nidu

SLOVENSKÉ ÚSTREDIE AMATÉRSKEJ ASTRONÓMIE HURBANOVO



ZBORNÍK REFERÁTOV Z 8. CELOŠTÁTNEHO SLNEČNÉHO SEMINÁRA

STARÁ LESNÁ

SLOVENSKÉ ÚSTREDIE AMATÉRSKEJ ASTRONÓMIE HURBANOVO

ZBORNÍK REFERÁTOV Z 8. CELOŠTÁTNEHO SLNEČNÉHO SEMINÁRA

STARÁ LESNÁ, september 1986

6 andon o o a a • · · · ж. т. ул. К . . .

ZOZNAM ÚČASTNÍKOV

1. Ambrož, P., AÚ ČSAV, Ondřejov 2. Antalová, A., AÚ SAV, Tatr. Lomnica 3. Bartolomejová, M., AK Senica 4. Bélik, M., SÚAA Hurbanovo 5. Bieleková, M., GÚ SAV Bratislava 6. Blahák, F., GÚ ČSAV Praha 7. Bochníček, J., GÚ ČSAV Praha 8. Brezina, M., SÚAA Hurbanovo 9. Bumba, V., AÚ ČSAV Ondřejov 10. Csere, E., OH Michalovce 11. Čalfa, V., SÚAA Hurbanovo 12. Dorotovič, I., MFF UK Bratislava 13. Dzifčáková, E., AÚ SAV Tatr.Lomnica 14. Fabini, T., SÚAA Hurbanovo 15. Gallová, M., KH Banská Bystrica 16. Hamran, J., SÚAA Hurbanovo 17. Handerová, V., DPaM Košice 18. Heinzel, P., AÚ ČSAV Ondřejov 19. Horecká, V., AK Bratislava 20. Hurta, L., OH Vsetín 21. Hutta, Ľ., SÚAA Hurbanovo 22. Ivan, P., KH Prešov 23. Jakubcová, I., GÚ ČSAV Praha 24. Jiřička, K., AÚ ČSAV Ondřejov 25. Karlický, M., AÚ ČSAV Ondřejov 26. Karlovský, V., KH Hlohovec 27. Kénesyová, A., GÚ SAV Hurbanovo 28. Kiss, J., GÚ SAV Hurbanovo 29. Klimeš, J., OH Úpice 30. Klvaňa, M., AÚ ČSAV Ondřejov 31. Kopecký J., AÚ ČSAV Ondřejov 32. Korcová, T., PF Nitra 33. Kotrč. P., AÚ ČSAV Ondřejov 34. Kulčár, L., AÚ SAV Tatr. Lomnica 35. Kudzej, I., OH Humenné 36. Laštovička, J., GÚ ČSAV Praha 37. Lenzová, Š., KH Prešov 38. Letfus, V., AÚ ČSAV Ondřejov 39. Lorenc, M., SÚAA Hurbanovo 40. Lukáč, B., SÚAA Hurbanovo 41. Lutter, M., OOS Spiš. Nová Ves 42. Marková, E., OH Úpice 43. Matta, Z., KH Hlohovec

44. Maturkanič, M., OH Humenné 45. Mešter, V., AK PArtizánske 46. Mézes, T., AK Nové Zámky 47. Minarovjech, M., AÚ SAV Tatr. Lomnica 48. Neubauer, M., OH Valašské Meziříčí 49. Očenáš, D., KH Banská Bystrica 50. Otrekal, J., OH Levice 51. Paľuš, P., MFF UK Bratislava 52. Pastorek, L., SÚAA Hurbanovo 53. Pintér, T., SÚAA Hurbanovo 54. Pisara, E., GÚ SAV Hurbanovo 55. Poliak, P., AK Nitra 56. Prigancová, A., GÚ SAV Bratislava 57. Príhodová, M., OH Žiar nad Hronom 58. Pýcha, J., GÚ ČSAV Praha 59. Rapavá, D., OH Rimavská Sobota 60. Rapavý, P., OH Rimavská Sobota 61. Rybanský, M., AÚ SAV Tatr. Lomnica 62. Sobotka, M., AÚ ČSAV Ondřejov 63. Střeštík, J., GÚ ČSAV Praha 64. Sýkora, J., AÚ SAV Tatr. Lomnica 65. Šeševičková, Ľ., OH Žiar nad Hronom 66. Šimberová, S., Chocerady 67. Timková, M., Prešov 68. Titka, E., Nitra 69. Tomášek, P., AÚ ČSAV Ondřejov 70. Topolová, B., AÚ ČSAV Ondřejov 71. Valkóová, Z., SÚAA Hurbanovo 72. Vanyová, V., SÚAA Hurbanovo 73. Vanya, M., SÚAA Hurbanovo 74. Vaškúty, A., Mojín 75. Vávrová, B., OH Levice 76. Vavrek, V., Košice 77. Vavreková, M., Košice 78. Vörös, Z., GÚ SAV Hurbanovo

79. Zloch, F., AÚ ČSAV Ondřejov

. 9 ws • * 2 2) 2) . .

GLOBÁLNÍ HORIZONTÁLNÍ CIRKULACE NA SLUNCI

P. Ambrož, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Vycházeje ze synoptického vyjádření rozložení pozaďových magnetických polí ve sluneční fotosféře je odvozen charakter vývoje, struktury a rozložení oblastí obou magnetických polarit a jejich rozhraní. Byl navržen postup, kterým lze kvalitativně popsat směr horizontálního proudění sluneční fotosferické plasmy. Bylo nalezeno časově proměnlivé velkorozměrové vorticitní proudění v oblasti aktivní zóny a zonální proudění ve vyšších šířkách. Aktivní oblasti se formují výhradně tam, kde globální cirkulace výkazuje maximální vorticitu. Filamenty se vyskytují v oblastech, kde kolmo k ose filamentu existuje vysoká hodnota gradientu rychlosti. Podmínkou formování obou těchto projevů sluneční činnosti je přítomnost rozhraní polarit pozaďového magnetického pole. Bylo analyzováno reprezentativní složení zonálního i meridionálního proudění. Střední hodnota zonálních komponent vektorů rychlosti vorticitního proudění vykazuje šířkovou závislost, která odpovídá závislosti diferenciální rotace. Meridionální komponenta vykazuje maximální hodnoty rychlosti v aktivní zóně a ve směru k pólům se blíží k nule.

ÚVOD

Evoluce rozložení velkorozměrových pozadových magnetických polí ve sluneční fotosféře představuje jednu ze základních proměnlivých složek sluneční činnosti.

Při interpretaci vývoje velkorozměrových pozaďových magnetických polí ve sluneční fotosféře se setkáváme se dvěma základními mechanizmy, jejichž působení je obvykle považováno za prokázané. První z nich je diferenciální charakter sluneční rotace, druhý potom vznik slunečních skvrn a skupin v důsledku procesu vzplývání (Parker, 1955) jednotlivých magnetických silotrubic zesíleného toroidálního magnetického pole ve sluneční konvektivní zóně. Samotná pozaďová magnetická pole v této koncepci vystupují jako důsledek "random walk" procesu, na němž se podle Leightona (1964) podílí diferenciální rotace a difuze magnetického pole v důsledku erozního působení konvektivních procesů pohybů granulárního a supergranulárního typu.

Soustavné studium problematiky pozaďových magnetických polí (viz např. Bumba (1982) a zde uvedené citace) a jejich vztahu k formování nových aktivních oblastí (Bumba, 1983a, 1983b) ukazuje, že specifický vývoj pozaďových magnetických polí a jejich přítomnost podmiňují vznik nových lokálních a tedy i silných magnetických polí v aktivních oblastech. Takové zjištění sice koncepci vzplývání magnetických silotrubic nevylučuje, avšak vytváří pochybnosti o reálnosti výše uvedeného interpretačního schematu. Na rozpory tohoto druhu nedávno poukázal Akasofu (1984).

Jak bude ukázáno v další části této práce, považujeme za užitečné pohlížet na vývoj velkorozměrového rozložení pozaďových magnetických polí ne jako na proces rozpadu lokálních magnetických polí aktivních oblastí, ale jako na mechanizmus, který souvisí s velkorozměrovým rychlostním polem a případně s jeho podílem na tvorbě nových aktivních oblastí. Na takové vazby upozornili Howard (1979), Wallenhorst and Howard (1981), McIntosh and Wilson (1985) a Wilson (1985). Při této interpretační koncepci potom ale vývoj velkorozměrového rozložení pozaďového magnetického pole nemůže být jednoznačně důsledkem diferenciální rotace a difuze, ale musí do značné míry záviset na struktuře velkorozměrového rychlostního pole. Při jeho analyze se obvykle vychází z poznatků o sluneční diferenciální rotaci.

Diferenciální rotace sluneční atmosféry byla v minulosti studována velkým množstvím autorů (viz přehledy Godoli (1978), Schröter (1985)). Při popisu diferenciální rotace se ustálilo používání analytického vztahu ve tvaru:

$$\omega(\phi)$$
 deg/day = a + b sin² ϕ + c sin⁴ ϕ , (1)

kde koeficienty <u>a</u>, <u>b</u> a <u>c</u> jsou stanoveny proložením křivky popsanou touto funkcí metodou nejmenších čtverců mezi body resp. veličinami určenými přímým měřením siderické rotační rychlosti ve sluneční atmosféře. Měření rotační ryhlosti se v zásadě provádí třemi způsoby:

a/ metodou "tracerů" ná konkretních a dobře identifikovaných objektech ve sluneční atmosféře a hlavně potom na slunečním povrchu;

b/ metodou rekurentní analýzy dlouhodobých datových souborů a to jednak

- grafickou metodou,

- autokorelační metodou;

c/ metodou měření radiálních rychlostí s využitím Dopplerova efektu. Všechny tři metody jsou využívány pro stanovení koeficientů <u>a, b</u> resp. <u>c</u>, ovšem jejich stanovení je v každém ze tří případů závislé na jiných podmínkách.

Každá z těchto tří metod dovoluje stanovit hodnoty rotační rychlosti v závislosti na heliografické šířce, avšak liší se vzájemně především v minimálním časovém intervalu, za nějž jsou schopny poskytnout reprezentativní výsledek a dále v tom, zda jsou využitelné pro stanovení meridionální komponenty rychlosti resp. celého vektoru rychlosti ve sluneční fotosféře.

Při využití metody "tracerů" se vychází z předpokladu, že zvolený jev ve sluneční atmosféře si zachovává svoji identitu po sledované období. Z měření jeho heliografických souřadnic během této doby stanovíme úhlovou rychlost rotace i meridionální složku vektoru rychlosti ze změn pozice v heliografické délce a šířce. Využití těchto měření pro studium slunečního velkorozměrového rychlostního pole potom vychází z předpokladu, že zvolený jev, resp. útvar je unášen okolní plazmou. Koeficienty <u>a</u>, <u>b</u>, <u>c</u> jsou zpravidla stanovovány prokládáním funkce (1) velikým množstvím měření a proto se za základní soubor vybírají rozsáhlé a velký časový interval překrývající soubory měření. Tak bylo postupováno v klasické práci Newton a Nunn (1951), která se stala standardem diferenciální rotace rekurentních slunečních skvrn i např. v pracech Balthasar et al. (1986), kde se

- 6 -

podařilo nalézt změny rotační rychlosti skupin slunečních skvrn v průběhu mnoha cyklů sluneční činnosti a byla stanovena střední hodnota meridionální rychlosti skupin skvrn. Obdobné výsledky získal např. Hansmeier and Lustig (1986). Aplikací této metody na vlastní pohyby vybraných Ca⁺-mottles získali Schröter and Wöhl (1976) závažné informace o možné velkorozměrové cirkulaci ve sluneční equatoreální zóně.

U metody rekurenční analýzy rozsáhlých datových souborů se v případě grafické metody jedná o porovnání souborů synoptických map pozaďového magnetického pole (Bumba and Howard, 1969), rozložení vápníkových flokulí (Ambrož, 1973) i např. intenzity sluneční korony pozorované v zelené koronální čáře 530,3 nm (Sýkora, 1971). Na základě systematických posunů odpovídajících si útvarů v heliografické délce pro vybrané zóny heliografické šířky u map kreslených v Carringtonově heliografické síti byly stanoveny střední hodnoty úhlových rotačních rychlostí. Tato metoda dovoluje jen v náznacích usuzovat o přítomnosti meridionálního proudění a evolučních tendencí v meridionálním směru. Umožňuje velmi dobře studovat délkovou závislost úhlové rychlosti rotace a případné časové změny.

V případě autokorelační analýzy numerických souborů odvozených ze synoptických pozorování pro přesně definované heliografické šířky se získaná první autokorelační maxima vztahují zpravidla jen na nepatrně zkrácený rozsáhlý soubor. Jedná se tedy o značně ustředněné hodnoty jak v heliografické délce, tak i v čase za předpokladu, že rotace má čistě zonální charakter. Wilcox and Howard (1970) tak stanovili šířkovou závislost střední rotační rychlosti fotosferických pozaďových magnetických polí pro léta 1959 – 1966 a Hejna (1986) podobně pro období let 1964 – 1979. Hejna ale také uznal, že metodika je použitelná i pro kratší časové intervaly v trvání pěti otoček. Tato metoda nedovoluje získat informace o meridionálním proudění.

Využití metody měření radiálních rychlostí na základě Dopplerova jevu je z hlediska studovaného problému fyzikálně nejadekvátnější. Měřené hodnoty odpovídají skutečné rychlosti pohybu sluneční fotosférické plazmy ve směru pozorovacího paprsku: Metoda v zásadě dovoluje poskytnout úplný vektor rychlosti s vysokým úhlovým i časovým rozlišením, avšak je značně citlivá na přístrojové efekty, jak ukázali např. Svalgaard et al. (1978). Data a výsledky, které prezentovali Howard et Harvey (1970), Duvall (1979), Beckers (1978), Labonte and Howard (1982) a Howard et al. (1983) ukazují, že ve všech případech jsou pozorovány parametry rotační rychlosti – koeficienty <u>a</u>, <u>b</u> resp. <u>c</u> jako funkce času a v případě krátkodobých změn, t.j. kratších než jedna sluneční Carringtonova otočka i jako funkce heliografické délky. Zároveň byla zjištěna i stejná závislost diferenciálnosti rotace a časová proměnlivost meridionálního proudění s převažujícím směrem k pólům. Howard et al. (1983) sice zdůraznili, že "the short--term variations in the measured rotation rates of the Sun do not correlate with the results from other observatories, and are probably instrumental in origin", avšak autor má zkušenost, že limbshift data z Mt. Wilsonu (Ambrož, 1976) vykazují velmi dobrou souvislost s délkovým rozložením velkorozměrových magnetických polí ve sluneční fotosféře.

Z doposud provedených měření rychlostních polí na slunečním povrchu vyplývá, že velkorozměrové rychlostní pole ve sluneční fotosféře má složitou strukturu, kterou zatím patrně nesprávně chápeme. Ukazuje se, že jak rovníková rotační rychlost, tak diferenciálnost a meridionální proudění v šířce jsou veličiny,

- 7 -

které jsou délkově i časově proměnlivé. Howard (1979) ukázal, že existuje prokazatelná vazba mezi sluneční aktivitou a giant velocity features v nichž je měřitelné vertikální proudění vzhledem ke slunečnímu povrchu. To všechno ukazuje, že pojetí diferenciální rotace resp. meridionální cirkulace jeko procesu, který je pro sluneční těleso možné jednoznačně stanovit, bude patrně příliš zjednodušené. Naopak se zdá, že diferenciální rotace i meridionální cirkulace jsou pouze střední hodnoty mnohem komplikovanějšího trojdimenzionálního a časově proměnlivého konvektivního procesu, který na Slunci probíhá.

Cílem této práce je na základě evolučních změn poloh rozhraní pozaďového magnetického pole ve sluneční fotosféře ukázat na možnou interpretaci těchto změn prostřednictvím dvourozměrné horizontální cirkulace a nalézt souvislosti se sluneční činností, diferenciální rotací a meridionálním prouděním.

2. ANALÝZA EVOLUCE POZAĎOVÝCH MAGNETICKÝCH POLÍ VE FOTOSFÉŘE

Při další analýze je tedy sledována globální evoluce podélné komponenty pozaďových magnetických polí s časovým krokem jedné Carringtonovy otočky. Ke studiu bylo využito H-alfa - Synoptic Charts pravidelně publikovaných v Solar Geophysical Data. Budeme předpokládat, že změny v rozložení opačných polarit pozaďového magnetického pole jsou výlučně působeny vertikálně bezdivergentní a čistě horizontální cirkulací. Magnetický tok pro celé Slunce předpokládáme v rámci jedné otočky za konstantní, nebo jen za zanedbatelně se měnící.

Při studiu evoluce rozložení opačných polarit magnetického pole nejsou položeny žádné konkrétní předpoklady o zonalitě resp. meridionalitě horizontálního proudění, ani žádné další předpoklady o jakémkoliv strukturování takového proudění.

Na Obr. 1. jsou prezentovány kompletní synoptické mapy rozložení polarit pozadových magnetických polí v časovém údobí od 26. 4. 1979 do 9. 9. 1979, t.j. pro Carringtonovy otočky číslo 1681 až 1685. Kladná polarita je bez šrafování, záporná polarita je šrafovaná svisle. Na mapách jsou podchyceny heliografické šířky v rozsahu ±70⁰. Vývojové změny v rozložení obou polarit od jedné otočky ke druhé jsou zde velmi markantní. Jako příklad může posloužit evoluce výrazného útvaru na severní polckouli v obdelníku ohraničeném čárkovanou čarou. Je zde zřeletně pozorovatelná deformace celého útvaru tak, že jeho část ve vyšších šířkách, t.j. kolem 50⁰ se protahuje k nižším heliografickým délkám a tedy do leva, avšak i v rovníkové oblasti je v tomto směru patrná eroze šrafované polarity. Přitom čelní, t.j. západní hranice takového útvaru se velmi zřetelně deformuje přibližně podle šířkové závislosti odpovídající diferenciální rotaci. Jestliže na základě zcela detailního pozorování budeme studovat kteroukoliv část synoptické mapy bez ohledu na polokouli a na sektor heliografických délek, vidíme, že pro evoluci pozadových magnetických polí není postačující pouze zonálně proudící plazma, poněvadž v řadě případů pozorujeme evoluční změny probíhající i v meridionálním směru. Pro případné charakteristické velkorozměrové pravidelné struktury resp. útvary zatím nemáme fyzikální zdůvodnění. Jsou to patrně útvary, které nabývají zdánlivě specifických forem v průběhu evolučního procesu, avšak nehrají zde žádnou podstatnou roli při procesu evoluce magnetických polí a sluneční aktivity.

- 8 -



0br. 1

Soubor pěti synoptických map rozložení polarit pozaďového magnetického pole, sestavený na základě H-alfa – Synoptic Charts pro Carringtonovy otočky č. 1681 – 1685 a obsahující pozorování o období od 26. 4. 1979 do 9. 9. 1979. Svislým šrafováním jsou vyznačeny oblasti zaujímané zápornou polaritou. Čárkované obdelníky na severní polokouli vymezují oblasti, pro něž byla provedena specielní studie na Obr. 9. Evoluční změny v rozložení polarit jsou podrobněji popsány v textu.

- 9 -

Je pravdou, že použitý časový interval je poměrně krátký na to, abychom na jeho základě mohli formulovat soudy o strukturách při evolučním procesu, které by měly obecnější platnost. Naopak při studiu takového krátkého a v podstatě náhodně vybraného intervalu je možné se evolucí zabývat podrobněji a povšimnout si všech detailních změn.

Analýza časového vývoje jednotlivých šířkových zón v rozložení pozadových magnetických polí byla nejprve prováděna graficky. Ze sklonu resp. délkových posuvů jednotlivých si odpovídajících struktur v otočkách, které po sobě následují, je možné stanovit střední hodnotu délkového posunu takového útvaru vůči referenční souřadné síti. Jak je patrno na Obr. 2, ve všech studovaných šířkových zónách jsme svědky jak zonálních, tak i meridionálních posuvů. Přitom ve vyšších šířkách se setkáváme se stejným charakterem změn jako v aktivní zóně, přesto zde jen velmi obtížně můžeme očekávat vynořování nového magnetického toku. Z toho lze usuzovat, že hlavním mechanizmem při evoluci pozaďových magnetických polí ve fotosféře je především horizontální proudění. Projevuje se to horizontálním posunem oblastí, zaujímaných jednotlivými polaritami magnetického pole. Znamená to, že jestliže oblast jedné polarity pozadového pole v některém směru ve fotosféře expanduje, potom oblast opačné polarity před ní ustupuje resp. je zatlačována. Zpravidla dochází k tomu, že na jiném místě právě tato ustupující oblast zase vytlačuje oblast opačné, t.j. původní polarity. Tento proces má globální charakter a projevuje se na celém slunečním povrchu, nejvýraznější ale v aktivní zóně v rozmezí šířek ±40⁰. Velmi pravděpodobně se jedná o horizontální proudění fotosferické plazmy v horní části konvektivní zóny.

Detailním studiem charakteru tohoto proudění lze ukázat, že se v žádné heliografické šířce v rozmezí ±60⁰ nejedná o čistě zonální proudění a tedy posuv vůči referenční souřadné síti v heliografické délce nemůže odpovídat přísně konstantní úhlové rychlosti. Na Obr. 3a, b jsou v grafické formě čárkovanými křivkami pro jednotlivé heliografické šířky a pro krátké časové období čtyř otoček sledovány změny heliografických délek poloh rozhraní polarit podélné komponenty velkorozměrového magnetického pole v heliografické délce v závislosti na čase. Pokud by se jednalo o čistě zonální proudění, jak je mnohdy sluneční diferenciální rotace chápána, potom by čárkované čáry musely být přímkami se sklonem, který odpovídá příslušné úhlové rychlosti rotace na dané heliografické šířce. Je ale patrné, že křivky nejsou ani přímkami, ani nejsou rovnoběžné navzájem pro různé heliografické délky. Odtud jednoznačně plyne, že horizontální proudění, pokud je zodpovědné za evoluci polarit pozadového magnetického pole, má pro různé heliografické délky různě veliké hodnoty zonální komponenty rychlosti a tyto hodnoty se pro dané rozhraní polarit a tedy i oblast heliografických délek mění s časem. Toto zjištění je v rozporu s koncepcí čistě zonální proudění a čistě šířkově závislé diferenciální rotace. Z uvedených grafů je zřejmé, že taková koncepce patrně odpovídá středním hodnotám výše uvedených lokálních rychlostí. Jedná se tedy o statistickou střední hodnotu pro celé Slunce a pro použitý časový interval z lokálních hodnot, které jsou reálnými a přímo měřitelnými fyzikálními veličinami.

Pro podrobnější popis výše uvedeného globálního horizontálního proudění byl zvolen následující postup zpracování map slunečních pozadových magnetických polí.

- 10 -



Őbr. 2

Analýza zonální evoluce rozložení polarit pozaďového magnetického pole. Svislým šrafováním jsou vyznačeny oblasti záporné polarity. V jednotlivých šířkových pásmech širokých 20 heliografických stupňů je patrný posuv jak v heliografické délce, tak i v šířce.

- 11 -



•Obr. 3a

- 12 -



• Obr. 3b

Obr. 3a, **b**

 Analýza změn poloh rozhraní polarit v Carringtonově
 délce pro jednotlivé vybrané heliografické šířky na severní i jižní polokouli. Pro jednu heliografickou šířku je patrný rozdíl v úhlových rychlostech rotace pro různé heliografické délky a proměnlivost této veličiny s časem. Porovnáním dvou po sobě následujících map je možné indikovat jednak posuvy rozhraní obou polarit v horizontálním směru a kromě toho lze jednoznačně stanovit, která polarita expandovala na úkor opačné. Na Obr. 4a jsou takto vyšetřovány mapy z otoček 1681 a 1682. Zde tečkovanou čarou jsou vyznačena rozhraní polarit pozadových magnetických polí tak, jak byla pozorována v průběhu otočky 1681 a čárkovanou čarou podle rozložení v průběhu otočky následující, t.j. 1682. Svislým šrafováním jsou vyznačeny oblasti na slunečním povrchu, na něž expandovala záporná polarita a tedy byla vytlačena polarita kladná.



Obr. 4a

Tečkovanou čarou jsou označena rozhraní polarit pro otočku 1681, čárkovanoů pro otočku 1682. Svisle jsou šrafovány oblasti expanze záporné polarity, tečkované plochy znázorňují oblasti expanze kladné polarity.



Obr. 4b

Plnými šipkami jsou označeny vektory, popisujíci tendence vývoje některých oblastí na slunečním povrchu v důsledku změn poloh rozhraní polarit velkorozměrového magnetického pole. Vektory reprezentují strukturu velkorozměrového magnetického pole. Čárkované vektory ve vyšších šířkách představují variantu, kdy zanedbáváme meridionální složku. Vytečkované plochy představují oblasti, na nichž expandovala kladná polarita a byla vytlačována polarita záporná. Je evidentní, že tyto tendence dovolují posoudit charakter vývojového procesu. Tendence vývoje lze zachytit resp. popsat vektorem, jehož počátek je ve výchozím bodě pro otočku l681 a při odhadu směru přesunu tohoto bodu během jedné otočky, bude koncový bod umístěn na odpovídajícím místě rozhraní při zachycení situace v otočce l682. Systém takových testovacích vektorů je zakreslen na Obr. 4b plnými šipkami. Ty charakterizují pouze část slunečního povrchu, kde lze jako "tracer" považovat rozhraní polarit pozaďového magnetického pole. Směry testovacích vektorů zřetelně ukazují, že pouze v heliografických šířkách nad ±50° pravděpodobně převažuje čistě zonální proudění. V nižších šířkách, včetně oblasti slunečního rovníku pozorujeme výraznou meridionální komponentu proudění.

V oblastech přesunu rozhraní polarit podélné komponenty magnetického pole je z tendence vývoje možné přímo odvodit pravděpodobný směr horizontálního proudění. V oblastech, kde se po obě otočky zachovává polarita magnetického pole, je zapotřebí směr předpokládaného nejpravděpodobnějšího proudění extrapolovat. Na Obr. 4c je šipkami schematicky znázorněn nejpravděpodobnější systém globálního proudění v průběhu období mezi otočkami 1681 a 1682. Toto schema je v naprostém souhlasu se strukturou testovacích vektorů z Obr. 4b a interpoluje směr proudění v bezprostředním okolí takto stanovených dílčích proudových systémů.



Obr. 4c

Schematické znázornění struktury velkorozměrového horizontálního rychlostního pole.

Z tohoto schematu vyplývá, že v aktivní zóně kolem slunečního rovníku v rozmezí $\pm 40^{\circ}$ dostává globální cirkulace ve sluneční fotosféře strukturu, která se velmi podstatně odlišuje od čistě zonálního proudění. Meridionální komponenta proudění zde vystupuje velmi výrazně. Po obou stranách rovníku je patrné formování několika velkorozměrových útvarů s převážně cyklonálním horizontálním prouděním. Charakteristický rozměr takových vorticitních útvarů je v průměru kolem 30° - 40° v heliografické délce i šířce. V bezprostředním okolí rovníku převažuje proudění od nižších heliografických délek \nvDash vyšším, avšak je bežně, že proudení na obou polokoulích je propojeno. To se projevuje tvorbou výrazných proudu transportujících fotosferickou plazmu z jedné sluneční polokoule na druhou převážně

- 15 -

v meridionálním směru.

Charakteristika proudění prostřednictvím směru jednotlivých jednotkových vektorů zakotvených v pravidelné orthogonální heliografické síti je znázorněna na Obr. 4d. Krok sítě po 10° v heliografické šířce i délce se jeví být značně hrubý pro odchycení většiny detailů velkorozměrového rychlostního pole, avšak i odtud je zcela zřetelně partno, že ve vysokých šířkách, směrem k oběma pólům, má proudění převážně zonální charakter. Kritické jsou zde šířky kolem $60^{\circ} - 70^{\circ}$ na obou polokoulích. V oblasti aktivní zóny, t.j. do šířek $\pm 40^{\circ}$ je dominantní výrazná směrová heterogennost s nápadnou meridionální komponentou a s výraznou tendencí pro tvorbu vorticitních útvarů s cyklonálním charakterem proudění.



Obr. 4d

Znázornění struktury rychlostního pole pomocí jednotkových vektorů v uzlových bodech orthogonální heliografické sítě.

Pro posouzení rozsahu horizontálních posuvů v průběhu delšího časového období byl analyzován podobným způsobem materiál v rozmezí otoček 1681 – 1685 z období od 26. 4. 1979 do 9. 9. 1979.

Na Obr. 5 je podchycen na serii map vývoj jednotlivých polarit pozaďového magnetického pole s ohledem na tendence stejným způsobem jako na Obr. 4a. Je zřejmé, že charakter i rozsah horizontálních změn, ktoré přisuzujeme globální horizontální konvekci, je pro celé studované období v základních rysech stejný a jedná se tedy o proces, který lze zobecnit. Samozřejmě je třeba vzít v úvahu, že je zde sledováno poměrně krátké období před maximem cyklu sluneční aktivity a že pro jinou fázi cyklu nesporně dochází k modifikacím výše popsané vorticitní struktury globálního horizontálního proudění ve sluneční fotosféře, především v závislosti na heliografické šířce. Pohled na tento proces z širšího hlediska slunečního cyklu vybočuje z rámce této studie a bude zkoumán v další připravované práci.

Pokud jde o horizontální strukturu jednotkových vektorů rychlosti, je postupný časový vývoj dokumentován na Obr. 6. Porovnáním jednotlivých si odpovídajících vektorů o stejných souřadnicích počátečního bodu se ukazuje, že se obecně struktura rychlostního pole t.j. směr proudění od otočky k otočce s časem mění a to obzvláště v aktivní zóně. Ukazuje se, že změny jsou daleko více markantní na





Mapy znázorňující vývojové tendence velkorozměrových pozaďových magnetických polí pro Carringtonovy otočky č. 1681 – 1685. Způsob označení je stejný jako na Obr. 4a. V průběhu celého období se charakter a rozsah vývojových změn zachováva.



Obr. 6

Znázornění struktury odvozeného velkorozměrového horizontálního rychlostního pole pomocí jednotkových vektorů pro období otoček č. 1681 – 1685. Po celé období se převážně v aktivní zóně objevují útvary s vysokou hodnotou rotace vektorů, avšak struktura vektorového pole se neustále mění. Oblasti s heliografickými šířkami nad 50⁰ na obou polokoulích vykazují převažující zonální proudění.



periferiích vorticitních útvarů než uprostřed or 🐃

Übr. 7

Schematické znázornění struktury velkorozměrového horizontálního rychlostního pole v období Carringtonových otoček č. 1681 – 1685 odvozeného z tendencí změn poloh rozhraní velkorozměrového pozaďového magnetického pole, tak jak jsou prezentovány na Obr. 5. Struktura proudění v aktivní zóně nasvědčuje přítomnosti vorticitních útvarů s výraznou horizontální turbulencí. Vorticitní útvary spojitě mení svojí polohu, nove se formuji a zarobaje.

Jak je patrno z Obr. 7, kde je prezentována serie map, znázorňujících schematicky charakter proudových útvarů, dochází u vorticitních útvarů k jejich málo výrazným posuvům v heliografické délce i šířce. Jedná se ale o proces, který se uplatňuje v celoslunečním globálním měřítku. Znamená to, že charakter horizontálního proudění není přísně vymezen dominantními rozhraními např. rovníkem, pevným sektorovým rozdělením ve směru heliografické délky nebo jednoznačnou šířkovou závislostí, ale jedná se o proces v horizontálním směru neohraničený, jehož energetická bilance v rámci celého slunečního tělesa nabývá teprve patrně konstantní hodnoty.

3. VZTAH GLOBÁLNÍ HORIZONTÁLNÍ CIRKULACE K NĚKTERÝM PROJEVŮM SLUNEČNÍ ČINNOSTI

Vztah nalezené globální horizontální cirkulace ke sluneční činnosti je sledován na Obr. 8 Do schematického grafu cirkulace jsou zakresleny pozice skvrn a jejich skupin tak, jak jsou uváděny v H-alfa - Synoptic Charts v Solar Geophysical Data pro příslušnou dvojici otoček. Při porovnání charakteru globální cirkulace s výskytem skvrnové aktivity je pozorohudný souhlas mezi přítomností slunečních skvrn a oblastmi s výraznou rotací horizontálních vektorů rychlosti. Koncentrovaný výskyt skvrn a jejich skupin a tedy i aktivních oblastí velmi dobře souhlasí s polohami centrálních oblastí vorticitních útvarů. Tento vztah však není zcela jednoznačný a totální. Spíše se zdá, že pro výskyt slunečních skvrn je podstatná výrazná změna směru horizontálního proudění a tedy vysoká hodnota rotace vektorů rychlosti.

Na Obr. 9 je studován vztah globální horizontální cirkulace k výskytu aktivních oblastí, filamentů a rozhraní polarit pozaďového velkorozměrového magnetického pole pro čtyři vybrané oblasti (čárkované hranice na Obr. 1) během otoček 1681 – 1684. Čárkovaně jsou zde vyznačeny hranice polarit pozaďového magnetického pole, plnými tlustými čarami polohy filamentů, kroužky představují významnější skvrny ve skupinách a šikmým šrafováním jsou znázorněny polohy jednotlivých aktivních oblastí. Rychlostní pole je popisováno jednotkovými vektory v pravoůhlé heliografické síti s dělením po 10⁰. Rychlostní pole pro otočku 1682 je odvozeno z vývoje pozaďového magnetického pole mezi otočkami 1681 a 1682. Podobně se postupuje i pro další následující otočky. Zdánlivý rozpor mezi okamžitými údaji pro filamenty a aktivní oblasti na jedné straně a na druhé straně pro rychlostní pole odvozené z rozdílu dvou otoček považujeme za ospravedlnitelný předpoklad, že struktura jednotlivých aktivních jevů je do jisté míry důsledkem interakce magnetického pole a rychlostního pole a tedy časový rozdíl zdůrazňuje kauzální následnost jevů. Jak bylo konstatováno výše, v souvislosti s Obr. 8, je i zde zřetelně vidět charakteristický vztah mezi výskytem slunečních skvrn a přítomnosti vysoké hodnoty rotace horizontálních vektorů velkorozměrové rychlosti. Z Obr. 9 je zřejmé, že nutnou podmínkou pro vznik aktivní oblasti je v takovém vorticitním útvaru partně přítomnost rozhraní opačných polarit pozaďového magnetického pole. Během časového vývoje je zřetelně vidět vzájemnou interakci mezi strukturou magnetického pole a odvozeného rychlostního pole. Filamenty se vyskytují na rozhraní opačných polarit tam, kde ve směru kolmém k rozhraní lze očekávat gradient rychlosti. Charakteristika směru proudění ve všech sledovaných případech tento závěr podporuje.





Porovnání schematické struktury velkorozměrového horizontálního proudění a oblastí výskytu slunečních skvrn v období Carringtonových otoček č. 1681 – 1685. Skvrny jsou přeneseny z H-alfa – Synoptic Charts a vytvářejí skupiny černých bodů. Většina skupin slunečních skvrn se formuje v olastech se zvýšenou vorticitou, t.j. v blízkosti středů vorticitních útvaru nebo v oblasti náhlé změny směru horizontálního proudění.



CARRINGTONOVA HELIOCRAFICKÁ DÉLKA

Obr. 9

Porovnání rozložení rozhraní polarit pozadového magnetického pole (čárkovaně), slunečních filamentů (tlustě černě), aktivních oblastí (šrafováno šikmo) a jednotlivých slunečních skvrn (prázdé kroužky) se strukturou velkorozměrového horizontálního proudění znázorněnou jednotkovými vektory. Aktivní jevy, pozorované v průběhu otočky č. 1682, jsou porovnávány s vektorovým polem odvozeným z vývoje pozadového pole od otočky 1681 k otočce 1682. Vztah mezi rotací vektorů a přítomností aktivních oblastí je typický.

Z provedených studíí zatím není jasné, zda zárodek vorticitního útvaru vzniká v určité oblasti na Slunci proto, že se zde vynořila jedna nebo několik silotrubic silného magnetického pole, nebo proto, že silné magnetické pole na tomto místě vzniká v důsledku vysoké hodnoty rotace vektorů horizontální rychlosti. V každém případě dosavadní šetření nasvědčují tomu, že uprostřed vorticitních útvarů se vytvářejí velmi výhodné podmínky pro mimořádně intenzivní turbulenci. To by mohl být mechanizmus, který spolu s pozaďovým magnetický polem se bude podílet na zesilování magnetického pole v aktivních oblastech. Energie k tomuto procesu se může vydělovat na úkor kinetické energie globální cirkulace. Oblasti s horizontální rotací a gradientem vektorů rychlosti jsou za přítomnosti magnetického pole optimálním prostředím pro vznik "shearing" struktur v chromosféře a koroně, které obvykle dáváme do spojitosti s procesem akumulace magnetické energie a následně s erupčními procesy v sluneční atmosféře.

4. VZTAH GLOBÁLNÍ HORIZONTÁLNÍ CIRKULACE K DIFERENCIÁLNÍ ROTACI A MERIDIONÁLNÍMU PROUDĚNÍ

Problematika struktury globální cirkulace ve sluneční konvektivní zóně je zásadní otázkou jak z hlediska vzniku a vývoje slunečních magnetických polí a aktivních procesů, tak i z hlediska výstavby slunečního tělesa a jeho rotace. Odvozený systém horizontálního vorticitního proudění ve sluneční fotosféře musí ve své střední hodnotě vyhovovat dosavadním zjištěním o sluneční rotaci. Případný nesouhlas by totiž velmi výrazně oslabil reálnou správnost takového výsledku.

Za účelem bližšího pochopení procesu diferenciální rotace ve sluneční fotosféře bylo využito testovacích vektorů, znázorněných na Obr. 4b plnými šipkami. Vycházeli jsme z předpokladu, že soubor těchto vektorů je dostatečně reprezentativní pro to, aby charakterizoval typické rozložení rychlostí horizontálního globálního proudění na úrovni sluneční fotosféry. Pro kvantitativní posouzení této otázky byl u každého vektoru určen jeho počáteční a koncový bod a stanoveny jejich heliografické souřadnice. Z této dvojice hodnot byla vypočtena nejkratší spojnice obou bodů po hlavní kružnici a z časového odstupu mezi dvěma otočkami byla vypočtena střední postupná rychlost horizontálního proudění, kterou vektor reprezentuje. Zároveň byly odděleně stanoveny hodnoty vektorů zonální a meridionální komponenty postupné horizontální rychlosti aby bylo možné studovat každou zvlášť.

Na Obr. 10 je graficky vykreslena závislost rozložení vektorů meridionální komponenty horizontální rychlosti v závislosti na heliografické šířce, určená podle vývojové tendence pozaďových magnetických polí mezi otočkami 1681 - 1682. Úsečky v grafu odpovídají rozmezí heliografických šířek, v nichž byl vektor definován. Kladný směr meridionální rychlosti je orientován od jihu k severu. Pro charakteristiku meridionální komponenty rychlosti je z grafu zřejmé, že pro rychlost v rozmezí hodnot ±40° m.s⁻¹ je výskyt těchto rychlostí v šířkách ±60° stejně četný pro všechny šířky na obou polokoulích. Pro rychlosti s většími absolutními hodnotami vektorů do hodnot $\pm 100 \text{ m.s}^{-1}$ je zřetelný rozdíl mezi polokoulemi. Na severní polokouli převládá proudění od jihu k severu a na jižní polokouli od severu k jihu. Jde tedy o proudění směrem k odpovídajím pólům pro každou polokouli. Pro tuto skupinu rychlostí je patrný pokles rychlosti od rovníku k pólům. Maximální hodnoty meridionální komponenty vektoru rychlosti byly nalezeny v zóně kolem rovníku s ohraničením na šířkách ±30⁰. Hodnoty těchto rychlostí dosahují velikostí až ±150 m.s⁻¹. Nulové hodnoty meridionální komponenty horizontální rychlosti lze očekávat v heliografických šířkách převyšujících ±70⁰, kde se patrně uplatňuje v souladu s dřívějšími kvalitativními závěry čistě zonální proudění.

Zonální komponenta vektoru horizontální rychlosti je pro stejný výběr vektorů jako tomu bylo u meridionální komponenty prezentována v závislosti na heliografické šířce na Obr. 11. Jednotlivé velikosti zonální komponenty vektorů jsou znázorněny úsečkami rovnoběžnými se šířkovou osou. Pro každé šířkové pásmo 0⁰-10⁰,



Qbr. 10

Závislost velikosti meridionální rychlosti testovacích vektorů vyznačených na Obr. 4b plnými vektory v závislosti na heliografické šířce. Délka vodorovných úseček odpovídá šířkovému intervalu z něhož byla hodnota rychlosti vypočtěna.

10⁰ – 20⁰, ... atd. a pro obě polokoule byly spočteny střední hodnoty zonální rychlosti a spočteny jejich směrodatné odchylky. Tyto údaje, centrované do středů průměrovacích šířkových intervalů jsou znázorněny plnými kroužky a chybovými rozptylovými úsečkami. Mezi těmito body potom byla proložena hladká analytická křivka, symetrická podle rovníku, která je vyznačena plnou tlustou čarou. Množina všech realizovaných zonálních rychlostí u této první varianty v závislosti na heliografické šířce je ohraničena uzavřenou tenkou lomenou čarou, charakteristickou delšími čárkami.

Jak je patrno na Obr. 4b, je možné jako druhou variantu ve vysokých šířkách interpretovat posuvy rozhraní polarit pozaďového magnetického pole během jedné otočky jako čistě zonální posuv. Za tohoto předpokladu bude zde potom meridionál-

10 m



Obr. 11 Závislost velikosti zonální rychlosti testovacích vektorů, vyznačených na Obr. 4b v závislosti na heliografické šířce. Délka vodorovných plných úseček je úměrná velikosti meridionální komponenty vektoru rychlosti, jejich svislé umístění v grafu odpovídá velikosti zonální komponenty. Tmavé plné kroužky s chybovými úsečkami odpovídají střední hodnotě všech vektorů v rozmezí $\pm 5^{\circ}$ kolem dotyčného bodu a velikost úsečky představuje hodnotu standardní odchylky tohoto aritmetického průměru. Plnou čarou je vyznačena analytická křivka proložená metodou nejmenších čtverců těmito body (varianta I). Tečkované kroužky v dolní části grafu představují hodnoty testovacích vektorů ve vyšších šířkách za předpokladu čistě zonálního proudění. Pro čárkovanou analytickou křivku (varianta II) tyto body nahradily původní průměrné hodnoty v šířkách nad 40°. Tenké čárkované čáry ukazují hranice rozptylu naměřených hodnot pro obě varianty. ní komponenta nulová a naopák zonální komponenta zpravidla zvětší svojí hodnotu. Na Obr. 4b je tato druhá varianta znázorněna čárkovanými šipkami. Takových testovacích vektorů se podařilo nalézt pouze malé množství a proto pro ilustraci této varianty byly všechny hodnoty , které se podařilo změřit, zakresleny do grafu na Obr. 11. Jedná se zpravidla o hodnoty zonální rychlosti od velikosti -60ms⁻¹ do -160 ms⁻¹, což jsou údaje relativní postupné rychlosti vůči Carringtonově souřadné síti. Oblast zonálních rychlostí ve vyšších heliografických šířkách při této druhé variantě je ohraničena na Obr. 11 tenkou čárkovanou lomenou čarou s krátkými čárkami a jednotlivé testovací vektory jsou označeny tečkovanými kroužky. Střední hodnoty zonálních rychlostí, popisujících první variantu do heliografických šířek ±40° a body reprezentující ve vysokých šířkách druhou variantu byly použity pro konstrukci hladké analytické křivky, která je vyznačena tlustou čárkovanou čarou. Obě analytické křivky vycházejí z předpokladu funkční závislosti pro postupnou zonální rychlost V₂

 $V_{z}(\phi) [m.s^{-1}] = A + B \sin^{2}\phi + C \sin^{4}\phi$, (2)

která je běžná pro popis šířkové závislosti diferenciální rotace na heliografické šířce ϕ . Je zřejmé, že akceptování varianty s potlačením meridionální rychlosti ve vyšších šířkách se okamžitě podstatně zvětšuje diferenciálnost střední hodnoty sluneční rotace v závislosti na heliografické šířce.

Pro posouzení vztahu těchto výsledků k oběcně používanému vyjádření prostřednictvím siderické rotační rychlosti, byl proveden přepočet zonálních relativních postupných rychlostí a výsledky byly znázorněny graficky na Obr. 12. Horizontálně je zde vyšrafovaná oblast, která odpovídá množině všech realizovaných zonálních rychlostí v závislosti na heliografické šířce – v textu je popisována jako první varianta a na Obr. 11 je ohraničena tenkou lomenou čarou s delšími čárkami. Vertikálně je šrafovaná oblast, odpovídající zonálním rychlostem ve vyšších šířkách za předpokladu čistě zonálního proudění, což bylo v souvislosti s Obr.ll popisováno jako druhá varianta. Ostatní značení odpovídá značení na Obr. 11. Pro porovnání je tečkovanou čarou s prázdnými kroužky vyznačena křivka, odvozena pro diferenciální rotaci pozaďových magnetických polí Hejnou (1986) na základě autokorelační analýzy rozsáhlého souboru z let 1964 – 1979 za apriorního předpokladu čistě zonálního proudění. Parametry jednotlivých křivek jsou zhrnuty v Tab. 1. Z grafu je zřejmé, že mezi ustředněnou křivkou od Hejny a křivkou odvozenou ze zonálních komponent vektorů globální atmosferické cirkulace ve sluneční fotosféře za předpokladu druhé varianty, t.j. čistě zonálního proudění ve vy~ sokých šířkách, je minimální rozdíl a oba výsledky si velmi dobře odpovídají. Přitom je v plném rozsahu akceptována pro nižší šířky vorticitní struktura proudění, tak jak byla popisována v souvislosti s Obr. 6 a 7.

Znamená to, že všechny dosavadní závěry odvozené o diferenciální rotaci sluneční atmosféry si zachovávají platnost ve smyslu středních statistických hodnot popisujících sluneční rotaci v závislosti na heliografické šířce se zanedbáním změn v čase resp. v heliografické délce, pokud hovoříme výhradně o zonálním proudění.

Statistická podstata diferenciální rotace i meridionálního proudění způsobuje, že zjišťované parametry mají také statistický charakter a nemusí nabývat jednoznačných hodnot. Statistický výsledek je tak závislý jednak na metodě, ale



Obr. 12

Porovnání výsledků odvozených ze zonálních složek rychlosti na Obr. 11 s křivkou diferenciální rotace, odvozenou pro období let 1964 – 1979 Hejnou (1986) – tečkovaná čára s prázdnými kroužky. Vodorovně šrafovaná oblast odpovídá rozptylu hodnot vektorů zonální rychlosti v první variantě, svisle šrafované oblasti představují rozšíření rozptylové oblasti o hodnoty čistě zonálního proudění v polárních oblastech v druhé variantě. Ostatní značení je stejné jako na Obr. 11.

i na výběru a počtu realizovaných měření, na zvoleném časovém intervalu, v němž je šetření prováděno a na délce tohoto intervalu. Domníváme se, že toto jsou hlavní příčiny poměrně nestejnorodých výsledků, které při studiu sluneční rotace i velkorozměrového rychlostního pole byly zatím získány. Odtud také nepřímo vyplývá, že sluneční rotace může být rozdělena na dva procesy:

a/ rigidní rotace slunečního tělesa, jejíž konstantní rychlost se ohledem na zjištěné rozdělení relativních zonálních rychlostí vůči Carringtonově referenční souřadné soustavě bude pohybovat nepatrně pod hodnotu Carringtonovy rotační rychlosti; b/ superponovaná uspořádaná globální horizontální atmosferická cirkulace, charakterizovaná vznikem výrazných vorticitních struktur. V tomto proudění jsou přítomné zonální i meridionální složky a strukturální uspořádanost tohoto procesu vyvolává zásluhou zonální komponenty průměrné proudění, které odpovídá diferenciální rotaci. Přenos a kompenzaci úhlového momentu zajišťuje meridionální komponenta horizontální atmosferické cirkulace, která je zpravidla při obvyklém způsobu stanovování sluneční rotace zanedbávána, přestože je nositelem podstatné části kinetické energie globální cirkulace.

5 5 S	a deg/day	b deg/day	c deg/day
Varianta I. (tlustá plná křivka)	14.29	-1.33	0,55
Varianta II. (tlustá čárkovaná křivka)	14.34	-1,34	-0.92
Pozaďová magnetická pole za období let 1964 – 1979, Hejna	R.		8
(1986) · (tečkovaná křivka)	14.284	-0.775	-2.297

Tab. 1 Jednotlivým křivkám na Obr. 12 odpovídají následující koeficienty ve vztahu (1) pro stanovení siderické úhlové rotační rychlosti diferenciální rotace.

Jedním z důvodů obvyklého zanedbávání meridionální komponenty jsou obtíže se stanovením její velikosti i struktury a obecně s možností jejího měření. Vzhledem k tomu, že sluneční skvrny se formují především uvnitř vorticitních útvarů, jsou ve skupinách skvrn zpravidla střední meridionální rychlosti těžiště skupin poměrně malé. Většina meridionálního energetického přenosu se odehrává mimo těchto aktivních oblastí, kde využití slunečních skvrn jako "tracerů" je s ohledem na zde nalezené vztahy neefektivní.

Problém spočívá v tom, že pravidelně uspořádané a jednoznačně definované meridionální proudění na Slunci patrně neexistuje. V praxi můžeme zatím zřejmě měřit většinou pouze ustředněnou meridionální komponentu velkorozměrové globální cirkulace. Jak je patrno z Obr. 10, jsou zjištěné rychlosti dosti rovnoměrné a symetricky rozloženy kolem nulové hodnoty a tak se potom střední hodnota počítaná za delší časové období jen velmi málo odlišuje od nuly. Změřené poměrně vysoké maximální hodnoty meridionální rychlosti kolem 100 – 150 m.s⁻¹ velmi dobře souhlasí s výsledky, které prezentoval Beckers (1978). Časová proměnlivost jeho hodnot může být uspokojivě vysvětlena právě vlastnostmi rychlostního pole, které jsou popisovány výše.

Odvození meridionálního proudění a jeho struktury z měření radiálních rychlostí na slunečním disku je velmi obtížný interpretační problém. Pomocí Dopplerova efektu je nadějná na měření horizontálních rychlostí především obľast v prstenci kolem okraje slunečního disku. Podle toho, co bylo uvedeno výše je ale problematické měření meridionální komponenty kolem pólů, kde s největší pravděpodobností se realizuje čistě zonální proudění a tedy tato komponenta zde nabývá převážně nulové hodnoty. Měření na východním a západním okraji mohou indikovat pouze zonální komponenty, poněvadž meridionální komponenta má směr proudění kolmý k pozorovacímu parsku. Podobná situace je pro měření meridionální komponenty i v centru slunečního disku. Zbývající oblast středních šířek v okolí centrálního meridiánu jsou použitelné, avšak zůstávají potíže s eliminováním proměnlivého proudění a případných přístrojových efektů.

5. ZÁVĚRY

Všechny v této práci uvedené vztahy a závěry byly odvozeny na základě pozorovacích materiálů, charakteristických pro rok 1979, t.j. pro období na vzestupné fázi jedenáctiletého cyklu sluneční činnosti, těsně před jeho maximem. Jsou vážné důvody předpokládat, že v průběhu cyklu sluneční aktivity se charakter globální cirkulace mění. Celá řada závěrů (Ambrož, 1986) má ale obecnou platnost. Jedná se především o tato zjištění:

 Globální horizontální cirkulace na úrovni sluneční fotosféry má výrazný vorticitní charakter, který se projevuje především v oblasti aktivní zóny;

- v aktivní zóně se tedy v žádném případě nejedná o čistě, nebo alespoň převážně zonální proudění a je zde přítomna meridionální komponenta horizontální rychlosti, srovnatelná co do velikosti se zonální složkou; v oblasti vyšších heliografických šířek od aktivní zóny směrem k pólům je charakter globálního proudění převážně zonální;

- v aktivní zóně se vytváří pro obě polokoule řada útvarů s výrazným cyklonálním prouděním; byly nalezeny případy intenzivního proudění přes sluneční rovník v meridionálním směru jak na severní, tak na jižní polokouli;

- pro studované krátké časové období byly nalezeny vývojové změny v charakteru proudění v jednotlivých částech aktivní zóny; míní se tím lokální změny směru proudění, resp. vznik a zánik cirkulačních útvarů; středy některých vorticitních útvarů zvolna mění svojí polohu vůči Carringtonově souřadné síti.

Ve vztahu k některým projevům sluneční činnosti vykazuje globální horizontální cirkulace na úrovni fotosféry následující relace:

- Skupiny slunečních skvrn se formují v aktivní zóně v oblastech s maximální vorticitou; jsou to zpravidla oblasti poblíž středů vorticitních útvarů nebo v místech náhlé změny směru proudění; doposud použitý výchozí pozorovací materiál pro konstrukci rychlostního pole nedovoluje zatím v důsledku malého časového rozlišení stanovit v jaké příčinné závislosti jsou tvorba útvarů s vysokou vorticitou a vznik slunečních skvrn;

- tmavé sluneční H-alfa filamenty se formují v oblasti kvazilaminárního proudění, kde lze předpokládat relativně vysoký gradient horizontální rychlosti ve směru kolmém na podélnou osu filamentu; jsou to zpravidla oblasti na okrajích cirkulačních útvarů, v oblasti styku dvou cirkulačních útvarů a na rozhraní cirkulační aktivní zóny a polární zóny, v níž dominuje polární vortex;

- nebyl nalezen žádný výrazný strukturální vztah mezi rozložením globálního velkorozměrového fotosferického magnetického pole a strukturou globálního horizontálního rychlostního pole s výjimkou toho, že ve všech případech bylo v centru útvarů s vysokou vorticitou nalezeno rozhraní obou polarit; v těchto oblastech je obecně možné indikovat také lokální maxima intenzit pozaďových magnetických polí; - charakteristický rozměr vorticitních útvarů v aktivní zóně kolem 30⁰ – 40⁰ heliografických stupňů v délce i v šířce; pokud jde o jejich dobu života, je doposud analyzovaný interval příliš krátký, aby bylo možné se k této otázce vyjádřit s konečnou platností, avšak z velmi těsného vztahu k existenci skupin skvrn lze předpokládat, že doby života cirkulačních útvarů a skupin slunečních skvrn si budou odpovídat;

- vztah velkorozměrových rychlostních vorticitních útvarů a dříve nalezených obřích cel a supervelikých magnetických pravidelných struktur nebyl zatím přímo nalezen; v žádném případě, ale tyto struktury nejsou polohově totožné se zjištěnými vorticitními útvary;

- zonální i meridionální komponenta horizontální rychlosti vykazuje systematickou šířkovou závislost, při čemž střední hodnota zonální komponenty souhlasí velmi dobře s analytickým vyjádřením diferenciální rotace, odvozeným za delší časové období metodou autokorelační analýzy; meridionální komponenta má v okolí pólů téměř nulovou hodnotu a nabývá maximálních hodnot v oblastech okolo rovníku; dosavadní analýza nasvědčuje tomu, že v povrchové vrstvě převažuje u meridionální komponenty směr proudění od rovníku k pólům;

- zdánlivě běžně zjišťovaná diferenciálnost sluneční rotace se pod dojmem provedených šetření jeví být pouze ustředněnou veličinou zonálního rychlostního pole za předpokladu nulové meridionální komponenty; jako taková je potom statistickou veličinou, která pouze částečně popisuje skutečné proudění na slunečním povrchu; klasická forma popisu diferenciální rotace vede patrně ke zjednodušené interpretaci mechanizmu, podle nějž se rychlostní pole v konvektivní zóně podílí na procesu zesilování slunečních magnetických polí a formování aktivních oblastí.

Navrhovaná koncepce globální atmosferické cirkulace na Slunci a jejího vztahu ke vzniku a vývoji aktivních oblastí a procesů v nich, vytváří nový prostor pro interpretaci řady pozorovacích zjištění a některých zdánlivých rozporů, které vyplývají z dosavadní praxe při stanovení parametrů sluneční rotace.

PODĚKOVÁNÍ

Část této práce byla vyhotovena během autorova studijního pobytu na observatoři Kanzalhöhe, kterou řídí Institute für Astronomie der Karl – Franzens – Universität Graz – Rakousko. Pobyt se realizoval v září 1985 v rámci přímé dohody o vědecké spolupráci mezi akademiemi věd Rakouska a Československa. Autor vyjádřuje své poděkování prof. dr. H. Hauptovi za laskavé pozvání a pracovníkům observatoře Kanzelhöhe za vynikající pracovní podmínky po celou dobu pobytu. Dále autor děkuje svým Kolegům ve slunečním oddělení na observatoři v Ondřejově za cenné podněty při dokončení rukopisu a kolegyním Žďárské, Rečkové a Kopecké za péči věnovanou technické přípravě grafů.

- 30 -

LITERATURA

Akasofu, S. I.: 1984, Planet. Space Sci. 32, 1469 Ambrož, P.: 1973, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 24, 80 Ambrož, P.: 1976, in J. Kleczek and V. Bumba (eds.), "Basic Mechanisms of Solar Activity", IAU Symp. 71, Prague, p. 113 Ambrož, P.: 1986, "Proc. of the 12th Consultations on Solar Physics", Smolenice Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso, XV, (in press) Balthasar, H.; Vazquez, M.; Wöhl, H.: 1986, Astron. Astrophys. 155, 87 Beckers, J. M.: 1978, in G. Belvedere and L. Paterno`(eds.), "Workshop on Solar Rotation", EPS, Catania, Pubbl. Osser. Astrofisico di Catania No. 162, p. 166 Bumba, V.: 1982, Space Sci. Rev. 32, 229 Bumba, V.: 1983a, Astron. Nachr. 304, 7 Bumba, V.: 1983b, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 34, 219 Bumba, V.; Howard, R.: 1969, Solar. Phys. 7, 28 Duvall, T. L.: 1979, Solar Phys. <u>63</u>, 3 Godoli, G.: 1978, in G. Belvedere and L. Patermo`(eds.), "Workshop on Solar Rotation", EPS, Catania, Pubbl. Osser. Astrofisico di Catania No. 162, p. 214 Hanslmeier, A.; Lustig, G.: 1986, Astron. Astrophys. 154, 227 Hejna, L.: 1986, Thesis on the Astron. Institute Czech. Acad. of Sci. part 4.1. Howard, R.: 1979, Astrophys. J. 228, 145 Howard, R.; Adkins, J. M.; Boyden, J. E.; Cragg, T. A.; Gregory, T. S.; Labonte, B. J.; Padilla, S. J.; Webster, L.: 1983, Solar Phys. 83, 321 Labonte, B. J.; Howard, R.: 1982, Solar Phys. 80, 235 Leighton, R. B. : 1964, Astrophys. J. 140, 235 McIntosh, P. S.; Wilson, P. R.: 1985, Solar Phys. 97, 59 Newton, H. W., Nunn, M. L.: 1951, Monthly Notices R. A. S. 111, 413 Parker, E. N.: 1955, Astrophys. J. 121, 491 Schröter, E. H.; Wöhl, H.: 1976, Solar Phys. 49, 19 Svalgaard, L.; Scherrer, P. H.; Wilcox, J. M.: 1978, in G. Belvedere and L. Paterno` (eds.), "Workshop on Solar Rotation", EPS, Catania, Pubbl. Osser. Astrofisico di Catania No. 162, p. 151 Sýkora, J.: 1971, Solar Phys. 18, 72 Wallenhorst, S. G.; Howard, R.; 1981, in L. E. Cram and J. H. Thomas (eds.), "The Physocs of Sunspots", Sacramento Peak Obs. , Sunspot, p. 55 Wilcox, J. M.; Howard, R.: 1970, Solar Phys. 13, 251 Wilcox, P. R.: 1985, Aust. J. Phys. <u>38</u>, 911,



MOŽNOSTI POZOROVÁNÍ DIFERENCIÁLNÍ ROTACE Z MAGNETICKÝCH POLÍ

V. Bumba, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov L. Hejna, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Účelem této poznámky je ukázat do jaké míry ovlivňuje diferenciální rotace rozložení slabých slunečních magnetických polí, měřených s velmi nízkým rozlišením. Dokládáme, že v období nízké aktivity a v oblastech s malou hustotou zdrojů magnetického toku je možné pozorovat rozložení slabých zbytků starého magnetického pole ve tvaru parabol, odpovídajících účinkům diferenciální rotace a zvětšujících své zakřivení od jedné otočky Slunce k druhé. Nalezené hodnoty rotace jsou blízké hodnotám získaným z rotace slunečních skvrn, ale menší nežli veličiny měřeného z rotace sluneční plazmy. Paraboly zobrazující diferenciální rotaci, stejně jako charakteristické struktury narušující jejich tvar jsou unipolární a znak jejich polarity sa mění se znakem polárních polí.

ÚVOD

Už v prvé práci o slunečním pozadovém magnetickém pol (Bumba, Howard, 1965) bylo poukazováno kromě jiného na pravidelné střídání oblastí jednotlivých polarit a byl diskutován jejich tvar, podobný písmenu C. Toto parabolicke zakřivení unipolárních sektorů pozadového pole se zejména v době sluneční činnosti a tedy i velké hustoty magnetických polí prakticky nemění díky tomu, že pozadové pole prakticky celé aktivní zony rotuje jako pevné těleso. Tvar parabol při tom odpovídá parabole diferenciální rotace, jejíž zakřivení ustrnulo ve tvaru, který získá po dvou – třech slunečních otočkách.

V této poznámce bychom chtěli ukázat jakým způsobem ovlivňuje diferenciální rotace rozložení pozadového magnetického pole v době nízké aktivity i nevelké hustoty zdrojů magnetického toku. Jako nejvhodnější pozorovací materiál k tomuto účelu se nám jeví synoptické magnetické mapy vzniklé z fotoelektrického pozorování magnetických polí s velmi nízkým rozlišením, a to na Stanfordské sluneční observatoři J. M. Wilcoxe, publikované v "Solar-Geophysical Data promt reports", vydané nedávno ve formě atlasu (Hoeksemo, Scherer, 1986).

2. VIDITELNOST PARABOL VZNIKLÝCH PŮSOBENÍM DIFERENCIÁLNÍ ROTACE

Použitý pozorovací materiál překrývá období téměř 10 let (květen 1976 –únor 1986) současného cyklu aktivity. Na začátku cyklu a zejména nyní k jeho konci je možno nalézt období, v nichž statá, slabá magnetická pole se zdají být silně ovlivňována prakticky jen diferenciální rotací. Jejich rozložení a tvary zobrazují závislost rychlosti diferenciální rotace těchto magnetických polí na heliografické šířce (Ψ) skutečně ve formě paraboly, jejíž zakřivení roste s každou další sluneční otočkou. Srovnáme-li tvar nalezených parabol s teoretickými parabolami změny synodické rotace Slunce s šířkou vypočtenými z dat rotace slunečních magnetických polí udávaných Wilcoxem a Howardem (1970): (ω) = 14,356 – -1,747 sin² Ψ nebo z rotace rekurentních slunečních skvrn (Newton, Nunn, 1951): (ω) = 14,382 – 2,96 sin² Ψ (ω) je úhlová rotační rychlost ve stupních za den), vidíme, že experimentálně nalezené křivky leží v intervalu rotačních rychlostí omezeném posloupnostmi obou teoretických parabol.

Sledujeme-li původ magnetických polí, která vytvořila parabolu, zejména její vrchol, zjistíme, že jsou to zbytky starých aktivních oblastí, které už několik otoček nebyly doplňovány novými magnetickými toky. Jakmile se přísun nového toku obnoví v kterékoliv části paraboly, její tvar se naruší.

Paraboly vytvořené z unipolárních zbytků starých polí vlivem diferenciální rotace mají zejména ve větší vzdálenosti od vrcholu výraznou vnitřní strukturu, tak jak ostatně všechna požaďová pole, a to síť pravidelných, či polopravidelných okrouhlých útvarů – tím výraznějších, čím větší je v daném místě přísun nového magnetického toku. Tyto útvary narušují tvar paraboly tím více, čím novější a intensivnější jsou jejich magnetická pole. Teprve po přerušení přísunu nového magnetického toku tyto struktury stárnou, desintegrují své tvary a jsou stále více a více ovládány diferenciální rotací. Ale ještě po dobu několika slunečních otoček ovlivňují pohyb zbytků magnetických polí unášených diferenciální rotací tak, že se vrchol paraboly posouvá ne spojitě, nýbrž jakoby krokem, a to od jednoho uzlu struktury bývalé sítě k druhému.

ZMĚNY ZNAMÉNKA POLARITY POLÍ V PARABOLÁCH S FÁZÍ SLUNEČNÍHO CYKLU

V každé fázy ckylu hraje vždy jedna polarita pozaďového magnetického pole úlohu hlavní polarity určující charakteristické tvary rozložení pole. Pole této polarity vytvářejí tvarově dobře definované útvary, to znamená, vlastní strukturu pozaďových polí, zatím co druhá polarita vystupuje v úloze jakéhosi ne příliš výrazného pozadí, na které se útvary tvořené hlavní polaritou promítají (viz rovněž Makarov, Tavastscherna, 1985). Tedy i paraboly složené ze starých polí účinkem diferenciální rotace i jejich vnitřní struktura jsou unipolární a mají znak této hlavní polarity.

V stávajícím cyklu sluneční činnosti plnila roli této tvar určující polarity nejdříve (začátkem cyklu) záporná pole, po změně polarity v polárních oblastech Slunce se jí stala pole kladné polarity. Jak na začátku, tak i v sestupné větvi cyklu byly oblasti polí této řídící polarity přímo spojeny s polárními poli jižní sluneční polokoule stejné polarity. To způsobilo určitou asymetrii ve vzhledu zkoumaných parabol; jejich větve na severní polokouli byly vždy del-

- 34 -

ší a lépe definované, zatím co jižní větve – díky tomuto spojeni s polárním po− lem – byly vždy kratší a méně pravidelné.

4. DISKUSE VÝSLEDKU

Vznik unipolárních parabol ze starých magnetických polí bipolárních oblastí se řídí pravidly vzájemného působení polí stejných a opačných polarit, o kterých jsme se zmiňovali už více než před dvaceti roky (Bumba, Howard, 1965).

Pokud jde o hodnoty diferenciální rotace zjištěné z rozložení zkoumaných parabol je zajímavé, že jsou blízké oběma výše uvedeným, dříve určeným parabolám. To znamená, že zbytky starých fotosférických magnetických polí rotují pomaleji nežli okolní fotosferická plazma (Schröter, 1985), přitom ovšem stále podstatně rychleji nežli útvary jejich vnitřní struktury. Tento fakt může být vysvětlen předpokladem, že sledovaná stará magnetická pole jsou diferenciální rotací unášena pouze v tenké povrchové vrstvě fotosféry a že prakticky jsou bez významnějšího spojení jak s poli opačné polarity, tak i ostatními vrstvami sluneční atmosféry. Je to patrné i z toho faktu, že ve fotosféře nevidíme po nich ani stopu a v chromosféře nalezneme pouze části klidných filamentů ohraničujících jejich vrchol.

Útvary tvořící jejich vnitřní strukturu, rotující mnohem pomaleji a rušící hladký průběh diferenciální rotace, se naopak zdají být zakotveny mnohem hlouběji ve fotosféře a promítají se do vyšších vrstev chromosféry a korony, a to i díky aktivitě vznikající z jejich magnetických polí.

Pokud jde o vysvětlení různé úlohy jednotlivých polarit při tvorbě charakteristických struktur v rozložení pozadových polí a jejich změnu se změnou polarity polárních polí, můžeme zatím pouze připomenout některé předchozí výsledky. Již dříve se nám podařilo ukázat, že ke vzniku nových lokáních polí, tedy k dodávce nového magnetického toku do fotosféry, dochází na hranicích sektorů jednotlivých polarit pozadového pole, a to podle určitých, dobře definovaných pravidel. Při tom unipolární pole jednotlivých sektorů jsou obyčejně spojena s polárními poli, která jsou prostřednictvím sektorů vlastně přiváděna do oblasti rovníku (Bumba, 1981, 1986). Sektorová struktura kromě toho dobře koreluje s magnetickými aktivními délkami (Bumba, Hejna, 1986), tedy místy zvýšené produkce magnetického toku, na která v prvé fáze vývoje jsou vázána i pole později vytvářející paraboly. Tedy detailnější studium zákonitostí šířkové migrace slunečních polí nás může dovést k řešení této otázky.

LITERATURA

Bumba, V.: 1981, Bull. Astron. Inst. Czechosl. <u>32</u>, 129
Bumba, V.: 1986, Proceedings of the 12th Regional Consultation on Solar Physics, Smolenice, May 19 - 24, 1986, Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, in press
Bumba, V.; Hejna. L.: 1986, Studia Geoph et Geod. <u>30</u>, 158
Bumba, V.; Howard, R.: 1965, Astroph. J. <u>141</u>, 1502
Hoeksemo, J. T.; Scherrer, J. H.: 1986, World Data Center A for Solar - Terr.

Physics, Report UAG - 94
Makarov, V. I.; Tavastscherna, K. S.: 1986, Sol. Dannye, No. 1, 63 Newton, H. W.; Nunn, M. L.: 1951, Mounthly Notices Royal Astron. Soc. <u>111</u>, 413 Schröter, E. H.: 1985, Solar Phys. <u>100</u>, 141 Wilcox, J. M.; Howard, R.: 1970, Solar Phys. <u>13</u>, 251.



Obr. 1

Série stanforských magnetických synoptických map ze sestupné fáze nynějšího slunečního cyklu je dobře patrno parabolické rozložení kladných magnetických polí (vyšrafovaných) vlivem diferenciální rotace. Pro srovnání je zakreslena i serie parabol spočítaných podle dat publikovaných Wilcoxem a Howardem (1970). Dobře je vidět i vztah parabol k jižnímu polárnímu poli a rušivý vliv pravidelných struktur pozaďového pole.



Ĵbr. 2

Parabolické rozložení záporných magnetických polí (srafování v opačném směru) vlivem diferenciální rotace začátkem nynějšího cyklu, t.j. před změnou znaku polárních polí. Pro srovnání je nakreslena série parabol kreslených podle Newtona a Nunna (1951).



INDIKUJE VELKOSTRUKTURÁLNÍ ROZLOŽENÍ FOTOSFERICKÝCH MAGNETICKÝCH POLÍ VELKÉ KONVEKTÍVNÍ ELEMENTY?

V. Bumba, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Vracíme se znovu k otázce je-li možné hledat v pravidelných útvarech velkostrukturálního rozložení pozaďových polí morfologicky velmi podobných konvektivním elementům, skutečně odraz nebo vliv konvektivních pohybů. V článku jsou studovány dva typy takových struktur, lišících se zejména velikostí. Jsou určeny jejich charakteristické vlastnosti, pravidelnosti vzniku a vývoje, vztah k diferenciální rotaci a k frekvenci a intenzitě zdrojů magnetického toku. Je ukázán jejich vývoj z magnetických polí bipolárních aktivních oblastí i změna jejich určující polarity uvnitř jejich kruhového obvodu i pole opačného znaménka, vyplňující střed tohoto mezikruží, a to se změnou polarity polárních polí i jejich vztah k polárnímu poli jižní polokoule. Všechny nalezené zákonitosti hovoří ve prospěch fyzikální reality studovaných útvarů a proti vysvětlení jejich vzniku náhodnými jevy nebo z instrumentálních či metodických příčin.

ÚVOD

V minulé práci, ve které jsme se zabývali rozložením zbytků starých magnetických polí vlivem diferenciální rotace jsme viděli, že působení diferenciální rotace je silně narušováno pravidelnými strukturálními elementy rozložení fonového magnetického pole (Bumba, 1986a; Bumba, Hejna, 1987). Tyto elementy morfologicky vypadají jako konvektivní elementy – uvnitř mezikruží tvořeného polem jedné polarity je kruhová plocha opačné polarity. Mají charakteristické znaky vývoje, rotují podstatne pomaleji nežli okolní fotosféra a přitom jejich tvar není ovlivňován diferenciální rotací.

K jejich studiu jsme použili synoptické mapy Standfordské sluneční observatoře J. M. Wilcoxe, pravidelně publikované v "Solar-Geophysical Data prompt reports", shrnuté nedávno do formyatlasu (Hoeksemo, Scherrer, 1986), ktéré znázorňují výsledky měření magnetických polí s velmi malým rozlíšením.

Je možné připomenout, že už jsme se pokusili jednou o podobnou studii, a to využitím měření sluneční observatoře Mt. Wilson (Bumba et al., 1969; Bumba, 1970), a že jsme už tehdy našli podobné elementy o průměru asi 400 000 km, vyskytující se v úzkém vztahu k magnetickým aktivním délkám. Avšak i podobné pokusy dalších autorů nevedly zatím k defenitivnímu rozhodnutí o fyzikální realitě a podstatě podobných útvarů a o jejich eventuálním vztahu k velkým konvektivním elementům předpokládaným teoreticky (Schröter, 1985).

2. PRAVIDELNÉ KRUHOVÉ STRUKTURY O PRŮMĚRU 40⁰ – 60⁰

Jak v předchozím článku studované parabolické rozložení zbytků starých magnetických polí vlivem diferenciální rotace, tak i pravidelné struktury sítě pozaďového pole mají úzký vztah k magneticky aktivním délkám. Je mezi nimi jen jeden, ale velmi podstatní rozdíl: zatím co paraboly jsou tvořeny ze starých zbytků polí vzniklých v aktivní délce, pravidelné struktury jsou geneticky spojeny s mladými magnetickými poli a závisí na jejich množství a hustotě.

Ve vyšetřovaných magnetických mapách jsou dobře patrny útvary dvou velikostí: menší, prakticky kruhové o průměru $40^{\circ} - 60^{\circ}$ (4,8 – 7,3 $.10^{5}$ km) a větší, poněkud eliptického tvaru, s rozměrem v heliografické délce $80^{\circ} - 90^{\circ}$ (9,7 – $-11,0 \cdot 10^{5}$ km) a v šířce $70^{\circ} - 80^{\circ}$ (8,5 – 9,7 $.10^{5}$ km) (Obr. 1). Oba typy jsou nejlépe patrny v době menší nebo umírněné aktivity magnetických polí, kdy se neztrácejí v husté síti pozaďového pole maximální aktivity.

Jesliže se nyní podíváme poněkud podrobněji na charakteristické vlastnosti menšího typu útvarů (Obr. 1 a 2), vidíme, že jejich unipolární periferie tvořená hlavní polaritou stejně jako jejich střed opačného znaménka mění obě polarity se změnou znaku polárních polí. Velmi typickou jejich vlastností je to, že se vyvíjejí jako součást sítě pozadového pole, a to zesilováním a zdůrazňováním magnetického pole jednoho nebo více základních kruhových elementů této sítě. Tyto charakteristické obrazce pozadového pole tvořené hlavní polaritou jsou v současném cyklu viditelně spojeny s polárními poli jižní polokoule a mají na začátku cyklu záporné, na konci cyklu kladné znaménko. Jejich magnetická pole jsou tvořena z bipolárních magnetických polí několika aktivních oblastí a to se zpožděním několika slunečních otoček po oběvení se těchto aktivních oblastí. Studované menší kruhové útvary se obyčejně vyskytují ve trojicích, které jsou základem vnitřní struktury útvaru vyššího řádu.

Rovník v jejich vývoji nehraje žádnou významnou úlohu, ačkoliv můžeme uvést určitá pravidla o rozložení polarit jednotlivých oblastí, z jejichž polí jsou tvořeny, a to v závislosti na tom, v které polokouli Slunce vznikly. Jestliže identifikujeme dobře tento útvar na mapách s nížkým rozlišením, pak obyčejně uspějeme i při hledání tohoto útvaru na jiných typech magnetických map.

Studované struktury rotují jako celek rychlostí, ktoré se poněkud mění v závislosti na heliografické šířce jejich středu. Obecně však rotují podstatně pomaleji, nežli fotosféra okolo nich. V Carringtonově soustavě souřadnic jejich posun k západu činí 0⁰ – 5⁰ za otočku, zatím co na příklad u dříve zkoumaných parabol se jejich vrchol posouval okolo 10⁰ za otočku.

Jejich životní doba během nízké a umírněné aktivity činí asi 8 slunečních otoček, během maxima aktivity okolo 5 otoček. Určitou úlohu v tomto určení mohou hrát problémy týkající se jejich identifikace v počáteční a konečné fázi vývoje v přeplněné maximální síti rozložení pozaďového pole. Morfologicky proces jejich vzniku a vývoje, přechodu a reorganizace jednoho jejich elementu v druhý, silně připomíná vznik a vývoj jednotlivých zrn granulace nebo elementů supergranulace, kdy k reorganizaci jednotlivých cel dochází prostřednictvím přeskupování a vytváření nových elementů nižšího řádu.

3. VĚTŠÍ STRUKTURY, MAJÍCÍ PONĚKUD ELIPTICKÝ TVAR

Tento typ pravidelných útvarů je méně nápadný a jeho vztah ke zdrojům nového magnetického toku také není tak dobře patrný jako u předchozích struktur (Obr. 1 a 3). I intensita magnetického pole v jeho periferních oblastech, ktoré jsou širší (30⁰) nežli v předchozím případě, je nižší. Ale polarita pole jak v těchto periferních oblastech tak i v jeho středu je řízena stejnými pravidly jako u menších struktur včetně jejich, tentokrát ještě lépe viditelné souvislosti s polárním polem jižní polokoule. Opět se vyvíjejí z bipolárních polí aktivních oblastí nepravidelně rozmístěných podél jejich eliptického těla.

I tyto větší struktury jsou úzce vázány na magnetické aktivní délky, stejně jako v předchozím článku diskutované paraboly diferenciální rotace (Bumba, Hejna, 1987). Lépe řečeno tyto paraboly tvořené zbytky starých polí pod vlivem diferenciální rotace se vyvíjejí často jako poslední vývojové stádium magnetických polí těchto struktur, a to zejména jejich vrcholy. V nich se zdá být magnetické pole velmi mělké a proto i slaběji vázané na síť struktur. Pohybuje se tudíž účinkem diferenciální rotace rychleji a ve větší závislosti na změnách rotace se šířkou. Naopak naše struktury se zdají být jako celek zakotveny v určité heliografické pozici, kde odolávají vlivu diferenciální rotace nejméně 5 slunečních otoček. Po jejich desintegraci ještě i jejich zbývající části, stále dosud vyznačující dřívější tvar elementu, rotují prakticky stejnou rychlostí jako celý útvar. Posun jejich středu v Carringtonově systému souřadnic za otočku činí asi $3^{0} - 5^{0}$, což je přirozeně stejná hodnota jako u menších útvarů, které jsou vlastně stavebními elementy sítě jejich vnitřní struktury.

