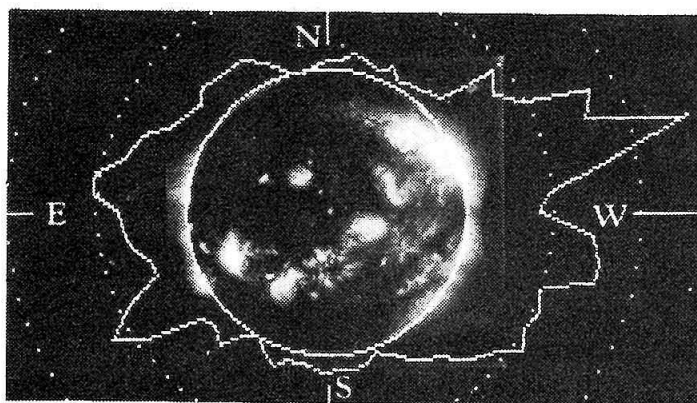


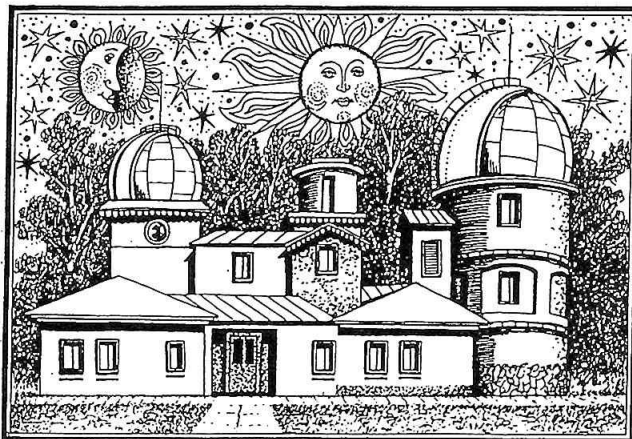
# **11. celoštátny slnečný seminár**

## **Donovaly 1992**



**Slovenská ústredná hviezdáreň Hurbanovo**

# ***11. celoštátny slnečný seminár*** ***Donovaly 1992***



# Predslov

*Slovenské ústredie amatérskej astronómie v Hurbanove v spolupráci so slnečnými sekciami Slovenskej astronomickej spoločnosti, Československej astronomickej spoločnosti a Hvezdárňou a planetáriom v Prešove usporiadali 11. celoštátny slnečný seminár, ktorý sa konal v dňoch 1. – 4. júna 1992 na Donovaloch v penzióne ZSNP Žiar nad Hronom - ALMET.*

*Cielom seminára bolo oboznámiť sa s najnovšími poznatkami vo fyzike Slnka, slnečnej aktivity a vzťahov Slnko - Zem, ktoré sa získali na našich pracoviskách v celej ČSFR. Na seminári odznelo 42 pôvodných referátov, ktoré sú zhrnuté v tomto zborníku. Okrem pracovníkov hvezdární na Slovensku a v Čechách sa seminára zúčastnili aj vedeckí pracovníci z ústavov ČSAV, SAV a vysokých škôl. Účastníci seminára sa zhodli v tom, že takýto seminár treba aj naďalej organizovať každé dva roky, kde odborníci z astronómie, geofyziky a ďalších vedných odborov môžu prezentovať svoje výsledky práce. Ako sa ukázalo, tento seminár bol posledným v spoločnom štáte ČSFR, ale myslíme si a dúfame, že budeme v tejto tradícii aj naďalej pokračovať a že českí a slovenskí pracovníci v tejto oblasti sa stretnú na spoločnom už 12. slnečnom seminári v roku 1994. Slovenská ústredná hvezdáreň pre tento seminár urobí všetko, čo je v jej silách, aby sa neporušila vzájomná dobrá spolupráca a výmena skúseností medzi jednotlivými pracoviskami v Českej republike a Slovenskej republike.*

*Slovenská ústredná hvezdáreň v Hurbanove aj touto cestou ďakuje všetkým autorom za dodané referáty. Veríme, že predložená publikácia posluží odborníkom i širokej astronomickej verejnosti pri obohatení svojich vedomostí.*

*Bohuslav Lukáč  
SÚH Hurbanovo*

# Velkorozměrová rychlostní pole na Slunci

Pavel Ambrož, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

## Abstrakt

V referátu jsou shrnuta pozorovatelská zjištění o velkorozměrovém rychlostním poli ve sluneční fotosféře, získaná na základě různých metodik. Výsledky jsou diskutovány s ohledem na různé dostupné teoretické interpretace pozorovaných procesů. Globální charakteristiky, jako na př. diferenciální rotace, meridionální proudění a torzní oscilace jsou navzájem srovnávány a hodnocen jejich význam pro proces sluneční cykličnosti.

## 1. FORMULACE PROBLÉMU A DEFINIČNÍ ÚVAHY

Při astrofyzikálním výzkumu pohybů na Slunci se setkáváme s širokou škálou projevů pohybujícího se plazmatu. K identifikaci rychlostního pole je rozhodující otázka, zda se jedná o pohyby, které dokážeme rozlišit, či o pohyby nerozlišitelné. Je zřejmé, že se jedná o dělení, jehož platnost je dosti relativní a značně závisí na použité pozorovací metodice. Použijeme-li spektrální techniku, potom všechny rychlostní vlivy, projevující se ve změnách profilu spektrální čáry, avšak nikoliv v posuvu čáry, můžeme bez podstatného rizika považovat za pohyby *nerozlišitelné*. Samozřejmě neplatí, že pohyby vyvolávající posuv spektrální čáry jsou vždy výhradně pohyby rozlišitelné. Jako příklad může sloužit profil čáry, vytvářený nerozlišenou rotující hvězdou, který se pouze rozšíří. Sluneční rotace, kde jsme sto stanovit pozici profilu čáry na východním i západním okraji, se projevívá vzájemným posuvem vlnové délky čáry. Nerozlišitelné pohyby nejsme schopni vztahovat ke konkrétním jevům a útvarům ve sluneční atmosféře a při všech měřeních nám vystupují jako určitý faktor, který vytváří šumové pozadí pro měření rozlišitelných rychlostí. Potíž je v tom, že nerozlišitelné rychlosti mohou být z nejrůznějších důvodů časově proměnlivé a jsou tedy nepříjemným zdrojem různých systematických chyb.

*Rozlišitelné* pohyby umíme přisoudit jednotlivým morfologickým útvarům ve sluneční atmosféře a dokážeme určit, jak se rychlostní pole podílí na jejich struktuře. Lze prokázat, že pouze malá část (asi jedna třetina) celkového rychlostního pole je rozlišitelná. U rozlišitelných rychlostních polí je podstatný jejich typický prostorový rozměr a charakteristická časová stupnice. Těmito dvěma charakteristikami je vymezen realizační prostor jednotlivých pohybových útvarů, který obecně charakterizujeme jako t.zv  $(k, \omega)$  prostor, jehož souřadnicemi jsou typické horizontální vlnové

číslo  $k$  a typická časová frekvence  $\omega$ . Jednotlivé rozlišitelné rychlostní útvary jsou potom umístěny v konkrétních místech tohoto dvojrozměrného prostoru.

Velkorozměrová rychlostní pole počítáme mezi rozlišitelné pohyby, avšak dosti konkrétně vymezujeme jejich vlastnosti a tedy i umístění v realizačním prostoru  $(k, \omega)$  diagramu. Fakticky jsou pod velkorozměrová rychlostní pole zahrnována všechna rychlostní pole pozorovaná ve sluneční fotosféře, chromosféře a koróně, jejichž charakteristický rozměr podstatně přesahuje rozměr typické jedné sluneční granule. Poněvadž charakteristické rozměry rozlišitelných rychlostních útvarů se nemění spojitě, chápeme za velkorozměrová rychlostní pole taková pole, pro něž je horizontální lineární vlnové číslo  $k$  menší než  $10^{-2}$  na  $1 Mm$  a při dekompozici sférických harmonických funkcí vlnové číslo  $n$  menší než 40. Jestliže tedy jedna supergranule má charakteristický rozměr  $30 Mm$ , potom velkorozměrové rychlostní pole zahrnuje proudění s charakteristickým délkovým rozměrem větším než  $100 Mm$ . Takový útvar odpovídá ve středu slunečního disku úhlovému rozměru kolem 2 obloukových minut a při čtvercovém okně zahrnuje plochu zhruba deseti slunečních supergranulí.

Z toho co bylo řečeno vyplývá, že pro velkorozměrová rychlostní pole se snažíme úvahy, ale i měření zařídit tak, aby struktury srovnatelné se supergranulárními rozměry a útvary, které jsou menší, byly pro nás nerozlišitelné a abychom je dokázali dostatečně účinně oddělit od rychlostních struktur rozlišitelných. Ty můžeme podrobněji specifikovat na jednotlivé dílčí kapitoly tohoto přehledu, kam spadají pojmy jako

- diferenciální rotace
- torzní oscilace
- meridionální cirkulace
- obří cely.

Dříve než budou jednotlivé rychlostní struktury popsány podrobněji, pokusíme se v krátkosti nastínit historický vývoj problému, odkud vyplynou i důvody proč některé pracovní postupy i myšlenkové koncepce vznikly a přezívají až do současnosti.

## 2. HISTORICKÉ POZNÁMKY A ROZVOJ METODIKY

Nejstarší dostupné informace o některých projevech velkorozměrových rychlostních polí se datují do pionýrských dob sluneční astrofyziky, kdy poznání nových morfologických útvarů bylo spojováno s informacemi o jejich proměnlivosti či stabilitě. První systematická pozorování slunečních skvrn poskytla zároveň údaje o sluneční rotaci.

Není žádnou zvláštností, že mnohdy amatéři přispějí k budování základů vědy. Tak tomu bylo i zde, když student medicíny Johann Fabricius, původem z Friska v severozápadním Holandsku, byl patrně první, kdo v druhé polovině roku 1610 rozpoznal, že sluneční skvrny indikují rotaci slunečního tělesa a tento výsledek publikoval v červnu 1611. Dnes považujeme za ne zcela korektní postup, že slavný Galileo Galilei, který pozoroval Slunce až v roce 1612, ve své publikaci z roku 1613 jeho poznatek přešel mlčením. Skutečně vědecký přístup prokázal člen řádu Tovaryšstva Ježíšova, profesor matematiky a první realizátor Keplerova dalekohledu Christoph Scheiner, který se problémem sluneční rotace zabýval systematicky, když v roce 1630 v monografii *Rosa Ursina* prezentoval atlas svých kreseb slunečních skvrn. Byl precizní a systematický, avšak neodhalil ani diferenciální rotaci, ani šířkovou migraci skvrn, přestože pozorování obou jevů měl v rukou. To se nepodařilo ani slavnému potomku našich krajanů Williamu Herschelovi, stejně tak jako nepochopil sluneční cykličnost a v roce 1801 shrnul pouze konstatování o Maunderově minimu.

A byl to opět amatér, milovník astronomie a nešťastný člověk, lékárník z Dessau, Heinrich Samuel Schwabe, když v roce 1843 konstatoval, že počet slunečních skvrn kolísá s periodou 10 let. První svoji statistickou řadu publikoval v Berlíně u Alexandra von Humboldta v roce 1850. Bylo to ve slavné době rozvoje sluneční astronomie a jeho současníci, jimiž byli Schmidt, Wolf a také Carrington, Secci a Spörer jej zcela pochopili. V roce 1857 byl vyznamenán zlatou medailí Royal Astronomical Society, kterou v Londýně za něj přebíral Wolf a až domů do Dessau mu ji osobně přivezl sám Carrington. Rudolf Wolf bral Schwabeho výsledky velmi vážně a zasloužil se o jejich rozvíjení. V roce 1877 publikoval upřesnění délky 11ti leté periody slunečních skvrn na základě prvotní řady pozorování během 22 let. Kolísání počtu skvrn oba zaujalo natolik, že vůbec nevěnovali pozornost polohám a vlastním pohybům slunečních skvrn.

Osoba Carringtonova se nám sice z lidského hlediska jeví být poněkud problematická, pro náš problém je

ale důležitá jeho úporná pozorovatelská píle v létech 1855-61. Tisíci svých pozorování položil základy poznatků, které platí doposud. Stanovil pohyb skvrn v heliografické délce i šířce a pochopil, že všechna pozorování se dlouhodobě podřizují zákonitosti, podle níž rotační rychlost  $\Omega$  s šířkou  $\phi$  v průměru klesá. V roce 1863 stanovil první výraz pro siderickou diferenciální rotaci

$$\Omega(\phi) = 14^{\circ},42 - 2^{\circ},75 \sin \phi, \quad (1)$$

avšak nepodařilo se mu nalézt podobný střední výraz pro meridionální proudění. Třetím jeho velikým objevem bylo zjištění, že skvrny se zřídka kdy objevují na rovníku a nikdy ne poblíž pólů. Naopak našel jejich častý výskyt v poměrně úzkých zónách mezi šířkami 6 - 35 stupňů na obou polokoulích s tím, že zóny výskytu skvrn zvolna migrují k rovníku.

Středisko slunečních studií se opět přesunulo na kontinent, tentokrát do pomořanského Anklam. Tamní učitel Gustav Spörer nejprve nezávisle našel rotační zákon Slunce a v roce 1867 potvrdil Carringtonovo zjištění o zonální migraci, které formuloval jako obecnou zákonitost. Patrně tyto skutečnosti způsobily, že v roce 1874 byl povolán k založení Astrofyzikální observatoře v Postupimi, jejímž ředitelem se stal od roku 1882. V tomto prostředí se zrodila významná astrofyzikální myšlenka, podle níž pokles aktivity velkých skvrn v druhé polovině 17. století se pojí se zásadní změnou podmínek na Slunci, které se výrazně lišily od situace v moderní době.

Je pozoruhodné, že základy koncepce chápání sluneční rotace a celé mechaniky procesů ve fotosféře byly položeny do konce minulého století a to téměř bezvýhradně pomocí teleskopického sledování slunečních skvrn. Jestliže procházíme literaturu za posledních uplynulých sto let, nenacházíme v této problematice žádné nové podnětné myšlenky a veškeré úsilí se koncentruje na upřesnění hodnot, které byly původně odvozeny klasicky.

Značné naděje byly počátkem tohoto století vkládány do spektroskopické metody měření pohybů ve sluneční atmosféře na základě využití *Dopplerova jevu*. Taková měření byla poprvé provedena na Mt. Wilsonu Adamsem v roce 1907 pro stanovení diferenciální rotace. Vrchol v přesnosti při použití fotografické techniky dosáhl Plaskett (1966), když dosažená standardní chyba byla asi  $70 \text{ m}^{-1}$  pro jedno měření. Metodicky se na zhoršení přesnosti podílí celá řada efektů, o nichž bude řeč dále a na něž upozornili na př. De Lury (1939) a Plaskett (1959).

Aplikace fotoelektrického zařízení s využitím t.zv. automatického Dopplerova kompenzátoru bylo nejrozsáhleji použito s souborné práci Howarda a Harveye (1970) ve spojení se systematickým pozorováním magnetického a rychlostního pole po celém slunečním disku na Mt. Wilsonu. Tato technika je v poslední době na vzestupu a velké naděje se do ní vkládají v souvislos-

ti s rychlostními poli v aktivních oblastech. Je pozoruhodné, že svojí přesností taková měření ani dnes podstatně nepřesahují kvality výsledků odvozených na základě precizních astrometrických měření na slunečním disku.

Historie objevů je vždy také historií přístrojů a metod. Technika pozorování a jejich zpracování je závažným faktorem, který ovlivňuje konečný výsledek jak samotných měření, tak mnohdy i konečného interpretačního postupu. Při měřeních na slunečním povrchu a ve sluneční atmosféře jsme nuceni čelit několika zásadním skutečnostem. Kulaté rotující sluneční těleso způsobuje, že každý bod na slunečním povrchu pozorujeme pod jiným úhlem a velikost tohoto úhlu pro jeden bod se nepřetržitě mění. Plazma ve sluneční atmosféře se chová jako tekuté prostředí a dokonale o něm platí rčení, podle něhož „nikdy nelze vstoupit dvakrát do stejné řeky“. Všechny útvary v klidné sluneční atmosféře jsou časově proměnlivé a nemáme tam žádný bod, o němž bychom mohli s jistotou říci, že si po dostatečně dlouhou dobu zachovává svoji identitu. Na druhou stranu jsou tam ale určité aktivní útvary, o nichž si to alespoň chvíli dovolujeme předpokládat.

Ve fyzice byly pro takové hydrodynamické případy vypracovány dva rozdílné formální postupy, které jsou fakticky rovnocenné, avšak jejich použití není vždy stejně snadné. Prvním z nich je *Lagrangeův* popis, podle něhož sledujeme zvolený objem tekutiny na jeho trajektorii. Nalezneme-li na Slunci sluneční skvrnu, filament nebo flokuli a měříme jejich polohu po nějakou dobu, potom postupujeme v intencích tohoto prvního přístupu. Objekt na Slunci chápeme jako těleso, které je proudící tekutinou unášeno a v anglické literatuře se pro ně užívá termín „*tracer*“. Je zřejmé, že tato cesta je efektivní především okolo středu slunečního disku, kde máme naději na dostatečně přesné měření příčných a tedy pro Slunce horizontálních pohybů. Druhý přístup se nazývá *Eulerův* a staví na tom, že si zvolíme určitý bod na slunečním povrchu a sledujeme v něm rychlost proudění. V astrofyzice máme jedinou metodu, kterou dokážeme použít k takové práci a ta je vybudována na Dopplerově principu posuvu spektrální čáry vytvořené zářením plazmatu ve zvoleném bodě. Tato spektrální metoda je použitelná kdekoliv na Slunci, odkud jsme schopni ve svém přístroji vytvořit dostatečně zřetelnou spektrální čáru. Pro velkorozměrová rychlostní pole je tato metoda efektivní v blízkosti okraje slunečního disku. Vidíme, že pro jeden libovolný bod na př. ve sluneční fotosféře každá z metod měří jinou resp. ortogonální komponentu rychlosti, ovšem každá z metod to dělá za zcela odlišných podmínek. Rámcově lze říci, že zásadní rozdíly obou metod lze rozdělit do dvou kategorií:

- každá z metodik vzorkuje jinou hladinu sluneční atmosféry;
- prostorové i časové filtrování u obou metod je téměř opačné.

V další části tohoto přehledu budeme prezentovat některé výsledky pozorování a v závěru se opět vrátíme k hodnocení přínosu obou základních metodik.

### 3. DIFERENCIÁLNÍ ROTACE

Všechna dřívější měření sluneční rotace nasvědčovala tomu, že pozorované vrstvy sluneční atmosféry se nechovají jako pevné těleso a připomínají svými vlastnostmi tekutinu. Dnes akceptujeme údaj Howarda a Harveye (1970), že siderická úhlová rychlost rotace na rovníku je  $2.9 \mu\text{rad s}^{-1}$ , což odpovídá zhruba postupné rychlosti kolem  $2 \text{ km s}^{-1}$ . V polárních oblastech potom nacházíme rotační rychlost kolem  $2.0 \mu\text{rad s}^{-1}$ . Pokles úhlové rotační rychlosti v závislosti na heliografické šířce je chápán jako spojitý a je pro něj užíván název šířková diferenciální rotace. Sestává jednak z úhlové rychlosti na rovníku, od které je potom v různých šířkách odečítána proměnlivá zonální rychlost, která je považována za spojitou funkci heliografické šířky.

Základní údaj o sluneční rotaci se tedy vztahuje k rovníkové rotační rychlosti. Podle různých autorů to vypadá tak, jako kdyby různé aktivní útvary na Slunci rotovaly s různou úhlovou rychlostí. Výsledky se kumulují do dvou skupin:

- Do *první* skupiny se střední úhlovou rychlostí kolem  $2.91 \mu\text{rad s}^{-1}$  spadají rotační rychlosti odvozené z měření rekurentních slunečních skvrn, slunečních fotosferických fakulí, filamentů, velkých jasných bodů pozorovaných v X-záření, koronálních děr a aktivních a klidných koronálních struktur.
- Do *druhé* skupiny se střední rychlostí kolem  $2.80 \mu\text{rad s}^{-1}$  se řadí výsledky měření rotace fotosferického plazmatu, chromosferických flokulí, útvarů pozorovaných v UV-záření a krátkodobě žijící jasné body pozorované v X-záření.

Aktivní projevy, zahrnuté do první skupiny, jsou podle některých autorů spojovány s magnetickým polem, které je organizováno do větších struktur. Jeho rozložení je spojováno s hlubšími podfotosferickými vrstvami. Druhá skupina se týká mělkých fotosferických útvarů. Jinými slovy, útvary pozorované ve fotosféře mohou mít mnohem složitější podfotosferické vazby. Odtud je velmi prosté usoudit, že první skupina je vztažena k hlubším vrstvám ve fotosféře, než projevy uvedené ve druhé skupině. Různost rotačních rychlostí potom lze vysvětlit narůstáním rotační rychlosti s hloubkou, tedy t.zv. radiální diferenciální rotací.

Tato myšlenka je velmi zajímavá, avšak může být také nebezpečně zavádějící. Je pravdou, že v době vzniku této interpretace se objevily práce (na př. Deubner a kol. 1979), které na základě helioseismologických měření naznačovaly, že podfotosferické vrstvy rotují rychleji než fotosféra. To by znamenalo, že rychlost útvarů z první skupiny odpovídá zakotvení v hloubce kolem  $15 \text{ Mm}$ , což se zase nejevilo až tak nepravděpodobné. Kromě toho byla k dispozici celá

řada dalších argumentů. Měření slunečního zploštění nasvědčovalo vysoké hodnotě kvadrupólového momentu a tedy velmi vysoké úhlové rotační rychlosti slunečního jádra, pro něž se odhadovala rotační perioda kolem několika dní (Dicke 1970). Spekulovalo se i s dílčími výsledky, kdy na př. mladé a malé skvrny vykazovaly ve statistice větší rotační rychlost než staré rekurentní skvrny. To opět vyhovuje schématu, podle něhož mladé skvrny jsou ještě pevně spojeny s hlubokými podfotosférickými vrstvami, zatímco staré skvrny tuto vazbu při vynořování již ztrácí a jsou tedy daleko snáze unášeny pomaleji rotujícím fotosférickým plazmatem.

Dalším pozorovatelským zdrojem informací jsou měření diferenciálnosti rotace ve větších vzdálenostech od rovníku směrem k pólům. Pokles úhlové rotační rychlosti je zpravidla popisován spojitou kvadratickou funkcí, případně funkcí vyššího řádu. Tak je vystižen typ šířkové závislosti a míra diferenciálnosti se odvozuje z hodnot příslušných přilehlých koeficientů. I tady výsledky zpracování a způsob interpretace ovlivňují zásadním způsobem náš obraz sluneční rotace. Měření a statistické ustřednění pro některé typy jevů na Slunci ukazují na jejich zvýšený sklon k nediferenciální, t.j. k t.zv. rigidní rotaci. Obzvláště patrné to je u koronálních děr (Wagner 1975, Timothy *a kol.* 1975), útvarů klidné zelené koróny (Antonucci a Dodero 1979) nebo u dlouho žijících oblastí (Wilcox *a kol.* 1970). Velmi výrazně se tento efekt projevuje u meziplanetárního magnetického pole, což je sice prostor mimo Slunce, avšak může velmi dobře pomoci při pochopení této vlastnosti.

Diferenciálnost se od Carringtonových časů (Faye 1865) popisuje kvadratickou sinusovou závislostí a teprve spektrální měření dovolila připojit pro vysoké šířky člen ve čtvrté mocnině. Pro rotační úhlovou rychlost  $\Omega$  tedy užíváme

$$\Omega(\phi) = A + B \sin^2 \phi + C \sin^4 \phi. \quad (2)$$

Existuje několik prací, které namítají, že tento popis nepředstavuje fyzikálně zdůvodněný vztah. Předně, z některých měření se nachází přímo pro rovník nižší rotační rychlost než pro bezprostřední okolí. Zde tedy hovoříme o t.zv. *rovníkové depresi* (Howard *a kol.* 1980, Snodgrass 1983). Dále potom je předmětem pozornosti popis *diferenciálnosti*. Koeficienty u druhého a třetího členu (t.j.  $B$  a  $C$ ) jsou ve skutečně vzájemně velmi dobře korelovatelné, což svědčí o lineární závislosti těchto dvou členů. Znamená to, že můžeme zvolit i jiný způsob popisu diferenciálnosti a tedy že míra diferenciálnosti nemůže být tímto způsobem stanovena jednoznačně.

Charakteristické pro toto pojetí sluneční rotace je, že neexistují alespoň dvě práce, zabývající se stanovením parametrů rotace, které by poskytovaly zcela stejné výsledky. Naopak, pro každou metodu, pro každý útvar na Slunci, jakož i pro každý časový okamžik

nebo interval dostáváme výsledky více či méně různé a pokud se v té záplavě dat alespoň některý z koeficientů těsně přibližuje k výsledku jiného autora, potom nadšení, s nímž se hovoří o dosažení konečné hodnoty parametrů sluneční rotace, není zcela oprávněné.

Problém stanovení sluneční rotace se ztotožňuje s klasickým úsilím statistiky, dosáhnout přesných výsledků na základě mnoha, více či méně přesných měření. Jak to s tou přesností ve skutečnosti vypadá bude pojednáno v posledním odstavci. Zde pouze konstatujeme, že v literatuře existuje naprostá shoda v tom, že jediné, nebo jen několik málo měření vztahujících se ke sluneční rotaci mají malou informační hodnotu. Víme totiž, že při všech delších měřících řadách se rovníková rychlost i hodnoty pro různé šířky mění v závislosti na čase. Je podstatné, že změny na př. rovníkové rychlosti rotace dosahují i u velmi dobrých měření velikosti kolem 5% průměrné rotační rychlosti. Podobné variace pozorujeme i pro vyšší šířky, aniž by jakkoliv korelovaly se změnami na rovníku. K podstatě těchto variací se mohou vázat patrně dvě základní příčiny.

Tou *první* by mohly být nepřesnosti měření. Jak uvidíme dále, úkol měření rychlostí je natolik nesnadný, že takové významné nepřesnosti při všech dostupných metodách objektivně vznikají. *Druhá* příčina se pojí s mechanismem, podle kterého by časová změna rotační rychlosti byla důsledkem procesu redistribuce úhlového momentu v konvektivní zóně. Takový proces, pokud jej nedokážeme přesně specifikovat, chápeme jako turbulenci, v níž vedle flukтуаční složky se vyskytuje i složka konstantní. Obě příčiny variací, t.j. jak chyby měření tak i flukтуаční složka turbulence mají podle předpokladu stochastický charakter a *mohou být vyloučeny*.

Konstantní složka se potom stanovuje jako prostá střední hodnota všech hodnot dílčích, avšak její výpočet může být proveden mnoha různými postupy. Nesporně se jedná o metodický krok, který není chybný, pokud chceme stanovit osově symetrickou hodnotu rotace. Problematické ale je, že cílevědomě je tak vyloučena flukтуаční složka redistribuce úhlového momentu, která by mohla být reálným projevem procesu, jež v konvektivní zóně probíhá a případně se i podílí na tvorbě diferenciálního profilu křivky rotace. To je totiž patrně další dimenze problému, který je diferenciálním charakterem sluneční rotace reprezentován, avšak doposud uspokojivě nevysvětlen.

#### 4. TORZNÍ OSCILACE

Torzni oscilace patří mezi jeden z globálních procesů na Slunci, který z teoretického hlediska by mohl souviset s modelem cykličnosti. Na pozorovacím materiálu byly nalezeny Howardem a LaBontem v rozsáhlém souboru rychlostních měření z Mt. Wilsonu v roce 1980. Jedná se o zdánlivě organizované útvary zonálně ustředněných odchylek od průměru, což je možné take

interpretovat jako pomalu se měnící křivku diferenciální rotace standardního tvaru. Proces torzních oscilací můžeme chápat jako časově závislou složku středního zonálního proudění na každé heliografické šířce oproti konstantní diferenciální rotaci. Střední amplituda této proměnlivé složky je kolem  $3 \text{ ms}^{-1}$ . V šířkovém směru se torzní oscilace projevují jako střídající se zóny pomalejší a rychlejší rotace, které se pomalu s rychlostí kolem  $2 \text{ ms}^{-1}$  přesouvají z polárních oblastí ke slunečnímu rovníku, při čemž doba přesunu trvá 22 let. Sluneční aktivita se zdá být koncentrovaná v rychlejší zóně a to poblíž hranice přilehlé k pólu. Délka periody a zmíněný vztah s aktivitou vytvářejí důvodné podezření že oscilace jsou důležitým organizačním činitelem pro průběh slunečního cyklu.

Skutečná struktura torzních oscilací závisí velmi výrazně na předpokládané křivce diferenciální rotace a každá chyba v postulaci diferenciální rotace se projeví zdůrazněním určitého stacionárního proudění. Podobně, každá časová závislost v křivce diferenciální rotace bude zakrývat odpovídající prostorově-časové frekvence torzních oscilací. Tak tedy problém s odečtením diferenciální rotace vede ke dvojznačnosti ve struktuře torzních oscilací. Lze říci, že základem potíží je přirozená nesnadnost stanovení středního proudění, k němuž torzní oscilace představují časově proměnlivou složku.

Torzní oscilace, o nichž byla řeč, byly identifikovány na materiálu, pořízeném s využitím dopplerovských měření. Diferenciální rotace stanovená z pohybů slunečních skvrn také vykazuje změny v průběhu slunečního cyklu. Jedná se o změny, které jsou často několikrát větší než torzní oscilace, avšak nemusí koincidovat s konstituováním pomalé a rychlé zóny. Rychlosti odvozené z pozorování slunečních skvrn v Greenwiche, pořízených během jednoho století a průměrované po čtvrtinách cyklu ukázaly měřitelné zonální efekty (Gilman a Howard 1984). Přestože časové rozlišení je hrubé, mají stanovené pohyby stejnou velikost a přibližně stejnou strukturu jako torzní oscilace. Existují práce, které vyšetřovaly se stejným záměrem i rekurence v rozložení velkorozměrových magnetických polí (Hejna 1987) či rotační rychlosti červené koróny (Kuklin a Stepanov 1983). V obou případech se podařilo indikovat anomálie v šířce, které jsou uváděny do vztahu se strukturou torzních oscilací.

Poměrně nedávno byla interpretace jevu perzistentního časově proměnlivého profilu zonálního proudění podrobena nové analýze v kontextu s globálním procesem v celé konvektivní zóně. Existence t.zv. stříhové zóny mezi pomalejší a rychlejší zónou je interpretována v souvislosti s působením Coriolisových sil jako důkaz přítomnosti několika toroidálních rychlostních polí, která postupně migrují ke slunečnímu rovníku od pólů. V souvislosti s touto interpretací se tedy dostává do popředí otázka charakteru a velikosti uspořádaného meridionálního proudění.

## 5. MERIDIONÁLNÍ CIRKULACE

Jestliže fluktuální složka stanovená u zonálních rychlostí představuje pouze malý zlomek střední rotační rychlosti, potom pro meridionální složku je tato situace opačná. Analýzy pohybu jednotlivých aktivních útvarů ukazují, že individuální měření mohou indikovat rychlosti řádově stovek metrů za sekundu. Střední meridionální rychlosti, odvozené různými metodami, ale nejsou veliké a měření z nedávné doby nasvědčují tomu, že na př. střední meridionální pohyb slunečních skvrn není větší než  $2 \text{ ms}^{-1}$ . Jak ovšem plyne z měření vlastních pohybů slunečních skvrn, jsou individuální rychlosti mnohem větší a co do velikosti jsou srovnatelné s individuálními rychlostmi v zonálním směru.

Specifickou otázkou zůstává šířkový profil meridionálních pohybů. Podle některých autorů se střední meridionální profil mění v průběhu slunečního cyklu. Na př. Richardson a Schwarzschild (1953) našli evidence pro 22 leté oscilace pohybu k pólu a k rovníku s amplitudou  $0.6 \text{ ms}^{-1}$ . Podobně Ribes a kol. (1985) uvádějí, že šířkový profil s časem mění znaménko. Kriticky se k některým starším výsledkům postavil Ward (1964, 1973) při analýze statistické významnosti zjištěných hodnot. Podle něj lze za významné považovat pouze proudění k rovníku u skvrn v úzké zóně, s šířkou pouze 5 stupňů od rovníku a pro meridionální pohyb obecně našel horní hranici střední rychlosti nepřevyšující  $1 \text{ ms}^{-1}$ . Jak bude uvedeno v posledním odstavci, jsou tyto hodnoty z hlediska současných možných přesností měření velmi problematické.

Na základě spektrálních pozorování bylo několika autory z měření na Mt. Wilsonu (LaBonte a Howard 1982, Snodgrass 1984) i ve Stanfordu (Duvall 1979) nalezeno střední proudění s rychlostí kolem  $10 - 20 \text{ ms}^{-1}$  na různých heliografických šířkách. Značná neperzistence těchto měření a jejich málo systematický charakter ovšem vyvolávají pochybnosti o jejich dostatečné přesnosti.

Obecné závěry o šířkovém profilu meridionálního proudění jsou zatím velmi nejasné. Střední hodnoty meridionálního proudění pro jednotlivé heliografické šířky se získávají podobně jako u zonálního proudění vytvářením průměrné hodnoty příslušné šířkové zóny za delší časové období. Poněvadž fluktuace na všech šířkách se chovají značně symetricky, je příslušná střední hodnota velmi málo odlišná od nuly. Odtud tedy ona velmi nízká konstantní složka o níž není sporu. Pokud jde o zjištěné profily, nacházíme pro rychlosti odvozené z pohybů skupin slunečních skvrn divergentní zónu v pásmu výskytu slunečních skvrn, odkud proudění směřuje jak k rovníku, tak i k pólům. Podle některých autorů hraje určitou roli ve tvarování meridionálního profilu i zóna stabilních filamentů, jejíž šířka se v průběhu cyklu v malých mezích mění. Závěry, které byly získány pro sluneční objekty mimo aktivní oblasti, resp. které se vztahují ke globálnímu pojetí proudění, ale naznačují téměř opačný profil



rychlostí. Podle toho se v rozmezí šířek 20 - 35 stupňů setkávají proudění, mřící od pólů i od rovníku. Tak se chovají jak velkorozměrová magnetická pole, tak i chromosferické flokule.

Rozdíly obou typů proudění jsou zatím nejasné. V této souvislosti lze pro meridionální proudění i pro diferenciální rotaci provést společnou úvahu o charakteru nalezených časových změn. Jestliže nyní pomíne efekty způsobené nepřesnostmi měření a jejich zpracování, mohou být časové změny rychlostí ve třech ortogonálních směrech důsledkem pouze redistribuce momentu hybnosti v konvektivní zóně. Potom můžeme časové změny rozdělit do tří skupin:

- Velmi rychlé změny (1 - 1000 dní) jsou patrně způsobeny strukturovanou velkorozměrovou cirkulací, nebo některými instrumentálními efekty.
- Změny s periodou srovnatelnou se slunečním cyklem byly sice zjištěny, avšak není jasné, zda jsou svázány s 11ti letou či 22 letou cykličností nebo mají sekulární charakter.
- Sekulární změny, kam patří na př. vzrůst rovníkové rychlosti za poslední dva cykly asi o 2%, nejsou zatím dostatečně průkazné, avšak mohla by zde být návaznost jak na změnu slunečního poloměru, tak i na úroveň sluneční činnosti. V této souvislosti jsou někdy zmiňovány i možné vztahy k vnějším vlivům, kam spadá i silové působení vyvolané pohybem Slunce kolem barycentra sluneční soustavy.

V příští kapitole bude podrobněji diskutována otázka rychlých časových změn v rychlostním poli na Slunci.

## 6. OBŘÍ CELY

Pod tímto názvem lze v literatuře nalézt různé útvary, často spojované s některými morfologickými dominantami na Slunci. Ve skutečnosti se tento problém ale týká konvekce, která zahrnuje celou konvektivní zónu a tedy svými rozměry přesahuje charakteristický rozměr supergranulace, resp. její charakteristický rozměr je srovnatelný s tloušťkou konvektivní zóny. Přitom se musí jednat o objekty s měřitelným a uspořádaným rychlostním polem. Považují opět za zjednodušující definici, pokud se za obří cely považuje rychlostní pole podmíněné pouze závislostí na heliografické délce.

Měření polí se závislostí v heliografické délce je mnohem obtížnější než měření polí s osovou symetrií. Většina tracerových přístupů zde nevyhovuje, poněvadž nemáme uspokojivě rovnoměrné rozložení tracerů v každém časovém resp. délkovém intervalu. Jak již bylo uvedeno, zpravidla tyto časově nebo délkově proměnlivé hodnoty vstupují jako šum do výpočty zonálních průměrů.

Tracerová technika se doposud ukázala jako daleko přesnější pro účely horizontálních rychlostních měření než technika spektrální. Schröter a Wöhl (1976) stanovili rychlostní pole na základě měření pohybu klidných chromosferických útvarů. Nalezli rovníkovou rychlost-

ní strukturu s vlnovým číslem 2 a zonální amplitudou kolem  $80 \text{ ms}^{-1}$ . Přestože tento výsledek se zdá být velmi hrubý, ukazuje na značné možnosti tracerové techniky.

Nejnovější době existují některé observační pokusy detekovat obří cely spektrálně. Doposud se nepodařilo jednoznačně identifikovat obří cely pro konkrétní časový interval v konkrétních prostorových dimenzích a všechny pozitivní závěry se orientují spíše na vymezení charakteristik takových útvarů ve vztahu mezi prostorovou dimenzí a amplitudou rychlosti. LaBonte *a kol.* (1981) studovali zonální rychlosti s délkovým vlnovým číslem v intervalu od 1 do 40 a stanovili horní hranici amplitudy na hodnotě  $3 \text{ ms}^{-1}$  u nejvyšších vlnových čísel a  $12 \text{ ms}^{-1}$  u útvarů s maximálním rozměrem. Snodgrass a Howard (1984) stanovili horní limitu  $1 \text{ ms}^{-1}$  pro vlnová čísla větší než 10. S využitím rezonanční spektroskopie našli Robillot *a kol.* (1984) horní hranici pro stacionární rychlostní pole o charakteristických rozměrech větších než 50 *Mm*.

Přímá měření radiálních rychlostí, která byla získána při provozu stanfordského magnetografu, publikovali Scherrer *a kol.* (1986). Ukazují na rychlostní útvar, který odpovídá vlnovému číslu 6, jehož amplituda je  $20 \text{ ms}^{-1}$ . Jak sami později upozornili, interpretace těchto dat jako důkaz pro zonální rychlostní strukturu je falešná, poněvadž se jedná patrně o rychlostní signál, silně kontaminovaný signálem magnetického pole. Nejnovější závěry hovoří o tom, že ve Stanfordu nebyly nalezeny žádná pravidelná rychlostní pole s amplitudou větší než  $10 \text{ ms}^{-1}$ , když vlastním rozlišením přístroje jsou odfiltrovány charakteristické rozměry menší než 150 *Mm* (t.j. vlnové číslo větší než 30).

## 7. NĚKTERÉ METODICKÉ A INTERPRETAČNÍ POZNÁMKY

Měřící metodika je podle toho co bylo doposud řečeno, velmi významným faktorem ovlivňujícím přesnost a použitelnost výsledků.

Tracery, o nichž se hovořilo, jsou téměř bez výjimky útvary na Slunci, které jsou v podstatě vytvářeny přítomností silného magnetického pole a jsou tedy manifestací magnetické aktivity. Můžeme je pozorovat jen díky jejich spektroskopickým efektům (korelační metody aplikované na synoptická pozorování magnetických oblastí či rozložení intenzity koróny) nebo v důsledku fluktuace jejich intenzity, které jsou zapříčiněny působením silných magnetických polí na jejich lokální termodynamiku (sluneční skvrny, fakule, koronální díry, protuberance a pod.).

Měření pohybu magnetických útvarů je zatíženo efektem, podle něhož silné magnetické pole svazuje dynamiku dotyčné oblasti, takže měřený pohyb ve fotosféře je ovlivňován složitým a neznámým způsobem ze slunečního nitra. Takové efekty jsou nejvýznamnější především v magneticky velmi aktivních centrech aktivity, kde ovšem zároveň interpretace posuvu spektrální čáry, na jejímž základě se stanovuje

radiální rychlost, je značně ovlivněna působením silného pole na turbulentní rychlostní spektrum. Vzniká zde závažný metodický problém, podle něhož obě metody se nemohou navzájem prověřovat, poněvadž v zoně slunečních skvrn, kde máme největší šanci na vynikající výsledky při použití metody tracerů je přesné dopplerovské měření nejobtížnější. Východisko z této situace lze hledat především zlepšením chápání korekce efektů silného magnetického pole na profil čáry a její posuv, zatím co vyřešit problém vazby fotosférického útvaru se slunečním nitrem je daleko obtížnější.

