň převzata telemetrická informace. Zbývajících 90 hodin je ničím nerušené měření slunečního záření. Znamená to, že registrujeme prakticky beze zbyt-

ku všechny rentgenové emise, k nimž v té době dojde. Družice je trvale orientovaná na Slunce, takže každý aktivní proces, který je zdrojem záření, je námi zaznamenán. Pro účely evidence je přitom možné zpracovat pouze jeden vybraný kanál, a v případech zvláště zajímavých je možné provést detailní vyhodnocení celého energetického spektra v šesti energetických hladinách. Další programy, vypracované pro vyhodnocení výsledků, dovolují výpočet elektronové teploty a míry emise pro zvolený jev. Takto získané výsledky měření řady erupcí dovolují materiál v nejširším měřítku korelovat s dalšími výsledky pozorování, získanými na pozemních observatořích, nebo např. s měřením časticových emisí a nacházet tak nové závislosti na poloze zdrojů vůči Zemí a pod. Dosud byla tato měření prováděna na družicích Prognoz 5, 6 a 7, čímž byla získána unikátní řada měření téměř za půldruhého roku. Na družici Prognoz 6 bylo provedeno souběžné měření rentgenového záření s analysou izotopického složení částic kosmického záření slunečního původu, což dovolilo podstatně upřesnit názor na vznik některých emisních procesů s neobvyklým složením. Naše výsledky měření z paluby družic typu Prognoz vzbudily mimořádnou pozornost a ukázaly vysoce efektivní cestu k poznání nových souvislostí a k dlouhodobé registraci sluneční aktivity.

Je ještě jedna oblast kosmického výzkumu Slunce, na níž se Astronomický ústav podílí: je to studium částic kosmického záření slunečního původu a slunečního větru. Počátky této práce leží u realizace experimentů na družicích Interkosmos 3 a 5, které byly připraveny Ustavem experimentálnej fyziky SAV ve spolupráci s matematicko-fyzikální fakultou Karlovy university. Na zpracování výsledků těchto měření se podílel i Astronomický ústav. Jednalo se přitom o registraci elektronů a protonů. Byly registrovány elektrony s energií větší než 40 keV, při čemž byl zjištěn jev jejich vysypávání z radiačních pásů, a protony o energii 1 - 30 MeV. Práce pokračovaly pak už samostatně na družicích Interkosmos 13 a 17. Práce byly zaměřeny na studium spektra protonů, na registraci nízkoenergetických nabitých částic a na studium izotopického složení částic kosmického záření slunečního původu. Tyto práce přinesly zajímavé výsledky, které jsou však t.č. teprve ve stádiu zpracování. Aparatura pro studium izotopického složení byla také na Prognozu 6, kde v souvislosti s měřením rentgenových emisí byly zjištěny mimořádně zajímavé případy erupcís vysokým podílem izotopu He³. Tyto výsledky vzbudily značnou pozornost a jsou předmětem dalšího zpracování.

Kosmický výzkum Slunce tedy pokračuje na minulých tradicích československého slunečního výzkumu s využitím této moderní metodiky a lze předpokládat, že v budoucnu bude v tomto směru dosaženo zajímavých výsledků.

PERSPEKTIVY KOSMICKÉHO VÝZKUMU V ASTRONOMICKÉM ÚSTAVĚ

V současné době už jsou zcela reálné některé perspektivní úkoly v oblasti kosmického výzkumu v astronomii. V oblasti slunečního výzkumu je to připravovaný start družice AUOS, kde se bude jednat o značně rozměrný komplex aparatury. Kromě fotometrie celkového toku rentgenového záření tam bude proveden pokus o pravidelný přenos rentgenového obrazu, takže by měla být dána i možnost určení aktivní oblasti, odpovědné za měřenou emisi, nezávisle na ostatních druzích pozorování. V této souvislosti tedy bude realisován jednak rentgenový dalekohled, jednak štěrbinový kolimátor s vysokou rozlišovací schopností /ve spolupráci s SSSR/. Tyto přístroje budou orientovány na aktivní oblast za pomoci orientační soustavy SKAN, k tomu účelu vyvíjené v ČSSR. Součástí měricího komplexu bude i přijímač slunečního radiového šumu a optický fotometr se zvýšenou přesností.