Dynamika jejich vývoje je opět stejná jako u menších útvarů, na jejichž vznik a postupnou reorganizaci při tvorbě sítě velkostrukturálního rozložení pozadových polí je úzce vázána. Pokud jde o hlavní polaritu polí, tedy polí tvořících jejich vnější kruhovou část, je stejně jako u menších struktur záporná na začátku cyklu a kladná na sestupné jeho větvi. Plocha středu má ovšem polaritu opačnou.

Během doby maximální sluneční činnosti a tím i velké hustoty pozaďových polí je dosti obtížné identifikovat tyto struktury v síti pozaďových polí, protože období jejich optimální viditelnosti trvá jen několik málo otoček, díky rychlým změnám ve struktuře pozaďového pole častými impulzy nového intensivního magnetického toku do fotosféry.

4. DISKUSE VÝSLEDKŮ

Teoretické úvahy podporují existenci gigantických konvektivních elementů (Gilman, 1981). Simon a Weiss (1968) diskutovali konvektivní elementy generování na dnu konvektivní zony a pronikajíci do hloubky až asi 20 000 km pod hladinou fotosféry. To jsou důvody, že slabá s vysokou integrací měřená magnetická pole mohou sloužit jako magnetohydrodynamická indikace existence konvektivních pohybů odrazem těchto pohybů ve svém velkostrukturálním rozložení.

Jistě je třeba uvažovat o procesu zesilování nebo i generace magnetického pole v horních vrstvách fotosféry (viz např. Ambrož, 1985; Bumba, 1981; 1983; 1986; Bumba, Suda, 1983).

Jak nám pomáhají řešit tento problém získané výsledky?

Viděli jsme, že výskyt studovaných podezřelých velkostrukturálních elementů rozložení pozaďového pole, morfologicky tolik podobných konvektivním elementům, je úzce korelován s magnetickými aktivními délkami, t.j. se zdroji nového magnetického toku. Jejich utváření se zdá záviset na množství magnetického toku dodaného do fotosféry. Kromě toho dynamika jejich postupného vývoje ze sítě pozaďového pole se řídí určitými pravidly, stejnými jako v případě granulace a supergranulace. Mezikruží jejich obvodů jsou tvořena unipolárním polem, jehož polarita, stejně jako opačná polarita jejich středů, se mění se změnou znaménka polárních polí. Rotují kolem sluneční osy jako jeden pevný útvar neovlivňovaný diferenciální rotací, frekvence jejich výskytu je úměrná magnetické aktivitě v daném časovém intervalu a dané části povrchu Slunce. Všechna uvedená fakta těžko vysvětlit náhodným, čistě morfologicky podmíněným vznikem studovaných útvarů,či vlivem přístrojů nebo metodiky měření a zobrazení map. Všechna uvedená fakta spíše hovoří o fyzikální realitě studovaných útvarů, o tom, že jsou výsledkem přírozených procesů ve sluneční atmosféře. Dokonce jejich pomalejší rotace a jejich kompaktnost během této rotace i to, že svou strukturou ovlivňují i rychlejší rotaci slebých polí, svědčí o jejich prostorové rozlehlosti, zachvacující poměrně velký interval hloubek v několika vrstvách sluneční atmosféry. Ovšem, abychom je mohli už úplně ztotožnit s teoretickými obřími celami konvekce, je třeba jestě více pozorovacích údajů mluvících ve prospěch našeho předpokladu. Totéž se týká i otázky různé úlohy jednotlivých polarit polárních polí i její přímé souvislosti s jižním polárním polem. Zdá se nám ovšem, že tato otázka má principiální důležitost pro pochopení vzniku cyklů aktivity.

- 42 -

LITERATURA

Ambrož, P.: 1986, Proceedings of the 12th Regional Consultation on Solar Physics, Smolenice, May 19 - 24, 1986; Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, in press

Bumba, V.: 1970, Solar Phys. 14, 80

- Bumba, V.: 1981, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 32, 129
- Bumba, V.: 1983, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 34, 219
- Bumba, V.: 1986a, Proceedings of the 12th Regional Consultation on Solar Physics, Smolenice, May 19 - 24, 1986; Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, in press

Bumba, V.: 1986b, Bull. Astron. Inst. Czechosl.37, in press

- Bumba, V.; Hejna, L.: 1987, Bull. Astron. Inst. Czechosl. <u>38</u>, submitted for publication
- Bumba, V.; Suda, J.: 1983 Bull. Astron. Inst. Czechosl. 34, 29
- Bumba, V.; Howard, R.; Kopecký, M.; Kuklin, G. V.: 1969, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 20, 18
- Gilman, P. A.: 1981, The Sun as Star, S. Jordan (ed.), NASA, CNRS, Washington, Paris, 231
- Hoeksema, J. T.; Scherrer, P. H.: 1986, World Data Center A for Solar Terr. Ph., Repoer UAG - 94

Schröter, E. H.: 1985, Solar Phys. 100, 141

Simon, G. W.; Weiss, N. D.: 1968, Structure and Development of Solar Activite Regions, K. O. Kiepenheuer (ed.), Dordrecht, 108.



0br. 1

Série stanfordských synoptických magnetických map ukazuje diskutované pravidelné struktury obou měřítek v jejich vývoji (jsou označeny slabými šedivými kontoury) v rozložení starých polí kladné polarity (šrafována). Je ukázáno i parabolické rozložení starých polí stejné polarity vzniklých ze stejného zdroje jako studované pravidelné útvary. Paraboly jsou zdůrazněny sérií čárkovaných křivek, kreslených vlevo podle Newtona a Nunna (1951) a vpravo podle Wilcoxe a Howarda (1970).





Vývoj pravidelné struktury většího typu (označena opět šedivými kontury) z polí záporné polarity (šrafování v opačném směru) v období před změnou znaku polárních polí.

Obr. 2

Vývoj dvou pravidelných struktur menšího typu (opět označený šedivými kontury) v rozložených pozaďových polí (jsou šrafována) v době menší aktivity, a to na sestupné fázi nynějšího cyklu.



FYZIKA SLUNEČNÍCH SKVRN

M. Sobotka, AÚ ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Práce shrnuje současné poznatky o empirických a semiempirických modelech umber slunečních skvrn na úrovni fotosféry. V první části, věnované homogenním (jednosložkovým) modelům, je probírán vliv parazitního světla, podmínky hydrostatické rovnováhy a závislost modelu na individuálních vlastnostech skvrn. Druhá část seznamujeme s problematikou dvousložkových modelů, popisujících jemnou strukturu umbry.

ÚVOD

Sluneční skvrny byly objeveny jako nevelké temné útvary na viditelném povrchu Slunce. Za tímto pojmem se však skrývají objekty, které sahají z konvektivní zóny až do korony a zdaleka nejsou všude v tomto rozsahu výšek temnejší než jejích okolí. Za svůj vznik vděčí magnetickému poli, v jehož přítomnosti se složitým vzájemným působením toků hmoty a energie vytváří rozsáhlá nehomogenita, jakýsi druhý stabilní stav sluneční atmosféry, s fyzikálními podmínkami dosti odlišnými od prvního stavu, klidné atmosféry.

Cílem této práce není a ani namůže být komplexní pohled ny fyziku slunečních skvrn, jako např. monografii Obridka (1985). Omezíme se pouze na takové vrstvy, kde je skvrna chladnější než okolí, t.j. fotosféru a přilehlé části konvektivní zóny a chromosféry. Při studiu této oblasti nebudeme vycházet z konfigurace magnetického pole, jak je tomu ve většině teoretických modelů, ale z fotometrických a spektroskopických údajů, jako při zkoumání libovolné hvězdné atmosféry. Konečně, svoji pozoronost soustředíme výhradně na centrální část skvrny, umbry.

Spektrální analýzou záření umbry můžeme získat empirický, resp. semiempirický model, popisující rozdělení teploty, hustoty, tlaku, elektronové hustoty, spojitého absorpčního koeficientu a rychlosti mikroturbulence v závislosti na geometrické nebo optické hloubce v umbrě. Takovými modely se budeme zabývat v první části této práce. Druhá část je věnována dvousložkovým modelům, které se pokoušejí vystihnout nestejnorodou stavbu umbry.

1. HOMOGENNÍ MODELY UMBRY

V této části budeme považovat umbru za horizontálně homogenní prostředí, v němž se fyzikální podmínky mění v závislosti na jediné souřadnici, výšce. Jinými slovy, předpokládáme to, čemu se v teorii přenosu záření říká planparalelní atmosféra. Ve druhé části uvidíme, že tento předpoklad nevystihuje plně skutečnost.

Veškerá informace k nám z umbry přichází ve formě záření. Paprsky vytvářející obraz Slunce na štěrbině spektrografu nebo vstupním otvoru fotometri procházejí na své cestě opticky nestejnorodou vrstvou vzduchu. Jednotlivé nehomogenity, které se pohybují v důsledku turbulence ovzduší, způsubují chvění celého obrzau nebo jeho části. Chvění obsahuje periody od setin sekundy do desítek sekund, přičemž amplituda se rychle zvětšuje s růstem periody. Důsledkem chvění obrazu je zvýšení jasu umbry na úkor jasu okolní fotosféry. Tento mechanismus převládá do vzdálenosti asi 20" od zkoumaného bodu.

Na průběh jasu ve větších vzdálenostech (až několik obloukových minut) má vliv rozptyl světla v optice přístroje, na prachových zrnkách pokrývajících optické plochy a na částicích atmosférického zákalu. V důsledku obou mechanismů, chvění a rozptylu, se do zobrazení umbry dostává parazitní světlo okolní fotosféry. Jeho existence činí z pozorování a interpretace spekter slunečních skvrn velmi složitou úlohu.

Chvění a rozptyl v parazitním světle poprvé rozlišil Stěpanov (1957). Ve své práci navrhl metodiku určení parametrů chvění a rozptylu z průběhu intenzity na okraji slunečního disku. Tato metodika byla neustále zdokonalována (Zwaan, 1965), až ve své dnešní podobě (Staveland, 1972; Brahde, 1974; Iuell a Staveland, 1975) dospěla do stadia rutinně používaných rozsáhlých výpočetních programů.

Výsledky ukazují, že metoda určování podílu parazitního světla z fotometrického profilu okraje slunečního disku je spolehlivější než způsoby určování parazitního světla přímo ze spektra (Howard, 1958; Stellmacher a Wiehr, 1970; Baranovskij a Stěpanjan, 1980). Tyto metody vždy předpokládají určité chování vybraních spektrálních čar v umbře, např. jejich vymizení nebo naopak výlučný výskyt. Takové předpoklady však mohou být neisté, zejména uvážíme-li nehomogenní strukturu umbry.

Na kvalitě opravy pozorování skvrn o parazitní světlo záleží velmi mnoho. Ještě v monografii Braye a Loughheada (1964) byla i pro velké skvrny (s průměrem umbry větším než 10") uváděna závislost teploty umbry na jejím rozměru. Sitnik (1940) však už dávno před tím správně považoval růst teploty umbry se zmenšováním průměru za důsledek zanedbání nebo chybného určení parazitního světla. Zwaan (1965) pak dospěl k záveru, že teploty všech rozvinutých velkých skvrn jsou v podstatě stejné. Současná měření relativní intenzity temných částí umbry (Ekmann a Maltby, 1974; Minasjanc, 1974; Albregtsen a Maltby, 1981; Wittmann, 1983; Elboth a Engvold, 1983; Maltby a.j., 1986) tyto myšlenky zcela potvrdila.

U všech skvrn\$průměrem umbry větším než 10" má rozdělení relativní intenzity ve spektru téměř shodnou podobu. Intenzita s vlnovou délkou nejprve lineárně stoupá od hodnoty 0,02 u 400 nm až k 0,55 u λ =1,5 μ m. Pro větší vlnové délky má téměř konstantní hodnotu 0,6 intenzity klidné fotosféry.

Pro každý model atmosféry je rozhudující teplotní struktura, t.j. závislost teploty na optické hloubce. Klasickým způsobem určení teplotní struktury ve fotosférických vrstvách, kde předpokládáme platnost lokální termodynamické rovnováhy, je rozbor závislosti relativní intenzity umbry (pro určitou vlnovou délku) na vzdálenosti od středu disku Slunce. Takovým způsobem byly sestrojeny první empirické teplotní modely umbry.

Od teplotní struktury lze k úplnému modelu, obsahujícímu hustotu, tlak, elektronovou hustotu a spojitý absorpční koeficient, přejít dvěma cestami. Při čistě empirickém přístupu lze hledat rozdělení hustoty nebo elektronové hustoty nezávisle na teplotní struktuře, třeba z ekvivalentních šířek absorpčních čar (Michard, 1953). Druhou možností je předpokládat v umbře hydrostatickou rovnováhu a řešením příslušné rovnice spolu se stavovou rovnicí plynu získat rozdělení hustoty spřažené s průběhem teploty (např. Mattig, 1958). Takové modely se nazývají hydrostatické.

Ukazuje se, že v prvním případě dostávame hustotu více než o řád menší (subhydrostatické modely), než v druhém: Příčinou je, že při empirickém přístupu se musíme spoléhat na atomové konstanty (síly oscilátorů, konstanty útlmu), jejichž hodnoty nebývají dostatečne spolehlivé, že i malé nepresnosti v měření ekvivalentních šířek mají za následek velké chyby v určení hustoty a že zanedbáváme nehomogenní strukturu umbry. Ve prospěch hydrostatických modelů hovoří i to, že jim odpovídají naprosto nezávisle změřené hodnoty Willsonovy deprese (600 ± 200 km), zatímco příliš průzračné subhydrostatické modely vyžadují hodnoty několikrát vyšší. Proto velká většina současných modelů umbry předpokládá hydrostatickou rovnováhu.

Tento předpoklad by mohl být v rozporu se skutečností ve dvou případech. Za prvé, pokud by v umbře existoval uspořádaný tok hmoty s výraznou vertikální složkou, a za druhé, pokud by siločáry magnetického pole v umbře byly výrazně odkloněny od svislého směru. V umbrách velkých, rozvinutých skvrn je však směr siločar zhruba vertikální a rovněž nebylo pozorováno vzestupné či sestupné proudění o rychlostech řádu 1 km/s (menší rychlosti nemají na odchylky od hydrostatické rovnováhy podstatný vliv). Jiná situace nastává v právě vznikajících skvrnách a pórách, kde byl tok hmoty směrem dolů s rychlostí přesahující 1 km/s zjištěn (Bumba, 1967; Brants, 1985). Toto období ve vývoji skvrny trvá však několika hodin a je narušená hydrostatická rovnováha obnovena.

Současné modely fotosférických vrstev umbry většinou vycházejí z určitého, alespoň přibližně známého rozdělení teploty s hloubkou, která je postupně upravována tak, aby průběh vypočteného spojitého spektra nebo profilů spektrálních čar byl co nejbližší k pozorování. Průběh hustoty a elektronového tlaku se díky předpokladu hydrostatické rovnováhy a lokální termodynamické rovnováhy automaticky přispůsobuje změnám teplotní struktury. Hraniční podmínka pro hustotu se přitom stanovuje z požadavků mechanické rovnováhy skvrny, t.j. z požadavku, aby součet tlaku plynu a magnetického tlaku v umbře byl roven tlaku plynu v okolní klidné fotosféře a konvektivní zóně. Takový způsob modelování, vycházející s určitých fyzikálních předpokladů, se nazýva semiempirický.

Semiempirické modely se opírají buď o pozorování spojitého spektra (rozdělení intenzity v závislosti na vlnové délce a na vzdálenosti od středu disku), např. Zwaan (1974, 1975), Obašev a j. (1976), Albregtsen a Maltby (1981), Maltby a j. (1986), nebo o pozorované profily spektrílních čar, např. Kollatschny a j. (1980), Baranovskij a Stěpanjan (1980), Sobotka (1985), Baranovskij a Ščerbakova (1986), nebo o kontinuum a čáry zároveň, např. Stellmacher a Wiehr (1975), van Ballegooien (1984). Modely Albregtsena a Maltbyho resp. Stellmachera a Wiehra byly včleněny do kompilačních modelů Avretta (1981) resp. Staudeho (1981), které kromě fotosféry popisují aj chromosféru a přechodovou vrstvu umbry a nejsou vázány předpokladem lokální termodynamické rovnováhy.

- 49 -

Pro konstrukci semiempirických modelů fotosférických vrstev umbry se vybírají buď křídla silných Fraunhoferových čar (např. Ca II, H, K; Mg I b_1 , b_2 , b_3 ; Na I D_1 , D_2 ; Ca II a, b, c), která jsou citlivá na teplotu, ale v magnetickém pole se příliš nemění, nebo slabé, magneticky necitlivé čáry (např. Fe I 543,45 nm). Ukazuje se, že modely sestrojené podle profilů čar jsou ve sravnání s modely vycházejícími ze spojitého spektra méně citlivé na chyby v určení podílu parazitního světla.

Avrettovým modelem (1981) pravděpodobně vyvrcholily snahy o sestrojení "univerzálního" homogenního modelu rozvinuté umbry o průměru větším než 10". Příklady teplotních struktur některých modelů tohoto typu ukazuje Obr. 1.



Obr. 1

Závislost teploty na geometrické výšce v homogenních modelech umbry: 1. Avrett (1981), 2. Kollatschny (1980), 3. Stellmacher a Wiehr (1975). Nulová výška odpovídá jednotkové optické hloubce v kontinuu $\lambda = 500$ nm,

Od poloviny sedmdesátých let se stále více úsilí věnovalo studiu individuálních vlastností modelů umber, jejich závislosti na rozměrech (v prípadě malých skvrn a pór), na stadiu vývoje a konečně i na fázi cyklu sluneční aktivity. Modely umber různých velikostí a v různých obdobích vývoje se zabývali Rožavskij (1975), Baranovskij a Stěpanjan (1980) a Sobotka (1985), který spočetl modely umber s průměrem menším než 6". Ukázalo se, že pro umbry o průměru menším než 7" – - 8" (t.j. asi 5500 km) model silně závisí na velikosti umbry, v souladu s teoretickými předpovědmi (Obridko a j., 1979). Pro umbry daného rozměru však model v podstatě nezávisí na vývojovém stadiu. To znamená, že během svého růstu i rozpadu je umbra popisována víceméně stejnou posloupností modelů, závislých pouze na její velikosti.

Zcela nedávno byla u velkých umber nalezena závislost modelu na ťázi slunečního cyklu (Albregtsen aj., 1984; Maltby a j., 1986). Na počátku cyklu jsou umbry nejtemnější (a nejchladnější), během cyklu jejich relativní intenzita vzrůstá přibližně lineárně s časem. Maltby a j. publikovali tři modely: jeden pro počátek, druhý pro střed a třetí pro konec cyklu.

2. DVOUSLOŽKOVÉ MODELY UMBRY

Podstatnou morfologickou charakteristikou umbry je střídání jasných a temných elementů, podobně jako ve fotosférické granulaci. "Jasné body" o průměru kolem 200 km nebo "umbrální granule" s charakteristickými rozměry cca 1000 km byly mnohokrát studovány (např. Bumba a Suda, 1980) a shrnutí poznatků o nich přesahuje rámec této práce. Pro úplnost jen dodejme, že "jasné body" odpovídají nejsvítivějším oblastem umbrálních granulí.

Potřeba zahrnout do modelu umbry i její nahomogenní strukturu vyplynula nejprve z potíží vysvětlit pomocí jediného modelu pozorované profily a ekvivalentní šířky čar neutrálních atomů Fe I, Ti I a iontů Fe II (Makita, 1963).Že čáry Fe II pocházejí skutečně z umbry, a nejsou jenom důsledkem rozptýleného světla, dokazuje jejich magnetické rozštěpení. Zároveň intenzita magnetického pole měřená v čarách Fe II je znatělně menší než v čarách Fe I a Ti I (např. Obriďko, 1968a; Adjabshirzadeh a Koutchmy, 1983).

Homogenní modely umbry mají dobrý fyzikální smysl v případě výchozích dat získaných s vysokým prostorovým rozlišením v nejtemnějších oblastech (temných jádrech) umbry. Nemáme-li však k dispozici tyto výjimečně kvalitní pozorování (např. při studiu dynamických a vývojových charakteristik skvrn), měli bychom vzít v úvahu nehomogenitu umbry a vyjádřit ji alespoň pomocí dvou složek, t.j. dvojí teplotní struktury, dvojího rozdělení hustoty, tlaku, elektronové hustoty a pod. První, temná složka, popisuje fyzikální podmínky v temných jádrech umbry; druhá, jasná složka, popisuje jasné středy umbrálních granulí ("jasné body"). Záření obou složek se mísí v poměru, který je dán poměrem ploch zaujímaných oběma složkami v umbře. Zavedeme-li tzv. "filling factor" β , který je dán poměrí rem celkové plochy jasné složky k ploše umbry, bude pozorovaná intenzita záření I₁

 $I_{u}^{obs} = (1 - \beta) I_{d} + \beta I_{b} + \delta I_{ph},$

kde I_d je intenzita záření temné složky, I_b intenzita záření jasné složky, I_{ph} intenzita záření klidné fotosféry a & podíl parazitního světla. Vidíme, že do hry vstupuje tolik neznámých parametrů, že spektroskopické údaje, ze kterých se vychází při konstrukci homogenních modelů, zde již nestačí.

Proto první konkrétní dvousložkové modely sestrojené Obridkem (1968b, 1974a, 1974b) měly čistě předběžný a demonstrační charakter. Předběžný proto, že autor nevycházel z přímých pozorování, ale z předpokladů, že model temné složky je blízký homogennímu modelu umbry a model jasné složky s faktorem /b = 5 - 10% má teplotu o málo nižší než model klidné fotosféry. Demonstrační proto, že autor dokázal, že takovýto dvousložkový model s oběma složkami v hydrostatické rovnováze může přo homogenní interpretaci vést k řídkým subhydrostatickým modelům, ktoré jsou získávány při empirickém přístupu (viz část 1). Přesto Obridkův model, dále upřesnění (Obridko a Těplickaja, 1978) dává ve srovnání s homogenními modely lepší souhlas vypočtených a pozorovaných ekvivalentních šířek čar atomů, iontů a molekul.

První dvousložkový model vycházející z řady přímých pozorování sestrojili Adjabshirzadeh a Koutchmy (1983). Práci předcházela podrobná analýza vlastností "jasných bodů" ze snímků pořízených vakuovým věžovým dalekohledem na Sacramento Peaku (Adjabshirzadeh, 1981). Pro několik desítek "jasných bodů" byla určena relati∨ní intenzita (0,1 – 0,4 I_{ph}) a za předpokladu, že fotometrický profil "jasného bodu" lze popsat Gaussovou křivkou, i šířka profilu v polovině maximální intenzity (dále "pološířka"), která se pohybovala v rozmezí 300 - 600 km. Ze statistického rozboru relativních intenzit v modré (λ = 468 nm) a červené $(\lambda = 600 \text{ nm})$ oblasti byla metodou barevného indexu určena barevná teplota 6185 K, o 175 K převyšující barevnou teplotu klidné fotosféry. O spolehlivosti posledného výsledku lze pochybovat, a to ze dvou důvodů: za prvé, snímky v modré a červené oblasti byly pořízeny s časovým rozdílem 20 minut, což je stejného řádu jako životní doba umbrálních granulí. Na snímcích se tedy neobjevily stejné "jasné body". Statistická metoda mohla tento nedostatek kompenzovat jen částečně. Za druhé, měření, ve kterých bylo chvění obrazu eliminováno extrémně krátkými expozicemi a výběrem nejkvalitnějších snímků, nebyla opravena o vliv rozptylu světla. Důsledkem je vyšší pozorovaná hodnota pološířky a nižší pozorovaná relativní intenzita "jasných bodů", přičemž tyto odchylky jsou v modré a červené barvě různé. Teplotní struktura jasné složky modelu Adjabshirzadeh a Koutchmy (1983) je tedy založen na nespolehlivém určení barevné teploty. Přesto sám model dává velmi dobrou shodu vypočtených a pozorovaných profilů čáry Fe I 630,25 nm jak v temném jádře umbry, tak i ve výjimečně jasné umbrální granuly, nemůžeme jednoznačně tvrdit, že teplota jasné složky je vyšší než teplota klidné fotosféry. Z fyzikálního hlediska lze očekávat spíš opak, neboť oblasti horkého plynu o průměru 200 km se musí silně ochlazovat bočním vyzařováním do okolního chladného prostředí (Obridko, 1985).

Vysoká teplota jasné složky nevyhovuje rovněž měřením diskutovaným v práci Wiehra a Stellmachera (1984). Autoři ukazují, že "jasné body" nemohou mít ani fotosférickou teplotní strukturu, protože důsledkem by byl nereálný modrý exces ve spojitém spektru umbry. Zároveň tvrdí, že individuální odchylky v jasnosti umber jsou dány především modelem temné složky, neboť výraznější vliv jasné složky (i s teplotou výrazně nižší než fotosférickou) by opět způsobil modrý exces.

V současné době rozvíjejí Staude a Obridko (Staude, 1986) dvousložkový model fotosférických vrstev velké umbrý vyhovující všem doposud získaným poznatkům. Model temné složky je poměrně blízký současným homogenním modelům temných jader v umbře, model jasné složky má zářivou teplotu o 5000 K nižší, než klidná fotosféra a poměrně malý teplotný spád v oblasti jednotkové optické hloubky (viz Obr. 2). Tyto vlastnosti jsou jednak odvozeny ze spektroskopických dat, jednak z údajů o magnetickém poli jasné složky a z podmínek mechanické rovnováhy. Relativní plocha, kterou v tomto modelu zaujímá jasná složka, je 5% plochy umbry.

Vidíme, že představy o dvousložkových modelech velkých, rozvinutých umber, navzdory značným nejasnostem a kritickému nedostatku pozorovacích dat, začínají nabývat konkrétní podoby. Příkladem je hodnota "Filling factoru" jasné složky

∕∂ = 5%, na které se zhodují všichni autoři. Naprosto nejasná je však situace v případě umber o průměru menším než 8", u kterých vlastnosti modelu závisejí na velikosti skvrny. Protože se při tom často jedná o skvrny velmi mladé nebo



Òbr. 2

Závislost teploty na geometrické hloubce v temné a jasné složce umbry podle modelu Staudeho (1986). Pro srovnání je uvedena teplotní struktura kludné konvektivní zóny (Spruit, 1974). Kroužky označují úrovné jednotkových optických hloubek v kontinuu λ = 500 nm.

- - -

naopak těsně před zánikem, znalost chování dvousložkových modelů by mohla přinést informaci o mechanismu vzniku a vývoje skvrn.

Pokusme se teda na téma dvousložkového modelu malých umber nastínit několik předběžnách úvah. Wittmann (1983) publikoval fotoelektrícká měření jemné struktury ve velkých umbrách i pórách, opravená o vliv parazitního světla, s prostorovým rozlišením 0,7". Podle jeho údajů (viz. Obr. 3) jsou malé skvrny a póry znatelně jasnější než velké umbry, a to jak v temných jádrech, tak i v "jasných bodech". Protože podle Wiehra a Stellmachera (1984) by se teplota jasné složky neměľa příliš zvětšovat, lze zvýšení její svítivosti interpretovat jeko důsledek větších rozměrů "jasných bodů", pozorovaných s nedostačujícím prostorovým rozlišením, tedy jako důsledek růstu faktoru /3. Z Wittmannových měření lze odvodit pro velkou umbru /3 = 2,5% a pro póru /3 = 8%. Jak plyne z práce Bumby a Sudy (1980), je v umbrách průměrná vzdálenost středu umbrálních granulí stejná jako v klidné granulaci a neměla by se tedy měnit ani při přechodu k pórám. Proto zvětšení faktoru /3 bude způsobeno spíše růstem rozměrů "jasných bodů", než zvýšením jejich počtu.

Zvětšování plochy jasné složky v malých umbrách a pórách vyplývá rovněž z měření vektoru magnetického pole provedeného Brantsem (1985) a z obrazu póry o průměru 5", pořízeného metodou skvrnkové interferometrie (Stachnik a j., 1983). Z tohoto obrazu lze pro faktor /3 zhruba odhadnout hodnotu 10 - 20%.

Růst jasu malých umber se zmenšováním jejich průměru má dvě příčiny. První je zvětšování plochy jasné složky. To však vzhledem k nepřítomnosti modrého excesu ve spojitém spektru bude působit jen v omezené míře. Hlavní příčinou je zvýšení teploty temné složky v důsledku:

a/ účinnějšího vertikálního přenosu energie z oblasti pod skvrnou,

b/ bočního přenosu zářivé energie z okolí umbry a

c/ bočního přenosu zářivé energie z jasné složky.

Povšimněme si posledních dvou mechanismů. Na základě teoretických úvah o trojrozměrném přenosu záření Obridko a j. (1979) nalezli, že efekt prohřívání umbry vyzařováním okolní žhavé fotosféry a konventivní zóny se bude uplatňovat ve skvrnách o průměru menším než 4" - 5" (3000 - 4000 km). Modely velmi malých skvrn s tímto průměrem skutečně mají teplotu zhruba o 1000 K vyšší, než "standardní" model velké umbry (Sobotka, 1985, model 12, 61).

Ohřívání temné složky vyzařováním jasné složky se může uplatnit i v umbrách větších rozměrů. Proveďme velmi hrubý odhad energetické bilance jasné a temné složky. Předpokládejme, že do elementů jasné složky, rovnoměrně rozdělených v umbře, na spodní hranici skvrny vstupuje tok energie rovný toku, který pozorujeme v klidné fotosféře. Do temné složky vstupuje na "dně" skvrny pouze zlomek toku ~[]. Část energie jasné složky se vyzáří do temné, čímž zvýší její efektivní teplotu, a na úrovni fotosféry vystupuje z jasné složky tok zmenšený o tuto energii. Tato úvaha tedy předpokládá efektivní teplotu jasné složky T_b nižší než je efektivní teplota klidné fotosféry T_{ph}. Jednoduchým postupem dospějeme ke vztahu pro výslednou efektivní teplotu chladné složky T_d:



Óbr. 3

Idealizovaný fotometrický řez porou a velko-skvrnou, znázorňující umbrální granulaci. Pro srovnání je uvedeno i fotometrické rozpětí klidné granulace a vláken penumbry. Jednotková intenzita odpovídá střední intenzitě klidné fotosféry. Řez byl sestrojen na základě pozorování Wittmana (1983). kde /3 je už dříve zavedený "filling factor" jasné složky. Obridko (1985) uvádí hodnoty T_b = 5360 K, /2 = 0,15, T_{ph} = 6050 K ve středu disku. Jejich dosazením lze zjistit, že ohřívání umbry vyzařováním jasné složky je natolik účinné, že při rozumné hodnotě /3 = 10% plně postačí k dosažení efektivní teploty homogenního modelu rovné 4180 K, která odpovídá umbře 6" (sobctka, 1985, model 22). Zvětšení faktoru /3 a prohřívání temné složky zářením jasné složky jsou efekty, které by se při modelování malých umber neměly zanedbat.

Veškeré teoretické úvahy však nejsou nic platné, neopírají-li se o spolehlivé pozorovací údaje. V případě dvousložkových modelů umbry stojíme teprve na samém počátku. Další rozvoj je podmíněn vysoce kvalitními pozorováními s nejvyšším prostorovým rozlišením, prováděnými ze Země i z kosmického prostoru.

LITERATURA

Adjabshirzadeh, A.; Koutchmy, S.: 1980, Astron. Astrophys. 89, 88 Adjabshirzadeh, A.; Koutchmy, S.: 1983, Astron. Astrophys. 122, 1 Albregtsen, F.; Maltby, P.: 1981, in "The Physics of Suspots", (eds. L. E. Cram and J. H. Thomas), Sacramento Peak Obs., p. 127 Albregtsen, F.; Joras, P. B.: 1984, Solar Phys. 90, 17 Avrett, E. H.: 1981, in "The Physics of Sunspots", (des. L. E. Cram and J. H. Thomas), Sacramento Peak Obs., p. 235 van Ballegooijen, A. A: 1984, Solar Phys. <u>91</u>, 195 Baranovskij, E. A.; Stěpanjan, N. N.: 1980, Izv. Krym. Astrofiz. Obs. <u>62</u>, 125 Baranovskij, E. A.; Ščerbakova, Z. A.: 1986, Izv. Krym. Astrofiz. Obs. <u>77</u>, v tisku ' Brahde, R.: 1974, Inst. Theor. Astrophys. Blindern-Oslo, Rept. No. 41 Brants, J. J.: 1985, Solar Phys. 98, 197 Bray, R.; Loughhead, R.: 1964, Sunspots, Chapman and Hall, London Bumba, B.: 1967, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 18, 238 Bumba, V,; Suda, J.: 1980, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 31, 101 Ekmann, G.; Maltby, P.: 1974, Solar Phys. 35, 317 Elboth, D.; Engvold, O.: 1983, Inst. Theor. Astrophys. Blindern-Oslo, Rept. No. 59, 15 Howard, R.: 1958, Astrophys. H. <u>127</u>, 108 Iuell, P.; Staveland, L.: 1975, Inst. Theor. Astrophys. Blindern-Oslo, Rept. No. 43 Kollatschny, W.; Stellmacher, G.; Wiehr, E.; Falipou, M. A.: 1980. Astron. Astrophys. <u>86</u>, 425 Koutchmy, S.; Adjabshirzadeh, A.: 1981, Astron. Astrophys. 99, 111 Maltby, P.; Avrett, E. H.; Carlsson, M.; Kjeldseth-Moe, O.; Kurucz, R. L.; Loeser, R.: 1986, Astrophys. J., v tisku Mattig, W.: 1958, Z. Astrophys. 44, 280 Michard, R.: 1953, Ann. Astrophys. 16, 217 Minasjanc, G. S.: 1974, Soln. Dannye N. 2, 89 Obašev, S. O.; Bešenov, G, V.; Minasjanc, G. S.: 1976, in "Fizika solněčnych pjatěn" (trudy VIII. konsult. soveščanija po fizike Solnca, Irkutsk), Nauka, Moskva

- 54 -

Obridko, V. N.: 1968a, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 19, 183 Obridko, V. N.: 1968b, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 19, 186 Obridko, V. N.: 1974a, Solněčnyje dannye N. 3, 73 Obridko, V. N.: 1974b, Solněčnyje dannye N. 4, 72 Obridko, V. N.; Těplickaja, R. B.: 1978, Itogi Nauki i těchniki, Astronomija <u>14</u>, Obridko, V. N.; Daševskij, V. M.; Badaljan, O. G.: 1979, in "Fizika Solnca", Nauka, Moskva , p. 16 Obridko, V. N.: 1985, Solněčnyje pjatna i kompleksy aktivnosti, Nauka, Moskva Rožavskij, F. G.: 1975, Astron. Ž. <u>52</u>, 568 Sitnik, G. F.: 1940, Astron. Ž. <u>17</u>, 23 Sobotka, M.: 1985, Astron. Ž. <u>62</u>, 995 Spruit, H. C.: 1974, Solar Phys. 34, 277 Stacnik, R. V.; Nisenson, P.; Noyes, R. W.: 1983, Astrophys. J. <u>271</u>, 137 Staude, J.: 1981, Astron. Astrophys. 100, 284 Staude, J.: 1986, soukromné sdělení Staveland, L.: 1972, Inst. Theor. Astrophys. Blindern-Oslo, Repr, No. 36 Stellmacher, G.; Wiehr, E.: 1970, Astron. Astrophys. 7, 432 Stellmacher, G.; Wiehr, E.: 1975, Astron. Astrophys. 45, 69 Stěpanov, V. E.: 1957, Soobščenija GAIŠ N. 100, 3 Wiehr, E.; Stellmacher, G.: 1984, in "Fine Structure of the Sun", (ed. R. Müller, 8th Europ. Reg. Meeting of IAU and EPS, Toulouse) Wittmann, A. D.: 1983, Mitteilungen der Astron. Ges. <u>60</u>, 280 Zwaan, C.: 1965, Rech. Astron. Obs. Utrecht XII(4), 1 Zwaan, C.: 1974, Solar Phys. 37, 99 Zwaan. C.: 1975, Solar Phys. 45, 115.

MODELOVÁNÍ STRUKTURY MAGNETICKÉHO POLE VE SLUNEČNÍCH SKVRNÁCH

P. Ambrož, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Pro různé varianty zadané polohy proudové smyčky pod sluneční fotosférou jsou provedeny výpočty potenciálové struktury magnetického pole ve fotosféře a nad ní. Jsou nalezeny takové skupiny řešení, které optimálně vyhovují pozorování a odvozeny závěry, použitelné pro další rozvoj modelových extrapolačních metodik.

Použitá metodika numerické extrapolace fotosferických magnetických polí do prostoru sluneční chromosfery a korony, která byla vyvinuta Sakuraiem a Uchidou (1977), byla,v rámci přehledu zpracovaných výpočetních programů na pracovišti AsÚ SAV prezentována na 5. celostátním slunečním semináři v Považské Bystrici v roce 1980 (Ambrož, 1980). Vycházelo se zde z původního řešení obou autorů, které mělo vážnou praktickou nevýhodu v tom, že základní rozložení magnetického toku na rozhraní fotosféra - chromosféra bylo zadáváno serií solenoidálních modelů, u nichž vystupuvaly lři volné parametry, jejichž stanovení z pozorování není možné. Jednalo se o hloubku d horního okraje solenoidu pod povrchem fotosfery resp. základní referenční roviny délku solenoidu <u>l</u> a počet závitů elektrického proudu na válcovém povrchu solenoidu <u>m</u>. Konečně i poloměr solenoidu <u>a</u>, je veličina, kterou je zapotřebí blíže specifikovat s chledem na rozměry umbry a penumbry sluneční skvrny. Z těchto důvodů byla provedena revize řešení Sakuraie a Uchidy a podařilo se nalézt takovou variantu, která by lépe odpovídala praktickým numerickým potřebám. Předně se podařilo ukázat, že původní řešení se týká pouze jednoduché proudové smyčky a tedy nemá ty vlastnosti univerzálního popisu jak autoři uvádějí. Zavedení parametrů délky solenoidu a počtu závitů je zcela nesmyslné, poněvadž vystupují ve vztazích pro intenzitu magnetického pole v podílu, který na základě subjektivní volby zcela mění hodnotu intenzity pole. Oba tyto parametry se tedy podařilo ze vztahů eliminovat což vedlo jednak k získávání správných výsledků a hlavně počet volných parametrů se zredukoval na jeden, t.j. na hloubku d horizontální proudové smyčky ood povrchem. Abychom si mohli udělat představu o vztahu vzniklého řešení k přímým měřeným hodnotám magnetického pole na úrovni sluneční fotosféry, bylo v další části práce provedeno skoumání mezi řadou variant modelových výpočtů pro různé kombinace parametrů <u>a</u>, <u>d</u>, a zároveň různými zobecněnými výsledky přímých měření na Slunci. Pro jednoduchost byl vybrán případ ideální kruhové unipolární sluneční skvrny. Cílem této studie je nalézt takové vztahy, které by dovolovaly v extrapolační metodice zcela odstranit zb∮vající volný parametr <u>d</u>, a použít jí tak bez principielních omezení pro řešení struktury magnetického pole nad aktivními oblastmi se složitou magnetickou strukturou, samozřejmě při bezproudové konfiguraci v koronálním prostoru.

Byla provedena řada numerických experimentů, které využívají model magnetického pole jednoduché proudové smyčky, umístěný horizontálně pod referenční rovinou z = 0, jehož intenzita magnetického pole v bodě průsečíky roviny s osou smyčky resp. smyčkového systému nabývá konstantně hodnoty B₀ = 25 v jednotkách 10⁻² T. Tato hodnota ale není pro naše experimenty příliš podstatná, poněvadž zpravidla pracujeme s bezrozměrnými veličinami.

Geometrické uspořádání numerického experimentu je znázorněno na Obr. 1. Pro příklad jednoduché proudové smyčky je zde vyznačen vztah mezi parametry <u>a</u>, <u>d</u>, <u>o</u>. Na základě zpracování přímých slunečních měření, která nedávno provedl Kawakami (1983), je zde přajata definice poloměru sluneční skvrny <u>o</u> = 1, která je odvozována z podmínek, že poloměr, na němž vertikální komponenta magnetického pole mění svoje znaménko, odpovídá vzdálenosti 1.3



Obr. 1

Schema konstrukce numerického modelu pro jednu horizontální proudovou smyčku. Jsou vyznačeny všechny základní údaje, které v modelu vystupují i izočáry o stejných intenzitách magnetického pole v rovině x-z (čárkovaně). Těsně pod referenční rovinou (dvojitá čára) jsou bodovými značkami znázorněny polohy elementárních zdrojů magnetického toku, studovaných ve skupině modelů V. Při numerickém experimentu je sledována závislost intenzity magnetického pole na vzdálenosti od středu osy proudové smyčky a podobná závislost pro úhel Ø .Ten představuje úhel mezi referenční rovinou a tečnou k siločáře v bodě referenční roviny. Pro válcově symetrický numerický model jsou to dvě zcela postačující charakteristické veličiny, které jsme schopni na jedné straně numericky vypočíst a na straně druhé odvodit z pozorování měřením. Třetí významná charakteristika je spojena s divergencí magnetických siločar ve skvrně a tedy s vertikálním gradientem magnetického pole např. v ose skvrny, příp. v závislosti tohoto parametru na vzdálenosti od osy smyčky. Početně jsme schopni tento údaj získat velmi snadno, výsledky měření jsou ale velmi nespolehlivé.

Všechny prováděné numerické experimenty používaly jako základní veličiny <u>a</u> ≖ 10 v jednotkách 10³ km. Celá serie numerických experimentů je souborně popsána v Tab. 1.

Skupina	Modél	<u>a</u> x 10 ³ km		$\underline{d} \times 10^3$		Β ₀ × 10 ⁻² Τ	/ <u>a</u>	/ <u>d</u>
I.	1	10		5		25,0	0,90	1,80
	2	10		8		25,0	1,08	1,35
	3	10		10		25,0	1,23	1,24
	4 [']	10	15	15		25,0	1,68	1,12
8	5	10		20		25,0	2,20	1,10
·	6*	10	ii ar	25		25,0	2,80	1,12
II.	1*	10	5Z 5,	, 10, 15, 20	, 25	5 x 5,0	1,99	1,32
	2 *	10	4ZA	10, 15, 20	, 25	4 x 6,25	2,13	1,22
	3	10	4ZB	5, 10, 15	, 20	4 x 6,25	1,56	1,25
	4	10	2ZA	5, 10		2 × 12,5	1,02	1,35
	5*	• 10	3Z	5, 15, 25	it.	3 x 8,33	2,11	1,41
	6 *	10	2ZB	20, 25		2 x 12,5	2,49	1,11
III.	1*	10	2Z	20, 25		39,0	2,41	1,07
	2 [*]	10	3Z	20, 25, 30		48,0	2,58	1,03
	3 [*]	10	4Z	20, 25, 30	, 35	54,0	2,73	0,99
	4 [×]	10	5Z 20,	, 25, 30, 35	, 40	58,0	2,92	0,97
IV.	1	5X 2, 4, 6,8, 10		2,	0 0 0 0	5 x 5,0	0,72	3,61
	2	5X		5		5 x 5,0	0,81	1,62
	3	5X		10		5 x 5,0	1,17	1,17
	4 *	5X		20		5 x 5,0	2,19	1,09
	5 [*]	- 5X	10	30	74	5 x 5,0	3,25	1,08
٧.	1	11 x 0,15		1		26,51	0,87	8,70
	2 `	středy smyče	k	5		9,40	1,15	2,30 .
e	3	na x = 0, 2,	4,	10		4,66	1,53	1,53
	4	6, 8, 10		15		3,42	1,94	1,29
	- 5 [*]			20		2,95	2,35	1,18

Tab. 1 Souhrn parametrů jednotlivých použitých numerických modelů a označení i charakteristika výsledků

3

₩13 ·

Je zřejmé, že vytvářené modely je možné seřadit celkem do pěti skupin, které lze charakterizovat následujícím způsobem:

- Skupina I popisuje základní variantu modelu, když jednoduchá proudová smyčka mění svojí hloubku <u>d</u> pod referenční rovinou, při čemž v místě průsečíku osy smyčky s referenční rovinou (dále jen osový bod referenční roviny) je stále stejná hodnota intenzity magnetického pole B_o = - 25 v použitých jednotkách 10⁻² T.
- Skupina II zahrnuje varianty, kdy pro standardní <u>a</u> = 10 volíme různé kombinace několika smyček pod sebou. Tato varianta hrubě modeluje případ solenoidu s větším počtem závitů tak, aby v osovém bodě referenční roviny byla výsledná intenzita pole od každé smyčky stejná. Znamená to narůstání elektrického proudu ve smyčkách v závislosti na hloubkovém parametru <u>d</u>.
- Skupina III- je obdobou předchozího experimentu s tím rozdílem, že mění počet proudových smyček pod úrovní <u>d</u> = 20 v používaných jednotkách a v každé smyčce teče stejná intenzita elektrického proudu. Znamená to, že podíl hlubších smyček na formování magnetického pole nad referenční rovinou se s narůstáním parametru <u>d</u> zmenšuje. Obě tyto varianty je možné také chápat jako výsledný efekt magnetické silotrubice s povrchovou válcovou proudovou vrstvou.
- Skupina IV obsahuje modely u nichž v horizontální rovině je soustředně k ose uspořádáno celkem pět kruhových proudových smyček tak, že každá z nich přináší do osového bodu referenční roviny stejnou část výsledního magnetického pole, t.j. 1/5 B_o. Zde evidentně intenzita proudu narůstá v závislosti na poloměru <u>a</u> i se vzrůstem hloubkového parametru <u>d</u>. Tato varianta modelu má geometricky velmi blízko k rovinnému horizontálnímu víru, bez ohledu na to, zda proud má směr toku odstředivý nebo dostředivý.
- Skupina V představuje modely zcela jiného typu, než byly všechny předchozí. Zatím co ty reprezentovaly trojtozměrné modely, je zde využitelný výsledek pouze dvojrozměrný. Ve směru osy x je v rozmezí – $10 \le x \le 10$ rovnoměrně seřazeno celkem 11 malých elementárních horizontálních proudových smyček o poloměru <u>a</u> = 0.15. Intenzita magnetického pole v osovém bodě referenční roviny každé smyčky jsou voleny tak, aby výsledná intenzita magnetického pole v počátku x = y = z = 0 odpovídala standardní velikosti B₀ = 25.

Geometrické uspořádání proudových smyček jednotlivých numerických experimentů je graficky znázorněno na Obr. 2 pro skupiny I – IV. Skupina modelů V je pouze schematicky znázorněna na Obr. 1 celkem 11-ti bodovými útvary bezprostředně pod referenční rovinou. Stejně jako v ostatních případech i zde byly jednotlivé experimenty prováděny pro různé hodnoty <u>d</u>. Pouze u skupiny experimentů V se ale výsledky budou znatelně měnit s narůstáním počtu proudových smyček, t.j. s narůstáním jejich četnosti ve vymezené oblasti. Pro skupiny experimentů II a III byla stanovena střední hodnota hloubkového parametru <u>d</u> orientačně jako aritmetický průměr všech použitých hodnot <u>d</u> pro daný experiment.



Obr. 2

Schema variant zadáni modelů I – IV. Specifikace je uvedena v
·Tab. 1.

Výsledky zpracované v grafické formě pro jednotlivé skupiny experimentů jsou prezentovány na Obr. 3a, b, c, d, e a na Obr. 4a, b, c, d, e. Obr. 3 představuje jednak průběh vybraných charakteristických siločar (plná čára) a izočar o stejné intenzitě magnetického pole (čárkovaně). Jednotlivé úrovně ve směru od počátku představují hladiny 0,25; 0,10; 0,05; 0,025; 0,001 B_o. Na základě těchto grafů je možné si udělat představu o divergenci magnetických siločar a tedy i o změně vertikálního gradientu. Z hodnot vypočtených pro referenční rovinu jsme schopni provádět porovnání s měřenými hodnotami. Tato možnost je využita na Obr. 4. Pro každou skupinu experimentů jsou zde prezentovány dva grafy, z nichž první na levé straně představuje závislost poměru B/B $_{
m o}$ na vzdálenosti od osy skvrny r/r $_{
m o}$ =ho-Druhý graf na pravé straně představuje závislost úhlu ${\cal O}$ na ${\cal Q}$. Běžná pozorovatelská praxe přináší výsledky, které jsou vedle měřičských chyb ovlivněny různými nehomogenitami u jednotlivých skvrn. Pro účely porovnávání modelu s pozorováním je proto výhodné použít tzv. standardní unipolární sluneční skvrnu. V minulosti se o vytvoření takovéhoto standardu pokoušela řada autorú. Pro potřeby srovnání byly vybrány celkem čtyři standardní modely, empiricky pořízené v růz-







Obr. 3a

Grafické znázornění struktury magnetického pole nad skvrnou pro skupinu modelů I. Čísla v levém dolním rohu každého grafu odpovídají číslu modelu uvedenému v Tab. 1

- 64 -













- Obr. 3b

Totéž jako Obr. 3a pro skupinu modelů II.

- 65 -





Totéž jako Obr. 3a pro skupinu modelů III.

ných časových obdobích na základě různých pozorovacích materiálů.

Čárkovaně jsou zde uváděny průhěhy studovaných veličin podle jednotlivých autorů v souladu s následujím označením: A – Beckers a Schroter (1969), B – Broxon (1942), C – Kawakami (1983), D – Mattig (1952). Plnými tenkými čarami jsou zde znázorněny průměry vypočtených hodnot pro jednotlivé experimenty, značené stejně jako v Tab. 1. Ty modely, které vykazují poměrně dobrý souhlas s měřenými veličinami podle křivky C, t.j. B/B_0 se neliší o více než 0,1 a θ o více než 10^0 jsou v Tab. 1 u čísla modelu označeny hvězdičkou. Pro jejich charakterizování z hlediska cílů uvedených v úvodu, jsou pozoruhodné poslední dva sloupce, kde jsou vypočteny poměry ρ/\underline{d} a ρ/\underline{a} . Ukazuje se, že poměrně dobrý souhlas s pozo-



- 67 -





X





ï

Totéž jako Obr. 3a pro skupinu modelů IV.











Obr. 3e

1.

Totéž jako Obr. 3a pro skupinu modelů V.

- 68 -

1



SKUPINA I



_ Obr. 4a

Grafická závislost vypočtených hodnot B/B_o a θ na ρ pro modely skupiny I. Čárkované křivky odpovídají standardním závislostem, odvozeným z pozorování různými autory. Specifikace jednotlivých průběhů je uvedena v textu. Čísla modelů odpovídají značení v Tab. 1.

rováním dávájí ve všech skupinách pouze ty modely, pro něž hodnota podílu ρ/\underline{d} sa rovná l a hodnota podílu $\rho/\underline{a} \ge 2$. Odtud vyplývá, že pro výstavbu numerického modelu je možné brát poměrně spolehlivě poloměr proudové smyčky <u>a</u> roven $\rho/2$, což ale podle měření, která provedl Kawakami (1983) představuje poloměr umbry a tedy hodnota <u>a</u> odpovídá dosti přesně poloměru umbry. Dále se potvrdil odhad Sakuraie a Uchidy (1977), že <u>d</u> = 2<u>a</u>, což dovoluje odstranit posledný volný parametr v numerické modelovací metodice. Ukazuje se, že na základě pozorování pouze v rovině fotosféry se dá jen velmi těžce blíže specifikovat, která z mnoha koncepčně rozdílných výsledných variant numerických modelů je lépe vyhovující. Je důležité, že pro účely modelování je postačující použít variantu s jedinou proudovou smyčkou, která je zároveň z výpočetního hlediska nejjednodušší.

Zvláštní pozornost si zaslouží analýza výsledků získaných při experimentech realizovaných ve skupině V. Jak je znázorněno na Obr. 5, existuje pozoruhodný vztah mezi intenzitou magnetického pole ⁱB_o na osovém bodě v referenční rovině pro jednu elementární proudovou smyčku v závislosti na hloubkovém parametru <u>d</u>. Hodnoty zde uváděné se týkají celkem jedenácti elementárních smyček a jsou nor-movány tak, aby ve svém souhrnném efektu vytvářely v počátku (obdoba osového bodu referenční roviny) celého systému hodnotu výsledné intenzity magnetického pole B_o = 25. Vyplývá tedy odtud, že v případě diskretnosti jednotlivých zdrojů



. Obr. 4c Totéž jako Obr. 4a pro skupinu modelů III

.



- 71 -



Obr. 5

Závislost intenzity magnetického pole, kterou ve skupině modelů V přispívá jedniná elementární proudová smyčka k zajištení konstantní intenzity pole $B_n = 25 v bodě x = y = 0 v závislosti na hloubkovém parametru <u>d</u>.$

magnetického toku, což by bylo možné pouze tehdy, kdyby existovala možnost horizontálního členění elektrické vodivosti v důsledku formování uzavřených konvektivních systémů, postačují pouze zlomky těch intenzit magnetického pole a podfotosferických a elektrických proudů v jednotlivých distretních oblastech konvektivní zony, které obvykle měříme, resp. odvozujeme na základě předpokladu kompaktní proudové struktury nebo silotrubice. Zde je možné připustit v úvahu, podle které jsou poměrně intenzivní a silná magnetická pole ve slunečních skvrnách důsledkem vysoké koncentrace elementárních proudových systémů, zatím co stejné systémy s menší plošnou hustotou v zastoupení se projevují v oblastech mimo skupiny skvrn a aktivní oblasti jako elementární zdroje magnetického toku v tzv.

LITERATURA

Ambrož, P.: 1980, Zborník referátov z 5. celoštátneho slnečného seminára, Považ-ská Bystrica, 11
Beckers, J. M.; Schröter, E. H.: 1969, Solar Phys., <u>10</u>, 384
Broxon, J. W.: 1942, Phys. Rev., <u>62</u>, 508
Kawakemi, H.: 1983, Publ. Astron. Soc. Japan, <u>35</u>, 459
Mattig, W.: 1952, Z. Astrophys., <u>31</u>, 273.

- 72 -
MODELY ERUPČNÍCH SMYČEK

P. Heinzel, Astronomický ústav ČŠAV, Ondřejov
 M. Karlický, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Na základě jednoduchého modelu husté erupční smyčky, zářící v čáře H \prec , je počítána excitační a ionozační rovnováha vodíkové plazmy. Teoretická emise H \checkmark je dále porovnána s pozorovanou s cílem určit elektronovou hustotu ve vrcholu smyčky. Určené parametry plazmy jsou nakonec diskutovány s ohledem na nejnovější modely smyček.

Cílem této práce je odvodit vhodnou diagnostickou metodiku pro určovávní základních fyzïkálních parametrů plazmy v erupčních H∡ – smyčkách (ES) pomocí kvalitních H∡ – filtrogramů. Metoda je založena na určování tzv. "profilů kontrastu" (PC), definovaných jako

$$C(\Delta \lambda) = \left[I(\Delta \lambda) - I_0(\Delta \lambda) \right] / I_0(\Delta \lambda)$$
(1)

(viz např. Bray and Loughhead, 1983), kde $C(\Delta \lambda)$ je profil kontrastu, $I(\Delta \lambda)$ je pozorována intenzita ES (ve vzdálenosti $\Delta \lambda$ od centra čáry H \checkmark) a $I_0(\Delta \lambda)$ je odpovídající intenzita okolní klidné atmosféry. Tyto PC, odvozené z H \checkmark snímků smyček, lze přímo porovnat s teoretickými PC spočtenými a diskutovanými v této práci. Zásadní problém z hlediska pozorování je však v tom, že zpravidla nemáme k dispozici dostatečně kvlaitní <u>kalibrované</u> H \backsim - filtrogramy, pořízené úzkopásmovým, přesně laditelným filtrem. Takovéto pozorování byla nedávno publikována Loughheadem a kol. (1983) a jsou použita i v této práci. Nicméně i běžná pozorvání v H \checkmark čáře (prípadně i jiných čarách) mohou vést k odhadu limitních hodnot příslušných fyzikálních velečin jako je teplota plazmy, tlak, hustota a pod.

Vzhledem ke geometrii ES bylo možné použít pro řešení non-LTE problému excitace a ionizace vodíku ve vrcholu smyčky stejnou metodiku ako v případě slunečních protuberancí (viz Heinzel a kol., 1986). Zhruba válcovitá struktura vrcholu ES je zde nahrazene jednorozměrnou (1D) planparalelní vrstvou o tloušťce D rovné průměru ES v jejím vrcholu. Vzhledem k tomu, že námi použitá metoda předpokládá izotropní ozáření 1D – vrstvy, je otázka náklonu této vrstvy vůči slunečnímu povrchu prakticky irelevantní – okrajová podmínka na povrchu je jednoduše určována střední intenzitou dopadajícího pole záření v čarách a kontinuí vodíku. Tyto střední intenzity jsou předem spočteny numerickou integrací intenzit záření dopadajícího ze všech směrů na vrchol ES v dané výšce nad fotosférou (viz Heinzel, 1983). S takto zadanými okrajovými podmínkami jsou potom simultánně řešeny rovnice přenosu záření čarách a Lymanově kontinuu, rovnice statistické rovnováhy a rovnice zachování počtu částic a náboje, přičemž základní iterační schéma je založena na linearizační metodě Mihalase a kol. (1975). Hydrostatická rovnováha je zahrnuta iterativně, teplota je zadána jako vstupní parametr (zde uvažujeme pouze izotermální – izobarické modely ES). Dalšími vstupními parametry jsou celkový tlak plynu p a celková hmota sloupce plazmy o průměru 1 cm² a délce D. Model atomu vodíku je reprezentován třemi diskrétními hladinami a kontinuem. Jakmile je iterativně určena excitační a ionizační rovnováha vodíkové plazmy, lze okamžitě spočítat specifickou intenzitu záření ES ve směru k pozorovateli, t.j. v našem přípacě profil čáry $H \prec$, který vzniká superpozicí záření dopadajícího v daném směru na vrstvu zespoda a zředeného absorpcí v ní a dále vlastního záření 1D – vrs vy (její rovina je v tomto případě kolmá ke směru k pozorovateli). Platí tedy

$$I(\Delta \lambda) = I_0(\Delta \lambda) e^{-\tau_0(\Delta \lambda)} + \int_0^{t_0(\Delta \lambda)} S(t) e^{-t(\Delta \lambda)} dt.$$
 (2)

Intenzity $I(\Delta \lambda)$ a $I_0(\Delta \lambda)$ jsou tytéž jako v rovnici (1), $\mathcal{T}_o(\Delta \lambda)$ je celková monochromatická optická tloušťka vrcholu ES a S(t) je zdrojová funkce v čáře H \checkmark , určena jako řešení kompletního non-LTE problému. Poznamenejme, že pro případ ES pozorované na okraji první člen v rovnici (2) odpadne. Výše popsaným způsobem jsme tedy spočetli spektrální intenzitu $I(\Delta \lambda)$ v čáře H \checkmark . Profil H \checkmark lze dále buď přímo porovnat s profilem získaným ze spekter ES, nebo, jak je cílem této práce, určit PC ve tvaru (1) a ten potom porovnat s H \checkmark - filtrogramy erupce.

Dne 13. května 1981 pozorovali Laughhead a kol. (1983) velkou dvouvláknovou erupci poblíž východního okraje (10⁰ N, 56⁰ E). Asi hodinu po začátku erupce se objavila arkáda jasných a tmavých ES (Obr. 1).



Obr. 1

Arkáda jasných a tmavých smyček, doprovázející erupci 13. května 1981 (a). Smyčky v emisi fotografované v centru čáry $H \checkmark$ v okolí maxima jejich vývoje (b). Smyčky v absorpci fotografované v křídle $H \backsim$ $(H \backsim + 1 \AA)$, rovněž v okolí maxima vývoje Následně byla pořízena séria H \checkmark - snímků ES pomocí počítačem laděného filtru se šířkou pásma propustnosti 0,125 Å (CSIRO), a to v sedmi vlnových délkách od centra H \checkmark : 0., ± 0,25, ±0,6 a ± 1. A. Pomocí nově vyvinuté geometrické metodiky byl rekonstruován skutečný tvar těchto ES (Laughhead a kol.,1983) - jejich výška nad fotosférou je přibližně 50 000 km a ES leží v rovinách zhruba kolmých na sluneční povrch. Na základě této geometrie jsme určili úhel %, který svírá normála k povrchu Slunce v bodě do nehož se promítá vrchol ES se směrem k pozorovateli (% = 60° - 70°). I₀($\bigtriangleup \lambda$) v rovnicích (1) a (2) odpovídá právě tomuto úhlu %, t.j. jde o okrajově-ztemněné záření H \backsim (/% = 0,5), které jsme určili z tabulek Davida (1961) a z polynomiálních rozvojů Pierce a Slaughtera (1977) pro ztemnění v kontinuu.

Pro výpočet teoretických non-LTE modelů ES jsme zvolili teplotu T = 8000 K a rozsah tlaků plynu p = 0,2 - 10 dyn cm⁻². Tloušťka ES ve vrcholu (D \approx 1000 km), výška ES nad fotosférou (H = 50000 km) a I₀($\Delta\lambda$, /4 = 0,5) byly zvoleny tak, aby bylo možné porovnat spočtené C($\Delta\lambda$) s pozorováními Laughheada a kol. (1983). Profily čáry H \propto na Obr. 2 jsou spočteny na základě rovnice (2). Pro p \lesssim 1 dyn cm⁻²



Obr. 2

Profily čáry H_o spočtené pro vrcholek ES (v projekci na disk, $/ \mu = 0,5$). Intenzita je normována na intenzitu kontinua klidné atmosféry pro $/ \mu = 0,5$. V závorkách je uveden tlak plynu p (dyn cm⁻²) a elektronová koncentrace n_e (cm⁻³). Pro srovnání je čárkovaně vyznačen profil Fraunhoferovy čáry H_o, odpovídající klidnému Slunci.

je intenzita H \checkmark čáry menší než I₀($\Delta\lambda$) okolní klidné atmosféry, a proto i C($\Delta\lambda$), určené z rovnice (1), je záporné (viz Obr. 3). Pro tuto oblast hustot by tedy měl být vrchol ES v absorpci při projekci na disk. Naopak pro $p \gtrsim 5$ dyn cm⁻² je již H \checkmark - emise větší ve srovnání s I₀($\Delta\lambda$), a to v rozsahu vlnových délek $\Delta\lambda = 0 - 1$ Å. S ohledem na definici (1) je i C($\Delta\lambda$) > 0 pro tyto vlnové délky a vrchol ES se jeví v emişi vůči pozadí. Pro teplotu T = 8000 K je tedy kritická elektronová koncentrace n_e, při níž přechází vrchol ES do emise vůči pozadí (pro danou polohu erupce na disku), řádově rovna 10¹² cm⁻³. Pro vyšší teploty budou výsledky poněkud rozdílné, ale kvalitativní chování uvedených závislostí bude podobné. Porovnáme-li dále naše výsledky se snímky ES publikovanými Loughheadem a kol. (1983) vidíme, že vrcholky ES pozorované v centru H \checkmark jsou výrazně v emisi (horní část Obr. 1), zatímco v H \checkmark + 1 Å nejsou tyto vrcholky rozlišitelné (dolní část Obr. 1), tj. C(1 Å) \simeq 0. Tato situace odpovídá chování PC na Obr. 3 v oblasti tlaků p \gtrsim 5 dyn cm⁻², t.j. n_e \gtrsim 10¹² cm⁻³. K podobnému závěru došli ne-



Profily kontrastu (PC), odpovídající jednotlivým profilům HL čáry na Obr. 2 (viz definici 1). Ostatní je stejné jako na Obr. 2.

dávno také Švestka a kol. (1986). Pokud by šlo o určení $C(\Delta \lambda)$ podél celé smyčky, bylo by nutno uvažovat stékání plazmy podél smyček dolů (viz další diskuse), přičemž toto rychlostní pole značně ovlivní tvar PC v důsledku změněné excitační a ionizační rovnováhy vodíku, ale i v důsledku příslušných dopplerovských posuvů plazmy vůči pozorovateli (ve vrcholu ES sme žádné pohyby neuvažovali - viz následující diskuse modelů ES). Interpretace naměřených PC podél smyšček se javí jako velmi komplikovaná neboť v důsledku stékání je PC značně asymetrický vůči centru čáry (viz např. Bray a Loughhead, 1983). Pokud se týče přesnosti určení fyzikálních veličin v této práci, je nutné vzít v úvahu následující faktory:

(i) 3-hladinový model atomu vodíku dává obecně nižší emisi v čáře H∝ než např.
 5-hladinový, který lze naší metodikou rovněž počítat, ale za cenu vyšších nároků na výpočetní čas CPU.

(ii) Pro přímé porovnání PC je důležité, aby šířka pásma propustnosti filtru byla co nejužší. V prípadě širšího filtru je nutné znát přesně funkci jeho propustnosti.

(iii) Pro nižší tlaky je důležitá excitace a ionizace ES dopadajícím polem záření. V této práci jsme vzali jako dopadající záření průměrnou emisi klidného Slunce.

V případě erupce (a aktivního Slunce vůbec) však může být toto ozáření podstatně vyšší, i když z omezeného úprostoru.

(iv) Jak je ukázáno v následující diskusi, může být vrchol ES v silném turbulentním stavu. Turbulentní rozšíření čáry H \checkmark může také silně ovlivnit tvar PC. (v) Jednoznačná interpretace PC skutečně vyžaduje přesná měření výše uvedeného typu. Např na Obr. 3 je C(0) pro p = 0,1 a p = 1 zhruba stejné, zatímco C(0,4) se od sebe podstatně liší, přičemž pro větší tlak je hodnota PC menší! Tento efekt je způsoben tím, že pro vyšší p (a tedy a hostotu) vzroste opacita v křídlech H \backsim a tím se zmenší první člen v rovnici (2), zatímco druhý člen této rovnice sám o sebě není ještě schopen převýšit I₀(\bigtriangleup λ). Podobná měření jaká byla konána v CSIRO mohou od sebe rozlišit jednotlivé případy. Je však nutné brát v úvahu i vliv rozptýleného světla.

Porovnejme nyní dolní mez vypočtených n_e v H \checkmark - smyčce se standartním modelem střední elektronové koncentrace v aktivní oblasti (Krüger, 1979). Pro výšku 50 000 km nad fotosférou dostáváme ve standartním modelu n_e \approx 10⁹ cm⁻³. Hodnoty v ES jsou tedy o 3 řády větší než průměrné aktivní oblasti. Znamená to, že během erupce v ES procesem vypařování a následné kondenzace hustota a tím i elektronová koncentrace podstatně zvyšuje.

- 77 -

Stanovení dolní meze celkového tlaku plazmy nám zároveň umožňuje odhadnout <u>dolní mez</u> pro velikost magnetického pole v H \checkmark - smyčce. Z podmínky magnetohydrodynamické (MHD) rovnováhy v ES, B²/8 \mathscr{T} > p, dostáváme \approx 5 - 10 dyn cm⁻² hodnoty B \approx 10 - 15 G. Tyto hodnoty jsou řádově srovnatelné s odhady Kleczka (1966).

Všimněme si nyní blíže prostoru H d – emise ES a jeho role v celkové topologii dvouvláknové erupce. Na Obr. 4 je znázornen nejnovější model procesu vzniku tzv. "postflare loops", t.j. poerupčních smyček. Ukazuje se (Pneumen, 1981), že název "poerupční smyčky" není zcela adekvátní, neboť formování těchto smyček je jeden z hlavních procesů v dvouvlákové erupci. Celý proces dvouvláknové erupce lze shrnout následujícím způsobem (Priest, 1981): filament, který sleduje



Obr. 4

Model sluneční erupce podle Forbese a Malherbeho (1986) -- viz diskuse v textu.

neutrální linii magnetického pole, se po aktivaci pohybuje vzhůru a přetváří původně uzavřenou magnetickou strukturu na strukturu kvaziotevřenou. Tak se v prostoru ve zvedajícím se filamentem vytváří proudová vrstva mezi opačně orientovaným magnetickým polem. V této proudové vrstvě dochází k rekonexi magnetického pole a k uvolňování energie (tepelné, urychlených častic), t.j. probíhá vlastní erupce (Obr. 4). Tok energie zahřívá husté spodní vrstvy sluneční atmosféry a my pozorujeme H 🖌 vlákna. Současně taky dochází k vypařování a přenosu hmoty do prostoru rekonexe. Proces vypařování byl zaveden, aby bylo možné vysvětlit velké množství kondenzující plazmy – tento problém byl formulován Kleczkem (1966), který ukázal, že materiál korony nestačí k vysvětlení celkového množství kondenzují-

B

cí plazmy. Výsledkem rekonexe je zároveň i formování MHD rázových vln (pomalého a rychlého módu), odtok hmoty z prostoru rekonexe ve vertikálním směru a kondenzace plazmy pod prostorem rekonexe. Magnetické siločáry se uzavírají a tvoří smyčky, které se při ochlazení plazmy na teplotu T $\sim 10^4$ K se stávají viditelné v čáře H \measuredangle . Plazma v těchto ES stéká směrem dolů. Obvykle jsou ES pozorovány proti slunečnímu disku v absorpci, ale v některých případech je vrcholová část ES viditelná proti disku v emisi (Obr.1). Tato skutečnost je zřejmě způsobena tím, že u některých erupcí elektronová koncentrace ve vrcholu ES přesáhne jistou mez (n_e $\sim 10^{12}$ cm⁻³). Podle Obr. 4 prostor ES pozorovaný v emisi přiléhá k prostoru rekonexe a je pod MHD rázovou vlnou rychlého módu. Z tohoto hlediska je optická diagnostika vrcholu ES diagnostikou velice důležitého místa ve sluneční erupci. Zároveň je tento prostor zajímavý i z hlediska různých MHD-procesů.

Řešit selfkonzistentně úlohu o zářivých a MHD-procesech v ES je velice obtížné. Pro srovnání lze uvést práci McClymonta a Canfielda (1983), v níž jsou studovány zářivé i MHD procesy v 1D uzavřené <u>horké</u> smyčce. V našém případě se jedná o úlohu ještě složitější, neboť H 🗲 smyčky jsou ve vrcholové oblasti "otevřeny" pro přítok hmoty a energie z prostoru rekonexe (Obr. 4). Proto stav plazmy z hlediska MHD-procesů jen kvlaitativně odhadujeme.

K oblasti, která se bezprostředně přimyká k MHD rázové vlně rychlého módu lze říci jen tolik,že stav plazmy v této oblasti bude velice komplikovaný. Ve vzdálenější části ES bude situace jen relativně jednodušší. Je známo, že v tomto prostoru plazma stéká dolů. Měřené rychlosti H \propto – uzlů se pohybují v rozmezí hodnot 50 – 170 km.s⁻¹ (Kleczek, 1966; Albregtsen,a Engvold, 1979). Pro srovnání v oblasti teplot 8000 – 15 000 K dostáváme pro rychlost zvuku hodnoty c_s = 14,8 – 20,3 km.s⁻¹. Nyní nastávají v principu dvě možnosti:

a/ H \propto - uzel se pohybuje v plazmě se srovnatelnou teplotou. Pak je tedy pohyb plazmy v smyčce nadzvukový (viz také Albregtsen a Engvold, 1979) a plazma je v turbulentním stavu. Ke stejnému závěru dospějeme odhadem Reynoldsova čísla Re pro tok v ES: Re \approx 10⁷ - 10⁹ > Re_{kritické} \approx 10³ - 10⁴ (Gorbackij, 1977). V našem případě je Reynoldsovo číslo větší než kritické, což vede k turbulentnímu stavu.

b/ Hズ – uzel se pohybuje v plazmě s koronální teplotou, pohyb je podzvukový a turbulence se negeneruje. Ve vrcholové oblasti ES je však MHD-turbulence velice prevděpodobná ve spojitosti s rázovou vlnou a její přítomnost může vést k následujícímu důležitému jevu. Pozorování 5-minutových oscilací ve fotosféře a nízké chromosféře je všeobecně známo (Leighton, 1960). Z našeho hlediska je zajímavý výklad tchoto jevu – viz Priest (1982). Plazma v podfotosférické vrstvě v turbulentním stavu generuje zvukové vlny, které se šíří vzhůru a jsou zachyceny v prostoru fotosféry, který je pro tyto vlny rezonátorem. Rezonanční frekvence pak odpovídá pozorovaným 5-minutovým oscilacím. Prostor rezonátoru je vymezen teplotou plazmy v rozsahu 10⁶ K > T $_2$ > T > T $_1$ 4300 K, kde T $_2$ a T $_1$ jsou teploty na hranicích rezonátoru. Je zajímavé, že i v oblasti nad teplotním minimem jsou splněny podmínky pro existenci podobného rezonátoru.(Priest, 1982 - obr. 4.12). Turbulentní pohyb kondenzovaného plazmatu může stejným způsobem generovat zvukové vlny, které budou zachyceny v tomto horním rezonátoru. Lze proto teoreticky očekávat podobné oscilace i během procesu erupce. Zdá se, že oscilace smyček pozorované Kleczkem (1966) by mohly mít tento charakter.

Pro úplnost přehledu možných procesů ve vrcholové části ES je třeba si všimnout ještě jedné skutečnosti. Vedle řady teoretických prací, které se zabývají vlivem vysokofrekvenční turbulence na formování profilů spektrálních čar (viz. např. Tomsa, 1985), existují i pokusy prokázat tyto jevy u konkrétních erupcí (Tomsa, 1985; Zhang a Smartt, 1986). Vzniká otázka, ve kterém místě erupce je prokázání těchto jevů nejnadějnější. Podle našeho názoru by mohla být tímto místem právě vrcholová část ES. V modelu na Obr. 4 je existence vysokofrekvenční (Langmuirovy) turbulence ve vrcholu ES velice prvděpodobná (t.j. vysokofrekvenční turbulence v MHD rázové vlně rychlého módu generovaná nadtepelnými svazky, které jsou urychlovány v sousední oblasti rekonexe).

Závěrem poznamenejme, že pro kvantitativní stanovení celkové energetické bilance v H & – smyčce je nutné určit tzv. zářivé ztráty energie ve všech významných čarách a kontinuích, což vyžaduje další detailní non-LTE výpočty se zahrnutím dalších chemických elementů (viz např. Avrett a kol., 1986). Zářivý výkon ES rovněž velice úzce souvisí s evolučními charakteristikami celého modelu, diskutovaného v této práci.

Veškeré numerické výpočty prezentované v této práci byly provedeny na počítači EC 1040 ondřejovské observatoře.

LITERATURA

Albregtsen, F.; Engvold, D.: 1979, "Physics and Solar Prominences", IAU Coll. 44, ed. Jensen, E.; Maltby, P.; Orrall, F.: Inst. Theor. Astrophys., Oslo, 246 Avrett, E. H.; Machado, M. E.; Kurucz, R. L.: 1986, Center for Astrophysics, Preprint Ser., No. 2270 Bray, R. J.; Loughhead, R. E.: 1983, Sol. Phys. 85, 131 David, K. H.: 1961, Z. für Astrophys. 53, 37 Forbes, T. G.; Malherbe, J. M.: 1986, Astrophys. J. 302, 167 Gorbackij, V. G.: 1977, Kosmičeskaja gazodinamika, Nauka, Moskva Heinzel, P.: 1983, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 34, 1 Heinzel, P.; Gouttebroze, P.; Vial, J. C.: 1986, "Coronal and Prominence Plasma", NASA Confer. Publ., ed. Poland, A. I., v tisku Kleczek, J.: 1966, Doktorská disert. práce, AsÚ ČSAV Krüger, A.: 1979, Introduction to Solar Radio Astronomy and Radio Physics, D. Reidel, Dordrecht, Holland Leighton, R. B.: 1960, IAU Symp. 12, 321 Loughhead, R. E.; Wang, J. L.; Blows, G.: 1983, Astrophys. J. 274, 883 McClymont, A. N.; Canfield, R. C.: 1983, Astrophys. J. 265, 483 Mihalas, D.; Heasley, J. N.; Auer, L. H.: 1975, NCAR Technical Note NCAR-TN/STR--104, NCAR, Boulder Pierce, A. K.; Slaughter, Ch. D.: 1977, Sol. Phys. 51, 25 Pneumen, G. W.: 1981, Solar Flare Magnetohydrodynamics, ed. Priest, E. R., Gordon and Breach, New York Priest, E. R.: 1981, Solar Flare Magnetohydrodynamics, Gordon and Breach, New York Priest, E. R.: 1982, Solar Magnetohydrodynamics, D. Reidel, Dordrecht, Holland

- 79 -

Švestka, Z.; Fontenla, J. M.; Machado, M. E.; Martin, S. F.; Neidig, D. F.; Poletto, G.: 1986, Proc. XXCJ Cospar Meeting, Toulouse, v tisku Tomsa, J.: 1985, Diplomová práce, MFF UK Praha.

JEDNODIMENZIONÁLNÍ ELEKTROSTATICKÝ NUMERICKÝ KÓD A JEHO APLIKACE

M. Karlický, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Příspevek popisuje numerický model plasmy – program ESCODE, uvádí možné astrofyzikální aplikace tohoto universálního programu. Jako ukázka užití tohoto programu je řešení úlohy o rozletu horkého erupčního plasmatu do okolní plasmy, která má podstatně nižší teplotu.

ÚVOD

Studium erupčního procesu vede ve většine případů k nelineárním úlohám fyziky plasmy. Proto při řešení těchto úloh nevystačíme s "klasickým postupem", t.j. s linearizací rovnic, který byl tak uspěšně aplikován např. v teorii plasmových vln malé amplitudy. Zde je nutné uplatnit nové metody. Jední z takových nových přístupů je vytváření universálních numerických modelů (kódů). Případem jednodimenzionálního elektrostatického kódu se chci zabývat v tomto příspěvku.

1. JEDNODIMENZIONÁLNÍ ELEKTROSTATICKÝ KÓD - PROGRAM ESCODE

Myšlenka studovat fyziku plasmy pomocí numerického modelu, který representuje plasmu oblakem velkého množství numericky sledovaných částic vznikla koncem 50 let (Buneman, 1959, Dawson, 1960).

Od těchto dob, v přímé závislosti na rozvoji výpočetní techniky, se tento přístup studia fyziky plasmy uspěšně rozvíjí.