Využití vysoké citlivosti některých spektrálních čar na teplotu by mohlo podle představ některých autorů posloužit k identifikaci charakteristických struktur velkorozměrových konvektivních útvarů. Jejich časový vývoj by mohl být použit pro specifikaci velkorozměrových rychlostních polí, která by podle docela přijatelné hypotézy mohla být příčinou jejich evoluce. Je třeba zdůraznit, že zviditelnění takových útvarů v záření čar s výše zmíněnými vlastnostmi je v současnosti pouze hypotetická naděje. V době zcela nedávné se objevily pokusy o podobnou analýzu na základě map Slunce v krátkovlnném radiovém záření, avšak je zcela zřejmé, že případné výsledky musí nepochybně souviset spíše se strukturou magnetického pole a patrně nesouvisí vůbec s teplotními poměry ve sluneční fotosféře. Za těchto okolností se měření velkorozměrových magnetických polí jeví být poměrně dosti nadějným informačním materiálem, na základě jehož časové evoluce lze pomocí vhodné metodiky (Ambrož 1992) odvodit horizontální rychlosti, které by vycházely z dostatečně zdůvodněné tracerové představy. Úspěšné použití takového datového i zpracovatelského systému bylo realizováno zcela nedavno.

Jak bylo konstatováno dříve, existuje dosti podstatný rozdíl mezi filtračními vlastnosti metody „tracerů“ a dopplerovskou metodou, které souvisí s použitou technikou. Přesné měření rychlosti požaduje jak přesnou individuální polohu, tak i časovou základnu dostatečně dlouhou pro posunutí traceru. Tak dostaneme rychlostní signál, který musí být uspokojivě veliký ve srovnání s neurčitostí individuálního pozičního měření a tedy i s šumem. Pokud nejsme schopni redukovat šum, t.j. nepřesnost měření, potom zlepšení přesnosti může být dosaženo pouze roztažením časové základny. Pro útvary s krátkou dobou života, t.j. kratšími než jedna sluneční otočka, je třeba uvážit, že nárůst poziční neurčitosti se zvětšuje se vzdáleností od centrálního meridiánu. Existují proto přirozené hranice pro tracerové měření. Pro orientaci uvedeme, že optimální je provádět měření rychlosti na útvarech, vzdálených 2.13 dne na obě strany od centrálního meridiánu. Ukazuje se, že při použití těchto omezujících podmínek se při neurčitosti individuální pozice 1 obloukové sekundy dá dosáhnout ideální přesnosti ve stanovení rychlosti kolem  $0.8 \text{ ms}^{-1}$ . Praktická měření potvrzují, že tracerová měření poskytují důvěryhodné rychlosti kolem  $1 \text{ ms}^{-1}$ . V reálné pozorovací

praxi se ukazuje, že kritickou charakteristikou je *životní doba*. Na Slunci nenacházíme útvary malých rozměrů, které by byly časově dostatečně stabilní a proto hodnota  $1 \text{ ms}^{-1}$  je zde jako přirozená hranice, která brání zvýšení přesnosti na př. cestou opakování měření během několika dní.

Spektrální měření, odvozená na základě Dopplerova principu, jsou závislá na prostorové filtraci a nezávisí tak podstatně na časovém rozlišení. Pouze v případě, když se soustředíme na útvar, který je velmi konkrétně definován, jeho životní doba je dostatečně dlouhá a my známe jeho rotační rychlost, potom lze prostorovou filtraci převést do časové oblasti.

Skutečná měření rychlosti, založená na podobném přístupu, byla prezentována Scherrerem *a kol.* (1986), avšak jejich výsledky nebyly bez vnitřních rozporů. Ukazuje se, že individuální nepřesnost dopplerovských měření není menší než  $10 \text{ ms}^{-1}$ , avšak lze očekávat, že mnohem promyšlenější a pečlivěji realizovanou technikou bude možné přesnost měření ještě zvýšit. Základní problém, který brání ve zkvalitnění dopplerovského signálu spočívá v současné existenci několika zdrojů šumu, které se směšují s velkorozměrovým rychlostním signálem. Jejich vliv na měření sluneční rotační rychlosti byl v přehledové práci podrobně diskutován Schröterem (1985).

Základní zdroj šumů dopplerovského signálu vyplývá z existence konvektivních proudění menších rozměrů než velkorozměrových. U objektů na hranici rozlišení s rozměrem kolem  $1 \text{ Mm}$  má vertikální rychlost proměnnou složku o amplitudě  $500 - 1000 \text{ ms}^{-1}$  a dobu života od 10 minut do 1 hodiny. To odpovídá rychlostní struktuře sluneční granule, o které si myslíme, že je viditelným představitelem povrchové konvekce. Při pozorování zpravidla provádíme dopplerovská pozorování přes oblast  $10^4$  granulí a v takovém případě potom šum tohoto zdroje je mnohem menší než  $1 \text{ ms}^{-1}$ . Supergranule přispívají především svojí horizontální rychlostí amplitudou  $100 \text{ ms}^{-1}$  na délkové škále  $30 \text{ Mm}$  a životní době od několika hodin do jednoho dne. Na délkové škále velkých rozměrů o průměru 10 supergranulí bude potom šumový příspěvek kolem  $10 \text{ ms}^{-1}$  s výkonovým spektrem, které prudce klesá od svého vrcholu na frekvenci  $1 \mu\text{Hz}$ , jak ukázali Duvall a Harvey (1986). Co do velikosti šumového přínosu je možné s příspěvkem granule porovnávat i efekt 5-min. slunečních oscilací. Ve skutečnosti jsou sluneční oscilace superpozicí koherentních módů, z nichž každý má amplitudu  $\leq 0.15 \text{ ms}^{-1}$ . Analýzy ukazují, že pro velkorozměrová měření, t.j. když vlnové číslo  $l < 40$ , je šumový příspěvek oscilací menší než  $40 \text{ ms}^{-1}$ . Důležitý je poznatek o tom, že jestliže známe spektrum  $p$ -módů vln zodpovědných za oscilace, můžeme se potom při plánování pozorovatelského experimentu soustředit na volbu prostorového časového okna, které bude efektivním ohraničením pro rozlišitelné módy oscilací.

Velmi významným zdrojem informací o velkorozměrovém rychlostním poli jsou měření, získaná pomocí Dopplerova kompenzátoru při měření podélné složky magnetického pole magnetografem. V tomto případě měřicí technika staví na předpokladu, že absorpční čáry na disku jsou symetrické, nebo že asymetrie je po celém slunečním povrchu konstantní. Je ovšem známo, že asymetrie Fraunhoferových čar ve fotosferickém spektru představuje výraznou hodnotu v  $m\text{\AA}$  škále vlnových délek, což odpovídá rychlostem několika stovek metrů za sekundu. Variace této asymetrie s polohou na slunečním disku a s úrovní magnetické aktivity je příčinou posuvu při okraji a také částečné deformace v magnetických polích. Je třeba zdůraznit, že absolutní posuv spektrální čáry není při měření problém, avšak při stanovení velkorozměrových rychlostí spektroskopickou metodou je otázkou závislost profilu spektrální čáry na prostorových souřadnicích a na čase. Konkrétně tyto otázky z hlediska formování čáry analyzoval Dravins (1982).

O tom, že tyto otázky mají zcela kardinální význam pro interpretaci měření se přesvědčila řada autorů na př. Cavallini *a kol.* (1986) nebo Andersen (1984) při měření meridionálního proudění jako rozdílu mezi polárním a rovníkovým okrajovým posuvem, kdy jejich výsledky, přes poměrně vysoké rychlosti kolem  $50 \text{ ms}^{-1}$ , si vzájemně odporovaly. Původ těchto obtíží lze spatřovat v mechanismech uvedených v předchozím odstavci a proto při hodnocení dopplerovských měření malých meridionálních rychlostí je třeba se chovat velmi zdrženlivě.

Dalším velmi podstatným faktorem, který ovlivňuje výsledky rychlostních měření je působení magnetického pole. Ukazuje se, že posuv profilu spektrální čáry v důsledku přítomnosti magnetického pole lze charakterizovat veličinou  $5 \cdot 10^3 \text{ ms}^{-1} T^{-1}$ , jak bylo demonstrováno Livingstonem (1982). V této souvislosti vznikají pochybnosti o rychlostních měřeních, u nichž je výrazné proudění lokalizováno do míst s aktivními oblastmi (Scherrer *a kol.* 1986). Příspěvek k šumu rudého posuvu aktivních oblastí je ve skutečnosti stejně velký jako příspěvek od supergranulace. Na časové škále delší než několik dnů je tento efekt aktivních oblastí převládajícím zdrojem šumu (Duvall a Harvey 1986). Pro zachování objektivnosti je zapotřebí vzít v úvahu, že by bylo pochopitelné, kdyby aktivní oblasti korelovaly se strukturami velkorozměrového proudění. Existuje několik prací, které tomu nasvědčují, jak ukázali Robbilot *a kol.* (1991), nebo Ribes *a kol.* (1985). Tím spíše je zapotřebí detailně poznat vliv magnetického pole na rychlostní měření a jeho kompenzace je tedy základním předpokladem pro zvýšení důvěryhodnosti dopplerovských měření velkorozměrových rychlostí.

Poslední ve výčtu rušivých faktorů pro dopplerovská měření je problém rozptýleného světla. Touto cestou je do měřeného signálu z prostorově rozlišeného útvaru

nebo z přesně ohraničeného vstupního okna zaváděna komponenta jak z okolních oblastí Slunce, tak i světla oblohy. Znamená to, že rychlostní signál je zkrusován naprosto cizím signálem, který má buď zcela nepoužitelnou rychlostní informaci, případně i informaci, která nemá vůbec žádný rychlostní obsah. Problém je v tom, že užitečnou a neúžitečnou informaci nedokážeme uspokojivě oddělit a velmi negativně se projevuje degradováním na př. měřených hodnot sluneční rotace jak patrně z práce Albrechtsen a Andersen (1985). Ukázali, že na př. snížením rozptýleného světla na optice přístroje ve Stanfordu (čištění či znovupokovení zrcadel) je možné dosáhnout velmi dobrého souhlasu mezi rovníkovou rychlostí stanovenou metodou tracerů s hodnotami, stanovenými na základě dopplerovských měření. Potlačení vlivu rozptýleného světla bylo možné dosáhnout při měření rychlostí přesnosti menší než  $10 \text{ ms}^{-1}$ .

Závěrem je třeba zdůraznit, že pokud chceme měřit rychlosti velkorozměrového charakteru, které mají podle některých odhadů z měření tracerů hodnoty od 1 do  $10 \text{ ms}^{-1}$ , potom musí být dopplerovská měření zkvalitněna a zjemněna tak, aby mohla detekovat menší rozměry a změny v prostorově-časovém spektru. Jako základní je třeba provést korekce na magnetický rudý posuv, efekt slunečního okraje a na rozptýlené světlo. Tracerová pozorování potom představují poměrně dobrý test kvality dopplerovských měření.

#### Poděkování

Tato studie byla realizována v rámci grantu ČSAV/GA 30 301.

#### LITERATURA

- Adams, W. S.:1907, *Astrophys. J.* **26**, 203.  
 Albrechtsen, F. a Andersen, B. N.:1985, *Solar Phys.* **95**, 239.  
 Ambrož, P.:1992, *The Solar Cycle*, (ed. K. L. Harvey), ASP Conference Series **27**, 35.  
 Andersen, B. N.:1984, *Solar Phys.* **94**, 49.  
 Antonucci, E. a Dodero, M. A.: 1979, *Solar Phys.* **62**, 107.  
 Carrington, R. C.:1863, *Observations of the spots on the sun*, London.  
 Cavallini, F.; Cappatelli, G. a Righini, A.: 1986, *Astron. Astrophys.* **163**, 219.  
 De Lury, R. E.: 1939, *J. Roy. Astron. Soc. Can.* **33**, 345.  
 Deubner, F.-L.; Ulrich, R. K. a Rhodes, E. J., Jr.:1979, *Astron. Astrophys.* **72**, 177.  
 Dicke, R.: 1970, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **8**, 297.  
 Dravins, D.: 1982, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **20**, 61.  
 Duvall, T. L. a Harvey, J. W.:1986, *Seismology of the Sun and Distant Stars*, (ed. D. D. Gough), Reidel Publ. Co. Dordrecht, Holland, 105.  
 Fabricius, J.:1611, *De maculis in Sole observatis Narratio*, Witerbergae.  
 Faye, M.:1865, *Comptes Rendus de l'Acad. des Sciences*, Paris, **60**, 138.  
 Galilei, G.:1613. *Istoria e dimostrazioni interna alle machi solari e loro accidenti comprese in tre lettere*, Roma.  
 Gilman, P. A. a Howard, R.:1984, *Solar Phys.* **93**, 171.  
 Hejna, L.:1987, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **38**, 184.  
 Herschel, W.:1801, *Phil. Trans. Roy. Soc.* **265**.  
 Howard, R. a Harvey, J.:1970, *Solar Phys.* **12**, 23.  
 Howard, R. a LaBonte, B. J.:1980, *Astrophys. J.* **239**, L33.

- Humboldt, A.:1850, Kosmos. Entwurf einer physischen Weltbeschreibung, Bd. 3, I. G. Cottascher Verlag, Stuttgart und Tübingen.
- Kuklin, G. V. a Stepanov, V. E.:1983, Publ. Debrecen Obs. 5, 389.
- LaBonte, B. J. a Howard, R.:1982, Solar Phys. 80, 361.
- LaBonte, B. J.; Howard, R. a Gilman, P. A.:1981, Astrophys. J. 250, 796.
- Livingston, W. C.:1982, Nature 297, 208.
- Plaskett, H. H.:1959, Monthly Notices Roy. Astron. Soc. 119, 197.
- Plaskett, H. H.:1966, Monthly Notices Roy. Astron. Soc. 131, 407.
- Ribes, E.; Mein, P. a Mangeney, A.:1985, Nature 318, 170.
- Richardson, R. S. a Schwarzschild, M.:1953, Accad. naz. Lincei, Fondaz. Alessandro Volta, Atti dei convegni 11, 228.
- Robillot, J. M.; Bocchia, R.; Fossat, E. a Grec, G.:1984, Astron. Astrophys. 137, 43.
- Robillot, J. M.; Bocchia, R. a Denis, N.:1991, Fourth IRIS Workshop, Menlo Park, California USA, (preprint).
- Scheiner, Ch.:1630, Rosa Ursina sive Solis, kniha 4, část 2.
- Scherrer, P. H.; Bogart, R.; Hoeksema, J. T. a Yoshimura, H.: 1986, Seismology of the Sun and Distant Stars, (ed. D. O. Gough), Reidel Publ.Co., Dordrecht, Holland, 93.
- Schröter, E. H.:1985, Solar Phys. 100, 141.
- Schwabe, S. H.: 1844, Astron. Nachr. 21, 233.
- Snodgrass, H. B.:1984, Solar Phys. 94, 13.
- Snodgrass, H. B. a Howard, R.:1984, Astrophys. J. 284, 848.
- Spörer, G.:1887, Vierteljahresschrift der Astron. Ges. 22, 323.
- Timothy, A. F.; Krieger, A. S. a Vaiana, G. S.:1975, Solar Phys. 42, 135.
- Wagner, W. J.:1975, Astrophys. J. 198, L141.
- Ward, F.:1964, Pure Appl. Geophys. 58, 157.
- Ward, F.:1973, Solar Phys. 30, 527.
- Wilcox, J. M.; Schatten, K. H., Tancnbaum, A. S. a Howard, R.: 1970, Solar Phys. 14, 255.
- Wolf, R.:1877, Geschichte der Astronomie, Verlag Oldenburg, München.

# Ondřejovský magnetograf II. generace

M. Klvaňa, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*  
V. Bumba, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## ABSTRAKT

Fotoelektrický magnetograf pro měření magnetických, rychlostních a jasových polí ve sluneční fotosféře, uvedený do provozu v roce 1990, je popisován z hlediska možností přístroje, principu měření, způsobu digitalizace, pracovních režimů a dosažených parametrů.

V roce 1990 byl uveden do provozu nový magnetograf pro měření magnetických, rychlostních a jasových polí sluneční fotosféry. Pracuje v součinnosti s horizontálním dalekohledem a spektrografem HSFA 1 [1], umístěným v areálu observatoře.

Magnetograf je koncipován jako stokesmetr, pro fotoelektrické měření úplné polarizace světla v libovolném bodě spektrální čáry.

Zařízení může pracovat v těchto základních režimech:

I. **Magnetograf** – měření podélné složky magnetického pole, dopplerovských rychlostí a jasů ve spektrální čáře a v kontinuu.

II. **Vektormagnetograf** – měření celého vektoru magnetického pole a dopplerovských rychlostí.

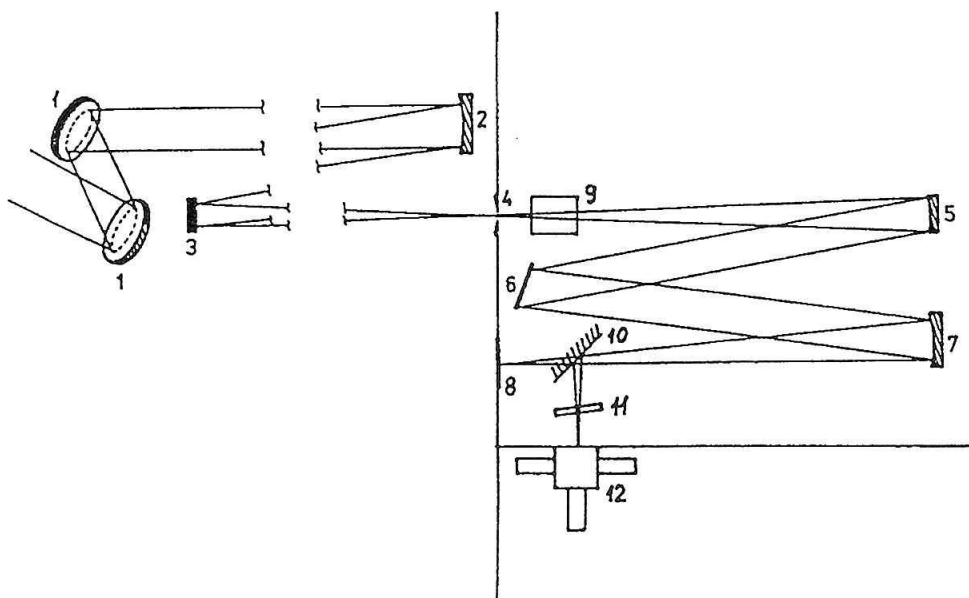
III. **Stokesmetr** – měření Stokesových parametrů V, U, Q a I polarizace světla podél profilu spektrální čáry.

Vzhledem k současným potřebám našeho oddělení je přístroj využíván jako magnetograf v režimu měření aktivní oblasti, případně v režimu měření oscilací.

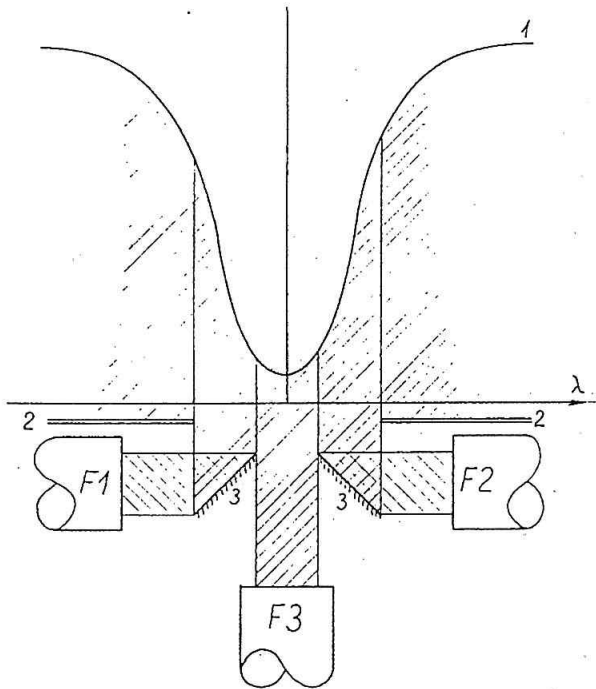
Princip činnosti:

Horizontální dalekohled s objektivem o průměru 500 mm a ohniskovou vzdáleností 35 m vytváří v rovině vstupní štěrbině spektrografu (obr. 1) obraz Slunce o průměru 32 cm. Automatický skanovací a pointační systém dalekohledu umožňuje měřit libovolnou pravoúhloú oblast slunečního povrchu metodou postupného skanování po řadách s přesností pointačního systému (podle kvality obrazu 1-3 obl. sec).

Světlo, procházející vstupní štěrbinou spektrografu je v elektrooptickém modulátoru jasově modulováno v závislosti na jeho vstupní polarizaci. Kódově-impulsní jasová modulace spektrální čáry, rozštěpené Zeemanovým efektem, je v bloku výstupních štěrbin s fotonásobiči [obr. 2] převedena na elektrické signály. Tyto jsou elektronikou bloku stokesmetru dešifrovány s převodem na analogové napětí Stokesových parametrů V, U, Q a I. Všechny analogové signály jsou digitalizovány A/D převodníkem a po předběžném zpracování v počítači ukládány jako měřená data na disketu. Pro oddě-



Obr. 1: NEJDŮLEŽITĚJŠÍ OPTICKÉ PRVKY MAGNETOGRAFU II 1-celostat, 2-objektiv, 3-rovinné zrcadlo, 4-vstupní štěrbiná spektrografu, 5-kolímátor, 6-difrakční mřížka, 7-kamerové zrcadlo, 8-kazetový nástavec s okulárem, 9-elektrooptický modulátor, 10-skloněné diagonální zrcadlo, 11-planparalelní destička kompenzátoru dopplerovských rychlostí, 12-fotometrická hlava bloku výstupních štěrbin.



Obr. 2: BLOK ŠTĚRBIN FOTOMETRICKÉ HLAVY MAGNETOGRAFU 1-intenzitní profil spektrální čáry, 2-břítý první štěrbin; šířka první štěrbin - 24 nm, 3-odrazné hranoly druhé štěrbin; šířka druhé štěrbin - 8 nm, F1 a F2-fotonásobiče v křídlech čáry, F3-fotonásobič ve středu spektrální čáry, šráfování-cesta světelného paprsku

lení vlivu dopplerovského posuvu spektrální čáry na Stokesovy parametry je posuv čáry kompenzován plan-paralelní skleněnou destičkou, umístěnou před blokem výstupních štěrbin s fotonásobiči. Kompenzátor s plan-paralelní destičkou je řízen signály fotonásobičů v křídlech spektrální čáry. Úhel natočení této destičky, který je rovněž digitalizován, slouží pro výpočet dopplerovské rychlosti.

## MAGNETOGRAFICKÁ MĚŘENÍ

### 1. Spektrální čára

Pro tato měření používáme spektrální čáru 5253, 47Å, která je výhodná tím, že se štěpí do jednoduchého tripletu a má faktor rozštěpu 1,5. To znamená, že je méně citlivá na magnetické pole než např. čára 5250 Å (faktor rozštěpu 3), ovšem na druhé straně zde nedochází k inverzi hodnot pro velká magnetická pole. Pracujeme v pátém řádu s disperzí 5,2 mm/Å. Šířky výstupních štěrbin pro fotonásobiče jsou 80 m (obr. 2). Pro tuto čáru jsou k dispozici vztahy mezi Stokesovými parametry a vektorem magnetického pole [2], které používáme při jeho výpočtu.

### 2. Velikost vstupní štěrbin

Vzhledem k používaným kalibračním křivkám je šířka vstupní štěrbin spektrografu konstantní - 3 obl. sec. Výšku štěrbin používáme buď 3" nebo 6", podle množství světla, režimu skanování a kvality obrazu.

### 3. Skanovací režim

Z rozlišovací schopnosti dalekohledu (0,3"), reálné velikosti vstupní štěrbin (3×3 obl. sec) a kvality obrazu (rozlišení 1 - 3 obl. sec) byly odvozeny tři základní skanovací režimy, které se pro jednoduchou manipulaci a snadné porovnání výsledků převážně používají. Jsou to jemný, normální a rychlý režim viz Tab. 1.

TABULKA 1 - Pracovní režimy magnetografu

Režim	Šířka pixlu	Výška pixlu	Dělič D	Posuv řádku	Skán. rychl.	Doba měření
jemný	1,6"	2,4"	16	24	60"/sec	2T
normální	3,2"	4,8"	32	48	60"/sec	T
rychlý	6,4"	9,6"	64	96	60"/sec	T/2
speciální	volitelné					

Skanovací rychlost je ve všech případech 60"/sec. a je limitována možnostmi coelostatu. Protože se skanovací režimy mezi sebou liší dvojnásobným počtem řádků, je rychlý režim dvakrát rychlejší a jemný režim dvakrát pomalejší než normální. To je také jeden z faktorů, ovlivňujících výběr režimu. Dalšími hledisky jsou velikost oblasti, kvalita obrazu a požadované rozlišení. Kromě těchto základních režimů existuje speciální režim, v němž se šířka pixlu, výška pixlu, skanovací rychlost, hustota integrace a synchronizace vzorkování mohou nastavit na požadované hodnoty, což činí přístroj zcela univerzálním.

### 4. Digitalizace analogových signálů

Pro digitalizaci je použit prepínač osmi analogových kanálů v napětovém rozsahu 0 - 10 V s osmibitovým A/D převodníkem. Synchronizace převodu je odvozena od geometrického posuvu měřené oblasti po vstupní štěrbině spektrografu a vzorkování každého z osmi analogových kanálů se provádí pro 0,1" posuvu obrazu Slunce. To prakticky znamená, že existuje pevná vzorkovací síť, v níž se během roku průměr Slunce mění zhruba o 3 %. Integrační parametr D udává, kolik těchto osmilitových vzorků se integruje v jednom údaji měřených dat.

### 5. Měřené fyzikální veličiny:

kanál 1: stokesův parametr V v červeném křídle čáry  
 kanál 2: stokesův parametr -V v modrém křídle čáry  
 kanál 3: stokesův parametr I v modrém křídle čáry  
 kanál 4: stokesův parametr I v červeném křídle čáry  
 kanál 5: intenzita záření v kontinuu  
 kanál 6: intenzita záření ve středu slunečného disku  
 kanál 7: intenzita záření ve středu spektrální čáry  
 kanál 8: dopplerovský posuv (úhel pootočení plan-paralelní destičky s kompenzátořem).

Data kanálů 1 - 6 se používají pro vyhodnocení podélné složky magnetického pole, kanály 3, 4, 5 a 8 jsou potřebné pro výpočet dopplerovských rychlostí a kanál 3-7 poskytuje informaci o rozložení jevů.

## 6. Uložení dat na disketě

Data každého z osmi měřených kanálů jsou dvoubyteově uložena do samostatného souboru proměnné délky. Max. délka souboru je 45 kB. Kromě toho jsou na disketu zapsány dva další soubory konstantní délky, z nichž jeden obsahuje protokol o měření a má délku 3990, druhý obsahuje důležité konstanty a má délku 1000. Jméno souboru obsahuje datum, číslo kanálu a číslo měření, uspořádané následovně:

MMDDRRRAK.N

MM – měsíc 01 - 12

DD – den 01 - 31

RR – rok 00 - 99

A – atribut, označující typ souboru. Pro původní nezpracovaná data magnetografu A = M

K – číslo kanálu 1 - 8 podle výše uvedeného seznamu

P – soubor, obsahující protokol o měření

K – soubor důležitých konstant daného měření

N – číslo měření 1 - 999

Tento způsob označení dovoluje přehlednou orientaci v datech a rychlý přístup v případě jejich zpracování.

## 7. Výsledné parametry magnetografu

Z magnetografických měření vyhodnocujeme v současné době tyto fyzikální veličiny:

- podélná složka magnetického pole v mT
- dopplerovská rychlost v m/s
- ztmavnutí fotosféry v ‰ vztaženo k normovanému jasů okolní fotosféry.

Na základě rozboru 357 zpracovaných měření odhadujeme reálné vlastnosti magnetografu následovně:

a) Rozlišovací schopnost časová při měření aktivních oblastí je dána zvoleným pracovním režimem a velikostí oblastí. Při použití standardních režimů

a max. rychlosti měření bude doba měření T oblasti o rozměrech 300" × 200" tato:

jemný režim T = 15' 12"

normální režim T = 7' 40"

rychlý režim T = 3' 54"

b) Rozlišovací schopnost prostorová je dána kvalitou pozorovacích podmínek, vybraným režimem měření a velikostí vstupní šterbiny spektrografu. Praktické výsledky ukazují, že můžeme rozlišit reálné detaily o rozměrech 5 – 10 obl. sec.

c) Rozlišovací schopnost funkční je dána osmibitovým A/D převodníkem a integračním faktorem daného režimu měření, který původní rozlišovací schopnost převodníku zvyšuje.

podélná složka mag. pole 10 – 20 GS

dopplerovská rychlost 20 m/s

ztmavnutí fotosféry 1 ‰

d) Citlivost přístroje ve standardních režimech odpovídá funkční rozlišovací schopnosti v bodu c) a použitím speciálního režimu měření je ji možno dále zvyšovat.

e) Průběh pozorování a důležité činnosti operátora jsou řízeny a kontrolovány počítačem. Obsluha je snadná a může ji provádět i pracovník bez technických znalostí, postačuje pouze seznámení s přístrojem. Na konci měření je na tiskárně vypsán protokol, obsahující všechny důležité údaje o měření.

Zpracování dat je prováděno na počítači PC-386. K tomu účelu bylo vybudováno zvláštní programové vybavení, dovolující jak přepočít signálů na jednotky fyzikálních veličin, tak i další činnosti, potřebné pro jejich další fyzikální interpretaci.

## LITERATURA

- Ambrož, P.; Bumba, V.; Klvaňa, M.; Macák, P.: 1980, Phys. Sollariterr., Potsdam, No. 14, 107-111.  
Bachman, G.; Jäger, F. W.; Künzcl, H.; Pflug, K.; Staudc, J.: 1975, HHI-STP-Report No. 4, Berlin.

# Kalibrace magnetografických měření

M. Klvaňa, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*  
V. Bumba, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## Abstrakt

Jsou uvedeny kalibrační výpočty pro přepočet signálů podélné složky vektoru magnetického pole a dopplerovských rychlostí na fyzikální veličiny a korekční metody pro odstranění efektů, zkreslujících výsledná jasová, magnetická a rychlostní pole.

Při přepočtu výstupních dat magnetografu na fyzikální jednotky vycházíme z kalibračních křivek, získaných na základě teoretických modelů sluneční atmosféry aplikací na konkrétní pozorovací podmínky a vlastnosti přístroje. Tyto tzv. kalibrační výpočty odlišujeme od korekčních výpočtů, sloužících k odstranění efektů (např. zklenutí jasového pole), komplikujících zobrazení zkoumaných fyzikálních parametrů. Metody kalibrace a korekce závisí na zpracovávaném fyzikálním parametru.

## JASOVÉ KANÁLY

Měřené intenzity jsou lineární závislostí měřeného signálu na jasu, proto se zde kalibrační výpočty neprovádějí. Z korekčních výpočtů pro jasové kanály používáme:

### a) Korekce změny průzračnosti atmosféry

Intenzita měřeného místa  $I(i,j)$  aktivní oblasti je korigována na změny intenzity záření ve středu disku  $I_s(t)$  vůči kalibrační hodnotě  $I_s(0)$

$$I_k(i,j) = I(i,j) \cdot I_s(0)/I_s(t),$$

kde  $I_k(i,j)$  je korigovaná hodnota jasu  $j$ -tého řádku a  $i$ -tého sloupce mapy,  
 $t$  je čas od počátku měření do okamžiku měření daného bodu  $(i,j)$ ,  
 $I_s(0)$  hodnota jasu středu disku pro čas měření  $t = 0$

Tato korekce odstraňuje ve značné míře změny průzračnosti atmosféry.

### b) Korekce zklenutí jasového pole

Korigovanými hodnotami jasového pole  $I_k(i,j)$  podle bodu a) je po řádcích proložena obalová křivka metodou odvalování přímky tak, aby žádný měřený bod se nenacházel nad obalovou křivkou. Obalové křivky tak vytváří referenční pole jasů klidné fotosféry  $I_r(i,j)$ , vůči němuž je možno korigovat zklenutí pole.

### c) Přepočet jasu na kontrast

Ve většině případů je vhodnější místo jasového pole  $I_k(i,j)$  pracovat s polem kontrastu  $C(i,j)$ , které je definováno pro každý bod pole jako rozdíl mezi intenzitou referenčního pole a korigovanou měřenou intenzitou

$$C(i,j) = I_r(i,j) - I_k(i,j)$$

### d) Normování jasového pole

Pro vzájemné porovnávání obrazů fotosféry je vhodné data, zpracovaná předcházejícími způsoby, normovat. Při normování pokládáme body normované referenční křivky  $I_{rN} = 10\,000$  pro všechny body pole.

Normovaná hodnota korigovaného jasu  $I_{kN}(i,j)$  bude:

$$I_{kN}(i,j) = I_k(i,j) \cdot I_{rN}/I_r(i,j)$$

### e) Normování kontrastu

Analogicky bodu c) bude definováno normování kontrastu

$$C_N(i,j) = I_{rN} - I_{kN}(i,j)$$

Tento parametr je velmi vhodný pro další práci, zobrazování skvrn, výpočet rozptýleného světla, určování hranic skvrny a klidné fotosféry a pod.

### f) Korekce na rozptýlené světlo

Jedná se o přibližnou korekci, vycházející z předpokladu, že jas v umbře velké skvrny by měl být menší než 10% jasu okolní fotosféry. Pokud minimální jas ve skvrně neodpovídá předpokládané hodnotě, je možno velmi jednoduše provést tuto korekci dat v poli kontrastu. Kontrast, korigovaný na rozptýlené světlo  $C_{NRS}(i,j)$  bude:

$$C_{NRS}(i,j) = C_N(i,j) \cdot C_{Nmax}/C_N(i,j)_{max}$$

kde  $C_{Nmax}$  - maximální hodnota normovaného kontrastu, které by měla být ve skvrně pozorována

$C_N(i,j)_{max}$  - max. hodnota normovaného kontrastu naměřená ve skvrně

### g) Určení hranice mezi skvrnou a klidnou fotosférou

Tato hranice je potřebná při kalibraci magnetického pole, protože se zde používají různé modely sluneční atmosféry. Hranice je definována podmínkami:

$$C_{NRS}(i,j) > 1000 \text{ oblast skvrny} \\ C_{NRS}(i,j) < 1000 \text{ oblast fotosféry}$$



### KANÁLY MAGNETICKÉHO POLE

Magnetograf je usporádaný tak, že 1. kanál mieri Stokesův parametr  $V$  v jednom křídle čáry a ve 2. kanálu je parametr  $-V$  druhého křídla čáry. Elektronická inverze druhého kanálu je provedena z důvodů dalšího zpracování. Kalibrace obou kanálů podélné složky mag. pole se provádí odděleně, na základě dat, získaných při kalibraci magnetografu měřením kruhově polarizovaného světla. Pro každý z obou kanálů spočítáme kalibrační koeficient

$$KOEFKAL = (I_{kal} - I_{okal}) / (H_{kal} - H_{okal}) \cdot Z_{kal} / Z_{mer}$$

kde  $I_{kal}$  a  $H_{kal}$  jsou údaje kanálu  $I$  a kanálu  $V$  Stokesmetru při kalibraci přes kruhový polarizátor  
 $I_{okal}$  a  $H_{okal}$  jsou tytéž údaje se zavřenou štěrbinou  
 $Z_{kal}$  - zesílení při kalibraci  
 $Z_{mer}$  - zesílení při měření  
 Pro každý bod měřené mapy spočítáme hodnotu

$$X(i) = KOEFKAL \cdot (H_i - H_0) / (I_i - I_0)$$

kde  $H_i, I_i$  jsou údaje kanálů  $V$  a  $I$  Stokesmetru při měření

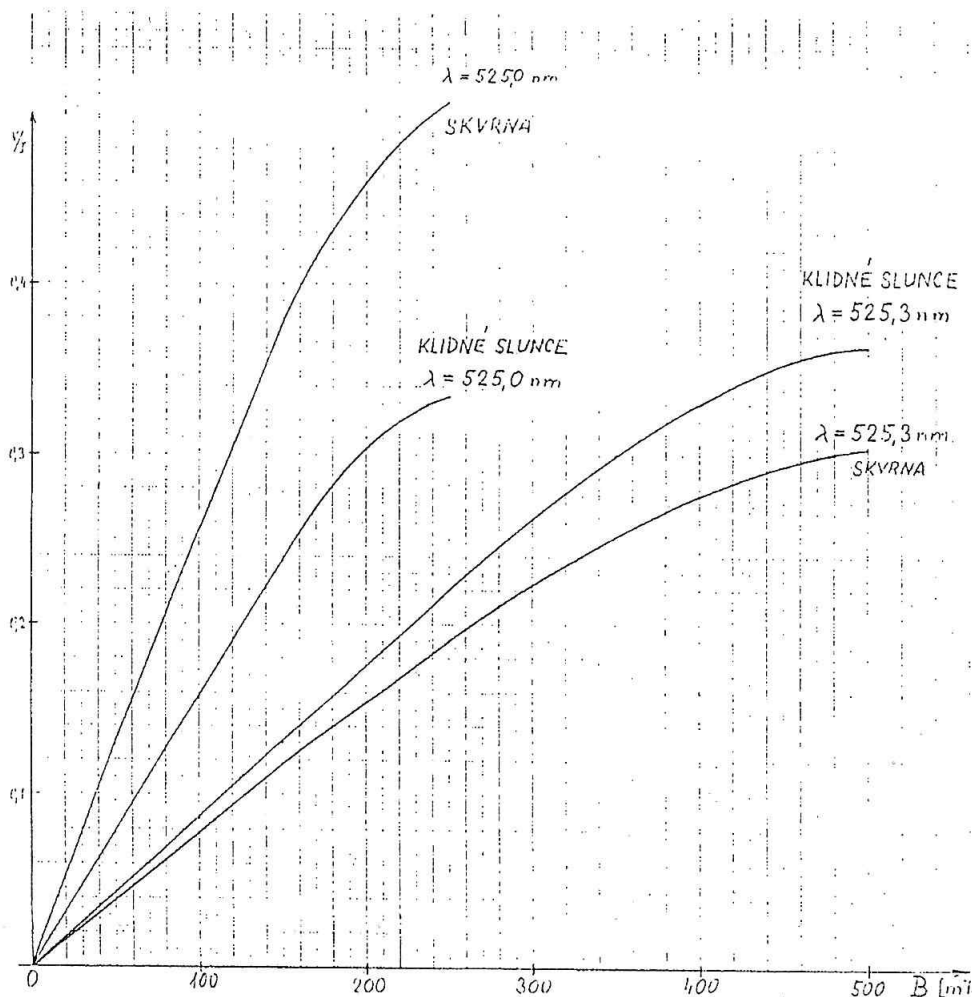
$H_0, I_0$  jsou tytéž údaje se zavřenou štěrbinou.

Podle převodních křivek na obr. 1, odvozených Staudem (1975) vypočteme velikost podélné složky vektoru magnetického pole.

Výběr jedné z obou křivek pro každý bod mapy se přitom provádí na základě testu, uvedeného v odstavci g) Kalibrace jasových kanálů.

Porovnání výsledků z obou křídel spektrální čáry ukázala, že dochází ke vzájemnému posuvu nuly, způsobenému zřejmě eliptickou polarizací světla na coelostatu. K odstranění tohoto posuvu jsou při zpracování kanálů mag. pole používány následující korekce:

- a) vzájemný posuv nuly obou datových souborů tak, aby počet bodů stejných polarit v obou mapách byl stejný (režim „P“)
- b) pro každý bod výsledné mapy je spočítána hodnota magnetického pole z průměru magnetických polí obou kanálů (režim „M“)



Obr. 1: Závislost Stokesových parametrů  $V/I$  na Longitudinální složce magnetické indukce  $B_L$  pro dvě spektrální čáry, pro skvrnu je použit model Stellmacher-Wiehr a pro klidné Slunce model HSRA-Gingerich.

c) pro každý bod výsledné mapy je spočítána hodnota magnetického pole z průměru změřených Stokesových parametrů obou kanálů (režim „S“)

Praktické zkušenosti s těmito režimy ukázaly, že přes různé principy korekcí se výsledné datové soubory navzájem téměř neliší a proto se z hlediska rychlosti zpracování nejčastěji používá režim „S“.

Protože tento princip i teoreticky odstraňuje uspojitivě parazitní eliptickou polarizaci, předpokládáme, že poloha nuly datového pole je reálná.