Ke studiu rázové vlny v zemské magnetosféře a ke studu složení slunečního větru bude realizován značně složitý experiment Interšok, na němž má ústav rovněž značný podíl.

Budou pokračovat práce na monitorování sluneční aktivity s využitím družic typu Prognoz nebo podobných družic s protáhlou drahou, pro účely dlouhodobého sledování sluneční aktivity a sestavování prognoz jejích změn. K tomu účelu budou podniknuty kroky k zajištění přímé telemetrie výsledků a jejich bezprostřednímu zpracování na observatoři. Přitom bude dále rozvíjena snaha o rozšíření současně měřeného komplexu dat /např. současně s izotopovou analysou/, aby tak bylo dosaženo kvalitativně nových výsledků.

Ve spolupráci s Astronomickým ústavem SAV je také rozvíjena práce v optické oblasti, zejména realizace koronografu pro pozorování ve spojitém světle, kde je reálná perspektiva získání nových poznatků.

Ò	B	S	A	H	:		•	•	

			- 349 -	
		0	BSAH:	e" (68
. 0				
X	0 X	· V.	BUMBA: Sluneční magnetická pole	3
×	0	, P.	AMBROZ: Numerické modelování magnetických polí na Slunci	11
		٧.	BUMBA, P. TOMÁŠEK: Vznik a vývój aktivních oblastí	27
	0	. А.	ANTALOVÁ: Prederupčná fotosférická situácia	38
	•	, ⊽.	KARLOVSKÝ: Vzťahy medzi erupciami a zmenami plochy slnečných škvŕn	48
1 A R		۰ L.	KULČÁR: Štúdium jemnej štruktúry slnečných škvrn ekvidenzitemetrickeu	
	ĸ		metódou	• 56
1622	° 🖉 🏸	P.	AMBROŽ: Velkorozměrová rychlostní pole na Slunci	65
		' P.	KOTRČ: K problému délkového rozložení a variací sluneční aktivity	76
		* V.	LETFUS: Variace period rekurence slunečních a geofyzikálních indexů	
	100		aktivity ve vztahu k fází slunečních cyklů	81
d.	0 -74	ι' L.	KŘIVSKÝ: Sluneční aktivita za posledních 1000 let a některé její geo-	
2	- 1.		aktivní projevy	94
		, J.	SÝKORA: Koronálne odozvy na veľkorozmerové a dlhodobé javy v nižších	
ά.			vrstvách slnečnej atmosférv	107
7		· V.	RUŠIN: Pozorovanie úplného zatmenia Slnka 16. februára 1980	127
ē.		× Pa	HEINZEL: Spektreskopie slunečních protuberancí	(136°)
þ.	9 7 %	- • Р.	HEINZEL: Regonanční rozpivl záření ve slunečních protuberancích	142)
2	A	· J.	LAŠTOVIČKA: Efekty slupečních erupcí v joposfére Země	1/9
9	9	• T.	HIRTA: Pordynání chodů měkké evunční V-emige /měžené na catalitech/	747
			s chodem enunčního efektu ne stmosfenikách /35 kHg/	154
		ŧт	Schödem erupening erektu na atmosferikach 755 Kilz/	162
(\mathcal{O})	1	. w	ITĚTĂKA: Polovizoco vodiouć omizo Sluvoc	105
2		. ¥.	DIMITORA. IDIALIZACE FACIDVE EMISE SIGNEE	10
N		ю. т	HALENWAA Slumažná žimnazt a náblá zažátky nemo matických bružá – bla	101
	8	່ ປູ	halenka: Stuhechi cinnost a nante pocatky geomagnetickych bouri z nie-	106
	•	ъ		190
		′ P.	PRIKRIL: Zelena korona, geomagneticka aktivita a radarove ozveny od	000
	~			203
X)	· A .	PRIGANCOVA: Struktura medziplanetarneho magnetickeho poľa a geomag-	
	ō			213
	X	• M.	BIELEKOVA: Niektoré geómágnetické úkazy, medziplanetárne magnetické	
			pole a slnečná aktivita	222
	2	≠S.	KRAJCOVIC: Vzťah medzi zložkami medziplanetárneho magnetického poľa	
			v slnečno-ekliptikálnej sústave a poruchovosťou geomagnetického poľa	
			v 20. slnečnom cykle	229
	4	• P.	BOBOVNICKÝ: Vplyv slnečnej činnosti na analogové a numerické rádiové	
			signály	241
		Α.	PRIGANCOVÁ: Nežiadúci vplyv heliogeofyzikálneho faktora na dynamiku	
~			dopravnej nehodovosti	245
V	ye.	• J.	SUDA: Optické pozorování Slunce v 80-tých letech	252
×	0	·P.	AMBROŽ, V. BUMBA, M. KLVAŇA, P. MACÁK: Ondřejovský sluneční horizon-	
			tální dalekohled se spektrografem, zhotovený firmou VEB Carl Zeiss,	
			Jena	262
	X ·	• M.	SOBOTKA: Měření instrumentálního profilu horizontálního slunečního	
~			spektrografu	268
				3
			Ð	
			·	