Plasma je podle definice kvazineutrální plyn nabitých a neutrálních částic, vykazující kolektivní chování. T.j. ne každý soubor o N nabitých a neutrálních částicích je plasmou. Musí být totiž splněny následující podmínky:

$$\begin{split} &\sum_{i} q_{i} n_{i} = 0 - \text{podmínky neutrlaity,} \\ &\text{počet částic v Debay sféře } N_{D} = n \lambda_{D}^{3} \gg 1, \\ &\lambda_{D} = \frac{v_{Te}}{c_{2DE}} - \text{Debay poloměr,} \end{split}$$

L
$$\gg$$
 $\lambda_{\rm D}$ - rozměr plasmy musí být mnohem větší než $\lambda_{\rm D}.$

Z těchto podmínek plyne, že representace plasmy numerickým modelem je tím lepší čím je větší počet částic v numerickém modelu. Tato skutečnost je spojena s principiálním problémem: zatímco konkrétní plasma je representována ohromným množstvím částic (elektronová koncentrace sluneční plasmy v nízké koróně je ~ ~10⁹ cm⁻³), práce s několika desítkami tisíc částic v numerickém modelu již představuje značné nároky na paměť a výpočetní čas našich počítačů. Nicméně lze nalést úlohy, kdy numerický model representuje chování odpovídající plasmy. Vyplývá z toho zároveň, že každému řešení musí předcházet důkladný rozbor úlohy z hlediska adekvátnosti. Jako nejnázornější důsledek použití malého počtu částic je vysoká úroveň tepelného šumu. Obecně se dá říci, že požadavek na množství částic je z numerického hlediska mnohem příznivější pro jednodimenzionální případ než třídemenzionální případ. Rovněž modely s elektrostatickými interakcemi

Vypracoval jsem proto na základě prací (Birdsall a kol., 1970, Birdsall a Langdon, 1985) jednodimenzionální elektrostatický kód – program ESCODE, který lze v podmínkách našeho počítače používat pro počet částic do 60 000 částic. Plasma je v tomto programu representována velkým počtem čátic, dané hmotnosti m a náboje q, mající v systému délky L, pozici x a rychlost v_x. Tímto programem se řeší evoluční úlohy, t.j. je nutné zadat v systému částic okrajové a počáteční podmínky. Pro okrajovou podmínku byla zvolena periodická okrajová podmínka, počáteční polohy a rychlosti částic je možné v programu generovat pomocí generátoru náhodných čísel nebo s užitím náhodných algoritmů, kterými lze dosáhnout nižší počáteční úroveň tepelného šumu. Po inicializaci poloh a rychlosti částic na mřížce délky L, se vzdálenosti $\Delta x = \frac{L}{NG}$ mezi NG body mřížky, jsou počítany nábojové hustoty $\frac{P}{k}$. Po rychlé Fourierově transformaci (FFT) veličiny $\frac{P}{k}$ obdržím veličinu $\frac{P}{k}$ a pomocí Poissonovy rovnice ve Fourierovském obrazu $\frac{P}{k} = \frac{\frac{P}{k}}{\frac{P}{k}}$

vypočteme veličinu ϕ_k , ze které po zpětné FFT dostaneme průběh potenciálu v závislosti na x. Pomocí diferenčního schématu

$$Ej = \frac{\phi_{j-1} - \phi_{j+1}}{2\Delta x}$$

pak počítáme elektrické pole v bodech numerické mřížky. Na základě tohoto elektrického pole pak pomocí silové a pohybové rovnice spočítáme nové polohy a rychlosti částic. A opět následuje výpočet nábojové hustoty \int . Tím je výpočet v jednom časovém kroku Δ t dokončen a tento postup se v naší evoluční úloze stále opakuje. Jednotlivé úlohy se liší jen rozdílnou volbou počátečních a okrajových podmínek. Např. v dvojsložkovém elektron – iontovém plasmatu zvolíme nenulovou střední relativní rychlost mezi elektrony a ionty, tím vlastně inicializujeme plasmu s elektrickým proudem a tím můžeme řešit úlohy v proudovém systému. Velice důležitou částí programu ESCODE je diagnostická část tohoto programu, kterou vlastně získávame informace o chování numerického modelu. V každém okamžiku je nutné sledovat elektrostatickou energie částic a celkovou energii systému. Dále je účelné sledovat pohyby representativních částic, vývoj elektrostatických vln v prostoru k – vlnových čísel, distribuční funkce částic, hustoty částic, případně elektrický proud.

2. UŽITÍ PROGRAMU ESCODE

Tento numerický program je určen k řešení kinetických jednodimenzionálních, elektrostatických úloh. Z toho vyplývá, že tímto programem můžeme řešit úlohy, které se dají převést na jednodimenzionální úlohu, a úlohy popisující velice rychlé plasmatické procesy s charakteristickým časem ω_{pe}^{-1} , kde ω_{pe} je plasmová frekvence. Z úloh, které jsou zajímavé z astrofyzikálního hlediska, lze uvést následující příkaldy:

 Úlohy mající vztah k primárnímu procesu erupce (Karlický, 1984).
 a/ Proudové nestability v různých režimech, nestabilní pro Langmuirovy vlny, nestabilní pro iontozvukové vlny.

b/ Přetržení elektrického proudu v důsledku lokální deprese hustoty plasmatu.

c/ Formovávní dvojné vrstvy.

d/ Studium anomálního odporu.

e/ Studium silné Langmuirovy turbulence.

2. Úlohy mající vztah k urychlování částic a ke vzplanutí typu III.

a/ Inetrakce částic se silnou Langmuirovou turbulencí.

b/ Nestabilita v sytému svazek - plasma.

c/ Nestabilita v systému dvou svazků.

Vedle těchto úloh lze nalézt mnoho dalších aplikací programu ESCODE, např. ukázka aplikace ESCODE v následujícím odstavci.

3. UKÁZKA APLIKACE ESCODE

Je řešena úloha o rozletu horké erupční plasmy v erupční smyčce. V důsledku silného magnetického pole v erupční smyčce, rozlet erupční plasmy se uskutečňuje ve směru podél erupční smyčky. Proto tuto úlohu lze provést na jednodimenzionální úlohu a použít program ESCODE. Byl užit systém délky L = $20 \, \pi$ = 1024bodů mřížky, 20480 elektronů a 20480 iontů. Nejdříve byla v celém systému inicializována plasma s Maxwellovským rozložením rychlostí, s teplotov T. V dalším kroku, v centrální oblasti systému 0.4 L < x < 0.6 L, byla 100 krát zvýšena teplota elektronů. S užitím periodických okrajových podmínek, byl numericky sledován vývoj tohoto systému. Stav systému po 300 časových krocích, t.j. v čase t = $60 \, \omega_{\rm pe}^{-1}$ je zobrazen na Obr. 1, 2, 3 a 4.

Obr. 1 je zobrazením stavu elektronů horké centrální plasmy (v čase t = 0 byla v centrální oblasti systému), v x - v_x fázovém prostoru, Obr. 2 je zobrazením stavu elektronů studení okolní plasmy (v t = 0 byly tyto elektrony mimo centrální oblast) v x - v_x diagramu, Obr. 3 vyjadřuje průběh okamžitého elektrostatického potenciálu a Obr. 4 závislost hustoty iontů na souřadnici x. Tyto obrázky ukazují, že rozlet horké erupční plasmy je spojen s vytvářením zajímavých elektrostatických struktur - typu "double layer" na rozhraní horké a studené plasmy. Tento proces je i zajímavý z hlediska generace vzpalnutí typu III.





Zobrazení rozlétávajících se elektronů z horké centrální oblasti systému v diagramu x - v/v_{Teh} v čase t = 60 ω_{pe}^{-1} . v_{Teh} je tepelná rychlost elektronů horkého plasmatu.



Obr. 2

Zobrazení stavu elektronů z okolní studené plasmy v diagramu x - v/v_{Teh} v čase t = 60 ω_{pe}^{-1} . Z obrázku je patrno, že neěkteré elektrony studené plasmy jsou v potenciálu rozhraní urychlovány k rychlosti~v_{Teh}.

- 84 -



Rozložení elektrostatického potenciálu v systému. Potenciál je vyjadřován v poměru k tepelné energii elektronů horké plasmy.



Závislost hustoty iontů (počet iontů v 4 $\triangle x$) na délkové souřadnici x. Na rozhraní horké a studené plasmy se vytváří pokles a zvýšení iontové hustoty.

- 85 -

LITERATURA

Bunem.n, 0.: 1959, Phys. Rev. 115, 503

Dawson, J. M.: 1960, Phys. Rev. 118, 381

Birdsall, C. K.; Langdon, A. B.; Okuda, H.: 1970, v Methods of Computational Physics, Academic Press

Birdsall, C. K.; Langdon, A. B.: 1985, Plasma Physics via Computer Simulation, McGraw - Hill Book Company, New York

Karlický, M.: 1984, Zborník referátov zo 7. celoštátnehOslnečného seminára, SÚAA Hurbanovo, 85.

STRUKTURA RÁDIOVÝCH PLÁŽÍ Z HLEDISKA CA⁺ OBLASTÍ A SKUPIN SKVRN

B. Růžičková-Topolová, Astronomický ústav ČSAV, Dndřejov
 J. Kleczek, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Z rádiových spektroheliogramů publikovaných v Solar-Geophysical Data byly odvozeny plochy rádiových pláží na vlnových délkách 9,1 cm a 21 cm. Byl studován jejich statistický vztah k několika optickým indexům, zejména k počtu a intenzitě Ca⁺ oblastí a počtu skupin skvrn příslušné aktivní oblasti.

Zdroje pomalu proměnné složky sluneční rádiové emise (SVC) se soustřeďují do oblastí zvaných rádiové pláže. Jsou superponovány na pozadí záření klidného Slunce. Tyto rádiové pláže jsou vždy vázány na zesílené magnetické pole, t.j. na aktivní oblasti. Je to pochopitelné, neboť nad aktivními oblastmi jsou zpravidla magnetická pole uzavřená, plazma je v nich "zamrzlá" a nemůže uniknout. Plazma v koronálních kondenzacích, kterým rádiové pláže odpovídají, je hustší a teplejší. Proto z koronálních oblastí je emitováno intenzivní rádiové záření ve všech vlnových délkách. Jeho podstatou je především záření tepelné, brzdné a cyklotronové.

Charakteristikami rádiových oblastí a jejich vztahy k některým jiným parametrům příslušných aktivních oblastí se zabýváme v obsáhlejší práci, která bude publikována v Bull. Astron. Inst. ČSAV. Ve svém krátkém příspěvku se chceme omezit jen na jednu část, která se týká struktury rádiových pláží s hlediska počtu kalciových oblastí (údaje podle pozorování v čáře ionizovaného kalcia K 232) a počtu skupín skvrn, které jsou s tvorbou rádiových oblastí geneticky spojeny. V tomto smyslu považujeme údaje o kalciových oblastech a o skvrnách za optické charakteristiky příslušných rádiových oblastí.

Za zdroj dat jsme použili publikace Solar-Geophysical Data z období od ledna 1970 do srpna 1973. Zde jsou publikovány rádiové spektroheliogramy pro vlnové délky 9,1 cm a 21 cm i údaje o kalciových oblastech, zejména jejich plochy a maximální naměřené intenzity a dále i údaje o skupinách skvrn.

Podrobný popis zpracování rádiových spektroheliogramů obsahuje chystaný článek do BAC a zde se jím nebudeme zabývat. Uveďme jen tolik, že rádiové pláže jsou ohraničeny isočárou, jejíž jasová teplota je \geq 50 000 K na λ 9,1 cm a \geq 85 000 K na λ 21 cm. V našem statistickém zpracovávní byly uvažovány pouze izolované, t.j. danou isočárou uzavřené oblasti na disku, jejichž střed nebyl ve větší vzdálenosti od centrálního meridiánu než 50°. Za studované období bylo získáno 670 rádiových pláží vyhovujících podmínkám zpracování. Plochy těchto izolovaných rádiových pláží zaujímají rozlohu v intervalu hodnot 10 až 160 (obl. min)² na slunečním disku s maximem výskytu kolem 30 (obl. min)² na obou vlnových délkách 9,1 cm a 21 cm. Připomoňme, že jedna (obl. min)² odpovídá ploše čtverce o straně 42 000 km. Se vzrůstem plochy počet oblastí klesá. Vzájemná korelace ploch rádiových pláží na λ 9,1 cm a 21 cm je poměrně nízká (koeficient korelace 0,42), což potvrzuje poznatek, že zdroje záření na těchto vlnových délkách prostorově zcela nekoincidují. Často nekoincidují ani maxima naměřených jasových teplot.

Poněkud lepší kcrelaci dostáváme mezi plochami rádiových pláží a kalciových oblastí (koeficient korelace 0,64 pro λ 9,1 cm a 0,54 pro λ 21 cm). Hodnota je větší pro λ 9,1 cm vzhledem k tomu, že záření přichází z větších hloubek blíže k fotosféře, kde rozhodující význam nabývá magnetické pole skvrn.

V této souvislosti nás zajímá otázka, jaká je struktura rádiových pláží s hlediska kalciové emise charakterizované indexy Ca⁺ oblastí. Histogram na Obr.1 (nahoře) ukazuje rozložení rádiových pláží podle počtu kalciových oblastí příslušných k jedné pláži rádiové. Maximální počet Ca⁺ oblastí je 6, to jsou však řídké případy. Nejčasteji koinciduje jedna rádiová pláž s jednou Ca⁺ oblastí; našli jsme jich 445 z celkového počtu 670, což je 67%.

Další histogram ve spodní části Obr. l ukazuje roložení součtů ploch všech Ca^+ oblastí odpovídajících jedné rádiové pláži. Vidíme, že největší kalciové plochy, které se v našém materiálu vyskytují, dosahují hodnoty kolem 1% sluneční hemisféry. Nejčastější výskyt součtů ploch spadá do intervalu odpovídajícího plochám ≤ 35 . 10^{-4} hemisféry. Tyto malé plochy představuj 68% z celkového počtu rádiových pláží. Je to téměř stejná hodnota jako 67% u horního histogramu, která nám udává počet "jednoduchých" oblastí, kdy v jedné rádiové pláži je jen jedna oblast kalciová. Z toho vyvozujeme, že rádiové oblasti s Ca^+ plochou ≤ 35 . 10^{-4} sluneční hemisféry jsou převážně spojeny jen s jednou oblastí Ca^+ .

Analogicky usuzujeme, že součet ploch Ca⁺ oblastí v intervalu (36 až 56). 10^{-4} hemisféry v Obr. 1 dole (20% případů) sestává převážně ze dvou Ca⁺ oblastí, 9% případů v intervalu (57 až 70) . 10^{-4} hemisféry odpovídá třem Ca⁺ oblastem v jedné rádiové pláži atd. Použijeme-li tento předpoklad k výpočtu průměrných ploch v uvedených intervalech, které přiřadíme k odpovídajícímu počtu Ca⁺ oblastí v jedné rádiové pláži, dostaneme závislost znázorněnou grafem na Obr. 2. Vzhledem k jejímu téměř lineárnímu průběhu můžeme říci, že v průměru rozměr jedné Ca⁺ oblasti je statisticky nezávislý na jejich počtu v příslušné rádiové pláži.

Pro srovnání rádiových a kalciových oblastí jsme zavedli nový index definovaný jako ∑ICa. Symbol ICa znamená maximální naměřenou intenzitu v kalciových oblastech; jejich hodnoty jsou pak sečteny pro všechny Ca⁺ oblasti v příslušné jedné rádiové pláži. Fyzikální smysl tohoto indexu spočívá v tom, že intenzita kalciových oblastí je úměrná intenzitě magnetického pole v této oblasti. Jelikož – statisticky – všechny kalciové oblasti mají stejnou plochu (jak bylo uvažováno v Obr. 2), může být index ∑ICa hrubým ukazatelem celkového magnetického toku v rádiové pláži.



Struktura rádiových pláží. Nahoře: horizontální osa – počet Ca⁺ oblastí v jedné rádiové pláži. Vertikální osa – počet případů. Dole: horizontální osa – plocha všech Ca⁺ oblastí jedné rádiové pláži v jednotkách plochy sluneční hemisféry. Svorky označují intervaly ploch pro jednu, dvě, atd. Ca⁺ oblasti v jedné rádiové pláži.



Obr. 2

Průměrná celková plocha Ca⁺ oblastí (v jednotkách plochy sluneční hemisféry) v jedné rádiové pláži v závislosti na jejich počtu. Frekvenční rozložení rádiových pláží v závislosti na hodnotě jejich indexu \sum ICa representuje Obr. 3. Vidíme, že většina oblastí (62%) leží v úzkém intervalu 2,1 < \sum ICa < 4,0. Lze konstatovat, že křivka proložená histogramem je podobná frekvenčnímu rozložení luminosit rádiových pláží na λ 9,1 cm, kterou zde pro stručnost neuvádíme. Podobnost těchto dvou křivek jsme ověřili početním testem. Z toho vyplývá statisticky platný závěr, že rádiová luminosita závisí na magnetickém toku kalciových oblastí spojených s příslušnou rádiovou pláží.

Podobně jako tomu bylo u kalciových oblastí jsme zjistili, že rádiové pláže se vyskytují tím méně častěji, čím více obsahují skupin skvrn. Jinými slovy frekvence rádiových pláží klesá se vzrůstem počtu skupin skvrn, které s touto pláží geneticky souvisejí (Obr. 4). Frekvenční rozložení je podobné jako u počtu kalciových oblastí v jedné rádiové pláži. Maximální počet skupin patřících k jedné pláži byl v našem materiálu 7. Jednoduchých rádiových pláží s jedinou skupinou bylo 50%.

Dřívější práce, které se zabývaly vlastnostmi SVC, studovaly materiál získaný jednorozměrovými rádiovými interferometry (např. Peterova, 1974; Gelfreich a kol., 1975), nebo při slunečních zatměních (Kundu, 1965), vyjímečně v posledních letech přístrojem VLA (Very Large Array) v Novém Mexiku (např. Lang a kol., 1983). Náš materiál je založen na dvourozměrných měřeních zkřížených interferometrů ve Stanfordu a Fleurs a je bohatý co do počtu případů. Charakteristikami, které sledujeme v naší práci, t.j. rozloha a souvislost s kalciovými oblasti, se dřívější práce buď vůbec nezabývaly, anebo v jiných souvislostech. Potvrdili jsme, že rádiová emise z aktivních oblastí, která vytváří SVC, je tepelné záření z koronálních oblastí vázaných na zesílené magnetické pole.



Obr. 3

Sumy intenzit všech Ca⁺ oblastí (horizontální osa). Počet případů – vertikální osa.



LITERATURA

Gelfreich, G. B.; Korobova, Z. B. and Stasjuk, N. P.: 1975, Sol. Dan. 1, 70 Kundu, M. R.: 1965, Solar Radio Astronomy, Interscience Publishers, New York Lang, K. R.; Willson, R. F. and Gaizauskas, V.: 1983, Astrophys. J. 267, 455 Peterova, H. J.: 1974, Astrofiz, Issledovnie 6, 39

Solar-Geophysical Data, Nos 307, Part I, January 1970 - 350, Part I, August 1973, U. S. Department of Commerce (Boulder, Colorado).

LDE ERUPCIE A ICH VÝSKYT V ROKOCH 1969 – 1981

93 -

A. Antalová, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

V práci sú uvedené časovo-priestorové charakteristiky výskytu LDE erupcií v rokoch 1969 – 1981. Výskyt LDE erupcií dosahuje maximum v roku 1979 a v apríli 1981 na severnej pologuli Slnka, čo je v zhode s fázou maxima 21. cykla. Zvýšený výskyt LDE erupcií v roku 1972 a 1974 súvisí s výskytom komplexov aktivity.

ÚVOD

LDE erupcie tvoria zvláštnu, röntgenovo intenzívnu podskupinu dvojpruhových erupcií. Skratkové označenie LDE erupcia vzniklo z iniciálok anglického termínu (Long Duration Event), ktorý vystihuje pomalý, niekoľkohodinový profil poklesu intenzity mäkkého röntgenového žiarenia (SXR, pre vlnové dĺžky od 0,1 do 0,8 nm).

LDE erupcie na rozdiel od zvyčajných dvojpruhových erupcií sa vyznačujú vytváraním mohutných horizontálnych a nad nimi vertikálnych sústav poerupčných magnetických slučiek. Tieto sústavy slučiek sa klenú nad neutrálnou čiarou pozdĺžnej zložky fotosférického magnetického poľa od chromosféry až do koróny. Základy poerupčných slučiek sú zakotvené v erupčných průhoch (Kahler, 1977, ántalová a Ogir, 1984). Poerupčné magnetické slučky sú štruktúrou, v ktorej sa generuje mäkké röntgenové žiarenie (SXR). Súčasný scenár LDE erupcie (Priest, 1983, 1986) vysvetľuje vznik mohutných poerupčných sústav ako dôsledok znovuspojenia (rekonexia) magnetického poľa, ktoré bolo na začiatku erupčného procesu otvorené. Z toho pohľadu, mnohí autori považujú LDE erupcie za prípady erupční s mimoriadne intenzívnym procesom rekonexie. Podrobná analýza geometrie erupčnej oblasti, najmä skutočnosť, že poerupčné slučky vznikajú iba v malej časti erupčných pruhov, bráni považovať toto vysvetlenie LDE erupcií za konečné.

Štúdium LDE erupcií je dôležité z nasledovných dôvodov:

a/ LDE erupcie sú zdrojom zvýšenej, niekoľko hodín trvajúcej emisie EUV a SXR. Prakticky všetky erupcie röntgenových tried M a X (t.j. s tokom SXR vačším ako 10⁻⁵ Wm⁻²) ovplyvňujú dennú ionosféru a spôsobujú vznik SID (Sudden ionospheric disturbance).

b/ LDE erupcie sú zdrojom urýchlených protónov. Na rozdiel od gama erupcií, v ktorých urýchlené protóny smerujú k povrchu Slnka (Hudson, 1985), v LDE erupciách urýchlené protóny smerujú zo Slnka do medziplanetárneho priestoru. Z hľadiska prognóz protónových spršiek majú preto LDE erupcie významné postavenie. c/ Proces znovuspojenia, typický pre graduálnu fázu LDE erupcií, predstavuje v súčasnosti súbor nezodpovedaných otázok. Rozdielna intenzita procesu znovuspojenia v rôznych typoch erupcií, umožní špecifikovať priebeh graduálnej fázy.

Cieľom tejto práce je porovnať podmienky vzniku LDE erupcií v rôznych fázach 20. a 21. cyklu aktivity Slnka.

2. KATALÓG LDE ERUPCIÍ (1969 - 1981)

LDE erupcie boli vyčlenené ako zvláštny, geoefektívny typ erupcií až vďaka meraniam slnečných emisií z kozmického priestoru. Neobyčajne pomalé doznievanie LDE erupcie v mäkkom röntgenovom žiarení mohlo byť spoznané iba po zorganizovaní nepretržitých meraní röntgenového žiarenia, po monitorovaní Slnka. Významnú objaviteľskú úlohu v 60-tych rokoch pri výskume LDE erupcií zohrali družice OSO (USA), Prognoz (ZSSR) a TD1 (Holandsko).

Typický hladký niekoľkohodinový profil SXR umožňuje rovnorodý výber LDE erupcií. LDE erupcie nemožno homogenne identifikovať z H-alfa filtergramov, lebo nie všetky dvojpruhové erupcie majú dlhotrvajúce poerupčné slučky (čo je podmienka vzniku LDE). Na druhej strane priestorové rozlíšenie družicových patrolných SXR detektorov je malé. Tieto detektory registrujú SXR z celého slnečného disku do jedného časového profilu. Lokalizovanie LDE erupcie do určitej aktívnej oblasti na Slnku sa robí nepriamo, pomocou časovej koincidencie SXR s výskytom erupcie v H-alfa.

Katalóg LDE erupcií bol zostavený z nasledovných meraní SXR:

Solrad 9 - Explorer 37 (január 1969 - apríl 1974)

Synchronous Meteorological Satellite - SMS 1 a SMS 2 (júl 1974 - december 1976)

Geostationary Operational Environmental Satellite - GOES 1, GOES 2, GOES 3 (júl 1974 - máj 1982)

Katalóg obsahuje LDE erupcie s dĺžkou trvania väčšou ako dve hodiny. Dĺžka trvania LDE erupcie bola v katalógu definovaná ako časový interval, počas ktorého intenzita SXR bola vyššia ako okolitý registrovaný šum. Z katalógu bolo vybraných na ďalšiu analýzu 285 najmohutnejších LDE erupcií, s dĺžkou trvania väčšou ako 3 hodiny.

3. ANALÝZA VÝSKYTU 285 GEOEFEKTÍVNYCH ERUPCIÍ (1969 - 1981)

Na Obr. 1 je ilustrovaný výskyt LDE erupcií v závislosti na čase. Časovo šírkové rozdelenie LDE erupcií (tzv. motýľovitý diagram) je znázornený na Obr. 3 a v Tab. 1. Grafy majú jemnejšie časové rozdelenie (krok sú 3 mesiace) ako tabuľky. Rozdelenie LDE erupcií podľa heliografickej dĺžky uvádza Obr. 2 a podľa heliografickej dĺžky Obr. 4. Z rozdelenia 285 geoefektívnych erupcií boli zistené nasledovné časovo-priestorové charakteristiky: a/ Severná poľogula Slnka bola produktívnejšia v tvorbe LDE erupcií v porovnaní s južnou a to po celé uvažované obdobie. Na severnej pologuli Slnka sa vyskytlo 168 a na južnej 117 LDE erupcií (viď Obr. 2 a Tab. 1).

b/ Podobne ako v iných indexoch, aj vo výskyte LDE erupcií bol 21. cyklus bohatší ako 20. cyklus. Za 7 rokov pripadajúcich na 20. cyklus bolo pozorovaných 122 LDE erupcií (viď Obr. 1 a Tab. 2), za 5 rokov 21. cyklu bolo zistených 163 LDE erupcií. 21. cyklus zasahoval do vyšších heliografických šírok v porovnaní s 20. cyklom (viď Tab. 2 a Obr. 3).

c/ Celé obdobie maxima 21. cykla, t.j. od roku 1979 do apríla 1981 (Gnevyshev a i., 1986) sa vo výskyte LDE erupcií prejavilo iba na severnej pologuli Slnka (viď Tab. 1 a Obr. 2).

d/ Najfrekventovanejšou oblasťou z hľadiska vzniku LDE erupcií na vzostupnej vetve 21. cykla bol segment od 90⁰ do 210⁰ heliografickej dĺžky. Vzniklo v ňom 47% zo všetkých pozorovaných erupcií (viď Obr. 4).

4. VÝSLEDKY A DISKUSIA

V súčasnosti dozrel problém analýzy globálnych prejavov ll-ročnej aktivity Slnka (Kuklin, 1984, Vitinsky a i., 1986) a to syntézou charakteristík a fázových posunov jednotlivých, dielčich časovo-priestorových rozdelení v určitom ll-ročnom cykle. Detailné štúdium časovo-priestorového rozdelenia rôznych konkrétnych javov na Slnku viedlo k zisteniu, že v podstate všetky majú ll-ročný periodický priebeh, ale v detailoch cyklu sa líšia. Výskyt škvŕn nie je určujúci pre výskyt iných prejavov aktivity ako sú erupcie, flokule, koronálne kondenzácie a iné. Celý ll-ročný cyklus bude nutné analyzovať z hľadiska tak aktívnych ako aj neaktívnych (koronálne diery) prejavov.

V tejto práci bolo zistené, že LDE erupcie sa prevažne vyskytujú v skupinách škvŕn s magnetickou triedou alfa p, a delta. Podrobná analýza výskytu LDE erupcií z hľadiska magnetických polí bude publikovaná v roku 1987 v Bull. Astron. Inst. Czechosl.

POĎAKOVANIE

Ďakujem P. Bendíkovi a R. Mačurovi za prípravu ilustrácií a pomoc pri príprave katalógu LDE erupcií.

- 95 -

	10/0	1	1							70	70	0.0	01	
Roky	1969	70	n	12	- 75	/4	15	76	11	78	19	80	81	Suma
Sever	20	21	6	10	5	6	2	0	7	21	38	16	16	168
30-40									2	1.	1			2
20-30	3	1							1	6	4	4	2	21
10-20	11	15	3	7	4	5			-	14	20	9	8	91
0-10	6	5	3	3	1	6	2	0	6	a.	13	3	6	54
0-10	1	3	2	4	2		2	5				3	2	24
10-20	3	4	6	6	7	5		20	2	13	3	15	10	74
20-30		1		1		а.			2	2	5	2	2	15
30-40	0										1			1
40-45								9	1			÷.	2	3
Juh	4	8	8	11	9	5	2	5	.5	15	9	20	16	117
Celé		1					8.2					1.1.1		
Slnko	24	29	14	21	14	11	4	5	12	36	47	36	32	285

Tab. 1 Časovo-šírkové rozdelenie LDE erupcií

Tab. 2 Šírkové rozdelenie LDE erupcií

	20. cyklus 1969 – 1976	21. cyklus 1977 - 1981					
Sever	70	98					
30-40		2					
20-30	4	17					
10-20	40	51					
0-10	26	28					
0-10	19	5					
10-20	31	43					
20-30	2	13					
30-40		1					
40-45		3					
Juh	52	65					

- 96 -



Histogram výskytu LDE erupcií v rokoch 1969 – 1981. Delenie časovej osi je po 3 mesiacoch. 21. cyklus mal výrazné maximum v r. 1979 (47 prípadov) a v 2. štvrťroku 1981. V 20, cykle bol zvýšený počet LDE erupcií v auguste 1972 a v 3. štvrťroku 1974. Zaujímavý je výskyt LDE . erupcií v čase minima (r. 1975 a 1976).



Obr. 2

Výskyt LDE erupcií na severnej (north) a južnej (south) pologuli Slnka. Zrejmá je prevaha prípadov LDE erupcií na severnej pologuli (N_N = 168) počas celého obdobia (pre juh N_S = 117). Najvýraznejšia asymetria bola v roku 1979 (N_N = 38, N_S = 9) a v r. 1969 (N_N = 20, N_S = 4).







Závislosť výskytu LDE erupcií od heliografickej dĺžky. V 21. cykle sa LDE erupcie najčastejšie vyskytovali v segmente od 90^C do 210⁰ heliografickej dĺžky (47%).

LITERATÚRA

Antalová, A.; Ogir, M. B.: 1984, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 35, 276
Gnevyshev, M. N.; Nagovitsin, Yu. A.; Nagovitsina, E. Yu. : 1986, Solnechnye Dannye 3, 57
Hudson, H. S.: 1985, Solar Phys. 100,515
Kahler, S. W.: 1977, Astrophys. J. 214, 891
Kuklin, G. V.: 1984, Solnechnye Dannye 1, 87
Priest, E. R.: 1983, Solar Phys. 86, 33
Priest, E. R.: 1986, Solar Phys. 104, 1
Vitinsky, Yu. I.; Kuklin, G. V.; Obridko, V. N.: 1986, Solnechnye Dannye 3, 53.

ANALÝZA VÝSLEDKOV MERANÍ S ERUPCIOU SPOJENÝCH RÁDIOVÝCH VZPLANUTÍ TYPU III V ÚZKOFREKVENČNOM PÁSME NA DRUŽICI PROGNOZ-8

A. Kénesyová, Geofyzikálny ústav SAV, Hurbanovo

ABSTRAKT

Cieľom tejto práce je analýza výsledkov meraní rádiového žiarenia na družici Prognoz-8 v rámci programu INTERKOZMOS. Obsahuje časový priebeh rádiových vzplanutí typu III, ich súvis so slnečnými erupciami a rádiovými udalosťami pozorovanými na pozemských observatóriách.

POZOROVANIA

Rádiové vzplanutie typu III je veľmi rozšírený jav. Vyskytne sa tak na veľmi vysokých (> niekoľko sto MHz) ako aj na veľmi nízkych (6 kHz) frekvenciách. Pozorovanie rádiového žiarenia pri vysokých frekvenciách je možné z pozemských observatórií, avšak štúdium vlastností vzplanutí pod 5 - 10 MHz už nie je možné zo zemských rádiových staníc, nakoľko na dlhovlnnom konci spektra rádiových vĺn je pracovné pásmo obmedzené kritickou frekvenciou ionosférickej vrstvy F, ktorá je určená predovšetkým maximálnou elektrónovou hustotou na dráhe lúča. Pozorovanie rádiovej emisie Slnka vo frekvenčnom pásme od 10 do 0,1 MHz sa dá uskutočniť pomocou umelých družíc lietajúcich nad maximálnou výškou ionosféry (h_{max} \approx 300 km). Štúdium rádiových vĺn v tomto frekvenčnom pásme dáva veľmi hodnotné informácie u vonkajšej koróne (Papagiannis, 1971).

V rokoch 1980 – 1981 sa uskutočnilo nízkofrekvenčné pozorovanie rádiového žiarenia Slnka na družici Prognoz-8, ktorá bola vypustená 25. decembra 1980 v rámci sovietsko – československého rádioastronomického experimentu. Nakoľko detailný opis prijímača je už publikovaný (Intershock project, 1985), zhrnieme len hlavné rysy prístroja. Prístroj pozostáva z dvoch častí – z bloku kanálov, ktorý je umiestnený v hermetickom obale a z anténneho širokopásmového predzosilňovača, ktorý je namontovaný vo vákuu tesne pri rámovej anténe. Frekvenčný rozsah prijímača je od 114 kHz do 2160 kHz v desiatich, približne logaritmicky rozložených kanáloch (114, 139, 215, 273, 540, 780, 1140, 1540, 2160 kHz). Šírka pásma kanalov je 10 kHz, dynamický rozsah 80 dB. Citlivosť prijímača s rámovou anténou s rastúcim kmitočtom rastie až po vlastnú rezonanciu antény, potom klesá. Najväčšia citlivosť je v okolí 7. kanála 2,8 . 10^{-19} Wm⁻² Hz⁻¹, na okrajoch pásma (1. a 10. kanál) klesá na 9 . 10^{-18} Wm⁻² Hz⁻¹. Meranie sa uskutočnilo po každých 10 sekundách súčasne na všetkých kanáloch.

2. VLASTNOSTI RÁDIOVÉHO VZPLANUTIA TYPU III

Na Obr. l vidíme príklad rádiového vzplanutia typu III zo dňa 20. marca 1981. Typický časový profil je charakterizovaný rýchlym rastom intenzity a pomalším, približne exponenciálnym poklesom (Wild, 1950). Pri nižších frekvenciách vzplanutia trvajú minúty alebo hodiny oproti sekundovým trvaniam vzpalnutí pozorovaných zo zemských rádioastronomických staníc. Excitačná doba t_e od začiatku vzplanutia do jeho maxima je t_e = 4 . 10^8 / $f^{1,08}$, kde f je frekvencia v Hz (Evans et al., 1973). Pre časový profil je najcharakteristickejší frekvenčný drift--rýchly posun k nižším frekvenciám. Posun frekvencií je definovaný ako rýchlosť zmeny frekvencie pozdĺž čiary maximálnej intenzity zaznamenaného vzplanutia. Pozorovaný frekvenčný drift prvýkrát vysvetlil Wild svojou tzv. plazmovou hypotézou, podľa ktorej vzplanutie typu III je zapríčinené určitým druhom poruchy, ktorá vzniká v nižších koronálnych vrstvách a pohybuje sa smerom von od Slnka. Pozdĺž svojej dráhy excitujú plazmové oscilácie s postupne klesajúcou frekvenciou. Plazmové oscilácie vznikajú pri lokálnej plazmovej frekvencii, ktorá je úmerná druhej odmocnine lokálnej elektrónovej hustoty. Elektrónová hustota klesá s rastúcou vzdialenosťou od Slnka, preto peak frekvencia rádiového vzplanutia driftuje k mižším frekvenciám. Frekvenčný drift je daný vzťahom:

 $\frac{\Delta f}{\Delta t} = 0,01 f^{1,84} \text{ MHz s}^{-1}$

kde f je v MHz. Táto formula má platnosť od 10³ MHz do 0,1 MHz (Alvarez and Haddock, 1973).

Súčasné merania rádiových vzplanutí typu III a elektrónov ukazujú, že radiácia je generovaná zväzkom elektrónov, pohybujúcich sa od Slnka smerom k Zemi (Fitzenreiter, 1976).

Za predpokladu, že platí na základe RAE experimentu určený model hustoty medziplanetárneho priestoru (Fainberg,and Stone, 1974) frekvencia emisie je daná vzťahom $f_{Hz} = 33,4 . 10^6 R^{-1,315}$, kde R je vzdialenosť od Slnka meraná v slnečných polomeroch.

Na Obr. 2 vidíme rôzne frekvenčné pásma a zodpovedajúce vlnové dĺžky od povrchu Slnka do 1 AU.

Frekvenčný drift je dôležitý parameter, ktorý závisí od vzdialeností dvoch emisných hladín a od rýchlosti exciterov – čiže na základe pozorovaného driftu možno určiť rýchlosť zdrojov žiarenia. Ak predpokladáme, že zväzok elektrónov, ktorý generuje vznik rádiového vzplanutia typu III sa pohybuje radiálnym smerom od Slnka a pozorujeme rádiové žiarenie pri frekvenciách f_i a f_j tak pre priemernú rýchlosť exciterov medzi hladinami, ktoré sa nachádzajú vo vzdialenostiach r_i a r_i od Slnka platí

 $\overline{v} = 33,4 \cdot 10^6 \frac{1}{f_1 / Hz} - \frac{1}{f_1 / Hz}^{0,7604}$

Podľa niektorých autorov v dostatočnej vzdialenosti od Slnka rýchlosť exciterov je takmer konštantná (Alexander et al., 1969; Fainberg and Stone, 1970; Haddock and Alvarez, 1973), nachádzajúca sa v intervale od 0,2 do 0,6 c, čo zodpovedá



Príklad typického časového priebehu rádiového vzplanutia typu III. K času t = 0 s prislúcha čas začiatku vzplanutia na frekvencii 2160 kHz. Pod pojmom čas začtiaku vzplanutia rozumieme čas (UT), od ktorého intenzita vzplanutia rastie vzhľadom k detektovanému šumu. Tento čas značí prienik energetických elektrónov do prisluchajúcej vrstvy sloečnej koróny.

103 -



- (5.2₁)

Závislosť frekvencií a vlnových dĺžok rádiového žiarenia na vzdialenosti od povrchu Slnka.

v prípade elektrónov energiám od 10 do 130 keV. Stredná rýchlosť je medzi 0,3 a 0,4 c (Fainberg and Stone, 1970).

Podľa našich výsledkov stredná rýchlosť zdrojov rádiových vzplanutí typu III, ktoré sa vyskytli v marci 1981 je značne menšia ~ 0,25 c. Obr. 3, ktorý znázorňuje strednú priemernú rýchlosť exciterov na jednotlivých dráhových úsekoch, nażnačuje určité spomalenie exciterov. Tento výsledok možno vysvetliť jednak zväčšením disperzie rýchlosti vo zväzku pohybujúcich sa elektrónov, alebo poklesom rýchlosti exciterov pozdĺž ich dráhy (Evans et al., 1973).

Vzplanutia typu III obyčajne sa vyskytnú v skupinách 3 – 10 alebo viac vzplanutí s rozdielom niekoľko sekúnd (Obr. 4), (Wild et al., 1963; McLean, 1971). To je pravdepodobne dôsledkom prerušenia zväzku elektrónov v koróne. Pozorovaná modulácia je dôsledkom rotácie dipólovej antény. Intenzita je minimálna, keď os dipólu smeruje k zdroju žiarenia a je maximálna o 90⁰ neskôr, keď je kolmá na smer excitov. Nulová modulácia značí, že žiarenie izotropne dosiahlo anténu.

Z Obr. 5 vidieť, že rádiové zvplanutia typu III sa nevyskytnú vždy na všetkých pozorovaných frekvenciách. V mnohých prípadoch je intenzita vyššia pri nižších frekvenciách. To značí nehomogenitu plazmy. Zánik radiácie mohla zapríčiniť zmena hustoty, čo nastáva napr. vtedy, keď zväzok elektrónov prechádza cez oblasť zvýšenej hostoty, napr. koronálnych lúčov. Na Obr. 6 vidieť prípad, keď drift k nižším frekvenciám sa spomaľuje až sa zastaví, a potom už nie je značný posun frekvencií.

Najvyššia frekvencia, pri ktorej je pozorovateľné žiarenie približne určuje vzdialenosť od Slnka, v ktorej sa uskutoční urýchľovanie elektrónov. V marci 1981 sme našli dva také prípady zaznamenané na družici Prognoz-8, ktoré sa vyskytli



·Obr. 3

Stredná priemerná rýchlosť exciterov generujúcich rádiové vzplanutia typu III v marci 1981 na jednotlivých dráhových úsekoch.

bez vysokofrekvenčného komponentu (24. 3. 1981, 17:23 UT; 26. 3. 1981, 15:30 UT). Podľa Fainberga (1974) v takýchto prípadoch dochádza k urýchleniu častíc v dôsledku rekonekcie magnetického poľa vo veľkých vzdialenostiach od Slnka.

Keď si porovnáme denný počet vzplanutí pozorovaných v rôznych frekvenčných pásmach (Obr. 7), tak vidíme, že od metrového pásma ich počet klesá s klesajúcou frekvenciou, čo môže byť zapríčinené jednak malou citlivosťou prístroja, ale aj poklesom hystoty zväzku pohybujúcich sa elektrónov.

Podľa našich výsledkov v pozorovanom období v 22,5% prípadov zväzok elektrónov generujúcich vzplanutie typu III zažnamenaných v metrovom pásme dosiahlo dekametrové pásmo a 18,5% hektometrové pásmo. Je pozoruhodné, že na družici Prognoz-8 vo väčšine prípadov (31 z 39) sa zaznamenalo žiarenie typu III vtedy, keď mal k nim zodpovedajúci vysokofrekvenčný komponent typu III/V. Opačne: podľa SGD v marci 1981 bolo celkove zaznamenaných 51 vzplanutí typu III/V, z ktorých vzniklo v období kalibrácie prístroja na Prognoze. Teda počet "dobrých" prípadov je 41, z ktorých v prípade 30-ich vzplanutí typu III/V bolo zaznamenané na družici vzplanutie typu III.

Na Obr. 8 vidíme denný počet vzplanutí typu III/V v porovnaní s denným počtom vzplanutí typu III zaznamenaných na družici Prognoz-8.

- 105 -



bbr. 4

- 106 -











Variácia denného počtu vzplanutí typu III pozorovaných na rôznych frekvenčných pásmach.
m - variácia denného počtu vzplanutí typu III súvisiacich so slnečnými erupciami
m - počat vzplanutí typu III zaregistrovaných v období, keď nepozorovali erupcie v H-alfa

3. SÚVISLOSŤ MEDZI RÁDIOVÝMI VZPLANUTIAMU TYPU III A H, ERUPCIAMI

Variácia denného počtu vzplanutí typu III je veľmi veľká (Obr. 7). 21. marca 1981 dochádzalo k značnému zvýšeniu aktivity typu III tak na nízkych, ako aj na vyšších frekvenčných pásmach a trvalo niekoľko dní. Niekedy zvýšenie aktivity typu III nastane súčasne s objavením novej aktívnej oblasti na slnečnom disku, ale v mnohých prípadoch k zvýšenej aktivite dochádza bez objavenia nejakého nového aktívneho régia, ako je v našom prípade a preto musí byť zapríčinená nejakou situačnou zmenou už existujúcich aktívnych oblastí na slnečnom disku. Podľa Sakuraiho (1976) energetické elektróny zodpovedajúce za emisiu typu III sú emitované v tej fáze vývinu aktívnej oblasti, keď dochádza k rapídnej zmene magnetického poľa príslušných slnečných škvŕn v dôsledku ich zmeny na komplexnejší typ 🍂 . Zvýšená aktivita typu III v marci 1981 nastala vtedy, keď dve veľké aktívne oblasti McMath 17535 a 17528 prechádzali cez slnečný disk. Aktívna oblasť McMath 17528 sa objavila na slnečnom disku 14. marca ako unipolárna slnečná škvrna, 15. marca sa už táto aktívna oblasť menila na bipolárnu a na nasledujúci deň prislúchajúca slnečná škvrna nadobudla charakter typu by , ktorý sa zachoval počas celej doby prechodu cez slnečný disk. Aktívna oblasť McMath 17535 sa objavila 19. marca ako bopolárna oblasť. 25. marca, keď nastala druhá perióda zvýšenej aktivity typu III na vyšších frekvenčných pásmach, prislúchajúca slnečná škvrna sa menila na komplexnejší typ $eta_{\mathcal{T}}$. Zvýšenie aktivity typu III na nižších frekvneciách sme nepozorovali.

Rádiové vzplanutie tohoto typu obyčajne vzniká v dobe formovania slnečnej erupcie, ale v mnohých prípadoch vzniká nezávisle od erupčnej činnosti Slnka.



Porovnanie denného počtu vzplanutí typu III zaregistrovaných na družici Prognoz-8 a denného počtu vzplanutí III/V meraných na vyšších frekvenciách (podľa SGD)

0 - vzplanutia typu III

* - vzplanutia typu III/V

Je veľmi ťažké presne určiť percento súvisu rádiového vzplanutia typu III so slnečnými erupciami, nakoľko obidva javy sú veľmi častými a preto pravdepodobnosť náhodnej korelácie je veľká. Ako kritérium korelácie sme zvolili podmienku, aby rádiové žiarenie typu III vzniklo v začiatočnej fáze erupcie, t.j. nie skôr než tri minúty pred začiatkom erupcie a nie po $H_{\mathcal{L}}$ maxime. Na základe tohto kritéria urobenej štatistiky (Obr. 7) na vyšších frekvenciách väčšina vzplanutí je produkovaná prúdmi elektrónov, ktoré nie sú injektované so slnečných erupcií. V prípade rádiových vzplanutí typu III detektovaných na družici Prognoz-8 v marci 1981 súvislosť s erupčnou činnosťou Slnka je oveľa väčšia – 83% všetkých vzplanutí súvisí s erupciami. Tento výsledok naznačuje, že urýchľovanie dostatočne veľkého
počtu elektrónov na energie potrebné na dosiahnulie vzdialenosti > 5 K_e sa uskutoční predovšetkým v slnečných erupciách.

LITERATÚRA

Alvarez, H.; Haddock, F. T.: 1973, Solar Phys. 21, 198 Alexander, J. K.; Malitson, H. H.; Stone, R. G.; 1969, Solar Phys., <u>8</u>, 388 Evans, L. G.; Fainberg, J.; Stone, R. G.: 1971, Solar Phys., 21, 198 Evans, L. G.; Fainberg, J.; Stone, R. G.: 1973, Solar Phys., 31, 501 Fainberg, J.; Stone, R. G.: 1970, Solar Phys., 15, 433 Fainberg, J.; Stone, R. G.: 1974, Space Sci. Rev., 16, 466 Fainberg, J.: 1974, Solar Radio Bursts at Low Frequencies, Coronal Disturbances, ed. by Newkirk, G., D. Reidel Publ. Co, Dordrecht - Holland Fitzenreiter, R. J.; Evans, L. G.; Lin, R. P.: 1976, Solar Phys., <u>46</u>, 437 Haddock, F. T.; Alvarez, H.: 1973, Solar Phys., 18, 305 McLean, D. S.: 1971, Austr. J. Phys., 24, 201 Papagiannis, M. D.: 1971, Studies of the other corona through Space radio astronomy, "Physics of the Solar Corona", ed. by C. Macris, D. Reidel Publ. Co, Dordrecht - Holland Sakurai, K.: 1976, Astrophys. and Space Sci., 42, 362 Solar Geophysical Data, Boulder, USA Solnečnyje dannyje Wild, J. P.: 1950, Aust. J. Sci. Res. A3, 541 Wild, J. P.: 1950, Aust. J. Sci. Res. A3, 399 Wild, J. P.; Smerd, S. F.; Weiss, A. A.: 1963, Annual Rev. Astron. Astrophys. 1, 291.

- 111 -

VÝVOJ AKTIVNÍ OBLASTI McM 18280 OBSAHUJÍCÍ ERUPCE S VÝRONEM ČÁSTIC A JEVY S TÍM SPOJENÉ

E. Marková, Hvězdárna Úpice

ABSTRAKT

V práci je popsán vývoj erupční aktivity, spojené s výronem částic naměřených na satelitech. Z údajú, získaných na pozemských stanicích a z měření družic je zkoumána rádiová emise, X-emise, Forbushův efekt a výron částic z erupce 30.3. 1982 a podmínky generace částic. Je popsán vývoj celé této aktivní oblasti, v níž byla uvedená erupce pozorována. Rovněž jsou popsány některé další velké erupce z uvedené oblasti.

Vzhledem k výskytu typické protonové erupce z 30. března 1982 spojené s nevelkým atypickým výronem částic a pozdějším Forbushovým efektem na kosmickém záření byla z hlediska vývojového zpracována aktivní oblast na Slunci, ve které zmíněná erupce vznikla.

Aktivní oblast McM 18280 (s pozicí N 10 – 14⁰, CMP March 29,0 1982) je typu F Curyšské klasifikace. Aktivní oblast je doprovázena od objevení se na disku satelitní skupinou McM 18278 (N 18,0 CMP 28,2 March 1982), která je vzdálena od hlavní skupiny 13⁰. Tato satelitní skupina 27. března mizí, ale místo ní se objevuje jiná satelitní skupina McM 18286 s pozicí N 17, CMP March 28,9 1982, vzdálená od hlavní aktivní oblasti 7⁰, a ta je na disku až do západu aktivní oblasti McM 18280.

V aktivní oblasti McM 18280 bylo několik význačných erupcí. 27. března byla erupce s importancí 1 B s trváním dd 14.09 UT do 15.47 UT s pozicí N 11 E 19, k níž na Veneře 13 a 14 bylo zaznamenáno zvýšení toku tvrdého rentgenového záření. Další velká erupce byla 30. března s trváním od 05.21 UT do 07.47 UT, importance 3 B s pozicí N 13 W 11. Tato erupce byla doprovázena atypickým výronem částic, které byly naměřeny na GOESu 2. K dalším větším erupcím došlo 31. března.

Celkový vývoj aktivní oblasti McM 18280 je patrný ze sumační křivky erupční aktivity (Obr. 1), která byla sestrojena z jednotlivých erupčních jevů (I . t, mohutnost krát trvání erupce v minutách) podle pozorování erupcí v mezinárodní síti. Za zdroj dat se použila publikace Solar Geophysical Data, Boulder. Mohutnost byla charakterizována jedním číslem, nová užívaná klasifikace byla vlastně převáděna na klasifikaci starou (Křivský, 1975). Jednotlivé trendy byly charakterizovány tangentami, t.j. erupční vydatností na jednotku časového intervalu, t.j. na 24 hodin. Pro porovnání s konvenčními parametry aktivní oblasti byly sestrojeny též sumační křivky počtu skvrn a velikosti skvrn ve skupinč (údaje byly čerpány z tabulek publikovaných v Solněčných danných, Leningrad). Pro každý den byl též zjišťován magnetický typ skupiny skvrn, což bylo určováno podle Solar Geophysical Data a kreseb v Solněčných danných. (Obr. 1).



Obr. 1

Sumační křivka erupční vydatnosti aktivní oblasti McM 18280; na vodorovné ose jsou uvedeny dny, na svislé ose index erupční vydatnosti F. Sumační křivka má nejprve pozvolný průběh, erupční vydatnost je malá, tangenta má hodnotu 43,6 (1); 27. 3. trend vzrůstá, tangenta se mění na 482,0 (2), od 1. 4. do západu aktivní oblasti je trend opět nízký (3). Protonová erupce je označena šipkou, u označení dnů jsou též j uvedeny curyšské klasifikace skupin skvrn v aktivní oblasti a magnetické konfigurace skupin

skvrn v aktivní oblasti. Křivka označená na grafu kroužky je sumační křivka plochy skvrn A a křivka označená křížky je sumační křivka počtu skvrn N ve skupině v aktivní oblasti 18 McM 18280.

Byly sledovány příčiny změn trendů erupční vydatnosti. Bylo zjištěno, že 26. března se skvrny ve skupině začínají řádkovat a 27. března dochází ke změně magnetické konfigurace z /3 na S, což podle Kunzla (1960) ovlivňuje růst erupční vydatnosti. V době od 28. do 29. března dochází k přechodnému malému snížení erupční vydatnosti, což je zřejmě způsobeno změnou magnetické konfigurace z S na /37., a chaotickým rozložením skvrn. 29. března se skvrny opět začínají řádkovat a 30. března se mění magnetická konfigurace opět na . V tento den, zhruba 54 hodin po nasazení vyššího trendu, se vyskytla erupce s výronem rychlých částic (viz Obř. 1).

Byly sledovány změny K_p indexu magnetického pole v závislosti na vývoji a erupční činnosti této aktivní oblasti. Bylo zjištěno, že 29. března došlo k mírnému vzestupu s následnou magnetickou bouří spojenou zřejmě s erupcí z 27. března, trvající až do 31. března. Prvního dubna byl mírný pokles, a ještě téhož dne došle k náhlému vzestupu.

Abychom zjistili změny jemné struktury magnetického pole spojené s erupční aktivitou, byly pro každý den určeny magnetické gradienty a jejich sumační křivky denních změn porovnány se sumačními křivkami denních změn indexu erupční vydatnosti. Magnetické gradienty byly určeny jako součet maximálních intenzit skvrn opačných polarit, dělený jejich vzdáleností (Marková, 1978). Jako zdroj dat byly použity Solněčnyje dannye. Na Obr. 2 vidíme průběh sumační křivky denních změn gradientů G (plná čára) a erupčního indexu F (přerušovaná čára). Denní změny magnetických gradientů jsou vyneseny jen do 30. března, neboť 31. března nebyly v Solněčnych dannych publikovány hodnoty magnetických intenzit. Z Obr. 2 vidíme, že denní změny magnetických gradientů dobře korelují s denními změnami erupčního indexu, ale změny magnetických gradientů asi o den předbíhají změny erupčního indexu, což svědčí o úzkém vztahu. - 115 -



Obr. 2

Sumační křivka denních změn magnetických gradientů G (plná čára) a indexu erupční vydatnosti F (přerušovaná čára) aktivní oblasti McM 18280.

První význačnější erupce ve sledované aktivní oblasti se vyskytla 27. březa. Trvala od 14.09 UT do 15.47 UT, nacházela se na N 11 a E 18, importance 1 B. rupce byla doprovázena v radiovém oboru záblesky spektrálního typu V. Na Obr. a je záznam erupce na atmosferikách (frekvence 27 kHz), pořízený na AsÚ v Ondřeově a záznamy rádiových kosmických šumů na 33 MHz a 29 MHz pořízené na Hvězdárš v Úpici. Série záblesků trvala už od 10.10 UT až do 16.13 UT, ke sledované rupci přísluší záblesk s trváním od 14.09 až 14.16 UT. K této erupci bylo též aznamenáno zvýšení toku tvrdého rentgenového záření na Veneře 13, která měřila a kanálu s energií 55 - 350 keV a na Veneře 14, která měřila na kanálu s enerií 50 - 310 keV. Zvýšení toku rentgenového záření zaznamenal též GOES v oboru - 8 Å a 0,5 - 4Å. Forbushův efekt po této erupci nebyl zaznamenán.



Obr. 3a

Záznam atmosférik (SEA) na frekvenci 27 kHz (Ondřejov) a rádiových kosmických šumů na frekvenci 33 a 29 MHz (Úpice) z 27. 3. 1982. Záblesk příslušící k popicované erupci je označen šipkou.

۶.

Nejvýznamnější erupcí ve sledované aktivní oblasti byla erupce 30. března 1982 se začátkem 05.21 UT a koncem 07.47 UT s pozicí N 13 W 11, importance 3 B. Situaci ve fotosféře vidíme na Obr. 4. Na Obr. 3b je záznam atmosferik a radiových kosmických šumů na frekvenci 33 a 29 MHz. U této erupce je patrné kromě hlavního maxima v 05.43 UT též sekundární maximum v 07.27 UT. Záblesk na frekvenci 33 MHz byl v 05.21 až 05.23 UT. U této erupce byly pozorovány všechny parametry typické pro protonové erupce, t.j. měla rovnoběžná vlákna, částečné pokrytí umber skvrn, byla doprovázena záblesky spektrálního typu II a IV a U typu, typ II měl začátek v 05.39 UT. Rovněž byla pozorována mimořádně intenzivní emise v rentgenovém oboru. K velkému vzestupu rentgenové emise došlo mezi 05.20 UT až 05.30 UT. Erupce podle toku rentgenového záření má označení X2.



Obr. 3b

Záznam atmosférik na frekvenci 27 kHz (Ondřejov) a rádiových kosmických šumů na frekvenci 33 a 29 MHz (Úpice) z 30. 3. 1982. Na záznamu je patrné kromě hlavního maxima v 05.43 UT ještě sekundární maximum v 07.27 UT.

GOES naměřil na obou kanálech, t.j. s energií větší než 10MeV a větší než 1MeV vzestup částic, který začal 31. března krátce po 02.00 UT, maximum měl kolem 13.00 UT. Částice s energií větší než 10MeV se začínají vyskytovat krátce po 02.00 UT a maximální tok byl zaznamenán ve 13.30 UT a činil 7 částic/cm²/s/ster. (Obr. 5). Pozoruhodné u tohoto efektu bylo, že došlo k pozvolnému růstu počtu částic. Po této erupci byl pozorován Forbushův efekt, jehož začátek byl většinou stanic zaznamenán 1. dubna kolem 13. UT, trval do 4. dubna do 10.00 UT, pokles činil 2,5 procenta původní hladiny.

V důsledku této erupce došlo ke geomagnetické bouři, jejíž začátek byl stanoven na 13.05 UT. Ze vzdálenosti Země od Slunce podělené rozdíly časů začátků II. typu radiového záblesku a začátku geomagnetické bouře byla určena rychlost šíření rázové vlny, která činí 746 km/s.

31. března byla serie většíxh erupcí, a to první se začátkem 06.12 UT a koncem 06.53 UT s pozicí N 08 W 36, importance 2 N, která měla přederupci se začátkem v 05.33 UT, importance SB (Obr. 3c). Atmosferiky na 27 kHz byly pořízeny na AsÚ Ondřejov. Od 05.30 UT do 13.28 UT byla registrována na frekvenci 33 a 29 MHz (Hvězdárna v Úpici) šumová bouře, během níž byly registrovány radiové záblesky spektrálního typu III.







Situace ve fotosféře v aktivní oblasti McM 18280 30. 3. 1982.

Obr. 3c

Záznam atmosférik na frekvencii 27 kHz (Ondřejov) a rádiových kosmických šumů na frekvencii 33 a 20 MHz (Úpice) z 31. 3. 1982.

Další význačnější erupce ve sledované oblasti ten den byla se začátkem v O8.30 UT a koncem 08.58 UT s pozicí N 08 W 39, importance 2B. (Obr. 3c). Tyto erupce, přestože byly poměrně velké, nevyvolaly žádné efekty s nimi spojené, jako je např. Forbushův efekt a pod.

Byly provedeny předběžné hrubé výpočetní odhady uvolnené energie v uvedených erupcích, které naznačují, že k největšímu uvolnění energie ve všech částech elektromagnetického spektra došlo při erupci 30. března. (Tap. 1).



Obr. 5

Záznam vzestupu toku částic z 31. 3. 1982 po erupci 30. 3. 1982) družicí GOES 2.

Wavelenght Interval	27 March	30 March	31 March (06.12UT)	31 March (08.30UT)
H (6563 A)	1.04×10 ²⁴	2.3x10 ²⁴	1.2×10 ²³	4.6×10 ²²
X-ray (0.5-4 A)	8.2x10 ¹⁷	5.2x10 ¹⁹	3.1x10 ¹⁸	2.9x10 ¹⁸
X-ray (1-8 A)	6.7×10 ¹⁹	2.6x10 ²⁰	2.0×10 ¹⁹	1.9×10 ¹⁹
Magnetic energy in volume of flare	1.4x10 ²³	4.0×10 ²³	1.8×10 ²³	1.3×10 ²³

Tab. 1 Kalkulace energetického obsahu jednotlivých popisovaných erupcí z aktivní oblasti McM 18280

LITERATURA

Křivský, L.: 1975, Bull. Astron. Inst. Czechosl. <u>26</u>, 203
Künzel, H.: 1960, Astr. Nachr. <u>285</u>, 271
Laštovička, L.: 1975, Geofysikální sborník XXIII, 315
Marková, E.: 1978, Bull. Astron. Inst. Czechosl. <u>29</u>, 163
Pintér, S.: 1972, Energy content of solar flares, 4th Inter. sem., Leningrad
Preliminary data
Solar Geophysical Data, 1982, Part 1, No. 452, 453, 454
Solar Geophysical Data, 1982, Part 2, No. 457, 458
Solněčnyje dannye, 1982, No. 3, 4.

VÝZNAMNÁ ERUPČNÁ ČINNOSŤ VO FEBRUÁRI 1986 POZOROVANÁ SPEKTROHELIOSKOPOM V HURBANOVE

L. Pastorek, SÚAA Hurbanovo

ABSTRAKT

Práca obsahuje údaje o chromosférických erupciách pozorovaných v Hurbanove začiatkom februára 1986. Je ukázané meranie šírky čiary H-alfa pre jednotlivé erupcie a niektoré geomagnetické efekty, pravdepodobne vyvolané týmito erupciami.

V súčasnej dobe sa na pozorovaní erupcií v silných chromosférických čiarach používajú interferenčno-polarizačné filtre. Z takto získaných spektroheliogramov sa dobre určuje poloha, plocha a priebeh erupcie. Univerzálne laditeľné filtre umožňujú merať aj zmeny šírky čiary H-alfa (obyčajne sa v nej erupcia pozoruje) v priebehu erupcie (Janssens, White,1970). Vizuálne pozorovať erupcie a pomerne jednoducho a rýchlo zmerať zmeny šírky čiary H-alfa počas erupcie sa dá spektrohelioskopom.

V dňoch 4. a 5. februára 1986 sme pozorovali spektrohelioskopom erupcie, ktorých mohutnosť dávala predpoklad na ich následné geoaktívne prejavy. Údaje o geomagnetickej aktivite sme získali z Geofyzikálneho observatória SAV v Hurbanove.

Aktívne oblasti, v ktorých sme pozorovali dve protónové erupcie, sa vyskytli náhle po dlhšom období bez slnečnej aktivity (relatívne číslo r = 0). Prvá skupina slnečných škvŕn, nachádzajúca sa v strede disku, bola typu F (Obr. 1). Mala zložitú magnetickú štruktúru typu gama s delta konfiguráciou (Soln. Dann., 1986). Skupina škvŕn na východnom okraji bola typu C, mala nevýraznú magnetickú štruktúru typu alfa s kladnou (severnou) polaritou škvŕn.

Údaje o troch pozorovaných erupciách sú zahrnuté v tabuľke. Prvý stĺpec udáva číslo erupcie, druhý dátum pozorovania. V 3., 4. a 5. stĺpci je udaný čas (UT) počiaťku a konca erupcie a čas, kedy bola pozorovaná maximálna šírka čiary H-alfa. Stĺpce 6 a 7 udávajú mohutnosť erupcie I (inportancia) a maximálnu hodnotu (W) šírky čiary H-alfa v Angströmoch. Šírku čiary H-alfa sme merali pomocou posunovača čiary (line-shifter). 8. a 9. stĺpec udávajú heliografické súradnice erupcie. T a A v stĺpcoch 10 a 11 určujú čas a šírku čiary v počiatočných bodoch kriviek zobrazujúcich časový priebeh šírky čiary H-alfa (body 1, 2 a 3). V poslednom stĺpci sú uvedené nasledovné poznámky:

B - pravdepodobne koniec vačšej erupcie

D – jasný bod

E – dva alebo viac jasných bodov.

22

Krivky odpovedajúce časovej zmene šírky čiary H-alfa meranej v priebehu jednotlivých erupcií sú znázornené na Obr. č. 2. Horizontálna stupnica údáva čas T s úsekmi po piatich minútach. Vertikálna stupnica odpovedá šírke čiary H-alfa (W) s úsekmi po 0,5 A. Pri meraní šírky čiary H-alfa sme vlastne merali šírku červeného a modrého krídla čiary. Ich súčet je šírka emisnej čiary H-alfa nad fotosférickým pozadím. Toto meranie je síce nedostačujúce na to, aby ukázalo skutočný posun stredu emisnej čiary H-alfa do červenej oblasti, ale poukazuje na možnú červenú asymetriu odvodenú z veľkosti šírky červeného a modrého krídla čiary Obr.3.

Na magnetogramoch registrovaných na normálnej registrácii, typ Bobrov, sa zaznamenali dva geomagnetické efekty, ktoré majú pôvod na Slnku. Na magnetograme zo 4. 2. 1986 Obr. 4 vidieť dva magnetické háčiky, solar flare effect (sfe). Prvý háčik o 7:36 UT sa prejavil na zázname ako zvýšenie intenzity poľa, druhý magnetický háčik o 10:23 UT ako zníženie intenzity. Ich vznik sa pri**pi**suje dopadu krátkovlnného žiarenia zo slnečnej erupcie. Začiatok prvej erupcie bol teda o 7:36 UT. My sme pozorovali (od 7:57 UT) iba druhú, zostupnú fázu **e**rupcie, ktorá mala mohutnosť až 3b (Solar Geophys. Data 1986).

Na magnetograme zo 6. 2. 1986 (Obr. 5) je zaznamenaný náhly počiatok geomagnetickej búrky, SSC^{*}, o 13:12 UT. Je to prudká zmena intenzity poľa, ktorá nastáva pri interakcii nárazovej vlny, generovanej slnečnou erupciou, magnetosférou. Následná geomagnetická búrka trvala do 10. februára. Iné observatóriá (napr. Wingst) udali SSC aj na 7. februára o 13:52 UT. Keď si všimneme náš magnetogram z tohto dňa (Obr. 6), v tomto čase nastala výrazná zmena v chode záznamu vo všetkých troch zložkách. Záverom možno z tohto usúdiť, že pravdepodobne obe protónové erupcie zo 4. februára generovali nárazové vlny, ktorých interakcie so zemskou magnetosférou sa zaznamenali ako SSC v dňoch 6. a 7. februára. Na magnetogramoch od 7. do 10. februára je pravdepodobne zaznamenaná superpozícia dvoch geomagnetických búrok.

LITERATÚRA

Janssens, T. J.; White, K. P.: 1970, Solar Physics <u>11</u>, 299 Knoška, Š.; Parajňáková, V.: 1971, Bull. Astron. Inst.Czechosl. <u>2</u>, 92 Soln. Dann., 1986, <u>2</u>, 5 Solar-Geophysical Data, 1986, <u>504</u>, Part II, NOAA Boulder.

110 -





Snímok z fotosféry zo 4. 2. 1986 o 10:10 UT; Hurbanovo, hore N, vľavo E







Òbr. 3

Časový priebeh šírky modrého krídla (M) a červeného krídla (Č) čiary H-alfa pre erupciu č. 2.

Č	Den	Zač.	Kon.	Max.	1	w	В	L	·т	w	Pozn.
1	4	07 57	08 29	/	2 n	/	03 S	21 E	07 57	3,9	E,B
2	4	10 26	12 06	10 28	3b	8,5	04 S	65 E	10 19	1,9	D
3	5	09 35	09 59	09 44	1n	4, 1	0 3 S	53E	09 35	3,9	D



. :

Ubr. 4

Magnetogram zo 4, 2, 1986 z 60 Hurbanovo. Dva sfe sú zaznamenane o 7:36 UT a 10:23 UT.







Magnetogram zo 7. februára 1986.

DIGITÁLNÍ ZPRACOVÁNÍ SNÍMKU SLUNEČNÍ FOTOSFÉRY

S. Šimberová, Astronomicky ustav ČSAV, Undřejov

ABSTRAKT

V příspěvku je podán stručný přehled použitých metod a prostředků při digitálním zpracování snímků sluneční fotosféry na digitálním mikrofotometrickém systému na ondřejovské observatoři.

ÚVOD

Digitální zpracování obrazů patří mezi nové a progresivní techniky. Astronomie se řadí k oborům, ve kterých se digitální zpracování obrazů stává nezbytným procesem při vyhodnocování napozorovaných materiálův80-tých letech. Zavedení tohoto způsobu zpracování by mělo představovat :

1/ vizualizaci informace ze snímku pro člověka - vyhodnocovatele (transformace jasové funkce),

2/ nalezení, popis a klasifikace objektů (automatické, poloautomatické).

Z toho pak vyplývá požadavek na vytvoření univerzálního modulárního systému programů (uživatel dává požadavky na zpracování). Dále jsou vyvíjeny prostředky i metody pro zpracování vizuální informace.

Digitální zpracování obrazů v řadě oblastí nabývá stále větší důležitosti a má velmi široké možnosti uplatnění (dálkový průzkum Země, vojenská technika, technická diagnostika, robotika, lékařství).

2. PROSTŘEDKY A METODY PRO ZPRACOVÁNÍ VIZUÁLNÍ INFORMACE

Prostředky zabezpečující především – sejmutí obrazu

převod do digitální formy (vstup pro počítač)

– přenos a zpětné zobrazení (výstup na monitor, tiskárnu, filmový záznam) Uspořádání univerzálního systému pro digitální zpracování obrazů je uv**ed**eno na Obr. l.

Kromě technických prostředků je třeba sestavit algoritm**y** pro zpracování obrazů v dané aplikaci a na základě těchto algoritmů vytvářet softwarové vybavení používaného počítače. Vzhledem ke značnému množství dat, které je nutno zpracovávat, se velká pozornost věnuje procesům předzpracování a segmentace obrazu.



Obr.1 Univerzální systém pro digitální zpracování obrazů

3. ZÍSKÁVÁNÍ OBRAZU SNÍMKU SLUNEČNÍ FOTOSFÉRY

Snímky fotosféry byly získány filmovým záznamem v kameře na teleskopu s Clarkovým objektivem o ø 205 mm na ondřejovské observatoři. Jedná se o skupiny skvrn ze dne 2. 6. 1979 v 09^h 55^m UT.

Tyto snímky byly pak dále zpracovávány systémem pro digitalizaci obrazů vyvinutém na AÚ ČSAV v Ondř**e**jově (Obr. 2).

Programové vybavení řídícího počítače je koncipováno jako stavebnice pro vytváření libovolného postupu měření podle požadavků uživatele.

Základní skanovací krok snímacího zařízení je 4 µm v obou osách, jasová úroveň v rozmezí 0 – 255. Měření je možné uskutečnit v libovolných násobcích tohoto elementárního kroku, počet skanovacích kroků je rovněž volitelný. Uživatel zadává tyto parametry pomocí počítače před započetím měření. Po zobrazení celé obrazové matice si může uživatel zadat vykreslení libovolných řezů po řádcích na souřadnicovém zapisovači.



Obr. 2

Schéma pro digitalizaci

Na barevnem monitoru ize zobrazit matice 128 x 128 resp. 256 x 256 bodu, rovneż je możnost přepínání na černobílý režim (Suda, 1977; Halik, 1984).

4. SEGMENTOVÁNÍ OBRAZU

Postupy vedoucí k určování stejnorodých oblastí ve snímku s ohledem na společné vlastnosti se n**a**zývají segmentování obrazu. Jedním z nejčastěji užívaných pro vyhledání lokálních vlastností ve snímku je histogram, funkční závislost četnosti výskytu bodů snímku na jasové úrovní. Pro digitální obraz je histogram definován vztahem:

$$\sum_{z=0}^{z \max} .H(z) = S . V$$
(1)

kde z_{max} – maximální úroveň šedé (255)

S.V - rozměr obrazu v obrazových bodech

- počet bodů v řádku S

- počet řádků

Typický histogram námi zpracovaných snímků je na Obr. 3. Má dvě význačná maxima, z nichž první odpovídá úrovni šedé z, pro granulaci (pozadí snímku) a druhé



Obr. 3

Histogram zpracovávaných snímků

odpovídá úrovni šedé z₂ pro skvrny (objekty). Relativně malý počet obrazových bodů je ve střední úrovni šedé. Pro volbu prahu zobrazení se histogram stává nezbytným. Práh se volí v minimu získané funkce při studiu objektů (skvrn) v obrazu, Pro studium granulí (oblasti s nízkou úrovni šedé) byly používány metody zvyšování kontrastu (nelineární transformace).

5. OBOHACENÍ OBRAZU

Pro zlepšení subjektívního vjemu obrazu byly aplikovány následující metody: l/ modifikace stupnice šedé -bodová operace polohově invariantní, body vstupního a výstupního obrazu mají stejné souřadnice. f_{vst}(x, y) je vstupní obraz, transformovaný výstupný obraz pak

$$f_{výst}(x, y) = F\left[f_{vst}(x, y)\right]$$
(2)

2/ transformace stupnice šedé do zvoleného rozsahu – tato lineární transfornace byla použita pro granulaci; stupnice šedé byla rozšířena na plný rozsah systému. Označíme z₁, z₂ – min. a max. úrovně šedé vstupního obrazu, s₁, s₂ – požadované změněné meze, pak

$$z_{výst} = (z_{vst} - z_1) \cdot \frac{s_2 - s_1}{z_2 - z_1} + s_1$$
 (3)

z_{vst} – úroveň šedé vstupního obr**a**zu z_{výst} – úroveň šedé výstupního obrazu

3/ nelineární transformace – Obr. 4 znázorňuje logaritmickou transformaci stupnice šedé. Tato transformace zvyšuje kontrast v nízkých úrovních a snižuje ve vysokých úrovních šedé. Exponenciální transformace působí naopak;



Nelineární transformace šedé

4/ pseudobarevné zobrazení - při pseudobarevném zobrazení je stupnici šedé přiřazeno barevné zobrazení. Určité úrovni černobílého obrazu je přiřazena barva. Lidské oko je schopno rozeznat více barev než jednotlivých úrovní šedé (jen kolem 50 odstínů). Malé jasové rozdíly, které jsou v černobílém obraze téměř nespostřehnutelné, jsou pseudobarevným zobrazením barevně odlišeny a je zvětšena jejich viditelnost. Je možno tak transformovat malé rozdíly v úrovních šedé, které jsou obtížne rozpoznatelné. (Sobotka, Šorm, 1984; Ballard, Brown, 1982; Šonka, Hlaváč, 1986).

6. ZPRACOVANÉ OBRAZY SNÍMKŮ

Dva snímky, které byly zpracovány jsou na Obr. 5, 6. Pro zadanou oblast zkoumání byly vybrány pouze části těchto snímků. Na Obr. 7, 8 je zobrazena po zpracování malá skvrna z Obr. 5 v rastru 128 x 128 bodů, skanovací krok 44 µm v 8 a 32 barevních úrovních. Na Obr. 7 je zpracovávaný obraz v 8 barevných úrovních při použití metody modifikace stupnice šedé. V Obr. 8 je použito transformace stupnice šedé do zvoleného rozsahu a znázorněno v 4 x 8 barevních úrovních. Obr. 9, 10, 11 jsou výsledkem zpracovávaného snímku z Obr. 6 rovněž v 8, 16, 32 barevných úrovních za použití týchž metod.

Na Obr. 12 – 16 jsou ukázky zpracovávaných snímků při skanovacím kroku 32 µm do matic 250 x 200. Na barevném monitoru je možno použít škálu 16 barev v 16, 32, 64, 128 úrovních. Pro zvýraznění jemné struktury fotosféry bylo použito po předzpracování ještě nelineární transformace do zvoleného rozsahu úrovní šedé. Jak je zřejmé z Obr. 15, 16 došlo k výraznému obohacení obrazu pro nízké úrovně.

ZÁVĚR

Vzhledem k široké problematice bylo možno v omezeném rozsahu příspěvku uvést pouze základní informaci. Společným řešením nových technických a programových prostředků digitálního zpracování obrazu s astronomickými přístroji se postupně vytváří možnosti pro konkrétní aplikace a nové využití napozorovaných materiálů.

LITERATURA

Ballard, D. H.; Brown, C. M.: 1982, Computer vision, New York, Prentice Hall Halík, M.: 1984, Mikroprocesorový systém pro řízení fotometru, (Závěr. práce

postgraduálního studia "Mikropro**c**esory a mikropočítače" ČVUT FEL) Sobotka, Z.; Šorm, R.: 1984, Základy digitálního zpracování obrazu (Tesla VÚST Praha)

- Suda, J.: 1977, Jemná struktura slunečních skvrn a její vztah k magnetickému poli (Kandidátska disert, práce)
- Šonka, M.; Hlaváč, V.: 1986, Předzpracování obrazu, Segmentování a popis obrazu (Metody a prostředky zpracování vizuální informace); sborník přednášek ČSVTS FEL ČVUT Praha.





'Obr. 7

Obr. 8



Obr. 11

Obr. 12





Obr. 15

Obr. 16

PROBLEMATIKA REDUKCE SLUNEČNÍCH SPEKTER

P. Kotrč, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

V článku je uveden přehled problematiky praktické redukce fotografických slunečních spekter. Diskutují se hlavní problémy pořizování a poměřování spektrogramů, odstraňování chyb fotografického procesu , vlivu rozptýleného světla, instrumentálního profilu a numerické filtrace dat.

ύνορ

Jedinečným zdrojem informací o zářících kosmických tělesech i mezihvězdném prostředí je pro nás elektromagnetické záření (v optickém oboru je nazýváme světlo). Informace obsažené v záření kosmického objektu můžeme úspěšně rozšifrovat pouze na základě mechanismů vzniku záření, znalosti interakce záření s prostředím a na základě poznání vlastností techniky pro záznam a vyhodnocení dat. Chceme-li dosáhnout maximum přesnosti jíž nám poskytuje spektrální analýza, pak musíme dokonale poznat a započítat všechny podstatné problémy, které jsou obsaženy v použitém způsobu redukce spekter.

Tento článek je pokusem o krátkou exkurzi do oblastí redukce fotografických spekter. Chce připomenout jak některé zajímavosti z pohledu obecnějšího, tak uvést i konkrétní zkušenosti autora z praktické redukce slunečních spekter.

2. ZÁKLADNÍ POJMY, VZNIK A TYPY SPEKTER

Šíří-li se světelná vlna prostředím, pak vždy působí světlo na prostředí a prostředí na procházející světlo. Vzájemné působení se v principu projevuje těmito způsoby:

a/ rozkladem světla (disperzí)

b/ pohlcováním světla (absorpcí)

c/ rozptylem světla (difuzí)

Disperze světla má pro praktickou spektroskopii zásadní význam. K disperzi se zpravidla využívá ohybu světla (difrakce) a lomu světla (refrakce).

Z hlediska historického je zajímavé, že rozklad světla hranolem na barevné svazky objevil a popsal jako první, profesor Univerzity Karlovy, Jan Marek (známý jako Marcus Marci). Jeho spis De arcu coelesti pojednávající o duze a barvách těles , vyšel v roce 1668, tedy 18 let před vydáním Newtonovy optiky (1686), v níž byl rozklad světla rovněž popsán. K přesnějšímu studiu a měření jednotlivých barevních složek světla tvořících spektrum příslušného zdroje používáme spektrografy. Mřížkové spektrografy, s nimiž se v naší praxi především setkáváme, mají pred hranolovými spektrografy prednost jednak v tom, že zachovávají úměrnost mezi lineární vzdálenosti v disperzi a vlnovou délkou (= normální spektrum) a jednak méně absorbují záření.