## DOPPLEROVSKÉ RYCHLOSTI

Signály kanálu dopplerovských rychlostí jsou úměrné úhlu pootočení planparalelní destičky kompenzátoru, dostavujícího spektrální čáru symetricky na blok výstupních šterbin s fotonásobiči. Vzhledem k malé odchylce od linearity předpokládáme, že měřená dopplerovská rychlost

$$v_D(i) = (126D - v(i)) \cdot 14/D \text{ [m/s]},$$

kde  $D$  je integrační koeficient měření

$v(i)$  – údaj  $A/D$  převodníku v kanálu 8 pro konkrétní bod měření oblasti

Vzhledem k vysoké rychlosti skanování při měření a určité setrvačnosti mechanického kompenzátoru jsme jeho funkci vylepšili matematickou korekcí, vycházející z nezkompenzovaného signálu jasu v obou křídlech spektrální čáry. Tato korekce je natolik dokonalá, že dokážeme rekonstruovat pole dopplerovských rychlostí  $v_{kor}(i)$  i v případě vypnutého kompenzátoru, kdy měření rychlostí neprobíhá.

$$v_{kor}(i) = v_D(i) - DKOR(i),$$

kde korekční posuv

$$DKOR(i) = D_0 (I_1(i) - I_2(i)K_2) / (I_1(i) + I_2(i)K_2) \quad (*)$$

$D_0 = 20\,000$  byl stanoven měřením a charakterizuje citlivost kompenzačního systému

$K_2 = I_1(i) / I_2(i)$  odstraňuje datovou nesymetrii kompenzačních jasových kanálů  $I_1$  a  $I_2$ .

Pokud zanedbáme změnu profilu spektrální čáry při přechodu z klidné fotosféry do umbrý skvrny, můžeme říci, že tato matematická korekce nezávisí na jasu (viz výraz (\*)), tzn. že na rozdíl od nedokonalého opticko-mechanického kompenzátoru funguje dokonale i ve skvrnách.

Lokální dopplerovské rychlosti jsou superponovány na rychlosti vzájemného pohybu pozorovacího stanoviště a pozorovaného místa. U malých aktivních oblastí vzhledem ke krátké době měření (5 min) je změna vzájemné rychlosti obou bodů s dostatečnou přesností reprezentována carringtonovskou rotací slunečního povrchu a proto na tuto rotaci provádíme matematickou korekci. Výsledná data ve většině případů reprezentují s dostatečnou přesností lokální dopplerovské rychlosti.

U velkých oblastí, zasahujících více než polovinu plochy Slunce se vzhledem k době trvání měření (40 min) již projevují i další vlivy, které bude nutno kompenzovat. Vzhledem k tomu, že uvedená dopplerovská měření nejsou absolutní, není zabezpečena přesná poloha nuly. Pro její určení proto používáme předpokladu, že integrační tok přes celou měřenou oblast by mohl být nulový, případně máme možnost celé datové pole potřebným směrem posunout. Není však vyloučeno, že v budoucnosti povede potřeba přesného stanovení nuly v kanálu rychlostí k absolutním měřením.

## Literatura

Stade J., Bachmann G., Jäger F.W., Künzel H., Pflug K.: 1975, HHI-STP-Report No 4, Berlin

# **Magnetická a rychlostní pole v drobné se velké aktivní oblasti z června 1991 (NOAA 6659)**

*V. Bumba, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov  
M. Klvaňa, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## **Abstrakt**

Pomocí nového magnetografu byla získána řada sad měření intenzity světla, podélné složky magnetického pole a radiální rychlosti v této složité skupině s velkými erupcemi. Jsou ukázány změny její morfologie, toků magnetického pole i jeho přestavba. Rozpadající se skupina měla narušený systém pohybů svého Evershedova efektu v několika místech dvojicí pohybů, orientovaných opačně nežli je tomu u Evershedova jevu. Tyto pohyby se vyskytovaly v místech, kde docházelo k největším změnám.

## **1. ÚVOD**

Jak ukázaly referáty přednesené ing. M. Klvaňou (Klvaňa, Bumba, 1993), nový fotoelektrický magnetograf slunečního oddělení AsÚ ČSAV v Ondřejově nám dává v poměrně krátkém čase a tedy i s relativně rychlou opakovatelností simultánní sady map aktivních i neaktivních oblastí sluneční fotosféry, a to: mapu rozložení kontrastu v kontinuu (a v centru i křídlech měřené spektrální čáry), podélné složky magnetického pole a radiálních rychlostí. Tento přístroj, kromě zkrácení času potřebného k měření, podstatně zpřesnil měření radiálních rychlostí (průmětů složky vektoru rychlosti do směru k pozorovateli), takže nám umožnil zabývat se problémy, které byly doposud ve sluneční fyzice málo řešeny.

Proto, když jsme začátkem června loňského roku získali během čtyř dní (7., 9., 11. a 12. června 1991) 13 úplných a 2 neúplné sady map velké aktivní oblasti NOAA 6659, která se na disku Slunce rozpadala a produkovala řadu především velkých, dokonce i dvě bílé erupce, zajímali jsme se o to, jak byly v této skupině rozloženy radiální pohyby, a to ve vztahu jak k její morfologii, tak i k magnetickému poli a ovšem i k erupční aktivitě.

## **2. ZMĚNY VE SKUPINĚ BĚHEM JEJÍHO PŘECHODU PŘES DISK**

Hlavním charakteristickým znakem skupiny při tomto přechodu bylo rozpadávání se jejích jader na stále menší jádra a změna jejího tvaru z téměř okrouhlého na velmi protáhlý ve směrech severovýchodním a jihozápadním tím, že zmizela značná část jejího rozsáhlého penumbrálního pole s inkluzemi malých jader,

zejména v severozápadní části skupiny. Drobení jader bylo provázeno vznikem několika jasných mostů fotosférického typu (řetízky jasných granul), dobře patrných i na fotografiích s malým rozlišením a na všech našich mapách zčernání. Ovšem hlavní jádro kladné magnetické polarity bylo od centra skupiny, skládajícího se z jader záporné polarity, odděleno jasným mostem, tvořeným z protáhlých vláken penumbry, jak tomu v takových případech bývá (Bumba, Hejna, 1980; Bumba, Suda, 1983). A tato linie změny polarit magnetického pole byla i místem, se kterým byla spojena většina erupcí, které skupina produkovala.

## **3. VÝVOJ MAGNETICKÉHO POLE SKUPINY**

První den našich fotoelektrických pozorování 7. června 1991 měla velká většina jader zápornou polaritu, pouze nejsevernější jádro bylo kladné. Kladná polarita obklopovala zápornou, a to v dlouhém – poměrně úzkém pásu s několika koncentracemi, táhnoucími se od východní části skupiny k severní, okolo které se ohýbala tak, že zasahovala ještě i k jejímu západnímu cípu. Hlavní maxima této lokální koncentrace kladné podélné složky byla umístěna na východě, severovýchodě a severu skupiny. Toto rozložení se změnilo do 11. června tak, že magnetický tok severního jádra zmohutněl, východní koncentrace se posunula k jihovýchodu, rozdělila se na dvě maxima, z nichž severnější, viditelné ještě 11. června, 12. června už nebylo zaregistrováno. Kladný tok západní části postupně mohutněl a jeho těžiště se posunovalo k jihozápadu až jihu, kde se vytvořila 12. června dvě menší maxima.

Celkový magnetický tok podélné složky dosahoval těchto hodnot: 7. června 390 TWb, 9. června 570 TWb a 12. června 400 TWb. Na začátku pozorování kladný

tok tvořil jenom asi pětinu tohoto celkového toku, 12. června však už vzrostl asi na jeho třetinu.

#### 4. ROZLOŽENÍ RADIÁLNÍCH POHYBŮ VE SKUPINĚ

Jak uvádíme v druhém referátu (Bumba et al. 1993), týkajícím se výsledků našich fotoelektrických měření radiálních rychlostí, zejména jejich rozložení, morfologie tohoto rozložení i amplitudy rychlostí se podstatně liší v klidné a v magneticky aktivní fotosféře. I v případě naší skupiny je rozsáhlá oblast jejich negativních (ve směru od pozorovatele) pohybů – lemovaná kladnými (ve směru k pozorovateli) pohyby na straně bližší ke středu Slunce (jejich oblast se každý den posouvá!), díky charakteristickému rozložení pohybů danému Evershedovým efektem, obklopena sítí útvarů, charakterizujících pohyby v klidné fotosféře. Při tom struktura obrovského systému Evershedových pohybů, zachvacujících prakticky celou skupinu, je rozbita pohyby, které zřejmě s tímto systémem nesouvisí a pokud jde o geometrii jejich vzájemného rozložení, t.j. o směr spojnice jejich těžišek, je nejčastěji opačný než u Evershedova jevu.

Na příklad 7.června vidíme na mapě rychlostí dvě dvojice takových pohybů, vymykajících se Evershedově efektu, v severovýchodní části skupiny a jednu na jejím jihovýchodním okraji. První dvě dvojice – jedna je otočena téměř o  $180^\circ$  vůči Evershedovu jevu – se nacházejí v místech rychle ubývajících „rozvařených“ penumbry s malými umbrálními jádry. Třetí dvojice – opět mající téměř opačnou orientaci vůči Evershedovu efektu – se zdá souviset se zmenšující se skvrnkou kladné polarity.

Na mapách z 9. června v severozápadní oblasti skupiny zůstala prakticky jen jedna z dřívějších dvojic pohybů se spojnicí těžišek otočenou asi o  $90^\circ$  vůči spojnici pohybů v Evershedově efektu, koincidující se stále se zmenšující oblastí penumbry. I na jihovýchodním okraji skupiny je možno opět vidět tutéž dvojici pohybů, která se dokonce zdvojnásobila. Tyto zdvojené pohyby odpovídají dvěma koncentracím kladné polarity, z nichž severnější byla pozorovatelná ještě 11. června, ale na mapách z 12. června už není zachycena ani v magnetickém poli, ani v pohybech. Jejich spojnice svírá také úhel  $90^\circ$  se směrnicí na střed slunečního disku. Kladné pohyby těchto okrajových dvojic jsou částečně maskovány kladnými pohyby Evershedova jevu, které se do této oblasti skupiny posunuly díky změně pozice skupiny na disku.

Ještě více komplikují situaci Evershedovy pohyby 11. a 12. června. Ale v prvním z obou uvedených dnů obě už zmíněné dvojice „obrácených“ pohybů na jihovýchodním okraji skupiny se zdají být zachovány, i když jejich negativní směry jsou silně potlačeny.

Dne 12.června však zůstala v této části skupiny už jen jedna dvojice pohybů, jichž spojnice byla otočena téměř o  $180^\circ$  vůči spojnici Evershedova efektu a ve

střední části skupiny, v místech, kde se nejrychleji vzdalovala jádra skupiny od sebe, bylo možno pozorovat po celý den výrazné maximum kladných pohybů, jehož amplituda neustále rostla. Avšak scházela tu dobře viditelná koncentrace negativních pohybů. Další dvojice pohybů nesouvisejících s Evershedovým jevem se toho dne objevila v jižním cípu skupiny, ve zmenšující se oblasti penumbry.

Je zajímavé, že v těchto dvojicích „obrácených“ pohybů, nesouvisejících s pohyby Evershedovými, amplituda negativních rychlostí je většinou podstatně větší (1500-2000 m/s) nežli amplituda pozitivních rychlostí (800-1500 m/s), i když v několika případech negativní pohyby nejsou vůbec pozorovány nebo jsou velmi malé. Rovněž vztah těchto mimořádných pohybů k topologii magnetického pole je zajímavý: zatím co vrcholy jejich negativních rychlostí velkou většinou koincidují s hranicí polarit magnetického pole, oblasti jejich kladných maxim se převážně rozkládají v místech velkých gradientů magnetického pole až na jedinou výjimku. Ještě jednou vlastností se zdají tyto dvojice „opačných“ pohybů lišit od Evershedova jevu: gradienty jejich rychlostí v blízkosti čáry změny směru pohybů se zdají být většinou podstatně strmější nežli jsou gradienty rychlostí u Evershedových pohybů.

#### 5. VZTAH ROZLOŽENÍ RADIÁLNÍCH POHYBŮ K PODÉLNÝM MAGNETICKÝM POLÍM A SKUPINĚ SLUNEČNÍCH SKVRN

Jak už jsme naznačovali v předchozích kapitolách, souvisí existence „obrácených“ pohybů s těmi oblastmi skupiny, které se nejvíce a nejrychleji mění, v našem případě většinou zanikají. V magnetickém poli koincidují tato místa s některým typem magnetické singularity (ostrov jedné polarity v těsné blízkosti rozsáhlého pole polarity opačné, složitá topologie pole a pod.). Na snímcích fotosféry rovněž vidíme, že nejmohutnější „opačné“ pohyby jsou pozorovány v místech, odkud se rozbíhají jasné mosty fotosférického typu, oddělující drobné se jádra hlavních umber.

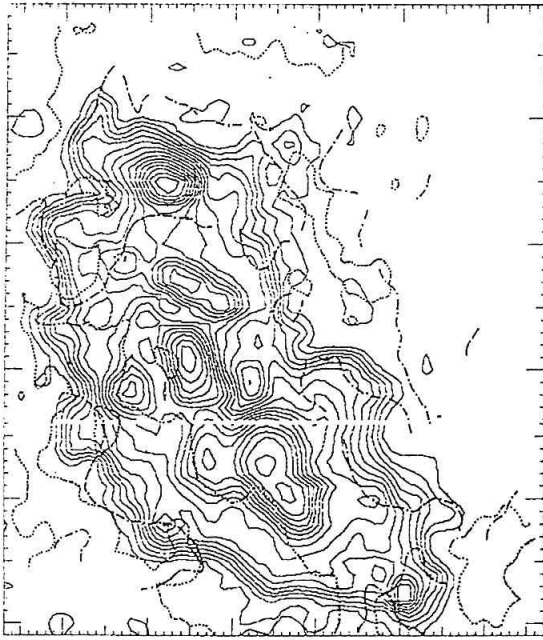
Jasný most vláknitého (penumbrálního) typu, koincidující s hlavní hranicí polarit, se táhne v převážné části své délky negativními maximy Evershedových pohybů a „obrácené“ pohyby je možno pozorovat pouze v blízkosti obou jeho konců. V tomto stadiu našich vědomostí o radiálních pohybech ve fotosféře je obtížné dělat závěry o příčinách „obrácených“ pohybů i o jejich důsledcích nebo sestavit model jejich rozložení ve srovnání s pohyby Evershedova jevu, i když se to zdá být triviální - stačí obrátit směry pohybů. Ovšem díky velkým energiím těchto pohybů, které jsou v některých případech srovnatelné s energií magnetickou ( na kubický cm ) nebo ji i částečně převyšují, nutno tyto pohyby určitě uvažovat při hledání fyzikálních příčin vzniku erupcí. Je nutno vzít do úvahy i fakt, že negativní pohyby se převážně vyskytují na hranici magnetických polarit, tedy v místech, která mohou mít

současne i silné transversálné pole, jehož siločáry budú kolmé k týmto pohybom. Naopak kladné pohyby súhlasí vo väčšine prípadov s oblastí najväčších gradientov magnetického pole, teda zhruba s oblastí rozvíjajúceho sa veľkého magnetického siločiar skvrny. Naš pozorovací materiál nespovedá zatiaľ o existencii strižných (shear) pohybů, tolikrát predpokladaných pre vysvetlenie dynamiky zmeny magnetického pole a nakupeň magnetické energie, potrebné pre vznik erupcie. Možná, že námi pozorované pohyby môžu poslúžiť

jako východisko k nalezenniu predpokladaného, energeticky dostatečne mocného mechanizmu, nutného k vyvolání erupcie.

### LITERATURA

- Bumba, V.; Hejna, L.: 1980, Bull. Astron. Inst. Czechosl. **31**, 257  
 Bumba, V.; Klvaňa, M.: 1993, tento sborník,  
 Bumba, V.; Suda, J.: 1983, Bull. Astron. Inst. Czechosl. **34**, 2  
 Klvaňa, M.; Bumba, V.: 1993, tento sborník



ONDREJOU OBSERVATORY PHOTOGRAM (L)  
 Date: 061191-1 Time: 06:02:29 - 06:16:07 UT Region:  
 File: 061191M7.1 X: 33 - 97 Y: 44 - 61 Magnification: 8  
 Lin. Scale: 100 150 200 250 300 350 (per mile)



ONDREJOU OBSERVATORY MAGNETOGRAM  
 Date: 061191-1 Time: 06:02:29 - 06:16:07 UT Region:  
 File: 061191M1.1 X: 33 - 97 Y: 45 - 61 Magnification: 8  
 Lin. Scale: 4 12 20 28 36 44 (mT)



ONDREJOU OBSERVATORY DOPPLERGRAM  
 Date: 061191-1 Time: 06:02:29 - 06:16:07 UT Region: NOAA 6659  
 File: 061191M8.1 X: 33 - 97 Y: 45 - 61 Magnification: 8  
 Lin. Scale: 50 250 450 650 850 1050 (m/s)

Rozloženniu kontrastu (nalevo), podélné složky magnetického pole (napravo) a radiálných rychlostí (dolu) ve skupině NOAA 6659 dne 11. června 1991. Ostatní viz článok. Kladná magnetická pole a kladné rychlosti jsou tmavší.

# Fotoelektricky měřená rychlostní pole v klidné a aktivní fotosféře

V. Bumba, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*  
M. Klvaňa, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*  
T. Tlamicha, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## ABSTRAKT

Fotometricky měřená pole radiálních rychlostí ukazují, že v klidné, magneticky nenarušené fotosféře blízko středu slunečního disku existuje prakticky rovnováha mezi kladnými a zápornými pohyby. Hodnoty jejich radiálních rychlostí dosahují nejvýše 300-350 m/s a histogram jejich rozložení odpovídá Gaussovu rozložení. Naopak v oblastech s lokálním magnetickým polem převládají negativní rychlosti obsahující vyšších hodnot nežli v klidné fotosféře. Morfologicky jsou pohyby v klidné fotosféře charakterizovány kruhovými útvary kladných, v aktivních oblastech negativních pohybů, velikostí a dynamikou vývoje podobných supergranulaci.

## 1. ÚVOD

Rozložení pohybů ve fotosféře je podle našeho názoru problematika, která stále stojí za to, aby byla studována. Kromě znalosti průběhu vektoru pohybů ve dvou typech konvektivních elementů – granulaci a supergranulaci, kromě známého rozložení posuvů jednotlivých slunečních skvrn ve skupinách v rovině fotosféry a radiálních pohybů v některých vývojových etapách samotných skvrn, kromě našich částečných vědomostí o rotačních rychlostech fotosféry a pohybech některých indikátorů (Schröter, 1985), známe doposud velmi málo fotosférická rychlostní pole.

V poslední době byla publikována řada prací používajících takzvané bisektory (osy spektrálních čar), ukazujících, že v místech magnetických polí aktivních oblastí převládají červené posuvy pozorovaných spektrálních čar, které je možno interpretovat jako pohyby ve směru od pozorovatele, tedy dolů pod povrch Slunce (Hanslmeier et al., 1991 a; b; Brandt, Solanki, 1990).

V našem případě je ovšem problém komplikován tím, že máme podstatně nižší prostorové rozlišení, že magnetograf měří pouze v křídlech čáry a pod. Nicméně domníváme se, že výsledky získané systematickými měřeními stojí za výklad.

## 2. FOTOELEKTRICKÁ MĚŘENÍ RADIÁLNÍ SLOŽKY RYCHLOSTÍ

Právě v našem magnetografu byla věnována velká péče měření rychlostí (radiálních, složky promítající se do zorného paprsku), a to jak pokud jde o sám přístroj, tak i metodiku měření. Zejména pak se to týká postupu při zpracování měření a jeho programového zabezpečení. Složitost zpracování a interpretace naměřených

hodnot radiálních (line-of-sight velocity) rychlostí a fakt, že jde pouze o relativní měření, zřejmě odradily řadu provozovatelů magnetografu od toho, aby zpracovávali svá rychlostní měření, která jsou vlastně – díky kompenzátoru dopplerovských rychlostí – vedlejším produktem u značného počtu magnetografů.

V našem případě se od naměřených hodnot radiálních rychlostí po proceduru popsané Klvaňou (Klvaňa, Bumba, 1993) a filtraci dat odečítá diferenciální rotace a pak se stanovuje průměrná rychlost celé měřené oblasti. Tento průměr však bývá – jak uvidíme dále – často ovlivněn převahou pohybů o velkých rychlostech v jednom směru. Proto je možné sestavit histogram naměřených veličin, který většinou má tvar Gaussova rozložení se zápornou asymetrií. Program dává možnost stanovit osu symetrie té části Gaussovy křivky, která ještě není ovlivněna asymetrií a potom o velikost zjištěné asymetrie opravit střední hodnotu všech měření. Hodnoty rychlostí na rychlostní mapě pak představují rozdíl mezi naměřenou hodnotou v daném místě a po několika operacích získanou hodnotou střední.

## 3. ROZLOŽENÍ RADIÁLNÍCH POHYBŮ VE FOTOSFÉŘE

Naše výsledky se opírají o poměrně rozsáhlý pozorovací materiál, získaný během roku 1990 a zejména 1991. Máme k dispozici více než 350 sad měření týkajících se asi 80 aktivních (většinou) nebo neaktivních oblastí. Některé oblasti byly měřeny systematicky během několika dní, jiné jen sporadicky. Už první rychlostní mapy zpracované začátkem loňského roku ukázaly, že radiální rychlosti v aktivních oblastech je možno charakterizovat těmito výraznými projevy: po-

kud je v oblasti větší skvrna, pak nejvýraznějším jevem rychlostní mapy bývají pohyby v Evershedově efektu, kromě toho v převážné části aktivní oblasti, tam kde jsou měřitelná souvislá magnetická pole, pozorujeme negativní (ve směru od pozorovatele) radiální rychlosti a pouze v určitých místech s proměnnou magnetickou a fotosférickou aktivitou je patrné zvláštní rozdělení rychlostí, ve kterém kladný (ve směru k pozorovateli) směr se zdá hrát důležitou úlohu. (Klvaňa, Bumba, 1992; Bumba, Klvaňa, 1993). Postupně s vylepšováním metodiky měření i zpracováváním dat, se získáním zkušeností v konstrukci rychlostních map a stanovováním optimálních hodnot izochar pro zviditelňování jednotlivých jevů, jsme uviděli i zajímavé rozložení pohybů v oblastech, ve kterých vůbec nejsou nebo jsou jen velmi slabá a nesouvislá magnetická pole. Domníváme se, že dosud získané výsledky, které ovšem vyžadují potvrzení z dalších, účelově zaměřených pozorování, přinést některé nové informace o pohybech ve sluneční fotosféře magneticky neaktivní i aktivní.

### 3.1. Pohyby v magneticky neaktivní fotosféře

#### 3.1.1. Blízko středu disku

Presentované výsledky se opírají zatím o několik sad měření v oblastech bez nebo s nízkou magnetickou aktivitou, nacházejících se většinou v sousedství aktivních oblastí, provedených v blízkosti středu slunečního disku (blíže než 30) a několik spíše náhodných sad měření poměrně rozsáhlých oblastí, získaných v relativně velkých vzdálenostech od středu disku (více než 40).

První z diskutovaných měření se týkalo malé, magneticky bipolární oblasti z 16.8.1991, ve které byl jednu chvíli v dopoledních hodinách vizuálně pozorován malý pór, který dával naději, že půjde o dále se rozvíjející skupinu slunečních skvrn. Oblast o délce asi 200", která se však dále nevyvíjela, byla pozorována celkem třikrát s poměrně rozsáhlým okolím (asi 300" × 350"). Její střed se nacházel asi 15° západně od středového poledníku a asi 5° severně od rovníku. Druhá oblast, měřená systematictěji (čtyřikrát 22.8., třikrát 23.8., jednou 26.8.1991), byla o něco větší (asi 400" × 400") a týkala se okolí tří aktivních oblastí (NOAA 6791, 6793, 6801). První den pozorování byly přibližné souřadnice středu asi 15 E a asi 10N, druhý den asi 5E a 10N, třetí den asi 50W, 10N. Bohužel toto poslední pozorování zahrnovalo pouze aktivní oblast NOAA 6791, bez klidného okolí. Třetí serie pozorování se týkala okolí aktivní oblasti NOAA 6861, která byla pozorována během několika dní. Zatím však do našich výsledků byl zahrnut pouze 7. říjen 1991, kdy jsme uvedenou oblast (asi 300" × 250") pozorovali celkem osmkrát. Souřadnice jejího středu byly přibližně 25W, 5N. Konečně jsme se zabývali i čtyřmi měřeními malé (asi 300" × 100") oblasti bez jakékoliv aktivity, pozorované přímo ve středu disku dne 2. července 1991, kdy jednotlivá měření v ploše byla oddělena pokaždé asi hodinovým

sledováním oscilací, prováděným v jedné řádce na jižním okraji oblasti.

Všechna zmíněná pozorování byla dělána v normálním skanovacím režimu (rozlišení asi 5" × 3"). (Histogramy dat se pro různé skanovací režimy liší.) Přítomnost oblastí s magnetickými poli vyvolává asymetrii histogramů všech naměřených hodnot rychlostí, které v případě, že měření rychlostí nezahrnuje žádnou oblast s magnetickým polem, jsou téměř ideálně symetrické. V klidné fotosféře, rychlosti v histogramech nepřesahují většinou veličinu 300 – 350 m/s (záleží i na počtu měřených bodů a tedy i mohutnosti histogramu). V případě oblastí s rozsáhlejšími magnetickými poli (na př. NOAA 6791, 6793, 6801) posun střední hodnoty rychlostí činil kolem 20 m/s a rozdíl mezi extrémními naměřenými hodnotami rychlostí byl od několika desítek do asi 100 m/s ve prospěch negativních pohybů. U oblasti NOAA 6861 rozdíl středních hodnot rychlostí byl 22 m/s, rozdíl extrémních hodnot více než 500 m/s, vždy ve prospěch negativních hodnot rychlostí.

Mapy rozložení radiálních rychlostí mají zajímavou morfologii: tam kde nejsou magnetická pole, rozprostírá se síť útvarů kladných rychlostí (záporné rychlosti jakoby vyplňují oka této sítě), z nichž některé mají kruhový tvar, podobných konvektivním elementům. Tam kde jsou magnetická pole, existuje síť podobných, většinou celulárních útvarů, a to v rozdělení záporných rychlostí. Pokud jde tedy o magneticky neaktivní oblast, síť útvarů tvořená kladnými pohyby, se podobá síti supergranulárních elementů a jejich částí, tak jak ji vidíme na spektrogramech nebo filtrogramech vyfotografovaných v emisi čar K a H CaII v blízkosti aktivních oblastí, i když zřejmě obě sítě nejsou vůbec totožné. Kruhové útvary tvořené kladnými pohyby se zdají mít v době svého nejzřetelněji vyvinutého kruhového tvaru tři charakteristické rozměry (průměry): okolo 12500, 16500 a 20500 km. Nejzajímavější se nám zdá být dynamika změn těchto struktur, tak jak je možno ji sledovat na postupných mapách serie, která je morfologicky opět velmi podobná dynamice přestavby supergranulárních konvektivních elementů, i když opět půjde asi o jiný fyzikální proces.

Na příklad na seriích vývoje kladných struktur v magneticky klidné fotosféře východně od aktivních oblastí NOAA 6791, 6793, 6801 dne 22. srpna 1991, na prvních třech výřezech map časově vzdálených asi hodinu, vidíme vývoj několika takových kruhových útvarů. Prvý z nich, označený písmenem A se zřetelně rozdělil na druhém výřezu na dva útvary spolu spojené. V této podobě je pozorovatelný i na výřezu třetím. Na čtvrtém výřezu, asi po dvou hodinách, vidíme již jen jeho zbytky. Podobně je možné sledovat začátek vývoje struktury B, která na poslední mapě vytváří zřetelnou kruhovou celou, atd. Na třech mapách téže části fotosféry z následujícího dne 23. srpna, oddělených opět zhruba hodinovými intervaly, můžeme sledovat vývoj podobných útvarů, a to prakticky na stejném místě jako předchozího dne. Je zajímavé, že na třech rychlostních

mapách klidné fotosféry ze 16.srpna jsou tyto kruhové útvary dobře identifikovatelné na mapách druhé a třetí, jichž doba získání se liší asi o hodinu, avšak na mapách první a druhé, oddělených časově asi 20 minutami, je tato identifikovatelnost podstatně obtížnější.

Podobná situace, týkající se identifikovatelnosti struktur na serii map, se opakuje v serii osmi map okolí skupiny NOAA 6861 dne 7.října 1991. Nejlépe viditelná kruhová struktura se vytváří v oblasti slabého magnetického pole mezi vedoucí a chvostovou polaritou skupiny. Její jasně definovaný kruhový tvar vidíme na mapách se začátkem v 8:01,8:37 a 12:45 UT, zatím co na mapách započatých v 7:21, 7:45,8:24,9:24 a 12:20 je její tvar značně rozbit. Podobně je tomu s některými útvary ve východní části těchto map. Zdá se, že jednotlivé kruhové útvary tvořené kladnými radiálními pohyby se během svého vývoje částečně posunují. Domnívali jsme se proto, že provedeme-li integraci jednotlivých map v naprosto stejných prostorech, že se kladné a záporné pohyby částečně vyruší. Zatím jsme provedli integraci pouze map z okolí skupiny NOAA 6861 ze 7.října, a to nejdříve čtyř prvních map (časový interval začátků 7:25 až 8:24) a pak všech osmi map dohromady (časový rozdíl začátků první a poslední 7:25 až 12:45). Na obou integrovaných mapách vidíme dobrou vzájemnou shodu nejen mezi sebou, nýbrž i s jednotlivými mapami. Při tom už zmíněná kruhová struktura mezi oběma magnetickými polaritami je dobře patrná na obou integrovaných mapách, zatím co ostatní kruhové struktury už tak dobře viditelné nejsou, ale základní charakter rozložení kladných pohybů zůstává stejný.

K rozluštění záhady dobré viditelnosti pravidelných struktur jsme použili čtyř map rychlostního pole okolí středu slunečního disku (bez magnetických polí) z 2. července 1991, oddělených od sebe seriemi asi hodinových měření oscilací v jedné řádce, pokaždé na jižním okraji měřeného pole. Na záznamu oscilací vidíme, že oblasti kladných pohybů jsou pravidelně střídány oblastmi pohybů záporných, a to se známou periodou pěti minut. Záleží tedy zřejmě dosti podstatně na tom, v jaké fázi vývoje jednotlivých struktur zachytíme během našich měření konkrétní situaci v rozložení jejich radiálních rychlostí. Ovšem konkrétní situace mají zřejmě značnou opakovatelnost, a to po dobu nejméně několika hodin, během nichž se jednotlivé kruhové útvary postupně mění a přecházejí v útvary jiné nebo zanikají a opět vznikají. Při tom se zdá, že místa, ve kterých se tyto útvary znovu a znovu vyvíjejí, mají poměrně dlouhou dobu trvání (možná několik dní).

Předmětem dalšího zkoumání zůstává vztah těchto útvarů ke konvektivním elementům fotosféry, zejména k supergranulaci a mezogranulaci a způsob, jakým jsou ovlivňovány pětiminutovými oscilacemi, respektive, co se s nimi děje během jednotlivých fází této oscilační periody.

### 3.1.2. Dále od středu disku.

Značným problémem je dosud pro nás i otázka změny morfologie pole radiálních rychlostí s růstem vzdálenosti od středu slunečního disku. Je jasné, že rychlosti, o kterých jsme dosud hovořili, jsou rychlostmi skutečně radiálními, t.j.prakticky kolmými k povrchu Slunce. S rostoucí vzdáleností měřené oblasti od centra disku by se měla stále více projevovat tangenciální složka pohybů, alespoň většina slunečních fyziků soudí, že fotosférické pohyby (ve větších strukturách) probíhají převážně v rovině fotosféry.

Skutečně i z našich map získaných z oblastí bližších slunečnímu okraji ihned určíme směr na střed disku, protože čím blíže kraji, tím jsou jednotlivé útvary rychlostní mapy, a to obou polarit (směrů), více protaženy ve směru kolmém na směr ke středu disku. Ovšem zatím se nám nepodařilo prostudovat ani jak se mění morfologie jednotlivých struktur se vzdáleností od středu, natož pak jak jsou rozloženy vektory jejich rychlostí.

### 3.2. Pohyby v aktivních oblastech

Jak už bylo řečeno, až na malé výjimky vykazují naše rychlostní mapy v místech zaujatých magnetickým polem, a to bez rozdílu magnetické polarity, negativní pohyby, jejichž amplituda je většinou několikrát větší nežli u pohybů v klidné fotosféře. A nejen to, tyto negativní pohyby zobrazují podobné kruhové struktury jako pozitivní pohyby v klidné fotosféře a opět tyto struktury mají několik charakteristických měřítek: asi 11000,14500,19000 a 26000 km.

Ve skupinách s vyvinutými skvrnami je toto rozložení záporných pohybů částečně kamuflováno kladnými pohyby patřícími Evershedovu efektu v těchto skvrnách, které je vždycky třeba brát do úvahy.

Negativní pohyby v aktivních oblastech jsou příčinou už zmíněné asymetrie histogramů zobrazujících četnost rozložení měřených radiálních rychlostí podle amplitudy, při čemž často vytvářejí značně výrazná negativní křídla ke Gaussovým křivkám. Rychlosti v aktivních oblastech mohou dosahovat hodnot -1000 až -2000 m/s.

Charakteristickou morfologii rozložení negativních pohybů v aktivních oblastech je nejlépe možno sledovat na starších aktivních oblastech, jichž rozložení magnetického pole je silně ovlivněno supergranulární strukturou.

K zobrazení těchto struktur jsme použili stejné serie map z 22. a 23.srpna 1991, jako pro klidnou fotosféru (jen v jiných výřezech), jejíž pohybové struktury těsně přiléhají a zřejmě v místech dotyku i interferují s pohyby v aktivní oblasti. Celulární útvary pohybů více souvisejí s místem výskytu magnetických polí (bez rozdílu polarit) a tím zhruba i s pozicemi supergranulárních útvarů, do kterých je rozdělena v tomto případě většina magnetického pole, ale rozměry charakteristických velikostí obou typů struktur nesouhlasí. V magnetic-



kém poli je střední průměr magnetických struktur okolo 25500 km.

Oblast negativních pohybů aktivní oblasti je rovněž silně ovlivněna oscilacemi, které dočasně některé oblasti pohybů střídavě potlačují nebo zvýrazňují. V uvedeném konkrétním případě amplituda rychlostí se v serii map mění o 150 – 200 m/s, různě v různých místech oblasti.

Konfigurace negativních pohybových struktur aktivní oblasti vykazuje jasné vývojové změny, jdoucí zřejmě paralelně se změnou rozložení magnetických polí. Hlavní charakteristické útvary je zřejmě možno rozeznat po dobu několika málo dnů.

### 3.3. Evershedův efekt

V referátě o velké červnové eruptivní oblasti 1991 NOAA 6659 (Bumba, Klvaňa, 1993) uvádíme nejen jak je oblast negativních pohybů, vyplňující hranice magnetického pole skupiny, zasazena do charakteristických struktur klidné fotosféry, které opět dosahují až těsně k samotné skupině, nýbrž ukazujeme i jakým způsobem pohyby Evershedova jevu zakrývají rozložení negativních pohybů v oblasti.

Stojí proto za to podívat se na rozložení pohybů v Evershedově efektu - tak jak se jeví na fotoelektrických mapách radiálních rychlostí - podrobněji, i když - díky počasí - máme poměrně málo systematických měření pro studium tohoto jevu.

Z fotografických měření rychlostí v pravidelných slunečních skvrnách je poměrně dobře známo rozložení vektorů rychlosti ve fotosféře skvrny: ty sledují siločáry magnetického pole rozbíhající se od středu skvrny a probíhají prakticky paralelně povrchu Slunce, jsou však viditelné vlastně jen v penumbře skvrny (Bumba, 1960). Proto vždy pohyby Evershedova jevu, sledované fotograficky, jsou rozděleny tak, že pohyby k pozorovateli jsou na straně skvrny přivrácené středu slunečního disku a pohyby od pozorovatele na straně skvrny bližší k okraji disku. Mezi nimi, zhruba kolmo na spojnici skvrny a středu disku jsou oblasti nulových pohybů - t.j. oblasti, kde vektor rychlosti je kolmý na směr k pozorovateli.

Fotoelektrická měření Evershedova jevu jsou zřejmě složitější a není nám známo, že by se jejich zpracováním někdo podrobněji zabýval, i když jeden z autorů se této otázky dotkl už ve své disertační práci před více než čtyřiceti roky (Bumba, 1960). Podíváme-li se na jednoduchou skvrnu, jakou byla na př. unipolární pravidelná skvrna skupiny NOAA 6817 v září loňského roku, a to v různých polohách na slunečním disku, vidíme charakteristické rozložení pohybů orientované vůči směru na střed slunečního disku. Ale oblast zachycená Evershedovými pohyby je podstatně větší nežli sama skvrna a při tom negativní pohyby nejen pokrývají větší plochu nežli pohyby pozitivní, nýbrž jejich rychlosti mají i větší hodnoty. V případě uvedené skvrny blízko jihovýchodního okraje je poměr maxi-

málních amplitud obou rychlostí 650:-850 m/s, v centálním meridiánu (30S) 1050:-1450 m/s a na 40. poledníku západní heliografické délky asi 850:-1450 m/s.

Charakteristické rozdělení obou hlavních směrů pohybu je zesíleno existencí sekundárních oblastí pohybů opačného směru: Ve směru na střed disku, před hlavní oblastí kladných pohybů je vždy malá oblast málo výrazných pohybů negativních a za hlavní oblastí negativních pohybů je poměrně rozsáhlá oblast pohybů kladných, dosahujících v tomto konkrétním případě rychlostí kolem 250 m/s.

Má-li skvrna dvojité jádro, jako na příklad stará vedoucí skvrna magneticky bipolární oblasti NOAA 6767, pak Evershedův efekt má také dvě koncentrace kladných i záporných pohybů správně orientovaných vůči středu slunečního disku, t.j. ležících na spojnici jader se středem disku. Jinak rozložení hlavních i sekundárních rychlostních polí je zachováno jako v předchozím případě. U jmenované skvrny vidíme i oblast malých pohybů mezi oběma jádry a zakřivenou hranici změny směru vektorů rychlostí, tak jak tomu u složitějších skvrn často bývá, zatím co u jednoduchých skvrn je tato hranice prakticky kolmá na směr ke středu disku.

V případě velmi mnoha jader skvrny se zdá, že každé jádro má své negativní maximum pohybů, ale situace s kladnými pohyby je podstatně složitější a zasluhuje vlastní podrobnou studii.

### 4. PŘEDBĚŽNÝ ZÁVĚR

Přednesené výsledky jsou velmi předběžné, i když byly získány z poměrně velkého pozorovacího materiálu. Problém je v tom, že nové výsledky kladou řadu dalších otázek, které doposud neumíme zodpovědět. Pro jejich řešení bude třeba znovu a znovu pozorovat ty objekty a oblasti, které mohou ukázat další směr výzkumu. Přes to se zdá, že stojí za to shrnout, co bylo nalezeno.

Grafy rozložení veličin radiálních rychlostí ve fotosféře bez magnetických polí, měřených blízko středu slunečního disku, ukazují na to, že pohyby, které představují a které jsou prakticky kolmé ke slunečnímu povrchu, jsou ve vzájemné rovnováze. Jejich hodnoty v obou směrech nepřesahují 300-350 m/s. V nerovnováze je však morfologie struktur, které jednotlivé směry vytvářejí. Tyto struktury je možno podle dynamiky jejich vývoje považovat za ucelené fyzikální útvary. Na převážné části map se kladné pohyby shlukují do těchto téměř pravidelných struktur, zatímco záporné pohyby vyplňují jejich síť a zřídka v klidné fotosféře tvoří útvary podobné. V tomto případě si oba směry pohybů vyměňují role. Záhadou zůstává proč není i počet kladných a záporných struktur zhruba v rovnováze, když na některých registracích oscilací vidíme, že si kladné a záporné pohyby vyměňují místa s frekvencí pěti minut. Z takových záznamů oscilací můžeme i usoudit, že z původního záporného středu kladné struktury a sousedního záporného uzlu by se v další fázi

oscilace měla vytvořit struktura nová, záporná, a za dalších pět minut by si měly oba směry opět vyměnit úlohu.

Pokud jde o vlastní kruhové útvary, tolik podobné morfologií tvaru i vývoje supergranulaci, bude důležité prostudovat jejich vztah ke konvektivním elementům, protože největší jejich průměry jsou blízké průměrům supergranulí, zatímco měřítko menších útvarů má blíže k mezogranulaci. Dynamika jejich vývoje a jejich zasažení do konkrétní situace mezi magnetickými poli atd. vyvolává v nás představu bublin, které probublávají z poměrně stabilního zdroje v hloubce fotosféry na její povrch. Tím poněkud mění i své místo a jsou-li omezeny magnetickým polem v sousedství, posice, ve které při pronikání atmosférou vytvářejí pohybové cely, se nemění.

V aktivních oblastech jsou kladné a záporné pohyby ve velké nerovnováze. Prakticky, až na kladné pohyby v Evershedově efektu a v místech velkých změn, celá oblast magnetického pole vykazuje pohyby ve směru od pozorovatele a veličina jejich rychlostí je často až dvakrát větší nežli u pohybů kladných.