P. MACÁK: Mapování magnetického pole a rychlostí v aktivních oblastech na Slunci pomoci krokové kamery . . . 275 🕖 P. AMBROŽ: Automatický protuberanční dalekohled. 282 🗽 P. HEINZEL: Nově rekonstrusvaný mnohokamerový sluneční spektrograf ondřejovské observatoře 286) 0 C 🜒 B. VALNÍČEK: Některé otázky využití dvojlomných filtrů k pozerování 289 Slunce • M. PRAČKA, M. KLVAŇA: Problémy automatizace astronomických experimentů M z hlediska záznamu a zpracování dat 292 J. ŠUK: Digitální řídící systémy pro parabolické montáže . . . 302 . K. JIŘIČKA: Systém pro spektrografické měření polarizace radiové emise Slunce 312 Ø M. PRAČKA: Číslicová filtrace signálů a její aplikace v astronomii . . 318 M. PRAČKA: Metodika vyhledávání periodických dějů v časových řadách 33 s ohledem na statistickou verohodnost výsledků. 328 🔿 👁 B. VALNÍČEK: Podíl československé astronomie na výzkumu Slunce v rámci programu Interkosmos . . . 341

Vydalo: Slovenské ústredie amatérskej astronómie Hurbanovo

Názov: Zborník referátov z 5. celoštátneho slnečného seminára

Autori: V. Bumba, P. Ambrož, P. Tomášek, A. Antalová, V. Karlovský, L. Kulčár, P. Kotrč, V. Letfus, L. Křivský, J. Sýkora, V. Rušin, P. Heinzel, J. Laštovička, L. Hurta, J. Šuk, K. Jiřička, Š. Pintér, J. Halenka, P. Prikryl, A. Prigancová, M. Bieleková, S. Krajčovič, P. Bobovnický, J. Suda, M. Klvaňa, M. Sobotka, P. Macák, B. Valníček, M. Pračka,

Recenzenti: J. Sýkora, Š. Knoška Zodpovedný za publikáciu: Milan Bélik Technický redaktor: Martin Brezina Náklad: 600 výtlačkov Počet AH: 17,5 Rok vydania: 1981

Tlač: Nitrianske tlačiarne, n. p. Nitra Druh tlače: ofset Schválilo: MK SSR č. MK-4697/80-31

Cena výtlačku: Kčs 25.-

۲