V astrofyzice používáme spektrografy výhradně ve spojení s dalekohledem. Základními součástmi libovolného štěrbinového spektrografu jsou:

– štěrbina (vybere z obrazu zdroje záření úzký proužek),

kolimátor (vytvoří rovnoběžný svazek paprsků od štěrbiny),

- disperzní člen (mřížka nebo hranol) – rozloží svazek ve spektrum,

- objektiv kamery (vytvoří monochromatické obrazy štěrbiny),

- registrující zařízení v ohnisku objektivu kamery (záznam spektra).

Výkon každého typu spektrografu je charakterizován třemi veličinami: disperzí, světelností a rozlišovací schopností. Disperze udává, jaký rozsah vlnových délek připadá ve spektru na délku 1 mm. U hvězdných spekter dosahujeme disperze několika desetin nm na mm, u slunečních několika setin nm na mm. Zvětšování disperze je omezováno světelností spektrografů, neboť s rostoucí disperzí se zmenšuje intenzita výsledného spektra. Rozlišovací schopností rozumíme poměr $\lambda / \Delta \lambda$, kde $\Delta \lambda$ je nejmenší rozdíl vlnových délek dvou čar u vlnové délky λ , které od sebe ještě můžeme odlišit.

Z hlediska terminologického je dobré si uvědomit, že pojem spektrální čára je historicky odvozen od štěrbinového spektrografu a nikoliv z rozložení intenzity záření ve spektru. V ohniskové rovině kamery spektrografu totiž pozorujeme monochromatické obrazy vstupní štěrbiny spektrografu, které byly vzhledem k tvaru obrazu štěrbiny nazvány spektrální čáry. Čím užší štěrbina, tím tenčí jsou její monochromatické obrazy.

Experimentujeme-li se spektrografem a různými zdroji záření, můžeme zjistit, že zužováním štěrbiny se nám u některých zdrojů záření podaří vyčlenit ve spektru jednotlivé spektrální čáry. Tyto zdroje, které vyzařují nespojité (diskrétní) spektrum, jsou tvořeny látkou v plynném stavu.Zdrojem čárového nebo pásového spektra jsou atomy nebo molekuly plynů, které vysílají záření jen u vymezených vlnových délek odpovídajících rozdílu dvou diskrétních energetických hladin atomu či molekuly. Je-li plyn zahřát na vhodnou teplotu, uskutečňují se přechody atomu či molekuly mezi těmito energetickými hladinami a u odpovídající vlnové délky se objeví emisní čára nebo pás. Spektrum sestávající z emisních čar nebo pásů názýváme emisní spektrum. Prochází-li naopak plynem záření, jehož intenzita odpovídá vyšší teplotě než je teplota plynu, plyn absorbuje záření u těchže vlnových délek a ve spektru se objeví absorpční čáry nebo pásy. V těchto případech hovoříme o tzv. absorpčním spektru.

U zdrojů záření, které jsou žhoucími pevnými nebo kapalnými tělesy, nebo se svými stavovými vlastnostmi těmto tělesům podobají, se spektrum ani při sebevětším zužování štěrbiny nestane diskrétním a jeví se nám jako spojitě osvětlený barevný pás bez tmavých mezer. Intenzita záření se s vlnovou délkou spojitě mění, proto takové spektrum nazýváme spojité, nebo též kontinuum. Tímto výkladem jsme se z hlediska spektroskopického dostali k pojmům čárové a pásové spektrum, spojité spektrum. Přiblížíme se tyto pojmy na příkladech ze sluneční spektroskopie, kde se se všemi zmíněnými pojmy setkáváme.

to a man the second start with the second second

3. POZOROVANÁ A SYNTETICKÁ SLUNEČNÍ SPEKTRA

Hluboko pod povrchem Slunce se plazma chová jako černé těleso a vysílá tudíž spojité spektrum v němž je intenzita rozložena podle Planckova zákona. To znamená, že je tam veškeré záření plně pohlcováno a vyzařováno znovu v nejrůznějších vlnových délkách. Tento stav označujeme jako zářivou rovnováhu.

Nejhlubší hladina, z níž alespoň některá světelná kvanta uniknou do prostoru, se nyzývá mez dohlednosti ve spojitém spektru a tvoří dno nejnižší vrstvy sluneční atmosféry – fotosféry. Čím výše se dostáváme nad dno fotosféry, tím více spojitého záření uniká do volného prostoru a tím více se tedy unikající záření liší od záření černého tělesa. Ve výšce několika set km nad mezí dohlednosti je pak již téměř všechno procházející záření vyzařováno do prostoru, neboť hustota atmosféry nad touto výškou klesá natolik, že prakticky spojité záření neovlivňuje.

Důležitým procesem, který má vliv na charakter spektra sluneční fotosféry je tzv. spojitá absorpce, která se uskutečňuje při každé ionozaci atomů, dále při absorpci fotonů na záporném iontu vodíku a při rozptylu záření na volných elektronech a při jiných procesech. Absorpční spektrum popisujeme jako součet dvou složek – kontinua a absorpčních čar. Koeficient absorpce je součtem dvou členů, z nichž jeden se mění s vlnovou délkou pozvolna (spojitá absorpce) a druhý výrazně (čárová absorpce).

Unikání fotonů ze sluneční atmosféry není u všech vlnových délek stejné. Atomy sluneční atmosféry u některých vlnových délek záření silně pohlcují, u jiných je nechávají volně projít. V silně pohlcovaných vlnových délkách se tak mez dohlednosti posouvá do větších výšek. V těchto oborech spektra vidíme do menších hloubek v důsledku záporného gradientu teploty ve fotosféře.

Ve slunečním spektru, především ve skvrnách se setkáváme i se zmíněnými spektrálními absorpčními pásy příslušejícími molekulám †i0, C₂, O₂ a dalším dvouatomovým molekulám zastoupeným ve sluneční atmosféře.

Význam současného studia spojitého spektra i absorpčních čar ve sluneční atmosféře je z toho, co již bylo uvedeno zřejmý. V principu umožňuje hloubkovou sondáž atmosféry, nebo její časti. Situace je však komplikována řadou faktorů. K ne závažnějším patří odchylky od termodynamické rovnováhy a zářivé rovnováhy a důsledky řady dynamických procesů probíhajících ve sluneční atmosféře.

K prvotním úkolům sluneční fyziky patří poznávání fyzikálních procesů probíhajících na Slunci. Na tomto základě se vytvářejí a zdokonalují modely a to jak atmosféry, tak i útvarů s nimiž se ve sluneční atmosféře setkáváme (skvrny, fakulová pole, protuberance, erupce, ...). Pod pojmem model chápeme reálnou představu fyzikálních podmínek ve sluneční atmosféře.

Rozlišujeme 3 skupiny modelů. Tzv. empirické modely vycházejí z průběhu pozorované intenzity kontinu, v široké škále vlnových délek a z geometrického rozložení intenzity záření od centra k okraji slunečního disku. Chod teploty je určován z okrajového ztemnění disku. Semiempirické modely interpretují pozorované profily Fraunhoferových čar, které poskytují informaci o fyzikálních veličinách v celém rozmezí hloubek v nichž čáry vznikají. Tak můžeme získat představu o lokálních hodnotách teploty, hustoty, tlaku, pole záření, o chemickém složení, o dynamice (pohyby, změny), o magnetickém poli a dalších veličinách. Za tuto podrobnou informaci jsme nuceni platit vysokou cenu. Je nutno podstoupit složitou cestu fyzikální a matematické interpretace, která je tím obtížnější, čím dokonalejší model chceme docílit. Modely teoretické se od skupiny semiempirických modelů liší zejména tím, že průběh teploty u nich není zadáván jako vstupní parametr, ale počítá se na základě rovnic popisujících vzájemnou interakci mezi zářivými a nezářivými způsoby přenosu energie . Tyto modely jsou tedy vnitřně konzistentní. Konečným kritériem správnosti kteréhokoliv modelu je dosažení souhlasu mezi spektrem pozorovaným a syntetickém spektrem , které je výstupem daného modelu.

Z toho co bylo uvedeno je zřejmé, že chceme-li získat z profilů spektrálních čar dostatečně spolehlivé a přesné informace, je nutné brát v úvahu všechny závažné okolnosti, které interpretaci spekter ovlivňují. Takové okolnosti jsou obsaženy ve všech etapách redukce spektra. My se ve výkladu omezíme jen na úsek mezi vlastním získáním spektrogramu až po převod na intenzity a následnou redukci o instrumentální vlivy a numerickou filtraci dat.

4. FOTOGRAFOVÁNÍ SLUNEČNÍHO SPEKTRA

Jedině spektrogram, který má patřičné náležitosti má smysl podrobit úplné redukci. Se získáním kvalitního spektrogramu je to obdobné jako s dobrou fotografií astronomického objektu. Neexistuje stopercentní návod, ale jsou zásady, které spolu s praktickou zkušeností patří k podmínkám nutným k dosažení žádoucího výsledku.

Především, při pořizování spektrogramu jenž má sloužit k zodpovězení konkrét ní vědecké otázky, musíme vyjít ze znalosti charakteru zkoumaného objektu a jeho spektra a ze znalosti vlastností spektrografu i použité techniky a metodiky zpracování dat. K příznivým podmínkám počítáme: dobře vybavený a fungující spektrograf, dobré atmosférické pozorvací podmínky a samozřejmě objekt, jehož spektrum budeme pořizovat.

Pro představu uvedeme přehled přípravných a běžných činností, které provázejí fotografování spektra slunečního objektu.

l. Výběr a nastavení spektrální čáry. Zvolíme disperzní řád, natočíme mřížku do potřebného úhlu. Protože do stejného směru se promítají spektra různých řádů, musíme zařadit vhodný filtr vymezující potřebnou spektrální oblast. Doostříme objektiv kamery spektrografu. Tato etapa je nutná z nového spektrografu HSFA, u mnohokamerového spektrografu odpadá, neboť je zahrnuta do systému kamer.

2. Volba velikosti štěrbiny. Šířka štěrbiny je větší nebo rovna tzv. normální šířce štěrbiny s_N, která charakterizuje rozlišovací schopnost optiky spektrografu pro danou vlnovou délku:

$$s_{N} = \lambda \cdot \frac{f_{col}}{D_{col}}$$

^{kde f}col^{/D}col je efektivní otvor kolimátoru, Výška štěrbiny se volí podle charakteru objektu.

3. Volba doby expozice spektra. Expozice je závislá na typu objektu, průzrač nosti zemské atmosféry, kvalitě optiky, šířce štěrbiny, na použité fotografické emulzi a způsob jejího zpracování. Emulze, s nimiž pracujeme, jsou zpravidla senzibilizované k určitým spektrálním oblastem. Podle typu senzibilizace označujeme emulze takto:

nesenzibilizované - citlivé od fialové barvy po zelenou oblast;

- 138 -

ortochromatické – od fialové po žlutou;

panchromatické – od fialové po oranžově červenou;

izopanchromatické - od fialové po červenou bez snížení citlivosti v zelené oblasti spektra;

infrachromatické – pro infračervené záření, může se využívat až do 1400 nm, pro delší vlnové délky se používají fotoelektrické principy záznamu.

Určení vhodné doby expozice je ve sluneční spektroskopii velmi důležitým a obtížným požadavkem a vyžaduje značnou praxi. Cílem je dosažení lineárního úseku charakteristické křivky fotografické emulze (oblast normálních expozic), Podexponovaný a přeexponovaný spektrogram představuje zpravidla neřešitelný problém pro přesné zpracování zachycené informace. Proto bývá užitečné udělat 2 - 3 expozicc téhož řezu, zvlášť tehdy jde-li o unikátní jev.

4. Záznam potřebných doprovodných údajů. Vlastní expozici řezu objektem je nutno doplnit záznamem údajů důležitých pro pozdější zpracování spektrogramu. Sem patří: popis snímaného objektu, umístění a orientace řezu štěrbiny (užívá se snímků současně exponovaných ve světle odraženém z vyleštěných a skloněných břitů štěrbiny a dále vláken natažených před štěrbinou), číslo desky, resp. spektra, emulze, spektrální čára, délka expozice, použité filtry, ocenění pozorovacích podmínek a jakékoliv faktické záznamy, které se mohou zdát v daný moment bezpředmětné, ale později mohou připspět k rozluštění případných nejasností.

5. Kalibrační škála. Každý spektrograf musí obsahovat snímky kalibrační škály, které je třeba provést za stejných podmínek za nichž jsou prováděny vlastní snímky spekter objektu. Příliš intenzivní osvětlení škály snižujeme filtrem o známé propustnosti v dané oblasti spektra. Pokud jde p drobné nedefinované odchylkv v hodnotě osvětlení a v době expozice mající charakter fluktuací, pak spíše můžeme připustit malou odchylku v době expozice než v hodnotě osvětlení. Vyplývá to ze Schwarzshildova empirického vztahu pre fotografickou hustotu D:

$D = \gamma \cdot \lg E \cdot t^p + j,$

kde E je osvětlení, t doba osvitu, j setrvačnost emulze, γ je faktor kontrastu a p parametr, jehož hodnota je charakteristická pro danou emulzi a leží v rozmezí (0,7 . Snímek fotometrické škály provádíme před štěrbinou a to v neostrém obraze středu slunečního disku abychom zajistili rovnoměrný osvit všech stupňů škály. Užíváme zpravidla deštičku ze skla nebo křemene s napařenými vrstvičkami kovu, které mají definovanou propustnost. Nectností této škály je, že častárne a je nutno ji znovu kalibrovat. Určitou komplikací je i selektivnost sem propustností v různých oblastech spektra. Tato selektivnost je minimální pokud jsou napařené vrstvičky z platiny. Jiným závažným problémem je možnost vzniku interference procházejícího záření na planparalelní vrstvě podložky škály a možnost kombinovaných reflexů na optických plochách podložky a vstupní štěrbině spektrografu. Proto se častěji používá druhý typ kalibrační škály, který je tvořen rychie rotujícím sektorovým kolem , které má v různých vzdálenostech od svého strodu zkalibrovanou propustnost záření. Předchozí vady napařované kalibrační škály zde odpadají, avšak přichází jiná nepříjemnost. V důsledku odchylek od zákona ekvivalence změn času a osvětlení $I_1 \cdot t_1 = I_2 \cdot t_2$, závisí hustota fotografického zčernání a obecně též na periodicitách v osvětlení vlastního zdroje světla. Se zvyšováním frekvence osvitu se hustota zčernání emulze zmenšuje až do určit**é** kritické hodnoty, při níž již zůstává konstantní. Kodak pro své materiály udává, že více než 100 násobné přerušení během expozice je už ekvivalentní nepřerušované expozici se sníženou intenzitou osvětlení.

6. Vyvolání fotografické desky se spektrogramem je poslední operací při vlastním pořizování spektra, která ovlivňuje kvalitu další redukce. Zde je nutno zdůraznit tři faktory: současné vyvolání snímků spektra i kalibrační škály, stejnoměrné vyvolání všech částí spektrogramu a dodržení doporučených fotografických postupů.

5. URČENÍ INTENZITY ZÁŘENÍ VE SPEKTRU

Rozvoj měřící a záznamové techniky přináší nové způsoby záznamů spektra. My zatím užíváme klasický způsob: proměřujeme fotografický spektrogram mikrofotometrem nebo mikrodensitometrem a měřené hodnotě přiřazujeme pomocí kalibrační závislosti intenzitu záření ve spektru. Tím provádíme dvojí transformaci: intenzita záření -> fotografické zčernání emulze -> intenzita záření. Moderní způsoby jako např. fotoelektrický záznam rozmítaného spektra, nebo měření pomocí mozaiky detektorů s vázaným nábojem mají kalibraci zhrnutou přímo jako součást měření a zaznamenávají analogový nebo digitální signál intenzity do paměťových prostředků. Tím se zjednodušuje zdlouhavý proces měření a zpracování dat.

I do klasického procesu však výrazně zasahuje automatizace a výpočetní technika, která přináší následující výhody:

- zvyšuje rychlost a přesnost měření,
- vylučuje subjektivní vlivy (výsledky jsou reprodukovateľné),
- umožňuje dokonalejší odstranění vlivu měření a detektorů záření na zkreslení dat.

5.1 Mikrofotometry, mikrodensitometry

Fotografické zčernání emulze měříme mikrofotometrem, přístroje měřící fotografickou hustotu nazýváme mikrodensitometry. Opticko-mechanická konstrukce těchto přístrojů zaručuje vysokou přesnost jak nastavení polohy měřeného bodu, tak měření hodnoty zčernání emulze, propustnosti nebo fotografické hustoty emulze v daném bodě spektrogramu. Při měření dbáme na rovnoběžnost pohybu měřícího stolu se směrem disperze na spektrogramu, na dokonalé zaostření celého měřeného úseku a neměnnost všech fyzikálních podmínek měření (teplota, ztlumené osvětlení měřící místnosti). Koeficienty absorpce disperzního stříbra a koeficient disperzního rozptylu při průchodu záření lampy mikrofotometru zčernalou emulzí závisí na užité vlnové délce záření. Proto je možno navzájem srovnávat jen měření prováděná na tomtéž přístroji za stejných podmínek. Výměna lampy v průběhu měření, užívání dostatečně nenahřáté lampy, nebo měření spektra a kalibrační škály na různých přístrojích mohou vést k systematickým chybám.

Hodnoty měření mikrofotometrem jsou vždy poněkud zvýšeny vlivem rozptýleného světla od zdrojové lampy přístroje. Tento vliv snižujeme zúžením předřazené vymezovací štěrbiny světelného svazku tak, aby její obraz na stínítku byl o málo větší než je sama měřící štěrbina. Šířka měřící štěrbiny mikrofotometru nebo mikrodensitometru se vybírá okolo 50 µm, výška štěrbiny okolo 1 mm. Při tomto uspořádání je velikost měřící plochy štěrbiny okolo 0,05 mm², což již zaručuje, že zrnitost emulze se projevuje na výsledcích velmi málo.



vliv zrna na profil

nehomogenity emulze







Eberhardtův jev



rozptyl fotonů na zrňech emulze

aureola – odrazy na zadni ploše podložky emulze

Obr. 1

e) .

Projevy jednotlivých nejčastějších chyb fotografického záznamu spektra. Chyby se však vyskytují v kombinacích.

5.2 Chyby zpusobené fotografickým procesem

Kromě zrnitosti, která způsobuje fluktuace zčernání s malnu amplitudou a vysokou frekvencí (Obr. la), pozorujeme i na rovnoměrně zasvícené emulzi velkorozmerové změny zčernání (Obr. lb). Jsou způsobeny promennou tloušťkou vrstvy fotografické emulze v různých místech desky. Poněkud vyšší hodnoty zčernání můžeme pozorovatu krajů fotografické desky. Ty jsou způsobeny nerovnoměrností vyvolávacího procesu emulze. Nejvíce nepříjemná pro samotné zpracování jsou místa v nichž je vrstva emulze silně zeslabena. Na tyto nehomogenity musíme dát pozor při stanovení správné úrovně hodnoty závoje desky (závoj = hodnota zčernání neosvícené emulze desky).

Nepříznivý vliv na přesnost určení intenzity záření mají též Eberhardtův jev. rozptyl záření zrnech bromidu stříbrného a reflexy na zadní ploše podložky fotografické emulze (aureola). Příčinou Eberhardtova jevu je nerovnoměrné působení vývojky na sousedicí silně a méně zasvícená místa emulze. Projevuje se tak, že hus⊷ tota černého negativního obrazu rovnoměrně osvíceného úseku není rovnoměrná, ale vzrůstá k hranici mezi oběma úseky (Obr. lc). Jev nepříznivě ovlivňuje měření zčernání stupňů škály a sousedících intenzivních a slabých spektrálných čar. Efekt se výrazně omezí důkladným promícháváním vývojky v procesu vyvolávání negativu (nejlépe stíráním emulze štětcem). Rozptyl záření na zrnech emulze naopak způsobuje zvýšení zčernání emulze na hranici slabě osvíceného úseku exponované kalibrační škály pro zpracování. Aureola se objevuje u intenzivních emisních spektrálních čar tak, že značná část záření prošlého emulzí se odráží zpět od zadní podložky emulze a tpůsobuje vznik postranných obrazů téže čáry (Obr. le). I když většina desek užívaných ve spektroskopii je vybavena ochrannou vrstvičkou proti aureole, u emisních intenzivních čar se aureola zcela neodstrání a má vliv na šíří instrumentálního profilu emulze. Vlastnosti emulze, které určují zrnitost. rozptyl záření, závoj, atd. se mění podle druhu emulze, způsobu vyvolání a uložení materiálu.

5.3 Charakteristická křivka

Zpětný převod hodnot zčernání emulze na untenzity záření I provádíme pomocí charakteristické neboli kalibrační křivky fotografické emulze (Obr. 2). Tuto křivku vyjádřujeme analyticky na základě měření kalibrační škály spektrogramu. Analytické vyjádření závislosti je praktickou aproximaci bez hlubšího teoretického zdůvodnění. Nám se nejvíce osvědčilo převést hodnoty zčernání emulze měřené mikrofotmoterm, nebo fotografické hustoty D z mikrodenzitometru na tzv. Nakerovu hustotu B_d podle vztahů:

, A ;

kde 7, S a T_p jsou po řade hodnoty signálů zavoje, měřeného bodu a temného proudu mikrofotometru, D = $log((Z-T_p)/(S-T_p))$. Vhodnou aproximací je plynom třetího stupně:

$$\log(I) = p_3(B_{cl})$$



Obr. 2

a/ Sestavení charakteristické křivky správně exponovaného spektrogramu.

b/ Extrémy fotografické hustoty spektrogramu musí být v rozsahu normálních expozic emulze.

Doporučuje se poměřit několik řezů kalibrační škály v různě osvícených částech spektra. Jako základní se vybírá zpravidla ten, jenž má nejmenší hodnoty Bakerovy hustoty B_d. Ostatní se posunou směrem k základnímu řezu podél osy logaritmu intenzity (Obr. 2 a). Vyloučí se body s Bakerovou hustotou větší než je práh solarizačního osvícení emulze a pak se provede výpočet polynomu p₃(B_d) metodou nejmenších čtverců.

Zdůrazníme etapy, které mají nejpodstatnější vliv na správné přiřazení intenzit hodnotám zčernání:

1. dosažení oblasti normálních expozic fotografické emulze

2. správné proměření propustností stupňů kalibrační škály.

6. SKUTEČNÝ A POZOROVANÝ PROFIL SPEKTRALNÍ ČÁRY

Skutečný profil spektrální čáry P(λ) definujeme jako rozdělení toku encrgie záření dJ vyzařované v jednotkovém intervalu vlnových délek d λ v závislosti na vlnové délce λ :

$$P(\lambda) = \frac{dJ}{d\lambda}$$

- 144 -

Obdobně vyjadřujeme skutečný profil spektrální čáry P(V) v závislosti na frekvenci vyzařované energie V : P(V) = dJ/dV .

Tvar profilu spektrálních čar je určován® jak fyzikálními /lastnostmi vyzařujícího atomu nebo molekuly, tak i vlastnostmi okolního prostředí. Budeme-li znát skutečný profil spektrálních čar a jejich šířku, budeme schopni činit kvalifikované závěry o fyzikálních procesech probíhajících ve zdroji záření. Každá spektrální čára má konečnou šířku určenou mikroskopickými a makroskpickými vlastnostmi zdroje záření. Její přesné určení není snadné.

Spektroskopické přístroje deformují tvar skutečného profilu a zvětšují jeho šířku tím, že do nej vnášejí falešné příspěvky spojené s principem přístroje a se způsobem registrace spektra. Také prostředí, jímž záření prochází před vstupem do přístroje i vlastní metodika zpracování mohou značně ovlivnit spektrální profil jenž pozorujeme. Všechny tato deformace způsobují, že se pozorovaný profil spektrální čáry může podstatně lišit od skutečného profilu. Základním úkolem úplné redukce spekter je vlastně hledání skutečného profilu spektrální čáry z profilu pozorovaného.

6.1 Instrumentální profil

Deformace skutečného spektrálního profilu způsobené přístrojem vyjadřujeme pomocí tzv. instrumentálního profilu, Představíme si jej jako obraz idálně monochromatického zdroje vytvořený štěrbinou, optickým systémem spektrografu a vlastnostmi zobrazujícího detektoru záření. Rozložení intenzity záření I(λ ') v detekovaném obraze vstupní štěrbiny můžeme matematicky popsat tzv. rovnicí konvoluce:

$$I(\lambda') = \int_{-\infty}^{\infty} F(\lambda) \times A(\lambda - \lambda') d\lambda$$

kde F(λ) je skutečné rozdělení intenzity záření na vstupní štěrbině a A($\lambda - \lambda$) je instrumentální profil. U ideálního přístroje bude obrazem nekonečné úzké čáry opět nekonečně úzká čára a instrumentální profil popíšeme δ – funkcí. V reálném spektrografu způsobují především difrakční jevy na štěrbině, postranní interferenční maxima – duchy mřížky a vlastnosti detektoru záření, že se instrumentální profil od δ – funkce značně odlišuje.



Obr. 3 Složky instrumentálního profilu. a/ profil štěrbiny spektrografu, b/ difrakční profil aperturní clony spektrografu, c/ profil fotografické emulze

Výsledný instrumentální profil je konvolucí tří dílčích profilů: difrakčního profilu aperturní clony přístroje, profilu štěrbiny a profilu detektoru záření (Obr. 3). Reálný instrumentální profil původní obraz rozmazává, zhlazuje ostré extrémy a změny profilu čáry, čímž přerozděluje energii lokalizovanou ve spektrální čáře aniž mění její množství. To nakonec vyplývá i z normalizačního vztahu:

$$\int_{\infty} A(\lambda - \lambda') d\lambda = 1.$$

Část redukce spekter spočívá v řešení integrální rovnice konvoluce, t.j. z pozorovaného profilu spektrální čáry I(λ') a změřeného instrumentálního profilu A($\lambda - \lambda'$) hledáme skutečný profil spektrální čáry F(λ). Známe-li funkce I(λ') a A($\lambda - \lambda'$) přesně, pak dokážeme nalézt F(λ) jednoznačně. V praxi řešíme rovnici konvoluce (dekonvoluci) s požitím Fourierovy transformace (FT). Využíváme skutečnosti, že mezi Fourierovými obrazy funkcí vystupujících v rovnici konvoluce platí prostý multiplikativní vztah: i(\mathfrak{S}) = f(\mathfrak{S}). a(\mathfrak{S}), kde malými písmeny i, f, a označujeme Fourierovy obrazy funkcí I, F, A a \mathfrak{S} je Fourierova spřažená proměnná.

Instrumentální profil A se zjišťuje nejčastěji měřením profilů úzkých čar těžkých inertních prvků Kr, Xe, Ar, Ne z výbojek nebo laserů. Pokud není k dispozici vhodná úzká čára, pak užijeme čáru šiřší, ale musíme provést korekci na šířku čáry.

6.2 Rozpýtlené světlo

Určitá část záření vstupujícího do spektrografu se může ve spektru poměrně daleko objevit od jeho očekávané správné polohy dané disperzním vztahem. Tyto rozptýlené fotony mohou být odkloněny ze správného směru optickými nedokonalostmi štěrbiny, mřížky, zrcadel a dalších optických poloh, nebo prachem ve vzduchu i jinými příčinami. Rozptýlené světlo vede k systematické chybě v určení spektrální intenzity i profilu čar a projevuje se snížením kontrastu v jádrech absorpčních čar. Tento jev je výrazný např. ve spektru slunečních skvrn, filamentů a dalších objektů se sníženou jasností.

Rozptýlené světlo přidává stejný příspěvek ke kontinuu i k záření v čarách, nebo k řezu malým temným slunečním pórem. Zatímco v prípadě fotosférického kontinua tento nežádoucí příspěvek představuje 1 - 3%, ve druhých vyjmenovaných případech činí 10 - 20% celkové intenzity záření a je nutno s ním počítat. Úroveň rozptýleného světla je měřitelná veličina a redukuje se buď podobně jako instrumentální profil při řešení rovnice konvoluce, nebo prostým odečtem. Vliv rozptýleného světla na zhoršení kontrastu vyjadřujeme matematicky sumou Lorenzových funkcí, jejichž pološírky charakterizují velikosti přítomných druhů rozptylu. Korekci na rozptýlené světlo mění amplitudy Fourierova obrazu intenzit.

Druhou důležitou příčinou výskytu nežádoucích příspěvků světla ve spektrech je tzv. plavání obrazu, způsobené neklidem a nehomogenností vzdušné atmosféry v optické dráze paprsků tvořících zobrazení. Oceňujeme je hodnotou kvality pozorovacích podmínek. Plavání obrazu zjišťujeme z měření změn závislosti intenzity světla na poloze na slunečním disku a za jeho okrajem. Matematicky tento vliv vyjadřujeme sumou Gaussových funkcí.

6.3 Přesnost spektroskopických měření

Základní dvě úlohy klasické spektroskopie jsou:

l. měření ekvivalentní šířky W جر spektrální čáry, která udává celkové množství energie pohlcené ve spektrální čáře:

 $W_{\lambda} = \int_{0}^{\infty} (1 - \frac{I_{\lambda}}{I_{\lambda}^{c}}) d\lambda,$

2. stanovení skutečného profilu čáry.

Na přesnost výsledku první úlohy mají především vliv: rozptýlené světlo, vliv sekundárních maxim (duchů) mřížky a nesprávné určení polohy kontinua I^C . Vlivy fotografické emulze, difrakce na štěrbině a další příčiny vedoucí k přerozdělení záření uvnitř spektrální čáry se v určení správné ekvivalentní šířky čáry neprojeví. Neprojeví se ani při určování Dopplerovských posuvů celých čar. Naprosto všechny dosud vyjmenované efekty se však výrazně projeví na přesnosti stanovení skutečného profilu spektrální čáry.

U vysokodisperzních kvlaitních spekter je přesnost obou úloh v zásadě daná užitím fotografické desky jako receptoru a stěží může být lepší než 5 - 10%. Užití elektronických detektorů záření v ohnisku kamery spektrografu může zlepšit přesnost měření pozorovaného a skutečného profilu čáry až o řád. Přesnost spektroskopických měření může být ovlivněna blendováním (částečním překrýváním) sousedících čar a vyžaduje dobrou znalost charakteru spektra měřeného objektu. Doboru pomůckou jsou atlasy a tabulky spekter. Je třeba zdůraznit, že i nedokonalé poznání vlastností užitých numerických metod může vést k podstatnému zkreslení výsledků redukce spekter.

7. NUMERICKÁ FILTRACE SPEKTER

Spektrální řez provedený pomocí kalibrace na intenzity obsahuje mnoho rušivých efektů. Ty z nich, které mají náhodný charakter (bílý šum) lze odstranit průměrováním několika řezů spektrogramu (zrno, drobné vady emulze). Tuto metodu nelze užít u spekter prostorově a časově proměnných jevů sluneční aktivity. Odstranění systematických chyb ve spektru (instrumentální profil) je pomocí této metody nemožné. Při počítačovém zpracování spekter užíváme rychlou Fourierovu transformaci (FFT) a optimalní filtrační techniku, kterými můžeme potlačit náhodné i systematické chyby měření aniž podstatně změníme původní informace o spektru.

7.1 Fourierova transformace

Jsou-li data v oboru souřadnic vzorkována s krokem x (vzdálenost sousedních poloh středů štěrbiny mikrofotometru), lze získanou numerickou řadu zapsat:

kde j je celočíselný index od 0 do M−1. Fourierov integrál pro transformaci funkce G(x) do oblasti proměnné 🥣 nahradíme sumou:

$$g(\mathcal{G}) = \int_{-\infty}^{\infty} G(x) \cdot e^{2\pi i x} dx \rightarrow g(k) = \sum_{0}^{M-1} G(j) \cdot e^{2\pi i j k \Delta x \Delta \mathfrak{S}} \Delta x$$

kde k je celočíselný index příslušící vzorkování v proměnné G^{\bullet} . Platí-li $\Delta G = 1/M \cdot \Delta x$, pak:

$$g(k) = \sum_{0}^{M-1} G(j) \cdot e^{2\pi i j k/M} \Delta x$$

a inverzní transformace:

$$G(j) = \sum_{0}^{M-1} g(k) \cdot e^{-2\pi i j k/M} \Delta G = \frac{1}{\Delta \times M} \sum_{0}^{M-1} g(k) \cdot e^{-2\pi i j k/M}$$

7.2 Rozlišení, vzorkování, aliasing, maskování okrajů

Při vzorkování dat musíme dodržovat pravidla, která ovlivňují rozlišení Fourierovy analýzy a následně též jednoznačnost výsledků provedených matematických operací.



Rozlišení Fourierovy analýzy je dáno mezní rozlišovací frekvencí $\mathcal{G}_{\mathbb{R}}$.

l. Rozlišení Fourierovy transformace je dáno mezní frekvencí \mathcal{G}_{R} odvozenou z velikosti W rámcovího měřícího okna B(x):

$$V(x) = F(x) \times B(x),$$

kde V(x) jsou spektrální data ohraničená měřícím oknem B(x), F(x) je celé pozorované spektrum. Vysvětlení je patrné z Obr. 4. Mezní frekvence ♂_R = 1/W udává

- 147 -

nejmenší rozlišitelný detaily na Fourierově obrazu f(G^{-}). Drobnější detaily se zhladí při konvoluci funkcí:

$$v(G) = f(G) * b(G)$$

a při zpětné transformaci se ztratí.

Pravidlo: Rámcovací okno W musí být tak veliké aby:

2. Vzorkování dat je vlastně násobení pozorovaného spektra hřebenem δ -funk-cí S(x), jejichž vzdálenost je Δ x.

$$D(x) = V(x) \times S(x).$$

Transformací do proměnné \mathfrak{S} (Obr. 5) dojdeme ke konvoluci funkce v(\mathfrak{S}) s periodickou funkcí s(\mathfrak{S}) s periodou $\Delta \mathfrak{S} = 1/\Delta$ x.

$$d(\mathcal{O}) = v(\mathcal{O}) * s(\mathcal{O})$$



. .

Nedostatečně husté vzorkování způsobuje tzv. aliasing, t.j. periodické části funkce d(\bigcirc) nejsou navzájem jednoznačně rozlišitelné, viz vyšrafované úseky.

Mají-li být jednotlivé funkce d(♂~) navzájem rozlišitelné (jenoznačně zpětně transformovatelné), pak kažďá je nejvýše rovna poloviční vzdálenosti středů symetrických funkcí d(G~):

t.j. pro $\mathfrak{S}_i \leq \mathfrak{S}_N y = 0,5/\Delta x$ již musí nabývat hodnot d $(\mathfrak{S}_i) = 0$. Kde $\mathfrak{S}_N y$ je Nyquistova frekvence daná vzdáleností vzorkování. V opačném případě se periodické funkce překrývají, vzniká tzv. aliasing.

<u>Pravidlo</u>: Δx musí být dostatečně malé, aby periodické funkce d(\mathcal{O}) byly od sebe dostatečně vzdáleny v proměnné $\Delta \mathcal{O} = 1/\Delta x$.
3. Maskování okrajů měřícího intervalu. K aliasingu může dojít i při použití ostře ohraničeného intervalu W měřených vlnových délek. Takový měřící interval způsobuje ve své transformaci do proměnné \mathfrak{S} výrazná sekundární maxima funkce w(\mathfrak{S}), která vedou k nerozlišitelnosti funkcí d(\mathfrak{S}). Viz Obr. 6.



Aliasing funkce d(\mathfrak{S}) - vyšrafováno - je způsoben konvolucí obrazu ostře ohraničeného měřícího okna b(\mathfrak{S}) s funkcemi f(\mathfrak{S}) a s(\mathfrak{S}).



Obr. 7 Schéma multiplikativních (*) a konvolučních vztahů (*) mezi jednotlivými typy funkcí a jejich Fourierovými obrazy. <u>Pravidlo</u>: Měřící interval volíme dostatečně široký (20 – 40 násobek šíře cáry) a jeho oba okraje v rozsahu 2 – 4 šířek čáry maskujeme násobením zvonovou funkcí na okrajích plynule klesající k nule.

Uvedená pravidla je nutno konfrontovat s velikostí hodnot rozlišení spektrografu a emulze a s možnostmi kapacity počítače. Výsledkem je výběr vhodné vzorkovací vzdálenosti Δ x a šířky měřícího intervalu W, které bučou vyhovovat pro danou úlohu. Obr. 7 znázorňuje jednotlivé jmenované funkce, jejich Fourierovy obrazy a vztahy.

7.3 Odstranění šumu a instrumentálního profilu

Ve funkci d(\mathcal{G}) - frekvenčním záznamu spektra, lze spatřit a snadno rozlišit části, které příslušejí signálu, t.j. čarám a změnám kontinua a šumu. Úplné oddělení šumu od signálu není možné, neboť jejich frekvenční spektra se překrývají. Šum lze podstatně zredukovat, užijem-li vhodný filtr v proměnné \mathcal{G} . Podobně redukujeme v proměnné \mathcal{G} i instrumentální profil a(\mathcal{G}) - viz Obr. 8.



Obr. 8

- a/ Fourierovské obrazy profilů šumu, signálu, instrumentálního profilu a zvoleného filtru.
- b/ Použití nevhodného filtru může např. zesílit vliv šumu na rekonstruovaný spektrální profil.

Pro měřené spektrum platí konvoluční rovnice:

v proměnné:

 $d(G) = f(G) \times a(G).$

Protože v transformovaném měření d(\mathfrak{S}) se projeví šum, jehož závislost na \mathfrak{S} o-značíme n(\mathfrak{S}), můžeme funkci d(\mathfrak{S}) rozložit na dva členy:

$$d(\mathfrak{S}) = d_1(\mathfrak{S}) + n(\mathfrak{S}) = f(\mathfrak{S}) \times a(\mathfrak{S}).$$

My hledáme složku f(♂) příslušející transformaci skutečného spektra d₁(♂), proto budeme psát na základě předchozí rovnice:

$$f(\mathcal{O}) = \frac{d_1(\mathcal{O})}{a(\mathcal{O})} + \frac{n(\mathcal{O})}{a(\mathcal{O})}$$

Hledaný užitečný signál v proměnné ♂ je obsažen v prvním členu. Problémy způsobuje druhý člen, jelikož a(♂) je funkce klesající s rostoucím ♂ a n(♂)=konst. pro bílý šum. Východiskem je filtr ve tvaru:

$$\phi (G^{-}) = \frac{d_{1}^{2}(G^{-})}{d_{1}^{2}(G^{-}) + n^{2}(G^{-})} = \frac{1}{1 + \left[\frac{n(G^{-})}{d_{1}(G^{-})}\right]^{2}}$$

Tímto filtrem vynásobíme funkci d(\mathfrak{F}) a pak zpětnou FFT dostáváme hledaný průběh skutečného spektra F(x).

C

ZÁVĚR

Tvar filtru ϕ (\mathfrak{S}) stanovujeme podle výkonového spektra d $_1^2(\mathfrak{S})$ transformovaného signálu. Je nutno opatrně přistupovat k tzv. filtrů useknutého typu, které mohou výrazně ovlivnit transformaci.

Pokud měření spektrum zahrnuje delší úsek, pak je třeba před výpočtem FT odečíst střední hodnotu. Tím se vyhneme velké strmosti výkonového spektra u $\mathfrak{F} = 0$ a problémům s výběrem vhodného filtru. Když ale F(x) obsahuje jen jednoduchou čáru a přilehlé kontinuum, potom stačí odečíst hodnotu kontinua, t.j. položit hodnotu kontinua rovnu nule. Na konci Fourierových transformací a manipulací opët střední hodnotu nebo hodnotu kontinua přičteme.

Je samozřejmé, že maskované okraje měřícího intervalu jsou pro další zpracování nepoužitelné.

V uvedeném přehledu jsme zcela vynechali některé činnosti, které s redukci spekter neodmyslitelně souvisí. Jde např. o stanovení disperzní závislosti spektra, podrobnější objasnění způsobu měření instrumentálního profilu, atd.

Závěrem je nutné zdůraznit, že nejen klasické ale i moderní světové trendy ve sluneční spektroskopii jsou závislé na dokonalé redukci profilů spektrálních čar. Protože jsme dosud závislí na fotografickém způsobu registrace spekter. zaměřujeme se na odpovídající metodiku. Součástí kvalitní redukce spekter bude i mikrofotometr vyvíjený v AÚ ČSAV Ondřejov, jehož řídící počítač by měl být vybaven základními redukčními programy.

LITERATURA

Bracewell, R.: 1978, The Fourier Transform and Its Aplications, McGraw-Hill 1993. New York

Gray, D. F.: 1976, The Observation and Analysis of Stellar Photospheres, J. Miley and Sons, New York

DIGITÁLNE SPRACOVANIE SNÍMOK SPEKTRA NA LOMNICKOM ŠTÍTE

Ľ. Chrenka, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica M. Minarovjech, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica M. Rybanský, ^Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica

Už dlhšiu dobu počujeme na týchto seminároch, a aj na iných zasadnutiach u nás a nie len u nás, sťažnosti na to, že hoci máme moderné prístroje na pozorovanie, nemáme prístroje, ktoré by nám umožnili nie príliš pracné a čo najpresnejšie spracovanie získaných údajov. Tento stav je aj pochopiteľný, lebo žiadny podnik nebude vyvíjať jednoúčelové prístroje, pokiaľ pre ne bude mať iba nepatrný odbyt. Na observatóriách sa problém rieši obyčajne prispôsobením a spojením jestvujúcich zariadení tak, aby nimi bolo možné riešiť požadované úlohy.

Úlohu tohoto druhu sme riešili na Lomnickom Štíte. Ide o digitálny záznam snímok spektra do pamäte počítača s jeho nasledujúcim spracovaním. Pre riešenie tejto úlohy sme využili a doplnili, príp. upravili jestvujúcu techniku.

Najprv si opíšeme princíp a potom špeciálne použitie pre vyhodnocovanie snímok spektier koróny. Na meranje priepustnosti emulzie s kalibrovaným záznamom spektra sa používa štandartný "Schnellphotometer" firmy Zeiss. Meranie priepustnosti v tomto prístroji sa prevádza využitím lineárnej charakteristiky vákuovej fotónky medzi dopadajúcim svetelným tokom a prechádzajúcim elektrickým prúdom. Pri meraní dosahuje tento prúd hodnoty $10^{-6} - 10^{-9}$ A. Skanovanie spektra v tomto prístroji je možné prevádzať spojením mikrofotometra s pohonným mechanizmom líniového zapisovača, ktorý zabezpečuje rovnomerný pohyb stolíka. Rýchlosť skanovania je možné meniť v širokom rozsahu pomocou prevodového mechanizmu.

Mikrofotometer bol doplnený prevodníkom prúd – napätie, ktorý prevádza prúd fotónky na napätie v rozsahu 0 – 10 V.

Ďalší prístroj, ktorý máme k dispozícii je inteligentný terminál IT 20. Je výrobkom Metry Blansko pod označením M3T 320,0, má kapacitu pamäti 128 Kbyte, používá 16 bitový formát slova. Programovacím jazykom je Basic a Assembler. Súčasťou terminálu je klávesnica, alfonumerický display a kazetová pásková pamäť. Pomocou vstupno-výstupných blokov je realizované pripojenie periférnych zariadení; tlačiarne CONSUL 2111, snímača diernej pásky FS 1500 a dierovača diernej pásky DT 105S.

Pre spojenie mikrofotometra s počítačom sme na našom pracovisku skonštruovali prístroj PV 2 (je pokračovaním predchádzajúceho jednoduchšieho prístroja PV 1, ktorý mal obmedzenejší rozsah indikácie a nemal obvody pre styk s počítačom, Chrenka, 1985). PV 2 má niekoľko samostatných blokov.

1. Vstupný blok, ktorý môže pracovať v dvoch režimoch:

a/ beżný číslicový voltmeter;

b/ pamäťový voltmeter - obsahuje obvody pre vytvorenie disolútnej hodnoty vstupného signálu, indikáciu polarity a vlastné zapojenie vrcholového detektora, riešeného pomocou vzorkovacieho obvodu MAC 198 a komparátora MAC 111. Umožňuje meranie extrémov napätia ľubovoľnej polarity, zrušenie zapamätanej hodnoty a nastavenie okamžitej hodnoty, ktorá na vstupe je.

2. Druhý blok tvorí číslicový voltmeter s 3 a 1/2 miestnym výstupom (t.j. max. zobrazený údaj môže byť 1999). Obsahuje obvody pre vytvorenie spúšťacích signálov pre blok styku so zbernicou IMS – 2. Voltmeter využíva obvod firmy Teledyne Semiconductors 8750, čo je v podstate A/D prevodník. Jeho výstupný údaj je v kóde BCD, ktorý je ľahko transformovateľný do kódu ASC II, potrebného pre komunikáciu s počítačom. Spúšťacie obvody umožňujú voliť prenos jedného alebo dvoch údajov do počítača a po povele zvonku, resp. plynulý prenos meraných údajov s frekvenciou približne 10 meraní za sekundu.

3. Tretí blok obsahuje obvody pre styk so zbernicou IMS - 2. Táto zbernica bola vyvinutá pre jednoduché a rýchle prepojenie meracích prístrojov s riadiacimi počítačmi bez prídavných stykových obvodov.

Obvody PV 2 zabezpečujú korešpondenciu so zbernicou a prevod číslicového údaja zobrazeného na displayi do postupnosti 8-bitových slov prenášaných dátovými vodičmi zbernice do riadiaceho počítača M3T 320,0, kde sú zaznamenané a spracované. Takto zostavená zostava prístrojov umožňuje riešiť mnohé úlohy spektroskopie na modernej úrovni. Využívame ju zatiaľ dvojakým spôsobom:

 Jednorozmerové skanovanie spektra s následným spracovaním (prevod na intenzity, zhladzovanie a pod.). Údaje pri tomto spôsobe použitia je možné zaznamenať na diernu pásku a spracovanie prevádzať na väčšom počítači. Možnosti využitia sa zväčšia po plánovanom doplnení periférnych zariadení v diskovú pamäť, X - Y zapisovač, čítač - časovač a videopamäť.

2. Pri štandartnej fotometrii koronálnych spektier určujeme minimum priepustnosti v mieste emisnej čiary koróny. V tomto prípade využívame prístroj PV 2 v režime pamäťového voltmetra.

Oproti pôvodnému spôsobu merania popisovaná zostava v tomto režime umožňuje minimalizáciu vplyvu ľudského činiteľa na presnosť merania, záznam priebežného zobrazenia nameraných hodnôt a programové spracovanie výsledkov merania ako aj ich záznam pomocou periférnych zariadení.

Pri meraní extrémov, t.j. hodnoty maximálneho alebo minimálneho sčernania filmu je typická reprodukovateľnosť pri opakovaných meraniach ±1 od hodnoty v rozsahu 0 - 1000. Tento rozptyl je až 10-krát menší ako rozptyl diskrétnych hodnôt sčernania filmu v malom rozsahu polôh na miestach, ktoré považujeme za záznam kontinua v daných spektrálnych oblastiach. Analýzou výsledkov meraní boli zistené a následne odstránené nedostatky pri fotografickom spracovaní filmov i v metodike merania v súvislosti s voľbou spektrálnej oblasti pre meranie kontinua slnečného žiarenia. Rovnako považujeme za vhodné podrobiť hlbšej analýze vhodnosť metódy spektrofotometrického merania s použitím úzkej štrbiny mikrofotometra. Štatisticky spracované výsledky meraní budú slúžiť k predbežnej kalibrácii systému budovaného fotoelektrického fotometra, ktorý bude využívať inteligentný terminál z popisovanej zostavy.

ZMENY VZÁJOMNÝCH POLOH VYBRANÝCH TELURICKÝCH ČIAR H₂O A O₂ V ČASE

H. Lorenc, SÚAA Hurbanovo
B. Lukáč, SÚAA Hurbanovo
T. Pintér, SÚAA Hurbanovo

ABSTRAKT

Z nameraných hodnôt pozícií vybraných spektrálnych čiar na spektrogramoch neaktívneho stredu disku Slnka v spektrálnej oblasti 628,4 – 629,8 nm sa určovali časové zmeny polôh telurických spektrálnych čiar vodnej pary H_2O vzhľadom na telurické spektrálne čiary kyslíku O_2 , ktoré sa uvažovali ako referenčný normál vlnových dĺžok. Zistila sa značná variabilita v polohe spektrálnych čiar vodnej pary.

ÚVOD

Pri mnohých spektrálnych slnečných výskumoch treba kvalitný referenčný normál vlnových dĺžok. Táto požiadavka mimoriadne naliehavo vystupuje pri určovaní absolútnych rýchlostí slnečnej plazmy, zvlášť pri fotografickom získavaní spektier vybraných oblastí na Slnku.

Najmodernejšíe normály typu napr. jódový **absorbčný** normál sú mimoriadne stabilné, takže umožňujú určovať rýchlosti s chybami rádove m.s⁻¹, avšak vysoká hustota molekulárnych absorbčných čiar I₂, ktoré sa exponujú súčasne so slnečným spektrom spôsobuje nezanedbateľné blendovanie slnečných spektrálnych čiar, čo komplikuje vlastné vyhodnocovanie napozorovaného **spektrosko**pického materiálu a môže byť trvalým zdrojom systematických chýb. Nezanedbateľným faktom je, že získanie zariadenia, ktoré by mohlo spĺňať požiadavky funkcieschopného jodového normálu nie je jednoduchou záležitosťou.

Iné umelé normály (ortuťová výbojka, He⊸Ne laser) nie sú často vhodné pre nedostatočné pokrytie spektrálneho intervalu referenčnými čiarami. V neposlednom rade sa tu stretávame s problémom správneho nasvietenia kolimátora.

S veľkým úspechom sa využívajú už od ranných dôb zavedenia spektroskopických metód v slnečnej fyzike telurické čiary kyslíka O₂ ako referenčné čiary, ktoré sa súčasne exponujú so slnečnými čiarami na fotografický materiál.

Ako ukázali nedávne práce (H. Balthasar a iní, 1982; B. Caccin a iní, 1985) tieto čiary vykazujú variácie v polohe, vzhľadom na laboratórnu vlnovú dĺžku, veľkosti asi 0,03 nm. Variácia polôh O₂ čiar má istú koreláciu s rýchlosťou vetrov v zemskej atmosfére, so zmenou tlaku ako aj so zmenou zemskej zenitovej vzdialenosti Slnka. Zdá sa, že započítaním týchto parametrov spolu s potlačením zdrojov systematických chýb vo vlastnom slnečnom prístroji by mohlo zaručiť chybu v nameraných dopplerovských rýchlostiach ±5 m.s⁻¹. Tieto čia**ry vš**ak nepokrývajú rovnomerne vizuálnu časť slnečného spektra, preto sa v niektorých prípadoch používali ako referenčné čiary telurické spektrálne čiary vodnej pary (H. H. Plaskett, 1952).

Cieľom tohto príspevku je zistiť aké veľké fluktuácie sú v polohe spektrálnych vodných pár $\rm H_2o$ vzhľadom na kyslíkové spektrálne čiary $\rm U_2$.

2. EXPERIMENTÁLNE ÚDAJE A VÝSLEDKY

Spektroskopický materiál bol získaný na horizontálnom slnečnom ďalekohľade v Hurbanove. Spektrá boli exponované v 4. ráde (disperzia 0,029 nm.mm⁻¹) na fotografické platne ORWO VP3 s expozíciami 4 - 8 s. O loha na začiatku pozorovania bola spravidla bezoblačná, neskôr bolo pozorovanie narušované prechádzajúcou oblačnosťou. Pozorovanie 29. augusta 1985 bolo prerušené na cca 3 hodiny pre silnú súvislú oblačnosť.

Spracovaný fotografický materiál bol premeraný na TV-Abbe komparátore na AÚ SAV Tatranská Lomnica.

Merané spektrálne čiary O₂ a H₂O sú uvedené v tabuľke 1, kde sú označené aj čiary vodnej pary malými písmenami a, b, c, ktoré zodpovedajú značeniu na obrázkoch.

Vlnová dĺžka (nm)	Ekvivalentná šírka (x10 ⁻¹ nm)	Identifikácia	Značenie
628,453 6	6	Atm O ₂	
628,5801	10	Atm H ₂ 0	а
628,7749	13	Atm O ₂	
629,2162	19	Atm 0_2^2	
629,2614	8	Atm H ₂ 0	b
629,2958	25	Atm 0 ₂	
629,5960	24	Atm 02	đ.,
629,7262	7	Atm H ₂ O	С
629,8457	22	Atm 0 ₂	

V každom reze naexponovaného spektra boli merania polôh spektrálnych čiar prevedené 6-krát. Namerané údaje O_2 boli fitované metódou najmenších štvorcov a pomocou získanej regresnej priamky sa pre namerané hodnoty H_2O určili príslušné experimentálne vlnové dĺžky. Hodnoty uvedené na obrázkoch sú priemerné hodnoty $\Delta \lambda$ rozdielov experimentálnej vlnovej dĺžky voči vlnovej dĺžke uvedenej v katalógu (Ch. E. Moore, 1966). Pre každú priemernú hodnotu je uvedená jej štandardná odchýľka.

Tab. 1

- 158 -

Z obrázkov vidno, že telurické čiary vodnej pary označené ako <u>a</u> a <u>c</u> vo väčšine prípadov vykazujú posun ku kratším vlnovým dĺžkam, kým čiara <u>b</u> vo všetkých uvažovaných prípadoch má opačný posun.

Na Obr. l sa môže pozorovať relatívne slabá variácia čiar H₂O, avšak po cca 3 hodinovom porušení spôsobenom súvislou závojovitou oblačnosťou sa pôvodný trend značne porušil.

Z Obr. 2, kde merania boli robené každých 40 s, vidno značné variácie polôh H₂O v čase, ktoré by sa snáď dali vysvetliť lokálnymi fluktuáciami ovzdušia v zemskej atmosfére.

Z uvedenej malej vzorky experimentov sa nedá jednoznačne určiť vhodnosť použiteľnosti H₂O čiar ako referenčných a problém si vyžaduje ďalšiu obšírnu previerku s bohatším experimentálnym materiálom. V prípade, že v danej oblasti slnečného spektra sú k dispozícii iba telurické H₂O čiary, bolo by žiaduce robiť súčasne aj kontrolné snímky spektra horeuvedeného typu, aby sa mohli urobiť prípadné korekcie.



Obr. 1

Pozorovanie dňa 29. 8, 1985. Intervaly medzi expoziciami 10 minút. Porušenie pozorovania medzi 9^h31^m až 12^h27^m.



LITERATÚRA

Balthasar, H. a iní: 1982, Astron. Astrophys. <u>114</u>, 357 Caccin, B a iní: 1985, Astron. Astrophys. <u>149</u>, 357 Plaskett, H. H.: 1952, Monthly Notices Roy. Astron. Soc. <u>112</u>, 414 Moore, CH. E. a iní: 1966, The Solar Spectrum 2935 % to 8770 %, Second Revision

of Rowland´s Preliminary Table.

URČOVANIE ROTAČNÝCH RÝCHLOSTÍ CHROMOSFÉRY Z MERANÍ DOPPLEROVSKÝCH POSUNOV D₃ ČIARY NEUTRÁLNEHO HÉLIA

M. Bartolomejová,II. Lorenc, SÚAA Hurbanovo

ABSTRAKT

Rozpor medzi rotačnou rýchlosťou Slnka určenou z meraní priamych polóh slnečných škvŕn a z dopplerovských posunov fotosferických slnečných čiar spustil lavínu prác, ktoré prezentujú merania nielen rotačnej rýchlosti fotosféry, ale aj röznych vrstiev slnečnej atmosféry (P. A. Gilmann, 1974). Rotácia chromosféry je obyčajne určovaná z meraní polöh objektov slnečnej chromosféry (napr. polárne fakule). Rotačná rýchlosť sa určovala v našom prípade z dopplerovských posunov HeI D₃ 587,564 nm. Získalo sa celé spektrum rýchlostí, ktoré sa superpozíciou rotačnej rýchlosti chromosféry a lokálnych rýchlsotí chromosférickej pl**az**my.

Chromosferické čiary mimo úplného zatmenia Slnka sú ľahko pozorovateľné tesne pri slnečnom limbe, keď štrbina spektrografu je orientoaná tangenciálne ku slnečnému limbu a je rádovo oblúkové sekundy nad limbom. Ak nie je k dispozícii špeciálne optikké zariadenie na otáčanie obrazu Slnka na vstupnej štrbine spektrografu, je pozorovanie obmedzené na dve polohy na slnečnom limbe, ktoré sa menia v závislosti od ročného obdobia. Z toho dôvodu sú v práci prezentované výsledky merania rýchlosti z úzkej oblasti o súradnici N10, W90.

Výrazné chromosferické čiary ako CaII a He sú pozorovateľné v spodnej chromosfére a v spikuliach do vzdialenosti niekoľkých oblúkových sekúnd nad limbom.

Chromosferické spektrá sú obyčajne kontaminované fotosféreckým svetlom v dôsledku chvenia obrazu, (počas expozície občas dopadne na štrbinu aj svetlo limbu fotosféry) a rozptýleného svetla v teleskope. Na Obr. 1 je denzitný záznam spektra chromosférickej čiary He D₃ 587,64 nm a príslušného fotosférického spektra, ktoré sú superponované na chromosferické spektrum. Okrem slnečných spektrálnych čiar sa v spektre vyskytujú aj telurické čiary vodnej pary H_2O , ktoré slúžili ako referenčné čiary pri určovaní dopplerovských posunov He D₃ čiary. Ďalej vidno, že profil He D₃ čiary je blízko jadra silne blendovaný telurickou čiarou Atm H₂O 587,5596, čo veľmi sťažuje meranie polohy jadra čiary.

Spektrálny materiál sa získal na Horizontálnom spektrografe v Hurbanove. Spektrum bolo exponované (expozície 4 - 6 s) na vysokocitlivý fotografický nateriál kinofilm KODAK TRI - X - PAN 27 DIN a bol premeraný na AÚ SAV. Celé získané spektrum bolo premerané v 25 rezoch, pričom jeden rez zodpovedá cca 3 . 10⁶ u na limbe. KeĎže jednotlivé rezy predstavujú rôzne oblasti v chromosfére a môžu rezať buĎ napr. spikulu alebo interspikularny priestor a pritom v rôznej vyške v chro-





Denzitný záznam He D₃ 587,564 a fotosférického okolia (viď text).

mosfére, získal sa celý súbor hodnut rýchlostí od 10₃ po 6 . 10³ m.s⁻¹. Získane hodnoty sú zrejme superpozíciou vlastnej rotačnej rýchlosti chromosféry a veľmi rozmanitých lokálnych rýchlostí chromosferickej plazmy, takže pôvodný cieľ práce sa nepodarilo dosiahnuť.

LITERATÚRA

Gilman, P. A.: 1974, Ann. Rev. Astron. Ap <u>12</u>, 47.

MAGNETOGRAF II

M. Klvaňa, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Vzhledem k požadované stručnosti budu alespoň v hlavních rysech informovat o novém, právě dokončovaném zařízení observatoře v Ondřejově, které bude sloužit k měření magnetických, rychlostních a intenzitních polí ve sluneční fotosféře.

Magnetograf II, budovaný v AsÚ ČSAV, bude sloužit ke kvantitativnímu určování fyzikálních parametrů sluneční fotosféry. Toto zařízení nahradí dosavadní magnetograf (Bumba a kol., 1976), který od roku 1974 prováděl systematická pozorování podélné složky magnetického pole, dopplerovských rychlostí a jasu fotosféry v aktívních oblastech na Slunci.

Magnetograf II je prvním stupněm využití komplexu zařízení pro úplnou analýzu polarizace světla. Funkce zařízení bude dána pouze volbou konkretního software a o magnetografu se dnes zmiňuji právě proto, že software pro magnetograf II je již prakticky hotov. Dalšími vývojovými stupni budou vektormagnetograf a polarimetr.

Požadavky na zařízení.

Na základě více než desetiletých zkušeností získaných při provozu dosavadního magnetografu (Bumba, Klvaňa, 1980) jsme se rozhodli zvýšit rychlost měření, hustotu vzorkování, rozšířit oblast měřených veličin, zvýšit stupeň automatizace činností, zjednodušit obsluhu přístroje a řízení celého pozorování plně předat řídícímu počítači, všetně všech dostupných ochran. Při konstrukci jsme se snažili maximálně využívat komerčně vyráběných bloků.

Koncepce řešení.

Základem analogové části je Stokesmetr, vyhodnocující Stokesovy paremetry V, U, Q a I. Zařízení bylo vyvinuto našimi kolegy v ZIAP v Postupimi a jeho realizaci provedly vývojové dílny AV NDR. Stokesmetr na principu synchronní detekce vyhodnocuje amplitudu elektrických impulzů, které přicházejí na jeho vstupy z fotonásobičů, buzených světlem, modulovaným elektrooptickým modulátorem se dvěma DKDP krystaly, řízenými impulzním modulačním napětím Stokesmetru.

Analogové výstupní signály V, U, U, I jsou spolu se signálem kompenzátoru dopplerovských rychlostí a intenzitami jsou ve středu spektrální cáry, v kontinuu spektra a ve středu slunečního disku vzorkovány A/D převodníkem (Jiřička, 1983) a po numerické integraci jsou výsledky ukládány do paměti řídícího počítače. Během zpětného pohybu skanovacího automatu dalekohledu jsou naměřené hodnoty z paměti počítače přeneseny na magnetickou pásku. Řídící počítač synchronizuje vzorkování signálů s pohybem skanovacího automatu dalekohledu, takže geometrie měřené oblasti je přesně definována.

Magnetograf II je instalován u horizontálního dalekohledu se spektrografem HSFA 1 (Ambrož a kol, 1980) a jako řídící počítač je použit systém SPU 800 (Pračka, Klvaňa, 1980), k němuž jsou připojeny dvě magnetopáskové jednotky PT-105, snimač a děrovač děrné pásky, tiskárna DZM 180, expander, interface pro A/D převodník, pro spolupráci s HSFA a pro systém ochrany proti mrakům, 1kB paměti ROM, 16 kB paměti RAM a displays vlastní pamětí pro záznam alfanumerických znaků.

Blok ochrany proti mrakům provádí nezbytné kontroly průběhu měření; při jeho narušení převezme řízení skanovacího automatu dalekohledu počítač a upraví jeho činnost tak, aby výsledky měření nebyly ohroženy.

Blok kompenzátoru dopplerovských rychlostí udržuje prostřednictvím planparalelní skleněné destičky spektrální čáru v symetrické poloze na bloku štěrbin fotonásobičů, dovoluje ruční nastavení polohy čáry s indikací a umožňuje skanování spektrální čáry ve zvoleném rozsahu zadanou rychlostí.

Obsluha zařízení.

Veškerou činnost, potřebnou pro realizaci měření, je možno rozdělit do tří skupin:

a/ Operace prováděné automaticky - jsou pevně naprogramovány a obsluha je o nich informována prostřednictvím displaye.

b/ Činnosti, prováděné manuálně – požadavek je vypsán na displayi, vykonání je počítači oznámeno tlačítkem a nápis na displayi se vymaže.

c/ Činnost, jejichž výsledek je třeba zaznamenat do protokolu – provede se doplnění nebo změna dotazovaných údajů (např. délka měřeného řádku) a tato informace se na displayi zachová.

Příprava zařízení, zadání režimu a parametrů měření, kalibrace i vlastní měření jsou prováděna kombinací těchto tří úkonů. Po ukončení měření se automaticky vypíše protokol o měření, obsahující všechny potřebné údaje a zároveň se zaznamená na magnetickou pásku.

Do skupiny a/ patří např. zobrazování výsledků v reálném čase. Po ukončení měření každého řádku se znaky, odpovídající logaritmické škále signálu V vytisknou (Klvaňa, 1983), takže postupně vzniká mapa nekalibrované podélné složky magnetického pole. Nekalibrované údaje se používají proto, abychom co nejpřesněji mohli v příštím měření nastavit potřebnou citlivost.

Pro kontrolu nebo nastavení citlivosti je možno v posledním řádku displaye zobrazit okamžité stavy všech osmi měřených kanálů.

Režimy měření.

Pro rutinní pozorování byly stanoveny tři režimy měření:

RR - rychlý režim

NR - standardní režim (normální)

JS - režim jemné struktury

Kromě toho existuje speciální režim SR, v němž jsou všechny určující parametry volitelné. Tento poslední režim umožňuje provádět nejrůznější speciální měření (např. měření oscilací a pod.). Parametry režimů jsou uvedeny v následující tabulce:

 167	-

Režim	D(imp)	S	n	d(imp)	l(imp)	Synchre
RR	64	1	1	100	12800	1
NR	32	1	1	50	6400	1
JS	16	1	1	25	3200	1
SR	1 - 255	1 - 255	1 - 65535	libovol.	libovol.	l nebo O

 D - dělič, udává po kolika synchroimpulsech se údaj ze sumačních pamětí přenáší do datové oblasti paměti, určené pro zaznamenávání údajů v měřeném řádku.

S – počet vzorků, odebraných mezi dvěma po sobě následujícími synchroimpulsy.

n – časový koeficient, určuje dobu mezi dvěma po sobě následujícími vzorky

d – vzdálenost mezi řádky při práci skanovacího automatu (v imp.).

l – maximální délka řádku pro skanovací automat (v impulsech).

Jeden impuls odpovídá přibližně 0,1" posuvu obrazu Slunce po vstupní štěrbině spektrografu.

Synchre = 1 - program čeká na příchod synchroimpulsu

Synchre = 0 – synchroimpulsy nejsou testovány, to znamená – nečeká se na ně, čítač D počítá v tomto případě průchody měřícím cyklem (v každém cyklu je odobráno všech S vzorků).

Magnetograf II bude v rutinním provozu pracovať s rychlostí skanování 60"/sec, šířka vstupní štěrbiny spektrografu je 3", její výška 0,5 nebo 1 mm, to znamená 3 nebo 6" používáme spektrání čáru železa 525,3 nm.

Z uvedených parametrů dostaneme v závislosti na zvoleném režimu měření pro aktivní oblast o rozměrech 300"x 180" RR – 2 min. (18 min.), NR – 4 min. (75 min.), JS – 8 min. (300 min.). Časy bez závorek označují dobu, potřebnou pro měření magnetografem II a pro srovnání jsou v závorkách uvedeny časy, které pro tutéž oblast potřeboval dosavadní magnetograf.

Veškerá elektronika zařízení je realizována tak, aby dovolila nejen měření podélné složky magnetického pole (magnetograf II), ale abychom mohli v budoucnu měřit celý vektor (vektormagnetograf) a perspektivně získat Stokesovy parametry podél profilu spektrální čáry (polarimetr). Tyto přístroje budou získány vlastně pouze nahrátím a spuštěním odpovídajícího programu.

LITERATURA

Bumba, V.; Klvaňa, M.; Macák, P.: 1976, Bull. Astron. Inst. Czechosl. <u>27</u>, 257 Bumba, V.; Klvaňa, M.: 1980, Phys. Solariterr., Potsdam, No. 14, 95 – 106 Ambrož, P.; Bumba, V.; Klvaňa, M.; Macák, P.:1980, Zborník referátov z 5. celošt. sln. seminára, str. 262 – 267

Jiřička, K.: 1983, Sdělovací technika č. 2, str. 53 - 55

Klvaňa, M.: 1983, Možnosti využití zařízení SPU 800, sbor. ref., pob, ČVTS, KORT Ostrava

Pračka, M.; Klvaňa, M.: 1980, Zborník referátov z 5. celošt. sln. seminára, Považská Bystrica, str. 292 - 301.

SÚČASNÉ MERANIE MAGNETICKÝCH A RÝCHLOSTNÝCH POLÍ NA SLNKU

V. Karlovský, Krajská hvezdáreň Hlohovec

ABSTRAKT

V práci sú navrhnuté možnosti súčasného skúmania magnetických a rýchlostných polí na Slnku.

Ak chceme skúmať rozloženie magnetického poľa (priečnej aj pozdĺžnej zložky) v časových intervaloch 1 až 2 minúty, potrebujeme na spektrografe určitú úpravu. Jednou z možností úpravy je multištrbina. Multištrbina je vlastne viacero častí jednej väčšej štrbiny, ktoré (časti) sú rozložené tak, aby bolo možné pozorovať spektrum v rôznych častiach aktívnej oblasti (skupiny slnečných škvŕn), pričom ale rozloženie je také, že spektrá od jednotlivých štrbín sa neprekrývajú. Pozri Obr. č. 1.

Možnosti a výhody multištrbiny.

1/ Je možné získať magnetické pole v rôznych rezoch v aktívnej oblasti (skupine slnečných škvŕn) súčasne, za tých istých atmosferických podmienok, z čoho si možno vytvoriť obraz, ako vyzerá magnetické pole celej oblasti.

2/ Je možné získať magneitcké pole v rôznych rezoch súčasne za rovnakých atmosferických podmienok v rôznych magneticky aktívnych spektrálnych čiarach.

3/ Je možné získať rýchlostné pole zo spektrálnych čiar v rôznych rezoch súčasne a súčasne zistiť pole v týchto rezoch.

4. Je možné zistiť rýchle zmeny magnetických a rýchlostných polí, ktoré sú obmedzené len časom expozície.

Nevýhody:

a/ vysoké nároky pri výrobe na mechanické časti štrbín

b/ problémy pri zisťovaní inštrumentálnych profilov.

c/ určitá nelinearita disperzie pri mriežkach s tvarovanými vrypmi

d/ vysoká prácnosť pri spracovávaní spektier

e/ ťažkosti pri skanovaní.krokovou kamerou

Pokiaľ by sme mali k dispozícii multištrbinu s posúvateľnými jednotlivými štrbinami (Obr. 2), takáto multištrbina nám umožňuje merať magnetické pole, či rýchlosti vo viacerých rezoch detailu aktívnej oblasti súčasne za rovnakých atmosferických podmienok podľa toho, aký tvar má detail (napriklad filament, protuberancia, škvrna), pozri Obr. 3.

Pretože ale vytvoriť multištrbinu je veľmi zložitá úloha, je možné určitým spôsobom využiť výhody multištrbiny a potlačiť jej nevýhody pri použití obyčajného spektrografu. Pri multištrbine meriame polia na jednotlivých miestach na



Obr. 1, 2, 3

Pozri vysvetlenie v texte



Qbr. 4

٤

Systém planparalelných doštičiek, ktorý nahrádza multištrbinu.

- 170 -





Schéma spektrografu s krokovou kamerou



Obr. 6

Prvá snímka získaná krokovou kamerou na spektrografe SÚAA v Hurbanove dňa 26. 6. 1985. Expozícia: 8:30:00 až 9:05:00 UT, čiara Fe I 525,0218 nm. Foto: V. Karlovský. Slnku tak, že štrbiny sú umiestnené na tých miestach , kde potrebujeme merať magnetické a rýchlostné pole. Aby sme zachovali výhody multištrbiny, rozličné miesta na Slnku sa pomocou sústavy planparalelných doštičiek posunú na štrbinu spektrografu. Takto môžeme skúmať magnetické pole ako aj rýchlostné pole súčasne na miestach aj veľmi vzdialených na Slnku (v závislosti od hrúbky doštičiek). Tiež sa pri mriežkach s tvarovaným vrypom vyhneme nelinearite disperzie. Pri použití planparalelných doštičiek zachováme rovnakú šírku štrbiny pri všetkých častiach a pri všetkých oblastich na Slnku. Nevzniknú nijaké ťažkosti s použi-tím kalibračného klinu, pozri Obr. 4. Odpadnú všetky nevýhody pri multištrbine; použijeme iba jednu štrbinu, ktorá má určený inštrumentálny profil, spektrá sa dobre spracovávajú a v neposlednom rade môžeme vybraný tvar sledovať aj krokovou kamerou.

Krokovú kameru na bežné aj špeciálne účely sme vyvinuli v spolupráci s SÚAA Hurbanovo. Stratégia funkcie zariadenia je taká, že zo skanovania je vylúčený skanovací automat. Posuv platne v smere disperzie je ručný a posun oblastí na Slnku voči štrbine Šl (pozri Obr. 5) je ručný pomocou otáčania planparalelnej doštičky o hrúbke 15 mm a výške 20 mm. Posun obrazu voči štrbine je daný vzťahom

$$a = \frac{d \cdot \sin(\alpha - \beta)}{\cos \beta}$$
(1)

kde <u>a</u> je rovnobežné posunutie obrazu, <u>d</u> – hrúbka doštičky, \checkmark – uhol dopadu na 1. rozhraní, /3 – uhol lomu na 1. rozhraní. Uhol /3 je známy zo vzťahu sin /3 = sin \checkmark /n, kde <u>n</u> je index lomu doštičky. Posun obrazu je teda presne definovaný otočením doštičky. Za planparalelnou doštičkou je umiestnená štvrťvlnová doštička a pred štrbinou Š2 otáčateľný polarizačný filter. Štrbina Š2 je regulovateľná od 0 po 3 mm a má výšku 18 mm. Fotografická posúvateľná platňa je ralizovaná v krokovej kamere na formát 6,5 x 9 cm. Celkove je možné posunúť fotografickú platňu o 69 mm. V IV. ráde spektra (spektrograf SÚAA Hurbanovo) je možné v oblasti na Slnku urobiť pre malé polia B \lt 0,1 Tesla 68 krokov, pre B okolo 0,2 Tesla 45 krokov a pre polia B \rbrace 0,2 Tesla 34 krokov. Oblasť na Slnku vymedzená vertikálnym rozmerom Š2 a horizontálnou planparalelnou doštičkou je 108" x 120". Prvá snímka získaná krokovou kamerou na spektrografe SÚAA Hurbanovo dňa 26. 6. 1985 je na Obr. 6. Expozícia 8:30:00 až 9:05:45 UT.Foto: V. Karlovský.

LITERATÚRA

Karlovský, V.: 1983, Zborník referátov z 6. celoštátneho slnečného seminára, SÚAA Hurbanovo, 64 – 74 Macák, P.: 1977, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 28, 171

Klvaňa, M.: 1976, Práca Astronomického observatoria na Skalnatom Plese VI, 391.

FUNKCIE VIDITELNOSTI SKUPIN SKVRN A MAUNDEROVSKÉ MINIMUM

 M. Kopecký, G. V. Kuklin⁺, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov
 ⁺ Na dlouhodobé stáži ze sibiřského ústavu zemského magnetizmu, ionosféry a šíření radiových vln Sibiřského oddelení AV SSSR, Irkutsk.

ABSTRAKT

Vliv efektivní rozlišovací schopnosti při pozorování skupin slunečních skvrn v XVII. století v souvislosti s vlivem funkce viditelnosti a rozdělením skupin skvrn podle jejich mohutnosti dovoluje vysvětlit pozorovanou nízkou úroveň sluneční činnosti v té době. Tento výsledek se ještě zesiluje, jestliže maunderovské minimum současně připadlo na minimum superdlouhého cyklu frekvence vznikání skupin skvrn. Avšak skutečné znížení úrovně sluneční činnosti nemuselo být zdaleka tak velké, aby bylo nutno zavádět hypotézu o vypnutí mechanizmů sluneční činnosti. Skutečnou příčinou byla podstatná kvalitativní změna projevů sluneční činnosti, která byla ještě zesílena podmínkami pozorování v souvislosti s existencí funkce viditelnosti.

Jak je známo, v r. 1976 opublikoval Eddy práci, ve které tvrdil, že v období maunderovského minima (1645 – 1715) neexistovaly na Slunci 11-leté cykly sluneční aktivity, čímž tato práce vyvolala zájem řady slunečních fyziků o problematiku maunderovského minima. Objevilo se nemálo prací značně zpochybňujících vývody Eddyho. Významné místo mezi nimi má práce Vitinského (1978), který vyslovil předpoklad, že maunderovské minimum superposice velmi dlouhých cyklů sluneční činnosti (např. 80-letého cyklu a cyklu o délce několika sto let). Jiní autoři , např Link (1977), ukázali (např. na počtu pozorovaných polárních září), že přece jenom v tomto období existovali 11-leté cykly, i když velmi nízké.

Dlouhý cyklus v trvání okolo 80 let je v podstatě cyklem mohutnosti skupin skvrn, vyjádřené např. jejich průměrnou životní dobou T_0 (Kopecký, 1967). V období cyklů čís. 12 – 20 probíhal monotonní vzrůst indexu $\sum f_0$ (součet vzniklých skupin skvrn za celý 11-letý cyklus), přičemž hodnota tohoto indexu vzrostla téměř 3-krát (Kopecký a Kopecká, 1984; Kuklin, 1986). To umožňuje učinit předpoklad, že existuje velmi dlouhý cyklus (snad několit set let) změn indexu $\sum f_0$. Jelikož v prvém přiblížení je relativní číslo skvrn R úměrné počtu existujících skupin skvrn na Slunci N = f_0T_0 (kde f_0 je počet vzniklých skupin skvrn za jednotku času na celém Slunci), potom současnost minim f_0 a T_0 se musí projevit jako značné snížení hodnot R. V současném období index mohutnosti T_0 nabývá v minimu 80-letého cyklu hodnot 1,6-krát nižších než v maximu této periody, což spolu s výše

zmíněnou změnou hodnoty f_o může mít za následek snížení součtu relativních čísel za cyklus ∑R = T_o ∑f_o přibližně 5-krát a maximálního relativního čísla R_M 2,5-krát. Jestliže tedy průměrná výška R_M ll-letých cyklů je v současném období řádově 100, spojení výše zmíněných faktorů dá výšku cyklu R_M řádově 40 – 50.