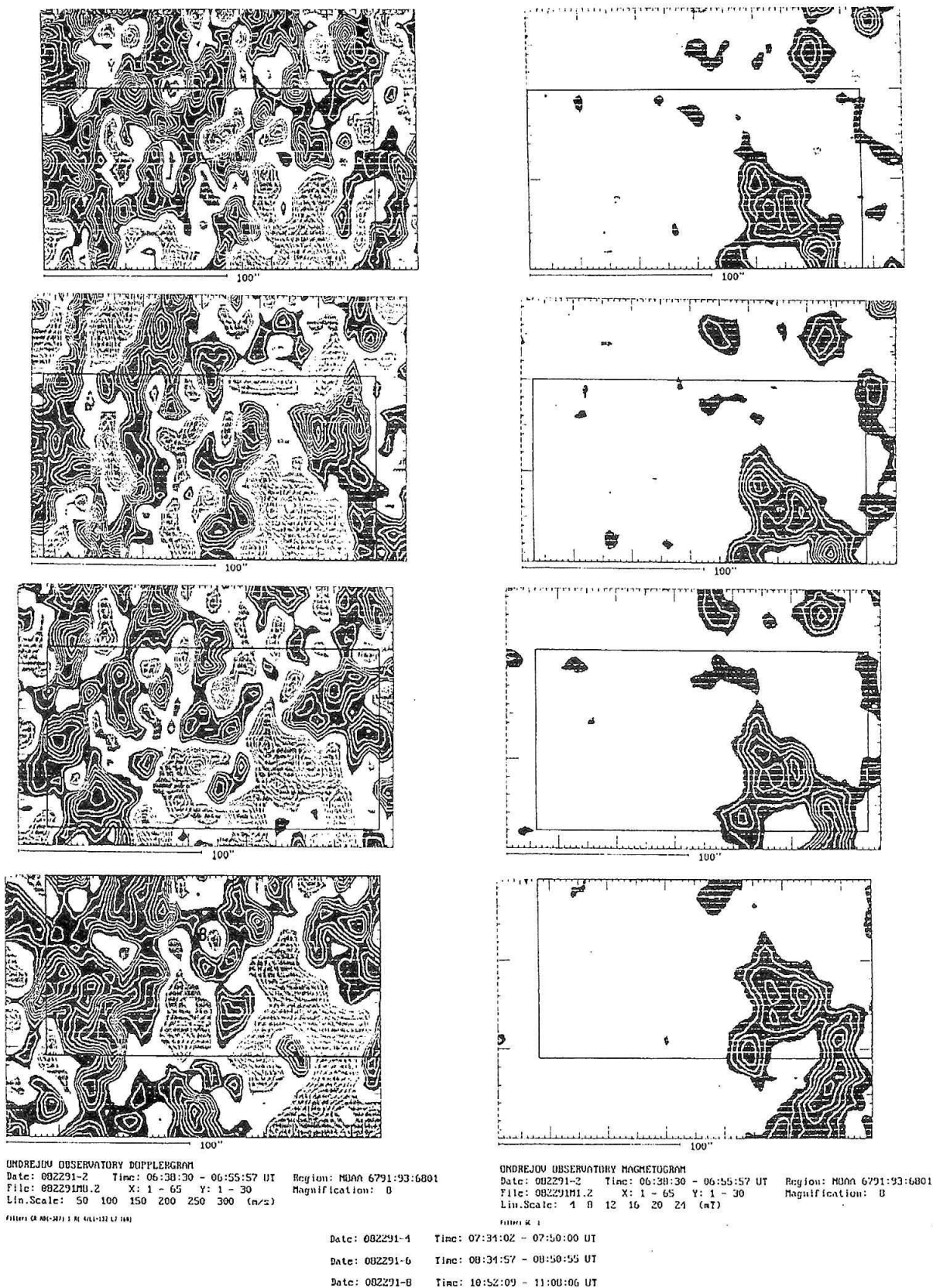
Z měření oscilací ve skvrně vidíme, že oscilace pouze modulují, a to jak záporné, tak i kladné rychlosti s pětiminutovou periodou. Tyto rychlosti jen zřídka se blíží nule nebo dosahují nepatrných opačných hodnot. Situace je poněkud odlišná mezi dvěma jádry, kde se zdá být střídání obou pohybů během pěti minut zřetelnější.

Opět bude třeba prostudovat podrobněji vývoj rychlostních struktur aktivních oblastí a jejich vztah k magnetickým polím. Zajímavé je, že systémy pohybů, reprezentující klidnou a aktivní fotosféru, existují těsně vedle sebe bez zjevného vzájemného ovlivňování. Pouze tam, kde celulární útvary obou pohybových polí nejsou úplně v oblasti vzájemného styku, zdá se, že spolu interferují.

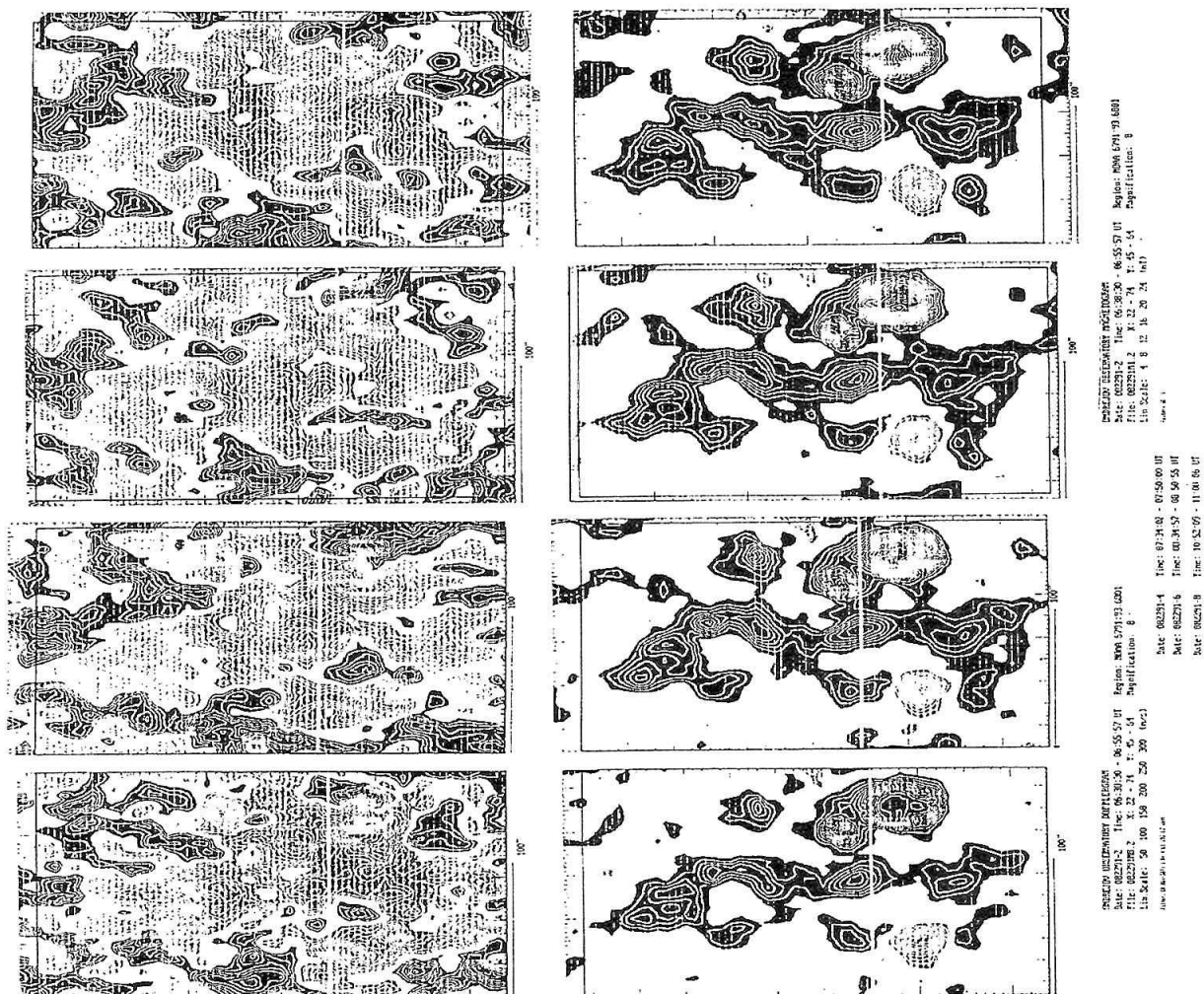
Z toho co bylo dosud řečeno vyplývá řada dalších otázek týkajících se zejména vzájemné výměny hmoty mezi aktivní a klidnou sluneční atmosférou. Existuje tato výměna? V jakých vrstvách atmosféry probíhá? Představují námi i jinými autory zjištěné negativní pohyby v aktivních oblastech skutečný pohyb hmoty nebo je možné je vysvětlit jiným způsobem? Takových otázek je možno položit ještě mnoho.

## LITERATURA

- Brandt, P. N.; Solanki, S. K.: 1990, *Astron. Astrophys.* 231, 221  
 Bumba, V.: 1960, *Izv. Kr. A. O.* 23, 277  
 Bumba, V.; Klvaňa, M.: 1993, tento sborník  
 Hanslmeier, A.; Mattig, W.; Nesis, A.: 1991a, *Astron. Astrophys.* 244, 521  
 Hanslmeier, A.; Mattig, W.; Nesis, A.: 1991b, *Astron. Astrophys.* 248, 232  
 Klvaňa, M.; Bumba, V.: 1992, *Proceedings of the XIV Consultation on Solar Physics*, Karpacz 1991, v tisku  
 Klvaňa, M.; Bumba, V.: 1993 tento sborník  
 Schröter, E. H.: 1985 *Solar Phys.* 100, 141



Obr.1. Serie map rozložení radiálních rychlostí (nalevo) a podélné složky magnetického pole (napravo) v klidné fotosféře blízko středu disku 22.srpna 1991. Kladná magnetická pole a kladné rychlosti jsou tmavší. Izočáry rychlostí postupují po 50 m/s, izočáry magnetických polí po 4 mT.



Obr.2. Podobná serie map (se stejným označením a stejnými hodnotami) jako v Obr.1., ale v aktivní oblasti NOAA 6791.

# Podíl pětiminutových oscilací na magnetografických měřeních

*M. Klvaňa, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

*V. Bumba, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

*T. Tlamicha, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## ABSTRAKT

Nízká reprodukovatelnost dopplerovských rychlostí v klidných částech sluneční fotosféry nás vedla k měření oscilací. Po dobu několika hodin byly opakovaně měřeny body jednoho řádku, protínajícího střed slunečního disku kolmo a symetricky na osu rotace Slunce. Pětiminutové oscilace fotosférické plasmy s amplitudou do 300 m/s a dobou trvání okolo 20 min. mají svým charakterem značný negativní vliv na topologii rychlostního pole klidné fotosféry. Magnetické a jasové pole vykazuje menší citlivost a dvojnásobnou frekvenci.

Při ověřování funkce jednotlivých kanálů magnetografu jsme se u opakovaných měření téže oblasti setkali s výrazně nízkou reprodukovatelností topologie rychlostního pole, hlavně v oblastech kolem nulové hladiny. Předpoklad vlivu pětiminutových oscilací nás vedl k zahájení série speciálních měření. Dlouhodobé měření oscilací v jednom bodě je vzhledem k posuvu tohoto bodu rotací a vlastními pohyby nereálné. Zvolili jsme proto metodu opakovaného měření bodů, ležících v jednom řádku, orientovaném kolmo k ose rotace Slunce. Střed řádku je totožný se středem slunečního disku a jeho délka zabírá zhruba desetinu slunečního průměru.

Měření na obr. 1 až 3 ukazují sérii čtyř registrací podélné složky magnetického pole a dopplerovské rychlosti, z nichž každá trvala jednu hodinu a v obrazu jsou seřazeny zleva doprava.

Časová osa jednotlivých registrací probíhá shora dolů a mezi druhým, čtvrtým a šestým měřením je přerušena po dobu dvaceti minut, potřebnou k proměření celé oblasti, v níž se měřený řádek nacházel. Mezi šestým a sedmým měřením uběhlo pouze 7 minut, nezbytných k nové kalibraci magnetografu, nutné při zahájení dalšího měření.

Vzhledem ke krátkému přerušení mezi 6. a 7. měřením můžeme zvláště na záznamu magnetického pole vysledovat návaznost bodů řádku, rozvinutého zleva (E) doprava (W), dokazující, že měřený řádek byl znovu nastaven s dostatečnou přesností.

Z průběhu registrací dopplerovských rychlostí je dobře vidět zvláště na obr. 2 pětiminutové oscilace s amplitudou až 400 m/s. Frekvence pětiminutových oscilací se pro jednotlivé body řádku poněkud liší, čímž vznikají změny tvaru charakteristických V struktur v registraci (obr. 3).

Amplituda pětiminutových oscilací není konstantní, ale mění se v závislosti na čase. V některých zřetelných případech registrace je časový rozdíl mezi dvěma maximy amplitudy přibližně 20 minut.

Na rozdíl od předcházejících čtyř sloupců registrací na obr. 3, měřených v klidné fotosféře na středu slunečního disku, poslední sloupec byl registrován v aktivní oblasti NOAA 6703 mimo střed (zhruba W10 N29).

Skanování probíhalo přes skvrnu, která při registracích celé oblasti nevykazovala typický Evershedův efekt. Rozložení rychlostního pole si po celou hodinu registrace zachovávala svůj charakter, daný lokálními rychlostmi skvrny a jejího okolí. Ve svislých pruzích je však přesto zřetelně vidět pětiminutové oscilace, posunuté z oblasti nuly do kladných i záporných hodnot. Tam, kde se lokální rychlosti blíží nule, je možno sledovat typické střídání polarit.

Vzhledem k velikosti amplitudy oscilací, která je srovnatelná s jinými rychlostními efekty, pozorovanými ve sluneční fotosféře, považujeme energetický vklad oscilací za významný.

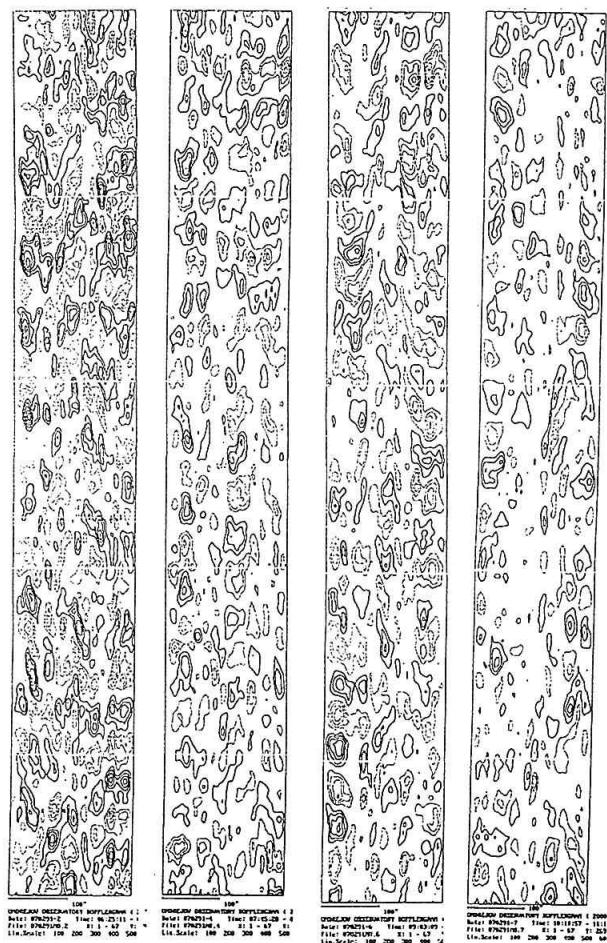
Vlastnosti měřených oscilací budou proto dále podrobněji zkoumány se zaměřením na jejich prostorové rozložení a dynamické vlastnosti, s cílem začlenit tento efekt do morfologie fotosféry a odhadnout jeho význam.

Dalším jevem, zřetelně pozorovatelným na obr. 1 a 2 je změna prostorového a funkčního rozlišení během téměř pětihodinové registrace oscilací. S největší pravděpodobností tato změna souvisí se zhoršováním kvality obrazu sluneční fotosféry během dne, způsobované atmosférickou turbulencí. Tento jev, který je většinou u magnetografů zanedbáván, má zásadní význam při studiu časových změn magnetických toků a proudění hmoty ve zkoumané oblasti. Provádíme proto pokusy vhodnou filtrací sjednotit měření, získaná během různých

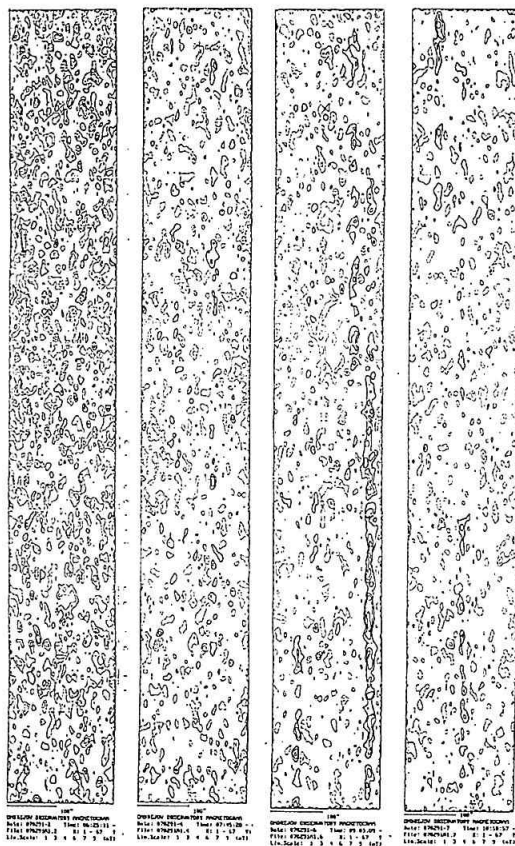
ných atmosférických podmínek tak, aby na základě dalšího porovnání bylo možno věrohodně určit vývojové trendy. Získané výsledky však prozatím ukazují jiné trendy ve funkčním rozložení bodů měření oblasti, získané za horší kvality obrazu v porovnání s rozložením, vznikajícím filtrací dat, získaných při dobré kvalitě obrazu, přestože použitý filtr imituje právě zhoršení kvality obrazu. Není vyloučeno, že se zde uplatňuje ještě další efekt, jehož podstatu zatím neznáme.

Oscilace v magnetickém poli nejsou tak markantní, jako v dopplerovských rychlostech, je zde však možno pozorovat jiný zajímavý efekt. Poměrně často se vyskytují případy, kdy v určitém bodě řádku vzroste magnetické pole zřetelně nad hodnoty okolní fotosféry, tento stav trvá několik desítek minut a poté pole opět zmizí. Může se přitom jednat jak o unipolární, tak i bipolární struktury, velikosti řádově desítek obloukových vteřin. Změna polarit (typu oscilací) zatím nebyla pozorována.

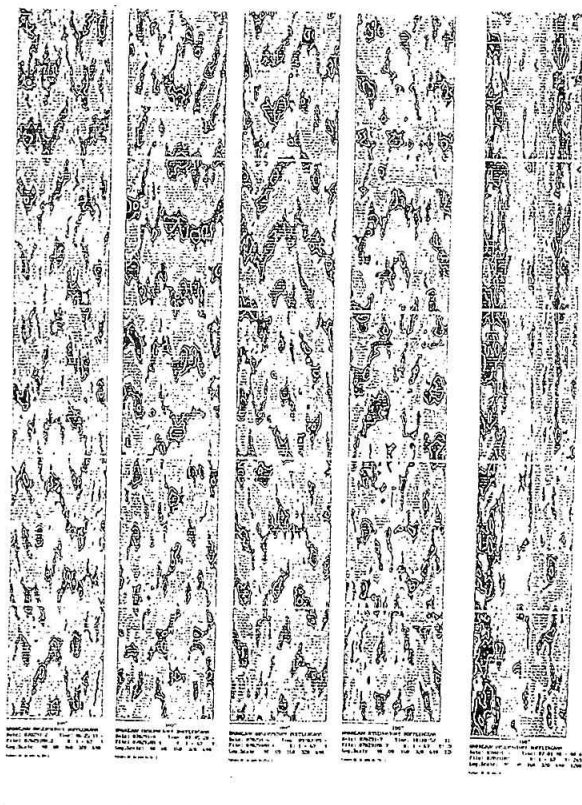
Jak je z uvedeného zřejmé, měření dopplerovských pětiminutových oscilací, které jsme započali z ryze interpretačních důvodů, před nás staví nové otázky, které je nutno vyřešit pro lepší pochopení procesů, probíhajících ve sluneční fotosféře.



Obr. 2: Rozložení dopplerovských rychlostí při měření oscilací v klidné fotosféře ve středu slunečního disku (kladné rychlosti jsou tmavší).



Obr. 1: Rozložení podélné složky magnetického pole při měření oscilací v klidné fotosféře ve středu slunečního disku (kladná pole jsou tmavší).



Obr. 3: Rozložení dopplerovských rychlostí při měření oscilací v klidné fotosféře ve středu slunečního disku kromě posledního sloupce, kde měření probíhalo v aktivní oblasti mimo středu disku (kladné rychlosti jsou tmavší).

# Periodicita extrémních typů skupin slunečních skvrn

*M. Kopecký, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## Abstrakt

Je dán přehled časově-prostorových zákonitostí výskytu vysokošířkových a nízkošířkových skupin skvrn a skupin skvrn s velkou plochou, a to jak vzhledem k 11-leté tak i 22-leté a 80-leté periodě.

## 1. ÚVOD

Pro pochopení zákonitostí periodicity slunečních skvrn je kromě studia změn globálních indexů slunečních skvrn (jako je relativní číslo skvrn, celková plocha skvrn, počet vzniklých nebo pozorovaných skupin skvrn) důležité i studium zákonitostí výskytu speciálních typů skupin skvrn, které nám umožňuje prohloubit a zpřesnit naše poznatky o periodicitě slunečních skvrn.

Za takovéto speciální typy skupin skvrn můžeme mimo jiné pokládat abnormálně velké skupiny skvrn a skupiny v extrémně vysokých a extrémně nízkých heliografických šířkách. Studium výskytu těchto typů skupin skvrn bylo již věnováno několik prací. Proto cílem této práce je shrnout dosud publikované poznatky o těchto typech skvrn, vzájemně je konfrontovat a případně získat poznatky nové.

Mezi tyto typy extrémních typů skupin skvrn by bylo možno zařadit i jednodenní skupiny. Jejich pozorovací materiál nelze však pokládat za příliš homogenní [1] a mnohé skupiny skvrn označené jako jednodenní jsou ve skutečnosti vícedenní skupiny, které však v důsledku existence funkce viditelnosti a křivky vývoje plochy těchto skupin skvrn jsou pozorovány jako zdánlivé jednodenní skupiny [2]. Z těchto důvodů se jednodenními skupinami nebudeme zde zabývat.

## 2. POUŽITÝ POZOROVACÍ MATERIÁL A POUŽITÉ MATEMATICKÉ SYMBOLY

Jako základního pozorovacího materiálu při všech studiích námi uvažovaných extrémních skupin skvrn bylo použito Greenwich Photoheliographic results 1874-1976. Tento základní pozorovací materiál byl pak doplňován dalšími pozorovacími materiály, především Pulkovským katalogem sluneční činnosti, ale i dalšími, jak o tom budeme ještě hovořit. Na základě těchto pozorovacích materiálů pak byly vytvořeny katalogy extrémních skupin skvrn.

Prvým takovým katalogem je katalog velkých skupin skvrn definovaných jako skupiny, jejichž průměrná

plocha byla rovna nebo větší než 500 MSP (miliontin plochy sluneční polokoule). Tento katalog byl sestaven na základě Greenwich photoheliographic results Greenwichskou observatoří [3] pro r. 1874-1954 a později doplněn pro r. 1954-1976 Kopeckým a Kotrčem [4] a Kopeckým [5]. Katalog stejně definovaných velkých skupin skvrn, avšak na základě Pulkovských katalogů sluneční činnosti, byl pro r. 1955-1985 postupně publikován Gněvyševovou [6-10].

Katalog vysokošířkových skupin skvrn pozorovaných v heliografických šířkách  $B \geq 40^\circ$  byl poprvé sestaven Kopeckým [11, 12] pro r. 1889-1957 na základě různých pozorovacích materiálů (Greenwich, Pulkovo, Zürich, Freiburg, Ondřejov). Později tentýž autor [13] sestavil nový katalog vysokošířkových skupin v  $B \geq 40^\circ$  výhradně na základě Greenwich photoheliographic results pro r. 1874-1976. Jelikož skupiny skvrn v heliografických šířkách  $B \geq 40^\circ$  jsou poměrně vzácným jevem (celý greenwichský materiál jich registruje jen 84) a představují tedy chudý statistický materiál, sestavili Lustig a Haupt [15] nový katalog vysokošířkových skupin skvrn, kde jako takové jsou vzaty skupiny v heliografických šířkách  $B \geq 38^\circ$ . Tento katalog zahrnuje léta 1874-1983, při čemž v letech 1874-1976 je katalog ekcerpován výhradně z Greenwich Photoheliographic Results, v letech 1977-1984 je sestaven na základě pozorovacích materiálů více stanic (Greenwich, Istanbul, Kanzelhöhe a Řím). Na základě Pulkovských katalogů skvrn sestavil Vitinskij [14] katalog vysokošířkových skupin skvrn s  $B \geq 40^\circ$ .

Titíž autoři stejným způsobem a v téže práci [15] sestavili katalog nízkošířkových skupin skvrn, vyskytujících se v heliografických šířkách  $B \leq 4^\circ$ .

Na základě těchto katalogů můžeme pak určit tyto indexy extrémních typů skupin skvrn:

- R - roční relativní číslo slunečních skvrn
- $n_{40}$  - počet skupin skvrn pozorovaných v daném roce v heliografických šířkách  $B \geq 40^\circ$
- $N_{38}$  - počet skupin skvrn pozorovaných v daném roce v heliografických šířkách  $B \geq 38^\circ$

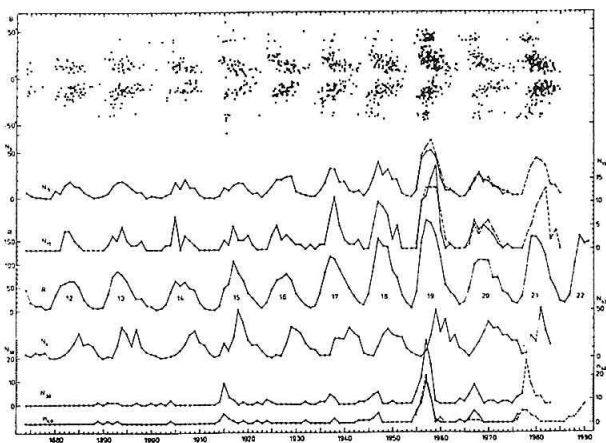
- $N_4$  - počet skupin skvrn pozorovaných v daném roce v heliografických šířkách  $B \leq 4^\circ$
- $N_5$  - počet skupin skvrn pozorovaných v daném roce, jejichž průměrná plocha je 500 MSP. Byla-li skupina rekurentní a i v dalších návratech měla plochu 500 MSP, je při každém takovémto návratu počítána znovu jako nová skupina.
- $N_{15}$  - počet skupin skvrn pozorovaných v daném roce, jejichž maximální plocha je 1500 MSP. Byla-li skupina rekurentní a i v dalších návratech dosáhla její plocha hodnoty 1500 MSP, je při každém takovémto návratu počítána znovu jako nová skupina.
- $f_5$  - počet skupin skvrn pozorovaných v daném roce, jejichž průměrná plocha je 500 MSP. Byla-li skupina rekurentní a i v dalších návratech měla plochu 500 MSP, není na tyto další návraty brán zřetel a skupina je počítána jen jednou.
- $f_{15}$  - počet skupin skvrn pozorovaných v daném roce, jejichž maximální plocha je 1500 MSP. Byla-li skupina rekurentní a i v dalších návratech dosáhla jejich plocha hodnoty 1500 MSP, není na tyto další návraty brán zřetel a skupina je počítána jen jednou.

Pro indexy velkých skupin skvrn tedy platí, že  $N_5 \geq N_{15}$ ,  $f_5 \geq f_{15}$ ,  $N_5 \geq f_5$  a  $N_{15} \geq f_{15}$ .

Symbolem  $\Sigma$  budeme označovat součet ročních hodnot daného indexu za celý 11-letý cyklus, při čemž za prvý rok cyklu je brán rok minima R. Tedy např.  $\Sigma N_4$  znamená počet skupin skvrn v heliografických šířkách  $B \leq 4^\circ$  pozorovaných během celého daného 11-letého cyklu.

V případech, kdy bude třeba jasně rozlišovat mezi indexy určenými na základě Greenwichských nebo Pulkovských katalogů skupin skvrn, bude toto rozlišení provedeno písmeny G a P v exponentu příslušného indexu. Tedy  $n_{40}^G$  značí počet vysokošířkových skupin s  $B \geq 40^\circ$  podle Greenwichských katalogů a  $n_{40}^P$  podle Pulkovských katalogů.

Celkový pohled na časové a časově-prostorové změny počtu extrémních typů skupin skvrn je dán v Obr. 1.



Obr. 1

V horní části jsou dány motýlkové diagramy (t.j. závislost výskytu skupin na čase a heliografické šířce B) pro velké skupiny s plochou 500 MSP (plně kroužky) a pro vysokošířkové skupiny s  $B \geq 38^\circ$  (prázdné kroužky). Další křivky pak dávají časový průběh ročního počtu extrémních typů skupin, a to  $N_5$ ,  $N_{15}$ ,  $N_4$ ,  $N_{38}$  a  $n_{40}$  a rovněž ročních hodnot relativních čísel R. Přitom (s výjimkou R) hodnoty odvozené z Greenwichského pozorovacího materiálu jsou dány plnými kroužky a plnou čarou, z Pulkovského pozorovacího materiálu prázdnými kroužky a čárkovaně. Rovněž hodnoty  $N_{38}$  odvozené v katalogu Lustiga a Haupta [15] s použitím jiných pozorovacích řad než Greenwichského katalogu jsou spojovány čárkovaně.

Především lze říci, že pokud se Greenwichský a Pulkovský pozorovací materiály časově překrývají, hodnoty  $N_5$ ,  $N_{15}$  a  $n_{40}$  a především jejich průběh se podstatně neliší.

### 3. 11-LETÝ CYKLUS

Z Obr. 1 je zřejmé, že četnosti všech extrémních typů skupin skvrn jsou výrazně závislé na 11-letém cyklu, i když tyto různé typy extrémních skupin skvrn závisí na fázi 11-letého cyklu různě.

Velké skupiny skvrn mají v rámci 11-letého cyklu přibližně stejné chování jako většina slunečních skvrn: jeví normální tvar motýlkových diagramů, jak je patrné z horní části Obr. 1 a jejich četnost má shodný časový průběh s relativním číslem skvrn, jak je dobře patrné ze spodního grafu v Obr. 2. Zde je dán průběh průměrných ročních hodnot R,  $N_5$ ,  $N_{15}$ ,  $f_5$ ,  $f_{15}$  počítaných při stotožnění roků maxim R.

Zajímavější je průběh hodnot poměru  $N_5:N_{15}$  a  $f_5:f_{15}$  ve spodní části téhož grafu, z kterého vyplývá, že procentuální zastoupení abnormálně velkých skupin skvrn s maximální plochou 1500 MSP v celkovém počtu velkých skupin skvrn s průměrnou plochou 500 MSP vzrůstá od minima do maxima cyklu a maximální zastoupení abnormálně velkých skupin skvrn nastává v roce maxima cyklu a v prvních dvou letech po maximu cyklu.

Tyto poznatky o velkých skupinách skvrn jsou v podstatě ve shodě se závěry, které jsme obdrželi již dříve [21].

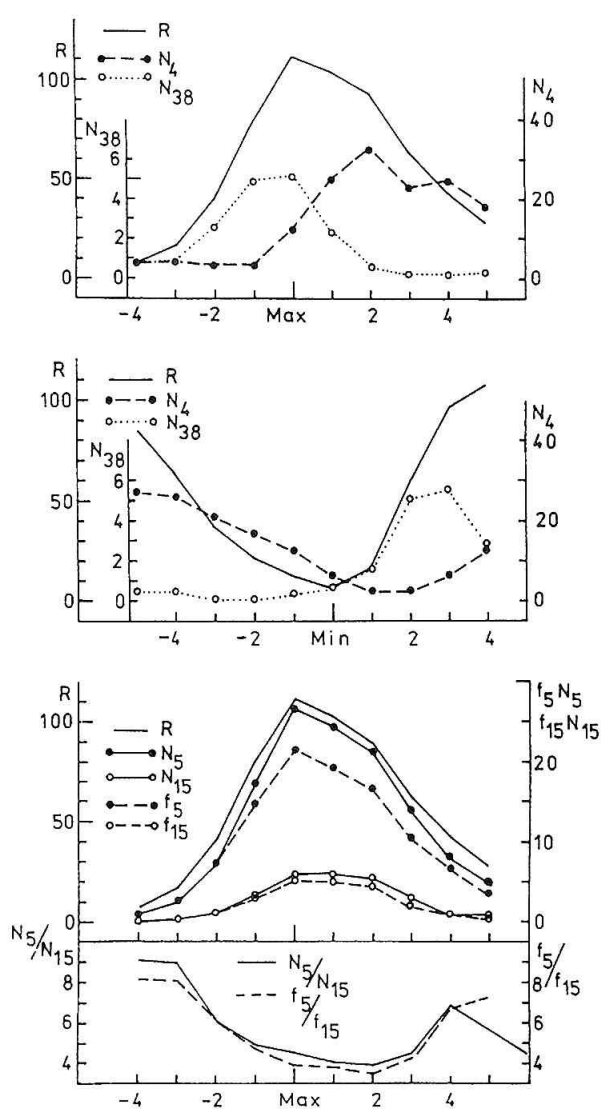
Vysokošířkové skupiny skvrn se vyskytují především na vzestupné větvi 11-letého cyklu [13,14,16] a maximálního počtu dosahují buď těsně před maximem cyklu nebo v jeho maximu, podle Lustiga a Haupta [15] v průměru 1 rok před maximem. To je dobře patrné v horním grafu Obr. 2, kde je dán průběh průměrného cyklu při ztotožnění maxim. Průměrný cyklus při ztotožnění minim 11-letých cyklů je dán v prostředním grafu Obr. 2. Z něj vyplývá, že vysokošířkové skupiny se objevují již před minimem cyklu, podle Lustiga a Haupta [15] v průměru půl roku před minimem. To je dobře patrné i na motýlkových diagramech v Obr. 1, kde vysokošířkové skupiny vyskytující se ke konci



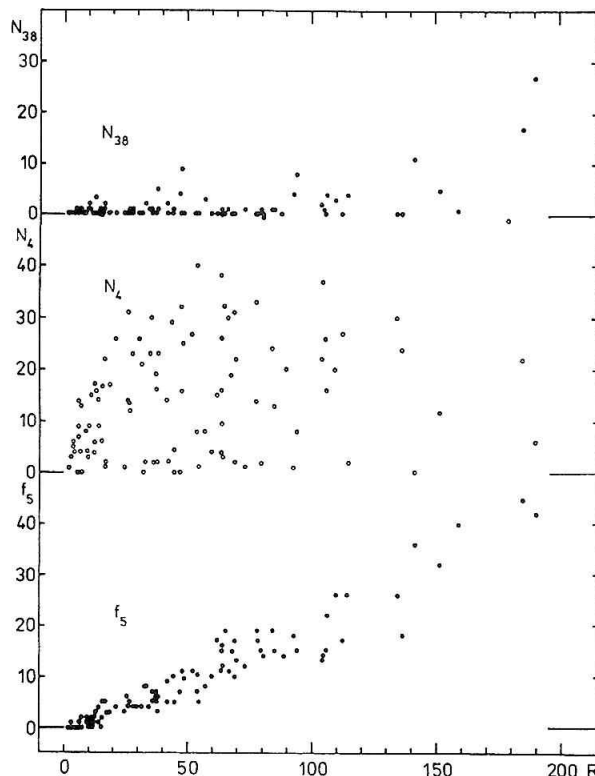
sestupné větve cyklu před jeho minimem jasně patří k motýlkovému diagramu následujícího cyklu.

Opačně se chovají nízkošírkové skupiny, které se vyskytují převážně na sestupné větvi 11-letého cyklu, při čemž četnostního maxima dosahují v průměru 2 roky po maximu cyklu a minima půldruhého roku po minimu [15]. To je opět dobře patrné na průměrných cyklech v horním a prostředním grafu Obr. 2. Z těchto grafů i Obr. 1 je rovněž patrné, že maximum nízkošírkových skupin nastává přibližně v období, kdy se přestávají vyskytovat vysokošírkové skupiny, a maximum vysokošírkových skupin v období minimálního výskytu nízkošírkových skupin.

Tyto závislosti výskytu vysokošírkových a nízkošírkových skupin skvrn v závislosti na fázi 11-letého cyklu nejsou ničím neočekávaným, jsou bezprostředním důsledkem závislosti výskytu skupin skvrn na heliografické šířce a fázi cyklu názorně representované motýlkovými diagramy.



Obr. 2



Obr. 3

Závislosti četnosti výskytu vysokošírkových skupin skvrn na relativním čísle se zabýval podrobněji Kuklin [16] a zjistil, že na vzestupné větvi cyklu se vzrůstajícím R vzrůstá i  $n_{40}$ . Pro celý cyklus však takováto závislost neexistuje, jak patrné z horního grafu Obr. 3, kde je dána závislost ročních hodnot  $N_{38}$  na ročním R. Stejný výsledek dostaneme i pro vztah mezi  $N_4$  a R daný v prostředním grafu Obr. 3. To je způsobeno tím, že tyto skupiny se vyskytují prakticky pouze jen na jedné větvi cyklu ( $n_{38}$  před maximem,  $N_4$  po maximu), tak že stejné hodnotě R musí na jedné větvi cyklu odpovídat podstatně vyšší hodnota  $N_{38}$  nebo  $N_4$  než na druhé větvi cyklu. Naproti tomu četnost výskytu velkých skupin skvrn  $f_5$ , která má v podstatě shodný průběh s průběhem R, jeví i pro jednotlivé roční hodnoty jasnou závislost na ročních hodnotách R – s rostoucím R vzrůstá  $f_5$  jak patrné ze spodního grafu v Obr. 3.

#### 4. 22-LETÝ CYKLUS – PRAVIDLO GNĚVYŠEVA A OLA

Podle Gněvyševa a Ola [19] je 22-letý cyklus slunečních skvrn tvořen 11-letým cyklem sudým a následujícím cyklem lichým. K tomuto závěru autoři došli na základě toho, že součty ročních relativních čísel  $\Sigma R$  za jednotlivé 11-leté cykly se řídí tzv. pravidlem Gněvyševa-Ola:  $\Sigma R$  lichého cyklu závisí na  $\Sigma R$  předchozího cyklu sudého, zatímco  $\Sigma R$  sudého cyklu nezávisí na  $\Sigma R$  předchozího cyklu lichého. Tyto závěry titíž autoři znovu potvrdili po 40 letech [20] na základě novějších pozorovacích materiálů.

Podívejme se, zda toto pravidlo Gněvyševa-Ola splňují i  $\Sigma$  indexů extrémních typů skupin skvrn. Je však při tom nutno mít na zřeteli, že námi studovaný pozorovací materiál obsahuje pouze 4 až 5 párů cyklů, což je ze statistického hlediska sice málo, ale přes to nám tento pozorovací materiál může alespoň ukázat zda závislost  $\Sigma$  indexů extrémních typů skupin skvrn lichého cyklu na  $\Sigma$  těchže indexů předchozího sudého cyklu neodporuje smyslu pravidla Gněvyševa-Ola.

Závislost pro  $\Sigma f_5$ ,  $\Sigma f_{15}$ ,  $\Sigma N_{38}$ ,  $\Sigma n_{40}$  a  $\Sigma N_4$  jsou dány v Obr. 4, kde hodnoty daného indexu v sudém cyklu jsou vynášeny na vodorovné ose a hodnoty téhož indexu v následujícím lichém cyklu jsou vynášeny na svislé ose. Vidíme, že i v těchto případech hodnota indexu v lichém cyklu závisí na hodnotě indexu v předchozím sudém cyklu, že tedy tyto závislosti plně vyhovují pravidlu Gněvyševa-Ola, s výjimkou závislosti  $\Sigma N_4$ , která není tak výrazná jako u ostatních indexů, avšak není v rozporu s pravidlem Gněvyševa-Ola. Lze tedy říci, že i indexy četnosti extrémních typů skupin skvrn svědčí ve prospěch závěru Gněvyševa-Ola, že 22-letý cyklus je tvořen cyklem sudým a následujícím cyklem lichým.

### 5. DLOUHODOBÉ VARIACE

Jak je všeobecně známo, maximální relativní čísla  $R_M$  11-letých cyklů čili tzv. výška nebo mohutnost 11-letých cyklů, jeví dlouhodobé variace, často nazývané 80-letou periodou. V pravém dolním grafu Obre. 5 je porovnán průběh  $R_M$  (na vodorovné ose jsou dána pořadová čísla 11-letých cyklů) s průběhem počtu extrémních typů skupin skvrn v jednotlivých 11-letých cyklech, tj. s průběhem indexů  $\Sigma N_{38}$ ,  $\Sigma n_{40}$ ,  $\Sigma f_5$ ,  $\Sigma f_{15}$  a

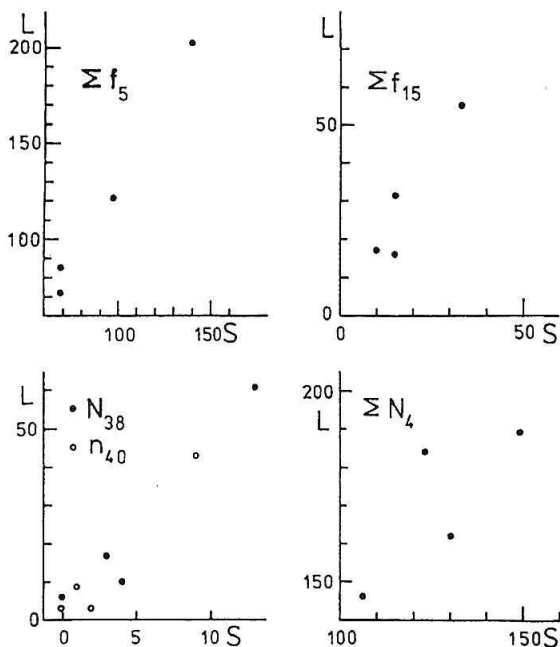
$\Sigma N_4$ . Do značné míry shodný průběh s průběhem  $R_M$  jeví vysokošířkové skupiny a velké skupiny skvrn.

Problematická je shoda průběhu počtu nízkošířkových skupin  $N_4$  s průběhem  $R_M$ , a to počínaje cyklem č. 18. Proto také závislost  $\Sigma N_4$  na  $R_M$ , daná v levém spodním grafu Obr. 5, není přesvědčivá. Vezmeme-li v úvahu jetě ne příliš přesvědčivou shodu s pravidlem Gněvyševa-Ola (§4, Obr. 4) a průběh severo-jihní asymetrie (§6, Obr. 6), zdá se, že nízkošířkové skupiny se často chovají poněkud anomálně ve srovnání s ostatními extrémními typy skupin skvrn.

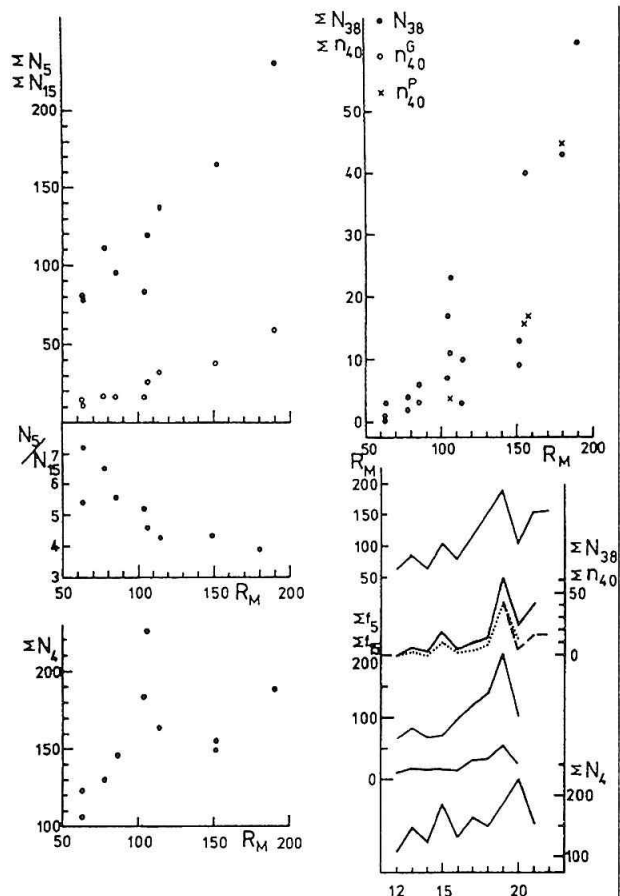
Naproti tomu u četnosti velkých skupin skvrn a vysokošířkových skupin skvrn lze očekávat závislost na  $R_M$ .

V levém horním grafu Obr. 5 je dána v jeho horní části závislost  $\Sigma N_5$  a  $\Sigma N_{15}$  na  $R_M$  a je z něj jasně patrné, že čím mohutnější je 11-letý cyklus tím se v něm vyskytuje větší množství velkých skupin skvrn. Ze spodní části tohoto grafu, kde je dána závislost poměru  $\Sigma N_5 : \Sigma N_{15}$  na  $R_M$  plyne, že čím mohutnější je 11-letý cyklus tím mezi velkými skupinami s průměrnou plochou 500 MSP je zastoupeno větší množství abnormálně velkých skupin skvrn s maximální plochou 1500 MSP.

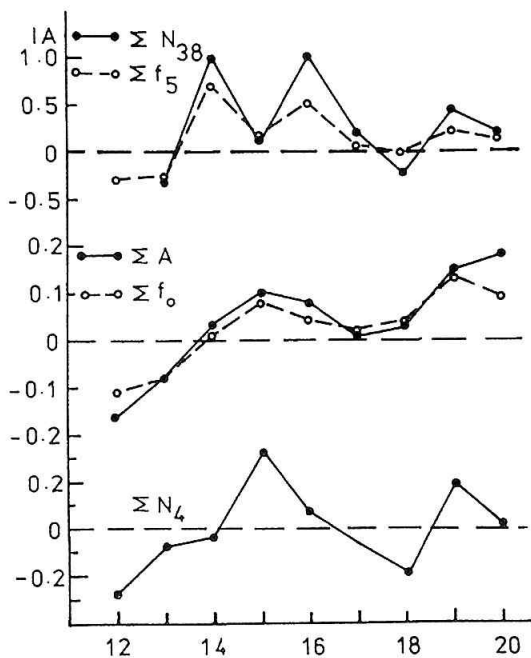
Pokud se týče vysokošířkových skupin došel Vitinský [14] k závěru, že závislost  $n_{40}$  na  $R_M$  je patrná pouze u nejmohutnějších cyklů s  $R_M$  150. Tato závislost  $\Sigma n_{40}$  a  $\Sigma N_{38}$  na  $R_M$  je dána v pravém horním grafu v Obr. 5 a podle mého názoru je na něm patrná závislost počtu



Obr. 4



Obr. 5



Obr. 6

vysokošírkových skupin skvrn na  $R_M$  i pro  $R_M$  150. Ale zdá se, že celková závislost počtu vysokošírkových skupin skvrn na mohutnosti 11-letého cyklu má spíše exponenciální nebo parabolický charakter, při čemž s rostoucí mohutností cyklu vzrůstá i počet vysokošírkových skupin skvrn.

Z motýlkových diagramů pro velké skupiny skvrn v Obr. 1 vyplývá ještě jedna zákonitost výskytu velkých skupin skvrn, a to, že čím je 11-letý cyklus mohutnější, tím ve vyšších heliografických šířkách se velké skupiny vyskytují, jak bylo dokumentováno již v práci [21].

## 6. SEVERO-JIŽNÍ ASYMETRIE

Jak je známo, výskyt skvrn v některých cyklech převládá na severní polokouli, v jiných 11-letých cyklech na jižní polokouli Slunce. Čili existuje tzv. severo-jížní asymetrie, kterou si číselně můžeme vyjádřit indexem asymetrie IA pro určitý index sluneční činnosti vztahme  $IA = (N-S) : (N+S)$ , kde N je hodnota příslušného indexu sluneční činnosti na severní polokouli a S hodnota téhož indexu na jižní polokouli.

Vitinsky [14] došel k závěru, že severo-jížní asymetrie vysokošírkových skupin skvrn vykazuje změny lišící se svým charakterem od průběhu severo-jížní asymetrie všech skupin skvrn.

Jak dalece průběh severo-jížní asymetrie četnosti extrémních typů skupin skvrn je ve shodě s průběhem severo-jížní asymetrie celkové skvrnotvorné činnosti je vidět na Obr. 6. Zde prostřední křivka udává průběh indexu IA severo-jížní asymetrie pro součty ročních hodnot A celkových ploch skvrn a počtu všech vzniklých skupin skvrn  $f_0$  během 11-letého cyklu [22]. Horní křivky udávají průběh indexu IA severo-jížní asymetrie počtu vysokošírkových skupin  $\Sigma N_{38}$  a velkých skupin

skvrn  $\Sigma N_5$ . Je zajímavé, že severo-jížní asymetrie velkých a vysokošírkových skupin má prakticky shodný průběh, který se však liší (ve shodě s výsledkem Vitinského [14]) od průběhu severo-jížní asymetrie celkové skvrnotvorné činnosti reprezentované zde prostředními křivkami IA pro  $\Sigma A$  a  $\Sigma f_0$ . Spodní křivka dává průběh indexu IA severo-jížní asymetrie pro nízkošírkové skupiny  $\Sigma N_4$ . Průběh IA pro nízkošírkové skupiny je svým charakterem podobný průběhu IA pro  $\Sigma A$  a  $\Sigma f_0$ , s tím rozdílem, že u nízkošírkových skupin nabývá IA v cyklech č. 17 a 18 záporných hodnot.

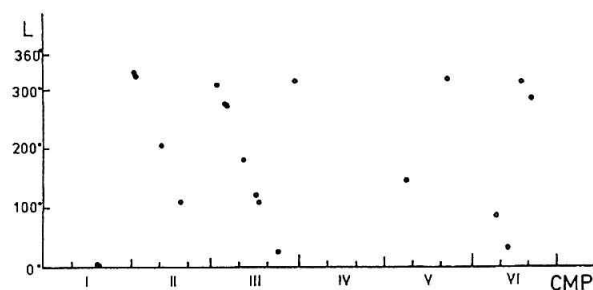
Celkově tedy lze říci, že průběh severo-jížní asymetrie vysokošírkových a velkých skupin skvrn je vzájemně shodný avšak anomální vůči průběhu severo-jížní asymetrie celkové skvrnotvorné činnosti Slunce.

## 7. SEKVENCE VELKÝCH SKUPIN SKVRN

V r. 1974 Kopecký a Kotrč [4] zjistili, že v jedné nebo několika po sobě následujících rotacích Slunce se náhle vyskytuje abnormálně velký počet velkých skupin skvrn ve srovnání s předchozím a následujícím obdobím, a to bez ohledu na severní a jižní polokouli Slunce a v rozmezí heliografických délek minimálně  $180^\circ$ . Tato vzplanutí sluneční aktivity, jak byl původně vzrůst počtu velkých skupin nazván, byla v 11-letých cyklech č. 18 a 19 podrobně studována Kotrčem [17], který je nazval sekvencemi velkých skupin skvrn a sestavil katalog 16 těchto sekvencí v uvedených cyklech. Současně bylo ukázáno, že tyto sekvence velkých skupin skvrn jsou příčinou náhlých vzrůstů sluneční činnosti [18], především pak velkých kladných fluktuačí sluneční činnosti, definovaných a podrobně studovaných Vitinským.

Takovéto sekvence velkých skupin skvrn však nebyly nalezeny v 11-letém cyklu čís. 20 [5]. To může souviset s tím, že tento cyklus je podstatně nižší než oba předchozí a limitní plocha pro „velké skupiny skvrn“ zde může být menší než 500 MSP v důsledku celkově nižší mohutnosti tohoto cyklu. Je třeba si totiž uvědomit, že limitní plocha 500 MSP pro definici velkých skupin skvrn je vybrána bez jakéhokoliv fyzikálního zdůvodnění [5,17].

Závisí-li výskyt sekvencí velkých skupin skvrn s průměrnou plochou 500 MSP na celkové mohutnosti 11-letého cyklu, potom by sekvence velkých skupin skvrn měly existovat i v 11-letém cyklu č. 21, který byl opět mohutný. K prověření toho jsme použili katalogy velkých skupin skvrn Gněvyševa [9,10], sestavené z Pulkovských katalogů slunečních skvrn. Tento pozorovací materiál jsme zpracovali graficky: vynášíme-li do grafu závislost heliografické délky skupiny L na datu průchodu skupiny centrálním meridiánem (PCM), potom v případě existence sekvence velkých skupin skvrn vytvářejí body na tomto grafu nápadné řetězky. Příkladem takovéto sekvence velkých skupin je sekvence z března 1982, dobře patrná na Obr. 7, kde je výše popsán způsobem graficky zpracován výskyt velkých skupin skvrn v první polovině r. 1982. Takovýchto sekvencí



Obr. 7

jsme v 11-letém cyklu č. 21 nalezi celkem 5 při respektování kritérií, které pro ně definoval Kotrč [17] a které můžeme shrnout asi takto: sekvence obsahuje nejméně 6 skupin skvrn objevivších se během 27 po sobě jdoucích dnech a rozložených nejméně na  $180^\circ$ , při čemž skupiny nesmí být od sebe vzdáleny více než  $150^\circ$ .

Seznam těchto 5 sekvencí velkých skupin skvrn v 11-letém cyklu č. 21 je dán v Tab. 1, kde  $t_1$  a  $t_2$  jsou data PCM a  $L_1$  a  $L_2$  heliografické délky první a poslední velké skupiny patří k dané sekvenci a  $n$  je počet velkých skupin skvrn v dané sekvenci.

Tabulka 1

$t_1$	$L_1$	$t_2$	$L_2$	$n$
22.9.1979	$190^\circ$	13.11.1979	$223^\circ$	12
1.4.1980	$178^\circ$	31. 5.1980	$213^\circ$	14
11.2.1981	$334^\circ$	25. 3.1981	$143^\circ$	7
10.8.1981	$119^\circ$	11. 9.1981	$58^\circ$	7
2.3.1982	$308^\circ$	29. 3.1982	$312^\circ$	8

Zdá se tedy, že sekvence velikých skupin skvrn s průměrnou plochou 500 MSP se skutečně vyskytují jen v nejmohutnějších 11-letých cyklech. Příčinu toho lze hledat ve dvou směrech.

1) Buď sekvence velkých skupin skvrn existují jen v nejmohutnějších 11-letých cyklech v důsledku speci-

fických fyzikálních podmínek panujících na Slunci v těchto extrémních cyklech

2) nebo spodní hranice průměrné plochy velkých skupin skvrn se mění od cyklu k cyklu v závislosti na jeho mohutnosti a v nižších cyklech jako byl cyklus č. 20 se nepodařilo sekvence velkých skupin skvrn objevit proto, že průměrná plocha 500 MSP jako spodní hranice pro velké skupiny skvrn je pro tyto cykly příliš velká.

## LITERATURA

- [1] Kopecký, M.; Kuklin, G.V.; Růžičková-Topolová, B.: Bull. Astron. Inst. Czechoslov. **31** (1980), 267.
- [2] Kopecký, M.: Zborník referátov z 9. celoštátného slnečného seminára, Považská Bystrica 1988, str. 67.
- [3] Spencer Jones, H.: Sunspot and Geomagnetic-Storm Data Derived from Greenwich Observations 1874-1954. Her Majesty's Stationary Office, London 1955.
- [4] Kopecký, M.; Kotrč, P.: Bull. Astron. Inst. Czechoslov. **25** (1974), 171.
- [5] Kopecký, M.: Bull. Astron. Inst. Czechoslov. **33** (1982), 65.
- [6] Gněvyševa, R. S.: Solněčnyce dannyc 1972, No 7, str. 76.
- [7] Gněvyševa, R. S.: Solněčnyce dannyc 1976, No 3, str. 91.
- [8] Gněvyševa, R. S.: Katalog solněčnoj dějatělnosti za 1977 god. Nauka, Leningrad 1981.
- [9] Gněvyševa, R. S.: Katalog soněčnoj dějatělnosti za 1978 god. Nauka, Leningrad 1982.
- [10] Gněvyševa, R. S.: Solněčnyce dannyc 1987, No 5, str. 70.
- [11] Kopecký, M.: Bull. Astron. Inst. Czechoslov. **9** (1958), 34.
- [12] Kopecký, M.: Bull. Astron. Inst. Czechoslov. **10** (1959), 12.
- [13] Kopecký, M.: Bull. Astron. Inst. Czechoslov. **33** (1982), 285.
- [14] Vitinskij, Yu. I.: Solněčnyce dannyc 1991, No 7, str. 79.
- [15] Lustig, G.; Haupt, H.: Astronomy and Astrophysics, Suppl. Ser. 64 (1986), 507.
- [16] Kuklin, G. V.: Solněčnyce dannyc 1965, No 2, str. 55.
- [17] Kotrč, P.: Bull. Astron. Inst. Czechoslov. **27** (1976), 265.
- [18] Kopecký, M.; Kuklin, G. V.: Bull. Astron. Inst. Czechoslov. **38** (1987), 101.
- [19] Gněvyšev, M. N.; Ol A.I.: Astronomičeskij žurnal **25** (1948), 18.
- [20] Gněvyšev, M. N., Ol A.I.: Solněčnyce dannyc 1987, No 8, str. 90.
- [21] Kopecký, M.: Bull. Astron. Inst. Czechoslov. **24** (1973), 113.
- [22] Kopecký, M.; Kopecká, F.: Bull. Astron. Inst. Czechoslov. **35** (1984), 233.

# 22-letý cyklus slunečních skvrn v letech 1500–1750

Miloslav Kopecký, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## Abstrakt

Je rekonstruován průběh maximálních relativních čísel 11-letých cyklů v letech 1500-1750 a je ukázáno, že i v tomto období platí pravidlo Gněvyševa-Ola, t.j. že mohutnost lichého 11-letého cyklu závisí na mohutnosti předchozího sudého cyklu.

Pomocí součtu ročních relativních čísel slunečních skvrn za ten který 11-letý cyklus ukázali v r. 1948 Gněvyšev a Ol [1], že celková mohutnost lichého 11-letého cyklu (podle zürišského číslování) je určována celkovou mohutností předchozího sudého cyklu. Tuto zákonitost v r. 1987 potvrdili titíž autoři [2] na základě novějších pozorovacích údajů. Současně již v r. 1950 jsem ukázal [3], že toto pravidlo Gněvyševa-Ola jeví i přímo roční relativní čísla skvrn v okolí maxima cyklu a rovněž maximální hodnoty  $R_M$  relativních čísel v 11-letých cyklech [3]. Této zákonitosti jsem použil k předpovědi maximálního relativního čísla  $R_M$  v 11-letých cyklech č. 19, 21 a 23 [4,5].

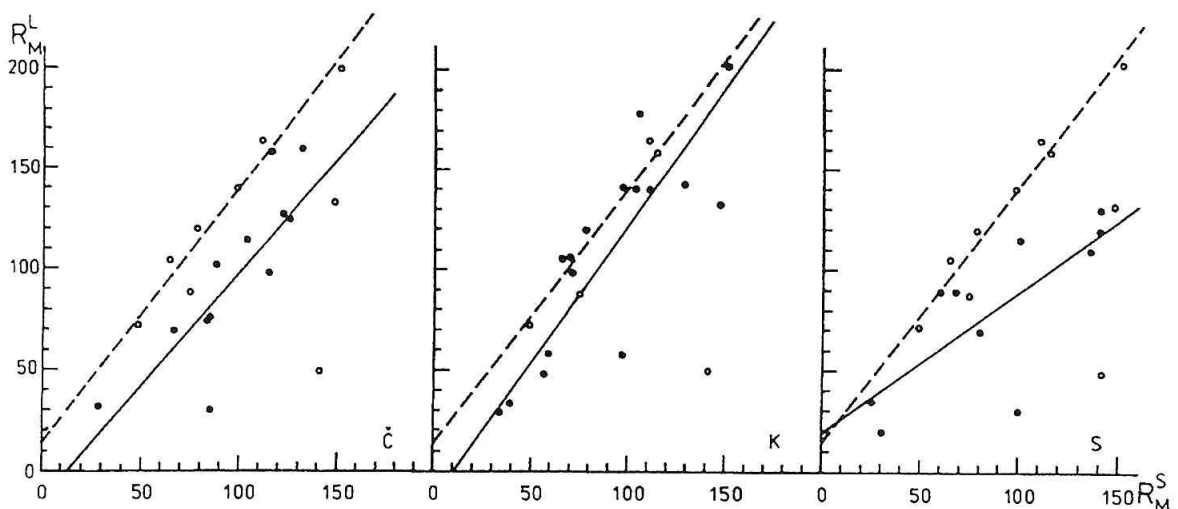
Naproti tomu Rivin [6] vyslovil některé námítky proti obecné platnosti pravidla Gněvyševa-Ola. Je proto žádoucí hledat další možnosti ověření správnosti vývodů Gněvyševa-Ola, podle nichž 22-letý cyklus sluneční činnosti je tvořen sudým cyklem a následujícím lichým 11-letým cyklem.

Jednou z takovýchto možností je rekonstrukce průběhu relativních čísel skvrn před r. 1750, respektive alespoň maximálních relativních čísel  $R_M$  11-letých cyklů v této době. Takováto rekonstrukce průběhu

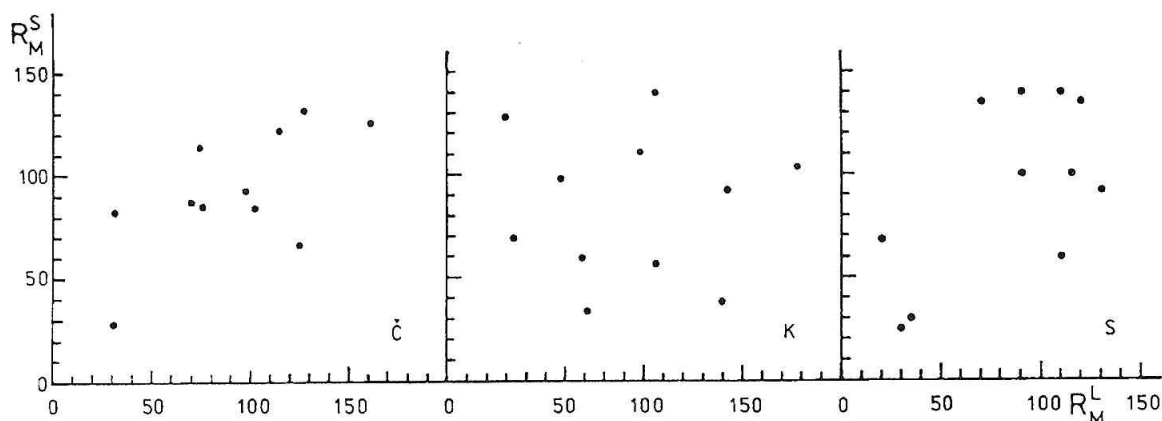
sluneční činnosti v období let 1500-1750 byla na základě záznamů o pozorování polárních září provedena Schovem [7], který takto stanovil epochy minim a maxim 11-letých cyklů a pravděpodobné hodnoty  $R_M$ . Čistákov a Kuklin vyšli z těchto údajů Schova o epochách minim a maxim cyklů, avšak hodnoty  $R_M$  stanovil Čistákov [8] na základě vztahu mezi  $R_M$  a poměrem  $T_2 : T_1$ , kde  $T_1$  je délka vzestupné a  $T_2$  délka sestupné větve 11-letého cyklu, a Kuklin [9] stanovil hodnoty  $R_M$  na základě vztahu mezi  $R_M$  a  $T_1$ . Později publikoval Schove [10] poněkud opravené hodnoty epoch minim a maxim a  $R_M$  11-letých cyklů. Tyto nové hodnoty Schova jsou dány v Tabulce 1 spolu s hodnotami  $R_M$ , které jsem odvodil [11] metodami Čistákovy a Kuklina na základě těchto Schovem nově stanovených epoch minim a maxim 11-letých cyklů.

Na základě hodnot  $R_M$  v Tabulce 1 můžeme nyní prověřit, zda i pro 11-leté cykly v období let 1500-1750 platí pravidlo Gněvyševa-Ola. Výsledek je dán v Obr. 1 a 2.

V Obr. 1 jsou na vodorovných osách hodnoty  $R_M$  v sudých cyklech, na svislých osách hodnoty  $R_M$  v lichých cyklech. Ve všech třech grafech je prázdnými kroužky



Obr. 1



Obr. 2

a čárkovanou čarou dána závislost maximálních relativních čísel  $R_M$  lichého cyklu na  $R_M$  předchozího cyklu sudého, tak jak jsem jí obdržel [4,5] pro 11-leté cykly po r. 1750, t.j. pro 11-leté cykly čís 0 až 21. Plnými kroužky a plnou čarou je pak dána závislost  $R_M$  lichého cyklu na  $R_M$  předchozího sudého cyklu na základě Tabulky 1 pro 11-leté cykly č. -22 až -1 v letech 1500-1750, a to zvlášť pro hodnoty  $R_M$  stanovené Schovem (S) a mnou stanovené metodou Čistáková (Č) a metodou Kuklina (K).

Z Obr. 1 vidíme, že i v letech 1500-1750 závisí  $R_M$  lichého cyklu na  $R_M$  předchozího cyklu sudého ve shodě s pravidlem Gněvyševa-Ola. I v tomto období jsou tyto závislosti poměrně těsné, jak o tom svědčí hodnoty korelačních koeficientů z těchto závislostí pro tyto tři soubory  $R_M$  v Tabulce 1

Č	$r = +0,857$
K	$r = +0,840$
S	$r = +0,774$

Rozdílný průběh těchto závislostí v Obr. 1 nejpravděpodobněji souvisí s různou metodikou stanovení hodnot  $R_M$ . Je však možno konstatovat, že této závislosti pro cykly po r. 1750 se nejvíce blíží závislost pro hodnoty  $R_M$  před r. 1750 stanovené metodou Kuklina.

V Obr. 2 je pak ukázáno, že i pro hodnoty  $R_M$  před r. 1750 neplatí ve shodě s pravidlem Gněvyševa-Ola opačná závislost, t.j. závislost  $R_M$  sudého cyklu na  $R_M$  předchozího lichého cyklu.

Ze všeho zde uvedeného tedy vyplývá, že i pro 11-leté cykly slunečních skvrn v letech 1500-1750 platí pravidlo Gněvyševa-Ola, podle něž je průběh 11-letého cyklu s lichým pořadovým číslem určován průběhem předchozího 11-letého cyklu se sudým pořadovým číslem. Přijmeme-li Gněvyševovu a Olovu interpretaci této zákonitosti, znamená to, že i v letech 1500-1750 byly 22-leté cykly slunečních skvrn tvořeny sudým 11-letým cyklem a následujícím lichým 11-letým cyklem.

## LITERATURA

- [1] Gněvyšev, M. N.; Ol, A.I.: *Astronomičeskij žurnal* **25** (1948), 18.
- [2] Gněvyšev, M. N., Ol, A.I.: *Solněčnye dannye* 1987, No. 8, str. 90.
- [3] Kopecký, M.: *Bull. Astr. Inst. Czechoslov.* **2** (1950), 14.
- [4] Kopecký, M.: *Bull. Astr. Inst. Czechoslov.* **42** (1991), 157.
- [5] Kopecký, M.: *Zborník referátov z 10. celoštátného slnečného seminára. Donovaly 1990. V tisku.*
- [6] Rivin, Yu. R.: *Cikly Zemli i Solna. Naklad. „Nauka“.* Moskva 1989.
- [7] Schove, D. J.: *Solar Physics* **63** (1979), 423.
- [8] Čistákov, V. F.: *Solněčnye dannye* 1985, No. 8, str. 73.
- [9] Kuklin, G. V.: *Contributions of the Astronom. Obs. Skalnaté Pleso* 15/2 (1986), 607
- [10] Schove, D. J.: *Sunspot cycles. Benchmark Papers in Geology Vol. 68. Hutchinson Ross Publishing Company. Stroudsburg, Pennsylvania* 1983.
- [11] Kopecký, M.: *Solněčnye dannye* 1992, No. 1 v tisku.

Tabulka 1

číslo cyklu	Schove rok min.	Schove rok max.	$R_M$	$R_M$ metodou Čistáková	$R_M$ metodou Kuklina
-22	1501.5	1506.5	80	103.8	72.1
-21	1513.7	1517.9	70	114.2	98.4
-20	1524.7	1528.2	135	121.4	111.0
-19	1534.3	1537.6	110	127.5	139.9
-18	1543.7	1547.4	140	131.7	105.8
-17	1554.5	1558.3	120	160.9	178.7
-16	1567.5	1571.3	135	125.7	103.2
-15	1578.2	1581.5	110	125.8	139.9
-14	1587.5	1593.8	60	66.1	38.5
-13	1598.8	1604.4	90	69.8	33.8
-12	1609.2	1614.3	100	87.3	69.6
-11	1620.2	1625.8	115	102.1	106.5
-10	1633.7	1639.3	100	84.4	56.6
-9	1645.5	1650.8	30	75.9	47.7
-8	1655.9	1661.0	25	85.0	97.7
-7	1666.7	1673.5	35	30.8	58.4
-6	1679.5	1685.0	30	28.0	59.2
-5	1689.5	1694.5	20	31.6	61.5
-4	1699.0	1705.5	68	82.6	33.3
-3	1712.5	1718.2	90	74.1	29.2
-2	1723.5	1727.5	140	114.5	128.2
-1	1734.0	1738.7	130	97.9	142.6

# 17-ročný slnečný cyklus ?

A. Antalová, *Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*

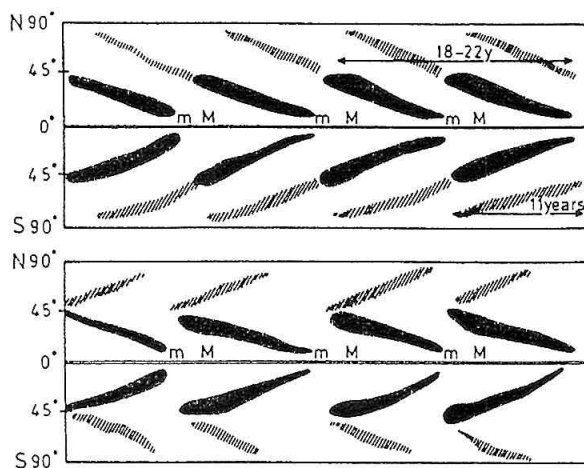
## Abstrakt

V tomto článku sú diskutované súčasné predstavy o vzniku magnetického poľa Slnka. Z výpočtov plynie, že pôvodné magnetické pole Slnka by malo vydržať najmenej 10 miliard rokov, čo je približne dvakrát viac ako je skutočný vek Slnka. Problém nie je v tom, že Slnko je magnet, ale v tom, že rekurentne mení formu a polaritu magnetického poľa. Stručne uvedieme základné dôvody, ktoré viedli k predstave o 17-ročnom magnetickom cykle Slnka. Údaje o 11-ročnom cykle výskytu škvŕn zostávajú v plnej platnosti, lebo 11-ročný cyklus by mal byť iba nízkošírkovým pokračovaním globálneho 17-ročného cyklu. Globálny 17-ročný cyklus by mal začínať na póloch Slnka, a to v čase maximálneho výskytu škvŕn. K nízkošírkovým zónam aktivity budúceho cyklu by sa mal cez polárne oblasti presunúť približne za 6 rokov. Súčasnú predstavu o 17-ročnom slnečnom cykle, prebiehajúcom po celom povrchu Slnka, od pólou po rovník, sú zatiaľ iba pracovnou verziou, ktorá je observačne testovaná z rôznych hľadísk.

## 1. ÚVOD

Cieľom tohto článku je uviesť dôvody, ktoré viedli k predstave o 17-ročnom slnečnom cykle. Je to prvý model slnečného cyklu v tom zmysle, že k torzným vlnám sú pridané všetky dosiaľ známe magnetické útvary na Slnku. Obdobie 17-rokov nemá význam periódy vzniku magnetického poľa, ale iba doby potrebnej na tranzit torznej vlny od pólu k rovníku Slnka.

Termínom slnečný cyklus sa zvyknú označovať dva rôzne fenomény:

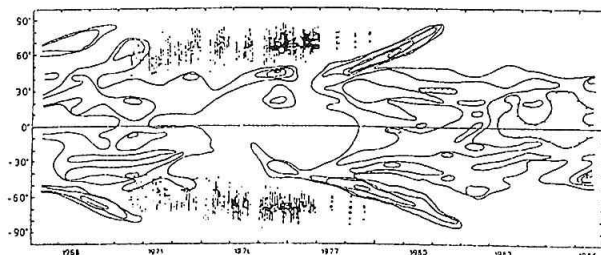


Obr. 1: Schematické znázornenie globálneho slnečného cyklu podľa Peckera (1991). Horná časť: Predpokladané torzné vlny 17-ročného cyklu migrujú od pólou Slnka k rovníku. Motýlikový diagram výskytu slnečných škvŕn je znázornený súvislými tmavými plochami. Výskyt škvŕn má afinitu k torzným vlnám. Dolná časť: Polárna vetva (označená šrafovanie) a rovníková vetva aktivity Slnka. Obevetva začínajú v stredných heliografických šírkach. Maximum (M) a minimum (m) vyznačujú extrémny 11-ročného cyklu slnečných škvŕn.

- Výskyt škvŕn, ale aj iných magnetických útvarov (protuberancií, fakúl, koronálnych diery a i.) na povrchu Slnka. Maximum výskytu jednotlivých útvarov má 10 – 11 ročnú periódu. Hovoríme o 11-ročnom cykle slnečných škvŕn.
- Magnetické prepólovanie celého slnečného telesa sa uskutoční v priebehu 10-11 rokov. Magnetickým cyklom rozumieme proces, pri ktorom slnečný magnetický dipól (počas minimálneho výskytu škvŕn) je premenený na toroid (počas maximálneho výskytu škvŕn) a opäť na magnetický dipól, ale opačne polarizovaný. Identický magnetický dipól Slnka vznikne po dvoch prepólovaniach, čo je približne po uplynutí 22 rokov.

Z uvedeného vyplýva, že hlavná perióda vynárania sa nových magnetických elementov (v určitej šírkovej zóne na Slnku) má periódu 10-11 rokov. 11-ročné cykly výskytu rôznych útvarov na Slnku nekoincidujú, ani v extrémoch 11-ročného cyklu, ani v šírkových zónach výskytu (viď obr. 2).

Polárne útvary (koronálne diery, polárne fakule) majú maximum v protifáze so škvŕnami. Už Babcock a Parker poznali tieto skutočnosti a hovorili o postup-



Obr. 2: Pozorovanie šírkového výskytu polárnych fakúl (body) a maximálneho počtu protuberancií v 20. cykle. Obrázok je prevzatý z práce Bumbu (1990).

nom presune aktivity z vyšších heliografických širok bližšie k rovníku Slnka.

Objav torzných vln na Slnku (LaBonte a Howard, 1982; Snodgrass a Howard 1985; Snodgrass 1987a, 1987b; Wilson 1987; Ulrich a i. 1988) viedol k prehĺbeniu myšlienky o globálnom cykle. Afinitu k torzným vlnám preukázali nielen škvŕny, ale aj iné, dovtedy s fázou slnečného cykla nespájané magnetické elementy (polárne fakule, efemérne oblasti, filamenty a iné vid' Martin a Harvey, 1970), ale aj excesy a deficity teploty fotosféry (Kuhn a i. 1983).

Najväčšou slabinou navrhovaného 17-ročného globálneho cykla je predpoklad o nepretržitom presune torzných vln (a s nimi spojeného výskytu magnetických útvarov) od pólů k rovníku a to za 17 rokov. Posun torznej vlny od pólů k rovníku je schematicky znázornený v hornej časti obrázku 1.

Nepretržitá existencia a presun torzných vln k rovníku sú podrobené kritike, lebo v reálnom výskyte fakúl, filamentov i veľkoškálových polí sú pozorované pauzy (nespojité výskyt). Okrem toho, ďalším problémom je napozorovaná migrácia útvarov nielen k rovníku, ale aj k pólu, tak ako je znázornená v dolnej časti obrázku 1. Migrácia k pólu je nesporná pre protuberancie (obr. 2) a pre veľkorozmerné, unipolárne magnetické polia (Stepanyan, 1985). Migrácia unipolárnych polí k pólu je ohniskom uzatvárajúcim magnetický cyklus Slnka. Mení toroidálne pole Slnka opäť na dipólové. Globálna morfológia koróny i distribúcia magnetických polí na povrchu Slnka sa taktiež menia s 11-ročnou periódou.

Napriek kritike 17-ročného cykla, veľa nových zaujímavých údajov bolo zistených práve pri upresňovaní jeho pozorovacích východísk. Heliioseizmológia a objav torzných vln viedli nakoniec k súčasnému prehodnocovaniu existujúcich teórií slnečného dynama.

## 2. MAGNETICKÉ PREPÓLOVANIE SLNKA

Ako bolo uvedené v abstrakte, existencia magnetického poľa Slnka nie je prekvapením, lebo pôvodné magnetické pole Slnka môže trvať až 10 miliárd rokov. Neočakávaná je skutočnosť, že magnetický dipól je pravidelne prepólovaný. Medzistupňom k prepólovaniu dipólu je toroidálna fáza. Každá teória magnetizmu Slnka spočíva na nasledovných základných pozorovacích údajoch:

- Spörerov zákon – v priebehu cykla slnečné škvŕny vznikajú postupne v stále nižších heliografických šírkach (posun výskytu škvŕn k rovníku).
- Polárna koruna z pokojných filamentov – migrácia pokojných filamentov zo stredných širok k pólom Slnka.
- Hale (1908, 1913) objavil pravidlo o polarite skupín slnečných škvŕn. Toroidálne magnetické pole Slnka, po vynorení jeho magnetickej trubice na povrch Slnka, vytvára bipóly (skupiny slnečných škvŕn). Vzhľadom na slnečný rovník sú skupiny škvŕn

opačne polarizované. Smer vektora polarizácie bipolárnych skupín škvŕn sa cyklicky mení, pre každú hemisféru Slnka, od jedného cykla k nasledujúcemu cyklu. Halov zákon popisuje spôsob prepólovania Slnka v nízkošírkových zónach, a to prepólovanie toroidálneho poľa škvŕn s periódou 11 rokov.

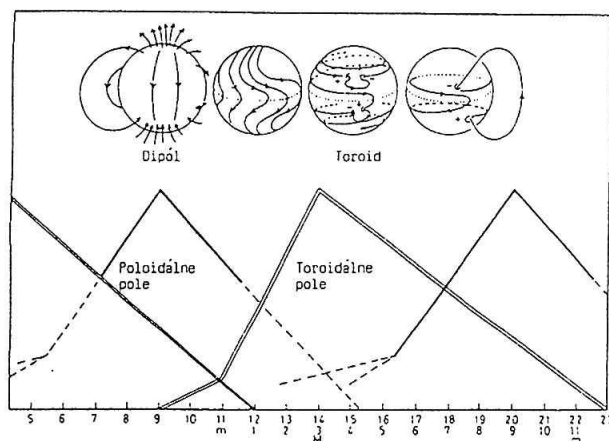
- Zmena polarity veľkorozmerných unipolárnych magnetických polí v polárnych oblastiach Slnka a to 6 rokov od začiatku 11-ročného cykla (v čase maximálneho výskytu slnečných škvŕn), bola zistená Babcockovými (1959). Magnetické prepólovanie v oblasti pólů Slnka je fázove posunuté o 6 rokov za prepólovaním v nízkošírkových zónach Slnka.
- Šírková závislosť rotačnej rýchlosti povrchu Slnka (diferenciálna rotácia).

## 3. BABCOCKOV MODEL SLNEČNÉHO CYKLA

H. W. Babcock (1961) syntetizoval experimentálne údaje o magnetizme Slnka do nasledovného fenomenologického modelu slnečného cykla:

- Plytké polárne pole Slnka (s charakteristickou dipólovou symetriou) je zosilňované a stáčané diferenciálnou rotáciou až vznikne toroidálne pole Slnka.
- Izolované magnetické trubice toroidálneho poľa po vynorení na povrch Slnka, vytvárajú bipolárne skupiny slnečných škvŕn.
- Magnetické pole aktívnej oblasti difunduje do okolia, a to takým spôsobom, že vedúca polarita skupiny smeruje k rovníku Slnka, kde je neutralizovaná opačnou polaritou vedúcich škvŕn druhej hemisféry.
- Magnetické prepólovanie v oblasti pólů Slnka bolo a je vysvetľované tým, že východná (zadná) polarita skupín škvŕn difunduje z aktívnych oblastí smerom k pólom Slnka. Tým je cyklus opätovne uzavretý.