Avšak existuje ještě jeden faktor, který se dosud nebral v úvahu a který může pomoci objasnit pod $m{s}$ tatu maunderovského minima. Máme na mysli hodnotu S $_{
m O}$ limitní minimální plochy skupin skvrn dostupné pozorováním, a to v souvislosti s tzv. funkcí viditelnosti skupin skvrn. Jelikož Slunce má kulový tvar, skupiny skvrn v blízkosti okraje slunečního disku jsou ovlivňovány perspektivním skreslením, v jehož důsledku dochází k zmenšení viditelné plochy skvrn v porovnání se středem slunečního disku, a v důsledku toho k neviditelnosti malých skvrn, jelikož jejich plocha v projekci se stane menší než minimální pozorovatelná plocha S. Funkce viditelnosti $\phi(v)$ zavedená Archenholdem (1940), nám určuje, kolikrát se v úhlové vzdálenosti 🖏 od středu slunečního disku zvětší minimální viditel-tinskij a další, 1987). To tedy znamená, že minimální viditelná plocha skupiny skvrn v úhlové vzdálenosti \mathscr{V} ot středu disku je dána součinem S $_{0}$ $\phi(\mathscr{V})$, který nám určuje jakou skutečnou plochu S (t.j. plochu, jakou by měla skupina, kdyby byla ve středu slunečního disku) musí skupina přinejmenším mít, aby byla ve vzdálenosti 🖏 pozorovatelná. Obvykle se předpokládá, že sluneční skvrny je možno považovat za rovinný útvar a že tedy jejich pozorovaná plocha se mění se vzdáleností od středu disku podle zákona projekce a je tedy úměrná cos arphi. To však neznamená, že $\phi(v)$ = sec v. Vždyť ve skupině skvrn mohou být přítomny malé skvrny, ktoré se stanou neviditelnými již při nevelkých \mathcal{Y} , t.j. v dosti velkých vzdálenostech od okraje slunečního disku. V důsledku toho bude celková plocha skupin skvrn ubývat se vzrůstem \mathscr{V} rychleji než cos \mathscr{V} . Z teoretických úvah i přímých určení specielními statistickými metodami (např. Archenhold 1940) vyplývá jako nejpravděpodobnější, že ϕ (\mathcal{V}) = sec² \mathcal{V} . Potom je skutečná minimální viditelná plocha skupiny skvrn v úhlové vzdálenosti 🖒 od středu disku dána výrazem S $_{
m o}$ sec 2 $^{\prime\!\!\!/}$. To znamená, že ve vzdálenosti $^{\prime\!\!\!/}$ skupiny skvrn, jejichž skutečná plocha je menší než S $_{
m o}$ sec $^{2} \nu^{
m h}$ unikají naší pozornosti, jsou nepozorovatelné. V důsledku toho značnou část malých skupin skvrn nepozorujeme, především ve větších vzdálenostech od sředu disku a počet těchto nepozorovatelných skupin skvrn rychle vzrůstá s rostoucím S_o. To je důvod, proč se veličina S_o může podstatně projevit na celkovém počtu pozorovaných skupin skvrn a tím i na určení hodnoty relativního čisla skvrn R, která v důsledku velkého S_o může být značně snížena. Jinak řečeno použití astronomických přístrojů s horší rozlišovací schopností (určující S_n), než používáme v současné době, mohlo v období maunderovského minima vést ke ztrátě značného počtu slunečních skvrn a tím k podstatnému snížení pozorované úrovně sluneční aktivity.

Přejdeme nyní ke kvantitativnímu ocenění našich úvah. Aby náš výklad nebyl zbytečně složitý, zavedeme některá zjednodušení, která vcelku nezmění obdržený obraz. Za prvé, budeme předpokládat, že všechny skupiny skvrn se nacházejí na rovníku, který prochází středem slunečního disku, t.j. že všechny skupiny skvrn při svém přechodu přes sluneční disk, (v důsledku sluneční rotace) přecházejí přes sluneční disk. Tehdy slutečná minimální viditelná plocha skvrny je dána vztahem: $S = S_0 \sec^2 \lambda^{-1}$, (1)

kde λ je úhlová vzdálenost od centrálního meridiánu.

Za druhé, v hrubém přiblížení budeme aproximovat křivku vývoje plochy skupiny skvrn S po částech lineární aproximaci t.j. budeme předpokládat, že plocha skupiny vzrůstá lineárné s časem až do maxima a po něm opět lineárně s časem ubývá, takže

175 -

$$S = \begin{cases} k_{1}T & 0 \leq S \leq S_{M} \text{ na vzestupné větvi} \\ k_{2}(T - T) & S_{M} \geq S \geq 0 \text{ na sestupné větvi} \end{cases}$$
(2)

kde ${\mathcal T}$ je stáří skupiny, T skutečná životní doba skupiny, S_M maximální plocha skupiny během jejího vývoje, k $_1$ a k $_2$ jsou absolutní hodnoty rychlosti růstu a úbytku plochy skupiny skvrn.

Za třetí, budeme předpokládat, že platí empirický vztah mezi S_M a T (Gněvyšev, 1938)

 $T = k S_M$ (3)

kde k = 0,1 a platí, jak plyne z (2) a (3), že

$$k = \frac{1}{k_1} + \frac{1}{k_2}$$
 (4)

Za čtvrté, rovněž v prvém přiblížení, budeme předpokládat, že četnostní rozdělení skupin skvrn podle jejich životních dob F(T) je popsáno exponenciální funkcí

$$F(T) = \frac{1}{T_0} e^{-T/T_0}$$
(5)

kde T_o je průměrná životní doba skupin skvrn.

Za páté, budeme předpokládat, že frekvence vznikání nových skupin skvrn f_o nezávisí na čase a heliografické délce, přičemž f_o udává počet vzniklých skupin skvrn za jednotku času na celém Slunci.

Potom celkový počet v daný okamžik existujících skupin skvrn na viditelné polokouli Slunce N`je dán výrazem

$$N' = \frac{1}{f_0} f_0$$
 (6)

Na Obr 1 je zobrazen diagram Minnaerta (1939), kde na vodorovné ose je dána úhlová vzdálenost $\lambda = \omega t$ od centrálního meridiánu, která je svázána s časem t přes rychlost úhlové synodické rotace Slunce ω . Na svislé ose je dána skutečná plocha S skupin skvrn. Nakreslená křivka viditelnosti skvrn S₀ sec² λ rozděluje diagram na dvě oblasti. Skupiny skvrn, nacházející se pod totou křivkou, t.j. jejichž plocha S < S₀ sec² λ , jsou nedostupny pozorováním, jsou pro pozorovatele neviditelné. Proto všechny skupiny s maximální plochou S_M < S₀ (malá skvrna okolo centrálního meridiánu na Obr. 1 nejsou nikdy pozorovatelné a jejich





- 176 -

podíl z celkového počtu pozorovatelných skupin skvrn je dán výrazem

$$N_{S_{M}} < S_{O}/N^{*} = \int_{0}^{T=k} F(T) dt = 1 - e^{-kS_{O}/T_{O}}$$
 (7)

Nad křivkou viditelnosti $S_0 \not O(\lambda)$ se nachází skupiny dostupné pozorování. Jestliže budeme uvažovat pouze skupiny s maximální plochou S_M , potom množina jejich křivek vývoje plochy rovnoměrně zaplní pás ohraničený čarami s hodnotami S = 0 a $S = S_M$, jehož plocha $\lambda = -90^0$ a $\lambda = +90^0$ je πS_M . Z nich jsme však schopni pozorovat pouze ty, které se nacházejí v zašrafované oblasti, jejíž plocha $\mathcal{I}(S_M)$ je úměrná počtu v této oblasti pozorovaných skupin a je dána výrazem (Kopecký, 1956; Vitinskij a další, 1986)

$$\mathcal{Z}(S_{M}) = \int_{-\lambda_{*}}^{+\lambda_{*}} (S_{M} - S_{0} \sec^{2} \lambda) d\lambda = 2(\lambda_{*}S_{M} - S_{0} tg \lambda_{*})$$
(8)

kde kritická heliografická délka λ_{\star} je kořenem rovnice

$$S_{M} = S_{o} \sec^{2} \lambda_{*}$$
 (9)

takže

$$\lambda_{\star} = \operatorname{arc} \cos \sqrt{S_0/S_M}$$
 (10)

Potom poměr počtu pozorovaných skupin skvrn N k celkovému počtu N skupin skutečně existujících na viditelné polokouli Slunce je dán vztahem

$$\frac{N \not (\lambda)}{N \pi} = \frac{2}{\pi} \left(\lambda_{\star} - \frac{S_o}{S_M} tg \lambda_{\star} \right)$$
(11)

Vezměmě nyní v úvahu četnostní rozdělení skupin skvrn podle jejich životní doby T. Je jasné, že v tom případě je nutno provést integraci χ (S_M) = χ (T/k) podle T s funkcí četnostního rozdělení F(T) v mezích od kS₀ do \sim a vzít při tom v úvahu koeficient úměrnosti mezi ploch**ou** χ a počtem skupin. Tento koeficient je roven kf₀ (Vitinskij a další, 1986). Vezmeme-li v úvahu, že λ_{χ} závisí na T (nebo S_M) vztahem (10), potom obdržíme

$$N_{x} = f_{0}k \int_{kS_{0}} \frac{\gamma}{\binom{T}{k}} F(T) dt = \frac{2f_{0}}{T_{0}} \int_{kS_{0}} e^{-T/T_{0}} \int_{0}^{arccos} \frac{\sqrt{kS_{0}/T_{0}}}{(T - kS_{0}sec^{2}\lambda)d\lambda dT}$$
(12)

Nakonec pak obdržíme, že poměr ${
m i}_{
m x}$ počtu všech pozorovan**ýc**h skupin skvrn k počtu všech existujících skupin skvrn na viditelné polokouli Slunce je dán výrazem

$$\zeta_{\star} = \frac{2}{\pi} \int_{0}^{\pi/2} e^{-kS_0 \sec^2 \lambda / T_0} d\lambda \quad (12)$$

- 77 -

Významnost hodnoty S_0 je demonstrována na Obr.2, v jehož levé části jsou dány křivky $S_0 \not P(\lambda)$ viditelnosti skvrn pro $S_0 = 2, 5, 10$ a 20 miliontinám povrchu sluneční polokoule (nadále MSP). Vidíme, že s růstem S_0 plocha oblasti viditelnosti skupin skvrn se rychle zmenšuje. Avšak konečný důsledek vzrůstu S_0 je ještě větší, neboť v souvislosti s exponenciálním tvarem funkce F(T), podle níž se zmenšujícím se T respektive S_M počet skupin prudce vzrůsta, se stávají nepozorovatelnými především menší skupiny skvrn, kterých je však nejvíce. Celkový důsledek vlivu funkce F(T) je pak ukázán v pravé části Obr. 2, kde pro průměrné životní doby $T_0 = 5$ a 10 dnům je dán chod veličiny d, udávající, jaká část skupin skvrn s životní dobou větší než T = 0,1 S_M je pozorovatelná.

Na Obr. 3 jsou dány křivky ukazující, jak ubývá podíl pozorovaných skupin skvrn ke skutečně existujícím v závislosti na S_o a S_M. Vidíme, že např. při S_o = 20 MSP je dostupna našim pozorováním méně než polovina existujících skupin s S_M = 100 MSP.

Obvyklejším indexem skvrnotvorné činnosti Slunce je ralativní číslo skvrn R, které je úměrné počtu pozorovaných skupin skvrn. Průměrný roční počet \overline{N} pozorovaných skupin skvrn na slunečním disku si můžeme vyjádřit pomocí počtu $\sum f_{\rm O}$ všech vzniklých skupin za celý ll-letý cyklus a jejich průměrné životní doby $\overline{T}_{\rm O}$, počítané rovněž za celý ll-letý cyklus. Potom

$$\overline{N} = \frac{1}{2} \overline{T}_{0} \sum_{r} f_{0} / 365, 25 \text{ T}$$
(13)

kde T` je délka ll-letého cyklu v rocích. Pro curišskou škálu relativních čísel platí, že

$$\sum R/T = 0,6 \overline{N} (10 + V)$$
 (14)

kde V je průměrný počet skvrn, který jakožto index mohutnosti kupin, závisí na ${\rm T_o}.$ Potom

$$\Sigma R = 0,3 T_0 \sum f_0 (10 + V) / 365,25$$
 (15)

Empirický vztah mezi V a \overline{T}_0 byl nalezen v práci Kuklina (1986)

$$V = 1 + 0,00164 \overline{T}_0^{7/2}$$
 (16)

V prvém přiblížení můžeme maximální roční relativní číslo R_M vyjádřit vztahem

$$R_{M} = 2 \sum R/T$$
 (17)

potom

$$R_{M} = 1,2 \overline{N} (11 + 0,00164 \overline{T}_{0}^{7/2})$$



-



Z toho tedy plyne, že při hodnocení R_M musíme vzít v úvahu změny \overline{N} v důsledku vlivu křivky viditelnosti, respektive faktoru S_0 , a průměrné životní doby skupin \overline{T}_0 . Avšak \overline{T}_0 , určené z pozorování, je rovněž ovlivněn křivkou viditelnosti – - odpovídající odhady byly obdrženy Kopeckým a Kuklinem (1987). Na základě dosavadních poznatků můžeme vyjít z toho, že v současné epoše je v průměrném ll-letém cyklu R_M = 110 a \overline{T}_0 = 9,03 dne a že pro dnešní standardní pozorování je S_0 = 5 MSP. Potom je možno vypočítat jak závisí R_M na S_0 a na skutečném T_0 (neovlivněném křivkou viditelnosti). Výsledky těchto výpočtů jsou dány na Obr. 4. Z něj je patrno, že už při T_0 = 6 dnům a S_0 = 20 MSP je R_M = 46 a při T_0 = 5 dnům a S_0 = 20 MSP dostáváme R_M = 34. Je tedy zřejmé, že takovéto hodnoty parametrů T_0 a S_0 mohou vést k zdánlivě neobyčejně nízkým cyklům.

Přejdeme nyní k některým úvahám o pozorování Slunce a slunečních skvrn v XVII. století. Je známo, že dalekohledy, s kterými pozoroval Galileo, měli rozlišovací schopnost 10" - 15" při relativním otvoru d/f = 1/40 - 1/50 (King, 1955), což odpovídá S, v rozmezí 13,5 - 30,5 MSP. Scheiner používal jím zhotovený helioskop, refraktor na ekvatoriální montáži s obrazem Slunce promítaným na stínítko. Soudě podle existujících rytin, tento přístroj, s kterým bylo provedeno více jak 2000 pozorování slunečních skvrn (Boquet, 1925), měl vnější rozměry, ktoré se málo liší od rozměrů dalekohledů Galileiho. Vezmeme-li v úvahu sférickou a chromatickou aberaci, vlastní jednočočkovým objektivům vyráběných z vtedy běžných skel, ztěží můžeme předpokládat, že Scheinerův přístroj měl rozlišovací schopnost lepší než 10". Dalekohled Hevelia, s kterým pozoroval sluneční skvrny v letech 1642 – 1645, neměl ohniskovou délku větší než 12 stop (3,6 ,) (King, 1955). Není těžké spočítat, že průměr zobrazovacího kroužku bodového objektu v poloze mezi ohnisky modrých a červených paprsků (minimální příčná lineární chromatická aberace) činí 0,008 d/f, což odpovídá úhlovým rozměrům 34" - 42", což jasně vede k 5 ≥ 20 MSP. Jestliže se používaly barevné filtry (o čemž zmínky existují), potom efekt chromatické aberace se pravděpodobně znatelně oslabil, avšak optická nehomogenita těchto filtrů rovněž zhoršovala kvalitu zobrazení.

Později zájem o sluneční skvrny zeslábl. V období maunderovského minima jim byla věnována pozornost prakticky jen v souvislosti se speciálními úlohami. Za prvé je známo (Volf, 1857), že Picard a de la Hire pravidelně pozorovali Slunce k astrometrickým účelům na meriodionálním kruhu v době jeho horních kulminací. Picard v r. 1667 pozoroval Slunce pomocí 9 1/2 stopového kvadrantu a 6 stopového sextantu, opatřených dalekohledy (King, 1955). Je zcela jasné, že rozlišovací schopnost těchto dalekohledů stěží podstatně převyšovala dalekohledy Galilea. Kromě toho je jasné, že při takovýchto pozorováních byla pozornost obrácena na velké skvrny a skupiny skvrn, dobře viditelné v průběhu několika dní, a drobné, malé, nejspíše opomíjeli. Za druhé, v r. 1669 Cassini provedl řadu pozorování slunečních skvrn se 17 stopovým dalekohledem za účelem zpřesnění sluneční rotace (King, 1955; Wolf, 1902), to znamená, že k tomu používal převážně dlouhožijící skupiny skvrn. Takovéto postavení úloh umožňuje předpokládat, že v období maunderovského minima byly registrovány poměrně velké a dlouhožijící skupiny skvrn, a drobných a krátcežijících si prostě nevšímali. To vedlo k tomu, že dokonce v těch případech, kdy rozlišovací schopnost dalekohledů byla dostatečně velká, efektivní rozlišení, podmíněné cílem pozorování, odpovídalo skupinám skvrn pozorovatelným nejméně 2 – 3 dny, t.j. S_o = 20 – 30 MSP, jestliže předpokládáme, že i v tomto období platil vztah (3): T = 0,1 S_M = 0,05 \overline{S} (kde S je

- 1 -

průměrná plocha skupiny skvrn za celou dobu její existence).

Tato téze má nepřímé potvrzení. Z újadů o klimatu západní Evropy vyplývá, jak patrno z Obr. 5 v knize Le Roy Ladurie (1967),

že dlouhotrvající nízké teploty v teplých obdobích roku připadaly na období let 1685 – 1705. Jinak řečeno, v těchto letech byl zvýšený počet pošmourných, zatažených dní a nocí, neumožňujících pozorovat Slunce (a možná i polární záře).Na tytéž roky připadají nejnižší odhady úrovně sluneční činnosti podle pozorování jak slunečních skvrn tak i polárních září.

Z toho všeho lze soudit, že jestliže by na Slunci v té době existovalo dostatečné množství krátcežijících skupin skvrn, podle tradice by o tom nebyla učiněna zmínka.

Z druhé strany převládání drobných skupin skvrn (nízké hodnoty T_o), má ještě jeden důsledek. V tom případě se velmi zřídka vyskytují komplexy aktivity, v nichž se zpravidla vyskytují velké skupiny skvrn. Z toho za prvé plyne neexistence mohutných a protáhlých magnetických konfigurací, rozprostírajících se do korony a odpovědných za existencii koronálních zvonů a paprsků. Proto korona po většinu času, dokonce při existenci většího počtu malých skupin skvrn, musela mít tvar charakteristický pro minimum sluneční aktivity. Právě takováto pozorování korony se Eddy (1976) snažil vykládat ve prospěch vypnutí mechanismu sluneční aktivity v tomto období. Za druhé, v této situaci musely být vzácné velké chromosferické erupce a v důsledku toho sporadické magnetické poruchy, stejně tak jako musely být vzácné rekurentní skupiny skvrn a tedy i rekurentní magnetické poruchy. V tom případě koeficient úměrnosti mezi počtem polárních září a relativním číslem byl menší, než v současné epoše. Proto odhady skutečných relativních čísel podle počtu polárních září na základě koeficientu úměrnosti odvozeného ze současné situaci na Slunci, jsou tedy zřejmě podhodnoceny.

A tak naše úvahy nám umožňují udělat následující závěr. S velkou pravděpodobností je možno předpokládat, že v XVII. století, za prvé, existující zápisy o pozorování slunečních skvrn odpovídají pozorováním s minimální viditelnou plochou S_o řádově 20 MSP, a za druhé, že průměrné charakteristiky mohutnosti **sk**upin skvrn odpovídají situaci existující v naší epoše v době minim 11-letých cyklů, respektive minima 80-leté periody, t.j. T_o = 5 - 6 dní.

Z toho vyplývá, v souhlase s Obr. 4, že v XVII. století musely být pozorovány velmi nízké 11-leté cykly s R_M 30 - 40. Jestliže dále učiníme předpoklad, že v XVII. století rovněž platil vztah mezi výškou cyklu R_M a průměrnou heliografickou šířkou skvrn \mathscr{P}_M v době maxima cyklu, odvozený Waldmeierem (1955), potom $\mathscr{P}_M \approx 10,3^\circ$ - 11,0°, to znamená, že převážná část skupin skvrn musela být pozorována v blízkosti slunečního rovníku. Při tom skupiny skvrn s plochou S ≥50 MSP činily přibližně jen 25 - 30% z celkového počtu skvrn (Obr. 2 a 3). A tak již pouze tyto faktory mohou vysvětlit značně malý počet skvrn pozorovaných v té době, ačkoliv celkový počet skupin skvrn skutečně existujících na Slunci se podle našich předpokladů zmenšil pouze 1,5 - 1,8-krát.

Jestliže však učiníme ještě předpoklad, že maunderovské minimum připadlo na minimum superdlouhého (několikasetletého) cyklu změn počtu vzniklých skupin skvrn f_o, potom hodnoty tohoto indexu byly v XVII. století dvakrát až třikrát menší než je průměr f_o z 11-letých cyklů čís. 12 – 20. Potom obdržíme, že v maunderovském minimu byly R_M ≈ 10 – 20, to znamená, že na Slunci nebyly dostatečně

و، مر سو : مر nápadné sluneční skvrny.

Můžeme tedy shrnout naše úvahy. Vliv efektivní rozlišovací schopnosti při pozorování skupin slunečních skvrn v XVII. století v souvislosti s vlivem funkce viditelnosti a rozdělením skupin skvrn podle jejich mohutnosti dovoluje vysvětlit pozorovanou nízkou úroveň sluneční činnosti v té době. Tento výsledek se ještě zesiluje, jestliže maunderovské minimum současně připadlo na minimum superdlouhého cyklu frekvence vznikání skupin skvrn. Avšak skutečné snížení úrovně sluneční činnosti nemuselo být zdaleka tak velké, aby bylo nutno zavádět hypotézu o vypnutí mechanizmu sluneční činnosti. Skutečnou příčino byla podstatná kvalitativní změna projevů sluneční činnosti, která byla ještě zesílena podmínkami pozorování v souvislosti s existencí funkce viditelnosti.

LITERATURA

Archenhold, G. H. A.: 1940, Mon. Not. Roy. Astr. Soc. <u>100</u>,645
Boquet, F.: 1925, Historie de l'Astronomie, Paris, Payot
Eddy, J.: 1976, Science <u>192</u>, 1189
Gnevyshev, M. N.: 1938, Cirkuljar glavnoj astronomičeskoj obs. <u>24</u>, 37
King, H.: 1955, The History of the Telescope, London, Griffin
Kopecký, M.: 1956, Publ. Astron. Inst. Czechosł. Acad. Sci. <u>42</u>
Kopecký, M.: 1967, Advances in Astron. and Astrophys. <u>5</u>, 189
Kopecký, M.; Kopecká, F.: 1984, Bull. Astron. Inst. Czechosl. <u>35</u>, 233
Kopecký, M.; Kuklin, G. V.: 1987, Bull. Astron. Inst. Czechosl. <u>38</u>, v tisku
Kuklin, G. V.: 1986, Contrib. of the Astron. Obs. Skalnaté Pleso <u>15</u>, v tisku
Le Roy Ladurie, E.: 1967, Histoire du Climat depuis l'An Mil. Paris, Flammarion
Link, F.: 1977, Astron. Astrophys. <u>54</u>, 857
Minnaert, M.: 1939, Astron. Nachrichten <u>269</u>, 48
Vitinskij, Ju. I.: 1978, Solar Physics <u>57</u>, 475
Vitinskij, Ju. I.; Kopecký, M.; Kuklin, G. V.: 1986, Statistika pjatnoobrazova-

tělnoj dějatělnosti Solnca, Moskva, Nauka - Fizmatgiz Waldmeier, M.: 1955, Ergebnisse und Probleme der Sonnenfoschung, Leipzig Wolf, C.: 1902, Histoire de l'Observatoire de Paris, Paris, Gauthier - Villars Wolf, R.: 1857, Astron. Mitteilungen <u>4</u>, 72.

ROZBOR POKUSNÝCH TÝŽDŇOVÝCH PREDPOVEDÍ SLNEČNEJ AKTIVITY (1980 – 1985)

F. Zloch, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Práca sa zaoberá problematikou zostavovania a vyhodnocovania úspešnosti pokusných týždenných predpovedí slnečnej aktivity, vydávaných v AÚ ČSAV v Ondřejove. Analyzovaných bolo 291 predpovedí z obdobia rokov 1980 až 1985 vrátane. V práci sú zároveň stručne diskutované niektoré okruhy otázok, ktoré súvisia s uvedenou problematikou.

ÚVOD

Pokusné týždenné predpovede slnečnej aktivity sa vydávajú v slnečnom oddelení AÚ ČSAV v Ondřejove od začiatku roka 1978. Autormi predpovedí sú predovšetkým dr. L. Křivský, CSc. (slnečná časť predpovede) a Ing. F. Janda (geomagnetická časť predpovede). V prípade potreby sa na zostavovaní predpovedí podieľajú dr. Růžičková- Topolvá, CSc. a F. Zloch z AÚ ČSAV a J. Klimeš z hvezdárne v Úpici. Hvezdáreň v Úpici v prípade nutnosti zastupuje i ako vydavateľ predpovedí. Predpoveď sa zostavuje a vydáva vždy vo štvrtok, platí od piatka do štvrtka nasledujúceho týždňa.

Ako podklad pre zostavovanie predpovede slnečnej aktivity slúžia predovšetkým pozorovania Slnka uskutočňované na ondřejovskom observatóriu. Významne sa na doplnení podkladových pozorovaní podieľajú kolegovia z hvezdární, spolupracujúcich AÚ v rámci služby FOTOSFEREX. Do tejto služby prispievajú hvezdárne v Hlohovci, Olomouci-Lošove, Prešove, Rimavskej Sobote, Rožňave, Sezimovom Ústí, Valašskom Meziříčí, Veselí na Morave, Vlašimi, Žiari nad Hronom, Žiline, ďalej sú to L. Buťka z Prahy, L. Schmied z Kunžaku a ďalší.

Táto práca je prvou etapou zhodnotenia predpovedí slnečnej aktivity ako jedného z príspevkov AÚ ČSAV pre spoločenskú prax. Jej cieľom je určiť úspešnosť vydávaných predpovedí a tým i určiť mieru ich použiteľnosti. Získané poznatky a skúsenosti budú slúžiť pre zlepšenie kvality predpovedí.

O podobný rozbor, ale v kratšom časovom intervale, sa pokúsil P. Ivan z KH a planetária v Prešove, kt**or**ý autorovi poskytol text spomínanej práce pri súkromnom písomnom styku. O tejto práci bude podrobnejšia informácia v časti 6. tohoto rozboru.

2. Z ČOHO A AKO VZNIKÁ PREDPOVEĎ SLNEČNEJ AKTIVITY ?

Ako podklady pre zostavenie predpovede slnečnej aktivity slúžia:

a/ aktuálne pozorovania fotosféry a chromosféry (H⊄) Slnka –(získané v AÚ ČSAV v deň predpovede).

<u>Fotosféra</u>: relatívne číslo škvŕn, typ skupín škvŕn, prípadné zvláštnosti v konfigurácii škvŕn v skupinách alebo medzi skupinami škvŕn.

<u>Chromosféra</u>: vzhľad a stupeň aktivity flokulových polí okolo skupín škvŕn, výskyt aktívnych filamentov , podrobná prehliadka okraja slnečného disku (hlavne východný okraj).

b/ kresby fotosféry (AÚ – v deň predpovede; FOTOSFEREX – oneskorenie 1 – 3 dni): okrem aktuálnych informácií sú podkladom pre posúdenie fotosférickej aktivity v minulých otočkách.

c/ ursigramy z WWA Boulder (oneskorenie 2 dni): požívajú sa hlavne v obdobiach, kedy nie sú k dispozícii optické pozorovania Slnka; obsahujú okrem iného údaje o pozíciách aktívnych oblastí a ich erupčnej aktivite a údaje o úrovni slnečného rádiového toku (2800 MHz) a predpoveď úrovne na tri dni dopredu.

d/ telexové informácie o pozorovaniach na satelite SMM (oneskorenie 1 - 2 dni): z pozorovacieho programu sa dá odhadnúť stupeň slnečn**e**j aktivity a zistiť pozície aktívnych oblastí na slnečnom disku.

e/ rádiové pozorovania Slnka (AÚ ČSAV) – hlavne v obdobiach nepriaznivého počasia dávajú možnosť posúdiť úroveň aktivity a výskyt erupcií. Používajú sa registrácie slnečnej rádiovej emisie (λ = 37 cm, λ = 56 cm, λ = 115 cm) a registrácie SEA (nepriama registrácia rentgenovej emisie erupcií na veľmi dlhých vlnách - SEA 27 kHz).

Posúdenie informácií z uvedených podkladov a skúsenosť zostavovateľa – to je základ predpovede slnečnej aktivity.

3. VÝCHODZÍ MATERIÁL - PREDPOVEDE

Za doterajšie obdobie činnosti prognóznej služby bolo ku dňu 18. 9. 1986 vydaných 454 pokusných predpovedí slnečnej aktivity. Forma predpovede v dnešnej podobe je táto:

- Hlavička predpovede obsahuje číslo predpovede a obdobie, pre ktoré je zostavená;
- časť Škvrnová aktivita obsahuje charakteristiku celkovej fotosférickej situácie, pravdepodobné hodnoty relatívneho čísla slnečných škvrn a prípadne odhad trendu vývoja;
- časť Erupčná aktivita dáva pravdepodobný odhad výskytu slnečných erupcií v priebehu obdobia a odhad importancie (mohutnosti) erupcií;
 - (tieto dve časti zostavuje predovšetkým dr. Křivský)
- časť charakterizujúca geomagnetickú aktivitu a predpoveď geomagnetických porúch zostavuje výhradne Ing. Janda.

Predmetom vyhodnocovania úspešnosti bola časť predpovede, týkajúca sa aktivity Slnka. Geomagnetická časť predpovede hodnotená nebola. Preto v ďalšom texte pod pojmom "predpoceď" myslíme slnečnú časť predpovede.

Do vyhodnotenia bolo zaradených 291 predpovedí z rokov 1980 - 1985. Obdobie 1978 - 1979 bolo vynechané, pretože predpovede z tohoto obdobia boli výhradne slovné, neobsahovali ani najnutnejšiu <u>číselnú</u> prognózu (odhad hodnoty relatívneho čísla). Číselné hodnoty sa v predpovediach začali objavovať až v roku 1980.

Prevažná časť textov predpovedí (telexové originály alebo kópie) bola k dispozícii V AÚ ČSAV. Chýbajúce texty boli doplnené vďaka kolegom z hvezdárne v Prešove a Úpici.

V ďalšej časti práci sú uvedené podrobnejšie informácie o spôsobe a výsledkoch analýzy predpovedí slnečnej aktivity.

4. SPÔSOB ANALÝZY PREDPOVEDÍ

Indexy slnečnej aktivity z obdobia 1980 – 1985, potrebné pre porovnávanie predpovedí so skutočnosťou boli čerpané z mesačného prehľadu SUNSPOT BULLETIN (vydávaný v Bruseli v Sunspot Index Data Center).

Pre hodnotenie škvrnovej aktivity boli použité denné hodnoty indexu XI, ktorý udáva počet stredných a veľkých erupcií takto:

denné hodnoty indexu XFI, ktoré charakterizujú celkovú erupčnú situáciu takto:

 $X F I = \sum C \pm 10 \cdot \sum M + 100 \cdot \sum X ,$

kde C, M, X sú klasifikačné stupne malých, stredných a veľkých erupcií podľa veľkosti rentgenovskej emisie.

Vyhodnocovanie presnosti predpovede prebiehalo vo dvoch líniách:

a/ Škvrnová aktivita

 - ak predpovedaná hodnota relatívneho čísla zodpovedala skutočnosti a zhodoval sa i predpovedaný trend so skutočným trendom, predpoveď bola ako presná,

 - ak bol vystihnutý iba trend a predpovedané hodnoty relatívneho čísla sa líšili od skutočnosti o hodnotu maximálne R ± 40, alebo ak odhad trendu nevyšiel, ale hodnoty relatívneho čísla vyhovovali, bola predpoveď označená ako vyhovujúca.

Presné a vyhovujúce predpovede tvoria skupinu úspešných predpovedí. - Celkový nesúlad predpovedaných hodnôt relatívneho čísla so skutočnosťou a sú-

časne chybný odhad trendu charakterizujú predpovede označené ako neúspešné. V tejto časti bola skúmaná i veľkosť intervalu predpovedaných hodnôt relatívneho čísla. Ide o absolútnu hodnotu rozdielu hornej a dolnej hranice intervalu. Vo výsledkoch sú uvedené priemerné ročné hodnoty tohoto intervalu.

b/ Erupčná aktivita

Rozhodujúcim momentom pre klasifikáciu predpovede bol výsledok porovnania predpovedaných hodnôt početnosti, mohutnosti erupcií a trendu erupčnej činnosti so skutočnosťou, charakterizovanou indexami X I a X F I. Klasifikácia je jednoduchá, predpovede sú buď úspešné, alebo neúspešné.

Do vyhodnotenia bolo v tejto časti zaradených 251 predpovedí z obdobia 1981-- 1985. V roku 1980 sa indexy XI a XFI ešte nevydávali.

5. VÝSLEDKY ANALÝZY PREDPOVEDÍ

Tab.	1	Hodnotenie	škvrnovej	aktivity
------	---	------------	-----------	----------

Rok	počet predp.	preșné	vyhoyujúce	úspesné	Interval
1980	37	8,1	45,9	54,0	45,0
1981	51	23,5	45,1	68,6	47,8
1982	52	23,1	44,2	67,3	50,7
1983	51	27,5	41,2	68,6	40,9
1984	50	36,0	42,0	78,0	27,7
1985	50	50,0	26,0	76,0	20,6

Priemerný počet úspešných predpovedí 68,8%

Tab. 2 Hodnotenie erupčnej aktivity

Rok	počet predp.	úspešné	neúspešné	
1981	51	56,9	43,1	
1982	47	72,3	27,7	
1983	51	64,7	35,3	
1984	51	56,9	43,1	
1985	51	66,6	33,4	

Priemerný počet úspešných predpovedí 63,5%

6. DISKUSIA

Pri vyhodnocovaní predpovedí, ale i v predchádzajúcom období, vynárali sa problémy a otázky, ktorých vyriešenie, ako sa zdá, prispeje ku skvalitneniu predpovedí.

6.1 Kvalitatívne ocenenie predpovede

V závislosti na kvalite i množstve pozorovacích podkladov bude vhodné celú predpoveď (slnečnú časť) kvlaitatívne oceniť. Návrh ocenenia:

- stupeň 0 ... predpoveď je neistá v čase zostavovania predpovede neboli k dispozícii aktuálne pozorovania, vychádzalo sa zo starších podkladov
 - (starších ako 2 dni); veľká neistota v odhade trendu; veľká neistota v odhade výskytu aktívnych centier – pre obdobie v okolí minima slnečného cyklu.

stupeň 1 ... predpoveď bola zostavená na základe aktuálnych pozorovacích podkladov.

Ocenenie je možné pripojiť k číslu predpovede takto: ... č. 510 – 0, alebo ... č. 512 – 1.

6.2 Forma a obsah predpovede

Podľa požiadaviek, ktoré boli doteraz na autorov predpovede kladené, súčasná forma a obsah predpovede vyhovujú. Aby tomu tak bolo i naďalej, bude zrejme vhodné podrobne rozobrať, kde všade je možné predpoveď používať a akým spôsobom sa používa. A k tomu bude potrebný oveľa tesnejší kontakt s používateľmi predpovede.

Nezávisle na tom však bude potrebné ustáliť jednotné pravidlá pre formuláciu predpovede:

- opis situácie musí byť stručný a jednoznačný

- pojmy opisujúce intenzitu javov musia byť jednoznačne definované.

Z týchto požiadaviek vychádza nasledovný návrh:

ŠKVRNOVÁ AKTIVITA

úroveň	Charakter. hodnoty R
veľmi nízka	R = 0 - 25
nízka	R = 25 - 50
stredne vysoká	R = 50 - 100
vysoká	R = 100 - 150
veľmi vysoká	R nad 150
ERUPČNÁ AKTIVITA	
úroveň	
veľmi slabá	sporadické erupcie Sf, Sn
slabá	počas celého obdobia iba erupcie Sf, Sn, Sb
stredne silná .	počas celého obdobia erupcie Sf, Sn, Sb a sporadický výskyt erupcií lf, ln, lb
silná	okrem erupcií mohutnosti S a l aj významný výskyt erupcií 2f, 2n, 2b
veľmi silná	erupcie všetkých mohutností (vrátane mohutností 3 a 4) počas celého obdobia
Určovanie trendu	
pokles, vzostup: slabý	. zmena v rámci jednej úrovne
mierny	. zmena v rámci dvoch susedných úrovní
silný	. zmena o jednu úroveň
gradient javu: postupný	do úvahy pripadá celé obdobie platnosti predpovede

ako priestor pre zmenu (t.j. 7 dní)

prudký ... ku zmene dôjde v intervale 24 - 48 hodín Ak zostavíme predpoveď slnečnej aktivity podľa uvedených pravidiel, bude

znieť napríklad takto:predpoveď slnečnej aktivity č. xxx – l na obdobie xx. x. – – xx. x. xxxx. Škvrnová aktivita – stredne vysoká (R 60), postupný mierny pokles na R 30; Erupčná aktivita – silná, postupný mierny pokles.
Z uvedeného príkladu predpovede vidieť, že predpoveď je stručná, vcelku jodnoznačná a čo je dôležité, je celkom dobre zhodnotiteľná.

6.3 Odhad hodnôt relatívneho čísla slnečných škvŕn

Priemerne iba v 28% zo všetkých vyhodnotených predpovedí škvrnovej aktivity bola predpoveď relatívneho čísla v zhode so skutočnosťou. kazuje sa, že jedinou cestou, ako správne odhadnúť hodnoty relatívneho čísla, je jeho určovanie v určitých medziach. Záleží na vhodnej voľbe intervalu. Z rozboru vyplýva, že by odchýlky pre určenie R nemali presahovať R ±20. Podľa tohoto by predpoveď hodnoty R 90 znamenala skutočnú hodnotu R v intervale 70 - 110.

6.4 Príčiny neúspešných predpovedí

Pri prehliadke výslekdov hodnotenia jednotlivých predpovedí sa prišlo na niekoľko dlhšietrvajúcich sérií neúspešných predpovedí. Ide o tieto obdobia:

23.	XI.	-	31.	XII.	1980	(5	týždňov)	•••	obdobie	č.	1
22.	۷.	-	11.	VI.	1981	(3	týždne)	• • •	obdobie	č.	2
11.	III.		31.	III.	1983	(3	týždne)	• • •	obdobie	č.	3
	9.		22.	IX.	1983	(2	týždne)	• • •	obdobie	č.	4
14.	х.	-	3.	XI.	1983	(3	týždne)	•••	obdobie	č.	5

Základom neúspechu predpovede je zrejme nedostatočný prehľad o stave slnečnej aktivity v čase zostavovania predpovede. Nedostatočný prehľad vyplýva zasa z nedostatku pozorovacích podkladov. Ako to bolo v uvededých obdobiach? Údaje v pozorovacích denníkoch dávajú túto informáciu:

Obdobie	č.	1	 14	pozorovacích dní	t.j.	36%
Obdobie	č.	2 .	 8	pozorovacích dní	t.j	40%
Ob do bie	č.	3	 2	pozorovacie dni	t.j.	9,5%
Obdobie	č.	4	 7	pozorovacích dní	t.j.	50%
Obdobie	č.	5	 4	pozorovacie dni	t.j.	19%

Zdá są, že predchádzajúca domnienka má reálny koreň. Nedostatok pozorovaní spôsobil neúspešnosť predpovedí v týchto obdobiach. Ako vzniká jednotlivá neúspešná predpoveď, na to sa pokúša odpovedať nasledujúci príklad: predpoveď č. 453 na obdobie 12. – 18. IX. 1986 bola neúspešná. Z organizačných dôvodov bola zostavená už 10. IX. 1986. Posledné pozorovacie podklady z 8. IX. 1986 hovorili o skupine škvŕn, pravdepodobne typu D, vo vysokej heliografickej šírke N 26⁰. Bola zdrojom niekoľkých slabých erupcií. Relatívne číslo v čase pozorovania bolo R = 19. Predpokladalo sa, že sa skupina bude ďalej vyvíjať, že mierne vzrastie i jej erupčná aktivita. Na základe týchto predpokladov bola zostavená predpoveď. Nesplnila sa, pretože skupina v priebehu ďalších dvoch dní zanikla. V dňoch 9. – 11. IX. 1986 bolo v ČSR nepriaznivé počasie, takže nebolo možné tento vývoj zaregistrovať a 10. IX. 1986 zostaviť presnejšiu predpoveď. O neúspechu predpovede sme sa dodatočne dozvedeli z prehliadky ursigramov a z pozorovaní až 12. IX. 1986.

V ďalšej časti diskusie sa budeme venovať porovnaniu výsledkov tejto práce s výsledkami už spomínanej práce kolegu P. Ivana z KH a planetária v Prešove.

V práci "Úspešnosť prognóz slnečnej aktivity vydávaných v ČSSR" spracoval, resp. vyhodnotil 44 predpovedí z roku 1983. Uvádza nasledovné výsledky:

R ₁	• • •	predpoveď	trendu	relatívneho	čísla	•	£ 8.	75,68%
Ε _Λ	•••	predpoveď	hodnôt	relatívneho	čísla	·		73,75%
£	• • •	erupčná či	innosť	un fi		×		82,05%

Pre porovnanie uvádzame: rok 1983

z 51 predpovedí škvrnovej aktivity bolo úspešných 68,6%

z 51 predpovedí erupčnej aktivity bolo úspešných 64,7% .

Už na prvý pohľad vidieť, že výsledky sú rozdielne. Príčinou je rozdielnosť prístupu každého z autorov k vyhodnocovaniu predpovedí.

V Ivanovej práci boli za vopred určené rozdiely medzi predpoveňou a skutočnosťou strhávané percentá úspešnosti. Popri 100%-ných predpovediach sa na výsledku podieľajú i predpovede, ktoré by podľa kritérií v práci autora príspevku veľmi často vystupovali ako neúspešné. Na tejto ukážke porovnania výsledkov dvoch prác s rovnakou problematikou možno demonštrovať dva rozdielne spôsoby analýzy predpovedí slnečnej aktivity. Rozdiel v prísnosti kritérií yedie k rozdielnym výsledkom. Možno povedať, že z tohoto poznatku vyplýva opäť požiadavka zostavovať predpoveď slnečnej aktivity tak, aby sa dala vyhodnocovať.

7. ZÁVER

Uvedená práca dáva pomerne dobré <u>priemerné percenta</u> úspešných predpovedí slnečnej aktivity: 68,8% úspešných predpovedí škvrnovej aktivity, 63,5% úspešných predpovedí erupčnej aktivity. Možno povedať, že v priemere dve z troch predpovedí sú úspešné. Pre prax to nie je zanedbateľný fakt. Na druhej strane však nemožno ignorovať výskyt sérií neúspešných predpovedí, týmto sa nevyhneme. Samostatnou kapitolou je použitie predpovede. V časti 6.2 bolo naznačené, že o spôsobe používania predpovedí zatiaľ nie je prehľad, a nie je známe ani to, či predpoveď i naďalej vyhovuje potrebám užívateľov. Preto zostavovatelia predpov. Ci uvítajú každú pripomienku, návrh k forme a obsahu predpovedí.

POĎAKOVANIE

Na záver by som chcel poďakovať P. Ivanovi z Prešova a J. Klimešovi z Úpice za poskytnutie chýbajúcich textov predpovedí. Zároveň ďakujem dr. P. Ambrožovi z AÚ ČSAV Ondřejov za rady a pripomienky, ktoré mi ochotne poskytoval pri vypracovávaní tohoto príspevku. M. Rybanský, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica

Už skoro 15 rokov vás na týchto seminároch oboznamujeme s výsledkami výskumu slnečnej koróny u nás. Dnes by som chcel o tejto otázke hovoriť podrobnejšie a zoznámiť vás s výsledkami, ktoré sme v tejto oblasti dosiahli za posledné obdobia.

Za dobu existencie našej koronálnej stanice (t.j. od roku 1962) sme ovládli techniku pozorovania Lyotovým koronografom a metodiku spracovania získaného pozorovacieho materiálu. Hlavne to boli rôzne metódy fotografickej spektrofotometrie. Tieto metódy sú obecne známe, avšak pre každý skúmaný objekt sa špecificky upravujú. Ďalej sme zvládli techniku pozorovania úplných zatmení Slnka a použili ju pri štyroch expedíciách. Úspešne sme tiež absolvovalispracovanie získaného materiálu, o čom svedčia aj priaznivé ohlasy v zahraničnej odbornej tlači.

Pokúšame sa tiež o zahájenie pozorovaní z družíc v rámci programu "Interkozmos". Ako si iste viete predstaviť, museli sme pritom vyriešiť mnohé technické a teoretické otázky.

Výsledky tejto našej práce boli publikované v takmer stovke pôvodných vedeckých prác a v mnohých odborných a populárnych článkoch.

V budúcnosti chceme našu prácu viesť niekoľkými smermi:

 Zvyšovaním technickej úrovne pozorovacích metód a využívaním výpočtovej techniky pre spracovateľské postupy.

2. Zvyšovaním teoretickej úrovne pracovníkov a teda aj vedeckých prác.

3. Rozširovaním medzinárodnej spolupráce v oblasti výskumu slnečnej koróny.

Tieto naše zámery navzájom súvisia a možno ich kombinovať. Napríklad medzinárodná spolupráca s Bulharskou akadémiou vied nám umožnila prístup k modernému mikrodenzitometru spojenému s počítačom, pomocou ktorého sme spracovali mnoho zaujímavého materiálu ako aj ďalej uvidíme.

Pristúpme teraz k jednotlivým prácam, s ktorými vás chcem oboznámiť.

Prvou bude práca <u>o ineterpretácii pozorovania slnečnej koróny pri úplnom</u> <u>zatmení Slnka 16. 2. 1980</u>. Expedícia v Indii bola veľmi úspešná, získala výborné snímky koróny, ktoré sme sfotometrovali a výsledky sme sa pokúsili interpretovať, t.j. určiť príčiny zisteného rozdelenia jasu.

Najprv si zopakujeme štandartný postup pri spracovaní zatmeňových snímok. Z pozorovania, ktoré bolo kalibrované, získame rozdelenie jasu koróny okolo Slnka tak, ako je schematicky znázornené na Obr. 1. Pozorovaný jas je súčtom jasu K koróny, F koróny a jasu zemskej atmosféry. Pre naše účely však potrebujeme vedieť rozdelenie jasu v K koróne, lebo iba táto je "vlastnou" korónou. F koróna predstavuje žiarenie, ktoré vzniká rozptylom svetla fotosféry na prachových casticiach, ktoré sa nachádzajú na zornom lúči. Intenzita tohoto žiarenia je pomerne stála, určuje sa špeciálnymi prístrojmi a špeciálnou metodikou a výsledky sú publikované v tabuľkách. Odčítaním tabuľovaných hodnôt F koróny od pozorovaného jasu dostaneme rozdelenie jasu K koróny pozdĺž ľubovoľného rezu, tak ako to znázorňuje Obr. 2.







Obr. 2

Jas zemskej atmosféry môžeme zanedbať pri fotometrii do štyroch slnečných polomerov, lebo je o dva rády nižší.

Ďalším krokom je určenie rozdelenia hustoty voľných elektrónov v koróne. Pri jeho určení vychádzame z niekoľkých predpokladov:

1/ Žiarenie v koróne je spôsobené rozptylom žiarenia fotosféry na voľných elektrónoch,

2/ Rozdelenie hustoty elektrónov a teda aj objemová svietivosť (žiarivý výkon z objemovej jednotky) sú funkcie sféricky symetrické, t.j. ich veľkosť závisí iba na vzdialenosti od stredu Slnka.

Pozorovaný jas slnečnej koróny vo vzdialenosti β , I (β) je integrálom objemovej svietivosti \mathcal{E} (r) pozdĺž zorného lúča (Obr. 3):

$$I(g) = \int \mathcal{E}(\mathbf{r}) d\mathbf{x},$$

kde ρ a r označujú vzdialenosť od stredu Slnka v slnečných polomeroch.





Riešením uvedenej, tzv. integrálnej rovnice získame funkciu €(r), z ktorej pri použití Thomsonovej teórie rozptylu a geometrických zákonov osvetlenia objemovej jednotky vo výške h = r - l nad fotosférou vyplýva už priamo rozdelenie hustoty voľných elektrónov v závislosti na vzdialenosti od stredu Slnka.

Ak predpokladáme, že toto rozdelenie je podmienené rovnovážnym stavom medzi gravitáciou a tepelnou energiou častíc koróny, t .j. uvažujeme statickú izotermican and a second of the particular second second

kú korónu, môžeme z daného rozdelenia určiť teplotu koróny. Vychádzame z barometrickej rovnice:

$$dp = -s(r)g(r)dr$$

a po rôznych úpravách dostaneme pre teplotu výraz:

Sh:

$$T = C \left[\frac{d(\log n_e)}{d(1/\rho)} \right]^{-1}$$

t.j. ak na osi súradníc nanášame log ne proti $1/\rho$ pre rôzne ρ , mali by sme dostať priamku, ktorej sklon určuje teplotu,(Obr. 4).





Naše výsledky sa však od priamky systematicky odchyľujú, ako je to čiarkovane znázornené na tom istom obrázku. Domnievali sme sa, že odchýľky sa dajú vysvetliť, ak budeme uvažovať, že koróna je rozpínajúcim sa útvarom, ako ukázal Parker a iní.

Barometrickú rovnicu doplníme členom uvažujúcim prúdenie:

$$\frac{d}{d\rho} (nkT) = -nmg_0 \frac{r_0}{\rho^2} - nmv \frac{dv}{d\rho},$$

dalej použijeme rovnicu kontinuity prúdenia:

v n S = v_on_oS_o

a rovnicu polytropického rozpínania:

$$\frac{T}{T_{o}} = \left(\frac{n}{n_{o}}\right)^{\gamma-1},$$

kde koeficient polytropy, ako ukázal Parker je okolo 1,1.

Riešením týchto rovníc pri zadaných okrajových podmienkach (t.j. zadaním hustoty, teploty a rýchlosti rozpínania pri základni koróny) a pri danom rozdelení hustoty sme chceli dostať rozdelenie teploty a rýchlosti s výškou. Ukázalo sa však, že pri takto formulovanej úlohe riešenie neexistuje. Už pri $\rho \ge 1,5$ sme dostali hodnoty v² < 0.

Pozorná prehliadka zatmeňových snímok koróny nás viedla k zavrhnutiu homogénneho modelu koróny. Na snímkach zreteľne vidieť, že koróna je zložená z mnohých lúčov, medzi ktorými je priestor s oveľa menšou hustotou. Uvažovali sme teda model znázornený na Obr. 5: hmota koróny je sústredená v radiálnych lúčoch, ktoré sú pri základni koróny spojené, ďalej sa zužujú podľa exponenciálneho zákona:

$d = d_0 e^{-a,h}$.

Rozdelenie hustoty elektrónov po výške je také, aby celková intenzita rozptylu na nich (na všetkých, ktoré pretne zorný lúč) súhlasila s pozorovaným rozdelením jasu koróny. Použitím horeuvedených pohybových rovníc získali sme priebeh hustoty, teploty a rýchlosti hmoty v lúči, v závislosti od výšky nad fotosférou.



Obr. 5

Rýchlosť rozpínania v takomto modeli neustále rastie. Z pozorovania však vieme určiť rýchlosť slnečného vetra, ktorý je vlastne pokračovaním slnečnej koróny. Uvažujúc túto podmienku dochádzame k záveru, že lúče sa v určitej výške (okolo 3R₀) začnú rozpadať. Aj na snímkach koróny asi od tejto výšky už obyčajne nerozoznáme štruktúry, čo však môže mať aj inú príčinu. Priebeh teploty, hustoty a rozmeru lúča je znázornený na Obr. 6. Koróna "zostavená" z takýchto lúčov veľmi dobre vyhovuje pozorovanému rozdeleniu jasu. Model však nič nehovorí o priestore medzi lúčmi a o silách, ktoré držia hmotu v priestore lúčov. Tieto si-



Obr. 6

ly pravdepodobne súvisia so samoorganizáciou elektromagnetických polí pri kolektívnom pohybe častíc koronálnej plazmy. Riešenie tohoto problému súvisí s objasnením mechanizmu dopĺňania koronálnej hmoty a jej ohrevů a s vybudovaním úplnej teórie pohybu koronálnej plazmy.

Ďalšia skupina prác sa týka <u>analýzy spektrálnych pozorovaní koróny</u>. Začneme pokusom o určení existencie <u>oscilácií</u> v parametroch emisnej čiary koróny 530,3 nm.

V sedemdesiatych rokoch sa objavuje množstvo prác o periodických dopplerových posunoch absorpčných čiar fotosféry, ktoré sú odrazom rôznych vlnových procesov na slnečnom povrchu. Vzniká nová špecializácia v slnečnej fyzike <u>helioseizmológia</u>, ktorá sa snaží z pozorovaných periodických zmien na slnečnom povrchu určiť procesy, ktoré prebiehajú vo vnútri Slnka. Návrh na preskúmanie **o**tázky, či sa aj v koróne dajú pozorovať nejaké periodické zmeny vznikol okolo roku 1975

v rámci spolupráce s IZMIR AN-om. Dr. Mogilevský navrhol, aby sme sa pokúsili pozorovať sériu snímok spektra koróny a zistlili, či existujú periodické fluktuácie parametrov (pre začiatok vlnovej dĺžky). Pri praktickom pokuse sa hneď ukázalo, že so stávajúcim vybavením nie je možné takýto pokus vykonať. Prvou úlohou bolo teda zdokonaliť prístrojové vybavenie. Roku 1980 sme zvýšili disperziu spektrografu z 1,5 nm/mm na 0,58 nm/mm a roku 1981 naša výskumno-vývojová skupina uviedla do prevádzky fotoelektrický pointér, ktorý vedie koronograf s presnosťou lepšou ako 1". Prvú prácu z tejto oblasti sme prezentovali na konzultácii o slnečnej fyzike v Debrecíne v roku 1983. Uvádza sa v nej, že v niektorých oblastiach koróny kolíše vlnová dĺžka emisnej čiary koróny s periodou okolo 6 min a s amplitúdou 5 pm, čo predstavuje rýchlosť cca 3 km/s. V práci bol opísaný aj prístroj, ktorý nám umožnil s požadovanou presnosťou merať vlnovú dĺžku koronálnej čiary. Ďalšie merania sme už robili na mikrodenzitometri Joyce Loebel, v rámci medzinárodnej spolupráce s Bulharskou akadémiou vied. Pri týchto materiáloch sme mohli určiť nielen vlnovú dĺžku, ale aj iné parametre koronálnej čiary, ako je jej intenzita (maximálna aj celková), a asymetria profilu.

Spektrum koróny je pri snímaní koronografom prekryté spektrom rozptýleného svetla fotosféry v atmosfére (spektrom aureoly). Absorpčné čiary aureoly nám zasahujú aj do emisnej čiary koróny a preto pred určením jej parametrom musíme rekonštruovať jej tvar.

Postup merania a spracovania si objasníme za pomoci Obr. 6. Na každej snímke spektra sme robili fotometrické rezy od výšky 40" nad fotosférou až do výšky, pokiaľ emisná čiara nezanikla v šume pozadia. Vzdialenosť medzi rezmi bola 5". Rez obsahoval 650 meracích bodov. Čiary <u>1</u> a <u>2</u> (528,17979 nm a 531,66801 nm) nám slúžili na určenie škály vlnových dĺžok a na určenie prístrojového skreslenia. Tieto veličiny nám umožňujú rekonštruovať priebeh spektra pozadia a jeho odčítaním od hodnôt intenzít nafotografovaného spektra dostaneme čistý profil emisnej čiary koróny, ktorý môžeme ďalej analyzovať.

Predbežná analýza výsledkov spracovania niekoľkých pozorovacích sérií ukazuje, že ak existujú nejaké periodické zmeny parametrov, tak sú veľmi malé, skoro na úrovni meracích chýb. Bolo by predčasné na základe týchto meraní robiť nejaké uzávery.

Rovnakým spôsobom sme spracovali pozorovací materiál, ktorý sme získali na Lomnickom Štíte 31. 7. 1981, teda v čase, keď iná skupina pracovníkov nášho ústavu sa snažila vykonať čo najúspešnejšie pozorovania úplného zatmenia Slnka, neďaleko od Bratska, vo východnej Sibíri.

Fotografie spektra boli robené po 2,5⁰ v pozičnom uhle. Získali sme teda 144 snímok spektra koróny v okolí emisnej čiary 530,3 nm. Horeopísaným spôsobom .sme spracovali okolo 3000 fotometrických rezov týchto spektier a získali sme:

1/ <u>Rozdelenie intenzity</u> okolo celého disku v rôznych výškach. Tento výsledok budeme v budúcnosti konfrontovať s rozdelením intenzity K koróny a interpretáciou porovnania spresníme atómové parametre iónu FeXIV. 2/ Z fotometrických rezov, kde celková intenzita bola väčšia ako 20 jednotiek = 20j. (lj. predstavuje energiu vyžiarenú 10⁻¹⁶m širokým úsekom spektra v okolí vlnovej dĺžky emisnej čiary, zo stredu slnečného disku) a ktorých bolo 482 sme určili:

a/ vlnovú dĺžku emisnej čiary: λ = 530,2765 nm,

b/ disperziu rozdelenia dopplerovských posunov od tejto strednej hodnoty, z čoho vyplýva <u>stredná radiálna rýchlosť</u> koronálnej plazmy: $\bar{v} = 2,3 \text{ km.s}^{-1}$; pričom krajné hodnoty sú: -6,6 km.s⁻¹ a +11,2 km.s⁻¹;

c/ <u>strednú dopplerovskú pološírku</u> zelenej emisnej čiary koróny: δ = 0,0474 nm, čo interpretované tepelnými rýchlosťami iónov predstavuje teplotu 2,43 . 10⁶ K s krajnými hodnotami 0.57 . 10⁶ K a 11,9 . 10⁶ K.

Ďalšou prácou, s ktorou by som vás chcel oboznámiť je rozpracovanie myšlienky, že <u>priebeh rozpínania koróny</u> by sa mal prejaviť na zmene <u>tvaru profilu koro-</u> nálnych čiar s výškou.

Tvar profilu emisných čiar koróny sa dá aproximovať Gausovou funkciou, čo sa interpretuje ako tepelné rozšírenie profilu. Mierou rozšírenia je dopplerovská pološírka δ . Je to vzdialenosť od stredu čiary, kde spektrálna intenzita je e-krát menšia ako v strede.

Ak by koróna bola statickým útvarom, rozdiely v dopplerovskej pološírke by súviseli iba so zmenou teploty a nezáviseli by od výšky. Ak sa však koróna rozpína radiálne, bude sa dopplerovská pološírka meniť s výškou tak, ako to znázorňuje Obr. 7. Pre rôzny priebeh rýchlosti rozpínania je relatívna zmena pološírky s výškou znázornená na Obr. 8. Značky Δ , + a x označujú zmeny s výškou, ak rýchlosť rozpínania s výškou rastie podľa rôznych matematických zákonov. Podstatný poznatok je ten, že vtedy rastie s výškou aj relatívna pološírka. Plné krúžky označujú rozpínanie koróny konštatnou rýchlosťou. V tomto prípade relatívna pološírka s výškou klesá. Existujúce merania pološírok nemôžu dať odpoveď na otázku, ktorá alternatíva prebieha v skutočnosti. Jednak merania končia vo výške 0,2 R_o a jednak ich presnosť je veľmi malá.

Poslednou skupinou prác sú práce o identifikovaní <u>koronálnych dier</u> z pozorovania parametrov emisných čiar koróny.

Od čias, keď boli na orbitálnej stanici Skylab pozorované koronálne diery (CH) sa predpokladá, že s veľkou pravdepodobnosťou tieto sú zasa často príčinou geomagnetických búrok. Takýto poznatok, ak je pravdivý, má velký prognostický význam a preto sa snažíme nájsť jednoduchý parameter, podľa ktorého by sme mohli odlíšiť CH od okolia.

Prvou metódou bolo sledovanie priebehu intenzity zelenej koronálnej čiary na východnom okraji Slnka. Pri dlhšietrvajúcom poklese intenzity pod polovicu priemernej hodnoty určenej z mesačných pozorovaní, môžeme asi so 60% pravdepodobnosťou povedať, že cez okraj Slnka prechádza koronálna diera. Aby sme mohli prakticky použiť tento postup, museli by sme mať súvislý rad pozorovaní. Tento často prerušuje počasie. Dal by sa získať iba organizovaním celosvetovej služby, ktorá je v súčasnosti na nízkej úrovni.



Obr. 7

Druhou metódou je určenie pomeru intenzít zelenej a červenej koronálnej čiary na východnom okraji Slnka. Zistili sme, že tento pomer je okolo 5,5 mimo CH a 1,5 v CH. Po overení výsledku na rozsiahlejšom materiály môže byť tento ukazovateľ vhodným na identifikáciu CH.

V poslednej práci sme sa pokúsili zistiť, či gradient intenzity zelenej čiary koróny je iný v CH a iný mimo nej. Gradient intenzity je definovaný vzťahom: G = – $\Delta \log I/\Delta g$, kde g sa určuje v oblúkových minútach. Meraním bolo určené, že jeho hodnoty sa málo líšia od 0,3.

Použitím parametrov daných všeobecne prijatým modelom a pomocou teórie ionizácie a excitácie koronálnych iónov s použitím najnovších hodnôt atómových parametrov sme ďalej určili, aké by mali byť hodnoty gradientu v CH a mimo nej. Dostali sme hodnotu 0,38 v CH a 0,29 mimo nej. -

Výsledok sme overovali na pozorovacom materiáli, ktorý bol získaný na koronálnej stanici Lomnický Štít v rokoch 1966 – 1973. Zistili sme, že závislosť má celkom opačný charakter. V oblasti koronálnych dier bola nameraná stredná hodno-

- 201 -

δ δ 100 kms 1,5 50 kms¹ 10 kms¹ :1,0 1,1 1.2 1,3 P 1,0

ta gradientu okolo 0,15; mimo nich okolo 0,35.

0br. 8

Rozpor je možné vysvetliť rôznym spôsobom, avšak najpravdepodobnejším vysvetlením je také, že rozdelenie elektrónovej hustoty po výške je iné, ako uvádza model a síce: pokles hustoty s výškou by musel byť menší v koronálnej diere a väčší mimo nej. To by však znamenalo, že prúdenie z koronálnej diery prebieha menšou rýchlosťou, ako z okolitých oblastí. A tento fakt je v rozpore s tvrdením, že koronálne diery sú zdrojom vysokorýchlostných prúdov slnečného vetra. Zdá sa, že otázku formovania vysokorýchlostného prúdu v koróne bude ešte potrebné preskúmať dôkladnejšie. Je možné, že vysokorýchlostný prúd slnečného vetra je pokračovaním koronálneho lúča a tento sa tvorí spojením prúdov, ktoré vychádzajú z okolia koronálnej diery.

11: 22

Všetky spomínané práce boli alebo v najbližšej dobe budú publikované.

SLNEČNÉ PROTUBERANCIE V ROKOCH 1967 – 1985

V. Rušin, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica M. Rybanský, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

V práci sa uvádzajú časovo-pristorové charakteristiky výskytu slnečných protuberancií v rokoch 1967 – 1985, ktoré sa získali z pozorovaní na Lomnickom Štíte a po spracovaní na počítači v Oddelení astronómie a národného observatória v Sofii.

ÚVOD

Protuberancie sú relatívne chladné (T okolo 10⁴ K) oblaky prevažne vodíkovej plazmy v horúcej slnečnej koróne (T okolo 10⁶ K), ktoré sa formujú v miestach nad neutrálnou líniou, oddeľujúcou vo fotosfére pozdĺžne zložky magnetických polí opačnej polarity. Ich výskyt, či ich už pozorujeme v priemete nad slnečným okrajom na oblohu alebo v priemete na fotosféru (filamenty), poskytuje za dlhé časové obdobie množstvo informácií o veľkoškálovom vývoji magnetického poľa Slnka, charakteristike aktívnych a pokojných oblastí slnečnej fotosféry, chromosféry, koróny a pod.

Dlhoročné pozorovania tohoto prejavu slnečnej činnosti ukázali na ich priestorový a časový vývoj; k najpozoruhodnejším patrí vývin polárnych zón. Polárne zóny protuberancií sú charakterizované zvýšeným počtom ich výskytu (protuberancií) na začiatku každého nového slnečného cyklu v heliografických šírkach okolo *40°. Tento pás zvýšenej koncentrácie protuberancií, široký okolo 15°, sa postupne pohybuje smerom k pólom, ktoré dosiahne v maxime slnečnej činnosti a potom zanikne. Tento vývoj súvisí so zmenou magnetického poľa Slnka a jeho "prepolovaním", ku ktorému dochádza v maxime slnečnej činnosti. Podobný posun protuberancií smerom k rovníku, podobne ako je tomu v slnečných škvrnách, intenzite zelenej koróny a pod., nie je jednoznačne dokázaný. Existujú aj určité pevné spojenia typu slnečnej protuberancie vo vzťahu k aktívnym oblastiam vo fotosfére, škvrnám a pod.

Cieľom tohoto príspevku je študovať chovanie sa protuberancíí za obdobie rokov 1967 – 1985 podľa pozorovaní z koronálnej stanice Lomnický Štít.

2. POZOROVANIA A VÝSLEDKY

Pravidelné pozorovania protuberancií na koronálnej stanci Lomnický Štít sa robia od roku 1967 (máj) pomocou 20-cm koronografu a H-alfa filtra s pološírkou priepustnosti okolo 1 nm. Pozorovania sa robia fotograficky (film NP-7, vývojka A-49, expozícia 1/8 - 1/30 s) okolo celého slnečného disku (9 záberov) jedenkrát denne. Na základe takto získaných pozorovaní potom určujeme polohu protuberancie (heliografická šírka), jej intenzitu v škále 1 - 3, výšku v oblúkových sekundách, dĺžku základne protuberancie v stupňoch a plochu protuberancie v jej "kolmom" priemete (1⁰ heliografickej šírky x 1" geocentrickej výšky). Po dohovore s dr. V. Dermendžijevom z oddelenia astronómie a národného observatória BAV v Sofii, všetky tieto údaje boli nadierované na dierne štítky a postupne podľa Carringtonových rotácií na magnetickú pásku (vznikol tak "Katalóg Protuberancií"), a potom aj nasledovne štatisticky spracované. Predbežné výsledky z takto získaného katalógu sú nasledujúce:

1/ Priemerný ročný počet výskytu protuberancií sleduje chod Wolfovho čísla slnečných škvŕn (krivka N/D na Obr. 1).Podobný priebeh platí aj pre plochu protuberancií. V tejto súvislosti by sme chceli poukázať na dve skutočnosti: a/ prudký pokles počtu a plochy protuberancií medzi rokmi 1970 a 1971. Rovnaký pokles sa pozoroval aj v iných prejavoch slnečnej aktivity napr. slnečných škvŕn, rádiovom žiarení a pod., a aj v intenzite zelenej koronálnej čiary (530,3 nm). Niektroí autori takýto náhly úbytok v intenzite zelenej koróny pokladajú len za dôsledok zmeny fotometrie koronálnych čiar na Lomnickom Štíte a nie za objektívnu skutočnosť.

b/ V roku 1975, teda jeden rok pred začiatkom nového cyklu č. 21, sa pozorovalo podružné maximum v počte a ploche protuberancií, najmä na severnej pologuli.

2/ Rozdelenie a vývoj (časový) protuberancií v závislosti od heliografickej šírky, dĺžky a fázy slnečného cyklu sa študoval pomocou máp Slnka zostrojených Lambertovou projekciou. Príklad takejto mapy pre jednotlivé pologule v roku 1980 je uvedený na Obr. 2. V priebehu skúmaného obdobia potvrdila sa existencia výskytu dvoch zón protuberancií: nízkošírkovej (menej ako 40⁰ heliografickej šírky) a vysokošírkovej (viac ako 40⁰ heliografickej šírky) s migráciou tejto zóny od začiatku cyklov k pólom, ktoré dosiahli v maxime slnečnej činnosti a potom zanikli. Severný pol bol dosiahnutý v 20. cykle v roku 1969 a v 21. cykle v roku 1980; južný pól v oboch cykloch bol dosiahnutý o rok neskôr. Pokračoval tak v 21. cykle diferencovaný vývoj aktivity na jednotlivých pologuliach, ktorý sa začal v roku 1965 v začiatku cyklu č. 20. V tejto súvislosti za povšimnutie stojí vyčiarkovaná plocha na Obr. 2 na južnej pologuli. Reprezentuje deficit protuberancií v blízkosti južného pólu v pozičných uhloch 150⁰ – 210⁰. Presne v rovnakých pozičných uhloch sa pozoroval deficit bielej koróny (voči svojmu okoliu) pri úplnom zatmení Slnka 16. 2. 1980, hoci zatmenie bolo pozorované temer v maxime slnečnej činnosti a nič takého by tam nemalo byť.

3/ Štatistické rozdelenie protuberancií ukazuje, že najčastejšie sa pozorujú protuberancie s výškou okolo 20" až 30" (Obr. 3), plochou 20 - 40 jednotiek





Na hornom grafe je znázornený priebeh Wolfovho čísla slnečných škvŕn (vyhladený). Dolný graf znázorňuje celkový počet protuberancií (N), počet pozorovacích dní (D) a ich pomer (N/D).



Óbr. 2

Lambertova projekcia výskytu protuberancií v roku 1980 na jednotlivých pologuliach





Rozdelenie protuberancií v závislosti od plochy.

+ ر .





Rozdelenie protuberancií v závislosti od šírky základne.

(Obr. 4) a šírkou 1⁰ - 3⁰ (Obr. 5). Zastúpenie podľa intenzity (relatívna miera) je nasledovné: 1 - 30%, 2 - 57,4% a 3 - 12,6% (1 - slabá, 2 - priemerná, 3 - veľmi jasná).

· · · •

4/ Výskyt protuberancií okolo disku (v zmysle heliografickej dĺžky) nie je rovnomerný, ale existujú určité preferované dĺžky, často o 180⁰ oproti sebe, ale nie je to pravidlo, najvýraznejšie sa prejavujúce pred maximami slnečných cyklov v stredných a vysokých heliografických šírkach. Niekedy sa takéto prípady pozorujú aj v nízkych šírkach, pričom existujú rozdiely medzi jednotlivým pologuľami. Budú predmetom osobitného výskumu.

POĎAKOVANIE

Záverom by sme chceli poďakovať celej plejáde technikov – pozorovateľov na koronálnej stanici Lomnický Štít, ktorí sa pričinili o získanie bohatého pozorovacie materiálu, z ktorého vznikli aj tieto výsledky.

POMER ZELENEJ A ČERVENEJ KORONÁLNEJ ČIARY

E. Dzifčáková, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica
 M. Rybanský, Astronomický ústav SAV, Jatranská Lomnica

Rybanský, Rušin (1986) publikovali prácu, v ktorej bolo ukázané, že v slnecnej koróne sa mení pomer intenzít zelenej a červenej čiary z hodnoty \sim 6 charakteristickej pre kľudnú korónu na hodnotu \sim 2, pokiaľ sa v koróne vyskytuje dostatočne rozsiahla koronálna diera. Rozhodli sme sa preto na základe súčasných znalostí atómových konštánt oboch iónov a procesov podieľajúcich sa na tvorbe ionizačnej rovnováhy v slnečnej koróne teoreticky vyjadriť pomer intenzít oboch týchto čiar v závislosti na podmienkach a vymedziť interval teplôt a koncentrácií, pri ktorých ich možno pozorovať.

Objemový koeficient emisie \mathcal{L}_{21} v ľubovoľnej spektrálnej čiare je možno vyjadriť

$$\varepsilon_{21} = n_2^i A_{21} h \gamma_{21} / 4 \pi$$
, (1)

kde n¹₂ je koncentrácia iónov daného druhu vo vzbudenom s**k**ave, ktorý prislúcha prechodu 2 ->1, A₂₁ je príslušná prevdepodobnosť spontánnej emisie, h je Planchu-va konštanta, \mathcal{V}_{21} je odpovedajúca frekvencia.

Koncentrácia iónov v i-tom stupni ionizácie nachádzajúcich sa vo vzbudenom stave 2, n_2^i , možno vyjadriť (konkrétne pre Fe)

$$n_{2}^{i} = \frac{n_{2}^{i}}{n_{Fe}^{i}} \cdot \frac{n_{Fe}^{i}}{n_{Fe}} \cdot \frac{n_{Fe}}{n_{e}} \cdot n_{e}^{i},$$
 (2)

kde n<mark>ř</mark>e je celková koncentrácia iónov železa v i-tom stupni ionizácie, n_{ře} je celková koncentrácia železa, n_e koncentrácia elektrónov. Prvý člen

aⁱ = <u>n</u>2 nⁱ Fe

je relatívne obsadenie vzbudenej hladiny iónu, vo všeobecnosti je funkciou koncentrácie elektrónov, teploty T a vzdialenosti r v koróne. Relatívny výskyt iónu

$$n_{Fe}^{i} = \frac{n_{Fe}^{i}}{n_{Fe}}$$

možno určiť z rovníc ion**i**začnej rovnováhy, je funkciou T a nezávisí na n_{ev}ílen ^aFe = ^NFe je abundancia železa v koróne. Relatívne obsadenie hladín Fe XIV a Fe X bolo vypočítané za predpokladu štatistickej rovnováhy. Boli uvažované tieto procesy: excitácia a deexitácia zrážkou s elektrónom, fotoexcitácia, spontánna a stimulovaná emisia, excitácia a deexcitácia prvej vzbudenej hladiny protónom. Boli použité atómové konštanty publikované autormi: Blaha, 1971; Fawcett et all, 1968; Cowan et all, 1984; Kafatos et all, 1980; Garstang, 1962; Glasg, 1983. Pre Fe XIV relatívne obsade se hladín prakticky nezávisí na teplote, je funkciou iba n_e a r, pre Fe X sa prejavuje aj závislosť na T.

Relatívne zastúpenie iónov Fe v závislosti na teplote bolo prevzaté z práce Arnaud, 1980 (Obr. 2).

Celkovú intenzitu spektrálnej čiary I $_\lambda$ vo vzdialenosti od stredu Slnka možno vyjadriť ako integrál (Obr. 1)

$$I_{\lambda} = \frac{A_{21} h v_{21}}{4 \pi} \cdot a_{Fe} \int a_{Fe}^{i} \cdot n_{e}(r) \cdot \frac{n_{2}^{i}}{n_{Fe}^{i}} dx ,$$

 $r = (\beta^{2} + x^{2})^{1/2}; \frac{n_{2}^{i}}{n_{r_{-}}^{i}} = f(n_{e}, R, T).$

00

pričom platí:

Za predpokladu statistickej, izotermálnej, sféricky – symetrick**ej** koróny možno n_e vyjadriť v tvare

$$n_{e} = n_{eo} \cdot exp \left\{ -\frac{G M G m_{\mu} \mathcal{A}}{2k T r_{o}} \cdot \left(\frac{r}{r_{o}} - 1 \right) \right\} , \quad (4)$$

(3)

pričom konštanty majú obvyklý význam, n_{eo} je koncentrácia elektrónov v referenčnej vzdialenosti r_o.

Intenzita čiar 530,3 nm a 637,4 nm v závislosti na teplote pre rozličné n_{eo} je na Obr. 2. Z obrázku je vidno, že maximum intenzity je vzhľadom k maximu abundancie daného iónu posunuté smerom k vyšším teplotám, čo je spôsobené nižším gradientom koncentrácie v koróne pri vyšších teplotách. Na obrázku je tenkou čiarou vyznačená oblasť, v ktorej spektrálná čiara presahuje jednu jednotku (1 C.U.), t.j. oblasť, v ktorej čiaru možno pozorovať. Pritom obe čiary zároveň možno pozorovať iba v úzkej oblasti teplôt pri dostatočne vysokej koncentrácii (na Obr. 2 oblasť tvaru V vyznačená tenkou čiarou). Ich pomer R len veľmi málo závisí na koncentrácii (tab. 1), je však vzhľadom k pomeru $a_{Fe}^{XIV} / a_{Fe}^{X}$ posunutý k vyšším hodnotám (Obr. 3).

Zirker (1977) ako hodnoty typické pre kľudné Slnko T = 2.10⁶ K a n_e = = 1,6.10⁸ cm⁻³ vo vzdialenosti r = 1,1 R_e, čo za predpokladu statickej, izotermálnej koróny dáva n_{eo} = 3.10⁸ cm⁻³ vo vzdialenosti 1 R_e. V tejto oblasti teplôt a koncentrácii je však už čiara Fe X prakticky nepozorovateľná a aj za predpokladu dostatočne vysokých koncentrácií (n_{eo} > 10⁹ cm⁻³) ich vzájomný pomer je príliš vysoký (okolo 150).

Pre typickú koronálnu dieru Zirker (1977) udáva hodnoty T = $1,5.10^6$ K, n_e = $5,4.10^7$ cm⁻³ pre r = 1,1 R₀, čo za rovnakého predpokladu dáva n_{eo} = $1,5.10^8$ cm⁻³. Vypočítaný pomer oboch čiar je pritom asi 2-2,5, čo veľmi dobre súhlasí s pozorovania Pkiaľ obe čiary vznikajú v izotermálnej koróne, je ich vzájomný pomer R veľmi citlivým indikátorom teploty. Z Obr. 3 vidieť, že pozorovanému pomeru R = 6 odpovedá teplota T = 1,6.10⁶ K,čo je teplota len o málo vyššia ako teplota charakteristická pre koronálnu dieru (Zirker, 1977), čo by zároveň znamenalo, ze teplota koróny sa mení štatisticky iba v relatívne úzkom intervale. Aby sme préklenul problém pozorovateľnosti oboch čiar v kľudnej koróne pri vyšších teplotách, uvažovali sme model koróny s lúčivitou štruktúrou, ako ho vo svojej práci uvádza Rybanský et all, 1986, (Obr. 4). V modeli sa predpokladá, že 1. pre polomer R lúča platí R = $R_0 \cdot e^{-8r}$

2. pre koncentráciu elektrónov v lúči $n_e = n_{eo} (\alpha_1 e^{-\beta_1(r-1)} + \alpha_2 e^{-\beta_2(r-1)}),$ $n_{eo} = 5,25.10^8 \text{ cm}^{-3}$

3.
$$T = T_0(\frac{n_e}{n_{e0}})\tilde{f}^{-1}$$
, $T_0 = 2,4.10^6$ K, $\tilde{f} = 1,1$.

Všetky konštanty sú pritom vybrané tak, aby na základe modelu vypočítaná intenzita bielej koróny súhlasila s meraniami intenzity bielej koróny počas zatmenia Slnka v roku 1980. Model sme doplnili predpokladom, že koróna medzi lúčmi je statická, izote**rm**álna s rovnakou počiatočnou koncentráciou, ale inou teplotou T₂. Vypočítané intenzity sú v Tab. 2, pričom pozorovaným hodnotám R odpovedá pomerne široký rozsah teplôt T₂.

Je samozrejmé, že takéto jednoduché modely koróny nemôžu v dostatočnej miere reprezentovať zložitú štruktúru slnečnej koróny. Výpočty však naznačujú, že pozorovaným hodnotám pomeru oboch čiar pre kľudné Slnko by mohla odpovedať dvojteplotná štruktúra koróny (Obr. 4). Koronálna diera by potom predstavovala oblasť koróny, kde podobná lúčovitá štruktúra chýba.



(br.]

+ vypočtu intenzity spektrálnej
<lary</pre>



217 -





Štruktúra koróny podľa Rybanský et all (1986).