Zmena globálneho magnetického poľa Slnka, počas slnečného cykla, je ilustrovaná na obrázku 3.



Obr. 3: Topológia globálneho poľa Slnka a 22-ročný magnetický cyklus. Schematicky je znázornená postupnosť jednotlivých fáz slnečného cykla. Cyklická zmena slnečného dipólu (poloidálne pole solenoidu) na pole toroidálneho tvaru sa uskutočňuje pomocou diferenciálnej rotácie. Maximum (M) a minimum (m) sú extrémny 11-ročného cyklu výskytu slnečných škvŕn. Obrázok je prevzatý z práce Babcocka (1961).



Z dnešného pohľadu môžeme povedať, že Babcock (1961) vytvoril prvý kvalitatívny model slnečného dynamu (kde ohmické straty produkcie magnetického poľa sú nahradené indukciou).

Súčasne treba pripomenúť, že cyklické prepólovanie Slnka nemusí byť nutne riešené jedným z viacerých typov dynam. Oscilačné teórie (kde kinetická energia slnečného vnútra je transformovaná na magnetickú energiu) sú tiež možné, ale majú ešte vážnejšie fyzikálne problémy ako teórie slnečného dynamu (Rosner a Weiss 1992).

#### 4. SLNEČNÉ DYNAMO

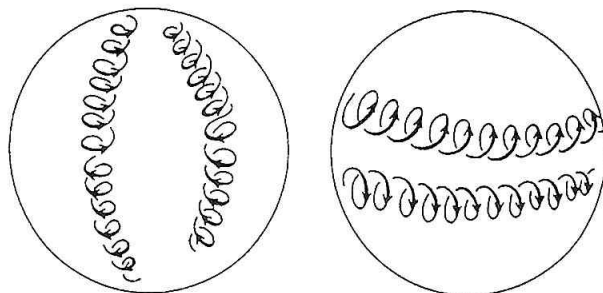
Vo všeobecnosti, v elektrickom vodiči, ktorý sa pohybuje v magnetickom poli, vzniká elektrický prúd. Novovzniknutý elektrický prúd indikuje vo svojom okolí dodatočné magnetické pole. Dochádza k zosilneniu pôvodného magnetického poľa, čo je princíp slnečného dynamu. Základnou zložkou slnečnej atmosféry je neutrálny a ionizovaný vodík. Elektrická vodivosť vodíkových iónov závisí na teplote  $T$  podľa vzťahu

$$\sigma \sim 10^7 T^{3/2} s^{-1} esu \quad (1)$$

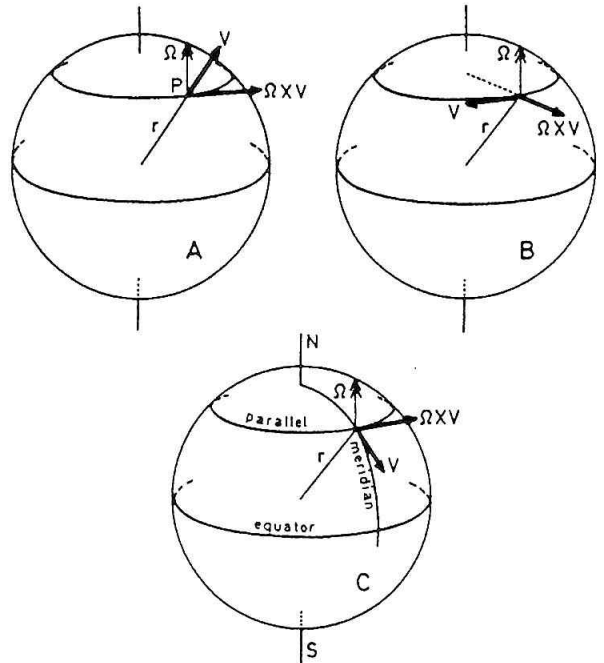
Pre slnečné vnútro (teplota vyššia ako milión stupňov), hodnota elektrickej vodivosti  $\sigma$  má hodnotu  $10^{16}$  za sekundu (v Gaussovej sústave jednotiek), preto je možné hovoriť o vysokej vodivosti prostredia.

Z uvedeného plynie, že naše vedomosti o slnečnom cykle úzko súvisia s poznaním rýchlostných polí na Slnku. Teórie magnetizmu Slnka, ktoré sú označované stručne termínom „slnečné dynamo“ odvodzujú generáciu a zosilnenie magnetického poľa Slnka zo vzájomnej súčinnosti troch rýchlostných systémov Slnka (Stix, 1989) a to:

- konvekcie,
- rotácie
- diferenciálnej rotácie, ktorá by mohla byť nahradená aj meridiánovým prúdením na povrchu Slnka.



Obr. 4: Ľavá časť: Konvektívne cely „banánového“ tvaru, ktoré by mali vzniknúť ako dôsledok interakcie rotačnej a konvektívnej rýchlosti. Ľavotočivý smer „banánovej“ cely sa mení na pravotočivý, pri prechode cez rovník Slnka. Pravá časť: Konvektívne cely „rolkového“ tvaru. Smer závitov „rolky“ je odlišný na severnej a južnej hemisfére Slnka. Koexistencia „banánových“ a „rolkových“ ciel je teoreticky možná. Obrázok je prevzatý z práce Peckera (1991).



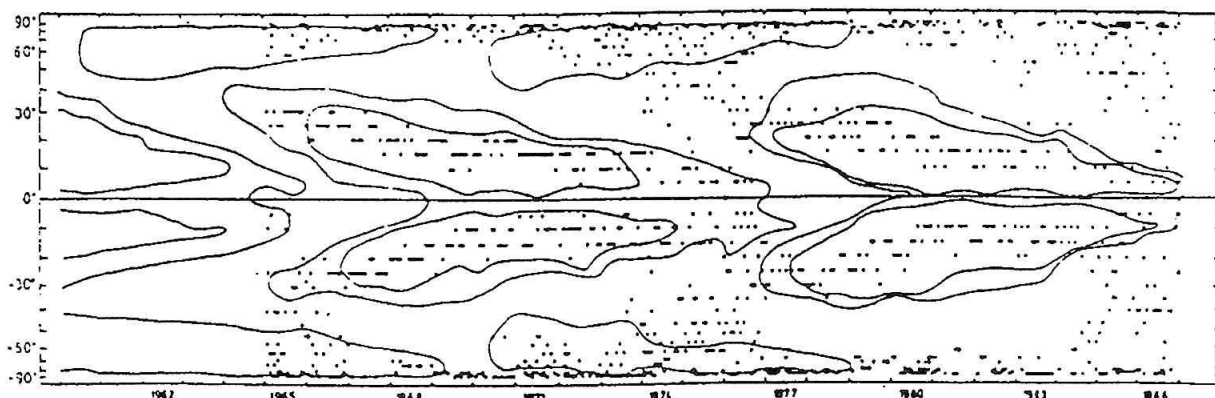
Obr. 5: Zmena smeru Coriolisovej sily, v závislosti od zmeny smeru konvektívneho pohybu v. Prípady A, B a C sú podrobne uvedené v texte. Coriolisova sila môže spôsobiť urýchlenie rotácie (prípady A a C). Coriolisova sila spôsobuje vznik točivosti, potrebnej pre prepólovanie. Obrázok je prevzatý z práce Peckera (1991).

Rovníková rýchlosť rotácie Slnka je iba 2 km/s, čomu odpovedá synodická rotácia 26,9 dňa. Slnko rotuje rýchlejšie na rovníku ako na póloch, čo je známa, ale dosiaľ nevysvetlená diferenciálna rotácia Slnka. Výsledkom spolupôsobenia konvekcie a rotácie je Coriolisova sila (skratka C.s.). Podľa definície C.s. je vektorový súčin rotačnej rýchlosti  $\Omega$  a rýchlosti  $v$ .

#### 5. VZŤAH MEDZI KONVEKCIOU A ROTÁCIOU SLNKA

Konvektívna vrstva Slnka sa rozprestiera od hĺbky 0,7 do 0,99 polomeru Slnka (ak počiatok súradníc je umiestnený v strede Slnka). Existencia konvekcie na Slnku bola jednoznačne zistená z napozorovaných konvektívnych prvkov. Sú to: granulácia a supergranulácia. Existencia mezogranulácie a obrovských konvektívnych ciel je dosiaľ sporná. Obrázok 5 ilustruje tri rôzne smery konvekcie a príslušný smer Coriolisovej sily.

Dva z uvedených dynamických systémov (turbulentná konvekcia a rotácia) môžu zabezpečiť kvazistacionárnu produkciu magnetického poľa Slnka, takže každá z hemisfér Slnka by si trvale zachovávala určitú magnetickú polaritu. Modelovanie takéhoto dipólu je možné nájsť v práci Wang, Sheeley a Nash (1991). Z pozorovaní bolo zistené, že Slnko sa nechová ako kvazistacionárny dipól, ale ako dipól, ktorý kvázicyklicky mení svoj vektor polarizácie (inak povedané cyklicky



Obr. 6: Pozorovanie šírkového výskytu maximálnej intenzity zelenej koronálnej čiary (Bumba, Rušin a Rybanský, 1990), znázornenej bodmi, s motýlkovými diagramami škvŕn a polárnych fakúl (údaje z práce Makarov, Makarova a Koutchmy, 1987).

je prepólovaný) a okrem toho sa mení z dipólu na toroid.

Pre vznik magnetického prepólovania Slnka s periódou 22 rokov (Hale a Nicholson, 1938) je potrebná existencia tretieho rýchlostného systému na Slnku a to diferenciálnej rotácie, alebo meridiánového prúdenia (Bogart, 1987).

## 6. SPÖREROV ZÁKON A ŤAŽKOSTI „SLNEČNÉHO DYNAMAMA“

Koncepcia vnútorne prepojeného a tým globálneho slnečného cykla nie je nová, lebo už Babcock (1961) predpokladal vznik toroidálneho magnetického poľa škvŕn z poloidálnej (dipólovej) zložky celkového poľa Slnka a to pomocou diferenciálnej rotácie. Z modelovania slnečného „dynamama“ bolo zistené, že napozorovanú migráciu škvŕn k rovníku (Spörerov zákon), môžeme obdržať vtedy, ak s hĺbkou vzrastá nielen

hodnota uhlovej rýchlosti, ale aj gradient diferenciálnej rotácie.

Prvé sondy do vnútra Slnka umožnili helioseizmológia. Očakávaný vzrast rotačnej rýchlosti s hĺbkou nebol potvrdený. Obrázok 7 ilustruje nameraný hĺbkový priebeh rotácie Slnka v závislosti od heliografickej šírky (Hill 1992). Hodnota rotácie s hĺbkou nevzrastá, ale naopak klesá. Pokles rovníkovej rotačnej rýchlosti v závislosti od hĺbky je uvedený na obrázku 8.

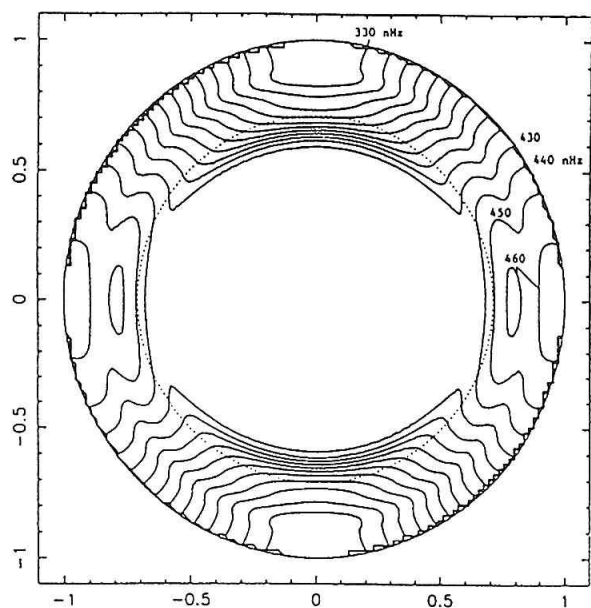
Zistená disproporcija vo vnútornej rotácii Slnka neznamená opustenie teórie „slnečného dynamama“. Zdroje magnetického poľa bolo potrebné premiestniť z konvektívnej vrstvy hlbšie (prinajmenšom na dno konvektívnej vrstvy).

Niektoré rekurentné vlastnosti veľkoškálového poľa (aktívne dlžky, pevná rotácia koronálnych dier a i.) už dávnejšie viedli k prácam o podpovrchových zdrojoch magnetického poľa.

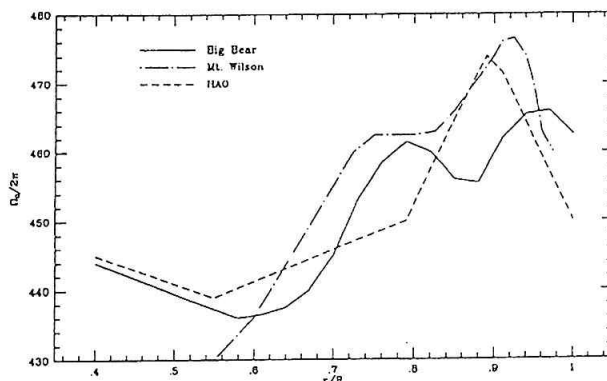
## 7. 17-ROČNÝ SLNEČNÝ CYKLUS

Observačným testom pre overovanie teórií slnečného cykla sa stali experimentálne údaje o migrácii aktívnych elementov po povrchu Slnka v priebehu cykla.

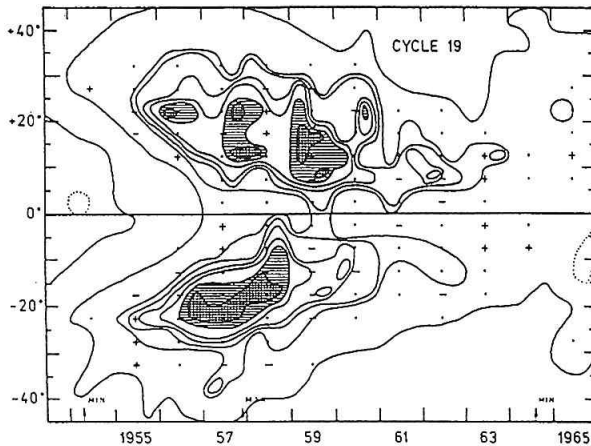
Ak ponecháme stranou skutočnosť, že podstata torzných vln je neprebádaná, potom kľúčovou otázkou ostáva migrácia vysokošírkového zóny aktivity k pólom.



Obr. 7: Priebeh rotačnej rýchlosti Slnka, v závislosti na polomere a heliografickej šírke (Hill, 1992). Odlišné rýchlostné systémy sa vyskytujú v oblasti pólom a rovníka.



Obr. 8: Pokles „rovníkovej“ uhlovej rýchlosti Slnka, bol nezávisle zistený rôznymi autormi a viedol ku konfrontácii s teóriou „slnečného dynamama“. Obrázok je prevzatý z práce Hill (1992).



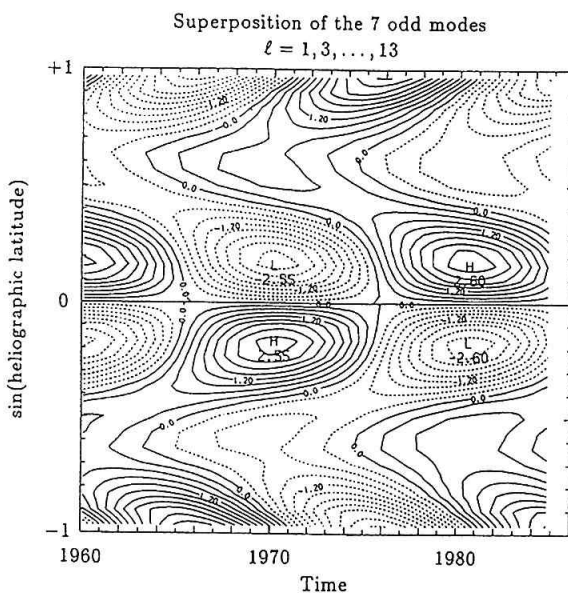
Obr. 9: Časovo-šírkové rozdelenie plôch slnečných škvŕn a zmena rotačnej rýchlosti fotosféry vzhľadom na dlhodobý priemer. Znamienka + a - znamenajú vzrast a pokles rotačnej rýchlosti fotosféry v príslušnej šírkovovej zóne (Antalová, 1986). Porovnaj s obrázkom 13.

Migrácia slabých unipolárnych polí k pólom situáciu nerieši, lebo Sheeley v kinematickom modeli predpokladá, že sú to iba plytké zbytky z rozptýlených aktívnych oblastí.

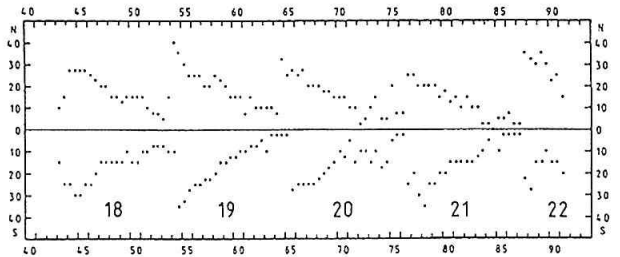
Existencia dvoch vetví aktivity je nesporne dokázaná pre

- filameny (Makarov a Sivaraman 1989; Bumba, Rušin a Rybanský 1990; Bumba 1991)
- škvŕny (Waldmeier 1955; Kambry a i. 1991)
- korónu (Sýkora 1993; Bortzov, Makarov a Mikhailutsa 1992; Bumba, Rušin a Rybanský 1990)

Stepanyan (1992) zistila, že rovníkové koronálne diery vznikajú iba v tej polarite veľkorozmerných polí, ktorá je totožná s magnetickou polaritou pólu príslušnej hemisféry. Výsledok podčiarkuje zásadný rozdiel



Obr.10: Objav rezonančných vlnových štruktúr radiálneho magnetického poľa, podľa Stenflo (1988). Diagram ilustruje magnetické prepóvanie ako aj migráciu magnetického poľa tak k pólom ako aj k rovníku Slnka.



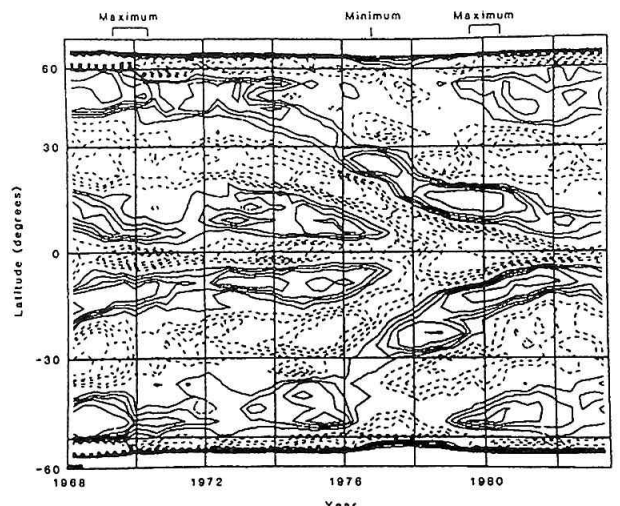
Obr.11: Motýlkové diagramy zostavené z maximálnych poločných hodnôt intenzity zelenej koronálnej čiary (Sýkora, 1993).

medzi koronálnymi dierami a veľkorozmernými poľami. Rovníkové koronálne diery sú časovo posunuté za prepóvaním v oblastiach pólom, z toho plynie, že aj v migrácii koronálnych dier pravdepodobne existuje posun tak k rovníku ako aj k pólu. Existencia dvoch vetví aktivity by bola konfrontáciou s východným bodom 17-ročného cyklu.

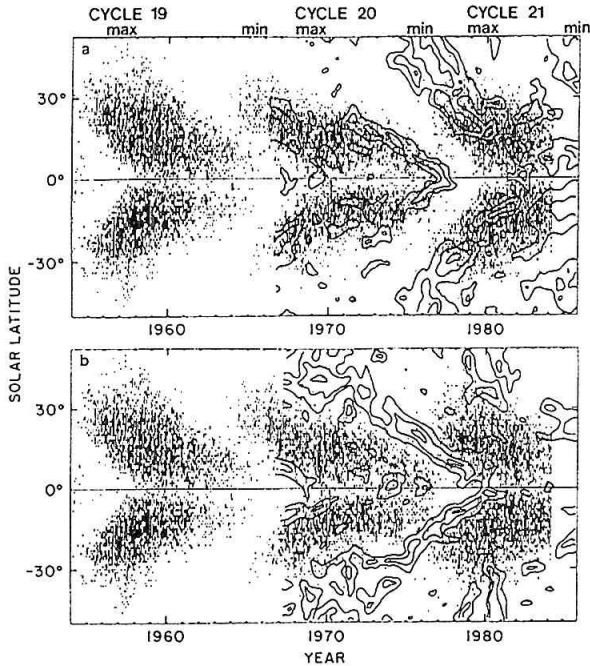
Proti myšlienke 17-ročného cyklu svedčí tiež skutočnosť, že slnečné škvŕny, ktoré sa vyskytujú vo vysokých heliografických šírkach (tzv. polárna vetva škvŕn), prislúchajú k prebiehajúcejmu cyklu a nie k cyklu budúceho, ako indikujú predstavy o 17-ročnom cykle.

Na druhej strane, Schatten a i. (1978), v rámci predstavy o globálnom cykle, (že polárne magnetické pole Slnka v čase minima slnečného cyklu, by sa malo diferenciálnou rotáciou zmeniť na podpovrchové toroidálne magnetické pole hlavnej zóny aktivity, pozorované v nasledovnom slnečnom cykle) vypracovali metódu prognózovania budúcich slnečných cyklov. Na základe práve tejto metódy Kane (1992) kvantitatívne riešil posledné tri slnečné cykly. Výsledky predpovedanej hladiny aktivity v 22. cykle sú v dobrej zhode so skutočne pozorovaným výskytom slnečných škvŕn.

Inak povedané, správne prognózy posledných dvoch cyklov, napriek všetkým pochybnostiam, do istej miery potvrdzujú, že polárne magnetické pole Slnka namera-



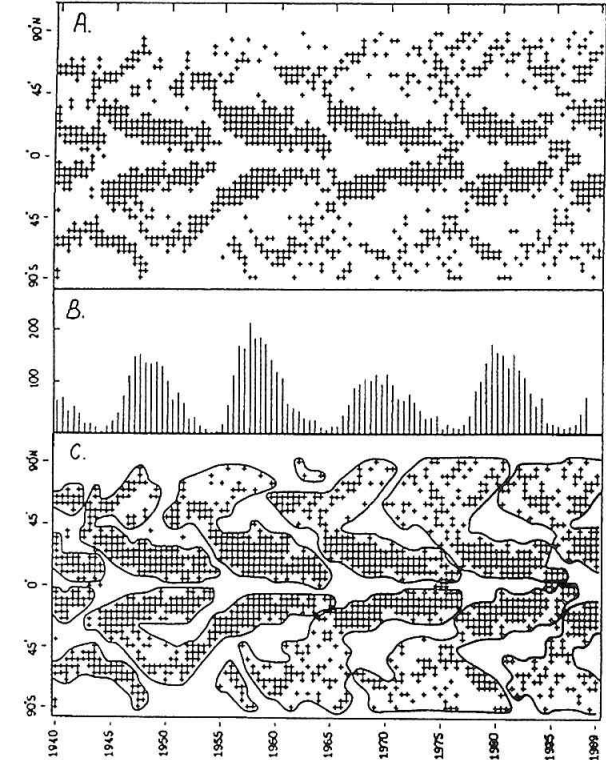
Obr.12: Torzné vlny migrujúce od pólom k rovníku boli objavené spektroskopickými metódami. Hladiny kontúr sú 1-6 m/s. Obrázok je prevzatý z práce Snodgrass a Howard (1985).



Obr. 13. Vzťah torzných vln k motýlkovým diagramom slnečných škvŕn. V časti a): Kontúry označujú oblasti so zväčšenou hodnotou rotačnej rýchlosti. V časti b): Kontúry označujú oblasti so zmenšenou hodnotou rotačnej rýchlosti (Snodgrass, 1987). Nové škvŕny vznikajú z polárnej strany tejto ŕspomalenejšej torznej vlny. Detailný priebeh v motýlkovom diagrame 19. cyklu je uvedený na obrázku 9.

né v čase minima cyklu má zatiaľ bližšie neprebádanú súvislosť, a s výskytom škvŕn počas budúceho slnečného cyklu.

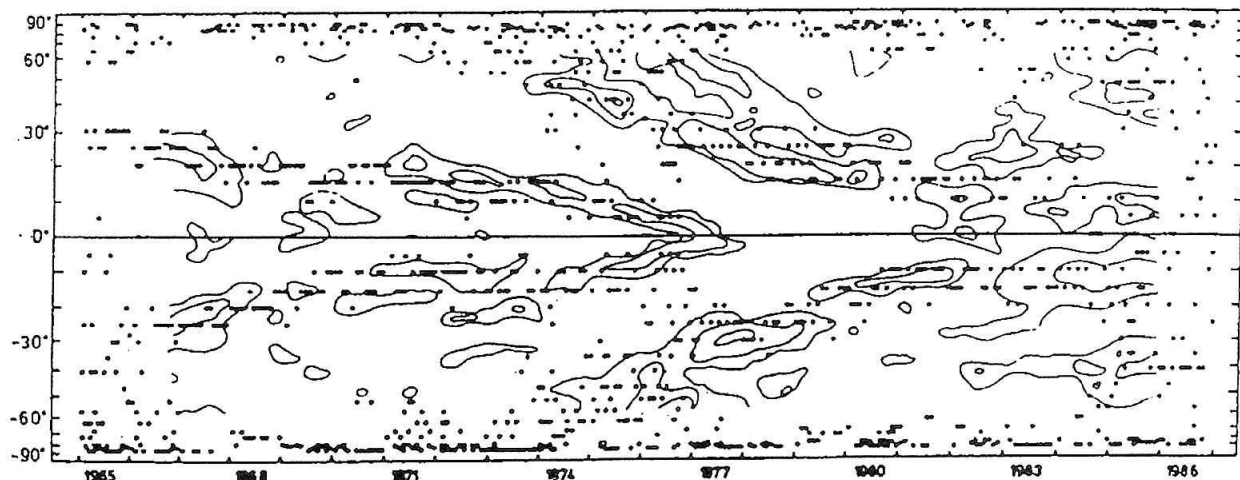
Ak uvažujeme, že zdroje tvorby magnetického poľa Slnka sa nachádzajú pod konvektívnou vrstvou, vo vnútorných vrstvách Slnka, potom vzájomná spätosť polárnych a toroidálnych polí ani neprekvapuje. Nevyriešené ostávajú otázky o vzájomnej indukcii vnútorných polí a o správnej interpretácii procesov, ktoré pozorujeme na povrchu Slnka.



Obr.14: Horná časť A: Motýlkové diagramy najväčších rozdielov intenzity zelenej koronálnej čiary, oproti dlhodobému priemeru. Časť B: Časový priebeh stredných polročných hodnôt relatívneho čísla slnečných škvŕn. Časť C: Schematické znázornenie jednej z možností priebehu slnečného cyklu (existuje tak migrácia k pólu, ako aj k rovníku). Obrázok je prevzatý z práce Bortzov, Makarov a Mikhailutsa (1992).

## 8. ZÁVER

Existujúce teórie slnečného dynama, pravdepodobne, správne vystihujú základné prvky slnečného cyklu. Problémy, ktoré sprevádzajú zakomponovanie nových helioseizmologických pozorovaní do existujúcich teórií slnečného dynama sú neľahké. Nie je vylúčené, že sa „dynamovú krízu“ podarí prekonať. Nový hĺbkový profil rotácie Slnka sa stáva stimulom pre komplexnejšie modelovanie slnečného cyklu. Cieľom výskumu je



Obr. 15. Porovnanie torzných vln (v tomto prípade kontúry označujú miesta so zväčšenou hodnotou rotačnej rýchlosti) a maximálneho výskytu intenzity zelenej koróny. Obrázok je prevzatý z práce Bomba, Rušin a Rybanský (1990).

dosiahnuť dobrú zhodu medzi teóriou a helioseizmologickými pozorovaniami.

Naproti tomu, budúcnosť koncepcie 17-ročného cyklu nie je istá dovtedy, kým sa nepodarí poznať podstatu záhadných torzných vln. Táto cesta taktiež sľubuje zaujímavé situácie. Mimoriadna naliehavosť na vyriešenie problému torzných vln je pochopiteľná, lebo sa dotýka nielen magnetizmu Slnka, ale aj energetickej bilancie Slnka (termálny tieň torzných vln).

11-ročná perióda je nesporne základnou jednotkou rekurencie magnetických štruktúr. Veľmi dobre popisuje nielen výskyt škvŕn, ale aj čas potrebný na prepólovanie Slnka. Výskyt polárnych fakúl, koronálnych dier, erupcií a ďalších javov má tiež 11-ročnú periódu, ale je fázovo posunutý vzhľadom na cyklus škvŕn. Postupný presun aktivity do okolitých šírkových zón svedčí o dosiaľ bližšie neurčených procesoch prenosu poľa.

#### Podakovanie

Za pomoc pri príprave ilustrácií, ďakujem L. Scheirichovi z OFS AsÚ SAV. Práca bola uskutočnená v rámci grantu SAV/494/1992.

#### LITERATÚRA

- Antalová, A.: 1986, *Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso* **14**, 121  
Babcock, H. D.: 1959, *Astrophys. J.* **130**, 364  
Babcock, H. D.: 1961, *Astrophys. J.* **133**, 572  
Bogart, R. S.: 1987, *Solar Phys.* **110**, 23  
Bortzov, V. V.; Makarov, V. I.; Mikhailutsa, V. P.: *Solar Phys.* **137**, 395  
Bumba, V.: 1990, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **41**, 325  
Bumba, V.: 1991, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **42**, 161  
Bumba, V.; Rušin, V.; Rybanský, M.: *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **41**, 253  
Hale, G. E.: 1908, *Astrophys. J.* **28**, 315  
Hale, G. E.: 1913, *Astrophys. J.* **38**, 161  
Hale, G. E.; Nicholson, S. B.: 1938, *Mt. Wilson Obs. Papers* **5**, part 1  
Kambry, M. A.; Nishikawa, J.; Sakurai, T.; Ichimoto, K.; Hiei, E.: 1991, *Solar Phys.* **132**, 41  
Kanc, R. P.: 1992, *Solar Phys.* **140**, 171  
Kuhn, J. R.; Libbrecht, K. G.; Dicke, R. H.: 1985, *Astrophys. J.* **290**, 758  
LaBonte B. J.; Howard, R.: 1982, *Solar Phys.* **80**, 373  
Makarov, V. I.; Makarova, V. V.; Koutchmy, S.; Sivaraman, K. R.: 1987, *National Optical Astron. Obscr. Prepr.* **138**  
Makarov, V. I.; Sivaraman, K. R.: 1989, *Solar Phys.* **119**, 35  
Martin, S. F.; Harvey K. L.: 1979, *Solar Phys.* **64**, 93  
Pecker, J.-C.: 1991, in *Solar Interior and Atmosphere*, Univ. Arizona Press, 1  
Rosner, R.; Weiss, N. O.: 1992, *The Solar Cycle*, ASP Conf. **27**, 511  
Schatten, K. H.; Scherrer, P. H.; Svalgaard, L.; Wilcox, J. M.: 1978, *Geophys. Res. Lett.* **5**, 411  
Snodgrass H. B.: 1987a, *Astrophys. J.* **316**, 191  
Snodgrass H. B.: 1987b, *Solar Phys.* **110**, 35  
Snodgrass H. B.; Howard, R.: 1985, *Science* **228**, 945  
Stenflo, J. O.: 1988, *Astrophys. Space Sci.* **144**, 321  
Stepanyan, N. N.: 1985, *Izv. Krym. Astrofiz. Obs.* **71**, 62  
Stepanyan, N. N.: 1992, *Izv. Krym. Astrofiz. Obs.* in press  
Stix, M.: 1989, in *The Sun*, Springer – Verlag  
Sýkora, J.: 1993, *Space Sci. Rev.* in press  
Ulrich, R. K.; Boyden, J. E.; Webster, L.; Snodgrass, H. B.; Padilla, S. P.; Gilman, P.; Shieber, T.: 1988, *Solar Phys.* **117**, 291  
Waldmeier, M.: 1955, in *Ergebnisse und Probleme Sonnenforsch.*, Leipzig, 313  
Wang, Y. M.; Sheeley, N. R.; Nasha, A. G.: 1991, *Astrophys. J.* **383**, 431  
Wilson, P. R.: 1987, *Solar Phys.* **110**, 1

# McIntoshova klasifikácia a vývoj slnečných škvŕn

L. Kulčár, Katedra fyziky, PF Banská Bystrica

## 1. ÚVOD

Už prvé štatistické práce ukázali, že existuje určitý vzťah medzi veľkosťou skupiny slnečných škvŕn, počtom škvŕn v skupine a výskytom slnečných erupcií v nej alebo v jej blízkom okolí (Waldmeier, 1938; Giovanelli, 1939). Neskôr sa ukázalo, že značne rozšírená a používaná Zürišská klasifikácia slnečných škvŕn (Waldmeier, 1947) je nedostatočná a na takéto účely príliš „hrubá“. To bolo jedným z dôvodov neskoršieho zavedenia novej klasifikácie typov skupín slnečných škvŕn, ktorú v polovici 60-tych rokov zaviedol P. S. McIntosh a ktorá sa podľa svojho autora nazýva McIntoshova klasifikácia (skupín) slnečných škvŕn. Neskôr bola táto klasifikácia prijatá aj pre účely pravidelných patrolných pozorovaní Slnka (I.U.W.D.S., 1969). Definícia, popis a vysvetlenia k nej boli publikované viacerými autormi napr. v Solar Geophysical Data (1972), McIntoshom (1981, 1986), Beckom (1987), Millerom (1988), Hillom (1989) a inými.

Štatistický výskyt jednotlivých typov slnečných škvŕn v závislosti na fáze 11-ročného cyklu slnečnej aktivity, rovnako ako aj štatistika ich životných dôb a výskytu slnečných erupcií v závislosti na výskyt typov slnečných škvŕn boli urobené za viaceré obdobia a rôznymi autormi. Jedným z cieľov takýchto analýz je použiť tieto výsledky aj na krátkodobé prognózovanie výskytu slnečných erupcií.

## 2. POUŽITÝ MATERIÁL A SPÔSOB JEHO SPRACOVANIA

V našej práci sme vychádzali z poznatku, že existuje určitá štatistická spojitosť medzi výskytom určitého typu slnečných škvŕn, určeného podľa klasifikácie McIntosha a slnečnou aktivitou, reprezentovanou výskytom erupcií typu M a X (Kildahl, 1980; Miller, 1987; McIntosh, 1980). Ako príklad možno uviesť výsledky štatistickej analýzy K. Kildahla, ktorý za týmto účelom spracoval klesajúcu vetvu 20. slnečného cyklu (1969-1976) Kildahl (1980). V jeho analýze bol výskyt každej erupcie vyššie uvedených typov priradený k jednému zo 60 možných typov škvŕn. Takto bol skatalogizovaný výskyt 12411 typov slnečných škvŕn a priradený k 1344 pozorovaným erupciám typu M a 141 erupciám typu X. Na základe tejto analýzy určil McIntosh (1986) efektív-

nosť McIntoshovho systému klasifikácie pre účely prognózovania výskytu erupcií a rozlíšil typy škvŕn, ktorých výskyt je spojený s erupciami typu M a X od ostatných typov. Napríklad u škvŕn typu Fsi, Fki a Fkc je pravdepodobnosť výskytu erupcie typu M v nasledujúcich 24 hodinách 100%, pravdepodobnosť výskytu erupcií typu X je 10% u škvŕny typu Fso, 35% u typu Fki a takmer 50% u typu Fkc.

Uvedené výsledky boli impulzom postaviť si nasledovnú úlohu: ak poznáme štatistický vzťah (v jednoduchom prípade pravdepodobnosť) medzi výskytom určitého typu slnečných škvŕn a výskytom erupcie typu M a X v nasledujúcich hodinách, potom na základe vývoja iba slnečných škvŕn možno prognózovať výskyt erupcií uvedených typov s predstihom 24, resp. 48 hodín. K tomu, aby sme vedeli určiť vývoj jednotlivých typov slnečných škvŕn v časovom intervale najbližších 24 hodín, sa naša úloha pretransformovala na problém prognózovania vývoja rozličných typov slnečných škvŕn. Z toho dôvodu sme spätne na pozorovacom materiály určovali pravdepodobnosti (nazvané pravdepodobnosťami prechodov) s akými sa jeden typ škvŕn zmenil (vyvinul) na ľubovoľný iný typ počas jedného dňa. Takto získané pravdepodobnosti prechodov jedného typu na typ iný nám slúžili ako východiskový materiál pre našu analýzu.

Kvôli porovnaniu sme spracovali dva približne rovnako veľké štatistické súbory prechodov z dvoch rôznych časových období slnečného cyklu: 1/ obdobie okolo minima slnečnej aktivity (1. 1.- 31. 12. 1987), v ktorom sme zaregistrovali celkove 297 prechodov; 2/ obdobie okolo maxima slnečnej aktivity (1. 1.- 8. 6. 1990) s celkovým počtom 440 prechodov. Z praktických dôvodov sme analyzovali pozorovania škvŕn vykonané na Astronomickom observatóriu Univerzity v Istanbule (Golbasi, 1984; Mentese, 1989). Oddelene sme spracovali pravdepodobnosť prechodov pre všetky tri charakteristiky popisujúce McIntoshovu klasifikáciu:

- modifikovaný zürišský typ (typ A až H),
- typ penumbry u najväčšej škvŕny v skupine (typ x až k),
- priestorové rozloženie škvŕn medzi vedúcou a chvostovou škvŕnou v skupine (typ x až c).

### 3. VÝSLEDKY A UZÁVERY

Pravdepodobnosti prechodov vyjadrené v percentách sú pre jednotlivé typy prechodov v časovom intervale 1 deň a oddelene pre obdobie minima a maxima uvedené v tabuľkách 1 až 6. Z uvedených výsledkov vyplývajú nasledovné uzávery:

1/ Pre obe obdobia sa ukazuje, že pravdepodobnosť pozorovania toho istého typu škvŕn v nasledujúcom dni (tzv. stabilita typu) je u väčšiny typov a pre všetky tri charakteristiky klasifikácie značne vysoká (vysoké hodnoty na diagonálach v tabuľkách 1 – 6). Pritom najvýraznejšia je táto stabilita u charakteristiky určujúcej priestorové rozloženie škvŕn v skupine (tzv. kompaktnosť skupiny). Je zrejmé, že do uvedeného výsledku sa premieta jednak nami používaný faktor časového rozlíšenia 1 deň, a taktiež aj skutočná životná doba daného typu škvŕn spolu s celkovou životnou dobou skupiny bez ohľadu na to, akými vývojovými štádiami (a teda typmi McIntoshovej klasifikácie) daná skupina prechádza.

Vyššie uvedená stabilita typu sa neprejavuje rovnakou mierou u všetkých typov. U škvŕn typu B sa pozoruje väčšia pravdepodobnosť prechodu na typ C ako zachovanie rovnakej vývojovej stability v type B aj v nasledujúcom dni. Typ B má teda akési špecifické postavenie medzi ostatnými typmi z hľadiska nami skúmanej stability prechodov, čo môže byť spôsobené napríklad:

- kratšou priemernou dobou životnosti škvŕn typu B ako 1 deň,
- problémami spojenými s pozorovaním a definovaním škvŕn typu B (v spojení s pozorovacími podmienkami),
- nerovnocennosťou zavedenia typu B do McIntoshovej klasifikácie v porovnaní s inými typmi.

2/ V niektorých prípadoch je zrejmé (prechody E – E, a – a, i – i), že pravdepodobnosť prechodov do toho istého typu je v minime vyššia ako v maxime slnečnej aktivity. Opačná tendencia vo vzťahu k obom skúmaným časovým obdobiam sa neukázala. U ostatných prechodov toho istého typu sú odchýlky medzi obdobia minima a maxima štatisticky nevýznamné. Príčina toho je zrejme v samotnej zvýšenej úrovni slnečnej aktivity v maxime, čo je spojené s častejším a rýchlejšim narušovaním usporiadanej priestorovej štruktúry v skupine.

### 4. ZÁVER

Z uvedenej predbežnej analýzy vyplýva, že typológia škvŕn podľa klasifikácie McIntosha z hľadiska jej použitia na účely prognózovania vývoja slnečných škvŕn a s tým spojeného krátkodobého prognózovania výskytu

slnečných erupcií nie je najvhodnejšia. Na jednej strane obsahuje v sebe táto klasifikácia akési „hraničné stavy“ z celej šírky možných prípadov (napr. typy (B, r, h), na druhej strane obsahuje typy zlučujúce väčšiu šírku možných stavov do jedného typu (typ H).

Jednou z možností pokračovania v tomto smere je zaviesť určité prvky modifikácie smerom k „zjemneniu“ súčasnej klasifikácie. Pre účely prognostiky vývoja slnečných škvŕn a s tým spojeného prognózovania výskytu aj erupcií by bolo vhodné rozšíriť uvedenú klasifikáciu o určitý druh charakteristiky, ktorý by popisoval nielen dĺžkové ale aj šírkové rozloženie škvŕn v skupine, prípadne ešte aj o iné ďalšie doplnujúce charakteristiky (Křivský, 1992). O tom, že v súčasnosti používaná McIntoshova klasifikácia je naďalej v stave zdokonaľovania, svedčí aj referát prednesený P. L. Bornmannovou na Solar-Terrestrial Predictions Workshop v Ottawe v dňoch 18.-22. mája 1992 (Bornmann, 1992).

Tab. 1.: Pravdepodobnosti prechodov (v %) medzi typmi modifikovanej zurišskej klasifikácie slnečných škvŕn pre obdobie maxima slnečnej činnosti (1. 1. 1980 – 8. 6. 1980).

Typ prechodu na	A	B	C	D	E	F	H	Celkový počet prechodov
A	55	14	23	6	2	0	0	51
B	18	23	47	12	0	0	0	17
C	11	5	41	29	5	0	9	63
D	3	4	15	52	12	0	14	99
E	0	2	4	8	78	8	0	73
F	0	0	0	0	9	91	0	32
H	7	0	1	7	0	0	85	105

Tab. 2.: Pravdepodobnosti prechodov (v %) medzi typmi modifikovanej zurišskej klasifikácie slnečných škvŕn pre obdobie minima slnečnej činnosti (1. 1. 1987 – 31. 12. 1987).

Typ prechodu na	A	B	C	D	E	F	H	Celkový počet prechodov
A	53	21	21	0	0	0	5	19
B	13	25	37	0	0	0	25	8
C	6	6	49	21	0	0	18	71
D	0	0	21	58	15	0	6	66
E	0	0	3	3	91	0	3	36
F	0	0	0	0	0	0	0	0
H	7	1	5	3	2	0	82	97

Tab. 3.: Pravdepodobnosti prechodov (v %) medzi typmi charakterizujúcimi tvar penumbry u najväčšej škvŕny v skupine pre obdobie maxima slnečnej činnosti (1. 1. – 8. 6. 1980).

Typ prechodu na z	x	r	s	a	h	k	Celkový počet prechodov
x	61	3	16	17	0	3	69
r	30	20	20	10	0	20	10
s	16	3	47	26	3	5	101
a	5	4	24	54	1	12	116
h	0	0	20	0	40	40	10
k	1	1	4	14	3	77	134

Tab. 4.: Pravdepodobnosti prechodov (v %) medzi typmi charakterizujúcimi tvar penumbry u najväčšej škvŕny v skupine pre obdobie minima slnečnej aktivity (1. 1. – 31. 12. 1987).

Typ prechodu na z	x	r	s	a	h	k	Celkový počet prechodov
x	63	26	0	11	0	0	27
r	25	48	3	17	0	17	40
s	5	5	33	43	9	5	21
a	3	5	7	74	1	10	146
h	0	0	20	20	40	20	5
k	0	1	0	26	2	71	58

Tab. 5.: Pravdepodobnosti prechodov (v %) medzi typmi charakterizujúcimi kompaktnosť skupiny slnečných škvŕn pre obdobie maxima slnečnej činnosti (1. 1.- 8. 6. 1980).

Typ prechodu na z	x	o	i	c	Celkový počet prechodov
x	80	11	8	1	157
o	22	56	17	4	103
i	9	24	46	21	104
c	1	4	26	69	76

Tab. 6.: Pravdepodobnosti prechodov (v %) medzi typmi charakterizujúcimi kompaktnosť skupiny slnečných škvŕn pre obdobie minima slnečnej činnosti (1. 1.- 31. 12. 1987).

Typ prechodu na z	x	o	i	c	Celkový počet prechodov
x	84	10	4	2	116
o	22	50	23	5	64
i	12	13	65	10	90
c	0	4	33	63	27

## LITERATÚRA

- Beck, R.: 1987, in Handbuch für Sternfreunde (ed. G. D. Roth), Springer-Verlag, Berlin.
- Bornmann, P. L.: Simplified Active Region Classifications and Correlations with Solar Flare Production, Solar-Terrestrial Pred. Workshop, Ottawa, May 18-22, 1992.
- Giovanelli, R. G.: 1939, Astrophys. J. 89, 555.
- Golbasi, O.: The sunspot observations made in 1980, Publ. Istanbul Univ. Obs. No. 134.
- Hill, R. E.: 1989, J. Assoc. Lunar Planet. Obs. 33, 10.
- I.U.W.D.S (International Ursigam and World Day Service): 1969, Synoptic Codes for Solar and Geophysical Data, NOAA Space Environment Service Center and Observatoire de Paris.
- Kildahl, K.: 1980, in Solar-Terrestrial Predictions Proceedings, Vol. 3, (ed. R. Donnelly), U.S. Department of Commerce, C-166.
- Křivský, L.: 1992, súkromná informácia.
- McIntosh, P. S.: 1981, in The Physics of Sunspots (eds. L. E. Cram and J. H. Thomas), Sacramento Peak Natl Obs., Sunspot, New Mexico, 7.
- McIntosh, P. S.: 1986, in Solar-Terrestrial Predictions Proceedings, Workshop at Meudon, France, 1984, (eds. P. A. Simon, G. Heckman and M. A. Shea), U. S. Department of Commerce, 357.
- McIntosh, P. S.: 1990, Solar Phys. 125, 251.
- Mentese, H. H.: 1989, The sunspot observations made in 1987, Publ. Istanbul Univ. Obs. No. 149.
- Miller, R. W.: 1987, A Guide to Sunspot Classification and Solar Flare Prediction, Cedar Valley Solar Obs., Hillsburgh, Canada.
- Miller, R. W.: 1988, J. Roy. Astron. Soc. Canada 82, 191.
- Solar – Geophysical Data, Descriptive Text: 1972, NOAA, World Data Center A, Boulder, Colo., 25.
- Waldmeier, M.: 1947, Publ. Zurich Obs. 9, 21.



# Sluneční a hvězdné erupce

P. Heinzel, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## 1. ÚVOD

Sluneční erupce představují energeticky nejmohutnější procesy probíhající ve sluneční atmosféře. Jako takové jsou studovány již řadu desítek let, přičemž zpočátku byl jev erupce chápán víceméně jako chromosférický proces, hlavně na základě pozorování v optických čarách vodíku, kalcia a dalších prvků. S nástupem družicových pozorování v rentgenové oblasti spektra v šedesátých letech se začala postupně rozvíjet koncepce erupce jakožto procesu uvolňování energie v koróně (primární proces) a tzv. chromosférická erupce se jeví jako proces sekundární, avšak neméně významný z hlediska komplexního pohledu na fyziku erupcí. Studiu slunečních erupcí je celosvětově věnováno velké úsilí, o čemž svědčí krom jiného i značné náklady na velké kosmické projekty jako *Solar Maximum Mission (SMM)*, *Hinotiri* a nyní nová japonská družice *Solar-A* (nazvaná *Yoh-koh*, neboli světlo Slunce). V současné době také probíhají velké mezinárodní pozorovací kampaně, jejichž cílem jsou koordinovaná multispektrální pozorování erupcí z pozemních observatoří, družic, raket a balónů. Rovněž teoretické studie se v posledních letech dostaly na kvalitativně vyšší úroveň, což souvisí s využitím velmi výkonné výpočetní techniky (superpočítačů a výkonných pracovních stanic) pro numerické modelování a simulace různých procesů zářivé hydrodynamiky. I když se v posledních několika desetiletích věnovalo maximum úsilí detailnímu studiu procesů v horké erupční plazmě (tj. primární procesy v koróně), nastává nyní značná renezanace výzkumu sekundárních procesů, především pak ohřevu nižších vrstev atmosféry. To vyžaduje komplexní spektrální diagnostiku založenou na non-LTE modelech erupční atmosféry.

Z výše uvedeného se zdá, že výzkum slunečních erupcí je naprosto soběstačnou disciplínou sluneční fyziky a nemá příliš mnoho společného s ostatní astrofyzikou. Je pravda, že při dnešních možnostech vysokého prostorového, časového a spektrálního rozlišení lze erupční procesy zkoumat velmi detailně s použitím značně vyspělého fyzikálního aparátu. I přes velkou rozmanitost různých typů erupcí však existuje jisté paradigma při interpretaci a modelování, a tak se naskýtá přirozená otázka, zda podobné jevy nelze pozorovat také na jiných hvězdách. To by umožnilo vzájemně konfrontovat různé hypotézy a obohatit tak jak sluneční, tak hvězdnou astrofyziku. I když odpověď na tuto otázku je asi mnohým dobře známa - erupce na

hvězdách skutečně existují - je až překvapivé, kolik prací na téma hvězdných erupcí již bylo publikováno a jak rozsáhlý je tento obor hvězdné astrofyziky. Vlastní pozorování hvězdných erupcí je mnohem obtížnější nežli v případě Slunce, a proto prvá pozorování *eruptivních hvězd* typu dMe (tj. trpasličí hvězdné třídy M s emisními čarami ve spektru) pocházejí z přelomu 50-tých a 60-tých let. Jedná se o náhlá a krátkotrvající vzplanutí. Postupem doby se ukázalo, že existuje řada typů hvězd na nichž dochází k erupčním procesům a tyto procesy se od sebe značně liší co do průběhu a mohutnosti. Naskýtá se tedy otázka, které z nich mohou být podobné erupcím na Slunci a naopak jak by vypadalo Slunce jako hvězda během typické sluneční erupce. Na tyto a další otázky se pokusíme stručně odpovědět v následujících kapitolách, přičemž uvedeme řadu nejnovějších výsledků nedávno publikovaných. Patří mezi ně např. práce, které byly prezentovány na 104-tém kolokviu IAU „*Solar and Stellar Flares*“ (editoři B. M. Haisch a M. Rodono), konaném ve Stanfordu v srpnu 1988, dále pak práce obsažené ve sborníku z kolokvia IAU 133 „*Eruptive Solar Flares*“ (editoři Z. Švestka a kol.) a rovněž přehledové články publikované nedávno v *Memorie della Societa Astronomica Italiana* (Vol. 62, No. 2, 1991) pod názvem „*Stellar Flares*“ (ed. B.R. Pettersen).

## 2. ZÁKLADNÍ CHARAKTERISTIKY SLUNEČNÍCH ERUPCÍ

Jelikož cílem tohoto přehledu není podat vyčerpávající informaci o slunečních erupcích (tu lze nalézt v řadě monografií např. Švestky (1976) nebo Tandberg-Hanssena a Emslieho (1988)), ale spíše naznačit některé společné rysy slunečních a hvězdných erupcí, omezíme se v této části pouze na nejdůležitější charakteristiky. Pokud jde o časový průběh erupce, lze vymezit čtyři důležité fáze: (1) aktivační fáze, při níž dochází k výrazným změnám v dané aktivní oblasti a k přederupční aktivitě, (2) impulzní fáze, která představuje hlavní fázi během níž nastává silný ohřev erupční plazmy pravděpodobně na úkor nahromaděné magnetické energie, (3) graduální fáze, kdy ohřev plazmy nadále pokračuje, ale celková emise postupně klesá, (4) pozdní fáze, která je v podstatě pokračováním graduální fáze. Někteří autoři uvažují pouze dvě základní fáze - impulzní a graduální. Z hlediska geometrické struktury lze hovořit o dvou velkých třídách erupcí, a sice tzv. kompaktní erupce reprezentované

zpravidla jednoduchou smyčkovou strukturou a dále potom dvou-vláknové erupce se známou arkádou smyček. Švestka (1989) tyto typy nazývá *confined flares* a *dynamic* resp. *eruptive flares*. V prvním případě se během řádově  $10^3$  sec uvolní energie  $10^{30}$  erg, ve druhém případě je to zhruba  $10^{32}$  erg při desetinásobně delším trvání erupce. Tyto hodnoty později porovnáme s typickými erupcemi na některých Slunci-podobných hvězdách.

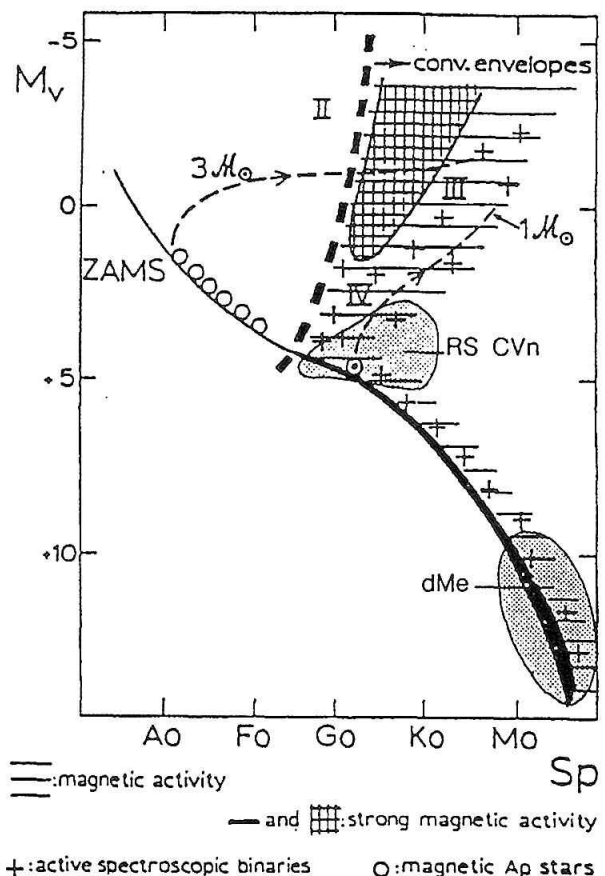
Pro přenos energie z koróny do nižších vrstev atmosféry, zpravidla v místech zakotvení smyček, se uvažují následující mechanismy: svazky urychlených elektronů s energiemi 10 – 100 keV (v současné době nejatraktivnější model přenosu energie), svazky relativistických elektronů, svazky protonů s energiemi buď menšími nebo většími než 1 MeV, vedení tepla díky velkému gradientu teploty v přechodové zóně a konečně se také uvažují různé mechanismy přenosu zářivé energie. Poslední uvedený mechanismus je evidentní v chromosféře pro záření v UV a optickém oboru, v koróně se pak uvažuje přímé ozáření nižších vrstev měkkým X-zářením. Jak uvidíme dále, všechny tyto procesy jsou uvažovány i ve hvězdných atmosférách. Ohřev elektronovými svazky je velmi efektivní, neboť srážkové ztráty energie v chromosféře jsou zhruba o 5 řádů větší než energie vyzařovaná v tvrdém rentgenu v důsledku bremstrahlungu. Na jeden elektron svazku však nepřipadá tolik energie, a proto musí být hustota částic ve svazku poměrně velká, což způsobuje problémy s tzv. zpětným proudem. Zpětný proud u protonových svazků nehraje takovou roli.

### 3. ERUPCE POZOROVANÉ NA HVĚZDÁCH

Obecně lze říci, že na hvězdách různých typů dochází k tranzitním zábleskům, trvajícím minuty až několik hodin. Tyto záblesky většinou detekujeme fotometricky v kontinuu, což kontrastuje se situací na Slunci, kde erupce zpravidla pozorujeme ve spektrálních čarách a jen velmi intenzivní tzv. bílé erupce (white-light flares – WLF) vykazují zvýšenou emisi v optickém kontinuu. Mechanismy zjasnění u jednotlivých hvězd mohou být různé a některé z nich nemají analogii se Sluncem (např. akrece hmoty ve dvojhvězdách). Existuje pouze nepřímá indikace, že hvězdné erupce jsou energetické procesy v magnetickém poli hvězd, podobně jako je tomu na Slunci. Spíše lze mluvit o podobných symptomech, ale vlastní fyzikální procesy mohou či nemusí být analogické slunečním (Pettersen, 1989). Nicméně jak uvidíme dále, sluneční „prototyp“ erupce je natolik sugestivní, že alespoň v případě tzv. klasických eruptivních hvězd (flare stars) se při interpretaci existujících pozorování často používají modelové analogie se slunečními erupcemi. Je to do jisté míry logické, neboť tyto hvězdy typu dKe a dMe jsou v mnoha ohledech Slunci podobné. Jedná se o červené trpaslíky (d – dwarf) spektrálních tříd K a M s emisními (e – emission) čarami vodíku ve spektru. Takovýchto hvězd

dnes pozorujeme asi osmdesát. dMe hvězdy jsou také označovány jako hvězdy typu UV Ceti podle typické hvězdy této kategorie.

Další skupinou eruptivních hvězd o nichž předpokládáme, že mají některé podobné vlastnosti se Sluncem, jsou hvězdy typu RS CVn. Jedná se o těsné dvojhvězdy spektrální třídy F – G na hlavní posloupnosti ZAMS a dále chladné podobry pozdního typu G nebo ranější K. Tyto hvězdy vykazují podobné povrchové struktury jako pozorujeme na Slunci. Především se jedná o hvězdné skvrny (rovněž detekované u hvězd typu dMe a dKe), jejichž existence je odvozena tzv. metodou „Doppler imaging“ (Jankov a Foing, 1992). Podle Byrna (1989) jsou však mezi hvězdami dMe a dKe a hvězdami typu RS CVn podstatné rozdíly. Erupce na RS CVn jsou až o dva řády energetičtější, trvají mnohem déle (na družici IUE bylo pozorováno zjasnění trvající až 7 hodin). Na základě měření měkkého X-záření byla stanovena teplota erupční koróny na  $T = 1 - 5 \times 10^7$  K pro dMe hvězdy a na  $T = 10^8$  K pro RS CVn. Všechny struktury a projevy hvězdné aktivity, včetně erupcí, jsou však zpravidla mnohem větší nebo mohutnější než u Slunce. Např. velké hvězdné skvrny, pokud reprezentují koncentrované magnetické pole jak je tomu na Slunci, mohou vysvětlit i mnohem větší mohutnost erupcí. U hvězd RS CVn je celková energie uvolněná během erupce  $10^{34} - 10^{36}$  erg, což je o 2 – 5 řádů více než u slunečních erupcí.



Obr. 1: Pozice eruptivních hvězd v H-R diagramu.

TABLE I  
Stars with observed flare activity

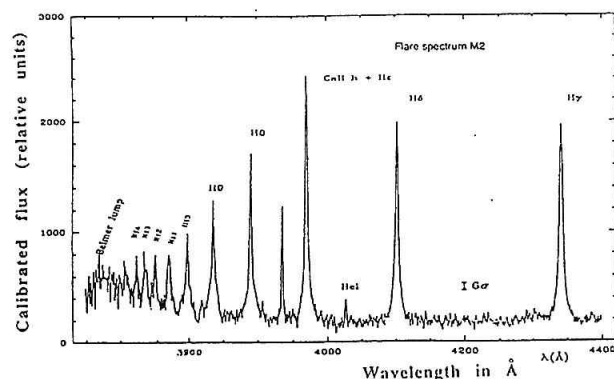
Star type	X-ray	UV	Optical	Radio	References
Young stars					
T Tau stars	AS 205, DG Tau		DI Cep		7, 21, 27, 68
$\rho$ Oph cloud	several		4 stars		38
Orion ( $3-10 \times 10^5$ yr)			482 stars		36
Tau-Aur ( $< 10^6$ yr)	several		102 stars		36
NGC 7000 ( $3 \times 10^6$ yr)			67 stars		36
NGC 2264 ( $10^5-10^7$ yr)			42 stars		36
Post-T Tau stars	HD 560 B, AB Dor	FK Ser	FK Ser, V4046 Sgr		9, 16, 17, 65, 66
Pleiades ( $8 \times 10^7$ yr)			546 stars		36
Praesepe ( $3 \times 10^8$ yr)			54 stars		36
Coma Ber ( $3 \times 10^8$ yr)			4 stars		36
UMa stream ( $3 \times 10^8$ yr)	$\pi^1$ UMa				31
Hyades ( $6 \times 10^8$ yr)	HD 27130		H II 2411, vA 351		45, 53, 64
Main-Sequence stars					
Wolf-Rayet stars			CQ Cep		26
B-type stars			66 Oph, BD + 31°1048		2, 42
			HD 160202		4
A-type stars	$\alpha$ Gem		SS 199 II, HD 12211		43, 48, 54
F-type dwarfs	$\sigma^2$ CrB		5 Ser, $\sigma$ Aql, HD 137050		1, 5, 41, 64
G-type dwarfs	Sun	Sun	Sun, SV Cam, XY UMa	Sun	44, 74
			$\kappa$ Cet, RZ Psc, HD 97766		50, 52, 75
K-type dwarfs	BY Dra	BY Dra	BY Dra, EQ Vir * * *		46, 47
M-type dwarfs	EQ Peg, YY Gem	AD Leo, V654 Cen	UV Cet, EV Lac * * *	AD Leo, YZ CMi	46, 47
Evolved stars and systems					
RS CVn systems	V711 Tau, HD 8357, HD 101379, II Peg, DM UMa	V711 Tau, UX Ari, AR Lac	V711 Tau, SZ Psc, II Peg, AR Lac	V711 Tau, UX Ari, AR Lac	10, 11, 14, 15, 18, 22, 23, 24, 33, 49, 51, 55, 57, 60, 69
Algols	$\beta$ Per	(BH CVn)	VY Ari, EZ Peg, DI Peg	(BH CVn)	12, 13, (33), 71
W UMa stars	VW Cep		44j Boo, U Peg, W UMa, VW Cep, CN And	VW Cep	19, 20, 25, 30
FK Com stars			FK Com		66, 72
Giants			BW Vul, HD 129246/7	$\alpha$ Cet	14, 39, 67
			$\alpha$ Tau, V654 Her, IU Ori, HD 282773		8, 20, 28, 29, 32, 34, 37
Supergiants			$\epsilon$ Aur, $\mu$ Cep		3, 40
Systems containing white dwarfs		AY Cet, ( $\lambda$ And)	V471 Tau, G44-32, Case 1, VY Scl, AM CVn		6, 35, 56, 58, 59, 65, 70, 73

Všetchny tyto klasické eruptivní hvězdy mají silnou konvektivní zónu a tím pádem i výraznou magnetickou aktivitu, která je patrně i zdrojem erupcí. Poloha hvězd dMe a RS CVn v Hertzsprung-Russelově diagramu je znázorněna na obr. 1 (podle van den Oorda, 1987). Pro ucelenější představu o tom, které hvězdy a jakých typů vykazují erupční aktivitu, uvádíme zde tabulku I, převzatou z přehledu Pettersena (1989). V této tabulce je rovněž indikováno v jakých spektrálních oborech byla daná hvězdná erupce detekována. Jak je vidět, u některých hvězd se podařilo získat pozorování v různých spektrálních oborech (nemusí se však jednat o simultánní pozorování). Prvá měření měkkého X-záření během hvězdných erupcí byla získána v 70-tých letech a to u hvězd UV Ceti, YZ CMi a Proxima Centauri. Množství dalších pozorování v měkkém rentgenu bylo získáno na družicích *Einstein Observatory* a *EXOSAT*. Pozorování v UV-oblasti pocházejí hlavně z družice *IUE* a nyní se počítá s *HST*. Optická pozorování erupcí mají většinou fotometrický charakter (UBV, UBV<sub>R</sub> nebo dokonce UBV<sub>R</sub>I hvězdná fotometrie), s cílem určit světelné křivky odpovídající erupci. Při použití velkých dalekohledů a citlivé detekční techniky jako je CCD lze získat i spektra ve viditelném a blízkém IR oboru – viz obr. 2 podle Rodona a kol. (1989).

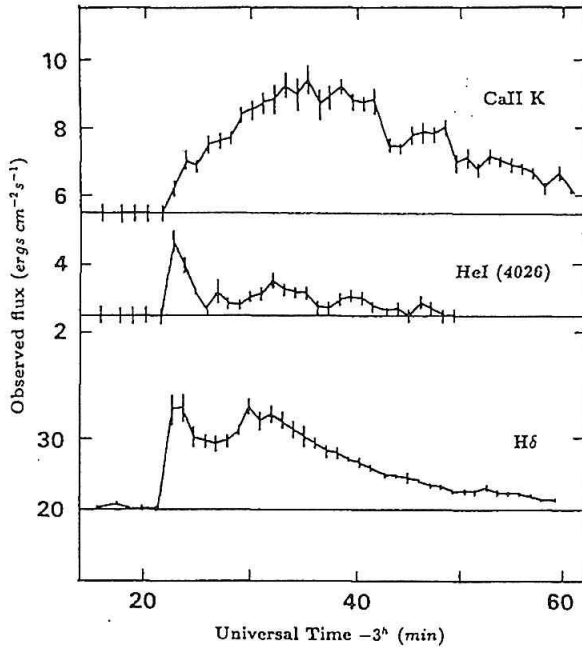
Ve spektrech jsou nejčastější emisní čáry HI (Balmerova série, Lyman  $\alpha$ ), HeI a HeII, CaII, MgII a další. Časový průběh emise v těchto čarách však bývá rozdílný jak názorně demonstruje obr. 3 (Rodono a kol., 1989). Tyto emisní čáry jsou velmi významné z diagnostického hlediska (viz další kapitoly) a mohou

výrazně působit při ochlazování plazmy podobně jako ve sluneční atmosféře. Nicméně k celkové luminozitě hvězdy během erupce příliš nepřispívají. To je již zmíněný rozdíl oproti Slunci, neboť hvězdné erupce vykazují silnou emisi v kontinuu, což je u Slunce jen v případě WLF. Výrazná emise hvězd v UB – kontinuu během erupcí dovoluje realizovat velmi efektivní fotometrickou „patrolu“.

Z různých statistických studií (viz přehled Pettersena, 1989) dále vyplývá, že zatím nelze jednoduše usuzovat na dlouhotrvající periodicity výskytu erupcí na zmíněných hvězdách. U Slunce má výskyt erupcí 152-denní periodicitu v mnoha spektrálních oborech (Bai a Sturrock, 1987). Velmi energetické erupce se zpravidla pozorují na jasných hvězdách, což je selektiv-



Obr. 2: Diferenční spektrum hvězdy AD Leo během erupce 28. března 1984 (tj. rozdíl mezi erupčním a přederupčním spektrem). Spektrum bylo pořízeno dalekohledem ESO o průměru 3.6 m.



Obr.3 Časový průběh emise ve třech spektrálních čarách na hvězdě AD Leo.

ní efekt kontrastu. Velké erupce také mají tendenci trvat déle než erupce menší (Pettersen, 1989).

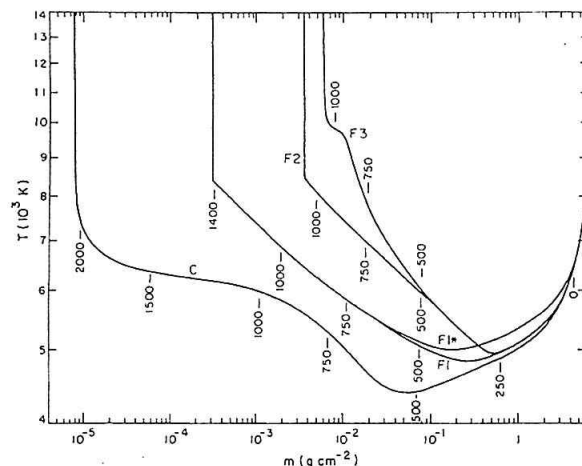
#### 4. SPEKTRÁLNÍ DIAGNOSTIKA A MODEL Y ERUPCÍ

Studium fyzikálních podmínek a procesů v erupci je založeno především na detailní analýze spektrálních charakteristik emitovaného záření. K tomu pochopitelně přistupují různé modelové představy. U slunečních erupcí se hlavně jedná o spektrální diagnostiku založenou na pozorování spektrálních čar a kontinuí v oblastech od X-emise až po IR a rádiovou oblast (Tandberg-Hanssen a Emslie, 1988; Švestka a kol., 1992). U hvězd existuje velké množství pozorování především v optickém oboru, dále data v UV-oboru např. z družice IUE a sporadická měření v měkkém rentgenu a v rádiu. Detailní studium profilů spektrálních čar během erupce na hvězdách je poměrně obtížné s ohledem na relativně dlouhé expozice při získávání spekter. Tato situace se ale v poslední době značně zlepšuje díky novým CCD detektorům. U slunečních spekter je vysokodisperzní spektroskopie možná díky velmi krátkým expozičním časům, zpravidla menším než 1 sec. Dále se zaměříme hlavně na UV, optickou a IR-oblast spektra, což odpovídá studiu fyzikálních podmínek ve fotosféře, chromosféře a přechodové zóně do koróny (chromosphere-corona transition region — CCTR). V páté kapitole se ještě podrobněji zmíníme o měřeních v X-oboru.

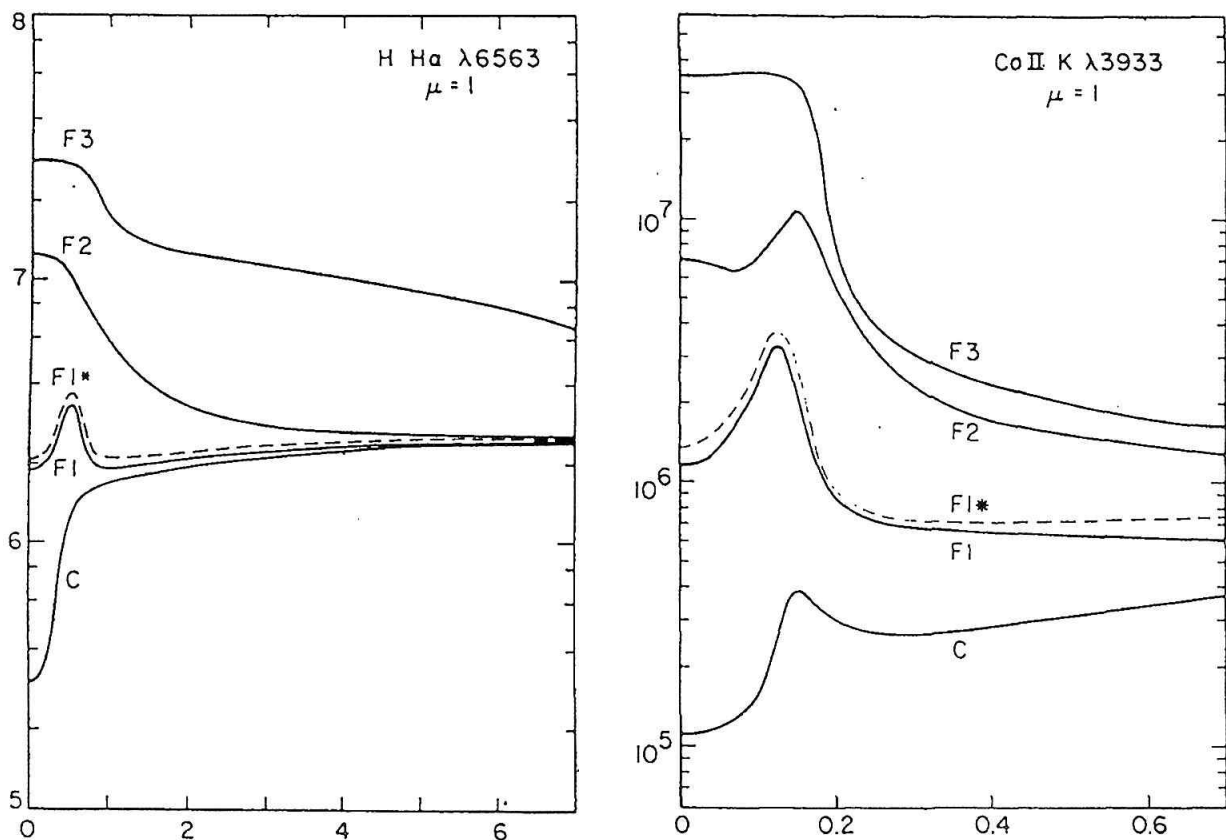
##### 4.1 Stacionární semiempirické non—LTE model y

Metoda semiempirického modelování je běžně používána pro studium struktury erupční atmosféry (Ma-

uas a kol., 1990) a v poslední době byla aplikována také na hvězdné erupce. Numerickými metodami se řeší nelineární soustava integro-diferenciálních rovnic hydrodynamiky a non-LTE s cílem určit průběh teploty s hloubkou v atmosféře. Jelikož a priori neznáme mechanismy ohřevu chromosférické plazmy během erupce, nevystupuje zpravidla v této soustavě rovnic rovnice energetické rovnováhy a tudíž teplota je určována empiricky na základě pozorovaného spektra resp. profilů spektrálních čar různých chemických elementů (Mihalas, 1978; Heinzel, 1982). Téměř všechny dosud publikované modely jsou stacionární nebo statické, tj. v příslušných rovnicích nevystupují žádné časové derivace. To je dobře splněno v případě pozvolných časových změn podmínek v erupční atmosféře, kdy lze celkem dobře dynamickou atmosféru rozdělit na řadu statických modelů v jednotlivých časových okamžicích, pro něž máme pozorování. Tato situace např. nastává během graduální fáze erupce. Pro impulzní fázi by naopak bylo třeba vyjít z časově-závislých hydrodynamických rovnic a rovnic statistické rovnováhy (Fischer a kol., 1985; Heinzel, 1991) a z měření spekter v několika krátkých časových intervalech (řádově 10 sec) určit semiempiricky nestacionární model erupce. Nicméně metoda semiempirických stacionárních modelů byla aplikována na různé fáze vývoje erupce. Nejznámější jsou modely Avretta a kol. (1986), kteří na základě spektrálních pozorování různých erupcí zkonstruovali čtyři reprezentativní modely odpovídající různým mohutnostem erupce. Průběh teploty s hloubkou (resp. sloupcovou hmotou  $m$ ) je znázorněn na obr. 4 pro modely F1, F1\*, F2, F3 a porovnán s teplotou v klidné atmosféře podle modelu VAL3C (Vernazza a kol., 1981). Tito autoři rovněž spočetli pro uvedené modely odpovídající syntetické profily různých spektrálních čar s cílem ukázat závislost emise v těchto čarách na mohutnosti erupce – viz obr. 5 pro H $\alpha$  a CaII K čáry. I když základní předpoklady obsažené v těchto modelech jsou značně zjednodušující (tj. planparalelní hori-



Obr. 4: Teplotní model y slunečních erupcí podle Avretta a kol. (1986). Křivka C odpovídá modelu klidné atmosféry.



Obr.5 Profily čar  $H\alpha$  a  $Ca II K$ , odpovídající modelům slunečních erupcí na obr. 4 ( $\mu = 1$  znamená střed slunečního disku). Intenzita je v jednotkách  $\text{erg cm}^{-2} \text{sec}^{-1} \text{sr}^{-1} \text{Å}^{-1}$ .

zontálně homogenní atmosféra v hydrostatické rovnováze), vlastní úloha konzistentního výpočtu ionizace a excitace řady chemických prvků v podmínkách non-LTE je mimořádně obtížná a vyžaduje rozsáhlé numerické simulace. Z výsledného průběhu teploty lze nakonec spočítat celkové zářivé ztráty, tj. ochlazování plazmy zářením (Heinzel, 1982). Velikost těchto ztrát v jednotlivých hloubkách atmosféry potom závisí na mechanismech ohřevu během erupce.

#### 4.2 Hydrodynamické modely erupčních smyček

Přidáme-li k výše uvedené soustavě rovnic ještě rovnici energetické rovnováhy a zobecníme-li hydrostatickou rovnováhu na momentovou rovnováhu (případně i se zahrnutím vlivu magnetického pole), dostaneme vnitřně konzistentní soustavu rovnic zářivé hydrodynamiky pro popis erupce a jejího časového vývoje. Běžně přijímaná geometrie je koronální smyčka, která je zakotvena v nižších vrstvách atmosféry. Předpokládáme-li určité mechanismy ohřevu (viz kap. 2) a ochlazování, potom při zadaných okrajových podmínkách (teplota v apexu smyčky, velikost smyčky apod.) dostaneme numerickým řešením této soustavy rovnic tzv. syntetický model erupční atmosféry. Tyto modely nevycházejí přímo z pozorování (jako je tomu u semiempirických modelů), a proto je také někdy nazýváme teoretickými. Mohou být jak statické (Richiazzi a Canfield, 1983), tak i dynamické popisující

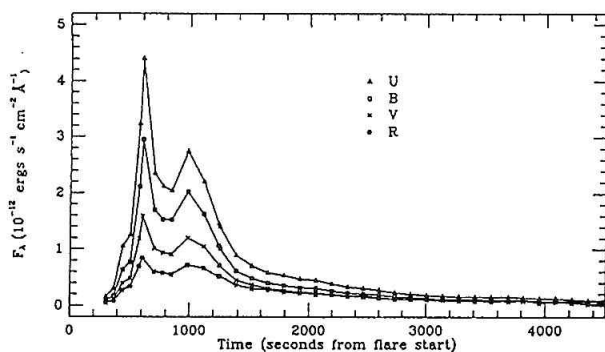
časový vývoj erupce především během její impulzní fáze (Fischer a kol., 1985; Fischer, 1986). Takovéto teoretické modely byly v poslední době počítány také pro hvězdné erupce. Pro hvězdy typu dMe spočetli Cheng a Pallavicini (1991) sérii modelů horkých koronálních smyček s cílem interpretovat X-emisi měřenou na družici EXOSAT. Hlavním závěrem těchto autorů je, že malé a střední erupce mohou vznikat v nevelkých smyčkách, což kontrastuje s předchozími představami velkých smyček o velikosti téměř srovnatelné s hvězdným poloměrem.

Série teoretických modelů erupční smyčky byla také konstruována Hawleyovou (1991) a Hawleyovou a Fischerem (1992) za účelem analýzy pozorování velké erupce na dMe hvězdě AD Leo. Fotometrická a spektrální pozorování byla získána 12. dubna 1985 pomocí 0.9m a 2.1m dalekohledů McDonaldovy observatoře, UV data jsou z družice IUE. V těchto pracích je studována graduální fáze erupce, která trvala téměř čtyři hodiny. V optickém a UV oboru vyzářila erupce celkovou energii  $10^{34}$  erg. Časový průběh toku záření v UBV oborech je ukázán na obr. 6. Při teoretických výpočtech byly jako hlavní mechanismy ohřevu během graduální fáze vzaty v úvahu vedení tepla (s následnou evaporací chromosférické plazmy) a ozáření chromosféry a fotosféry intenzivním X-zářením. V podstatě se jedná o modely zcela analogické slunečním (viz Richiazzi a Canfield, 1983) s tím, že non-LTE přenos

záření v erupční chromosféře je řešen detailně užitím Scharmer-Carlssonovy metody (Scharmer a Carlsson, 1985). Ohřev fotosféry a chromosféry AD Leo měkkým X-zářením a ohřev přechodové zóny v důsledku vedení tepla se ukázal jako možný, kontrastuje to ale s výsledky Machada a kol. (1978) pro případ slunečních erupcí. Teplotní model je pro erupci na AD Leo podobný slunečnímu modelu F3, avšak žádný ze syntetických modelů Hawleyové a Fischera nereprodukuje uspokojivě všechny pozorované charakteristiky erupce. Zejména výrazný exces emise v modrém kontiuu, typický pro tyto eruptivní hvězdy (obr. 6), není kvantitativně vysvětlen.