- 218 -

Tab. 1

n _{eo} [cm ⁻³]	т 10 ⁶ к	I _{530,3} C.U.	I _{637,4} C.U.	I _{530,3} /I _{637,4}
10 ⁷	1,0	$1,1.10^{-4}$	$5,13.10^{-2}$	2,1.10 ⁻³
	1,20	6,77.10 A 17 10 ⁻²	2,74.10	0,12
	1,5	$10 10^{-1}$	6 01 10 ⁻³	17
	2.0	$8.86.10^{-2}$	$8,46,10^{-4}$	$1.05.10^2$
	2,25	$4.44.10^{-2}$	$1.17.10^{-4}$	3.79.10 ²
	2,5	1,51.10 ⁻²	8,79.10 ⁻⁶	1.7.10 ³
5 10 ⁷	1.0	7 73 10 ⁻⁴	3.09.10-1	2 5 10 ⁻³
5.10	1,0	5,12,10 ⁻²	$3,62,10^{-1}$	2,5.10
	1,29	3,12,10	$1,72,10^{-1}$	1 9
	1,7	7 89 10 ⁻¹	4 08 10 ⁻²	19
	. 2 0	7,07.10	4,00.10	$1.2 10^2$
	2,0	$3,62,10^{-1}$	8 4 10 ⁻⁴	$43 10^2$
	2,25	$1,25,10^{-1}$	$6,62,10^{-5}$	1.8 10 ³
8		1,25110	7 10 10 ⁻¹	2,0 10 ⁻³
10-	1,0	2,0.10	7,12.10	2,8.10
	1,25	1,37.10	8,59.10 -	0,16
~	1,5	8,6.10 -	$4,21.10^{-1}$	2,0
	1,75	2,14	$1,02.10^{-2}$	21
	2,0	1,96	1,51.10	1,3.10
	2,25	1,01 7 51 10 ⁻¹	2,18.10	4,6.10
	2,5		1,75.10	
5.10 ⁰	1,0	2,9 .10 ⁻²	7,88	3,7 .10-5
	1,25	2,09	10,5	0,2
	`1,5	13,6	5,55	2,5
	1,75	34,5	1,41	24
	2,0	32	2,17.10	$1,5.10^{-1}$
	2,25	16,7	$3,24.10^{-3}$	$5,2.10^{-103}$
	2,5	5,88	2,67.10	2,2.10
10 ⁹	1,0	1,01.10 ⁻¹	25,2	4.10-2
	1,25	7,28	34,5	0,2
	1,5	47,4	18,6	2,5
	1,75	1,21.102	4,78	25
	2,0	· 1,13.10 ²	7,42.10	1,5 .104
	2,25	58,7	1,12.10-1	5,2 .104
8	2,5	20,7	9,26.10-9	2,2 .10

- 220 -

Tab. 2

	λ = 530,3 nm	18 C.U.	I _{530,3} /I _{637,4}
zit	λ= 637,4 nm	3,4 C.U, pre T ₂ = 10^6 K	5,3
ter		3,1 C.U. pre T ₂ = 1,5.10 ⁶ K	5,8
ia		0,15 C.U.pre $T_2 = 2.10^6$ K	120

LITERATÚRA

Arnaud, M.; Rothenflug, R.: 1980, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., <u>60</u>, 425
Blaha, M.: 1971, Sol. Phys. <u>17</u>, 99
Cowan, R. D. et all.: 1984, Mon. Not. R. Astr. Soc., <u>210</u>, 439
Fawcett, B. C. et all.: 1968, J. Phys. B (Proc. Phys. Soc.), <u>2</u>, 295
Garstang, R. H.: 1962, Ann. d´Ap., <u>25</u>, 109
Glass, R.: 1983, Mon. Not. R. Astr. Soc. <u>204</u>, 735
Jefferies, J. T. et all.: 1972, Sol. Phys. J. Suppl. Ser., <u>42</u>, 611
Rybanský, M.; Rušin, V.: 1986, Contr. Astr. Obs., Skalnaté Pleso, <u>14</u>, 81
Rybanský, M. et all.: 1986, The Solar Corona During the Solar Eclipce of February 16, 1980. (Density, temperature and rate of expansion) Bull. Astron. Inst. Czechosl., in press

Zirker, J. B.: Coronal Holes and High Spead Wind Streamers, Colorado Associated University Press, 1977, p. 211.

PREDPOVEĎ ŠÍRENIA INTERPLANETÁRNYCH NÁRAZOVÝCH VĹN, KTORÉ SÚ SPOJENÉ S ERUPCIOU NA ZÁKLADE ANALÝZY MAKKÉHO X-ŽIARENIA A RÁDIOVÝCH VZPLANUTÍ TYPU II A IV

Z. Vörös, Geofyzikálny ústav SAV, Hurbanovo

ABSTRAKT

Cieľom tejto práce je analýza časového priebehu s erupciou spojených nárazových vĺn, ktoré sú doprevádzané kombinovanými rádiovými vzpalnutiami typu II/IV a mäkkým X-žiarením. Vyšetruje sa vplyv koronálnych tranzientných úkazov (coronal mass ejections - CME´s) na rýchlosť frekvenčného driftu v_{II} a na možný vzťah medzi dlhotrvajúcimi metrovými vzplanutiami typu IV a mäkkým X-žiarením. (LDE´s long-duration soft X-ray events).

ÚVOD

Systematické pozorovania špecifických slnečných úkazov (protónových erupcií, eruptívnych protuberancií, koronálnych tranzientov, atď), parametrov plazmy slnečného vetra a jednotlivých zložiek medziplanetárneho magnetického poľa naznačili, že slnečné erupcie doprevádzané rádiovými vzplanutiami typu II a IV (Hundhausen, 1972; Pintér, 1972) a X-žiarením (LDE) (Cane, 1985) veľmi dobre korelujú s medziplanetárnymi nárazovými vlnami, ktoré sú zodpovedné za náhly počiatok geomagnetických búrok (SSC) a Forbush poklesov galaktického kozmického žiarenia (Pintér, 1984; Iucci et al., 1984). Špeciálnym a z hľadiska praxe dôležitým problémom je predpoveď príchodu nárazovej vlny, ktorá je spojená s erupciou v oblasti Zeme alebo na nejaké vopred určené miesto v priestore. Mnohí skúsili tento problém analyticky vyriešiť, avšak v súčasnosti je väčší dôraz kladený na numerické simulácie (Steinolfson, et al., 1978; Dryer et al., 1984). Na základe analýzy $2\ ^1/2$ dimenzionálneho numerického MHD modelu, Smart a Shea (1985) navrhli jednoduchý model, podľa ktorého erupciou generovaná nárazová vlna v začiatočnej fáze svojho vývoja je hnaná (driven wave) a **v** ďalšej fáze sa premení na erupčnú vlnu (blast wave).

V prvej fáze rýchlosť hnanej nárazovej vlny v_{II} podľa predpokladu konštantná a určí sa z frekvenčného driftu rádiového vzplanutia typu II. V súradnicovej sústave, spojenej so slnečným vetrom, rýchlosť erupčnej nárazovej vlny je úmerná $\sim r^{-0,5}$ (AU), (Smart, 1985). Potom sa vzhľadom na nejakého pozorovateľa rýchlosť šírenia poruchy (v_p) rovná vektorovému súčtu rýchlosti erupčnej nárazovej vlny (v_F) a rýchlosti slnečného vetra (v_{sv}). (Obr. 1)

Na základe predbežných udajov o trvaní jednotlivých fáz (hnanej ΔT_{HV} , a erupčnej ΔT_{EV}) môžeme stanoviť čas príchodu s erupciou spojenej nárazovej vlny na vopred určené miesto: $T_{\text{predpoved}} = \Delta T_{\text{HV}} + \Delta T_{\text{EV}}$

222 -

2. HNANÁ NÁRAZOVÁ VLNA

Doteraz nie je vypracovaná uspokojivá teória, ktorá by celkom vysvetlila slnečnú erupciu a reakciu slnečnej atmosféry na náhly, rýchly proces vyžiarenia energie. Z toho dôvodu ΔT_{HV} nevieme odvodiť, alebo určiť analyticky. Smart a Shea (1985) preto predpokladali, že existuje úzky vzťah medzi intenzitou a trvaním mäkkého X-žiarenia (LDE), ΔT_X (0,1 - 0,8 nm) a trvaním hnanej fázy nárazovej vlny, menovite: ΔT_X (0,1 - 0,8 nm) $\approx \Delta T_{HV}$. Túto hypotézu podporuje aj to, že medzi priemernou rýchlosťou interplanetárnej vlny a energiou vyžiarenou v intervale 0,1 - 0,8 nm (W) platí vzťah (Pintér, Dryer, 1985a):

$$\overline{\mathbf{v}}$$
 (v_{sv} = 0) = 7,5 . 10⁻⁸ . W^{0,32}_{(0,1} - 0,8 nm X-ray)

Ďalej je známe, že tvar spektra LQE mäkkého X-žiarenia a spektra rádiového žiarenia typu IVm sú podobné (Stewart et al., 1980), a že energia interplanetárnej nárazovej vlny je zhruba priamoúmerná energii rádiového vzplanutia typu IVm (Pintér, 1972). Preto Pintér a Dryer (1985b) predpokladali, že tak isto ako LDE X-žiarenie aj dlhotrvajúce metrové vzplanutia typu IVmB ($\bigtriangleup T_{IVmB}$) môžu byť dobrým indikátorom hnanej fázy, t.j. $\bigtriangleup T_{IVmB} \approx \bigtriangleup T_{HV}$. Potom na vzdialenosti D = $= v_{II} \cdot \bigtriangleup T_{X(0,1 - 0,8 nm)}$ alebo D = $v_{II} \cdot \bigtriangleup T_{IVmB}$ od slnečného povrchu hnaná nárazová vlna sa premení na erupčnú.

3. ERUPČNÁ NÁRAZOVÁ VLNA

Erupčná nárazová vlna sa šíry v smere normály erupcie s rýchlosťou

$$V_{RADIAL} = k \cdot R^{-1/2} = v_{II} \cdot \sqrt{D} (R)^{-1/2}$$

kde k = v_{II} . \sqrt{D} z hraničných podmienok. Rýchlosť šírenia sa poruchy do ľubovoľného smeru je

$$v_{\text{II}} = \frac{v_{\text{II}} \cdot \sqrt{D} (\cos \beta + 1)}{2 \sqrt{R}} + v_{\text{SV}}$$

pri predpoklade kvazisférického šírenia sa nárazovej vlny (Smart, Shea, 1985):

$$v_{SV} = v_{SV} = v_{RADIAI} (\cos^3 + 1) \cdot \frac{1}{2}$$

Z toho vyplýva, že Δ T_{FV} možno určiť pomocou v s a R.

4. POZOROVANIE MODELOV SMART - SHEA A PINTÉR - DRYER

Podľa horeuvedených jednoduchých modelov trvania hnanej fázy je $\Delta T_{HV} \approx \Delta T_{X(0,1 - 0,8 \text{ nm})} \approx \Delta T_{IVmB}$, t.j. dostaneme rovnaké výsledky vtedy, keď $\Delta T_{X(0,1 - 0,8 \text{ nm})} \approx \Delta T_{IVmB}$. Táto závislosť je nakreslená na Obr. 2. Údaje o rádiových vzplanutiach typu II a IV získané zo Solar Geophysical Data, Solnečnyje dannyje a z iných dostupných mesačných bulletinov o mäkkom X-žiarení zo záznamov získaných pomocou družíc SOLRAD 9-10 (Dere et al., 1973), SMS-GOES (Solar, Geophy. Data), Prognoz-8 (Valníček et al., 1983).

Od l.septembra 1978 do 30. júla 1982 sme našli 70 takých prípadov, kedy slnečné erupcie boli doprevádzané rádiovými vzplanutiami typu II a IV a jednoznačne vyhodnocovateľným spektrom X-žiarenia (LDE).

Nárazová vlna je podľa predpokaldu (Smart et al., 1985) hnaná dovtedy, kým intenzita mäkkého X-žiarenia neklesá na 10% $\Delta T_X \equiv \Delta T_X$ (10%) svojej maximálnej hodnoty nad pozadím (Obr. 2). Keď si zvolíme iné kritérium, menovite $\Delta T_X \equiv \Delta T_X$ (50%) (Obr. 3), tak vidíme, že rozptyl hodnôt okolo priamky $\Delta T_{IV} \equiv \Delta T_X(0,1 - 0,8 \text{ nm})$ v tomto prípade je oveľa menší.

Na Obr. 2 a 3 sú označené zvlášť tie prípady, ktoré boli doprevádzané s koronálnymi tranzientnými úkazmi (CME) (Sheeley et al., 1984), (Robinson et al., 1986) zaznamenané koronografom experimentu SOLWIND na družici P 78-1:

5. KORONÁLNE TRANZIENTY (CME's)

Koronálne tranzienty sú rýchle ejekcie zmagnetizovanej plazmy (300 - 1200 kms⁻¹) do slnečnej koróny, hmotnosti ~ 2 . 10^3 kg a celkovej energie až $\sim 10^{15}$ (Wagner, 1984). Vzhľadom na to, že charakteristická rýchlosť, s ktorou sa šíria MHD signály v nižšej koróne (Alfvénova rýchlosť) je 400 ÷ 500 kms⁻¹, na čele rýchlych (>500 kms⁻¹) tranzientov sa môžu objaviť nárazové vlny (Gosling, 1976). Nárazová vlna vo svojej prvej fáze môže byť hnaná, "vytlačená" práve plazmovým oblakom koronálneho tranzientu (piston-driven shock wave) (Maxwell and Dryer, 1982), (Sheeley et al., 1985).

Na základe analýzy rádiového žiarenia a optického sledovania bielej koróny Stewart (1983) zistil, že nárazové vlny sa objavia vo vnútri koronálnych tranzientov tam, kde hustota 3 – 10 krát prevyšuje hustotu kľudnej koróny, a to nie vždy na čele rýchleho koronálneho plazmového oblaku. To viedlo niektorých autorov (Wagner and MacQueen, 1983), (Wagner, 1984) k predpokladu, že rádiové žiarenie typu II je generované nárazovou vlnou šíriacej sa cez hustejší materiál koronálneho tranzientu, ktorý bol ejektovaný ešte pred fázou vzplanutia erupcie (Simnet, 1986). Podľa týchto autorov nájdená korelácia medzi koronálnymi tranzientmi a nárazovými vlnami (Gosling, 1976) je skôr náhodná a zapríčinená spoločným zdrojom – mohutnou erupciou – t.j. energetickejšie tranzienty súvisia s energetickejšími nárazovými vlnami. Nemôže byť cieľom tejto práce rozhodovať o tom, ktorý prístup je správnejší, avšak z hľadiska predpovede je žiadúce premyslieť si aký vplyv môžu mať koronálne tranzienty na naše parametre: v_{II}, $\Delta T_{X(0,1-0,8 \text{ nm})}$, ΔT_{TVmB} .

6. RÝCHLOSŤ ŠÍRENIA NÁRAZOVEJ VLNY - V_{tt}

Je známe, že v mnohých prípadoch vzplanutie typu II je "zamaskované" na rádiospektrogramoch s intenzívnou metrovou emisiou typu IV (FCII event), t.j. určiť v_{II} z frekvenčného driftu je problematické a nepresné. Niekedy nie je splnená počas hnanej fázy ani podmienka v_{II} = konšt., pretože podľa Simnetta (1986) viac ako 10% rýchlych nárazových vĺn v nižšej koróne sa značne spomaľuje.

Podľa Krlický et al. (1982) toto spomalenie je spojené s tým, že zmenou koronálnych parametrov pozdĺž dráhy nárazovej vlny sa môže sformovať turbulentná nárazová vlna s Alfvén-Machovým číslom $M_A \sim 2$ a ihličnatou štruktúrou (herringbone structure) v rádiospektrografických záznamoch. Počas turbulentného stavu môže dôjsť k sekundárnemu urýchľovaniu erupčných supertermálnych elektrónov, počas ktorého kvôli značným energetickým stratám sa môže nárazová vlna spomaľovať viac než trojnásobne (Simnett, 1986). Na druhej strane Robinson et al. (1986) zistil, že vzplanutie typu II spojené s koronálnymi tranzientmi sú intenzívnejšie a ich rádiospektrografické záznamy sú komplexnejšie než v prípadoch bez koronálynch tranzientov, t.j. s veľkou pravdepodobnosťou dôjde k spomaleniu nárazových vín (v_{TT} ≠ konšt.).

Rozptyl hodnôt v_{II} v dôsledku rôznych modelov korónovej hustoty (napr. 5x Saito alebo 10x Baumbach Allen) je tiež rádove niekoľko 100 kms⁻¹.

7. VPLYV KORONÁLNYCH TRANZIENTOV NA TRVANIE HNANEJ FÁZY

Na Obr. 4, 5, 6 sú nakreslené histogram počet prípadov s trvaním ΔT_{χ} (10%); $\Delta T_{\chi}(50%)$ a ΔT_{IV} , ktoré boli alebo neboli doprevádzané koronálnymi tranzientmi (CME). Je vidieť, že v prípade $\Delta T_{\chi}(10%)$ a $\Delta T_{\chi}(50%)$ koronálne tranzienty nevedú k rozhodnejším zmenám, ale v prípade ΔT_{IV} áno. Tento efekt je vysvetliteľný tým, že zdroj mäkkého X-žiarenia je položený nižšie ($\measuredangle 0,1$ R nad fotosférou) ako zdroj metrového stacionárneho alebo kvazistacionárneho vzplanutia typu IVm ($\sim 0,2$ R \div R).

Na ilustráciu sme v deviatich prípadoch vypočítali T_{PREDPOVEĎ} (SSC) pre rôzne hodnoty $\Delta T_{\chi}(10\%)$, $\Delta T_{\chi}(50\%)$ a ΔT_{IVm} a porovnávali s aktuálnymi hodnotami T (SSC) (Obr. 7). Pri modelovaní korónovej hustoty sme používali hodnotu 10 x BA.

Z Obr. 7 vidíme, že jednotlivé modely nevedú vždy k jednoznačným výsledkom, a to z.viacerých dôvodov. Musíme si uvedomiť, že okrem už spomínaných zdrojov chýb, uvedené jednoduché modely neobsahujú explicitne všetky dôležité fyzikálne parametre (napr. rozloženie magnetických polí, hustoty atď.), ani súvislosti medzi nimi. Na druhej strane hľadanie charakteristických časových intervalov a rýchlostí v procese rýchleho alebo dlhotrvajúceho uvoľňovania sa energie v slnečnej atmosfére má veľký praktický význam a heuristickú cenu.

POĎAKOVANIE

Túto prácu som začal pod vedením zosnulého Ing. Štefana Pintéra, CSC. Touto cestou spomínam na jeho tvorivé podnety, hlbokú intuíciu a ľudský humanizmus, ktorým riadil moje prvé kroky vo vedeckej práci.



- 225 -







Histogramy trvania predpokladanej hnanej fázy na základe $\Delta T_{\chi_{0,1} - 0,8 \text{ nm}}$ (10%), $\Delta T_{\chi_{0,1} - 0,8 \text{ nm}}$ (50%) a ΔT_{IVm} .

- 226



Óbr. 5





Obr. 5, 6 - Histogramy trvania predpokladanej hnanej fázy na základe T_X0,1 - 0,8 nm ^(10%), T_X0,1 - 0,8 nm ^(50%) a T_{IVm}. Počet prípadov, ktoré boli (neboli doprevádzané koro-

nálnymi tranzientmi) (CM).



Öbr. 7

Porovnanie predpovedí s nameranými začiatkami SSC.

- 228 -

LITERATÚRA

Cane, H. V.: 1985, J. Geophys. Res., <u>90</u>, 191 Dere, K. P. et al.: 1973, Rep. UAG-28, Part II, 298 Dryer, M. et al.: 1984, Astrophysics and Space Science, 105, 187 Gosling, J. T. et al.: 1976, Solar Physics, 48, 389 Hundhausen, A. J.: 1972, Coronal Expansion and Solar Wind, Springer, New York Iucci, N. et al.: 1984, Proc. Int. Conf. on Cosmic Ray Modulation in the Heliosphere Marioka, Japan, 197 Kaufmann, P.: 1975, La atmosfera solar, Buenos Aires Karlický, M. et al.: 1982, BAC, 33, 72 Křivský, L.: 1986, Private communication Maxwell, A.; Dryer, M.: 1982, Space Sci. Rev., 32, 11 Pintér, S.: 1972, BAC, 23, 69 Pintér, S.: 1984, Nuovo Cimento, 7, 223 Pintér, S.; Dryer, M.: 1985a, Astrophysics and Space Science, <u>116</u>, 51 Pintér, S.; Dryer, M.: 1985b, Submitted to Solar Physics Robinson, R. D. et al.: 1986, Solar Physics, 105, 149 Sheeley, N. R., Jr. et al.: 1984, Astrophys. J., 279, 839 Sheeley, N. R., Jr. et al.: 1985, J. Geophys. Res., 90, 163 Simnett, G. M.: 1986, Solar Physics, 104, 67 Smart, D. F. et al.: 1984, STIP Symposium on Solar/Interplanetary Intervals, Chelsea, Mich., 139 . Smart, D. F., Shea, M. A.: 1985, J. Geophys. Res., 90, 183 Steinolfson, R. S. et al.: 1978, Astrophys. J., 225, 259 Stewart, R. T. et al.: 1980, preprint Stewart, R. T.: 1983, STIP Symposium on Solar/Interplanetary Intervals, Maynooth, Ireland Valníček, B. et al.: 1983, PROGNOZ DATA - PART III, Ondřejov Wagner, W. J.; MacQueen, R. M.; 1983, Astron. Astrophys., <u>120</u>, 136 Wagner, W. J.: 1984, Ann. Rev. Astrophys., 22, 267 Wild, J. P. et al.: 1963, Ann. Rev. of Astron. and Astroph., 1, 291 Solar Geophysical Data, Prompt and Comprehensive Reports, 1978 - 1982 Solnečnyje dannyje, 1978 - 1982.
SEKULÁRNÍ ZMĚNY SLUNEČNÍ AKTIVITY, PALEOMAGNETIZMUS A KLIMATICKÉ ZMĚNY

V. Letfus, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

ABSTRAKT

Z historických záznamů o velkých slunečních skvrnách, pozorovaných pouhým okem, a o polárních zářích a z údajů o obsahu radioizotopu uhlíku 14C v letokruzích stromů bylo možno bezpečně určit průběh sekulárních změn sluneční aktivity za poslední dvě tisiciletí. Ze záznamů o polárních zářích a údajů o obsahu radiouhlíku 14C byl odvozen sekulární index sluneční aktivity pro období let 310 – 1870 n. l., odpovídající sekulárním změnám relativního čísla slunečních skvrn. Rozbor četnosti historických záznamů o polárních zářích ze Západu (Evropa, Středomoří) a Východu (Čína, Korea, Japonsko) ukázal, že dlouhodobá změna četnosti polárních září ja způsobena modulačním efektem dlouhodobé variace geomagnetického pole s periodou okolo 9000 let. Rozdíly v pozorované četnosti polárních září na Západe a na Východe jsou reálné a odpovídají sekulárnímu pohybu geomagnetického pólu, určenému z paleomagnetických měření. Ve vztazích Slunce-klima bylo ukázáno, že změny ve velikosti záplav na dolním Nilu v Egyptě v období od 7. stol. do 15. stol. n. l. jsou obdobné jako sekulární variace sluneční aktivity, svědčící o zřejmém vlivu sluneční aktivity na cirkulační a srážkovou činnost ve východní rovníkové Africe v daném období. Avšak společenský rozvoj a úpadek starověkých egyptských říší, přisuzovaný změnám ve velikosti nilských záplav, nesvědčí o vazbě tehdejších záplav na sluneční aktivitu, detekovanou z údajů radiouhlíku. Z historických záznamů o objeve komét na Východe za poslední dvě tisíciletí bylo potvrzeno, že změny jejich četnosti indikuji změny oblačnosti jako charakteristický znak změn klimatu. Avšak dříve odvozený vztah těchto změn ke sluneční činnosti nebyl potvrzen. Uvedené výsledky, týkající se vztahu Slunce-klima, svojí rozporností ukazují na složitost celého problému. Zdá se, že vliv sekulárních změn sluneční aktivity na sekulární klimatické změny má epizodický charakter v kombinaci s ostatními klimatotvornými procesy, přičemž v různých obdobích a v různých klimatických oblastech se tento vliv může značne lišit.

ÚVOD

Ve fyzice vztahů Slunce – Země je dosud nejvíce prozkoumán vliv sluneční aktivity na magnetosféru a nejvyšší ionizované části zemské atmosféry prostřednictvím jejich geofyzikálních projevů. V poslední době se stále více prosazuje poznání, že tento vliv se neomezuje pouze na vysoké vrstvy zemské atmosféry, ale zasahuje až k zemskému povrchu a tím ovlivňuje i proměnnost počasí (Herman a Goldberg, 1978) a stává se jednou z klimatotvorních *s*ložek, odpovědných za změny klimatu (Wigley, 1981). Potřeba znalosti klimatu a jeho změn v minulosti a případná možnost předpovědi těchto změn do budoucnosti je dána jejích praktickými důsledky, jež stále více vystupují do popředí (Lamb, 1972, 1977). V oblasti studia vztahů Slunce – počasí – klima se pozornost soustřeďuje především na vztahy krátkodobích a střednědobích změn sluneční aktivity a počasí (Herman a Goldberg, 1978; Bucha, 1983), což je dáno tím, že se v budoucnu očekáva možnost uplatnení výsledků v krátkodobé a střednědobé meteorologické předpovědi.

Naproti tomu rozsah studia dlouhodobých změn ve vztazích Slunce - klima byl po dlouhou dobu poměrně malý a začal se intenzivněji rozvíjet teprve v poslední době (viz.např. Eddy, 1977, 1978). Možnost studia dlouhodobých změn le limitován tím, že teleskopická pozorování sluneční aktivity ani systematická přístrojová meteorologická pozorování nepřesahují příliš období 200 let a řady spolehlivých, dostatečně podrobných údajů jsou často mnohem kratší, než 100 let. Z toho důvodu se více či méně úspěšné pokusy o prognózu sluneční aktivity omezují na určování velikosti jedenáctiletého slunečního cyklu nebo na průběh sluneční aktivity na kratší období. Dosavadní výsledky však ukazují, že tyto předpovědi jsou dosud většinou málo spolehlivé. Byly však provedeny také některé pokusy předpovědět průběh sluneční činnosti na delší dobu. Např. Kopecký (1983, 1985) na základě vztahů mezi četností vzniku slunečních skvrn a jejich životní dobou a jejich časového průběhu předpověděl abnormálně vysokou sluneční činnost v polovině příštího století a poukázal zároveň na její možné negativní důsledky na Zemi. Prognostická řešení ve sluneční fyzice, geofyzice a meteorologii jsou velmi obtížná a složitá a proto se nelze divit tvrzení, že po dostatečně spolehlivou předpověď není ještě zcela dostatčující řada pozorování dlouhá 1500 – 2000 let (McIntosh a kol., 1980).

Pomineme-li změny klimatu na geologických časových škálách, lze získat údaje o sluneční aktivitě a o charakteru klimatických změn v historické době jen nepřímo z dochovaných historických záznamů v kronikách. Je zřejmé, že údaje získané sběrem z kronik jsou neúplné a víceméně sporadické a tato okolnost musí být brána vždy v úvahu při jejich hodnocení. Nízká četnost záznamů v historických pramenech způsobuje, že věrohodnost a stupeň homogenity údajů mohou být značně ovlivněny různými vlivy, z nichž jedním z hlavních je tzv. společenský faktor, který představuje vliv společenských změn určité časové etapě na změnu četnosti záznamů. Případný vliv je zjistitelný pouze tehdy, jestliže vyvolá buď dlouhodobý trend nebo nápadnou zmenou četnosti záznamů během krátkého období. Nepravidelné změny v kratších obdobích jsou prakticky nezjistitelné, pokud nejsou k dispozici nejméně dvě nebo více nezávislých řad údajů, jež by bylo možno navzájem porovnat.

2. SLUNEČNÍ AKTIVITA V POSLEDNÍCH DVOU TISÍCILETÍCH

2.1 Sekulární variace sluneční aktivity

Informace o sluneční aktivitě v minulosti před teleskopickou érou lze nalézt v historických písemných pramenech. V těchto pramenech existují, počínaje rokem 467 př. n. l., záznamy o pozorování slunečních skvrn pouhým okem, z nichž více než čtyři pětiny pocházejí z Číny, kde již před počátkem našeho letopočtu existovala u císařských dvorů systematická pozorování nebeských těles a přírodních jevů pro astrologické účely. Použity byly údaje z katalogů Clarka a Stephensona (1978), Wittmanna (1978) a skupiny čínskych astronomů (Yunan Obs. Anc. Sunsp. Records Res. Group, 1976). Pro určení sekulárních změn sluneční aktivity jsou využitelné údaje od konce 3. stol. n. l.

Nezávislé údaje o sluneční aktivitě lze získat z historických záznamů o polárních zářích neboť jejich četnost během jedenáctiletého slunečního cyklu značně korelují s relativním číslem slunečních skvrn (Meinel a kol., 1954). Evropské pozorovecí údaje byly vzaty z kazalogů Linka (1962, 1964), doplněné údaji Newtona (1972), Dall´Olmo (1979) a Stotherse (1979), jež pokrývají období od 5. stol. př.n. l. do konce 17. stol. n. l. Údaje za 18. stol. a první polovinu 19. stol. n. l., pozorované v zeměpisných šířkách menších než 55⁰, byly vzaty z katalogu Fritze (1873). Do 16. stol. n. l. je četnosti polárních září patrný trvalý pozvolný pozitivní trend následovaný náhlým vzrůstem četnosti počátkem 16. stol. n. l. a dalším značným vzrůstem na začátku 18. stol. n. l. Jak ukázal Křivský (1983), oba náhlé vzrůsty četnosti lze bezpečně připsat společenskému faktoru, první jako důsledok Guttenbergova objevu knihtisku (1448 n. l.), druhý prudkým rozvojem přírodních věd ve druhé polovině 17. stol. n.l. K vyloučení tohoto společenského efektů byla proto provedena homogenizace tak, aby data byla adjustována na dnešní pozorovací četnosti. Zjištění pozvolný trend byl z vážných důvodů, jak ukážeme později zachován.

Vzhledem k malým četnostem a možnému vlivu společenského případně klimatického faktoru mají obě uvedené řady do jisté míry subjektívní charakter. Proto pro ověření jejich věrohodnosti bylo provedeno srovnání se změnami obsahu radioizotopu uhlíku 14C v letokruzích stromů, jež lze považovat za zcela objektivní. Tento izotop vzniká v zemské atmosféře ze stabilního izotopu dusíku 14N působením kosmického záření, jako oxid uhličitý difunduje k zemskému povrchu a po asimilaci se ukládá v rostlinných tkáních. Po eliminaci způsobené dlouhodobými změnami intenzity geomagnetického pole s periodou okolo 8 – 10 tisíc let (Bucha, 1969, 1970), zbývající variace představuje sekulární variaci sluneční aktivity jako projev stínícího efektu magnetických polí slunečního původu v meziplanetárním prostoru na intenzitu kosmického záření. Tyto variace, jež jsou velmi malě, vyžadují velmi přesná měření, přesnější než se běžně provádí, s dostatečným časovým rozlišením a byly určeny pro období od konce 3. stol. do konce 19. stol. n. l. Stuiverem a Quayem (1981). Porovnání všech tří pozorovacích řad je uvedeno na Obr. l (Letfus, 1986). Křivka <u>b</u> představuje shlazené dvacetileté součty pozorování velkých slunečních skvrn viditelných pouhým okem, křivka <u>c</u> shlazené dvacetileté součty pozorování polárních září a křivka <u>d</u> desetileté průměry odchylek produkce radiouhlíku 14C od hodnot dlouhodobé variace, vyvolané změnou intenzity geomagnetického pole. Porovnáním pozic odpovídajících sekulárních maxim a minim je na první pohled patrná velmi dobrá shoda mezi variacemi všech tří nezávislých projevů sluneční aktivity. Dostáváme tak spolehlivý obraz o sekulární variaci sluneční aktivity v období od 4. stol. do 19. stol. n. l. Pro ověření průběhu četnosti polárních září od 5. stol. př. n. l. do 3. stol. n. l. nemáme u velkých slunečních skvrn a radiouhlíku odpovídající protějšky, ale několik záznamů o velkých skvrnách a průběh změn obsahu radiouhlíku 14C z měření s nízkou přesností ukazují, že období přesně před začátkem našeho letopočtu bylo jedno ze sekulárních maxim sluneční aktivity.

U velkých slunečních skvrn vzhledem k nízké četnosti jejich záznamů se vyskytovaly určité obavy (Clark a Stephenson, 1978; Willis a kol., 1980), zda s ohledem na možné působení společenského faktoru či jiných vlivů jsou zjištěné četnosti slunečních skvrn skutečně reálné. Vzájemné porovnání křivek na Obr. 1 tyto obavy vyvracejí, navíc v chodu četnosti velkých slunečních skvrn není patrný žádný trend, který svědčí o systematičnosti jejich sledování v Číně. Trvalý vzrůst amplitudy variací produkce radiouhlíku během celého sledovaného období, patrný na křivce <u>d</u>, je dán modulačním působením dlouhodobé změny intenzity geomágnetického pole, jež použitá metoda eliminace změny produkce radiouhlíku vlivem změny intenzity geomagnetického pole, použitá Stuiverem a Quayrem (1981), nebyla schopna vyloučit. Křivka <u>a</u> na Obr. 1 udáva shlazené dvacetileté průměry variace produkce radiouhlíku 14C slunečního původu po potlačení modulačního efektu.

Porovnání křivek <u>c</u> a <u>d</u> na Obr. l ukazuje, že průběh modulačního efektu v amplitudě variací radiouhlíku a dlouhodobého chodu četnosti polárních září je přakticky shodný. Protože víme, že výskyt polárních září ve středních zeměpisných šířkách je v úzkém vztahu k velkým geomagnetickým poruchám, je zřejmé, že dlouhodobý chod četnosti polárních září je rálný a je způsoben dlouhodobou změnou intenzity geomagnetického pole (Cox, 1968; Barton a kol., 1979; Bucha, 1969). Podrobnější analýza bude uvedena dále. Poslední křivka <u>e</u> na Obr. l představuje obrácený chod relativní četnosti objevu komet podle Linka a Linkové (1959), jež podle těchto autorů představují sekulární změny oblačnosti jakožto klimatického faktoru ukazujíci závislost klimatu na sluneční činnosti. Podrobněji sa budeme vztahy Slunce - klima zabývat ve 4. kapitole.



Obr. 1

Sekulární variace sluneční aktivity, vyjádřené: slunečními skvrnami, pozorovanými pouhým okem (křivka <u>b</u>), polárními zářemi (<u>c</u>), variací rychlosti produkce radiouhlíku 14C (<u>a</u>, <u>d</u>) a relativní četnosti objevů komet (<u>e</u>). Křivka <u>d</u> udává neshlazená data radiouhlíku, křivka <u>a</u> shlazená data pro potlačení modulačního efektu, způsobeného sekulární změnou intenzity geomagnetického pole.

2.2 Sekulární index sluneční aktivity

Ve vztazích Slunce – Země nejčastěji užívaným slunečním indexem je relativní číslo slunečních skvrn. Pro studium variací na delších časových škálách je relativní číslo jediným indexem, jehož řada ročních čísel začíná rokem 1700 n.l.^e Pro sledování dlouhodobých změn však ani tato délka řady relativních čísel není již zcela dostačující. Jak bylo ukázáno výše, z historických záznamů bylo možno spolehlivě určit sekulární variace sluneční aktivity. Záznamy o slunečních skvrnách pozorovaných pouhým okem nejsou k odvození sekulárního indexu sluneční aktivity, odpovídajícímu svými hodnotami relativnímu číslu slunečních skvrn, vhodné vzhledem k tomu, že jednak jejich četnost je velmi malá, jednak záznamy končí v první polovině 17. stol. n. l., takže nelze bezprostředně navázat na existující řadu relativních čísel. Z tohoto hlediska mnohém vhodnější jsou záznamy o pozorování polárních září, jejichž pozorovací řada existuje až do přítomnosti, a měření obsahu radiouhlíku 14C v letokruzích stromů. Nepříjemnou vlastností obou těchto řad je však okolnost, že jsou modulačně ovlivněny dlouhodobou změnou intenzity geomagnetického pole. Historické záznamy polárních září použil Schove (1955, 1962) k odvození sekulárního aurorálního indexu, vyjádřeného desetiletými hodnotami, odpovídajícími svou úrovní desetiletým průměrům relativního čísla slunečních skvrn. Schove se pokusil vyloučit pozorovaný dlouhodobý trend, avšak jak ukázal jednoduchý rozbor, k normalizaci nebyla použita správná metoda eliminace, takže ve skutečnosti tento efekt nebyl vyloučen.

I když jsme dlouhodobý chod v četnosti záznamů polárních září přisoudili vlivu proměnného geomagnetického pole, nelze bez ověření vyloučit ani vliv společenského faktoru. Toto ověření je možné, protože vedle záznamů o polárních zářích z evropské oblasti, použitých v předešlém paragrafu, jež nadále budeme označovat jako údaje ze Západu, existují záznamy z Dálného východu, převážně z Číny, od roku 687 př. n. l. do konce 15. stol. n. l., jejichž katalog publikoval Keimatsu (1976), a jež budeme nadále označovat jako údaje z Východu. Porovnání stoletých součtů polárních září z obou oblastí je provedeno na Obr. 2, z nehož je patrno, že charakteristické znaky obou souborů jsou shodné: přibližně od začátku n. l. trvalý vzrůst četnosti záznamů polárních září a shodná hlavní maxima četnosti v 6. a 12. stol. n. l. a hlavní minima v 7. a 15. stol. n. l.Avšak u historických záznamů různých jiných jevů pozorovaných na Východě, jako velkých slunečních skvrn (viz Obr. 1), objevů komet (viz kap. 4), slunečních a měsičních zatmění, konjukce planet, optických atmosferických jevů a pod. (viz příklady u Clarka a Stephensona, 1978) je vždy dlouhodobá úroveň jejich četnosti konstantní, t.j. bez vlivu společenského faktoru. Jestliže tedy záznamy polárních září z Východu na rozdíl od záznamů ostatních jevů z téže oblasti vykazují zřetelný chod a navíc stejný chod je patrný i v záznamech ze Západu, je to bezpečným důkazem, že pozorovaný jev je reálný a nikoliv jako důsledek společenského faktoru.Srovnání údajů na Obr. 2 však současně ukazuje, že četnost záznamů o polárních zářích v 16. stol. n. l. je na Západě asi třikrát větší než na Východě, zatím co rozdíly v ostatních stoletích jsou podstatně menší. Poměr četnosti polárních září, zaznamenaných v uvedeném století na Západě a na Východě, jasně prokazuje, že zvýšení na Západě je způsobeno společenským faktorem, konkretně objevem knihtisku v polovině 15. stol. n. l. a jeho poměrně rychlým rozšířením. Navíc rozbor srovnávaných hodnot ukazuje, že obě řady mají znační interní homogenitu, jejíž význam vyplyne z šetření, uvedeného v další kapitole.

Západní historické záznamy, bereme-li v úvahu zvýšenou aktivitu krátce před začátkem n. l., dávají dlouhodobé minimum okolo 2. stol. n. l., kdy u geomagnetického pole bylo zjištěno dlouhodobé maximum intenzity. Provedli jsme proto porovnání mezi hodnotami obou souborů polárních září a intenzitou geomagnetického pole, jehož výsledkem bylo určení modulačního efektu intenzity geomagnetického pole na četnost polárních září, který představují spojité křivky, zakreslené do histogramů obou pozorovacích řad na Obr. 2. Pokud bude zachován kvaziperiodický průbeh změny intenzity geomagnetického pole i v budoucnu, lze očekávat, že v příštích dvou tisíciletích bude četnost polárních září ve středních a nízkých zeměpisných šířkách včetně rovníkové oblasti trvale vzrůstat.



Øbr. 2

Pozorované stoleté součty polárních září z Východu (nahoře) a ze Západu (dole). Křivky vedené oběma histogramy představují modulační vliv dlouhodobé změny intenzity geomagnetického pole.

Pro určení sekulárního indexu sluneční aktivity jsme použili desetileté hodnoty aurorálního indexu podle Schoveho (1983, příloha C), které bylo nutno opravit o efekt dlouhodobé změny geomagnetického pole. O stejný modulační efekt byly opraveny rovněž hodnoty produkce radiouhlíku 14C podle Stuivera a Quaye (1981). Na Obr. 3 je uveden časový průbeh shlazených údajů obou řad za období let 310 – – 1870 n. l. Při srovnávání obou řad je patrný dobrý souhlas v celkovém jejich chodu. Přesto však zřetelnější rozdíly lze zjistit v obdobích let 310 – 420, 520 – 620, 920 – 990, 1140 – 1250 a 1410 – 1480 n. l.



Obr. 3

Časový průbeh desetiletých průměrů sekulární variace sluneční aktivity v období let 310 – 1870 n. l., reprezentovaný aurorálním indexem AI, normalizovaným na škálu hodnot relativního čísla slunečních skvrn (nahoře) a variacemi rychlosti produkce radiouhlíku \triangle Q (dole). U obou křivek byl eliminován modulační efekt dlouhodobé změny intenzity geomagnetického pole (viz text).

Pomocí aurorálního indexu, který je vyjádřen v jednotkách, jež odpovídají desetiletým průměrům relativního čísla slunečních skvrn, lze na stejné jednotky převést i hodnoty reziduálních variací produkce radiouhlíku 14C, jež rovněž představují index sekulární variace sluneční aktivity. Korelační vztah mezi oběma řadami dat je uveden na Obr. 4. Body, odpovídající časovým obdobím s většími rozdíly mezi oběma řadami, uvedenými výše jsou označeny prázdnymi kroužky, ostatní body plnými kroužky. Z rozložení bodů na Obr. 4 je patrno, že vztah mezi oběma řadami je lineární. Tento lineární vztah je na obrázku vyznačen přímkami, z nichž čárkovaná přímka byla odvozena metodou najmenších čtverců ze všech bodů, plná přímka pouze z údajů, označených plnými kroužky. Obě přímky mají prakticky stejný sklon a jsou pouze navzájem posunuty. Korelační koeficient je v prvním případě roven -0,75, ve druhém -0,88. Rovnice plné přímky, přivádějící hodnoty radiouhlíku Δ Q na škálu hodnot aurorálního indexu AI, jež označíme jeko radiouhlíkový index sluneční aktivity RCI, má tvar

RCI = $-1,1897 \bigtriangleup Q + 38,185$ ±2.10⁻⁴ ± 5.10⁻⁵

Za sekulární index sluneční aktivity máme tak možnost brát buď aurorální index AI nebo radiouhlíkový index RCI, případně průměrnou hodnotu z obou indexů. Výsledné průmerné hodnoty, udávající sekulární sluneční index v intervalu let 310 – 1870 n. l. jsou uvedeny v Tab. l.

. . -



Obr. 4

Korelace mezi aurorálním indexem AI a variacemi rychlosti produkce radiouhlíku $\bigtriangleup Q$. Prázdné kroužky vyznačují data v časových úsecích, kdy nebyla dobrá shoda v časovém průběhu obou indexů na Obr. 3, plnými kroužky data s dobrou shodou průběhu. Čárkovaná přímka udává lineární závislost, určenou metodou nejmenších čtverců ze všech bodů, plná přímka závislost, určenou pouze z plných bodů.

Tab. 1 Sekulární index sluneční aktivity

Století	Dekáda									
	1	. 2	3	4	5	6	7	8	9	10
300		51,0	38,5	28,9	25,4	33,0	36,3	39,0	39,8	34,0
400	25,9	19,8	15,7	15,6	-20,7	28,0	30,4	29,1	35,7	46,4
500	52,2	52,9	48,0	39,4	37,3	39,4	42,9	46,3	43,7	40,8
600	38,9	34,4	37,6	37,3	24,8	18,5	17,2	11,9	9,9	11,0
700	14,5	16,3	18,2	23,3	34,2	47,2	47,9	37,6	30,2	29,4
800	29,9	33,1	37,9	44,6	51,9	53,4.	50,6	44,6	39,5	32,7
900	27,5	34,2	41,6	42,3	39,5	41,7	46,1	46,4	40,7	33,9
1000	29,4	29,3	24,7	14,4	11,0	17,3	21,5	29,0	39,3	47,4
1100	55,1	57,7	56,3	56,6	• 54,5	44,6	38,4	41,2	45,4	45,3
1200	41,6	37,2	33,4	32,9	33,5	33,4	31,5	27,3	21,8	15,6
1300	13,2	15,5	14,5	13,9	22,2	35,8	47,5	51,6	46,8	35,9
1400	27,8	23,6	18,4	13,3	11,5	9,7	9,7	10,2	10,9	12,7
1500	16,3	20,7	20,8	21,5	25,7	33,1	43,2	47,7	50,0	51,9
1600	49,6	48,5	43,9	35,4	28,9	22,6	16,3	11,9	10,0	12,1
1700	16,9	26,4	35,5	42,4	45,9	48,5	54,6	59,2	61,1	50,9
1800	37,1	27,2	28,5	36,5	43,4	47,2	47,0		*	

3. PALEOMAGNETISMUS A POLÁRNÍ ZÁŘE

Jak bylo ukázáno v předešlé kapitole, dlouhodobý chod četnosti polárních září, zjištěný v historických záznamech, je způsoben změnou intenzity geomagnetického pole, jež byla určena z paleomagnetických měření. Tato měření jsou umožněna tím, že feromagnetické látky, obsažené v horninách, byly v době vzniku těchto hornin podle intenzity geomagnetického pole ve větší či menší míře orientovány a směr jejich orientace odpovídal tehdejšímu směru geomagnetického vektoru. V sedimentech se tak při jejich vzniku orientovala drobná zrna feromagnetických hornin a při jejich ztvrdnutí byla zafixována a obdobně v lávách se mohly feromagnetické látky orientovat, pokud byly tyto lávy tekuté, a po ztuhnutí zůstaly tyto složky rovněž orientovány ve směru geomagnetického pole. Proto paleomagnetická měření hornin, pokud nedošlo později k pohybu příslušných vrstev, mohla určit spolu s intenzitou i směr geomagnetického pole v době vzniku příslušných hornin. Bylo tak možno zjistit chování geomagnetického pole za velmi dlouhé období na geologických časových škálách, včetně reverze jeho polarity.

Měření intenzity jsou velmi obtížná a jejich přesnost je ovlivněna jak použitými metodami měření magnetizace hornin, tak i dalšími vlivy, jakými jsou např. oblastní anomálie nedipolové složky geomagnetického pole, nebo přesnost v datování vzniku horniny, takže rozptyl hodnot je značný, jak ukazuje např. souhrn měření intenzity pole za posledních 10 tisíc let, uvedený u Bartona a kol.(1979). Protože dlouhodobá variace obsahu radiouhlíku v letokruzích stromů je vyvolána dlouhodobou změnou intenzity geomagnetického pole (Bucha, 1969), ukazuje se, že z variace produkce radiouhlíku lze definovat variaci geomagnetického pole lépe než z přímých paleomagnetických měření v období posledních 10 tisíc let.

Stejná situace je i při určování orientace magnetického pole z paleomagnetických měření v minulosti, t.j. určování magnetické deklinace a inklinace. Určení poloh geomagnetického pólu z těchto měření na různých lokalitách v různých zeměpisných délkách se navzájem liší, takže dostatečně věrohodné údaje o polohách geomagnetického pólu a o jeho sekulárním pohybu lze odvodit pouze ze souhrnu měření na různých lokalitách (viz např. Kawai a Hirooka, 1967).

Problémy spojené s určováním poloh geomagneického pólu přivedly Keimatsu a kol. (1968) k myšlence využít polárních září, pozorovaných simultánně na Východě a na Západě k indikaci změn v poloze geomagnetického polu. Myšlenka vychází z představy, že ve směru zeměpisné délky, ve kterém je geomagnetický pól odkloněn od geografického pólu, by měly být polární záře pozorovány v nižších zeměpisných šířkách, než v jiných směrech. Uvedení autoři našli v historických záznamech z Východu a ze Západu několik málo datovaných pozorování v různých časových epochách, o nichž bylo možno předpokládat, že se týkají těchže polárních září. Časový chod rozdílu geografických šířek obou pozorovacích míst indikoval přibližně změny polohy geomagnetického pólu obdobné těm, ktoré byly odvozeny z paleomagnetických měření. Kromě velmi malého počtu souběžných pozorování, jejichž totožnost není vždy dostatečně zaručena, vychází uvedená metoda z řady předpokladů, které jsou problematické a nelze je ze znění textů příslušných záznamů dostatečně ověřit. Je to např. předpoklad, že obě pozorovací místa představují jižní hranici pozorovatelnosti dané polární záře, že tedy leží v blízkosti téže izochasmy, t.j. izočáry stejné četnosti polárních září, jež odpovída určité geomagnetické šířce. Dále, že časový rozdíl zeměpisných délek obou míst lze zanedbat, což zároveň předpokládá značně dlouhé trvání polární záře na rozsáhlém úseku aurorálního oválu, a pod.

Abychom se vyhnuli uvedeným obtížím, zvolili jsme pro řešení tohoto problému statistickou metodu s využitím všech historických záznamů o polárních zářích. Vlivem pohybu geomagnetického pólu se pro zvolené místo mění s časem jeho geomagnetická šířka a tím i četnost polárních září. Totéž platí přibližně i pro celou oblast. Protože obě oblasti, t.j. na Východě a na Západě, jsou od sebe vzdáleny v zeměpisné délce přibližne o 100° , měla by se četnost polárních září na Východě a na Západě měnit odlišně a změny rozdílu četnosti v obou oblastech by měly odpovídat pohybu pólu. Proto jsme pro jednotlivá století 3. stol. př. n. l. do 15. stol. n. l. určovali relativní rozdíly četnosti n polárních září podle vztahu D = 100 . (n(V) - n(Z))/(n(V) + n(Z)). Shlazené hodnoty jsou uvedeny v horní polovině Obr. 5. Dále byly z poloh geomagnetického pólu pro přibližné



Qbr. 5

Srovnání časového chodu relativních rozdílů mezi četností polárních září na Východě a na Západě (nahoře) s časovým chodem diferenciální změny variace geomagnetické šířky na Východě a na Západě, odvozených z údajů o sekulárním pohybu geomagnetického pólu: podle Kawaie a kol. (1965) – plné kroužky, Rusakova a Zagnije (1976) – ÷ čárkovaná křivka, a Meríla a McElhinnyho (1983) – plná křivka.

středy obou oblastí (dané geografickými souřadnicemi 35⁰N, 115⁰E pro Východ a 45⁰N, 10⁰E pro Západ) určen časový chod variace geomagnetické šířky jako rozdíl geomagnetické a geografické šířky. Analogií rozdílů četnosti polárních září jsou pak rozdíly variací geomagnetických šířek obou oblastí, t.j. Východu a Západu.

- 141 -

V dolní polovině Obr. 5 je uveden časový chod této diferenciální variace odděleně pro tři různá určení sekulárního pohybu geomagnetického pólu (Kawai a kol., 1965; Rusakov a Zagnij, 1976; Merrill a McElhinny, 1983).

Charakteristickým znakem časového průběhu relativních rozdílů v četnosti polárních září na Východě a na Západě je kvaziperiodická variace s periodou okolo jednoho tisíce let s maximy okolo 3. stol. a 12. stol. n. l. a minimem okolo 8. a 9. stol. n. l. Stejný charakteristický chod má i diferenciální variace geomagnetických šířek bez ohledu na rozdíly v určení poloh geomagnetického pólu různými autory, což ukazuje, že rozdíly v četnosti historických záznamů o polárních zářích na Východě a na Západě i při jejich relativně malé četnosti jsou reálné a jsou vyvolány změnami v poloze geomagnetického pólu vzhledem k dané pozorovací oblasti. Historické záznamy o polárních zářích poskytují tedy jak informaci o variacích sluneční aktivity, tak i o dlouhodobých změnách základních charakteristik geomagnetického pole.

4. VZTAHY SLUNCE - KLIMA

Hlavními faktory, které určují základní charakter klimatu, jsou zeměpisná šířka a atmosferická cirkulace. V závislosti na zeměpisné šířce existují šířková klimatická pásma se svými charakteristickými znaky. Vedle tohoto základního rozdělení působí na charakter klimatu i další faktory, dané např. rozdělením souší a oceánů, takže při spolupůsobení všeobecné cirkulace atmosféry vznikají přirozené klimatické oblasti. Změny klimatu v těchto oblastech jsou tedy působeny především změnami v atmosferické cirkulaci. Někdy se mezi změny klimatu zahrnují i změny počasí na kratších časových škálách několika let, avšak jako změny klimatu je třeba považovat změny na škálách několika desítek let a více. Základními prvky, které charakterizují klima, jsou teplota a srážky.

Délka přístrojových pozorování meteorologických prvků, jak již bylo uvedeno je většinou velmi krátká a málo početná skupina nejdelších pozorovacích řad udává klimatické charakteristiky pouze pro omezené oblasti. Pro získání představ o chování klimatu v různých oblastech za delší období je nutno se obracet na historické písemné prameny. I když bylo dosud získáno značné množství informací (Lamb, 1977), nejsou dosavadní znalosti o chování klimatu v minulosti zcela uspokojivé. Proto např. Světová meteorologická organizace rozhodla ve druhé polovině 70tych let založit ve spolupráci s dalšími mezinárodními organizacemi rozsáhlý dlouhodobý tzv. Světový klimatický program pro studium změn klimatu (blíže viz např. Šebek, 1985). Podobný klimatický program byl založen i v socialistických zemích.

Zhruba pro období posledních dvou tisíc let, jak bylo ukázáno v kap. 2, bylo možno zejména na základě historických výzkumů určit dostatečně spolehlivě dlouhodobé změny sluneční aktivity. Tyto výsledky umožňují mnohem spolehlivěji sledovat, zda a do jaké míry jsou klimatické změny ovlivněny dlouhodobými změnami sluneční aktivity. Dále uvedeme některé výsledky, především vlastní (Letfus, 1986), týkajíci se vztahů Slunce - klima.

4. l Nilské záplavy a sluneční aktivita

Úloha řeky Nilu a jejich pravidelných každoročních záplav na ekonomický, politický a kulturní rozvoj starověkého Egypta je velmi dobře znám (Bellová, 1971, 1975). Záznamy o výši záplav, které se ve fragmentech do dneška dochovaly na údolních skalách středního Nilu, z nichž první pocházejí z období první dynastie okolo roku 3100 př. n. l. (Bellová, 1970. 1975), ukazují, že mimořádný význam pro tehdejší zemědělství byl znám již v prvních počátcích vývoje staroegyptské společnosti.

Záznamy v kronikách o pravidelném každoročním měření hladin Nilu pomocí měřícího sloupu, tzv. nilometru, existují od roku 622 n. l. Tyto měřící stanice vznikly zřejmě již dříve, ale písemné záznamy z nich neexistují. Zaznamenávána byla výška hladiny Nilu před záplavou okolo 20. června, tzv. stará voda, jež velmi zhruba představuje minimální roční hladinu, a pak maximální výška hladiny během záplav bez ohledu na kalendářní datum. Prakticky nepřerušená řada záznamů existuje do roku 1470 n. l. Další zachované záznamy jsou již sporadické a velkými mezerami a nepřerušená řada pokračuje až do roku 1838 n. l. Všechny záznamy do roku 1921 n. l. shromáždil a publikoval princ Omar Tusun (Toussoun, 1925). Detailní analýzu všech dostupných dat a jejich statistický rozbor provedl Popper (1951).

Dolní Nil napájejí dvě větvě: Bílý Nil, který vytéká z jezera Viktória a jehož povodí zahrnuje rozsáhlou oblast rovníkové Afriky, a Modrý Nil, který začíná v jezeře Tana a svádí vody z etiopského horského masivu. Po soutoku obou větví u Chartumu jediným přítokem je řeka Atbara, která sbírá své vody rovněž z etiopské náhorní plošiny. Průtoky Bíleho Nilu jsou během roku téměř konstantní a odrážejí srážkový režim v afrických tropech. Po většinu roku je příspěvek Modrého Nilu spolu s Atbarou k celkovému průtoku dolního toku Nilu malý, avšak během července průtok vody Modrým Nilen a Atbarou začne prudce vzrůstat a je nejvyšší během srpna a září. V tomto období je příspěvek Modrého Nilu dominující a na dolním Nilu vzniká povodeň (Balek, 1971): Zdrojem nilských záplav jsou tedy vydatné deště v povodí Modrého Nilu během letního monzumu a tak záznamy o hladinách Nilu poskytují významnou informaci o časovém chování srážek v severovýchodní části tropické Afriky.

Na možný vztah dlouhodobých variací hladiny dolního Nilu ke sluneční aktivitě upozornil již Brooks (1926, 1949). Při tomto předpokladu Verner (1972) vyjádřil tyto variace pomocí periodických složek, jejichž extrapolací (ovšem nekorektní) do minulosti až do dob prvních egyptských dynastií se pokoušel vysvětlit charakteristické změny ve vývoji staroegyptské společnosti.

Starší studie byly založeny na tehdejších znalostech o sekulárních změnách sluneční aktivity. Nynější pokrok, dokumentovaný v kap. 2, umožňuje tyto studie ověřit. Porovnání sekulárního kolísání hladiny Nilu a sluneční aktivity je uvedeno na Obr. 6. Horní dvě křivky představují shlazené desetileté průměry povodňových maxim (křivka a) a staré vody (b) a čárkované křivky aproximace pomocí periodických složek podle Vernera (1971) (s periodami 850, 282, 106, resp. 141, 77 a 18,4 let). Dolní dvě křivky udávají shlazené údaje rektifikované produkce radiouhlíku (c) a slunečních skvrn viditelných pouhým okem (d). Obě skupiny křivek vykazují vysokou podobnost, včetně křivky povodňových maxim, i když amplituda její variace je malá. Tato podobnost ukazuje, že vliv sluneční aktivity na srážkový režim ve východní tropické Africe v období od 8. do 14. stol. n. l. je vysoce pravděpodobný, přičemž korelační vztah je pozitivní. Srážkové podmínky v tropickém klimatickém pásu jsou kontrolovány dynamikou tzv. intertropické konvergenční zony, takže sekulární změny ve velikosti nilských záplav ukazují, že sluneční aktivita ve vyšetřovaném období ovlivňovala zřejmě cirkulační dynamiku atmosféry v tropické zoně. Ze sporadických údajů v dalších stoletích nelze bohužel činit žádné věrohodné závěry.

Rozkvět a úpadek starých egyptských říší je obecně spojován s vysokými a nízkými záplavami Nilu: vysoké záplavy převládaly při rozkvětu těchto říší s velmi stabilní společnosti, zatím co během přechodných období, charakterizovaných hladomori a anarchií, jež označila Bellová (1971) jako "temné věky", byla výška



0.br. 6

Časový průběh shlazených desetiletých průměrů maximálních výšek nilských záplav (křivka a) a úrovní tzv. staré vody (b). Čárkované křivky byly určeny s periodických složek, odvozených Vernerem (1972). Sekulární variace produkce radiouhlíku (c) a četnost slunečních skvrn, pozorovaných puhým okem (d), charakterizují sekulární variace sluneční aktivity.

záplav velmi často zcela nedostatečná. Podobné chování můžeme předpokládat i pro minimální hladiny Nilu. Na základě těchto úvah je možno nepřímou cestou vyšetřovat s použitím existujících údajů o radiouhlíku, zda vztah mezi výši záplav a sluneční aktivitou, nalezený pro údaje z arabských kronik, lze zjistit i pro mnohem starší období staroegyptských říší. K tomu účelu jsme použili údaje o radiouhliku podle Ralpha a Kleina (1979) pro časový interval 3200 - 1600 př. n. l., který pokrýva několik etap vývoje staroegyptské společnosti: Předdynastickou dobu, Starou říši, První přechodné období, Střední říši a Druhé přechodné období. Obr. 7 udává odchýlky od středné hodnoty obsahu radiouhlíku, korigované na efekt dlouhodobé změny intenzity geomagnetického pole. Vzhledem ke značnému rozptylu primárních údajů, označených prázdními kroužky, dávájí zprůměrovaná data, označena plnými kroužky, a křivka, představující aproximaci, vyjádřenou periodickými složkami a odvozenou z mnohém delší řady údajů, pouze velmi zhlazené variace bez detailů a rozlišení, jež umožňují velmi přesná měření jaká provedli Stuiver a Quay (1981; viz Obr. 1 a 3). Hlavní maxima sluneční aktivity (odpovídající negativním odchylkám), jsou okolo let 2600, 2200 a 1700 př. n. l., hlavní minima aktivity (odpovídající pozitivním odchylkám) jsou okolo let 2800 a 2000 př. n. l. a vedlejší minimum okolo roku 2500 př. n . l. Srovnání s hlavními etapami sta -



Predynastic Era	Old Kingdom	lst Intermed Period	Middle	Mubdum	ייין וויובעשפע	l'eriod
--------------------	----------------	------------------------	--------	--------	----------------	---------

.0br. 7

Sekulární variace úrovně radiouhlíku, odpovídající sekulárním změnám sluneční aktivity, v období egyptské historie od Preddynastické doby do Druhého přechodného období, uvedeného schematicky v dolní části obrázku. Prázdné kroužky udávají pozorované hodnoty, plné kroužky zprůměrovaná data a křivka aproximaci pomocí periodických komponent. roegyptské historie, uvedenými schematicky v dolní části obrézku, ukazuje, že hlavní minima aktivity koincidují s pozdní fází Předdynastické doby a se Střední říší, první maximum a sekundární minimum se Starou říší a nejvyšší dvě maxima s Prvním a Druhým přechodným obdobím. Tyto výsledky jsou v přímém rozporu s výsledky, odvozenými pro vztah mezi sluneční aktivitou a hladinami Nilu ze záznamů v arabských kronikách. Podle tohoto vztahu a znalostí o staroegyptské společnosti bychom totiž očekávali nízkou sluneční aktivitu během přechodných období a vysokou aktivitu během rozvoje staroegyptských říší, t.j. vztah v podstatě zcela opačný než ten, který jsme nalezli. I když použitá nepřímá metoda může poskytnout pouze kvalitativní výsledek, který není příliš spolehlivý, ukazuje tento výsledek, že pokud je prostřednictvím nilských záplav rozvoj staroegyptské společnosti ve vztahu ke sluneční aktivitě, pak tento vliv sluneční aktivity není s časem stálý a v různých obdobích se může uplatnit zcela odlišně.

Měření hladin Nilu je svojí délkou zcela mimořádnou řadou hydrologických údajů. V historických záznamech kronik různých oblastí se mezi zápisy o mimořádných jevech objevují rovněž zprávy o velkých povodních.Jeden takový soubor záznamů o povodních na řece Labi za poslední tisíciletí analyzovali v souvislosti se sluneční aktivitou Křivský a Pejml (1985) a ukázali na poměrně dobrou časovou shodu mezi maximy a minimy sluneční aktivity na jedné a minimy a maximy četnosti povodní na druhé straně, tedy nepřímou závislost na sluneční aktivitě. Zatím co pro střední Evropu jde o závislost nepřímou, zhruba pro tutéž dobu zjišťujeme v afrických tropech závislost přímou. Je tedy zřejmé, že vliv sluneční aktivity na změny klimatu, pokud se uplatní, se může projevit v různých klimatických oblastech zcela odlišně.

4.2 Astronomická klimatologie a sluneční aktivita

Všechna pozemská astronomická optická pozorování závisejí na meteorologických podmínkách v místě pozorování a pozorovací podmínky tohoto místa jsou podmíněny klimatickou charateristikou dané oblasti. Dlouhodobé řadě pozorování vhodných astronomických úkazů, jejichž úroveň četnosti je dlouhodobě stálá, by pozorované změny jejich četnosti měly odrážet změny klimatu, představované oblačností příp. jinými meteorologickými jevy, ovlivňujícími možnost pozorování. Tuto v podstatě velmi jednoduchou ideu použil Link a Linková (1955) pro objevy komet, jejichž historické záznamy existují pro období posledních dvou tisíc let. Z údajů v katalogu Baldeta (1950), obsahující objevy komet na Východě i na Západě, zjistili, že relativní změny četnosti objevů se značně shodují s klimatickými změnami, jež odvodil Brooks (1926, 1949) sloučením údajů z Evropy, Dálného východu a Severní Ameriky. Z podobností dlouhodobých změn četnosti objevů komet se sekulárními změnami sluneční aktivity došel Link (1955) k závěru, že klimatické změny závisejí na sluneční aktivitě (viz křivka <u>e</u> na Obr. 1 dole). Jak se však lze přesvědčit např. přímo u Brookse (1949) porovnáním klimatických změn jednotlivých oblastí, tyto změny v uvedených oblastech neprobíhají synchronně, ale zcela odlišně, takže slučování údajů z různých klimatických oblastí je velmi problematické. Aby se vyhnul možným námítkám, snažil se Link (1958) realitu svých výsledků prokázat shodou chodu četnosti objevů komet na Východě i na Západě, avšak tento pokus je značně nepřesvědčivý.

Provedli jsme proto nový rozbor s použitím údajů o objevech komet a nových hvězd, obsažených v katalogu, který sestavil Ho Peng Yoke (1962) kritickým zhodnocením původních záznamů v kronikách Dálného východu. Tento autor rovněž ukázal, že starší katalogy, obsahující objevy komet z Východu, mají řadu chybních údajů. Z výše uvedených důvodů jsme sekulární variace četnosti objevů komet určili odděleně pro oblast Číny, Koreje a Japonska. Spolu s těmito údaji jsou na Obr. 8 uvedena, rovněž odděleně pro každou oblast, pozorování velkých slunečních skvrn. Pro porovnání jsou na obrázku uvedeny rovněž křivky variace produkce radiouhlíku a relativní četnosti komet podle Linka a Linkové (1959).



Obr. 8

Sekulární variace objevů komet: v Číně (křivka c), Koreji (e) a Japonsku (f) a pro srovnání relativní četnosti podle Linka a Linkové (1959; křivka a) - škály všech křivek jsou v obráceném směru. Společně jsou uvedeny sluneční skvrny, pozorované pouhým okem v Číně (b) a v Koreji (d). Jediné pozorování sluneční skvrny pouhým okem v Japonsku je označeno šipkou. Pro srovnání uvedena rovněž variace produkce radiouhlíku (g). Podle srovnání japonských pozorování začínajících v 7. stol. n. l. s ostatními řadami se klima v Japonsku chovalo odlišně od kontinentálního. Klimatické podmínky v Japonsku byly zřejme mnohem méně příznivé pro pozorování slunečních skvrn pouhým okem než na kontinentě, což vysvětluje existenci pouze jediného záznamu v japonských kronikách. Údaje o kometách z Koreje až do 11. stol. n. l. jsou podle Ho Peng Yokeho (1962) nejisté a nelze je brát v úvahu. Od 12. stol. n. l., kdy začaly být současně zaznamenávávny i velké sluneční skvrny, existuje určitá podobnost s čínskymi údaji, svědčící ve prospěch podobnosti klimatu, avšak vzhledem k malé délce řady bez možnosti spolehlivejších závěrů.

Nejdelší řada objevů komet z Číny, začínající v 7. stol. př. n. l., dává vzhledem k četnostem použitelné údaje až do 2. stol. př. n. l. Nutno upozornit, že ani u této řady čínských pozorování, pomineme-li data před 2. stol. př. n. l., nebyl nalezen žádný zjistitelný vliv společenského faktoru. Při porovnání s pozorováním velkých slunečních skvrn lze najít předpokládaný vztah ke sluneční aktivitě pouze v období mezi 3. a 6. stol. n. l., v ostatních obdobích obdobný vztah není patrný, takže závěry Linka (1955) nelze potvrdit.

Velké sluneční skvrny lze sledovat pouhým okem pouze tehdy, když jas Slunce je dostatečně zeslaben zvýšenou absorpcí v atmosféře, obvykle když je Slunce blízko obzoru. Při sledování sezonní variace četnosti pozorování velkých slunečních skvrn v Číně a v Koreji bylo nalezeno výrazné maximum na rozhraní zimy a jara a hluboké minimum v létě (Willis a kol., 1980), jež lze vyložit známými specifickými charakteristikami klimatu, společnými pro značnou část východní Asie. Nejčastěji koncem zimy a počátkem jara sa objevují nad centrální Čínou prachové a písečné bouře, pocházející z oblastí pouští Gobi, Takla Makal a Ordos. Znační obsah prachu, přenášený na velké vzdálenosti, zeslabuje sluneční jas a dává možnost pozorovat velké sluneční skvrny pouhým okem i když Slunce není blízko obzoru, což potvrzují i některé pasáže v záznamech čínskych kronik. Vzhledem k těmto okolnostem vznikly určité pochyby, zda četnost pozorování velkých slunečních skvrn, zaznamenaných v Číně, vyjádřuje skutečně a věrohodně sekulární variace sluneční aktivity. Výsledky uvedene v kap. 2 však takové pochybnosti vyvracejí. Možný vliv změn klimatu na pozorovací podmínky však nelze zcela vyloučit a je nutno jej brát v úvahu.

Jak již bylo uvedeno výše, změny klimatu by se měly odrazit v atmosferických pozorovacích podmínkách, při čemž rozhodující jsou změny mezi vlhkým a suchým klimatem. V suchém klimatu lze očekávat méně oblačnosti, ale současně ve specifických čínských podmínkach také častější prachové a písečné bouře. Zvýšený atmosferický zákal vytváří příznivé podmínky pro pozorování slunečních skvrn pouhým okem. Periody vlhkého klimatu lze charakterizovat zvýšenou oblačností, často zataženou oblohou a méně častými prachovými bouřemi, což omezuje všechna pozorování stejně. Pozorovací podmínky se tedy mohou měnit specificky s vlhkostí klimatu. Uvedené vztahy mezi pozorovacími podmínkami a klimatem v Číně lze ověřit, jak ukazuje Obr. 9. V dolní části obrázku jsou uvedeny stoleté počty objevů komet, nahoře index vlhkosti klimatu, který odvodil z údajů Ko-Ching Chua, Brooks (1949). Nejmenší počty komet byly objeveny v 8. a 13. stol. n. l. a podnebí bylo v Číně vlhké v 8., 12. a 14. stol. n. l. Minima počtu komet dobře souhlasí s vlhkými periodami a během období méně vlhkých a suchých byly počty komet evidentně vyšší. Nejmenší počet komet v celém časovém období byl zjištěn v 8. stol. n. l.



Obr. 9.

Počty objevů komet v jednotlivých stoletích v Číně (dole) a index vlhkosti klimatu pro tutéž oblast (nahoře).

Čínské záznamy o velkých slunečních skvrnách (viz křivka <u>b</u> na Obr. 8) ukazují zvýšenou sluneční aktivitu v 9. stol. n. l., avšak pro 7. a 8. stol. n. l. záznamy v těchto kronikách chybí. Z Obr. 1 příp. Obr. 3 je patrno, že sekulární minimum sluneční aktivity spadá do 7. stol. n. l., avšak v následujícím století byla sluneční aktivita již značně vysoká s maximem v polovině století. Odtud vyplývá, že 8. stol. n. l. bylo pro astronomická pozorování v Číně vůbec nejnepříznivější během posledních dvou tisíciletí. V ostatních stoletích případný nepříznivý klimatický vliv na pozorování velkých slunečních skvrn v Číně není patrný. Z uvedeného vyplývá, že variace četnosti objevů komet, zaznamenaných v čínských kronikách, odrážejí sekulární změny klimatu v Číně od 2. stol př. n. l.

Oblačnost je jednou z vhodných charakteristik počasí a klimatu. Na oblačnost jsou vázány jednak atmosferické srážky, jednak doba slunečního svitu, již lze určit snáze než velikost oblačnosti. V této souvislosti můžeme uvést některé výsledky, týkající se změn klimatu ve střední Evropě v poslední době. Křivský (1953) našel ve dvousetleté řadě srážek v Praze – Klementinu 80-ti letou periodu vázanou na dlouhodobou změnu sluneční aktivity tak, že nejmenší množství srážek se objevuje při vysoké sluneční aktivitě a naopak. Vedle toho Kopecký a Reichrt (1982) u témeř stoleté řady údajů o délce slunečního svitu v Hurbanově a ve Vídni zjistili, že průmerné trvání slunečního svitu se mění souběžně s 80-ti letou variací sluneční aktivity. Protože délka slunečního svitu závisí nepřímo na velikosti oblačnosti, je výsledek Kopeckého a Reichrta ve shodě s výsledkem Křivského. Z obou výsledků tedy vyplývá, že ve střední Evropě byly dlouhodobé změny oblačnosti v posledních dvou stoletích nepřímo závislé na sluneční aktivitě. Do souvislosti s tím je nutno dát i výsledek Křivského a Pejmla (1965), uvedený v předešlém paragrafu (§ 4.1), že nepřímá závislost na sluneční aktivitě byla nalezena i pro četnost povodní na Labi v posledním tisíciletí. Naproti tomu pro změny oblačnosti v Číně v suchém období 3. až 6. stol. n. l. byla nalezena přímá závislost na sluneční aktivitě. Opět se ukazuje, že vliv sluneční aktivity na změny klimatu se může v různých klimatických oblastech projevovat zcela odlišně.

5. ZÁVĚR

Máme-li provést celkové shrnutí a zhodnocení, pak prvním důležitým výsledkem je spolehlivé určení sekulární variace sluneční aktivity a odvození sekulárního indexu sluneční aktivity pro období od 4. stol. n. l. do dneška. To nám poskytuje m.j. lepší možnosti při řešení problematiky dlouhodobých variací o oblasti vztahů Slunce - Země. Spolehlivé je především časové určení sekulárních maxim a minim aktivity. Při stanovení velikosti této variace vzniká řada problémů. Ze záznamů pozorování velkých slunečních skvrn nelze vzhladem k jejich malé četnosti a určitému vlivu klimatického faktoru dosti dobře určit reálný poměr jednotlivých maxim aktivity. U sekulární variace produkce radiouhlíku a polárních září se projevuje modulační efekt dlouhodobé změny intenzity geomagnetického pole, u polárních září navíc efekt, vyvolaný sekulárním pohybem geomagnetického pólu. Zjištění obou těchto efektů, vyvolaných u polárních září geomagnetickým polem, je dalším významným výsledkem. Hodnoty intenzity geomagnetického pole v příslušném časovém rozsahu nejsou však dosud dostatečně spolehlivě známy. U evropské řady záznamů o polárních zářích přistupují k tomu i změny četnosti v 16. a 18. stol. n. l., způsobené společenským faktorem. To vše způsobuje, že při rektifikaci pozorovacích údajů abychom vyeliminovali všechny uvedené efekty, můžeme jednotlivé opravy určit odhadem jen velmi přibližně, takže amplitudy variace a tedy výšky maxim včetně jejich vzájemných poměrů nelze zcela zaručit. Zejména pro prognozní účely by bylo velmi žádoucí znát, zda v minulosti bylo některé ze sekulárních maxim vyšší než nejvyšší maximum v řadě teleskopických pozorování relativních čísel či nikoliv. I s tímto omezením však zůstává odvozený sekulární index sluneční aktivity dostatečně spolehlivým podkladem pro další výzkum.

Další důležitý poznatek se týká vztahů Slunce – klima. Ukazuje se, že vliv sluneční aktivity na klima nemusí být trvalý a stálý, ale že se může projevovat epizodicky s různě dlouhými obdobími, kdy tento vliv je dostatečně výrazný, a obdobími, v nichž je zcela potlačen jinými klimatotvornými procesy. Toto tvrzení, plynoucí z našich výsledků, se týká dlouhodobých změn, avšak podobný jev se může uplatnit i na kratších časových škálách. Jako příklad lze uvést změny výšky hladiny jezera Viktoria v rovníkové Africe, jež sledují změny množství srážek v povodí jezera (Lamb, 1966). V období od začátku měření v roku 1899 do roku 1927 n. 1. kolísala hladina jezera ve shodě s 11-ti letým slunečním cyklem, v dalším období až do konce padesátých let se perioda těchto změn změnila přibližně na pětiletou a začátkem šedesátých let tato periodičnost zmizela.

Dále bylo možno ukázat, že v různých klimatických oblastech se může vliv sluneční aktivity na klima projevovat zcela odlišně, navíc, že i v téže oblasti může být tento projev v různých časových obdobích zcela opačný.

Tato rozmanitost a časová nestálost projevů sluneční aktivity v klimatických změnách ztěžuje studium vztahů Slunce – Země a pravděpodobně je jednou z možných, ne-li hlavních příčin rozpornosti různých dřívějších výsledků.

LITERATURA

Baldet, F.: 1950, Annuire Bureau Long. 1950, Suppl., Paris Balek, J,: 1977, Hydrology and Water Resources in Tropical Africa, Elsevier, Amsterdam Barton, C. E.; Merrill, R. T.; Barbetti, M.: 1979, Phys. Earth Planet. Inter. 20, 96 Bell, B.: 1970, Geogr. J. 136, 569 Bell, B.: 1971, Amer. J. Archeol. 75, 1 Bell. B.: 1975, Amer. J. Archeol. 79, 1 Brooks, C. E. P.: 1926, Climate Through the Ages, 1st Ed., Benn, London Brooks, C. E. P.: 1949, Climate Through the Ages, 2nd Ed., Benn, London Bucha, V.: 1969, Nature 224, 681 Bucha, V.: 1970, v NObel Symposium 12 (ed. İ. V. Olsoon), Almquist and Wiksell, Stockholm, str. 571 Bucha, V.: 1983, ve sbor. "Vztahy Slunce – Země", (ed. věd. kolegia AG a GG a SÚAA Hurbanovo), Praha, str. 73 Clark, D. H.; Stephenson, F. R.: 1978, Quart. J. Roy. Astron. Soc. <u>19</u>, 387 Cox, A.: 1968, J. Geophys. Res. 73, 3247 Dall'Olmo, U.: 1979, J. Geophys. Res. <u>84</u>, 1525 Eddy, J. A.: 1977, Scientific Amer. 236, 80 Eddy, J. A.: 1978, v "The New Solar Physics" (ed. J. A. Eddy), Westview-Press, Boulder, str, 11 Fritz, H.: 1873, Verzeichniss beobachteter Polarlichter, Georold's Sohn, Wien Herman, J. R.; Goldberg, R. A.: 1978, Sun, Weather and Climate, NASA, Washington (ruský překlad: Solnce, pogoda i klimat, Gidrometizdat, Leningrad 1981) Ho Peng Yoke: 1962, Vistas in Astronomy, 5, 127

Kawai, N.; Hirooka, K.: 1967, J. Geomagn. Geoel. 19, 217 Kawai, N.; Hirooka, K.; Sasaima, S.: 1965, Proc. Japan. Acad. <u>41</u>, 398 Keimatsu, M.: 1976, Ann. Sci Kanazawa Univ. 13, 1 Kopecký, M.: 1983, ve sbor. "Vztahy Slunce - Země" (ed. věd. kolegia AG a GG a SÚAA Hurbanovo), Praha str. 59 Kopecký, M.: 1985, ve zbor. 7. celoštát. sln. sem. (Tatr. Lomnica 1984), SÚAA Hurbanovo, str. 29 Kopecký, M.; Reichrt, J.: 1982, Bull. Astron. Ins. Czechosl. 33, 190 Křivský, L.: 1953, Publ. Astron. Inst. Czechosl. Acad. Sci No. 23, str. 37 Křivský, L.: 1983, ve sbor. "Vztahy Slunce – Země" (ed. věd. kolegia AG a GG a SÚAA Hurbanovo), Praha, str. 59 Křivský, L.; Pejml, K.: 1985, ve sbor. "Klimatické změny", díl I., ČSVTS ČHMÚ, Praha, str.66 Lamb, H. H.: 1966, Geogr. J. 132, 183 Lamb, H. H.: 1972, Climate: Present, Past, and Future I. Fundamental and Climate Now, Methuen, London Lamb, H. H.: 1977, Climate: Present, Past, and Future II. Climatic History and Future, Methuen, London Letfus, V.: 1986, Studia geoph. et geod. 30, 93 Link, F.: 1955, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 6, 122 Link, F.: 1958, Die Sterne 34, 129 Link, F.: 1962, Trav. Inst. Géophys. Acad. Tchécosl. Sci. (Geofyz. sborník), No. 173, str. 297 Link, F.: 1964, Trav. Inst. Géophys. Acad. Tchécosl. Sci. (Geofyz. sborník), No. 212, str. 501 Link, F.; Linková, Z.: 1955, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 6, 6 Link, F.; Linková, Z.: 1959, Studia geoph. et geod. 3, 43 McIntosh, P. S. a kol.: 1980, v "Solar-Terrestrial Predictions Proceedings", Vol. III Solar Activity Predictions (ed. P. F. Donnelly), NOAA, Boulder, str. 246 Meinel, A. B.; Negaard, B. J.; Chamberlain, J. W.: 1954, J. Geophys. Res. 59, 407 Merrill, R. T.; McElhinny, M. W.: 1983, v "The Earth's Magnetic Field", Academic Press, London, str, 98 Newton, R. R.: 1972, Medieval Chronicles and the Rotation of the Earth, Hopkins Univ. Press, Baltimore Popper, W.: 1951, The Cairo Nilometer, Univ. Calif. Publ. Semitic Philology Vol. 12, Univ. Calif. Press, Berkley Rusakov, O. M.; Zagnij, G. F.: 1976, Tez. dokl. X. sjezda magnetikov, Moskva Schove, D. J.: 1955, J. Geophys. Res. <u>60</u>, 127 Schove, D. J.: 1962, J. Brit. Astron. Assoc. 72, 30 Schove, D. J.: 1983, Sunspot Cycles, Hutchinson Press, Stroudsburg Stothers, R.: 1979, ISIS 70, 85; Astron. Astrophys. 77, 121

- 252 -

Stuiver, M.; Quay, P. D.: 1981, Solar Phys. <u>74</u>, 479
Šebek, O.: 1985, ve sbor. "Klimatické změny", díl I., ČSVTS ČHMÚ, Praha, str. 2
Toussoun, O.: 1925, Mémoire sur l'histoire du Nil, t. II; Mém. Soc. Archéol. d'Alexandrie, t. IV. Caire
Verner, M.: 1972, Archiv orientální <u>40</u>, 105
Wigley, T. M. L.: 1981, Solar Phys. <u>74</u>, 435
Willis, D. M.; Easterbrook, M. G.; Stephenson, F. R.: 1980, Nature <u>287</u>, 617
Wittmann, A.: 1978, Astron. Astrophys. <u>66</u>, 93
Yunnan Obs. Ancient Sunspot Records Res. Group: 1976, Acta Astron. Sinica <u>17</u>,

217.

VZÁJEMNÉ VZTAHY MEZI NĚKTERÝMI PROJEVY SLUNEČNÍ A GEOMAGNETICKÉ AKTIVITY

J. Střeštík, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha
T. Jeništová, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

V článku jsou vyhodnoceny vztahy mezi geomagnetickými bouřemi, úkazy sfe, slunečními erupcemi a koronálními dírami a jsou posouzeny příčinné souvislosti mezi nimi, se zaměřením na použití jednotlivých charakteristik pro výzkum jejich vlivu na biosféru.

V posledních letech stoupá zájem o zkoumání vztahů mezi slunečními nebo geomagnetickými jevy a různými ději v biosféře, zkoumá se možný vliv těchto vnějších činitelů na živé organismy. Tím vzniká potřeba přesněji zhodnotit vztahy mezi. Sluncem a Zemí, mezi ději na Slunci a v zemském magnetickém poli. Základní zákonitosti jsou již dloho známé, v podrobnostech popisů celého komplexu dějů ve vztahu Slunce – Země je však stále mnoho nejasného.

Cílem tohoto příspěvku není a ani nemůže být důkladné zhodnocení všech aspektů vztahů Slunce – Země. Chtěli bychom jen poukázat na některé souvislosti nebo nesouvislosti, předvést některé dosud nevyřešené problémy a uvést některá vodítka, jak se za současného stavu znalostí v celém komplexu těchto dějů vyznat.

Na první pohled by se mohlo zdát, že sluneční a geomagnetická ektivita je skoro jedno a totéž. Skutečně, dlouhodobý chod geomagnetické aktivity vykazuje podobné zákonitosti jako chod aktivity sluneční. Obě křivky ovšem nejsou zcela shodné, v některém období se mohou i značně lišit. Avšak jejich vzájemná korelace je mnohem těsnější než např. jejich vztah k lékařským či jiným datům. Tato poměrně dobrá podobnost se ztratí, přejdeme+li do kratších časových dimenzí, např. do oblasti denních hodnot jednotlivýýh indexů. Pak dostaneme hodnoty korelačních koeficientů např. Wolfovo číslo vs. Ap jen 0,01, sumární erupční index vs. Ap 0,06 (platí pro data za roky 1980 – 1985) a pod. Nic se přitom nezmění ani při někôlikadenním časovém posuvu mezi sluneční a geomagnetickou aktivitou.

Uvedeme nyní dva geomagnetické jevy, které mají původ na Slunci. Prvním z nich je háček, solar flare effect (sfe). Na záznamu se projeví jako zvýšení intenzity až o 50 nT s trváním asi 30 minut. Pozoruje se ve stejný čas na celé osvětlené části Země a jeho vznik se připisuje dopadu vlnového VF záření ze sluneční erupce. Druhým jevem je geomagnetická bouře s náhlým počátkem (ssc), při níž intenzita pole poklesne o několik set nT po dobu řady hodin. Vzniká současně na celé Zemi a za zdroj se považují vysokorychlostní proudy částic. Někdy jsou či byly tyto jevy spojovány, t.j. připisovány téže příčině. Protože částice dorazí k Zemi o 1 - 2 dny později než vlnové záření, byl by sfe jakási předzvěst bouře. Ve skutečnosti taková souslednost se pozoruje zřídka.

Na Obr. l je graficky uveden výskyt jednotlivých geomagnetických a slunečních úkazů v roce 1979. Čísla označují začátek měsíce (jsou v řádcích) trojúhelníky jsou ssc a svislé čáry sfe. Častěji pozoroujeme sfe bez následující bouře nebo bouři bez předchozího sfe, takže tyto úkazy lze považovat prakticky za nezávislé, jen v několika případech vidíme sfe l – 2 dny před bouří. Celkom je počet sfe asi dvakrát větší než počet bouří.

Sluneční erupce jsou na rozdíl od geomagnetických bouří jevem podstatně častějším. V roce 1979 jich bylo pozorováno přes 10 000, t.j. průměrně asi 27 za den. Přes 90% z nich jsou klasifikovány jako suberupce, erupcí importance 1 bylo asi 700, imp. 2 kolem 70 a imp. 3 jen 4. Nelze samozřejmě očekávat, ža každá erupce bude mít nějaký geoaktivní účinek. Avšak otázka, jak zjistit předem, která takový účinek bude mít, je zatím otevřena.



Obr. 1

Na Obř. l jsme zakreslili výskyt erupcí importance 2 a 3 různě velkými plnými kroužky. Každému sfe bez výjimky odpovídá erupce, jejíž čas výskytu se na minutu přesně shoduje s časem sfe. Pokud nejsou na Obř. l zakresleny, šlo o erupci imp. l nebo i suberupci. Obráceně to neplatí – ne každá erupce s vyšší importancí má odezvu v podobě sfe. Mezi těmi erupcemi, které takovou odezvu mají, je však podstatně větší podíl erupcí s vyšší importancí (např. patří sem tři ze čtyř pozorovaných erupcí imp. 3).

Na Obr. 2 je zakresleno rozložení erupcí na slunečním disku (v pravoúhlých souřadnicích). Vlevo jsou všechny erupce importance 2 a 3 rozlišené velikostí kroužku, vpravo všechny erupce, které mají odezvu v podobě sfe (malý kroužek suberupce a imp. 1, velký imp. 2 a 3). Erupce jsou rozloženy ve všech délkách, a to na obou obrázcích. Erupce s geoaktivním účinkem sfe tedy nejsou soustředěny kolem středu disku, resp. meridiánu.

I když nelze očekávat geoaktivní účinky u všech erupcí, často je třeba vhodným způsobem zhodnotit erupční aktivitu s ohledem na možné účinky na biosféru, např. vybrat vhodné nulové dny při metodě překládání epoch. To lze provést různými způsoby. S dostatečně velkou výpočetní technikou je možno vzít všechny erupce, t.j. každý den tolikrát, kolik v něm bylo erupcí. Obvykle však provádíme určitý výběr, v němž předpokládáme větší podíl geoaktivních erupcí. Je tak možno vzít např. jen erupce importance 2 a 3, je možno vybrat dny, kdy je počet erupcí nebo hodnota SEI vyšší než vhodně zvolená hranice. Je možno vzít takové erupce, které mají odezvu v podobě sfe, t.j. je znám jejich geofyzikální dopad. Omezení se na erupce v blízkosti meridiánu se nedoporučuje vzhledem k Obr. 2,



Zvláštní místo mají protonové erupce. Nazýváme tak situace, kdy na družicích v okolí Země je zaznamenán zvýšený tok protonů s energií nad 10 MeV, jenž se pak zpětně přisuzuje silné erupci krátce před tím. Ne každá mohutná erupce má za následek zvýšený tok protonů – těch protonových je jen asi 5 – 10 za rok. Často se spolu s protonovými erupcemi pozoruje geomagnetická bouře. Protonové erupce jsme na Obr. 1 označili hvězdičkou a jejich vztah k ostatním efektům lze názorně pozorovat.

Erupce mejsou jediným jevem na Slunci, který může mít vliv na Zemi. Důležité postavení mají koronální díry. Tyto oblasti mají rozměry několik desítek stupňů v šířce i délce, velmi nerovný okraj a životnost několik měsíců. V letech maxima sluneční činnosti je téměř vždy někde na slunečním disku pozorovatelná koronální díra. Na okrajích koronálních děr se předpokládají silné zdroje slunečního větru, jistě však ne permanentně a po celém obvodu. Matematicky podchytit koronální díru je velmi obtížné, nemáme obdobný popis jako u erupcí (čas a souřadnice). Na Obr. 1 jsme zakreslili vodorovnou čarou období, kdy některý okraj koronální díry přecházel přes sluneční meridián (to j**e** vždy několik dní za sebou). Vztah k ostatním zakresleným jevům není jednoznačný, jen někdy je pozorována geomagnetická bouře. Použitý způsob hodnocení koronálních děr není zřejmě nejvhodnější, jiný však po ruce nemáme. Výzkum v tomto směru by byl žádoucí, neboť ve vztahu koronálních děr ke geomagnetickým poruchám je ještě mnoho nejasného a vztah k biosféře nebyl zkoumán vůbec.

Na závěr si ukážeme ještě přehled slunečních a geomagnetických úkazů v období minima sluneční činnosti. Na Obr. 3 jsme tyto úkazy zakreslili stejným způsobem jako na Obr. 1. Úkazů, zvláště slunečních, je podstatně méně než v roce 1979. O jejích vzájemných vztazích platí totéž co byle řečeno u popisu Obr. 1. Na Obr. 3 jsme zakreslili velkým prázdným kroužkem dny, kdy byl na koronární jednotce v IKEM v Praze zaznamenán podstatně vyšší příjem pacientů než je obvyklé. Přitom byl brán zřetel na pravidelnou týdenní variaci. Přímo školní případ vidíme v druhé polovině ledna (na prvním řádku), kdy jsou pohromadě všechny popsané jevy. V letních měsících již příjem pacientů dobře nekoreluje se slunečními nebo geomagnetickými úkazy. Na srdeční onecocnění mají samozřejmě velký vliv i děje meteorologické, které jsme na tomto obrázku nezakreslovali. Bylo by možné očekávat, že mnohé z nich se uplatní v létě více než v zimě, např. nepříznivý





účinek horkého a dusného počasí. Poslední obrázek jen dokumentuje složitost celého komplexu dějů, který si zaslouží další zkoumání.

SOUVISLOST AE-INDEXU S RADIOVÝMI EMISEMI SLUNEČNÍ KORONY V NĚKTERÝCH VYBRANÝCH OBLASTECH 20. CYKLU SLUNEČNÍ AKTIVITY

E. Marková, Hvězdárna Úpice

ABSTRAKT

V práci jsou hledány souvislosti zvýšení průměrných denních hodnot AE-indexu s erupční aktivitou ve vybraných obdobích 20. cyklu sluneční aktivity. Jsou zkoumány případy, kdy došlo při zvýšení erupční aktivity k emisi v koroně zaznamenané na f**re**kvenci 29 a 33 MHz. Rovněž je sledován vliv přechodu hranic meziplanetárního magnetického po**le**.

Souvislosti AE-idexu (Auroral Electrojet) s projevy sluneční aktivity byly sledovány již v řadě prací (např. Křivský, 1978). Index AE je mírou rozvoje cirkumpolárních elektrických proudů v ionosféře. V předložené práci jsou zkoumány souvislosti průměrných denních hodnot AE indexu s radiovými emisemi sluneční korony na frekvencích 29 a 33 MHz, zaznamenanými na observatoři v Úpici. Uvedené frekvence pocházejí z koronálních výšek zhruba 300 000 km.

Během 20. cyklu sluneční aktivity bylo vybráno celkem 23 aktivních oblastí, které defilovaly na slunečním disku samostatně. Pro tyto jednotlivé aktivní oblasti byly sestrojeny sumační křivky erupční aktivity z idexu F (F = I . t, kde I je přepočtená importance, t je doba trvání erupce), aby bylo možno posoudit průběh a celkový vývoj erupční aktivity v každé jednotlivé aktivní oblasti a porovnat ho s dalšími sledovanými faktory. Pro jednotlivé dny byly do nich vyznačeny polarity meziplanetárního magnetického pole (Svalgaard, 1976) a radiové emise v koroně na frekvencích 29 a 33 MHz na základě nepublikovaného katalogu (Křivský, Klimeš), kde jsou záblesky podle trvání rozděleny do 4 tříd:

třída A`– trvání do 2 min. třída B – trvání od 2 do 5 min. třída C – trvání od 5 do 10 min. třída D – trvání nad 10 min.

a zvlášť byly označeny radiové emise spojené s erupcí.

Pro jednotlivé dny byly vyneseny průmerné denní hodnoty AE indexu (UAG Rep.). Bylo posuzováno, zdali mají radiové emise v koroně nějaký vztah ke zvýšení průměrných denních hodnot AE-indexu. Sledované případy se rozpadly do trí skupin: 1. skupina – kdy dochází ke zvýšení průměrných denních hodnot AE indexu po radiové emisi v koroně (Obr. 1) – obsahuje 12 případů; 2. skupina – kdy dochází ke zvýšení průměrných denních hodnot AE indexu po přechodu hranic meziplanetárního magnetického pole (Obr. 2) – obsahuje 3 případy; 3. skupina – kdy nelze zjistit, zda ke zvýšení průměrných denních hodnot AE-indexu dochází v důsledku procesu spojeného s radiovou emisí v koroně nebo vlivem přechodu hranic meziplanetárního magnetického pole (Obr. 3) – obsahuje 8 případů. Na Obr. 1 – 3 vidíme, že vzestupu průměrných denních hodnot AE-indexu v případě souvislosti s radiovou emisí rovněž předcházelo zvýšení erupční aktivity, které má vliv na vybuzení korony a následnou radiovou emisi v ní. Z grafu 1. skupiny lze vyvodit, že ke zvýšení průměrné denní hodnoty AE-indexu po radiové emisi v koroně dochází v průměru 1. – 6. den.





Sumační křivka erupční aktivity aktivní oblasti McM 7971, která je typickým zástupcem případu, kdy vzestup průměrných denních hodnot AE--indexu nastal po radiové emisi v koroně. Znaménko minus u označení

dnů údává polaritu meziplanetárního magnetického pole. Šipkou je označen výskyt radiové emise v koroně. Plná čára je sumační křivka erupčního indexu F, čárkovaná čára znázorňuje chod průměrných denních hodnot AE-indexu.



Obr: 2

Sumační křivka erupční aktivity aktivní oblasti McM 7630 – plná čára, průběh průměrných denních hodnot
 JAN 1965 AE-indexu je čárkovaně, znaménka + a – značí polarity meziplanetár-

ního magnetického pole, šipkou je označen výskyt radiové emise v koroně. Jde o typický případ, kdy změny průměrných denních hodnot AE-indexu jsou pravděpodobně způsobeny změnou polarity meziplanetárního magnetického pole.



Obr. 3

Sumační křivka erupční aktivity aktivní oblasti McM 7794 – plná čára, průběh průměrných denních hodnot AE-indexu je čárkovaně, znaménka + a – značí u označení dnů polarity meziplanetárního magnetického pole, šipkami jsou označeny výskyty radiové emise v koroně. Typický případ, kdy nelze jednoznačně rozhodnout, který z uvedených procesů ovlivnil změnu průměrných denních hodnot AE-indexu.

Souvislost průměrných denních hodnot AE-indexu a radiových emisí v koroně na 33 a 20 MHz byla rovněž zkoumána metodou překládání epoch. Za nulový den byl označen den, kdy k radiové emisi na uvedených frekvencích došlo. Vyšetřovány byly pouze ty radiové emise v koroně, které se vyskytly ve vybraných 23 aktivních oblastech.

Průměrné denní hodnoty AE-indexu byly vynášeny 10.dnů před a 12 dnů po nulovém dnu. Jednotlivé třídy emisí (A-C, třída D nebyla samostatně zpracována pro malý počet případů) byly vyšetřovány zvlášť, a to jak případy, kdy došlo ke zvýšení denních hodnot AE-indexu po radiové emisi v koroně, tak pro všechny ostatní případy (včetně přechodu hranic meziplanetárního magnetického pole). Totéž bylo učiněno pro všechny třídy dohromady (včetně třídy D). Ukázalo se, že téměř ve všech případech dochází k výraznému zvýšení průměrných denních hodnot AE-indexu šestý den po radiové emisi v koroně (Obr. 4). Výrazné zvýšení průměrných denních hodnot AE-indexu se objevilo ještě v minus první až třetí den, což zřejmě souvisí s předcházející erupční aktivitou nebp okraji koronálních mezer. Aby vzdálená korona mohla intenzivně zářit v dekametrovém oboru při současné velké erupční aktivitě, je nutné, aby byla již před tím uvedena do stavu schopného generace této emise. Tento stav by mohl být navozen průchodem a zachycením částic, vytažených magnetickými strukturami, nebo i vlnovými pořuchami generovanými procesy na Slunci, které mají rychlý projev v magnetosféře cirkumpolárních oblastí.

Do grafu na Obr. 4 jsou rovněž vyneseny počty dnů s maximálními průměrnými denními hodnotami AE-indexu (n_{max}). Největší počet dnů s maximálními průměrnými hodnotami AE-indexu připadá opět téměř ve všech případech na 6, den po dnu s radiovou emisí v koroně.



Obr. 4

Křivka průměrných denních hodnot AE-indexu 10 dnů před a 12 dnů po radiové emisi v koroně na frekvencích 29 a 33 MHz z vybraných 23 aktivních oblastí defilujících na Slunci samostatně během 20. cyklu sluneční aktivity – a/ třída A, b/ třída B, c/ třída C, d/ všechny třídy dohromady. Na levé ose jsou hodnoty indexu AE v jednotkách gama. Histogram udává počet výskytu maximálních denních hodnot AE-indexu pro jednotlivé dny – měřítko na pravé straně.

Průměrné denní hodnoty AE-indexů byly v logaritmické míře opět vyneseny tak, že za nulový den byl opět brán den s výskytem radiové emise na frekvenci 29 a 33 MHz. I v tomto případě se výrazné maximum vyskytlo 6. a -1. den. (Obr. 5).

LITERATURA

Křivský, L.: 1978, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 29, pp. 27 – 29
Křivský, L.; Klimeš, J.: Katalog radiových záblesků ve sluneční koroně na frekvencích 29 a 33 MHz 1965 – 1976, nepublikováno

Svalgard, L.: 1976, Interplanetary sector structure 1947 - 1975, Ref. no 648, Inst. Plasma Res. Stanford University (California)



World Data Center A for Solar - Terrestrial Physic, Report UAG No 37, 39, 47, 59, 76.

Obr. 5

Prúměrné denní hodnoty AE-indexu v logaritmické míře 10 dnů před a 12 dnů po radiové emisi v koroně na frekvencích 29 a 33 MHz (třída "B") z vybraných 23 aktivních obl**astí** defilujících na Slunci samostatně.

ZÁVISLOST GEOMAGNETICKÉ AKTIVITY POPSANÉ AE-INDEXEM NA PARAMETRECH MEZIPLANETÁRNÍCH POLÍ

J. Pýcha, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

Závislost geomagnetické aktivity na parametrech meziplanetárních polí byla již zkoumána v mnoha korelačních studiích. Cílem této práce bylo posouzení časové stability nalezených vazeb.

Pro jednotlivé indexy geomagnetické aktivity byly hledány v teorii či v empirických výsledcích parametry popisující meziplanetární pole, nebo jejich kombinace, které mají nejtěsnější vztah ke generaci příslušné formy geomagnetické poruchy, popsané užitým indexem geomagnetické aktivity. V této práci je použit vysokošířkový AE index, který popisuje převážně zálivovité poruchy. Obecně nelze při hledání závislosti některého jevu na geomagnetické aktivitě v našich středních šířkách, kdy se používá středošířkových indexů (většinou odvozených z K inďexů), vyloučit použití vysokošířkového AE či nízkošířkového Dst indexu, protože tyto indexy naopak v "čistší" formě obsahují informace o jednotlivých příčinách planetárních dějů v zemském magnetickém poli. Je ovšem nutno vzít v úvahu výraznou korelaci mezi různými indexy (např. AE, Kp či Kp a Dst). Většina publikovaných výsledků byla získána pomocí korelačních analýz, prováděných pro celá dostupná období (více než 50 000 bodů) (1).

Z teorie plyne pro užité korelátory několik podmínek. Je nutné, aby děje v magnetosféře popsané určitým indexem geomagnetické aktivity byly přímo spojeny s charakterizovaným projevem v meziplanetárním prostoru. Též je třeba, aby družicová měření parametrů slenečního větru byla prováděna na spojnici Slunce – - Země co nejblíže Zemi, i když se ukazuje, že počítačovým modelováním chodu rychlosti, hustoty i magnetického pole je možné tyto parametry extrapolovat přes značné radiální vzdálenosti. Nicméně každá takováto operace vnáší nežádoucí chyby, které je potřeba minimalizovat. Také pokrytí daty každého zpracovávaného období by mělo být co nejlepší.

Z teorie se usuzuje, že musí být k dispozici rychlost – v slunečního větru (SV), velikost – B_T meziplanetárního magnetického pole (MMP) a jeho orientace (2), (3), (4). Hustota a ostatní parametry mohou samozřejmě hrát též roli při generaci geomagnetické aktivity, ale obecně se soudí, že jsou méně důležité (5). Rychlost SV a parametry popisující velikost MMP jsou pomalu se měnící parametry ve srovnání s orientací MMP. To platí dobře mimo průchodu nárazové vlny. Právě při průchodu diskontinuit, které nemusí být kolmé na rychlost SV, může docházet k časovým posunům, které silně snižují míru korelace. Dokonce Holzer a Slavin nalezl*i* srovnáním údajů z odpovídajících dat sond Heos I a Explorer 35, tedy dvou satelitů, pohybujících se na drahách blízkých Zemi, překvapivě nízký korelační koeficient okolo 0,71 (6). Je tedy vidět, že naše představy o SV ve směru kolmém ke směru pohybu bude potřeba ještě hodně spřesňovat. Tyto nepřesnosti tež snižují hladanou vazbu, ovšem se jim zatím nelze vyhnout. Lze předpokládat, že větší poruchy budou souhlasit dobře, ovšem menší nikoli. Ty budou nutně přispívat k šumu.

V následující tabulce (podle (1)) je uveden přehled tří nejlepších korelá-torů pro různý časový posun Thodin. Jsou uvedeny korelátory indexů AE, Ap a Dst.

T	AE				Ds				
0	$v^2 \langle B_z \rangle$	v	$\langle B_z \rangle$	v ² < B _z >	v68 _T	Pv ²	$v_2^2 \langle B_z \rangle$	v	9
3	v G B ^L	v⟨B _z ⟩	v	v ¢	vœ8⊺	$v^2 \langle B_z \rangle$	v ² (B _z)	v	В _Т
6	VG BT	v (Bz)	v	v♂ ^B T	vø	~v [∠]	$v^{2}\langle B_{z}\rangle$	verBT	В _Т
9	v G BT	v ² (B _z	> v	V𝔅 ^B T	В _Т	$v^{2}\langle B_{z}\rangle$	ν.	v	B _T
12	v GBT	۶v ²	v	BT	v	°°2	В _Т	v	v⟨B _z ∕
15	V OBT	gv ²	v	BT	v	<i>'</i>	В _Т	v	$\langle B_{z} \rangle$
18	v B _T	Sv2	V	pv2	B _T	v	^В т	v	$\langle B_z \rangle$
21	gv2	v	В _т	9^{v^2}	BT	v	В _Т	v	$\langle B_{z} \rangle$
24 ·	Pv2	v	BT	Qv^2	Вт	· v	В _Т	· V	$\langle B_z \rangle$
27	Pv ²	v	BT	e^{v^2}	BT	B ²	BT	ν.	$\langle B_z \rangle$
30	8v2	v	BT	gv ²	BT	^{B2} T	В _Т	v	⟨ ^B z⟩

Tab. 1

 \mathcal{E} parametr je označen v ϕ , značení ostatních veličin je zachováno podle zvyk-lostí, B, je severojižní složka MMP v systému GSM.

U AE a. Ap indexu se povaha korelátoru mění s časem okolo 6 až 10 hodin a zřejmě souvisí se změnou vektorových proměnných (jako je B_z , ...) k velikostem proměnných (v, B_T , ...). Pro vysvětlení se ukazuje, že takový vztah může být spojený přímo s povahou SV (7), (8). Jestliže totiž poruchy způsobovány nejen B_z složkou a podobnými vektorovými parametry, pak nejvýraznějšími podněty by zřejmě byly vysokorychlostní proudy a nárazové vlny, které popisují parametry spíše s menší časovou proměnlivostí. Spolu s výsledkem, že v. $\langle B_z \rangle$ či v². $\langle B_z \rangle$ dávají lepší výsledky v korelacích než B_z , to vede k tvrzení. že krátké poruchy (s trváním okolo několika hodin) jsou vzbudzovány převážně B_z a podobnými parametry a del-ší poruchy parametry jako v, g, B_T , ...

Obecně lze říci, že korelační studie byly téměř vždy prováděny pro co nejdelší období. Cílem této práce bylo posoudit časovou stabilitu nalezených závislostí, t.j. provést test persistence. Po propočítání mnoha testových případů s parametry v, v², Qv^2 , B_T , v. B_T^2 , v. s délkou souboru půl roku, vždy po rozdělení souborů podle znaménka B_z složky (GSM), byla nakonec dána přednost parametrům v², v. B_T pro jejich nezávislost na systému souřadnic a trvale dobré výsledky při zpracování jednotlivých souborů. Vliv vzájemné orientace zemské magnetosféry a toku SV je částečně zachycen ve zpracovaných výsledcích vzhledem k dělení základního souboru podle znaménka B_z složky. Byly odděleně zpracovány obrázku jsou uvedeny nalezené hodnoty koeficientů korelace spolu s hranicemi dvoustranného intervalu spolehlivosti pro koeficient korelace r základního souboru, za předpokladu dvourozměrného normálního rozdělení tohoto souboru. Hranice byly vypočteny iteračním postupem z hodnot výběrových koeficientů korelace S, řešením nerovností:

$$\frac{1}{2} \ln \frac{1+9}{1-9} - \frac{u_{1-4/2}}{\sqrt{n-3}} < \frac{1}{2} \ln \frac{1+r}{1-r} + \frac{r}{2(n-1)} < \frac{1}{2} \ln \frac{1+9}{1-9} + \frac{u_{1-4/1}}{\sqrt{n-3}} ,$$

kde pro \checkmark platí $0 \leq \checkmark_1 \leq \checkmark_2$ a $\checkmark_2 = \measuredangle - \measuredangle_1$ a bylo voleno $\measuredangle = 0,05, \checkmark_1 = \measuredangle_2 = 0,025$. Dvoustranný interval spolehlivosti byl tedy počítán na hladině $100(1-\measuredangle) = 95\%$.



- 267 -

Vidíme překvapivou variabilitu koeficientu korelace > s přihlédnutím na meze spolehlivosti. Současně test persistence ukazuje ne důležitost užití vhodného korelátoru, kdy v.B_T se jeví jako mnohem vyrovnanější než v² (hlavně pro B_z < 0). Pro B_Z \ge 0 ale ani tento korelátor nedává žádoucí výsledek. Nalezená variabilita se dá vysvětlit buď měnící se kvalitou dat v různých souborech, nebo reálnou existencí časových změn popisovaného mechanismu interakce.

Překvapivě nízké hodnoty koeficientu korelace pro některé soubory s AE lze jistě vysvětlit změnami časových prodlev při pohybu podnětu mezi sondou a magnetosférou, čili zvětšením časového šumu v řetězci příčina a následek za předpokladu stabilní, stejně rychlé reakce magnetosféry. Tyto změny prodlev mohou být též způsobeny již při snímání dat na sondě. To se hlavně týká průchodu diskontinuit v meziplanetárním prostředí, jejichž čelo může být skloněno, vzhledem ke kolmici od Slunce, což silně zkresluje časovou prodlevu a narušuje koeficienty korelace u AE indexu vzhledem k digitačnímu kroku l hod. Také třeba odhadnout representativnost dat měřených na jedné sondě, tedy ve velmi úzké sloji oproti ploše čela zemské magnetosféry. Ta se opět může pro různá období lišit vzhledem k po-I tento vliv může pro některá období silně narušovat vztah mezi loze družice. vnějším podnětem a magnetosférou. Druhým možným mechanismem pro vysvětlení velké variability koeficientů korelace je možnost existence časových změn citlivosti magnetosféry na vnější podnět. Tyto změny citlivosti mohou být ovšem řízeny jak terrestrickými, tak i extraterrestrickými faktory, a to jak část přímo řízená SV, tak i neřízená.

Tímto běžně užívaným způsobem získané výsledky je třeba interpretovat opatrně. Odhady mezí hladiny významnosti byly založeny na předpokladu dvouzorměrného normálního rozdělení. Již ale pouhá distribuční funkce AE indexů vykazuje statisticky významný stupeň normality, a to nejen pro jednotlivé půlroční soubory, ale i pro celý dostupný soubor AE dat.

Přes uvedenou výhradu se odchylky pro jednotlivé půlroční soubory zdají být statisticky significantní, a je tedy zřejmé, že výzkum popsaných závislostí je nutné dále zpřesňovat.

LITERATURA

- Smart, D. F.; Garrett, H. B.; Shea, M. A.: 1979, The prediction of AE, ap and Dst at time lags between 0 and 30 hours, Solar-Terrestrial predictions proceedings, <u>11</u>, 399 (1)
- Burton, R. K.; McPherron, R. L.; Russell, C. T.: 1975, An empirical relationship between interplanetary conditions and Dst. JGR, 80, 4204 (2)
- Murayama, T.: 1979, Principal factors controlling the development of the auroral electrojet. Magnetospheric Study, 296, Japanese IMS Committee, Tokio (3)
- Maezawa, K.: 1979, Dependence of geomagnetic activity on the solar wind velocity and IMF parameters. Magnetospheric Study, 301, Japanese IMS Committee, Tokio (4)

Russel, C. T.; Allen, J. H.; Caufman, D. P.; Feynman, J.; Greenstadt, E. W.;
Holzer, R. E.; Kaye, S. N.; Slavin, J. A.; Manka, R. H.; Rostoker, G.; Stuart,
W. F.: 1979, Solar wind and magnetosphere interactions. Solar-terrestrial predictions proceedings, 11, 346 (5)
Holzer, R. E.; Slavin, J. A.: 1979, A correlative study of magnetic flux transfer in the magnetosphere. JGR, <u>84</u>, 2573 (6)

Dessler, A. J.: 1967, Solar wind and interplanetary magnetic field, Rev. Geophys. Space Phys., <u>5</u>, 1 (7)

Garret, H. B.; Hill, T. W.; Dessler, A. J.: 1974, Influence of solar wind variability in geomagnetic activity. JGR, <u>79</u>, 4603 (8).

VLIV SEKTOROVÝCH HRANIC MEZIPLANETÁRNÍHO MAGNETICKÉHO POLE NA METEOROLOGICKÁ POLE NAD BERLÍNEM

J. Laštovička, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

Je studován vliv přechodu sektorových hranic meziplanetárního magnetického pole na teplotu, rychlost a směr větru a výšku tlakových hladin na 7 hladinách nad Berlínem mezi 1000 – 10 hPa (0 – 30 km). Všechny efekty jsou poměrně slabé. Nejvýznamnější jsou pozorovány v troposféře, zvláště na hladině 500 hPa (5 km).

ÚVOD

Řada výzkumů z poslední doby ukazuje, že meteorologické děje v atmosféře mohou být ovlivňovány příčinami slunečního původu. Mezi ně patří průchod Země sektorovou hranicí meziplanetárního magnetického pole (MMP), která dělí MMP na dva sektory s opačnou převládající polaritou radiální složky MMP. Sektorová hranice je tvořena spirálovitě zvlněnou proudovou vrstvou. Je to dobře vyvinutá fyzikální struktura v meziplanetárním prostředí. Při přechodu sektorové hranice MMP se systematicky mění nejen MMP, ale i intenzita kosmických paprsků (1), rychlost slunečního větru (2), stav magnetosféry, horní (3) i dolní (1, 3)ionosféra a dokonce i troposféra a meteorologické mikroseismy (1, 3).

Účelem této práce je ukázat vliv přechodu sektorové hranice MMP na troposféru a zčásti i na dolní a horní stratosféru, t.j. na oblast výšek zhruba 0 - 30 km nad povrchem zemským. Budeme k tomu používat index plochy vorticity (VAI) v troposféře a dále údaje o výšce tlakových hladin, teplotě, rychlosti a směru větru nad Berlínem.

2. EFEKT PŘECHODU SEKTOROVÉ HRANICE MMP VE VAI

Index plochy vorticity (VAI – Vorticity Area Index) je definován pro severní polokouli na šířkách nad 20⁰ s.š. jako celková plocha s absolutní cyklonální vorticitou převyšující 24 . $10^{-5} \text{ s}^{-1} \text{ v } 10^{5} \text{ km}^{2}$.

V systému magnetosféra – ionosféra – atmosféra existují 2 typy efektu přechodu sektorové hranice MMP, které se liší jak morfologií, tak mechanizmem (4) – – "geomagnetický" a "troposferický" typ. Tyto typy jsou ukázány na Obr. 1. Efekt geomagnetického typu je poruchou. Efekt troposferického typu spočívá naopak v <u>uklidnění</u> těsně po přechodu sektorové hranice, v ionosféře je pozorován pouze ve dne v zimě (4) a i ve VAI je zdaleka nejsilnější v zimě (5) proto zde studuji jen zimní období.



Öbr. 1

Efekt přechodu sektorové hranice MMP geomagnetického typu v indexu geomagnetické aktivity A_p a troposferického typu ve VAI na hladině 500 hPa, zimy 1966 – 1973, relativní hodnoty A_n a VAI (4).

Efekt ve VAI znamená zmenšení plochy vysoké cyklonální vorticity, t.j. zmenšení oblasti silného cyklonálního větru, o 10% (Obr. 1). Zvýšime-li ale limitní vorticity pro výpočet VAI na 30 . 10^{-5} s⁻¹, pokles plochy velmi silné vorticity činí již 50% (6), což má značný praktický význam. Vzhledem k tomu, že vysoká vorticita se vyskytuje hlavne v nižších šířkách, indikuje se tak jistá (ale ne -příliš výrazná) šířková variace efektu ve VAI (6).

Mechanizmus efektu troposferického typu zůstává nadále nejasný. Není způsoben ani efektem v geomagnetické aktivitě, ani efektem v intenzitě kosmického záření.

3. EFEKT SEKTOROVÉ HRANICE MMP V TEPLOTĚ, VÝŠCE TLAKOVÝCH HLADIN, RYCHLOSTI A SMĚRU VĚTRU NAD BERLÍNEM

Mnohaletá pravidelná každodenní balonová měření meteorologických parametrů v Berlin – Tempelhof (52,5⁰ s.š., 13,4⁰ v.d.) umožňují použít tato data pro studium efektů přechodu sektorové hranice MMP. Používam data ze 7 tlakových hladin – 1000 (vítr 950), 500, 300, 100, 50, 30, 10 hPa (výšky 0 – 30 km). Podrobnější analýza efektu v těplotě T_D a výšce tlakových hladin h_D je provedena v (7).

Obrázek 2 ukazuje efekt přechodu sektorové hranice MMP ve výšce 7 tlakových hladin. Na 3 hledinách je efekt statisticky zcela nevýznamný a i statistická významnost 4 zbývajících křivek je dosti nízká. Přitom pro hPa je efekt jiný než pro 3 zbývající křivky. Amplituda efektu je vcelku malá, 20 – 40 m. Efekt na 500, 300 a 10 hPa není ani jednoznačně troposferického, ani jednoznačně geomagnetického typu.

Podobný obrázek pro teploty dává statisticky významný efekt pouze pro 500 hPa, avšak souhlasný s efektem v h_p (7). Rovněž studium efektů protonových sektorových hranic, jejichž efekt je obecně v různých parametrech silnější než efekt normálních hranic (3, 4), dává nejspolihlivější výsledky na 500 (a zčásti 300) hPa (7).



Obr. 2

Efekt přechodu sektorové hranice MMP ve výšce h_p hladin konstantního tlaku, zimy 1966 – 1973 (7); insignificant – statisticky nevýznamný efekt; n – počet přechodů.

VAI vlastně odráží ze základních meteorologických parametrů nejlépe variace větru. Studovat budeme jak rychlost větru, jak jeho směr, a to pro dvě obďobí, (1966 – 1973[′] jako na Obr. 1 a 2) a 1964 – 1969 s rozdělením na protonové a neprotonové hranice.

Obrázek 3 ukazuje všechny statisticky významnější křivky variability V_pokolo sektorové hranice (i jejich statistická významnost je většinou nevysoká), statisticky nevýznamné křivky nejsou uvedeny.



Öbr. 3

Efekt přechodu sektorové hranice MMP v rychlosti větru, zimy 1964 – 1973; n – počet přechodů. V dolní stratosféře (100 a 50 hPa) není žádný efekt ani ve V_p, ani ve směru větru, což souhlasí s tím, že ani v T_p a h_p žádný efekt nevidíme. Podobná výšková závislost efektu sektorové hranice MMP je i ve VAI – efekt je nejlépe vyvinut u 500 hPa, dobře u 300 hPa, ještě existuje u 200 hPa, zatímco na 100 hPa již prakticky mizí (5).

Ve střední stratosféře (30 a 10 hPa) sice neexistuje žádný prokazatelný efekt ve směru větru, ale ve V_p na 10 hPa již ve dvou případech vidíme statisticky poněkud významný efekt spíše geomagnetického typu – větší rychlost větru po přechodu sektorové hranice než před přechodem.

Tab. 1

Četnost výskytu větru v převládajícím směru v okolí sektorové hranice MMP, maximum podtrženo; n – celkový počet přechodů.

Hladina		Den								5 S.
(hPa)	Období		-3	-2	-1	Ó	+1	+2	+3	n
300	1964 - 69	Ч,	25	29	28	31	29	24	25	59
	1970 - 73		13	16	9	18	16	16	11 .	37
500	1964 - 69		27	31	30	32	30	27	27	59
9 ⁷ 9 ⁸	1970 - 73	с. 1	14	16	15	<u>19</u>	15	12	8	37
950	1964 - 69	in the second	23	18	20	27	27	21	23	59
1.1	1970 - 73	1	8	11	.15	14	11	11	14	37
Troposféra	1964 - 69		83%	87%	87%	100%	96%	80%	83%	
	1970 - 73	İ	69%	84%	76%	100%	82%	76%	65%	

V troposféře (950, 500, 300 hPa) naopak pozorujeme ve všech třech hladinách (pokud dávají statisticky významný výsledek) opačnou tendenci k nižší rychlosti větru po než před přechodem sektorové hranice MMP (kromě "ulétnuté" hodnoty ve dnu +3, 500 hPa, 1964 - 1973). Dále vidíme převažující tendenci k zesílení, nikoliv zeslabení větru v den O,kromě jedné křivky pro 300 hPa. Tabulka 1 ukazuje, že v troposféře pozorujeme jistý systematický trend ve variaci směru větru ve všech třech hladinách. V každém období je tendence k maximu počtu dní s větrem v převládajícím směru ve dni O, t.j. jakoby vál více "normální", čili méně vorticitní (i když ne slabší) vítr těsně po přechodu sektorové hranice. To je konzistentní s efektem ve VAI. Efekt je poměrně dost výrazný, znamená v průměru 15 - 20% zvýšení počtu dní s větrem v převažujícím směru (1964- 69 severozápadní, 1970 - 1973 jihozápadní). Týž trend vykazují i protonocé sektorové hranice

ZÁVĚR

Vliv sektorové hranice MMP na troposféru a meteorologické děje v ní se výrazně projevuje v indexu plochy vorticity (VAI) na hladině 500 hPa. Ve VAI pozorujeme těsně po přechodu sektorové hranice jasný pokles, t.j. zmenšení plochy se silným větrem cyklonálního charakteru.

V atmosféře nad Berlínem na výškách 0 – 30 km v teplotě, výšce hladin konstantního tlaku, rychlosti a směru větru pozorujeme pouze slabé efekty přechodu sektorové hranice MMP, jejichž statistická významnost vesměs není příliš vysoká.

- 274 -

V dolní stratosféře nenalézáme žádný efekt. Ve střední stratosféře se objevuje slabý efekt spíše geomagnetického než troposferického typu. V troposféře se již projevuje slabé působení sektorové hranice MMP v H_p , T_p i V_p , a to zvláště u 500 hPa. Efekt téhož typu jako ve VAI nalézáme pouze ve směru větru na všech třech troposferických hladinách (300, 500, 950 hPa).

Jedna z možných příčin, proč jsme výraznější efekt vůbec a efekt téhož typu jako ve VAI našli jen ve směru větru, je to, že efekt přechodu sektorové hranice MMP je výrazně vyjádřen v parametrech popisujících stupeň porušenosti prostředí, jako VAI a A_p (Obr. 1), nikoliv v parametrech popisujících celkový stav prostředí, k nimž patří i h_p, T_p a V_p.

LITERATURA

Laštovička, J.: 1979, J. Atmos. terr. Phys. <u>41</u>, 995 (1) Newkirk, G.; Fisk, L. A.: 1985, J. Geophys. Res. <u>90</u>, 3391 **(2**) Laštovička, J.: 1983, Sb. "Vztahy Slunce - Země", 154, VK AG ČSAV + VK GG ČSAV +

+ SÚAA, Praha (3)

Laštovička, J.: 1984, Handbook for MAP 10, 193 (4)

Wilcox, J. M.; Scherrer, P. H.: 1980, SUIPR Rep. No. 802, Inst. for Plasma Res., Stanford Univ., Stanford (5)

Wilcox, J. M.; Scherrer, P. H.; Svalgaard, L.: 1979, J. atmos. terr. Phys. <u>41</u>, 657 (6)

Laštovička, J.: Effects of the IMF Sector Structure in the Midlatitude Troposphere and Stratosphere. Studia geoph, et geod. (v tisku) (7).

ANALYTICKÉ VYJÁDŘENÍ ZÁVISLOSTI MEDIÁNU f_oF2 NA R ČÍSLE

F. Blahák, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

Regresní analýzou na regresních členech Fourierova rozvoje byly získány hodnoty koeficientů v analytickém vyjádření závislosti mediánu f_oF2 na R čísle pro observatoř Průhonice. Je proveden hrubý odhad přesnosti při použití k předpovědi.

ÚVOD

1

Pro účely předpovědí šíření radiových vln se často užívá analytické vyjádření závislosti ionosferických parametrů na sleneční aktivitě, reprezentovanou nejčastěji R´číslem (1,2). V tomto článku se omezíme pouze na vyjádření denního průběhu hodnot kritického kmitočtu vrstvy F2. Jako výchozí materiál použijeme hodnoty f_0F2 získané ionosferickou sondáží na ionosferické observatoři Průhonice. Zpracované období pokrývá 25 let (1959 – 1983), t.j. více ňež sluneční cykly.

Denní průběh hodnot f_0F2 vykazuje jasnou 24 hodinovou periodu a je proto výhodné k jeho popisu použít harmonické analýzy. Vzhledem k tomu, že hlavním cílem je získání podkladů pro účely dlouhodobé předpovědi f_0F2 (na oboobí měsíc a déle), vyjdeme z hodnot měsíčních mediánů f_0F2 :

$$f_{0}F2(t,R) = A_{0}(R) + \sum_{i=1}^{n_{i}} \left[A_{i}(R) \cos\left(\frac{t}{12} \mathcal{\pi}_{i}\right) + B_{i}(R) \sin\left(\frac{t}{12} \mathcal{\pi}_{i}\right) \right],$$

kde t je čas v hodinách a závislost jednotlivých členů na R se předpokládá ve tvaru polynomu:

1

$$A_{i}(R) = \sum_{k=0}^{n_{2}} a_{i,k}R^{k}$$
, $B_{i}(R) = \sum_{k=0}^{n_{2}} b_{i,k}R^{k}$.

Za číslo R bylo vybráno číslo R₃ definované pro j - tý měsíc:

$$R_{3,j} = \frac{1}{4} (R_{j-1} + R_{j+1}) + \frac{1}{2} R_{j},$$

kde R_j je průměrné číslo příslušné j-tému měsíci. Byla zkoušena i jiná reprezentace (analogicky s použitým označením R_o, R₁₂) (3), zjištené odchylky však byly nepodstatné. Číslo R₃ se zdá být pro naše účely dostatečně vyhlazené a dá se předpokládat, že svým charakterem odpovídá dobře charakteru předpovídaných R čísel pro období měsíc až půl roku.

2. STANOVENÍ OPTIMÁLNÍ DÉLKY ROZVOJE A ŘÁDU REGRESNÍHO POLYNOMU

Dá se očekávat, že křivka mediánu f_0F2 vzhledem ke svému tvaru je v hrubých rysech dána již několika prvými členy harmonické řady a tedy i závislost na R, pokud existuje se musí projevovat především v těchto členech, zatímco u členů s vyššími indexy bude slabá, nebo zcela vymizí. K ověření tohoto předpokladu byl proveden iterační test náhodnosti, zjišťující, zda hodnoty jednotlivých členů rozvoje a hodnoty R čísel se chovají vůči sobě ze statistického hlediskajako náhodné, nebo mezi nimi existuje nějaká závislost. Výsledek testu pro hladinu významnosti 0,01 je v Tab. 1; znaménko + označuje náhodný, znaménko - nenáhodný vztah (4). Tabulka ukazuje, že závislost koeficientu A₀ na R₃ se vyskytuje po celý rok, s rostoucími indexy se závislost u A₁, B₁ objevuje, jen v ně - kterých měsících; pro indexy větší než 5 závislost neexistuje.

	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12
A _o	-			-	-	-		-	2 5. 0	3 14 .	<u>.</u>	-
Aì	÷.	-	-	-	-	+	+	+	-	-	-	-
[®] 1	÷	+	+	+	*	+	+	+	+	4	+	+
^A 2	+	6	-	-	-	+	+	+	+	+	-	-
B ₂	÷ .	+	+	~	+	-	+	+	+	+	+	+
A3	-	-	+	+	+	+	-	+	-		-	+
Β ₃	-	+	+	+	+	+	+	+	÷	+	+	• +
A ₄	+	-	+	+	*	+	() (+	-	-	-
B ₄	+	+	+	+	+	+	*	+	÷	+	+	+
A ₅	*	+	+	+	+	+	+	+	+	+	+	+
^B 5.	+	+	+	-	+	+	+	+	+	+	+	+
A ₆	*	+	*	+	+	+	+	+	*	+	÷	+
^B 6	*	*	+	÷	+	+	+	+	÷	+	+	+

Tab. l

Ke zjištění jak velké chyby se dopustíme při zanedbání členů s vyššími indexy byly sledovány odchylky hodnot získaných zpětně vyčíslením harmonické řady s rozdílným počtem členů od původních hodnot mediánů f_oF2. Šetření bylo provedeno pro 3 charakteristické typy křivek odpovídajících rovnodennosti (březen), létu (červenec) a zimě (prosinec) a to pro maximum (1959) a minimum (1964) sluneční činnosti. Aritmetické průmery odchylek pro řady se členy do indexu n₁, kde n₁ = 2, 3. ... 10 jsou vyneseny v Tab. 2. Zvolíme-li v dalším n₁ = 6, neměla by být takto vzniklá průměrná odchylka větší než 0,15 MHz.

Ke stanovení regresního řádu polynomu použijeme Obr. 1 a 2. Na Obr. 1 jsou vyznačeny hodnoty koeficientu A_0 v závislosti na R_3 pro 3 měsíce a gergesní křivky získané z regresního polynomu prvního až čtvrtého řádu. Ve všech třech případech je vidět, že rozdíly mezi regresními křivkami v intervalu 10 $\leq R_3 \leq$ 150 jsou minimální. K větším odchylkám dochází až mimo tento interval, zvláště pro $R_3 > 160$, Předložený postup lze tedy velmi dobře využít k přepovědným účelům, t.j. z předpověděné hodnoty R čísla pro daný měsíc **p**ředpovědět mediány hodinových hodnot f_oF2. **P**řesnost, kterou takto docílíme lze považovat za dostačující především vzhledem k nejistotě v předpovědi hodnoty R a ke skutečnosti, že se jedná o dlouhodobou předpověď průměrného chování kritického kmitočtu v**r**stvy F2.

LITERATURA

Jones, W. B.; Graham, R. P.; Leftime, M.: Advances in ionospheric mapping by numerical methods, NASA Techn. Rep, 1969, (1)

Stasiewicz, K.; Kunicki, L.: Numerycyjna aproksymacja charakterystyk jonosfernych ze stacji jonosferycnej w Miedzeszynie w pelnom cykle slonecznym. CBK report 3-78-03, Warszawa, (2)

Joachim, M.: Sovremennye metody ionosfernych predskazanij, Praha, 1978, (3) Reisenauer, R.: Metody matenatické statistiky a jejich aplikace v technice. SNTL Praha, 1970. (4).

OBDOBIA SUCHA NA SLOVENSKU V ROKOCH 1951 – 1980 A GEOMAGNETICKÁ AKTIVITA

S, Krajčovič, Geofyzikálny ústav SAV, Bratislava

V. Horecká, Slovenský hydrometeorologický ústav, Bratislava

ABSTRAKT

V práci sa referuje o analýze suchých období v SSR za tridsaťročné obdobie a hľadá sa súvislosť ich výskytu vo vzťahu ku geomagnetickej aktivite. Bolo dokázené, zatiaľ len pre vegetačné obdobia, že pre štatisticky významnú väčšinu skúmaných intervalov platí vzťah $\overline{A}_{p} < (\overline{A}_{p})_{v}$. Ďalšia dôležitá charakteristika je výskyt porušených a veľmi porušených dní v päťdenných intervaloch, predchádzajúcich skúmané suché obdobie.

ÚVOD

Problematika výskytu dlhších období sucha na Slovenksu z meteorologického hľadiska sa analyzuje v práci (Horecká, 1985) a (Šamaj, Valovič, 1972). Z geofyzikálneho hľadiska sa analyzuje v prácach (Krajčovič, Bieleková, 1984) a (Krajčovič, 1984). Tu sa skúmala najmä suma zrážok vo vzťahu k prechodom sektorových rozhraní medziplanetárneho magnetického poľa oblasťou Zeme, resp. vznik cyklonálnych porúch v globálnom meradle.

2. ROZLOŽENIE STANÍC NA ÚZEMÍ SSR

Z pomerne veľkého množstva meteorologických staníc na území SSR sme vybrali osem: Hurbanovo, Kamenica nad Cirochou, Košice – letisko, Lučenec, Oravský Podzámok, Sliač – letisko, Somotor a Šaštín – Stráže. Vybrané stanice sú teritoriálne rozložené tak, aby údaje o suchých obdobiach boli čo najmenej skreslené orografickými podmienkami a inými nepriaznivými vplyvmi. Typy vyskytujúcich sa suchých období na Slovensku sú podrobne popísané v (Horecká, 1985).

3. SUCHÉ OBDOBIA V ROKOCH 1951 - 1980

Grafické znázornenie časového výskytu suchých období v r. 1951 – 1980 je na Obr. 1 – 4. Týmto obdobiam odpovedajúce hodnoty A_p indexov, charakterizujúcich geomagnetickú aktivitu, sú usporiadané v tabuľkách, ktoré kvôli stručnosti neuvádzame. Pre každé suché obdobie sme určili $\sum A_p$ a \overline{A}_p . Okrem toho pre vegetačné obdobie každého roku sme určili priemernú hodnotu indexov označenú ako $(\overline{A}_p)_v$. Naším cieľom bolo zistiť taký počet intervalov sucha, pre ktoré $\overline{A_p} < (\overline{A_p})_v$ označených ako n⁺ a počet takých intervalov sucha, pre ktoré $\overline{A_p} > (\overline{A_p})_v$ označených ako n⁻. Okrem toho pre každý analyzovaný interval boli zistené aj počty porušených a veľmi porušených dní, ako aj počty kľudných a veľmi kľudných dní, vyskytujúcich sa v piatich dňoch, predchádzajúcich daný interval. Porušené dni majú $A_p > 20$, veľmi porušené $A_p > 50$, kľudné dni sú charakterizované nerovnosťou $A_n < 20$, veľmi kľudné nerovnosťou $A_p < 6$.

Kvôli ilustrácii dĺžky trvania intervalov sucha uvádzame pre každú stanicu 5 najkratších a 5 najdlhších intervalov sucha. Tab. 1.

т	-	-		- 1
Ł	а	n		
	•••	-	•	

stanica	najkratší interval dní	najdlhší interval dní
Hurbanovo	15 15 15 15 15	57 56 46 44 40
Kamenica nad Cirochou	15 15 15 15 16	42 32 24 24 24
Košice – letisko	15 15 15 15 16	32 32 24 24 24
Lučenec	15 15 15 15 16	61 43 41 40 34
Oravský Podzámok	15 15 15 15 15	46 41 34 33 30
Sliač – letisko	16 16 16 16 16	66 55 33 32 31
Somotor	15 15 15 15 15	43 40 35 32 31
Šaštín – Stráže	15 15 15 15 15	33 33 31 31 29

Rozloženie intervalov typu n⁺ resp. n⁻ usporiadané pre jednotlivé stanice je uvedené v Tab. 3 práce (Krajčovič, Horecká, 1986). Celkové súhrny výskytu veľmi kľudných a kľudných ako aj porušených a veľmi porušených dní v päťdenných intervaloch, ktoré predchádzali analyzované obdobia sucha sú nasledujúce: ak $\overline{A}_p < (\overline{A}_p)_v$, vyskytlo sa kľudných a veľmi kľudných dní celkom 295, zatiaľ čo porušených a veľmi porušených dní bolo celkom 184, je teda jasná prevaha prvej skupiny dní nad skupinou druhou. Pre prípad, keď $\overline{A}_p > (\overline{A}_p)_v$ sa vyskytlo porušených a veľmi porušených dní celkom 172, zatiaľ čo kľudných a veľmi kľudných dní bolo celkom 185, je to len nepatrná prevaha posledních dní nad dňami predchádzajúcimi. Kvôli úplnosti je ešte treba uviesť, že počet veľmi porušených dní pre prvú skupinu javov je 14, kým pre druhú skupinu javov 35.

ZÁVER

Dosiahnuté výsledky sú do určitej miery prekvapením, a to najmä preto, že sa očakávala skôr štatisticky významná väčšina intervalov sucha, charakterizovaná vyššou priemernou hodnotou A_p indexov, ako je priemerná hodnota A_p indexov vo vegetačnom období. Pritom sme do pojmu vegetačné obdobie zahrnuli aj marec, pretože tento mesiac je z hľadiska geomagnetickej aktivity tak isto významný ako september. Keď sme však uskutočnili prepočet pre 6-mesačné obdobie, dostali sme výsledok ako predtým.

Toto nás inšpirovalo k uskutočneniu komplexnej analýzy študovaných vzťahov, pri ktorej uvážime pre každý interval sucha aj jeho zaradenie do príslušnej fázy slnečného cyklu ako aj vzťah medzi analyzovanými veličinami a prechodom sekto-



rov hranic HNP oblastou Zeme.



- 225 -



. Obr. 2.

- 286 -





- 287 -



Obr. 4

LITERATÚRA

Horecká. V.: 1985, Výskyt suchých období na Slovensku, Bioklimatologické pracov-• né dni, Bratislava,v tlači

.

Krajčovič, S.: 1984, Zborník referátov zo 7. slnečného seminára, Tatranská Lomnica, str. 213, Medziplanetárne magnetické pole, indexy zavírenosti a počasia

Krajčovič, S.; Bieleková, M.: 1984, Mežplanetnoje magnitnoe pole i peremeny pogody na teritorii Slovakii, Disturbances of extraterrestrial origin in the lower ionosphere, Prague, p. 24

Krajčovič, S.: Horecká, V.: 1986, Významné obdobia sucha na Slovensku v r. 1951 – – 1980 a geomagnetická aktivity, Zb. "Dôsledky vzťahov Slnko – Zem na zmeny atmosféry,klímy a životného prostredia", Praha, v tlači

Šamaj, F.; Valovič, Š.: 1972, Suché a vlhké obdobia na Slovensku, vodohospodársky časopis, r. 20 (4).

SÚČASNÉ MOŽNOSTI PROGNÓZOVANIA VÝSKYTU CHORÔB V SÚVISLOSTI S PREMENLIVOSŤOU SLNEČNEJ AKTIVITY

V. Vavrek, Okresné posudkové oddelenie, OÚNZ Košice – vidiek L. Kulčár, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica

ABSTRAKT

V prvej časti referátu sú stručne zhrnuté súčasné poznatky o rizikových faktoroch v obecnej polohe, ako determinantoch chorôb v sieti kauzálnych vzťahov, vrátane slnečnej aktivity.

V druhej časti sa uvádzajú informácie o možnostiach prognózovania výskytu chorôb v populácii i v súvislosti so zmenami slnečnej činnosti s odkazom na záverečnú správu výskumnej úlohy autora s kolektívom spolupracovníkov.

ÚVOD

Na úvod treba zdôrazniť, že síce naše moderné zdravotníctvo má čoraz lepšie možnosti na liečenie rôznych chorôb, ale vždy platí zásada, že oveľa lepšie je chorobám predchádzať, ako ich liečiť. Najúčinnejšia pomoc je prevencia.

Aj keď sa za posledných desať rokov v našom zdravotníctve vykonalo nemálo, najviac práce v prevencii ešte stojí pred nami. Dôležitú úlohu hrahú samozrejme celospoločenské opatrenia, ako sú kardiovaskulárny, onkologický a iné programy. Ale najviac si môže, napr. práve pred chorobami srdca a ciev i nádorovým ochoreniam , preventívne pomôcť každý občan sám.

Doteraz etiologicky zameraný medicínsky výskum viedol kodhaleniu celého radu osobných znakov, charakteristík, atribútov či len vlastností (konkrétne demografických, fyzikálnych , biologických, sociálno – ekonomických i behaviorálnych a iných), u ktorých sa preukázalo, že sú v úzkom vzťahu k celému radu porúch zdravia, či patologických stavov, hoci ich postavenie v sieti kauzálnych vzťahov je nejasné alebo neznáme. Tieto znaky sa označujú ako r i z i k o vé faktor y . Na ilustráciu uveďme u kardiovaskulárny chorôb doteraz známe faktory, akými sú dedičnosť, vek, mužské pohlavie, zvýšený krvný tlak, fajčenie, zvýšený obsah krvných tukov, cukrovka, poruchy výmeny kyseliny močovej, obezita, nedostatok fyzického zaťažovania, typ osobnosti a prekonávané stresové situácie.

Aktuálnou otázkou v oblasti prevencie rôznych chorôb je problematika určovania (identifikácia) a meranie účinnosti rizikových faktorov.

Pod rizikovým faktorom pre ľudské zdravie sa rozumie akýkoľvek znak vonkajšieho alebo vnútorného prostredia, u ktorého predpokladáme, že prispieva ku vzniku určitého chorobného stavu alebo k predčasnému úmrtiu. Nejde teda o príčinu, ale len o determinantu s nejasným mechanizmom kauzálnych vzťahov. Zo súčasného stavu poznatkov, kedy často chýbajú dostatočné vedomosti o príčinách vzniku mnohých chorôb, nadobúdajú informácie o rizikových faktoroch na význame v prevencii hromadných ochorení v populácii.

V podstate je to snaha využiť poznatky o rizikových faktoroch na kontrolu chorôb i keď sú s týmito chorobami len asociované. Predovšetkým ide o identifikáciu rizikových osôb, po ktorej nasleduje intervencia zameraná na elimináciu alebo aspoň redukciu rizikových znakov populácii. Od toho si sľubujeme, že dôjde k poklesu incidencie a že včasným liečením a dispenzarizáciou zabránime nepriaznivému vývoju choroby i ekonomickým stratám v populácii.

Na každý rizikový faktor je potrebné sa pozerať z hľadiska významu pre aktuálneho jedinca, ale i z aspektov celej populácie.

2. SLNEČNÁ AKTIVITA AKO RIZIKOVÝ FAKTOR?

Na otázku možno v stručnosti odpovedať tak, že v súčasnosti je k dispozícii bohatý faktografický materiál rôznej proveniencie i vierohodnosti, ale aj rozpornosti o vplyve slnečnej činnosti na zdravie, ako o rizikovom faktore.

Napriek tomu, zostáva ešte dostatočné množstvo uspokojivo preukazných zistení o tom, že variácie v erupčnej činnosti Slnka vyvolávajú odpovedajúce celoplanetárne geofyzikálne a klimatické premenlivosti, ktorých logickým dôsledkom sú i príslušné zmeny v oblasti biosféry, vrátane následných efektov na človeka v zdraví i chorobe. Okrem synergických vzťahov existujú i menej známe súvislosti asynérgické.

Je tiež známe, že mnohokrát nemiestna atraktívna publicita takýchto výsledkov výskumu spôsobuje, že sa od tohto výskumu očakáva viac, ako možno ešte dnes seriózne zaručiť. Nemožno prehliadnuť tiež ani tú skúsenosť, že vzhľadom k tomu, že tento zložitý multi- a interdisciplinárny, ale hlavne dlhotrvajúci problém (rieši sa už vyše 50 rokov) sa môže každého z nás dotýkať osobne a nielen profesionálne (pre možný vplyv na kardiovaskulárny, nervový a iné systémy) je otázka vplyvu slnečnej činnosti na človeka veľmi živá a doposiaľ i v najširších vrstvách našej verejnosti.

Žiaľ, v odbornej medicínskej verejnosti záujem o riešenie vplyvu prírodných fyzikálnych faktorov na človeka, konkrétne slnečnej, geomagnetickej aktivity a biotropných faktorov počasia zaostáva za interesom odborníkov z medicínskych odborov, ktorí nám zdravotníkom právom vyčítajú, pekne povedané, akýsi nonšalantný (nedbalý, nevšímavý) vzťah k týmto problémom.

Treba popravde zdôrazniť, že doterajšie výsledky výskumu majú prevažne štatistický charakter a celá problematika je predmetom ďalšieho štúdia, vedeckých diskusií i polemík za účelom zistenia účinnosti, s ktorou sa tieto vzťahy relizujú v praxi.

V odborných kruhoch vládne úprimná a nezištná snaha nasmerovaná na riešenie problému možnej škodlivosti vplyvu erupčnej činnosti Slnka, ako potencionálneho generátora týchto vplyvov vo vzťahu k natalite, morbidite i mortalite v populácii. Prípadne i k nervovej a psychickej činnosti a jej zlyhaniu, do ktorých možno zahrnúť úrazovosť, dopravnú nehodovosť, suicídia a pod. Ďalej sú to i vzťahy k náhlemu a medicínsky nevysvetliteľnému zhoršeniu chorobného stavu i predoperačným i pooperačným komplikáciám. Nakoniec i vzťahy k zložitým biosociálnym javom, ako sú dočasná pracovná neschopnosť i invalidita.

- 292 -

Doterajšie poznatky nasvedčujú, že zdravý človek vystavený bežným pracovným nárokom v normálnych pracovných a životných podmienkach má relatívne velké schopnosti sa adaptovať na výchylky rôznych parametrov a veličín, ktoré na neho pôsobia. Reaguje správnym spôsobom na výchylky v relatívne širokom pásme tolerancie.

Keď sú ale niektoré parametre, ktoré determinujú bio – psycho – fyziologický stav človeka a jeho činnosti vychýlené až k hranici tolerančného pásma, potom sa ako dominantné môžu prejaviť tie vplyvy, ktoré majú zrejme za normálnych podmienok nízku amplitúdu. Za takéto vplyvy možno okrem iných považovať i prírodné fyzikálne faktory, ktoré nie sú bezprostredné ani podstatné, ale nie sú zanedbateľné.

Dôležitým poznatkom je tiež zistenie, biologický rytmus jednotlivca je citlivý na pôsobenie prírodných fyzikálnych faktorov. V širších súvislostiach povážlivo vyznievajú epidemiologiské štúdiá, ktoré odhadujú počet ľudí citlivých na prírodné fyzikálne faktory, t.j. meteorosenzitívnych, resp. magnetobilných v rozsahu od 30 - 50% populácie v ČSSR.

V tejto súvislosti možno informovať, že podľa uznesenia výboru Slovenskej bioklimatologickej spoločnosti pri SAV majú byť poskytované krátkodobé prognózy počasia masovokomunikačným prostriedkom a v náveznosti na ne i možné prognózy zhoršenia zdravotného stavu osôb s niektorými chorobami vo forme_upozornenia (bioprognózy). Touto problematikou sa zaoberá RNDr. Jozef Iľko, CSc. zo Slovenského hydrometeorologického ústavu SAV v Bratislave.

Možno však predpokladať, že okrem žiadaného efektu to prinesie pre zdravotníkov problémy etického charakteru, etologické otázky (týkajúce sa chovania verejnosti i možnej ohrozenej skupiny osôb), nie je vylúčená ani iatrogenizácia osôb podobnej povahy, ako už majú skúsenosti v NDR.

3. AKÉ SÚ PROGNOSTICKÉ MOŽNOSTI?

Prognózou sa rozumie kvalifikovaný, vedeckými metódami vypracovaný výrok o pravdepodobnom budůcom vývoji objektu. Ako je známe, objektom prognózovania sú i určité javy, skutočnosti či udalosti, na ktoré sa zameriava predvídanie. Prognózovanie nie je samoúčelné, ale je výskumnou základňou na vypracovanie jednotlivých konkrétnych plánov.

Súčasná veda zaradila prognostiku medzi vedné odvetvia, uznávané na celom svete. Prognóza predstavuje vrcholovú syntézu získaných poznatkov.

Medicína disponuje väčším počtom metodických postupov, ktoré sa dajú použiť pri prognózovaní vývoja výskytu chorôb v populácii.

Je ťažšie ako by sa na prvý pohľad zdalo, správne indikovať použitie tej--ktorej metódy v určitom čase a oblasti. Z týchto dôvodov sa často, najmä pri kladení základov prognózovania určitej skupiny chorôb, alebo nozologickej jednotky alebo i javu, ako napr. dočasnej pracovnej neschopnosti, invalidity a pod. používa súčasne niekoľko rôznych metodických postupov a odhady získané rôznymi metódami sa vzájomne konfrontujú.

V súčasnosti používané metódy prognózovania možno rozdeliť do troch základných skupín podľa Badalíka (1): prognózovanie pomocou extrapolácie, hodtenie skupinou expertov alebo pomocou matematického modelovania. Žiaľ je málo chorôb, u ktorých možno extrapoláciou zhodne s inými metódami dôjsť k jednoznačnému záveru. Extrapoláciu možno oprávnene použiť u tuberkulózy. Je to preto, lebo sa disponuje dlhodobými trendami štandardného dlhoročného systému hlásenia a napomáha tomu aj relatívna stabilnosť trendov väčšiny ukazovateľov výskytu. V podstate je známa etiológia, patogenéza, prevencia i terapia, včasná diagnóza a za existujúcej liečebno – preventívnej starostlivosti účinné opatrenia nielen liečebno – preventívne, ale aj sociálno – ekonomické a právne.

Ako vyplýva z práce spomínaného autora, použité metódy predikujú, že ešte v roku 2000 môže incidencia aktívnej tbc na Slovensku dosiahnuť hodnotu 30/100 000, čo znamená, že táto choroba prekročí prah tohto storočia ako závažná. Predčasný optimizmus by mohol zdevalvovať dosiahnuté doterajšie nemalé úspechy.

Takpovediac, na opačnom póle sa nachádzajú nádorové ochorenia, čo sa týka etiopatogenézy (nemožno tvrdiť o systéme hlásenia), včasnej diagnózy, prevencie, liečby i účinných sociálno – spoločenských opatrení (s výnimkou dostupných lokalizácií). Napriek uvedeným ťažkostiam poukazuje Rusnák a Melotová (2) na možnosť modelovania chorobnosti na neoplastické ochorenia v SSR pomocou systémovej analýzy. Podľa autorov model tohto typu je možné použiť pre potreby predikcie ďalšieho vývoja chorobnosti za podmienok, že poznáme budúci vývoj populácie (tzv. matematické demografické modely) a keď vieme odhadnúť budúci vývoj celkovej a špecifickej úmrtnosti, tiež napr. modelovaním. Žiaľ parameter, ktorý umožňuje testovať rôzne hypotézy, bola len pravdepodobnosť prežívania pacientov počas štyroch za sebou idúcich rokov. Čiastkové výsledky pokusu o možnosť modelovania chorobnosti na neoplastické ochorenia v rokoch 1961 - 1976 sa týkali len troch lokalizácií nádorov podľa modelovania Kitsulu z International Institute for Applied Systems Analysis, Laxenburg v Rakúsku. Autor práce nám na požiadanie láskave zapožičal vstupný súbor, ale údaje sa ukázali ako nepoužiteľné pre štatistické korelácie s vplyvom prírodných fyzikálnych foktorov, konkrétne so slnečnou aktivitou.

Model pre prognózu vývoja vekovej štruktúry obyvateľstva v rôznych fázach vývoja zdravotného stavu vypracoval a publikoval Mader (3).

Medzi uvedenými, takpovediac, krajnými skupinami chorôb sa nachádzajú rôzne choroby, z ktorých niektoré sú veľmi často príčinou dočasnej pracovnej neschopnosti, invalidity i náhleho úmrtia v aktívnom veku pracovníkov.

V záverečnej správe výskumnej úlohy, ktorá rieši problém globálnej dynamiky vývoja chorobnosti a úrazovosti spojenej s dočasnou pracovnou neschopnosťou a invaliditou v SSR v súvislosti so slnečnou aktivitou (4), v kapitole "Pripomienky k prognostickým možnostiam" sa dotýkame i tejto problematiky.

Autor s kolektívom spolupracovníkov vychádzal z toho, že podľa mnohých prác sa ukazuje, že jestvuje súvislosť medzi slnečnou, geomagnetickou aktivitou a počasím nielen v globálnom meradle, ale aj v lokálnom. Táto rozsiahla problematika je predmetom záujmu početných prác v oblasti astronómie, geofyziky a meteorológie a neprináleží nám týmto problémom zaujať stanovisko. Navyše podľa Tölgyessyho (5) sa hovorí, že vplyv heliogeofyzikálneho faktora na biosféru sa prejavuje nielen prostredníctvom meteorologických podmienok, ale pozoruje sa aj bezprostredná súvislosť heliogeofyzikálnych dejov a procesov prebiehajúcich v ľudskom organizme. Význačným prínosom k obohateniu výskumu spomínaných vzťahov je bezpochyby metodická príručka "Faktor slnečnej a geomagnetickej aktivity v životnom prostredí" od kolektívu autorov pod vedením Prigancovej (6). Analýza viacerých kriviek vývoja pracovnej neschopnosti potvrdzuje chronomorfologickú príbuznosť s chodom heliogeofyzikálnych faktorov, čím sa dokumentuje reálnosť bioaktívneho pôsobenia.

Keďže základným logickým predpokladom prognóz metódou extrapolácie je, že faktory, ktoré v minulosti ovplyvňovali trendy ukazovateľov výskytu chorôb zostanú nezmenené i v budúcnosti, potom to je tým menej pravdepodobné, čím extrapolujeme na dlhšie obdobie. Z týchto dôvodov je nutné odhady v pomerne krátkych časových úsekoch opakovať, korigovať a najmä konfrontovať získané hodnoty s prognózami stanovenými pomocou iných postupov.

Výsledky nášho čiastkového výskumu ukazujú na štatistickú významnosť súvislosti niektorých skupín chorôb i nozologických jednotiek s ročným chodom slnečnej aktivity v 20. cykle, t.j. od roku 1964 do roku 1976. V nasledujúcom 21. cykle slnečnej činnosti sú korelácie menej badateľné.

Zistená bola pozitívna korelácia u chorôb nervového systému, duševných porúch a neuróz. Ďalej u chorôb močopohlavného systému, ú vredovej choroby dvanástnika a žalúdka i prieduškovej astmy, u chrípky a akútnych zápaloch horných dýchacích ciest a mimopracovných úrazov, otráv a násilí. Nezávisle došiel k podobnému záveru pri hľadaní štatistických súvislostí medzi vývojom dočasnej pracovnej neschopnosti v ČSSR za obdobie 19. a 20. cyklu slnečnej činnosti Hejl (9).

Na druhej strane bola zistená negatívna korelácia s infarktom myokardu a zhubným novotvarom spojeným s dočasnou pracovnou neschopnosťou v 20% výberovom reprezentatívnom súbore produktívnej časti populácie na území SSR v sledovanom období. Treba poznamenať, že čo sa týka infarktov, naše výsledky sú v rozpore s prácou Čabajovej (7), ale v súlade s Čiževským (8).

Podľa nášho názoru (10), za určitých viac-menej známych podmienok možno predpokladať s určitou pravdepodobnosťou podobnú štatistickú koreláciu medzi vývojom chorobnosti a úrazovosti spojenej s dočasnou pracovnou neschopnosťou a invaliditou v SSR aká bola v 20. cykle i v 22. cykle slnečnej činnosti. Predpoklad spočíva v existencii tzv. párnych a nepárnych cyklov slnečnej aktivity, kde ide vlastne o dva 11-ročné subcykly väčšieho 22-ročného cyklu, ako uvádza Paulov (11), iné krédo by bolo obskúrne.

LITERATÚRA

- Badalík, L.: Možnosti prognózovania výskytu tbc na Slovensku. In: Zborník referátov z kongresu Salus populi s medzinárodnou účasťou, Sessil II., Piešťany, 1981, str. 35 (1)
- Rusnák, M.; Melotová, J.: Možnosti modelovania chorobnosti na neoplastické ochorenia. In: Zborník referátov z kongresu Salus populi s medzinárodnou účasťou, Sessil II., Piešťany 1981, str. 31 (2)
- Mader, R.: Model pro prognózu vývoje věkové struktury obyvatelstva v různých fázích vývoje zdravotního stavu. In: Čs. zdravotnictví, 1986 č. 5., str. 218 – - 224 (3)
- Vavrek, V. a kol.: Globálna dynamika vývoja chorobnosti a úrazovosti spojenej s dočasnou pracovnou neschopnosťou a invaliditou v SSR v súvislosti so slnečneou aktivitou. Záverečná správa výskumnej úlohy č. 46 – 01 – 03 HPK posudkové lekárstvo, Košice, (oponentské konanie v XII. 1985), str. 57–64 (4)

Tölgyessy, J.; Piatrik, M.: Za tajomstvami ekobiofyziky, Obzor, Bratislava, 1986, str. 404 (5)

Prigancová, A. a kol.: Faktor slnečnej a geomagnetickej aktivity v životnom prostredí. Metodická príručka I. diel, Geofyzikálny ústav SAV, Bratislava, 1985, str. 8 (6)

Čabajová, Z. a kol.: Niektoré poznatky o výskyte infarktu myokardu so zreteľom na vonkajšie prostredie. In: Čas. lék. čas., 122, 1983, č. 17., str. 126--129 (7)

Čiževskij, A. L.: Na prahu vesmíru. Obzor, Bratislava, 1979, str. 172 - 182 (8)

- Hejl, Z.: Vývoj nemocnosti a úrazovosti v ČSSR a v závodu Jihlavan v průběhu posledních dvou cyklů sluneční aktivity. In: Sborník referátů z 5. semináře, Úpice (13. – 14. 4. 1983) str. 138 – 143 (9)
- Vavrek, V.; Kopor, Š.; Knoška, Š.: Štatistika slnečnej aktivity, ako perspektívny informačný zdroj o extraterestriálnom vplyve nna vývoj chorobnosti a úrazovosti spojenej s dočasnou a trvlaou PN pracovníkov v SSR. In: Zborník referátov Salus populi, Sessil II., Piešťany, 15. – 17. 10. 1981, str.

341 - 353 (10)

Paulov, Š.: Ohrozenie živého. Obzor, Bratislava, 1985, str. 276 (11).

NĚKTERÉ VNĚJŠÍ FAKTORY OVLIVŇUJÍCÍ VÝSKYT SRDEČNÍCH ONEMOCNĚNÍ

T. Jeništová, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha
J. Střeštík, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

Počet přijatých pacientů na koronární jednotky ze dvou pražských nemocnic je uváděn do souvislosti s charakteristikami sluneční a geomagnetické aktivity a s meteorologickou situací.

Současné epidemiologické studia dokazují, že v technicky vyspělých zemích roste podíl obyvatelstva citlivého na vnější fyzikální faktory. Pod těmito faktory se rozumí celý komplex heliofyzikálních, geofyzikálních a meteorologických činitelů, které spolu s dalšími vyvolanými útvary tvoří nedílnou část životního prostředí.

Na přední místo v příčinách smrti se dnes ve vyspělých zemích řadí právě srdeční onemocnění a na pováženou je i počet invalidit a snížení pracovních schopností takto způsobených.

V našem příspěvku budeme informovat o pokusu nalézt vztah mezi vybranými vnějšími faktory a počtem přijatých pacientů na koronární jednotky (KJ).

Náš lékařský materiál, t.j. údaje o počtu pacientů přijatých na KJ, byl získán z Institutu klinické a experimentální medicíny (IKEM) a z Fakultní nemocnice v Praze 2 (FN). Zvolili jsme období let 1980 – 1985, tedy období poklesu sluneční aktivity z fáze maxima do fáze minima dvacátého prvního jedenáctiletého cyklu sluneční aktivity. K výpisu jsme měli k dispozici jen příjmové knihy, ve kterých byli zaznamenáni pouze pacienti na KJ přij*a*tí, ne však ti, kteří sice přišli s určitými obtížemi, avšak jejich momentální zdravotní stav nevyžadoval okamžitou hospitalizaci. Tento fakt, pochopitelně počet kardiaků poněkud snížil. Za výše uvedené období šesti let jsme tedy uvedeným způsobem získali soubor 5 087 pacientů z IKEM a 1653 pacientů z FN. Soubor jsme dále rozčlenili podle pohlaví na muže a ženy a podle stáří na mladé, střední a staré. Jako věkové hranice oddělující tyto skupiny byly zvoleny věky 40 a 60 let. Pacientů mužského pohlaví bylo v obou KJ dvakrát více než žen, což přibližně odpovídá světovému trendu.

Tento soubor pacientů jsme porovnávali s denními hodnotami řady slunečních, geomagnetických a meteorologických charakteristik. Z parametrů slunečních jsme použili Wolfovo číslo slunečních skvrn, sumární erupční index, denní počty erupcí a průchod okraje koronální díry přes sluneční meridián. Z veličin geomagnetických jsme vybrali polaritu meziplanetárního magnetického pole, geomagnetický Ap index, Valníčkův index geomagnetických pulzací, výskyt geomagnetických bouří SSC a úkazů sfe. Konečně pro meteorologickou situaci jsme použili biometeorologickou typizaci podle Iľka, synoptickou povětrnostní situaci HMÚ a sjednocenou typizaci HMÚ pro účely biometeorologie (1) a dále rakouskou metodu Biowetter (2).

Pro zpracování dat bylo použito celkem tří metod. Pokud to povaha fyzikálních dat (číselné vyjádření) umožňovala, spočetli jsme korelační koeficienty mezi těmito daty a počtem pacientů. Počítány byly odděleně pro všechny výše uvedené skupiny (muži, ženy, mladí, střední, staří), zkoumána byla také korelace při vzájemném časovém posuvu obou datových řad (t.j. korelace počtu pacientů dnes s hodnotami jednotlivých veličin včera). Je třeba přiznat, že pro všechny použité kombinace fyzikálních a lékařských dat byla výška korelace velmi nízká, hodnoty koeficientů nepřekročily hranici 5% významnosti. Na druhé straně však tento výsledek není zcela směrodatný, protože ne vždy je použití korelačního koeficientu oprávněné, např. předpokládaná závislost nemusí být lineární.

Druhou metodu můžeme stručně nazvat třídění. Data týkající se pacientů jsme rozdělili několikerým způsobem na základě různých kritérií do několika podskupin a zkoumali jsme rozdíly mezi jednotlivými podskupinami. Podskupiny byly vybrány tak, že vždy příslušný index či parametr nabýval určitých hodnot nebo se pohyboval ve stanoveném rozmezí.





Některé z mnoha takto získaných výsledků uvádíme na Obr. 1. Plnou čarou jsou vždy označeny výsledky platné pro tentýž den, čárkovaně pro jednodenní posuv (pacienti dnes vs. hodnota příslušného indexu včera). Na Obr. 1a je takto uveden vztah mezi počtem pacientů nad 60 let z FN v Praze 2 a SEI. Počet pacientů nejprve klesá, vzrůst je pozorován až při největších hodnotách SEI. Obdobně je na Obr. 1b znázorněna závislost počtu pacientů ve stejné skupině na indexu Ap. Maximální počet při střední úrovni geomagnetické aktivity, případně pokles jejich počtu s rostoucím Ap lze pozorovat i v jiných skupinách. Tento výsledek se shoduje s obdobním hodnocením dopravní nehodovosti (2, 3), Na Obr. 1c je třídění podle sjednocené typizace HMÚ. Nejvíce pacientů je pozorováno ve dnech označených 2a, 2c, což jsou dny převážně s výraznou teplou advekcí (typ cyklonální a anticyklonální) a dále ve dnech 4, což jsou cyklonální situace se studenou advekcí a anticyklonální situace spojené s přechodem front. Graf platí opět pro pacienty starší 60ti let ve FN v Praze 2, pro ostatní skupiny vychazí závislost podobnu. Na Obr. ld je třídění podle Iľkovy typizace a platí pro skupinu mužů ve FN v Praze 2. Zde číslo l odpovídá dnům se silným biotropním účinkem, číslo 5 dnům se slabým biotropním účinkem. V grafu se však objavuje tendence téměř opačná. V tomto se nalezená závislost liší od podobného třídění dopravní nehodovosti (4), kde křivka od 1 do 5 stále klesala. Na Obr. 1 neuvádíme žádné výsledky třídění provedenébo pro Wolfovo číslo slunečních skvrn a Valníčkův index. V obou případech by vyšel graf velmi plochý. Rovněž vliv polarity meziplanetárního magnetického pole se neprojevuje. Hodnocení denního počtu erupcí dává obdobné výsledky jako SEI, typizace Biowetter se svými výsledky příliš neliší od výsledků ze sjednocené typizace HMÚ.



Dále jsme použili metodu překládání epoch. Jako nulové dny jsme použili pro-3 tonové erupce, ssc, sfe, výskyt erupcí imp. 2 a 3, přechod okraje koronální díry přes sluneční meridián a dny s hodnotou SEI a Ap vyšší než vhodně zvolená mez. Obr. 2a zachycuje závislost počtu srdečních onemocnění (skupiny nad 40 let IKEM) na efektu protonových erupcí. Časový posuv byl stejně jako u dalších jevů, zvolen od -5 do +5 dne. Z grafu 2a vidíme nárůst počtu pacientů vden nultý a první po protonové erupci. Tento prakticky nulový posuv efektu vzhledem k příčině vysvětlujeme tím, že o existenci protonových erupcí se dovídáme z družicových záznamů, tedy v době, kdy jsou protony již blízko zemského povrchu. Velmi zajímavé jsou grafy 2b a 2d, což jsou závislosti počtu pacientů (opět skupiny nad 40 let, IKEM) ny výskytu ssc (2b) a na výskytu erupcí imp. 2 a 3 (2d). Oba výsledky se totiž shodují s výsledky prací (5, 6) a mohli bychom tedy mluvit již i jejich persistenci. Graf 2c vykresluje závislost počtu přijatých mužů na FN v Praze 2 vzhledem k efektu přechodu okraje koronální díry přes sluneční meridián. Pro koronální díry jsme se rozhodli proto, že jejich okraje jsou zdrojem vysokorychlostních proudů slunečního větru a ty mají geoaktivní dopad. V grafu se nám tak objevil předpokládaný vzestup počtu pacientů druhý den po efektu.

Na Obr. 2 neuvádíme závislosti počtu pacientů na sfe, protože prakticky obkreslovaly závislosti na ssc a grafy pro vysoké hodnoty SEI a Ap byly neprůkazné.

Z našich dílčích výsledků je patrné, že si problematika vlivu holiofyzikálních,gcofyzikálních a meteorologických faktorů zaslouží další pozornost a sludium. Především bude nutné rozšířit materiál na delší časové období a ovéřit výsledky na lékařských datech z ostatních pražských koronárních jednotek.

- ? . .

LITERATURA

Květoň, V. a kol.: 1985, Meteorologické a heliofyzikální vlivy na výskyt akutního infarktu myokardu v Západočeském kraji (období 1982 – 1983). Balneologické listy, XIII, 1985, suppl., 17, s. 166 – 174 (1)

Prigancová, A.; Střeštík, J.: 1984, Niektoré fyzikálne parametre životného prostredia a dopravná nehodovosť; Zborník referátov, 7. celošt. sln. seminár, Tatranská Lomnica (2)

Bieleková, M.: 1984, Slnečná aktivita a cestné dopravné nehody; Zborník referátov, 7. celošt. sln. seminár, Tatranská Lomnica (3)

Střeštík, J.: 1986, Vztah mezi dopravními nehodami a počasím; Sborník: Člověk ve svém pozemském a kosmickém prostředí, Úpice, v tisku (4)

Bufka. L.: 1985, Přírodní fyzikální faktory a studium jejich možného vlivu na srdečně – cévní choroby; Sborník: Extraterestriální faktory a jejich propagace do biosféry, Praha (5)

Jeništová, T.: 1985, Vliv sluneční aktivity na biosféru; Sborník: Člověk ve svém pozemském a kosmickém prostředí, Úpice, v tisku (6).

VPLYV GEOMAGNETICKEJ AKTIVITY NA PSYCHIKU A VÝKON ŠPORTOVCOV

I. Túnyi, Geofyzikálny ústav CGV SAV, Bratislava
S. Krajčovič, Geofyzikálny ústav CGV SAV, Bratislava

ABSTRAKT

V príspevku sú prezentované výsledky skúmania vplyvu geomagnetickej aktivity na psychiku a výkony športovcov. Získala sa signifikantná závislosť psychickej dispozície dvoch atlétov na porušenosti geomagnetického poľa. Taktiež výkony prvoligových futbalistov vykazujú signifikantnú závislosť na tomto geofyzikálnom jave.

úvod

Vrcholoví športovci sú okrem fyzickej záťaže vystavení veľkému psychickému vypetiu. Vychádzajúc z predpokladu, že psychické pochody v ľudskom organizme sú sprostredkované bioelektromagnetickými poľami, kládli sme si otázku, ako poruchy vonkajšieho geomagnetického poľa vplývajú na psychiku vysokotrénovaného organizmu.

2. METÓDA SPRACOVANIA VÝSLEDKOV

Prameňom pre určenie úrovne geomagnetickej aktivity (GA) sú ročenky geomagnetického observatória GFÚ CGV SAV v Hurbanove, (1). Pri výskume vzniká otázka, akú charakteristiku GA vziať do úvahy. Najprv sme sa snažili určiť hodnotu korelačného koeficientu medzi porušenosťou geomagnetického poľa (GMP) – danou ako rozdiel priemeru K – indexu a dlhodobého priemeru – a strednou hodnotou úrovne psychickej dispozície určenej podľa klasifikácie, ktorú uvedieme ďalej. Koeficient korelácie však mal malú hodnotu (r = 0,3).

Pri podrobnej analýze sme zistili, že viac ako úroveň GNP, vplýva na športovcov jeho variácia. Uvažovali sme preto zmeny GA v priebehu troch dní: v deň pred udalosťou, v deň udalosti a deň po nej. Zmeny sme odvodzovali z medzinárodne charakterizovaných porušených (D), normálnych a kľudných (Q) dní. Za význačnú zmenu sme považovali niektorý z prechodov: D - Q; Q - normál; normál - D; alebo naopak.

Najväčšie negatívne vplyvy boli pozorované pri SSC počas športovania alebo v krátkom čase pred ním. K SSC sa svojím charakterom približuje maximálný rozdiel K indexov v dňoch jednotlivých udalostí, prípadne v intervale deň pred udalosťou, v deň udalosti a deň po udalosti.

3. PSYCHICKÁ DISPOZÍCIA ATLÉTOV A GA

Pre testovanie individuálnych športovcov sa nám podarilo nadviazať spoluprácu s dvomi prvoligovými atlétmi, bežcami na stredné trate, členmi strediska vrcholového športu Slávie UK Bratislava. Prvý z nich, Ing. Pavol Harcek, bývalý dorastenecký majster ČSSR v behu na 1500 m a 2000 m prekážok nám poskytol športové denníky za roky 1973 – 1983, (2). Celkove bolo za toto obdobie 778 dní jeho športovej aktivity. Druhým športovcom bol začínajúci prvoligový seniorský bežec S: H., ktorý nechce byť menovaný. Od neho sme získali športový denník za rok 1983, (2), s 254 dňami športovej aktivity. Psychologické testy ukázali, že prvý atlět je extrovert a druhý introvert.

Psychické dispozície športovcov počas športovania sme podľa zápisu v denníku športovca klasifikovali takto:

- 3 ... náhla psychická indispozícia
- 2 ... zlá psychická dispozícia
- 1 ... zhoršený športový výkon pripisovaný vonkajším vplyvom
- + 1 ... normálne hodnotenie športového výkonu
- + 2 ... dobrá psychická dispozícia
- + 3 ... výborná psychická dispozícia

U prvého atléta sa negatívny vplyv zvýšenej GA prejavil vo všetkých sledovaných charakteristikách. V záporných dňoch výrazne prevláda väčšia rozkolísanosť GMP, charakterizovaná jednak prechodmi z porušených do normálnych či kľudných dní a naopak, jednak zvýšená variácia vyjadrená maximálnym rozdielom K indexov v intervale deň pred udalosťou, v deň udalosti a deň po udalosti. Podobne výskyt SSC bol v negatívnych dňoch podstatne vyšší než v dňoch hodnotených kladne. Najmarkantnejšie sa tento vplyv prejavil v dňoch pretekov. Kým u kladne hodnotených pretekov sa SSC vyskytujú len v 17%, u negatívnych pretekov vzrastá ich výskyt na 53% (Tab. 1).

Psych.		Q -	- D	S	SC	Max. rozdiel		
disp.	Z	ß	t.j.	£	t.j.	K - indexov		
-3 -2 -1 +1 +2 +3	21 39 105 369 107 13	14 28 67 228 69 9	67% 72% 64% 62% 65% 69%	7 17 39 79 24 1	33% 44% 37% 21% 22%	4.05 4.26 4.27 3.81 3.86 3.69		
	PRETEKY							
- +	19 . 29	12 15	63% 52%	10 5	53% 17	•		

Tab. l

U druhého atléta boli dosiahnuté podobné výsledky, avšak u pretekov neboli dominantným faktorom SSC, ale maximálny rozdiel K indexov. Je to vysvetliteľné tým, že u neho ako začínajúceho člena prvoligového družstva, sa súťaženie obmedzovalo prevažne na školské a kontrolné preteky, kde je psychická záťaž menšia, pričom sa velkých súťaží zúčastňoval len sporadicky. Ani výskyt SSC (v počte 6) počas pretekov nie je dostatočne reprezentatívny, (Tab. 2).

Psych.	_	ίς - D		35	50	Max. rozdiel		
disp.	· 2	£	, t.j.	Σ	t.j.	K - indexov		
-3 -2 -1 +1 +2 +3	4 10 45 149 26 2	3 7 32 93 16 1	75% 70% 71% 62% 50%	1 5 29 10 0	25% 10% 11% 19% 38% 0%	5.25 4.40 3.91 4.12 4.19 3.50		
	PRETEKY							
- +	12 14	9 12	75% 86%	2 4	17% 28%	4.80 3.95		

Tab. 2

Pri podrobnej analýze sme dospeli k poznatku, že na psychiku športovcov pôsobia iné vonkajšie faktory, ako sú počasie, únava zcestovania, rekohvalescencia a pod., menšou mierou ako GA. Sú prípady , keď športovali v extrémnych horúčavách alebo mrazoch a ich hodnotenie psychického stavu je dobré, zatiaľ čo v optimálnych poveternostných podmienkach bolo hodnotenie záporné. Zistili sme tiež, že niekoľkodenné magnetické búrky nemajú na psychiku atlétov výrazný negatívny vplyv. Vyplývá z toho značná adaptibilita organizmu na vzýšenú GA, za predpokladu dostatočného času na adaptáciu. Pozorovali sme tiež určitú rekurentnosť negatívnych známok s rekurentnosťou GA. Veľmi dôležitým poznatkom je, že k zraneniu športovcov dochádzalo najčastejšie v dňoch charakterizovaných buď výskytom SSC, alebo zvýšenou variáciou GMP. Akoby sa organizmus snažil čeliť zníženej schopnosti koncentrácie zvýšeným vypätím síl, čím si v mnohých prípadoch privodí zranenie.

Nakoniec sme sledovali závislosť kvalitatívnych znakov – zlepšenie či zhoršenie psychickej dispozície v závislosti na zvýšení či znížení porušenosti geomagnetického poľa. Použili sme test. Hodnoty testovacích kritérií sú: u l. atléta χ^2 = 17,08, u druhého atléta χ^2 = 15,05. Značí to signifikantnú závislosť na všetkých hladinách významnosti od 0,05 do 0,005.

4. VPLYV PORUŠENOSTI GMP NA VÝKONY PRVOLIGOVÝ FUTBALISTOV

Pre získanie poznatkov o výkonoch športovcov v kolektívnych športoch sa ukázalo vhodným korelovať klasifikovanie prvoligových futbalistov v denníku PRÁ-CA po každom ligovom kole, s charakteristikami porušenosti GMP, (3). Aby bol eliminovaný subjektívny faktor hodnotenia hráčov športovými novinármi, bolo zvolené pre celkovú analýzu údajov obdobie 1973 – 1983, t.j. 10 kompletných ligových ročníkov. Výsledky porovnania výkonu hráčov s výskytom SSC sú na Obr. 1. V analyzovanom období hralo prvú ligu 26 mužstiev, pri čom sme uvažovali len tie, ktoré odohrali 4 a viac ročníkov. Ako geomagnetický faktor sme uvažovali SSC v deň zápasu alebo v deň pred zápasom. V samotnom hodnotení hráčov sme uvažovali zlepšenie či zhoršenie výkonu voči predchádzajúcemu zápasu. Na hornom grafe značí



Obr. 1

- ju4 -

plná krivka percentuálne zastúpenie hráčov, ktorí za sledované obdobie podávali v dňoch s SSC zhoršený výkon – plná krivka; zlepšený výkon – čiarkovaná krivka; rovnaký výkon ako v predchádzajúcom kole – bodkočiarkovaná krivka; percentuálne zastúpenie náhradníkov, ktorí nehrali aspoň dve kolá, teda niet ich s čím porovnávať – bodkovaná krivka.

Je zrejmé, že okrem Lokomotívy Košice, vo všetkých ligových mužstvách je percentuálne najviac hráčov so zhoršeným výkonom. Hráči podávajúci zlepšený výkon sú približne rovnako zastúpení, ako hráči bez zmeny výkonu. Druhý graf túto skutočnosť odráža v priemernej známke celého mužstva, tedy v zhoršení, či zlepšní výkonu kolektívu v dňoch s SSC. Keď tieto výsledky zovšeobecníme, môžeme povedať, že takých hráčov, čo podávajú zhoršený výkon, je viac než tých, čo sa vo výkone zlepšia.

Ako ukážku vplyvu geomagnetickej aktivity na jednotlivých ligových futbalistov sme vybrali 15 hráčov, ktorí tvorili kostru mužstva majstrov Európy z roku 1976. Opäť sme skúmali závislosť kvalitatívnych znakov pomocou χ^2 – testu. Korelovali sme zlepšenie alebo zhoršenie výkonu, prípadne výkon bez zmeny, voči predchádzajúcemu zápasu so znížením variácie GMP. Výsledky na Tab. 3.

Poslednou ukážkou je skúmanie vplyvu GA na výkon rozhodcu. Pre koreláciu sme vybrali úspešného medzinárodného futbalového rozhodcu Ing. Vojtecha Christova. Aj u neho sa prejavuje výrazná závislosť výkonnosti na variáciách GMP. Hodnota testovacieho kritéria χ^2 = 17,08, čo znamená signifikantnú závislosť na všetkých hladinách významnosti od 0,05 do 0,005.

				POTA CAMPACT DECEMBER
Meno	Obdobie	Počet záp.	X ²	Poznámka
Vencel Pivarník Panenka Dobiáš Moder Čapkovič J. Gögh Pollák Veselý F. Viktor Jurkemik Švehlík Ondruš Nehoda Masný	1973-1977 1973-1977 1973-1981 1973-1979 1973-1983 1973-1980 1973-1980 1973-1980 1973-1980 1973-1980 1973-1983 1973-1982 1973-1981 1973-1982 1973-1983	88 78 175 151 148 82 164 181 138 78 239 176 164 214 230	1.49 4.16 5.04 6.23 7.85 9.84 10.26 13.92 14.08 16.75 21.39 23.17 26.50 32.63 63.04	Kritické hodn. ₂ 2 $\chi^2_{0.05} = 9.5$ $\chi^2_{0.025} = 11.1$ $\chi^2_{0.01} = 13.3$ $\chi^2_{0.005} = 14.9$

Tab. 3

LITARATÚRA

Podsklan, J.; Tlčík, A.: 1973 – 1983, Výsledky geomagnetických pozorovaní v geomagnetickom observatóriu v Hurbanove ... (magnetické ročenky), GFÚ CGV SAV Bratislava, (1)

Športové denníky atlétov za r. 1976 – 1983, Archív GFÚ CGV SAV, Bratislava, (2) Denník PRÁCA, ročníky 1973 – 1983, (3).



ENERGETIKA GEOMAGNETICKÝCH PROCESOV

A. Prigancová, Geofyzikálny ústav SAV, Bratislava

ABSTRAKT

Na príklade geomagnetických porúch o rôznej intenzite sa posudzuje energetika magnetosferických procesov, z hľadiska kumulovania a disipácie energie v rôznych oblastiach magnetosféry a ipnosféry.

Dynamika magnetosférickej plazmy sa zapríčiňuje energiou slnečného vetra vnášanou do magnetosféry a bezprostredne súvisí s fyzikálnymi procesmi:

a/ na magnetopauze - oblasť, kde sa uskutočňuje prienik jednak elektromagnetickej energie, jednak častíc slnečného vetra do magnetosféry;

b/ v plazmových "rezervoároch" magnetosféry, kde sa častice a transportovaná energia akumuluje;

c/ na hranici magnetosféra – ionosféra, kde sa nahromadená energia a častice absorbujú (1).

Ak hovoríme o energetike magnetosférických procesov treba uvažovať procesy nahromadenia a disipácie energie zemskej magnetosféry pri rôznych úrovniach geomagnetickej porušenosti.

Podľa toho, kde sa nachádzajú zdroje a aký je ich výkon magnetosférické poruchy sa dajú rozdeliť do troch typov (2):

a/ poruchy vonkajšej magnetosféry, ktoré môžu vzniknúť aj za veľmi pokojných podmienok, kedy v iných oblastiach magnetosféry nie sú poruchy. Odpovedajúci tok energie je $\sim 10^{10}$ W;

b/ magnetosferické subbúrky – poruchy aurorálnej magnetosféry búrkového charakteru, s tokom energie do 10^{12} W. Charakteristická energia subbúrok 10^{13} – 10^{15} J; c/ magnetické búrky – globálne poruchy v magnetosfére rôznej intenzity so značným prísunom energie do vnútornej magnetosféry (až do vzdialenosti L \cong 2), kde sa zintenzívňuje prstencový prúd a radiačné pásy sa zaplňujú energetickými časticami. Tok energie je väčší ako 10^{12} W a integrálna energia môže prekročiť 10^{16} J.

V Tab. 1 sú uvedené niektoré energetické charakteristiky okolozemského priestoru.

Ako je vidieť z Tab. 1 procesy vo vysokošírkovej oblasti nie sú rovnako energeticky výdatné. Detailnejší výskum ukazuje, že energetické charakteristiky sa odlišujú pre rôzne úrovne porušenosti magnetosféry. Je známe, že úroveň porušenosti sa dá dostatočne objektívne definovať pomocou indexov geomagnetickej aktivity (AE indexom pre vysokošírkové oblasti, D_{st} indexom pre nízkošírkové oblasti a K_p indexom pre stredné šírky). Tab. 1 Niektoré obecné energetické charakteristiky okolozemského priestoru.

Energia magnetosferického chvosta	$(3 - 30) \cdot 10^{15} \text{ J}$
Energia prstencového prúdu	$(2 - 10)$, 10^{15} J
Tok energie slnečnej radiácie	4.10^{26} W
Tok energie injekcie do prstencového prúdu	$(10 - 1000) \cdot 10^{10} \text{ W}$
Tok energie precipitácie aurorálnych častíc	$(2 - 10) \cdot 10^{10} W$
Tok energie disipácie vo vysokošírkovej ionosfére	$(2 - 10) \cdot 10^{10} W$
Tok energie polárnych žiar	(0,1 - 1) . 10 ¹⁰ W

Za pokojných podmienok v geomagnetickom poli (GMP) je K \pm 0, pričom subbúrková aktivita v aurorálnej oblasti sa utlmuje, miznú polárne žiare pozdĺž oválu (okrem difúznych). Samotný ovál (tak v severnej ako aj v južnej pologuli) sa zm ťuje, jeho vonkajšia hranica sa približuje k pólu. Tento stav, zodpovedajúci pokojným podmienkam v magnetosfére, jej zníženej energetickej aktivite, dostal názov "ground state" (podľa amerického geofyzika S. I. Akasofu). Družicové merania ukázali, že pre "ground state" stav, t.j. pre základný stav magnetosféry, je charakteristická dlhšie trvajúca severná orientácia B_z zložky medziplanetárneho poľa (MMP), kedy $B_z > 0$.

Ďalšie experimentálne údaje ako aj modelové výpočty však ukázali, že pre B_z > O nie je magnetosféra energeticky pasívna. Merania družice MAGSAT potvrdili, že systém pozdĺžnych prúdov (PP) v polárnej čiapke nezaniká pri B_z > O (3) a intenzita PP sa zväčšuje pri zväčšení B_z > O. Pri tom vznikajú aj variácie GMP, podľa ktorých sa dá spätne určiť intenzita PP v súlade so vzťahom

$$j'' = 0,796 . \frac{\partial B_y}{\partial x} , ? A/m^2$$

Výsledky pozorovaní ukazujú, že aj za predpokladu "ground state" existuje v polárnej čiapke rozdiel potenciálov $\Delta \mathscr{Y} \doteq 25$ kV, ktorému zodpovedá elektrické pole E = 10 mV/m. Pritom celková intenzita pozdĺžnych prúdov vytekajúcich z ionosféry (I⁻) a vtekajúcich do ionosféry (I⁺) je I⁺ = I⁻ = 1,9 . 10⁶ A za predpokladu, že j" = 0 pri $\mathscr{P} < 69^{\circ}$. Odpovedajúci tok energie Jouleovej disipácie dosahuje 3 . 10¹⁰ W. To znamená, že nie je oprávnené hovoriť o "ground state" ako o stave magnetosféry s najnižšou energetickou aktivitou.

Treba poznamenať, že za predpokladu "groudd state" nemôžeme použiť známy Akasofuov parameter (4) $\mathcal{E} = VB^2 \sin^4(\Theta/2) l_0^2$ pre výpočet energie vnášanej do magnetosféry, pretože vzhľadom na B₂ » O platí

$$tg \Theta = \frac{|B_{y}|}{B_{z}} \to 0,$$

čo znamená, že *É →* 0.

Za porušených podmienok v magneosfére zodpovedá rôznym úrovniam geomagnetickej porušenosti, ako ukázal S. I. Akasofu (5), určité hodnoty parametra ξ . Pri $10^{11} \leq \xi \leq 10^{12}$ W sa prejavuje subbúrková aktivita. Pri $\xi \geq 10^{12}$ W sa zintenzívňuje prstencový prúd a vzniká geomagnetická búrka. Teda vnášaná energia je zdrojom disipácie, ktorú môžeme kvantitatívne vyjadriť na základe pozemských meraní magnetosferických porúch použitím indexov geomagnetickej aktivity.

Problematikou energetiky magnetosferických procesov sa zaoberali viacerí autori. V súčasnosti sa ešte neustálil jednotný názor na procesy kumulovania energie (najmä pokiaľ ide o kumulovanie energie v chvoste) a je disipácie v rôznych oblastiach magnetosféry a ionosféry. Kvantitatívne hodnoty energetických charakteristík, získaných rôznymi autormi sa niekedy odlišujú (1). Svedčíto o zložitosti skúmaných procesov, o tesnom vzťahu ich energetiky a celkovej úrovne geomagnetickej porušenosti.

Tab. 2 dáva prehľad extrémnych charakteristík energetiky magnetosferických procesov pri výskyte subbúrok, resp. magnetických búrok, a to miernych (M), silných (S) a veľmi silných (VS).

Porucha		Tok energie disipácie, 10 ¹⁰ W				Integrálna energia, 10 ¹⁵ J			
	4		U _{DR}	U ^{sub} j	U _A		Q _{DR}	Q ^{sub} j	Q _A
Subbúrka				20-25	10-15			1-1,5	0,5-0,7
9		1 hlavná fáza	15	35	20		6	5,5	3
	M	2 návrat. fáza	10	25	· 15		4,5	8,5	4,5
Magnetická	_	1	40	40	25		10	10	5
búrka	S	. 2	25	30	20		10	15	9
~		1	40	75	45		15 ·	10	• 7
	vs	2.	20	30	20		5	10	8

Tab. 2 Energetické charakteristiky magnetosferickej poruchy

Vzťah medzi tokom energie uvoľňovanej v prstencovom prúde (U_{DR}), pri precipitácii aurorálnych častíc (U_A) a pri Jouleovej disipácii vo vysokošírkovej oblasti (U_j^{sub}), resp. integrálna energia pre odpovedajúce časové intervaly (Q_{DR} , Q_j^{sub} , Q_A) závisí na intenzite poruchy a v prípade geomagnetickej búrky sa tiež mení pri prechode od hlavnej fázy búrky k fáze návratu. Tieto rozdiely vystupujú ešte markantnejšie pri analýze konkrétnych subbúrok a magnetických búrok o rôznej intenzite. Na obr. 1 je znázornený priebeh jednotlivých energetických charakteristík U_j^{CON} je tok energie disipácie pri kvaziustálenej konvekcii) pri intenzívnej magnetickej búrke, charakterizovanej parametrom DR (vypočítava sa na základe D_{st} indexu redukciou magnetického poľa elektrických prúdov na magnetopauze). Pred nábehom na hlavnú fázu je $U_{DR} \leq U_j^{sub}$ v hlavnej fáze búrky $U_{DR} = 1,5 U_j^{sub}$, vo fáze návratu tok energie uvoľňovanej v polárnej ionosfére prevyšuje tok energie U_{DR} .



Obr. 1

Variácie DR(nTň, AE(nT), U^{con}(W), U^{sub}_j(W), U_A(W) a U_{DR}(W) pre intenzívnu magnetickú búrku 31. 3. – 3. 4. 1973.

Energetické charakteristiky magnetosferických porúch sa podrobnejšie diskutujú v (1).

Energetika magnetosferických procesov je dôležitým aspektom pochopenia procesov v hornej atmosfére. Ak vychádzame z predpokladu, že len $\sim 10\%$ energie uvoľnenej v prstencovom prúde postupuje do hornej atmosféry (6), potom pri analýze geofyzikálnych úkazov v hornej atmosfére treba počítať s prísunom energie dvojakým spôsobom. V oblasti L ≤ 6 (do 6 zemských polomerov) prevláda energia disipácie z prstencového prúdu, kdežto v oblasti L ≤ 4 energia Jouleovej disipácie, ktorá je o jeden rád vyššia.

- 310 -
LITERATÚRA

Feldstein, Ya. I.; Levitin, A. E.; Pisarskij, V. Yu; Rudneva, N. M.; Grafe, A.; Ochabová, A.; Prigancová, A: Energy Regimes in the Earth's Magnetospere. Studia geoph. et geod. 30 (1986), 268, (1)

- Kovalevskij, I. V.: Nekotorye voprosy energetiki solnečno-zemskych sviazej. Sb. Mežplanetnaja sreda i magnitosfera Zemli. Nauka 1982, 25, (2)
- Iijima, T.; Potemra, T. A.; Zanetti. L. J.; Bythrov, P. F.: Large-scale Birkeland Currents in the Dayside Polar Region During Strongly Northward IMF - a new Birkeland Current System. Preprint APL/JHU, 1984, (3)
- Perreault, P.: Akasofu. S. I.: A Study of geom. storms. Geoph. J. R astron. Soc. 54 (1978), 547, (4)

Akasofu, S. I.: Pre istion of Development of Geomagnetic Storms Using the Solar Wind-Magnetosphere Energy Coupling Function. Planet. Space Sci., 29 (1981), 1151 (5)

Tinsley, B. A.: Neutral atom precipitation - a review. J. Atm. Terr. Phys. 43 (1981), 617, (6).

NĚKTERÉ PARAMETRY GEOMAGNETICKÝCH PULSACÍ VE VZTAHU K PODMÍNKÁM V MEZIPLANETÁRNÍM PROSTŘEDÍ

J. Střeštík, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

ABSTRAKT

V práci je ukázáno, jak perioda a polarizační charakteristiky pulsací Pc3 jsou ovlivňovány hodnotami parametrů meziplanetarního prostředí a jak je možno pulsací využít k odhadu hodnot těchto parametrů.

Je všeobecně známo, že veškeré zdroje všech projevů geomagnetické aktivity leží mimo Zemi, převážně na Slunci. Energie ze Slunce se šíří ve formě korpuskulárního a vlnového záření. V meziplanetérním prostředí jsou tyto děje dále ovlivňovány vlastnostmi meziplanetráního prostředí.

Od doby zahájení letů umělých družic Země máme k dispozici přímá měření fyzikálních veličin v okolí Země. Je proto možné tyto hodnoty porovnávat s hodnotami různých veličin naměřenými na zemském povrchu. Této otázce jsme věnovali velkou pozornost v (1). Geomagnetické pulsace zde byly zastoupeny pouze pulsačními indexy, které zavisely na průměrné denní amplitudě pulsací v daném frekvenčním pásmu. Pulsace však mají také různé periody a polarizační charakteristiky. Z literatury je znám pouze vztah mezi periodou pulsací a intenzitou meziplanetráního magnetického pole ve tvaru T = 160/8. Ostatní veličiny nebyly zkoumány.

K dispozici máme soubor pulsací Pc3 ze stanice Budkov z letních měsíců 1968 a 1969 v celkovém počtu 320 vzorků o délce 7 – 8 minut. U každého vzorku byla stanovena převládající frekvence $\omega = 2\pi/T$ a jí odpovídající polarizační charakteristiky: zploštění polarizační elipsy \prec , orientace hlavní poloosy Υ a smysl rotace poruchového vektoru. Ke každému vzorku byly vyhledány parametry meziplanetárního prostředí – intenzita B, její složky B_z a B_x (vertikální a radiální) včetně jejich absolutních hodnot $|B_z|$ a $|B_x|$, dále rychlost slunečního větru v a koncentrace částic N /podle (2)/.

V Tab. 1 jsou uvedeny střední hodnoty některých parametrů meziplanetárního prostředí v době výskytu pulsací Pc3 s levotočivým(L) a pravotočivým (R) smyslem rotace poruchového vektoru. Smysl rotace nemá žádnou souvislost s denní dobou (jako by tomu bylo např. u pulsací Pc5). Hodnoty na řádku "průměr" jsou spočtěny za všechny dny nezávisle na výskytu pulsací a jsou převzaty z (3). Z tabulky je především vidět, že pulsace Pc3 se obecně vyskytují v době zvýšených hodnot B, $|B_z|$, $|B_x|$ a v, což všechno odpovídá mírně zvýšené úrovni celkové geomagnetické aktivity.

Tab. 1

veličina	• В	B ₇	B _x	B ₇	B _x	v	N
rozměr	лT	nŤ	nī	nŤ	nT	km/s	část/cm ³
průměr	5,95	-0,23	0,22	1,07	2,66	433	5,4
Pc3 L	6,67	0,03	0,66	1,62	4,58	455	4,7
Pc3 R	6,53	-0,04	2,07	1,64	4,48	477	4,1

Vzájemnou korelaci mezi jednotlivými polarizačními parametry a parametry meziplanetárního prostředí vyjádřenou pomocí korelačních koeficientů uvádíme v Tab. 2.Údaje platí pro celý soubor dat, pouze při korelaci ω s meziplanetárními parametry jsme soubor rozdělili do dvou skupin podle smyslu rotace poruchového vektoru. Hodnoty uvádené v Tab. 2 jsou vcelku nižší, než s jakými sme se setkali v (1) u indexů celkové geomagnetické aktivity. Nejvyšší hodnoty jsou u vztahu ω vs. B,

Tab. 2

af an inclusion to a superior of a	В	Bz	^B x	B _z	B _x	v	N
ω	0,52	0,17	0,23	0,26	0,16	0,29	0,16
ωL	0 ,50	0,02	0,28	0,15	0,29	0,17	0,12
ωR	0,53	0,28	0,18	0,32	0,07	0,32	0,24
L	0,14	0,06	-0,08	-0,24	0,05	-0,08	-0,02
¥	-0,06	-0,03	0,12	0,03	-0,07	0,18	0,05

za pozornost stojí dále \measuredangle vs. $|B_z|$ - při horizontální polarizaci MMP (B_z = 0) je polarizační elipsa u pulsací širší. Budiž ještě řečeno, že hranice 5% významnosti korelačních koeficientů je 0,11, takže koeficienty pro mnohé kombinace parametrů leží už pod touto úrovní.



Některé z dobrých korelací si ukážeme ještě graficky. Na Obr. 1 jsou uvedeny ve formě schodového grafu, t.j. střední hodnoty příslušného polarizačního parametru v období, kdy se odpovídajícího meziplanetárního parametru pohybovaly ve vyznačeném rozmezí. Kolem těchto středních hodnot je samozřejmě velký rozptyl. Nejvýraznější je závislost mezi 🛥 a B, pro mnohé dvojice není vzrůst či pokles monotonní.

Určení vztahů mezi veličinami meziplanetárního prostředí a polarizačními vlastnostmi pulsací může přispět ke zpřesnění představ o vzniku a šíření pulsací. Nalezené vztahy mají též praktický význam. Na základě znalosti naměřených veličin na Zemi můžeme usuzovat na poměry v meziplanetárním prostředí. Ke stejnému účelu jsme využili v (1) různé indexy geomagnetické aktivity a určili jsme postup, jak z hodnot těchto indexů odhadnout hodnoty některých veličin v meziplanetárním prostředí. Korelační koeficienty mezi porovnávanými soubory byly ovšem vyšší a tím i odhad přesnější.

Odhad hodnot některých meziplanetárních veličin na základě polarizačních charakteristik pulsací si ukážeme opět na schodovém grafu na Obr. 2. Jsou zde v podstatě závislosti překreslené tak, aby na vodorovné ose byla hodnota týkající se pulsací a na svislé týkající se meziplanetárního prostředí.



Číselně lze závislost mezi dvěma veličinami vyjádřit pomocí regresních koeficientů, což jsme též použili v (1). I zde jsme spočítali koeficienty a, b ve vztahu y = a + bx, kde na místě x stojí vždy některý měřená parametr a na místě y některá meziplanetární veličina. Některé koeficienty uvádímc v Tab. 3. Hodnoty regresních koeficientů samy o sebě nejsou názorné. Jejich velikost závisí na tom, jakých hodnot veličiny x a y nabývají a v jakém rozmezí se pohybují.

veličina	В	Bz	B _x	B _z	B _x	v	N
. 8	3,13	-1,26	-3,21	0, 4 6	3,53	495	3,46
ω_{b}	14,30	5,30	18,00	4,80	4,20	-121	3,60
a	6,36	0,06	1,50	1,83	4,50	469	4,42
Lb	0,10	-0,13	-1,21	-0,79	0,15	-18,7	-0,12

Použití regresních koeficientů si ještě ukážeme graficky. Na Obr. 3 vlevo je takto uveden vztah mezi a v (plná čára, stupnice vlevo), resp. B (čárkovaně, stupnice vpravo). Protože korelace je slabá a hodnoty koeficientu h jsou relativně malé, je i sklon obou regresních přímek poměrně malý, tzn. s měnící se hodnotou se hodnoty v a B mění jen v malém rozmezí. Na obrázku vpravo je uveden obdobný vztah mezi a B. Plná čára platí pro celý soubor dat, nahoře pro pulsace s pravotočivou rotací, dole s levotočivou rotací poruchového vektoru.

- 315 -





Obdobným způsobem je možno soubor dělit na základě řady kritérií, a často se regresní přímky pro jednotlivé podsoubory liší. Toto jsme provedli v (1) a ukázali jsme, že často se tak může zpřesnit odhad hodnot meziplanetárních veličin. Dělení má ovšem smysl jen tehdy, je-li korelace dostatečně těsná, což v našem případě časté není. Využití vztahů mezi polarizačními parametry pulsací a meziplanetárními veličinami k odhadu hodnot některých veličin samo o sobě nestačí. Lze je chápat jen jako doplňkovou službu, kdy s jejich pomocí zpřesňujeme či korigujeme odhad provedený pomocí indexů celkové geomagnetické aktivity.

LITERATURA

Střeštík, J.: 1984, Vztahy mezi meziplanetrátím magnetickým polem a geomagnetickou aktivitou, VII. Celoštátny slnečný seminár, (1)

King, J. H.: 1977, sept., Interplanetary Medium Data Book, Appendix., National Space Science Data Center, WDC-A, (2)

Střeštík, J.: 1984, Statistical properties of geomagnetic pulsations Part III – Correlation with the interplanetary magnetic field. Travaux géophysiques 1982, Academia, Praha (3).

GEOMAGNETICKÁ AKTIVITA A CESTNÉ DOPRAVNÉ NEHODY

M. Bieleková, Geofyzikálny ústav CGV SAV Bratislava

ABSTRAKT

V referáte sa skúma cestná dopravná nehodovosť v súvislosti s bežnými faktormi a GA na základe ich denných hodnôt vo vybraných mesiacoch z ročných období r. 1979 – 1982. Analýzou 16 údajových súborov, ktoré predstavujú 35% z celkového počtu nehôd v Bratislave v uvedených rokoch, bolo zistené, že GA prispieva k zvýšeniu úhrnnej korelácie maximálne o 5,3%; maximálny vplyv GA na nehodovosť je v rôznych ročných obdobiach uvažovaných rokov, pričom jej minimálny vplyv je spravidla v zime. Analýza (1) je doplnená výsledkami z r. 1982.

ÚVOD

Rozsiahle a dlhodobé výskumy poukázali na biotropné účinky slnečnej a geomagnetickej aktivity (GA). Určitým príspevkom k poznávaniu biotropnosti vonkajších prírodných faktorov sú práce (I – 4), v ktorých sa skúma cestná dopravná nehodovosť v závislosti od bežných faktorov a od ďalšieho parametra, ktorým je slnečná aktivita (1,2), GA (3), teplota vzduchu, tlak vzduchu a zrážky (4). Metódou viacnásobnej lineárnej regresnej analýzy bolo zistené, že z uvedených parametrov najviac vplýva na nehodovosť počasie.

V predloženej práci sú vyhodnotené cestné dopravné nehody v Bratislave z jednotlivých dní vo vybraných mesiacoch r. 1979 – 1982 v súvislosti s bežnými faktormi a GA. Je doplnená analogická analýza nehodovosti v súvislosti so slnečnou aktivitou pre rok 1982, o ktorej sa referovalo v (1).

2. GEOMÁGNETICKÉ CHARAKTERISTIKY A ICH POUŽITIE

GA - miera porušenosti magnetického poľa Zeme je podmieňovaná slnečnou aktivitou a procesmi v systéme Slnko - Zem - medziplanetárny priestor, hlavne prostredníctvom slnečného vetra a rozložením medziplanetárneho magnetického poľa (MMP). Pri južnej orientácii MMP sa prenáša energia slnečného vetra do magnetosféry plynulejšie, čo má za následok zvýšenie GA. Sektorová štruktúra MMP tiež ovplyvňuje úroveň GA.

GA je charakterizovaná rôznymi indexami. Najčastejšie sa používajú indexy Kp, Ap, AE, Dst. Tieto geomagnetické charakteristiky sú výstižne popísané v (5). Ich variácie – denné, rekurentné, sezónne a cyklecké sú objasnené a znázornené v (6). Indexy GA sa často používajú v rôznych vedných disciplínach a tiež pre účely interdisciplinárnych výskumov. Napr. hodnoty K-indexov z Geomagnetického observatória v Hurbanove sa pravideľne mesačne zasielajú svetovým centrám údajov (Boulder, Moskva, Copenhagen), geofyzikálnym, astronomickým pracoviskám ako aj geologickým, banským, hydrometeorologickým, hydrografickým a biologicko-lekárskym pracovníkom.

Do popredia sa dostáva výskum vplyvov GA na biosféru a človeka. Jedným ukazovateľom psychiky človeka, jeho reakcie na vonkajšie prírodné faktory, hlavne na ich náhle zmeny, môže byť dopravná nehodovosť.

3. ANALÝZA PRAJAVU GEOMAGNETICKEJ AKTIVITY V CESTNEJ DOPRAVNEJ NEHODOVOSTI

Prejav GA v cestnej dopravnej nehodovosti sa skúma v porovnaní s ďalšími bežnými faktormi na základe ich denných hodnôt vo vybraných mesiacoch (január, marec, júl, september) z ročných období v jednotlivých rokoch 1979 – 1982. Rieši sa rovnica

$$N = A_0 + A_1 N_a + A_2 N_t + A_3 N_s + A_4 N_p + A_5 A_k$$

kde premenné N_a , N_t , $N_{\check{S}}$, N_p (počet nehôd, ktorých príčinou bol alkohol, technická závada na vozidle alebo vozovke, šmyk, nepriaznivá poveternostná situácia v jednotlivých dňoch vyšetrovaných mesiacov) a A_k , (GA charakterizovaná priemernou dennou amplitúdou porušenosti geomagnetického poľa v Hurbanove) sú vzájomne nezávislé. Regresné koeficienty A_o , A_5 a úhrnný korelačný koeficient R boli vypočítané metódou najmenších štvorcov pre 16 údajových súborov, charakterizujúcich do určitej miery ročné obdobia vyšetrovaných rokov. Boli uvažované údaje o cestnej dopravnej nehodovosti N v Bratislave, ktoré nám poskytovalo MV SSR. Percentuálny výskyt tejto nehodovosti vo vybraných mesiacoch z celkového počtu nehôd v Bratislave v období január 1979 – október 1982 udáva Tab. 1. Ako vidieť v analýze sa uvažuje takmer 35% z uvedených nehôd.

s		N`, %	S		N`, %
1	1979 január	2,86	9	1981 január	2,38
2	marec	2,45	10	marec	2,00
3	júl	2,40	11	júl ·	2,14
Ą	september.	2,04	12	september	2,28
5	1980 január	2,31	13	1982 január	1,70
6	marec	2,13	14	marec	1,52
7	júl	2,25	15	júl	1,80
8	september	2,66	16	september	2,06

Tab. 1

- 318 -

Výsledky regresnej analýzy vzťahu medzi nehodovosťou cestnej premávky a jej faktormi sú uvedené pre jednotlivé súbory (s) v Tab. 2: Regresné koeficienty, úhrnné korelačné koeficienty R₁ (pri použití 5 uvedených faktorov), R₂ (pri použití 4 faktorov, t.j. bez uvažovania GA) a smerodatná odchýlka \mathcal{G}_1 , \mathcal{G}_2 nehodovosti. Príspevok GA do úhrnej korelácie je označený ako

$$A_{k} = R_{1} - R_{2}$$

Hodnoty úhrnného korelačného koeficienta R₁ sú výrazné (58 – 95%) a sú vyššie ako hodnoty R₂. Príspevok GA do úhrnnej korelácie je maximálny v júli 1982 (5,3%). Minimálny vplyv GA na nehodovosť sa prejavuje spravidla v januári.

Porovnaním získaných výsledkov v tejto analýze s výsledkami práce (3), kde bola urobená obdobná analýza nehodovosti, ale na základe mesačných údajov, sa ukázalo, že vplyv GA na nehodovosť je preukazateľný menej pre denné údaje ako pre mesačné údaje.

				4 B		100				
A _o	A ₁	A ₂	A ₃	A ₄	А ₅	R ₁ ,%	^R 2, [%]	σ ₁	۲ ₂	ΔA _k ,%
5,00	0,97	4,53	1,04	-0,02	-0,02	95,28	.95,26	3,52	3,46	0,02
7,83	2,97	0,06	1,56	0,41	-0,09	77,18	74,87	3,60	3,68	2,31
8,77	2,27	-0,83	1,19	D,78	-0,05	71,48	71,26	3,98	3,02	0,22
6,10	2,49	-1,27	2,00	0,51	0,10	83,23	81,37	3,17	3,25	1,86
6,61	0,71	-0,84	0,84	0,56	-0,13	84,61	82,93	3,56	3,66	1,68
5,79	1,33	1,13	1,13	0,93	0,08	69,89	69,31	4,00	3,95	0,58
10,28	-0,87	1,99	-1,13	1,01	-0,10	65,68	64,07	3,61	3,61	1,61
9,78	-0,43	0,27	2,14	0,18	0,12	64,43	63,70	3,47	3,42	0,73
4,67	1,43	4,43	0,94	0,42	-0,11	94,05	93,86	3,05	3,03	0,19
7,18	0,94	3,29	-1,27	1,03	-0,03	67,79	67,38	3,10	3,06	0,41
7,93	0,44	·2,27	1,99	0,73	-0,01	58,40	57,95	3,02	2,97	0,45
8,56	2,70	-0,39	0,00	0,61	-0,10	67,48	66,55	4,31	4,27	0,93
2,30	1,94	3,28	1,01	0,09	0,00	85,08	85,08	2,58	2,53	0,00
4,50	1,71	-0,16	0,98	0,14	0,03	61,36	60,30	2,80	2,78	0,06
7,57	-1,81	1,52	1,05	0,65	-0,04	59,86	54,59	3,71	3,81	5,27
5,71	1,85	%,67	1,21	1,34	0,00	77,42	77,31	3,47	3,40	0,11
	A ₀ 5,00 7,83 8,77 6,10 6,61 5,79 10,28 9,78 4,67 7,18 7,93 8,56 2,30 4,50 7,57 5,71	$\begin{array}{c ccc} A_0 & A_1 \\ \hline 5,00 & {\bf 0},97 \\ 7,83 & 2,97 \\ 8,77 & 2,27 \\ 6,10 & 2,49 \\ 6,61 & 0,71 \\ 5,79 & 1,33 \\ 10,28 & -0,87 \\ 9,78 & -0,43 \\ 4,67 & 1,43 \\ 7,18 & 0,94 \\ 7,93 & 0,44 \\ 8,56 & 2,70 \\ 2,30 & 1,94 \\ 4,50 & 1,71 \\ 7,57 & -1,81 \\ 5,71 & 1,85 \\ \end{array}$	$\begin{array}{c ccccccccccccccccccccccccccccccccccc$	$\begin{array}{c ccccccccccccccccccccccccccccccccccc$	$\begin{array}{c ccccccccccccccccccccccccccccccccccc$	$\begin{array}{c ccccccccccccccccccccccccccccccccccc$	A_0 A_1 A_2 A_3 A_4 A_5 $R_1,\%$ 5,00 0 ,974,531,04 $-0,02$ $-0,02$ 95,287,832,970,061,560,41 $-0,09$ 77,188,772,27 $-0,83$ 1,190,78 $-0,05$ 71,486,102,49 $-1,27$ 2,000,510,1083,236,610,71 $-0,84$ 0,840,56 $-0,13$ 84,615,791,331,131,130,930,0869,8910,28 $-0,87$ 1,99 $-1,13$ 1,01 $-0,10$ 65,689,78 $-0,43$ 0,272,140,180,1264,434,671,434,430,940,42 $-0,11$ 94,057,180,943,29 $-1,27$ 1,03 $-0,03$ 67,797,930,442,271,990,73 $-0,01$ 58,408,562,70 $-0,39$ 0,000,61 $-0,10$ 67,482,301,943,281,010,090,0085,084,501,71 $-0,16$ 0,980,140,0361,367,57 $-1,81$ 1,521,050,65 $-0,04$ 59,865,711,85%,671,211,340,0077,42	A_0 A_1 A_2 A_3 A_4 A_5 $R_1,\%$ $R_2,\%$ 5,00 $0,97$ $4,53$ $1,04$ $-0,02$ $-0,02$ $95,28$ $95,26$ 7,83 $2,97$ $0,06$ $1,56$ $0,41$ $-0,09$ $77,18$ $74,87$ $8,77$ $2,27$ $-0,83$ $1,19$ $0,78$ $-0,05$ $71,48$ $71,26$ $6,10$ $2,49$ $-1,27$ $2,00$ $0,51$ $0,10$ $83,23$ $81,37$ $6,61$ $0,71$ $-0,84$ $0,84$ $0,56$ $-0,13$ $84,61$ $82,93$ $5,79$ $1,33$ $1,13$ $1,13$ $0,93$ $0,08$ $69,89$ $69,31$ $10,28$ $-0,87$ $1,99$ $-1,13$ $1,01$ $-0,10$ $65,68$ $64,07$ $9,78$ $-0,43$ $0,27$ $2,14$ $0,18$ $0,12$ $64,43$ $63,70$ $4,67$ $1,43$ $4,43$ $0,94$ $0,42$ $-0,11$ $94,05$ $93,86$ $7,18$ $0,94$ $3,29$ $-1,27$ $1,03$ $-0,03$ $67,79$ $67,38$ $7,93$ $0,44$ $2,27$ $1,99$ $0,73$ $-0,01$ $58,40$ $57,95$ $8,56$ $2,70$ $-0,39$ $0,00$ $0,61$ $-0,10$ $67,48$ $66,55$ $2,30$ $1,94$ $3,28$ $1,01$ $0,09$ $0,00$ $85,08$ $85,08$ $4,50$ $1,71$ $-0,16$ $0,98$ $0,14$ $0,03$ $61,36$ $60,30$ $7,57$ $-1,81$ $1,52$ $1,05$ </td <td>$\begin{array}{c ccccccccccccccccccccccccccccccccccc$</td> <td>$\begin{array}{c ccccccccccccccccccccccccccccccccccc$</td>	$\begin{array}{c ccccccccccccccccccccccccccccccccccc$	$ \begin{array}{c ccccccccccccccccccccccccccccccccccc$

Tab. 2

4. PREJAV SLNEČNEJ AKTIVITY V CESTNEJ DOPRAVNEJ NEHODOVOSTI

Výsledky analýzy cestnej dopravnej nehodovosti v Bratislave pre vybrané mesiace r. 1982 v súvislošti so slnečnou aktivitou, charakterizovanou Wolfovými číslami slnečných škvŕn, sú uvedené v Tab. 3. Tieto ďalšie štyri súbory údajov doplňujú prácu (1). Hodnoty úhrnných korelačných koeficientov sú aj pre tieto súbory výrazné (61 – 85%). Príspevok slnečnej aktivity Δ W do úhrnnej korelácie predstavuje v júli 1982 až vyše 8%. Na rozdiel od Δ A_k, Δ W v ročnom chode podľa vybraných mesiacov vykazuje určitú pravideľnosť: maximálny vplyv slnečnej aktivity na nehodovosť je spravidla v lete, pričom jej minimálny vplyv je v zime. - 320 -

Tab. 3

s	A _o	A ₁	A2	A 3	A ₄	A ₅	R ₁ ,%	R ₂ ,%	σ1	σ2	⊿w,%
13	2,12	1,90	3,29	1,01	0,07	0,00	85,09	85,08	2,58	2,53	0,01
14	7,08	1,75	-0,20	0,88	0,19	-0,01	60,82	60,30	2,82	2,78	0,52
15	8,40	-2,17	0,84	0,83	-0,02	62,85	54,59	3,60	3,81	8,26	
16	12,39	2,11	0,46	1,15	1,24	-0,05	81,68	77,31	3,16	3,40	4,37

Získané výsledky pre rok 1982 potvrdzujú analýzu (1), že vplyv slnečnej aktivity na nehodovosť je preukazateľný viac pre denné údaje ako pre mesačné údaje.

ZÁVER

Uvedené výsledky nadväzujú na predchádzajúce práce (1 - 4) o hodnotení rôznych faktorov, ktoré môžu vplývať na cestnú nehodovosť. Dôraz sa kládol na geomagnetickú a slnečnú aktivitu, pričom bolo vymedzené pôsobenie týchto aktivít na účastníkov cestnej premávky použitím denných údajov, ktoré charakterizovali odpovedajúcu cestnú situáciu. Výsledky boli porovnané s analýzou nehodovosti použitím mesačných údajov, (2,3). Potvrdilo sa, že vplyv nepriamych faktorov - geomagnetickej a slnečnej aktivity na psychiku vodičov je preukazateľný v analýze viacnásobnej lineárnej regresie údajov rôzneho časového formátu.

LITERATÚRA

Bieleková, M.: Slnečná aktivita a cestné dopravné nehody. Zborník referátov zo 7. celoštátneho slnečného seminára, Tatranská Lomnica 1984, 279 – 284, (1)

Bieleková, M.: Nehodovosť v cestnej premávke, slnečná aktivita a počasie. Zb: Problémy rozvoja bioklimatológie v ČSSR, Bratislava 1984, 10 – 17, (2)

Bieleková, M.: O priamych a nepriamych faktoroch vplývajúcich na nehodovosť v cestnej premávke. Zb. Kozmogénne vplyvy a človek, Tatranská Lomnica 1983, 167 - 174, (3)

Bieleková, M.: Cestné dopravné nehody a počasie. Zb. Bioklimatologické pracovné ni, Bratislava 1985, v tlači, (4)

Prigancová, A. (ed.): Zb. Kozmogénne vplyvy a človek, (5)

Prigancová, A. (ed.): Metodická príručka Faktor slnečnej a geomagnetickej aktivity v životnom prostredí, Bratislava 1985, (6).

POLROČNÉ A ROČNÉ VARIÁCIE GEOMAGNETICKEJ AKTIVITY V HURBANOVE Z HĽADISKA AXIÁLNEJ A ROVNODENNOSTNEJ HYPOTÉZY

J. Kiss, Geofyzikálny ústav SAV, Hurbanovo

ABSTRAKT

Jednou z najskôr objavených variácií geomagnetickej aktivity je polročná variácia. Skoro od objavenia tejto variácie existuje spor medzi zástancami axiálnej a rovnodennostnej hypotézy o pôvode tejto variácie. V tejto práci na vyše tridsaťročnom rade hurbanovských \sum k a A_k indexov, ako aj zložiek geomagnetického poľa je skúmaný výskyt a príčina vzniku polročnej a ročnej variácie geomagnetickej aktivity.

Je známe, že geomagnetická aktivita vykazuje variácie s rôznymi periódami počnúc od mikropulzácií s periódami od zlomkov sekúnd cez 27 denné variácie, až po dlhodobé sekulárne variácie. Jedným z najskôr objavených variácií je polročná variácia geomagnetickej aktivity, s ktorou sa zaoberal Cortie už v roku 1912, o dvadsať rokov neskôr Bartels a celý rad ďalších autorov. Od tých prvých dvoch autorov pochádzajú však najznámejšie teórie na vysvetlenie príčiny tejto variácie: axiálna a rovnodennostná. Polročná variácia geomagnetickej aktivity sa objaví ako jarné a jesenné maximum pri dlhoročných mesačných priemeroch rôznych geomagnetických indexov. Cortie pri hľadaní maxima chodu poruchovej úrovne geomagnetickej aktivity našiel dve maximá a to na konci februára a na konci augusta, preto za príčinu tejto variácie považoval zmenu heliografickej šírky Zeme v priebehu roka, ktorá dosahuje maxima južnej a severnej heliografickej šírky 5. marca a 7. septembra (± 7,2⁰), čo je dôsledkom toho, že ekliptika a slnečný rovník nie sú v jednej rovine, ale uzavierajú uhol 7,2⁰ (Axiálna hypotéza). Bartels pri vyšetrovaní polročnej variácie používal mesačné priemery u-indexov z období 1872 -- 1930. Údaje z 59 rokov rozdelil do troch skupín podľa porušenosti geomagnetického poľa v priebehu roka. Podľa ročného priemeru u-indexov vybral poruchové, mierne poruchové a kľudné roky zo skúmaného obdobia. Na Obr. 1 vidieť krivky, ktoré zobrazujú priebeh mesačných hodnôt u-indexov pre tie tri súbory. Vidíme, že vo všetkých troch prípadoch priebeh kriviek jasne svedčí o polročnej perióde. Napriek tomu určenie maxím a miním nie je jednoznačné. Bartels robil aj ďalšie testy pre objasnenie príčiny tejto variácie, na základe ktorých potom navrhol ako možné vysvetlenie polročnej variácie to, že vektor slnečnej plazmy v čase slnovratu je viac sklonený k ose zemského dipólu oproti hodnotám v rovnodennostiach (rovnodennostná hypotéza). Neskoršie pozorovania zase znova potvrdili axiálnu hypotézu, keď Hundhausen a kol. pri analýze parametrov plazmy slnečného vetra z meraní družice Vela zistili závislosť od heliografickej šírky, presnejšie: vysoké priemery hustôt a nízke priemery rýchlostí toku častíc slnečného vetra boli pozorované blízko slnečného rovníka a opačne, nízke priemery hustôt a vysoké priemery rýchlostí boli pozorované blízko extrémnych hodnôt heliografickej šírky Zeme. Ešte mnoho autorov sa zaoberalo touto problematikou, ktorí so svojimi argumentmi stáli na strane jednej alebo druhej hypotézy alebo vytvorili ďalšiu.



Óbr. 1

Ročná variácia mesačných hodnôt U indexov pre porušené (hore) mierne porušené (v strede) a kľudné roky (dolu) spriemernené z rokov 1872 - 1930 (1).

Jeden z najpodrobnejších rozborov tejto problematiky bol prevedený Russelom a McPherronom v roku 1973. Po hodnotení rôznych predchádzajúcich modelov vytvorili nový, ktorý spojil v sebe aj axiálnu aj rovnodennostnú hypotézu. Na základe tohto modelu je vznik polročnej variácie spojený so zmenou pravdepodobnosti výskytu južne smerujúcej zložky medziplanetárneho megnetického poľa v slnečno – magnetosférických súradniciach (GSM), spôsobená zmenou heliografickej šírky Zeme, ako aj zmenou smeru rotačnej osy Zeme voči slnečnému vetru resp. MMP. Na Obr. 2 vidíme jednu z možných orientácií Y-Z rovín slnečno ekvatoriálneho (GSEQ), slnečno ekliptického (GSE) a slnečno magnetosférického systému súradníc. Tieto geocentrické systémy súradníc majú spoločnú X-ovú os smerujúcu na Slnko, ale Y a Z osy



Obr. 2

Jedna z možných orientácií Y–Z rovín slnečno ekvatoriálneho (GSEQ), slnečno ekliptického (GSE) a slnečno magnetosférického systému súradníc (7). sú rozdielne otočené. Uhol medzi osami systémov GSEO a GSM je funkciou času v priebehu dňa, ako aj funkciou dní v roku. Uhol medzi osami v GSEO a GSE systémov súradníc je len funkciou dní v roku.

727 -

Medziplanetárne magnetické pole pozdĺž ideálnej špirály môže mať X, Y-ovú zložku v GSEQ systéme súradníc, ale nie Z zložku (X zložka je rovnaká vo všetkých troch systémoch). Oproti tomu, ako aj vidíme na Obr. 2, v ďalších dvoch systémoch súradníc existuje aj Z zložka. Samozrejme keď predpokladáme, že medziplanetárne magnetické pole smeruje rovnako dlho ku Slnku a od Slnka, potom takto vznikajúca južne a severne smerujúca B_Z zložka je v priemere nulová. Ale keď berieme do úvahy Rosenbergov-Colemanov efekt, podľa ktorého, ak Zem pri svojom pohybe okolo Slnka dosiahne maximálnu odchýlku od roviny slnečného rovníka, potom prevláda magnetická polarita najbližšieho polárneho poľa, teda v marci smerom ku Slnku a v septembri od Slnka (v takom cykle, v ktorom je severná polarita na severnej pologuli). Na Obr. 3 je zobrazená denná a ročná variácia efektívnej južne smerujúcej zložky medziplanetráneho magnetického poľa v GSM systéme súradníc vznikajúcej z MMP o intenzite 5 nT smerujúcej ku Slnku a od Slnka (v marci resp. septembri) pozdĺž ideálnej špirály v GSEQ systéme súradníc (7). Je dobre viditeľné, že



Obr. 3

Denná a ročná variácia efektívnej južne smerujúcej zložky medziplanetárneho poľa (v nT) v GSM systéme súradníc vznikajúcej z MMP o intenzite 5 nT smerujúcej ku Slnku *a* od Slnka v marci resp. v septembri pozdĺž ideálnej špirály v GSEQ systéme súradníc (7).

maximum takto vznikajúcej južne smerujúcej zložky MMP pripadá na začiatok apríla a na začiatok októbra, na základe čoho berúc do úvahy geoaktívnu rolu južne smerujúcej B_Z zložky MMP predpovedali, že maximum polročnej variácie nepripadá ani na 5. marca a septembra, ani na 21. marca a septembra, ale na začiatok apríla a na začiatok októbra. Za dôkaz svojej hypotézy považovali priebeh kriviek na Obr. 1, kde zo šiestich maxím dve sa nachádzajú v marci, jeden v apríli a tri v októbri. Toto, ale ani ďalšie uvedené argumenty, opierajúce sa na počet vyskytujúcich sa geomagnetických búrok v jednotlivých mesiacoch roka vzhľadom na to, že sú pou-

\$ 1

žívané mesačné priemery, neukazujú dostatočne jemne priebeh porušenosti geomagnetického poľa za ročné obdobie. Cieľom tejto práce bolo presnejšie overiť týmto modelom predpovedaný priebeh polročnej variácie použitím denných hurbanovských ∑ K a A_K indexov a denných priemerných hodnôt horizontálnej zložky GMP z obdobia 1953 – 1984, teda na 32 – ročnom časovom rade. Z vyše 10 tisíc hodnôt pre každý index alebo H zložku GMP boli spriemerované hodnoty pre každý deň v roku, a takto sa získali časové rady s 365 hodnotami. Tieto časové rady boli vyhladené kĺzavým priemerom. Kĺzavý priemer môžeme počítať podľa vzťahu:

$$\bar{x}_{t} = \sum_{i=-r}^{r} w_{i} x_{t-i}$$
 (t = r+1, r+2,....,n-r)

kde x_t je postupnosť čísel alebo náhodných veličín a w_i sú tzv. váhy, pričom platí

$$\sum_{i=-r}^{r} w_i = 1.$$

Keď sú y₁, y₂, pozorovania časového radu a keď p je dĺžka periódy, vplyv ktorej má byť vyrovnaný, potom rad vyrovnaných hoďnôt u₊ je definovaný vzťahom

 $u_{t} = \begin{cases} \frac{1}{2 r+1} \sum_{i=-r}^{r} y_{t-i} & \text{ked} \ p = 2r+1 \\ \frac{1}{4r} \sum_{i=-r+1}^{r} y_{t-i} + \sum_{i=-r}^{r-1} y_{t-i} & \text{ked} \ p = 2r \end{cases}$

v našom prípade bola vybraná dĺžka periódy p = 27 pre elimináciu vplyvu variácie spôsobenej slnečneou rotáciou. Krivka, ktorá bola získaná z priemerných 🏹 K hodnôt po vyhladení kĺzavým priemerom je na Obr. 4. Napriek tomu, že K-index ako semilogaritmický index je považovaný za menej vhodný na vyjadrenie variácií, na uvedenom obraze je jasne zbadateľná polročná variácia geomagnetickej aktivity v Hurbanove a maximá sa veľmi dobre zhodujú s predpoveďou Russel - McPherronovho modelu, t.j. pripadajú na začiatok apríla a na začiatok októbra. Vidíme tu ešte lokálne maximá v dňoch 7. marca a 9. septembra veľmi blízko k dátam extrémnych hodnôt heliografickej šírky Zeme. Minimá nie sú tak jasné a výrazné, ale celkove aj tieto súhlasia s predpoveďou. Spomínaní autori vyšetrovali tiež ročnú variáciu denného priemeru južne smerujúcej zložky MMP spôsobenú zmenou heliografickej šírky pre rôzne prevládajúce polarity. Výsledok je na Obr. 5. Hrubá čiara zobrazuje prípad, keď 5. marca 67% poľa smeruje ku Slnku a 5. septembra len 33%. Tenšia čiara zobrazuje opačný prípad. Keďže v období od 1953 do 1984 nastala aj zmena polarity Slnka, v použitom časovom rade údajov sú zahrnuté obidva prípady, vplyv čoho sa prejavil tým, že ročná variácia viditeľná na Obr. 4 je prakticky superpozíciou kriviek na Obr. 5. Môžeme povedať, že tento axiálno – rovnodennostný model aj pri časove jemnejšom overovaní veľmi dobre sa zhoduje s polročnou variáciou geomagnetickej aktivity, ktorú vykazuje spriemerovaný a vyhladený časový rad



Ročný priebeh spriemernených 🔎 K indexov z r. 1953 – 1984 po vyladení klzavým priemerom.



Obr. 5

Ročná variácia denného priemeru efektívnej južne smerujúcej zložky MMP modifikovaná závislosťou prevládajúcej polarity MMP od heliografickej šírky. Hrubšia čiara zodpovedá situácii, keď 5. marca smeruje 67% poľa ku Slnku a 5. septembra 33%. Tenšia čiara zodpovedá opačnej situácii (7).

- 325 -

 \sum K indexov. Podobným spôsobom boli spracované aj A_K indexy a priemerné denné hodnoty horizontálnej zložky GMP v Hurbanove za uvedené obdobie. Výsledok je viditeľný na Obr. 6 a 7. Krivka A_K indexov vykazuje len veľmi slabú polročnú variáciu so skoro nezbadateľnými maximami v mesiacoch február – apríl, október – november. Priebeh krivky horizontálnej zložky GMP vykazuje zreteľnú polročnú variáciu, ale s celkom opačnou fázou ako \sum K.



^{1953 – 1984} po vyladení kĺzavým priemerom.

Na vysvetlenie rozdielnych prejavov polročnej variácie ∑K a A_K indexov ako aj u horizontálnej zložky GMP je potrebný ďalší rozbor, čo presahuje rámec tejto práce.

LITERATÚRA

- Bartels, J.; Terrestrial- magnetic activity and its relations to solar phenomena, Terr. Mag. Atm. Elect., 37/1/ 1-52, 1932 (1)
- Cortie, A. L.: Sunspots and terrestrial magnetic phenomena, 1898 1911, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 73, 52-60, 1912 (2)
- Hundhause, A. J.; Bame, S. J.; Montgomery, D. M.: Variations of solar wind plasma properties: Vela observations of a possible heliographic latitude - dependence, J. Geophys. Res., 76/22/, 5145-5154, 1971 (3)
- Chapman, S.; Bartels, J.: Geomagnetism, chap. 11, Oxford University Press, New York, 1940 (4)

Nečas, J. a kol.: Aplikovaná matematika, SNTL, Praha 1977, (5)

Rosenberg, R. L.; Coleman, P. J., Jr.: Heliographic latitude dependence of the dominant polarity of the interplanetary magnetic field, J. Geophys. Res. 74/24/, 5611-5622, 1969 (6)

Russel, C. T.; McPherron, R. L.: Semianual Variation of Geomagnetic Activity, J. Geophys. Res. 78/1/, 92-108, 1973 (7)

Wilcox, J. M.; Scherrer, P. H.: Annual and Solar-magnetic-cycle variations in the interplanetary magnetic field, J. Geophys. Res. 77/28/, 5385-5388, 1972 (8).

OBSAH

	Ρ.	AMBROŽ: Globální horizontální cirkulace na Slunci	5
	۷.	BUMBA, L. HEJNA: Možnosti pozorování diferenciální rotace z magnetic-	
		kých polí	33
	۷.	BUMBA: Indikuje velkostrukturální rozložení fotosférických magnetických	
		polí velké konvektivní elementy?	39
	Μ.	SOBOTKA: Fyzika slunečních skvrn	47
	Ρ.	AMBROŽ: Modelování struktury magnetického pole ve slunečních	
		skvrnách	59
	Ρ.	HEINZEL, M. KARLICKÝ: Modely erupčných smyček	(73)
	М.	KARLICKÝ: Jednodimenzionální elektrostatický numerický kód a jeho apli-	
		kace	81
	Β.	RŮŽIČKOVÁ-TOPOLOVÁ, J. KLECZEK: Struktura rádiových pláží z hlediska	
		Ca ⁺ oblastí a skupín skvrn	87
	Α.	ANTALO V Á: LDE erupcie a ich výskyt v rokoch 1969 - 1981	93
	Α.	KÉNESYOVÁ: Analýza výsledkov meraní s erupciou spojených rádiových	
		vzplanutí typu III v úzkofrekvenčnom pásme na družici Prognoz-8	101
	Έ.	MARKOVA: Vývoj aktivní oblasti McM 18280 obsahující erupce s výronem	
		částic a jevy s tím spojené	113
ē.	Ŀ.	PASTOREK: Významná erupčná činnosť vo februári 1986 pozorovaná spektro-	
		helioskopom v Hurbanove	119
	s.	SIMBEROVA: Digitální zpracování snímků sluneční fotosféry	127
	Ρ.	KOTRC: Problematika redukce slunečních spekter	135
	L.	CHRENKA, M. MINAROVJECH, M. RYBANSKÝ: Digitálne spracovanie snímok	
	100.0	spektra na Lomnickom Stíte	153
	Μ.	LORENC, B. LUKAC, T. PINTER: Zmeny vzájomných polôh vybraných teluric-	
		kých čiar H ₂ O a O ₂ v čase	157
	М.	BARTOLOMEJOVA, M. LORENC: Určovanie rotačných rýchlostí chromosféry	
		z meraní dopplerovských posunov D ₃ čiary neutrálneho hélia	163
	м.	KLVANA: Magnetograf II	165
	۷.	KARLUVSKY: Sucasne meranie magnetických a rýchlostných poli	1 (0
			169
	Μ.	KUPELKY, G. V. KUKLIN: FUNKCE VIGITEINOSTI SKUPIN SKVIN a maunderovske	173
	F	71 004. Pozbor pokucovch týžděových prodpovodí clapěnoj aktivity (1980-	175
	г.	_1995)	185
	м	RYBANSKÝ. Výsledky výskumu slpečnej koróny na AÚ SAV za nosledné ob-	107
		dobie	193
	V	RUŠTN M RYBANSKÝ: Sloečné protuberan cie v rokoch 1967 – 1985	205
	F .	DZIFČÁKDVÁ. M. RYBANSKÝ: Pomer zelenej a červenej kronálnej čiarv :	213
	7.	VÖRÖS: Predpoved šírenia interplanetárnych nárazových vĺn. ktoré sú	
	- 1	spojené s erupciou na základe analýzy mäkkého X-žiarenia a rádiových	
		vzplanutí typu II a IV	221
	۷.	LETFUS: Sekulární změny sluneční aktivity, paleomagnetizmus a klima-	
	- 4	tické změny	231

0

J,	STŘEŠTÍK, T. JENIŠTOVÁ: Vzájemné vztahy mezi některými projevy sluneč-	
	ní a geomagnetické aktivity	255
Ε,	MARKOVÁ: Souvislost AE-indexu s radiovými emisemi sluneční korony	
	v některých vybraných oblastech 20. cyklu sluneční aktivity	259
J.	PÝCHA: Závislost geomagnetické aktivity popsané AE-indexem na para-	
	metrech meziplanetráních polí	265
J.	LAŠTOVIČKA: Vliv sektorových hranic meziplanetárního magnetického pole	
	na meteorologická pole nad Berlínem	271
F.	BLAHÁK: Amalitické vyjádření závislosti mediánu f.F. na R čísle	277
S:	KRAJČOVIČ. V. HORFCKÁ: Obdobia sucha na Slovensku v rokoch 1951 - 1980	
1000	a neomagnetická aktivita	283
ν.	VAVREK. I. KULČÁR: Súčasné možnosti prognózovania výskytu chorôh v sú-	
	vislosti s premenlivosťou slnečnej aktivity	291
Τ.	JENIŠTOVÁ. J. STŘEŠTÍK: Některé vnější faktory ovlivňující výskyt sr-	
	dečních onemocnění	297
Τ.	TÚNYT. S. KRAJČOVIČ: Volvy geomegnetickej aktivity na psychiku a výkop	~~ ,
- •	športovcov	301
Α.	PRTGANCAVÁ · Epergetika geomagnetických procesov	307
л.	STŘEŠTÍK, Některé parametry geomograpických pulczcí ve vztabu k podmín-	207
υ.	kám v mozialapotáno(m opectăndí	717
м		717
ייי. ר	VISS. Polsožeć o požeć vopićaje sosrespetickaj sktivitu v Uveterove	271
υ.	RISS: Forroche a roche variacie geomagnetickej aktivity v Hurbanove	701
	2 niauiska axiainej a rovnodennostnej nypotezy	321
	·	

.

ZBORNÍK REFERÁTOV z 8. celoštátneho slnečného seminára, Stará Lesná 1986

Vydalo: Slovenské ústredie amatérskej astronómie Hurbanovo

Autori: P. Ambrož, A. Antalová, M. Bartolomejová, M. Bieleková, F. Blahák,
V. Bumba, E. Dzifčáková, P. Heinzel, L. Hejna, V. Horecká, Ľ. Chrenka,
T. Jeništová, M. Karlický, V. Karlovský, A. Kénesyová, J. Kiss, M. Kl-vaňa, J. Kopecký, P. Kotrč, S. Krajčovič, G. V. Kuklin, L. Kulčár,
J. Laštovička, V. Letfus, M. Lorenc, B. Lukáč, E. Marková, M. Minarovjech, L. Pastorek, T. Pintér, A. Prigancová, J. Pýcha, V. Rušin, M. Ry-banský, M. Sobotka, J. Střeštík, S. Šimberová, B. Topolová, I. Túnyi,
V. Vavrek, Z. Vörös, F. Zloch

Recenzenti: RNDr. Július Sýkora, DrSc., RNDr. Milan Rybanský, CSc. Zodpovedný za publikáciu: Milan Bélik Zostavil: RNDr. Bohuslav Lukáč Technický redaktor: Ladislav Druga Náklad: 300 ks Počet AH: 18 Rok vydania: 1988 Druh tlače: ofset Tlač: Nitrianske tlačiarne, n.p. Nitra Schválilo: MK SSR č. 7566/87-31 zo dňa 14. X. 1987

Nepredajné