#### 4.3 Časově-závislá $H\alpha$ odezva na pulzní ohřev

Mechanismus pulzního ohřevu erupční atmosféry byl sice teoreticky rozpracován pro sluneční erupce (Karlický, 1990), ale v principu je aplikovatelný i na hvězdné erupce, kde rovněž předpokládáme ohřev svazky nabilých částic (Grinin, 1991). Abychom mohli spočítat syntetické profily spektrálních čar v takovéto silně nestacionární atmosféře (což v zásadě odpovídá impulzní fázi erupce), je nutné řešit časově-závislé rovnice non-LTE a tím určit časový vývoj rozdělení do excitačních a ionizačních stavů. Pro případ stacionárního ohřevu trvajícího několik sekund byl podobný problém řešen velmi komplexním způsobem Fischerem a kol. (1985). Naopak pulzní ohřev modelovaný sérií subsekundových pulzů urychlených částic (Karlický, 1990) je studován v práci Heinzela (1991), který ukázal řadu zajímavých efektů při formování čáry H vodíku. Např. při intenzivním krátkodobém ohřevu chromosféry z „klidové“ teploty asi 6500 K na 10000 K dojde ke krátkodobému poklesu intenzity v této čáře. Pro sérii tří po sobě jdoucích pulzů byl dále ukázán význam poměrně dlouhé relaxace při rekombinaci vodíku, což má za následek ztrátu korelace mezi průběhem kinetické teploty a elektronové hustoty. Heinzel a Karlický (1992) dále spočetli na základě tohoto pulzního modelu ohřevu míru emise v tvrdém rentgenu pro kanál 24 keV a porovnali ji s průběhem intenzity v čáře  $H\alpha$  (obr. 7). Zdá se, že podobné efekty by mohly být

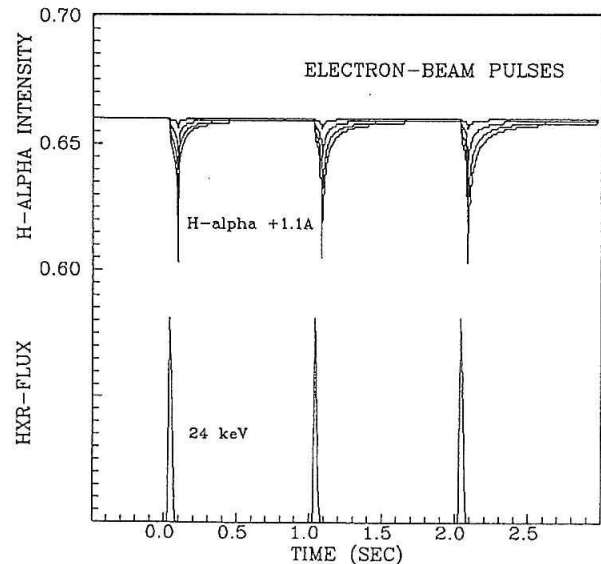


Obr.6 Toky záření v kontiuu v závislosti na čase pro erupci na AD Leo (UBVR-fotometrie). UB-kontiuum je výrazně dominantní.

pozorovatelné, neboť současná CCD-technika dovoluje měřit intenzity  $H\alpha$  na škále desetin sekundy a totéž platí i pro měření HXR toku na SMM nebo v současnosti na družici *Solar-A*. Metoda detekce rychlých variací  $H\alpha$  emise během erupce je nyní rozvíjena i na ondřejovské observatoři - viz příspěvek Kotrče a kol.

#### 5. SLUNCE JAKO HVĚZDA BĚHEM ERUPCE

Jak je patrné z tabulky I, existují Slunci-podobné hvězdy s erupční aktivitou pozorované v optickém oboru. Systematických pozorování toku záření ve spektrálních čarách je však velmi málo, spíše jsou k dispozici fotometrická měření v optickém kontiuu. Jaká tedy může být emise ve spektrálních čarách u takových Slunci-podobných hvězd – je vůbec detekovatelná? Na tuto otázku lze odpovědět tak, že odhadneme celkový tok záření ze Slunce jako hvězdy během erupce. To je možné zkusit observačně, v této práci však uvedeme



Obr.7 Časový vývoj HXR-toku (v relativních jednotkách) a intenzity v čáře  $H\alpha + 1.1$  (normováno na intenzitu v kontiuu ve středu disku). Nižší intenzity odpovídají silnějším vrstvám erupce. Tento obrázek reprezentuje odezvu atmosféry na tři krátké (0.1 sec) pulzy urychlených elektronů.

jednoduchý teoretický odhad pro silné emisní čáry  $H\alpha$  vodíku a CaII K. Vyjdeme přitom ze semiempirických modelů Avretta a kol. (1986) F1, F2 a F3 (obr. 5). Přibližný poměr specifických intenzit v centru čáry  $I_f/I_0$  ( $I_f$  je intenzita během erupce dle modelů Avretta a kol. a  $I_0$  je intenzita záření klidného Slunce, model VAL3C) je 7, 43, 100 pro čáru  $H\alpha$  a 10, 70, 350 pro CaII K. Zanedbáme-li efekt okrajového ztemnění a uvažujeme-li erupci jako kruhovou plochu s poloměrem  $r$  na středu slunečního disku, potom lze snadno spočítat relativní tok záření ze Slunce jako hvězdy s erupcí, normovaný na tok klidného Slunce podle vztahu

$$F = 1 - (r/R)^2 + (r/R)^2 (I_f/I_0), \quad (1)$$

kde  $R$  je poloměr Slunce. Výsledek jsme graficky znázornili na obr. 8. Obr. 8a odpovídá rozsahu  $r/R$  pozorovanému na Slunci a je vidět, že pro slabé erupce je celkové zjasnění v  $H\alpha$  a  $CaII K$  téměř nedetekovatelné, zatímco pro F3 (odpovídající WLF) dosahuje zjasnění v  $H\alpha$  téměř faktor 2. Pro čáru  $CaII K$  je to dokonce faktor 4.5. To znamená, že kdybychom pozorovali Slunce jako hvězdu, měli bychom celkem snadno detekovat velké erupce typu F2 - F3. V případě, že by plocha erupce na některé Slunci - podobné hvězdě byla řádově srovnatelná s povrchem celého disku (viz např. diskuse v přehledu Hawleyové, 1991), potom bude zvýšení toku v centru  $H\alpha$  a  $CaII K$  výrazné jak ukazuje obr. 8b. Základní problém tedy asi nebude v detekovatelnosti zvýšeného toku během erupce, ale spíše v tom, že erupce (alespoň na Slunci) trvají ve svém maximu řádově minuty a to značně snižuje pravděpodobnost jejich zachycení na hvězdách.

Jako druhý příklad pozorování Slunce jako hvězdy během erupce uvedeme měření v měkkém rentgenu (SXR), popsané Schmittem a kol. (1989). SXR pozorování eruptivních hvězd pocházejí z družic *Einstein Observatory* (0.2 - 4.0 keV) a *EXOSAT* (0.04 - 2.0 keV). Byla pozorována celá řada hvězd typu dMe, RS CVn, Slunci-podobné hvězdy a také hvězdy typu A. Časové rozlišení je poměrně malé, maximálně kolem 1 minuty, prostorové pochopitelně žádné.

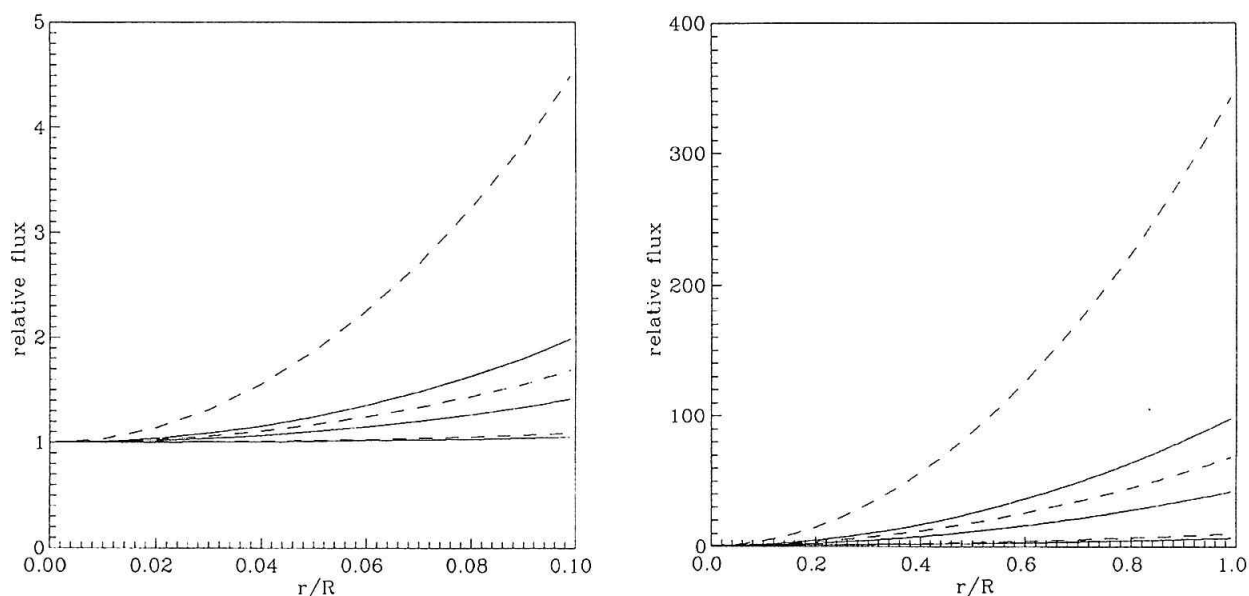
V rámci studia hvězdných erupcí byl proveden následující zajímavý experiment. Sluneční erupce z 21. července 1980 byla pozorována současně na družici SMM a na *Einstein Observatory* (EO). X-teleskop na EO však nemohl být zaměřen přímo na Slunce, a tak detekoval záření rozptýlené v zemské atmosféře (Thomsonův rozptyl). Po příslušné kalibraci byl získán celkový tok SXR ze Slunce jako hvězdy. Na základě

analýzy dat byl potom navržen model kompaktní erupční smyčky o teplotě  $T = 1.8 \times 10^7$  K a rozměru řádově  $3 \times 10^9$  cm. Současná pozorování na SMM (FCS a BCS detektory) dávají charakteristický rozměr erupce menší než  $10^9$  cm a určitou teplotní stratifikaci, v průměru srovnatelnou s výsledkem z EO. Hrubý odhad hustot erupční plazmy a geometrických škál je podobný pro oba experimenty, avšak interpretace dat je silně závislá na různých modelových předpokladech. To platí především o analýze dat z EO.

Hlavní problém X-pozorování hvězdných erupcí je v tom, že neexistují žádná data v oboru tvrdého záření. Extrapolace sluneční HXR na příslušné hvězdné vzdálenosti dává toky těžko detekovatelné dnešní technikou, a tak lze zatím použít jen nepřímé indikace o HXR z mikrovlnných vzplanutí. Případná měření HXR na hvězdách by zásadním způsobem přispěla k pochopení netermálních energetických procesů ve hvězdných erupcích, podobně jako je tomu v současnosti ve sluneční fyzice.

## ZÁVĚR

Uvedený přehled o slunečních a hvězdných erupcích není zdaleka vyčerpávající a jeho cílem bylo spíše uvést případné zájemce do této zajímavé astrofyzikální problematiky. Do budoucna lze zřejmě počítat s čím dále užší spoluprací slunečních a stelárních astronomů v tomto oboru, což se například již výrazně projevilo při návrhu nového kosmického projektu ESA nazvaného SIMURIS (Coradini a kol., 1991). Jedná se o prototyp kosmického UV a optického interferometru, který by měl dosahovat prostorového rozlišení až  $0.01''$ . V souvislosti s tímto projektem byly diskutovány i otázky dalšího výzkumu slunečních a hvězdných erupcí. V X-oboru se plánuje hvězdný spektrometr s vysokým rozli-



Obr. 8. Relativní tok v čarách  $H\alpha$  (plně) a  $CaII K$  (čárkovaně) ze Slunce jako hvězdy. Jednotlivé křivky odpovídají postupně modelům F1, F2 a F3.

šením nazvaný AXAF. Pokud jde o pozemní pozorování, v současnosti probíhá rozsáhlá mezinárodní akce koordinovaného výzkumu slunečních erupcí MAX'91 resp. FLARES 22, bohužel však nejsou k dispozici UV spektra. Pro další studium hvězdných erupcí se připravují programy pro velké dalekohledy evropské jižní observatoře ESO s použitím špičkové detekční techniky.

Tento přehledový referát byl zpracován v rámci řešení úkolů grantu ČSAV č. 30315 „*Procesy ohřevu ve slunečních erupcích a protuberancích*“.

## LITERATURA

- Avrett, E.H., Machado, M.E. a Kurucz, R.L.: 1986, The Lower Atmosphere of Solar Flares, ed. D.F. Neidig, NSO/SMM Symposium, NSO, Sunspot, 216.
- Bai, T. a Sturrock, P.A.: 1987, Nature **327**, 601.
- Byrne, P.B.: 1989, Solar and Stellar Flares, str. 61.
- Coradini, M. a kol.: 1991, SIMURIS, ESA SCI(91)7, Paris.
- Fischer, G.M., Canfield, R.C. a McClymont, A.N.: 1985, Astrophys. J. **289**, 414-434.
- Fischer, G.M.: 1986, Radiation Hydrodynamics in Stars and Compact Objects, ed. D. Mihalas a K.H.A. Winkler, Lecture Notes in Physics **255**, Springer-Verlag, Berlin, 53.
- Grinin, V.P.: 1991, Mem.S.A.It. **62**, No. 2, 389.
- Haisch, B.M. a Rodono, M. (ed.): 1989, Solar and Stellar Flares, Proc. IAU Coll. 104, Kluwer Academic Publ., Dordrecht.
- Hawley, S.L.: 1991, Mem.S.A.It. **62**, No. 2, 271.
- Hawley, S.L. a Fischer, G.H.: 1992, Astrophys. J. Suppl. Ser. **78**, 565.
- Heinzel, P.: 1982, Zborník referátov zo 6. celoštátneho seminára, SÚAA Hurbanovo, 152.
- Heinzel, P.: 1991, Solar Phys. **135**, 65.
- Heinzel, P. a Karlický, M.: 1992, Eruptive Solar Flares, Proc. IAU Coll. 133, ed. Z. Švestka a kol., Lecture Notes in Physics, Springer-Verlag, v tisku.
- Cheng, Ch.-Ch. a Pallavicini, R.: 1991, NRL Preprint.
- Jankov, S. a Foing, B.H.: 1992, Astron. Astrophys. **256**, 533.
- Karlický, M.: 1990, Solar Phys. **130**, 347.
- Mauas, P.J.D., Machado, M.E. a Avrett, E.H.: 1990, Astrophys. J. **360**, 715.
- Mihalas, D.: 1978, Stellar Atmospheres, 2. vyd., W.H. Freeman, San Francisco.
- Oord, G.H.J. van den: 1987, Stellar Flares, PhD disertace, Utrecht.
- Petterson, B.R.: 1989, Solar and Stellar Flares, str. 299.
- Petterson, B.R. (ed.): 1991, Stellar Flares, Mem.S.A.It. **62**, No. 2.
- Rodono, M. a kol.: 1989, Publ. Catania Astrophys. Obs., IAU Coll. 104, Spec. Vol., 53.
- Ricchiuzzi, P.J. a Canfield, R.C.: 1983, Astrophys. J. **272**, 739.
- Scharmer, G.B. a Carlsson, M.: 1985, J. Comp. Phys. **59**, 56.
- Schmitt, J.H.M.M., Lemen, J.R. a Zarro, D.: 1989, Solar and Stellar Flares, str. 361.
- Švestka, Z.: 1976, Solar Flares, D. Reidel Publ., Dordrecht.
- Švestka, Z.: 1989, Solar and Stellar Flares, str. 399.
- Švestka, Z. a kol. (ed.): 1992, Eruptive Solar Flares, roc. IAU Coll. 133, Lecture Notes in Physics, Springer-Verlag, v tisku.
- Tandberg-Hanssen, E. a Emslie, G.A.: 1988, The Physics of Solar Flares, Cambridge Univ. Press, Cambridge.
- Vernazza, J.E., Avrett, E.H. a Loeser, R.: 1981, Astrophys. J. Suppl. Ser. **45**, 635.



# Elektrická pole v erupcích a protuberancích

*Pavel Kotrč, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## ABSTRAKT

Elektrické pole patří k těm fyzikálním projevům hmoty, o jejichž přítomnosti a důležitosti v astrofyzikální plazmě nejsou žádné pochybnosti. Přesto, že vliv elektrických polí na emitované elektromagnetické záření je teoreticky podložen a v laboratorních podmínkách dostatečně ověřen, nedaří se zatím veličiny elektrického pole ve sluneční plazmě spolehlivě, prokazatelně a opakovaně měřit. Článek uvádí přehled problematiky projevů a současných možností detekce elektrických polí v plazmě slunečních erupcí a protuberancí. Jsou též uvedeny vlastní zkušenosti z roku 1991 při pozorování na Elektrografu, který je instalován na velkém koronografu observatoře Sacramento Peak.

## ÚVOD

Nejúplnějším a nejnovějším přehledem problematiky elektrických polí ve sluneční atmosféře je práce Foukala a Hinaty (1991). Jejich článek se zabývá jak otázkou možností detekce elektrických polí, tak mechanismy, které k vytvoření elektrických polí ve sluneční atmosféře mohou vést. Daná problematika je zajímavá i z hlediska výzkumu mechanismu ohřevu slunečních erupcí, prováděného v současnosti v Astronomickém ústavu v Ondřejově v rámci grantu č. 30315. Tento příspěvek spojuje některé obecnější pohledy s praktickými zkušenostmi z pokusů o měření elektrických polí.

Fyzikální procesy ve sluneční plazmě jsou natolik dynamické, že elektrická pole se musí projevovat a hrát v nich nezanedbatelnou roli. Ať již se jedná o elektrická pole na úrovni atomární nebo makroskopické. Některé procesy mohou být zdrojem polí stejnosměrných, vyvolaných gradientem hustoty nebo pohybem elektricky vodivé plazmy v magnetickém poli či časovou změnou magnetického pole. Vznik a vlastnosti elektrických polí si můžeme představit při praktickém uplatnění Maxwellových rovnic:

$$\operatorname{rot} E = \frac{-1}{c} \cdot \frac{\partial H}{\partial t} - \frac{4\pi}{c} \cdot \frac{\partial M}{\partial t}$$

$$\operatorname{div} E = 4\pi (d_+ - d_-),$$

kde  $\mathbf{E}$ ,  $\mathbf{H}$  jsou vektory intenzit elektrického a magnetického pole,  $\mathbf{M}$  magnetizace,  $d_+$  a  $d_-$  hustoty kladného a záporného náboje.

Čistě matematickými úpravami lze z Maxwellových rovnic přímo odvodit rovnici vlnění pro vektor intenzity elektrického pole:

$$\Delta E = Ku \frac{\partial^2 E}{\partial t^2}$$

Vezmeme-li v úvahu různé varianty chování veličin popisujících elektromagnetické pole, dospějeme i k možnostem generace střídavých elektrických polí, které lze popsat právě rovnicí vlnění. Střídavá elektrická pole mohou být produktem vysoko- nebo nízkofrekvenčních plasmových oscilací a dalších dynamických periodických jevů v turbulentní sluneční plasmě.

Možnosti detekce elektrických polí ve sluneční atmosféře jsou mnohem komplikovanější, než je tomu u pole magnetického. Je to dáno hlavně tím, že vlivy zmíněných typů elektrických polí na elektromagnetické záření se kombinují a mohou se prolínat jednak mezi sebou navzájem a jednak s vlivy dalšími. Zářící atom v elektrickém poli lze přirovnat k chování oscilátoru rušeného vnějšími vlivy. Pokud je těchto vlivů více, je velice obtížné příznaky jednotlivých vlivů navzájem odlišit. Jediným vodítkem musí být fyzikální úvahy interpretátora a jeho „fyzikální cit pro realitu ve zkoumaném prostředí“. Je proto samozřejmé, že úsilí po dosažení detekce elektrických polí se jednak koncentruje do situací, kde se předpokládá největší dopad na záření a jednak tyto situace musí být z hlediska reálného fyzikálního modelu co možná nejjednodušší. Pak mohou mít největší naději na pozitivní výsledek.

## VLIV ELEKTRICKÉHO POLE NA ZÁŘÍČÍ ATOM

V elektrickém poli, nebo při vzájemném pohybu prostředí a magnetického pole dochází v závislosti na míře elektrické vodivosti prostředí k polarizaci nábojů,

resp. ke vzniku elektrického proudu. V některých příz-  
nivých případech, lze odraz těchto jevů detekovat  
v záření vycházejícím z daného prostředí. Formálně  
odlišujeme dvě skupiny procesů. Jednou z nich jsou  
vlivy elektrického pole na úrovni mikroskopické, tj.  
interatomární, resp. intermolekulární a druhou pak  
vlivy elektrického pole makroskopického. V každém  
případě jde o výpočet vlivu elektrické síly na zářící  
atom a dopad tohoto vlivu na emitovaný nebo absorbo-  
vaný foton. Každý atom sestává z jádra s elektricky  
kladným nábojem a z elektricky záporného elektronov-  
ého obalu. Pokud je takový atom vystaven působení  
elektrického pole, měl by reagovat polarizací, tj. posu-  
nem těžišť svého kladného jádra a záporného obalu  
podél směru působící elektrické síly. Tato síla má  
charakter poruchy působící na procesy v atomu. Poru-  
chu je možné zahrnout do výpočtu řešení Schrodin-  
gerovy vlnové rovnice a nalézt řešení zahrnující efekty  
spojené s poruchou.

Základním úkolem je popsat charakter výsledné  
působící rušivé elektrické síly. Tato síla zpravidla závisí  
na množství a typu atomů a iontů, které se pružných  
srážek, nebo obecně poruch zúčastňují. Pro jednotlivé  
modelové situace je tedy síla a následné řešení implicit-  
ní funkcí hustoty částic a také teploty. Pro výpočty se  
zavádí modely harmonického oscilátoru, případně kva-  
zistatického stavu.

V první skupině jevů rozlišujeme statistické rozšiř-  
ování čar, nebo rozšiřování čar útlumem v důsledku  
pružných srážek zářících atomů s okolními elektrony  
nebo ionty. Pro jednoduchost se vždy předpokládá  
přiblížení odpovídající takovému modelu, kdy se vyzá-  
řující nebo absorbující atom chová jako jednoduchý  
harmonický oscilátor bez rušivé síly. Tento stav se  
poruší tehdy, jestliže na atom krátkodobě zapůsobí  
rušivá síla v důsledku pružné srážky s okolním iontem  
nebo elektronem. To má za následek změnu fáze,  
případně amplitudy harmonických kmitů. V analogii  
zářícího atomu pak dochází k malému posunu přísluš-  
né energetické hladiny atomu. Tento posuv můžeme  
vyjádřit změnou energie, nebo přímo změnou frekvence  
příslušného fotonu. Výsledná změna frekvence  $\Delta$  v  
vyzářeného, nebo absorbovaného fotonu je pak dána  
obecným vztahem:

$$\Delta\nu = \frac{C}{r^K}$$

Kde  $C$  je konstanta,  $r$  je vzdálenost těžišť emitující-  
ho (resp. absorbujícího) atomu a rušící částice (iontu),  
 $K$  je exponent vyjadřující charakter působení rušivé síly  
elektrického pole.

Rozšiřování čar vodíku a některých čar u prvků  
vodíku podobných můžeme popsat stavem  $K = 2$ , kdy  
jde o tzv. lineární Starkův jev. Při něm je výsledná síla  
přímoúměrná působící Coulombovské síle a rušícími  
částicemi jsou ionty. U jiných druhů atomů se lineární  
Starkův jev vyskytuje jen při velmi silných elektrických

polích, zatímco při slabých polích se projevuje kvadra-  
tický Starkův jev.

Je-li  $K = 4$ , jde o kvadratický Starkův efekt. Rušící  
síla způsobující rozšíření energetické hladiny v atomu  
je úměrná druhé mocnině Coulombovské síly a rušení  
je působeno útlumem v důsledku srážek atomů s elek-  
trony. Dále při kvadratickém Starkově jevu dochází  
k výskytu čar porušujících výběrové pravidlo pro orbi-  
tální kvantové číslo  $l$ . Čím je zářící atom, nebo iont  
komplikovanější, tím složitější je i řešení kvadratického  
Starkova jevu. Proto tento jev nebyl dosud zcela pros-  
tudován. Druhá skupina zkoumaných jevů vychází  
z představy kvazistatického rozdělení elektrických polí  
v důsledku pomalu se pohybujících iontů. Tato elek-  
trická pole vedou také k rozštěpení energetických hladin  
v atomu a v konečném důsledku buď k rozšíření  
nebo deformování profilu spektrální čáry. Předpokládá  
se, že každý iont má vlastní rozdělení elektrického  
pole:

$$E = \frac{Ze}{r^2}$$

kteří je nezávislé na ostatních iontech a elektro-  
nech plazmy. Zde je  $r$  vzdálenost od iontu s nábojem  
 $Ze$ . Střední vzdálenost mezi ionty je  $r_0 = (4\pi N_i/3)^{-1/3}$ ,  
kde  $N_i$  je hustota iontů. Z těchto vztahů vypočteme  
střední intenzitu elektrického pole  $E_0 = Ze/(r_0)^2 = 2,61$   
 $Ze (N_i)^{2/3}$  v blízkosti testovacího atomu. Další postup  
spočívá ve výpočtu funkce pravděpodobnosti, že zářící  
nebo absorbující atom je ovlivněn elektrickým polem  
nejbližšího iontu, případně více okolních iontů. Za  
předpokladu, že  $r_0$  je menší než Debyeovský poloměr  
 $r_D = 6,90/(T/N_i)^{1/2}$ , se tato pravděpodobnost řídí tzv.  
Holtzmarkovou rozdělovací funkcí závisící na inten-  
zitě kvazistatického elektrického pole  $E$ , zprostředko-  
vaného ionty. Zde  $T$  je kinetická teplota plazmy. Pro  
atomy vodíkového typu nastává lineární Starkův jev  
a frekvence  $\nu_{mn}$  odpovídající přechodu mezi hladinami  
s hlavními kvantovými čísly  $m$  a  $n$  se rozštěpí na množ-  
ství podhladin. Ty jsou od původní hodnoty  $\nu_{mn}$  nepo-  
rušeného stavu vzdáleny o  $\Delta \nu_{mn}$ , pro něž platí:

$$\Delta \nu_{mn} = 1,92 \times 10^6 (E/Z) X_{mn} [\text{Hz}],$$

kde koeficient  $X_{mn} = m(m_2 - m_1) - n(n_2 - n_1)$  je funkcí  
tzv. parabolických kvantových čísel  $m_1$ ,  $m_2$ ,  $n_1$  a  $n_2$ ,  
která mohou nabývat celočíselných hodnot 0 až  $m-1$  a 0  
až  $n-1$ . Přitom  $E$  je ve V/cm. Celkové rozšíření čáry  
odpovídající přechodu mezi hladinami  $m$  a  $n$  je dáno  
superpozicí všech příslušných Starkovských kompo-  
nent  $\Delta \nu_{mn}$ , kde je ještě nutno započíst váhu každé  
z nich. Jednotlivé podhladinu Starkovsky rozštěpených  
čar o jim odpovídající síly oscilátorů pro nejdůležitější  
čáry sérií vodíku jsou publikovány v práci Underhill  
a Waddel (1959).

V souhrnu lze konstatovat, že elektrické pole půso-  
bící na atom způsobí rozštěpení původně složených  
hladin elektronů na množství podhladin. V případě

veľkého rozštiepu bychom mohli pozorovať rozštiep spektrálnych čiar na niekoľko komponent. Zpravidla však pozorujeme rozšírenie alebo deformáciu profilu čiar. Pro možnosti detekcie je podstatná polarizácia jednotlivých skupín pí a sigma komponent.

Uvažujeme-li, že smer elektrického poľa je kolmý na smer pozorovania, pak je možno v pozorovanom záření detekovať dva systémy lineárne polarizovaných komponent. Pí-komponenty jsou polarizovány podél vektoru elektrického poľa a sigma komponenty napříč poľem. Systém sigma-komponent leží blížie stredú neporušenej čary, zatímco systém pí-komponent se nachází ďalej v křídlech príslušnej čary. Použijeme-li systém měření lineárnej polarizácie príchádzajúceho Starkovského rozšíreného čarového profilu, můžeme získať informáciu o smere elektrického poľa príčného k pozorovaciej príme.

### TYPY ELEKTRICKÝCH POŤÍ VE SLUNEČNÍ PLASMĚ

Uvažujme o typech a zdrojích elektrických poľí, ktoré sa môžu vyskytovať ve slunečnej atmosfére. S odvoláním na ďříve uvedené Maxwellovy rovnice, vlnovou rovnicu a vzťahy pro Coulombovskou sílu můžeme konštatovať, že môžu byť elektrostatického, indukčného, vlnového, alebo dynamického pôvodu.

Shodně s členěním v článku Foukala a Hinaty (1991) vjmenujeme hlavní typy a zdroje slunečních elektrických poľí a prípadný odhad veľkostí týchto poľí.

#### A – elektrická pole paralelní s vektorem magnetického pole:

V podfotosférických vrstvách se pomocí pohybů plazmy v příčném magnetickém poli generují proudy, které pak vzplývají podél magnetických siločar do korony. V koruně pak způsobují elektrické pole řádově  $10^{-7}$  V/cm, což je hodnota, jež se nedá dálkovým sondováním měřit.

Podle Alfvénova-Carlquistova modelu, dochází k erupci při přerušení elektrického proudu protékajícího obloukovou smyčkou a následně dojde k poklesu potenciálu na velmi krátké vzdálenosti. Přitom se vytvoří dvojitá proudová vrstva, jež má průměr jen několik Debyeovských délek. Elektrické pole pak může pro teploty a hustoty obvyklé v chromosférické erupci dosahovat řádu  $10^{10}$  V/cm. Tloušťka jedné této elektrizované vrstvy a tudíž i míra pozorovatelné emise je však natolik malá, že vliv tohoto jevu se při pozorování neprojevuje. Naděje na pozorování by vzrostla, pokud by se jednalo o filamentarizovaný jev, tzn. proudová vrstva by byla mnohonásobná a míra emise by úměrně tomu vzrostla.

K dalším zdrojům elektrického poľa ve slunečnej erupci počítame svazky vysokoenergetických elektronů alebo protonů. Ty môžu byť vystreľované z korony magnetickou erupčnou smyčkou proti chromosfére a fotosfére tak vyvolať vyrovnávací elektric-

ké pole a návratové proudy. Hustota návratového proudu je tak veľká, že môže spôsobiť plazmovú nestabilitu. Podľa odhadu by měl energetický svazek, který je schopen způsobit záblesk tvrdého X záření, vyvolat kvazistatické elektrické pole kolem 50 V/cm. Toto pole pak má za následek vyrovnávací návratový proud. Časová škála tohoto jevu je asi do 100 s, což opět velmi snižuje pravděpodobnost detekce. Šance pro zachycení se zvyšuje s možností opakování celého procesu v počáteční fázi erupce.

Předpokládá se, že silné elektrické proudy vznikají nad erupčními smyčkami v neutrální vrstvě orientované podél osy fotosférické neutrální čary magnetického poľa. Tyto proudy a s nimi spojená elektrická pole by měly být kolmé k systému erupčních smyček a tedy přibližně rovnoběžné s osou kanálu dvouvláknové erupce. Podľa odhadu by hodnota týchto poľí měla činit asi 20 V/cm. Pokud tedy míra emise z týchto oblastí byla dostatečná, pak je tato úroveň poľa detekovatelná.

#### B – elektrická pole kolmá k magnetickému poli

Zdrojem elektrodynamické síly ve slunečnej atmosfére môže byť pohyb vodivej plazmy napříč magnetickému poli B. Tento pohyb môže být vyvolán gravitační, odstředivou, Coriolisovou, nebo jinými druhy sil. Může být rovněž spontánní, pokud se jedná o difuzi nebo rekonexi opačně orientovaných magnetických poľí. První druh situace může nastat např. tehdy, když plazma proniká napříč magnetickým polem v klidné protuberanci, koronálním dešti nebo obecně v plazmatické smyčce. Druhé situace by měly nastat při rychlých rekonekčních procesech, při nichž dojde ke zjednodušení magnetické konfigurace a magnetická pole se vlastně propojují přes vodivou plazmu jiným způsobem.

Interpretace Starkova jevu při týchto konfiguracích je velmi přímočará. Vlastní procesy generující tato pole jsou však natolik složité, že odhad veľkosti elektrických poľí a možností jejich detekce je naprosto otevřenou oblastí.

#### C – časově proměnná elektrická pole

Časově proměnná elektrická pole jsou generována proměnnou indukci, jako je tomu u elektromagnetických vln, např. Alfvénových. Jinou možností je časově proměnné rozdělení elektrického náboje, jako jsou elektrostatické vlny, např. plazmové oscilace. Konkrétních vlnění, která přicházejí v úvahu je celá řada a mohou se vyskytovat v širokém rozmezí od slunečního nitra, přes atmosféru až po daleký meziplanetární prostor. Odhady velikostí týchto efektivních hodnot týchto časově proměnných elektrických poľí jsou od zcela zanedbatelných hodnot až po řádově kV/cm. Stejně jako v předchozích případech zůstává základní podmínkou pro detekci takových poľí dosta-

tečná míra emise a časová škála srovnatelná s expoziční detekční technikou.

## ZPŮSOBY DETEKCE ELEKTRICKÉHO POLE DÁLKOVÝM SONDOVÁNÍM

Je samozřejmé, že měřit elektrická pole na Slunci přímou sondáží nepřichází v úvahu a musíme se spolehnout na metody dálkového sondování. Jediným způsobem detekce elektrických polí na Slunci je rozbor slunečního spektra v některých čarách, které jsou na elektrická pole citlivé.

Nejjednodušší způsob výpočtu intenzity elektrostatického pole v zářící plazmě je založen na interpretaci dříve uvedeného Holtzmarkova vztahu  $E = 2,61 Z_e (N_i)^{2/3}$  pro rozšíření profilů čar Balmerovy série vlivem tlaku částic. Vztah platí pro okolí zářícího atomu ovlivněného středním elektrickým polem okolních nabitých částic. Pokud jsme schopni nezávislou metodou určit hustotu iontů  $N_i$ , pak můžeme vypočítat hodnotu  $E$ . Naopak z odhadu hodnoty elektrického pole  $E$ , můžeme vypočítat hustotu iontů, resp. elektronů. Přehled hodnot dosažených podle tohoto vztahu nalezneme např. v publikaci Švestky (1976).

Vysoká hodnota intenzity elektrického pole byla naměřena Davisem (1977) v erupci na limbu a v erupčních smyčkách. Davis interpretoval nalezený posuv heliové čáry 3705 Å jako vliv kvadratického Starkova jevu způsobeného polem o intenzitě 700 V/cm. Davis uvádí, že měření se vztahuje k pozdní fázi erupce, elektronová teplota plazmy byla stanovena na 35 000 K, celková hustota částic  $N = 8 \times 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ . Ještě vyšší hodnotu hranice elektrického pole 1400 V/cm uvádějí na základě deformace profilu heliové čáry 4026 Å Lites a kol. (1986). Vypouklinu na profilu interpretovali jako zakázanou čáru vyvolanou kvadratickým Starkovým jevem. Interpretace dolíček, resp. vypouklín na profilech čar jako projev přerozdělení energie v čáře v důsledku vlivu elektrických polí na zářící atom, se v literatuře nacházejí poměrně často. Např. Oks (1978) dospěl k hodnotě kvazistatického elektrického pole řádově 100 V/cm vyvolaného elektronovými oscilacemi v zářící plazmě erupce. Firstová a kol. (1990) znovu změřili originální spektra Balmerových čar  $H_7$  a  $H_{11}$ , jež Oks použil a ukázali, že deformace profilů nelze takto interpretovat.

Jiný způsob detekce elektrických polí v erupcích aplikoval Drawins (1973). Snímal sluneční erupce pomocí úzkopásmového H-alfa filtru ve dvou ortogonálních lineárních polarizacích, aby zkoumal změny šířky čáry odpovídající pí a sigma komponentám polarizovaného záření v čáře. Tyto komponenty se musí vyskytovat ve směru podél a napříč vektoru elektrického pole v plazmě podobně jako je tomu u Zeemanova jevu. Citlivost použité metody pro čáru H-alfa byla velmi nízká (na úrovni 1000 V/cm). Metoda byla navíc ovlivněna různými přístrojovými efekty.

Údaje o naměřených hodnotách elektrického pole v různých jevech sluneční aktivity zpravidla nebyly potvrzeny novými nebo opakovanými měřeními. To dokládá komplikovanost dané problematiky po stránce teoretické, pozorovací i interpretační. K potlačení některých vlivů a k zlepšení možností jednoznačné interpretace bylo užito modelových situací v jevech sluneční aktivity nad slunečním limbem. Jedná se především o erupční smyčky, spreje a aktivní protuberance. Foukal a kol. (1983) odvodili ze Starkovského rozšíření Balmerových čar hodnotu celkového elektrického pole v erupčních smyčkách okolo 170 V/cm. Hodnota makroskopického elektrického pole v rozsahu 40 V/cm byla nalezena rovněž v erupční smyčce Foukalem a kol. (1986). Z úvah o možných hodnotách hustoty ve smyčce  $10^{12}$  až  $10^{13} \text{ cm}^{-3}$  vyplývá, že vrstva plazmy emitující Starkovsky rozštěpené záření má tloušťku jen asi 10 km. Pozorování lineárně polarizovaného záření z aktivních jevů nad slunečním limbem mohou být velmi slibná pro stanovení směru vektoru elektrického pole. Tyto zkušenosti a úvahy vedly k sestrojení důmyslného přístroje – elektrografu, instalovaného na velkém koronografu observatoře Sacramento Peak (Moran a Foukal, 1990). Princip elektrografu spočívá v měření profilů čar pomocí rotující půlvlnné destičky a fixně orientovaného lineárního polarizátoru, které jsou umístěny za ohniskem velkého koronografu. Jsou vybrány tak, aby byly účinné v širokém oboru blízké infračervené oblasti, kde se nacházejí čáry Paschenovy série. Záření prošlé touto soustavou je přivedeno přes rotátor obrazu do univerzálního spektrografu s dispersí 5 Å/mm. Vybrané úseky spektra, obsahující vyšší členy Paschenovy série jsou přivedeny na čip CCD kamery, ochlazovaný na pracovní teplotu kolem  $-30^\circ \text{ C}$  Peltiérovým efektem v kombinaci se suchým ledem. Proti kondenzaci vody na čipu je použito omývání proudem dusíku. V řídicím počítači je uložena karta – frame grabber, která v rozmezí poloh zadaných operátorem provede časovou integraci signálu spektra z čipu při nastaveném úhlu půlvlnné destičky. Tento proces se zpravidla opakuje pro 12 pozičních úhlů, tedy pro škálu úhlů po  $30^\circ$ . Integrační doby mohou činit pro velmi jasné jevy (koronální kondenzace) řádově sekundy až po desítky sekund u klidných protuberancí. Délka expozice obecně záleží na jasnosti vybrané čáry a momentální průzračnosti vzdušné vrstvy.

Dosavadní měření pomocí elektrografu přinesla některé zajímavé poznatky o emisních čarách vysokých členů Paschenovy série v klidných protuberancích, erupčních smyčkách i koronálních kondenzacích. Zatím se však nepodařilo průkazně změřit hodnoty elektrického pole v těchto aktivních jevech.

## MĚŘENÍ ELEKTRICKÝCH POLÍ NA SLUNCI – MOŽNOSTI A PROBLÉMY

Dostatečně průhledným a spolehlivým principem pro měření elektrických polí dálkovým sondováním je lineární Starkův jev. Ten nastává pouze u vodíkových a vodíku podobných atomů a iontů. Posuny komponent rozštěpených lineárním jevem jsou řádově  $100 \times$  větší než je tomu u kvadratického Starkova efektu, který se vyskytuje u všech ostatních atomů a iontů. Budeme se proto dále zabývat lineárním efektem. Shrňme si, že rozštěp čáry ve vlnových délkách je přímoúměrný hodnotě elektrického pole  $E$ , kvadrátu samotné vlnové délky a kvadrátu hlavního kvantového čísla horní hladiny pro daný přechod elektronu v atomu. Z těchto důvodů se pro měření vybírají vysoké členy sérií vodíku s dlouhými vlnovými délkami okolo 8500 Å (vysoké členy Paschenovy série). Pokud jde o polarizaci záření, komponenty odpovídající přechodům pro něž je změna magnetického kvantového čísla  $\Delta m = 0$  (pí-komponenty), mají lineární polarizaci rovnoběžnou s vektorem elektrického pole  $E$ . Sigma-komponenty, odpovídající změně  $\Delta m \pm 1$ , mají lineární polarizaci záření kolmou na vektor elektrického pole  $E$ .

Hlavní problémy, s nimiž se měření elektrických polí potýká, spočívají zejména v teoretické rovině. Stále častěji se v této souvislosti setkáváme s názory na oprávněnost použití magnetohydrodynamického přiblížení pro fyzikální podmínky ve sluneční atmosféře.

I v případě, že bychom tyto výhrady ignorovali, snadno nahlédneme, že procesy generující elektrická pole ve sluneční plazmě jsou natolik složité, že jsou známy jen odhady jejich průběhu a vlivu na chování elektrických polí. Jednou z vážných pochybností o tom, zda je vůbec možno elektrická pole ve sluneční plazmě měřit, je otázka elektrické vodivosti. Pokud by elektrická vodivost byla natolik velká, že by se rozdíly potenciálů rychle vyrovnávaly elektrickými proudy, pak bychom stěží mohli očekávat přítomnost jiných elektrických polí než těch, která jsou výsledkem malých fluktuací elektrického náboje. Taková pole by se projevovala v prostoru ohraničeném Debyeovským poloměrem. Tím narážíme na druhou obtíž, kterou je velikost dostatečné míry emise v plazmě ovlivněné elektrickým polem. Dokážeme si představit silné elektrické pole v ohraničeném prostoru plazmy, kde je však míra emise natolik malá, že se Starkovský jev na měřeném profilu čáry vůbec neprojeví. Podobná je i otázka charakteristických časů, po které se elektrická pole ve sluneční atmosféře vyskytují. Pokud by elektrická pole měla trvání kratší nebo srovnatelné z běžnými časy expozic, pak je jen velmi malá pravděpodobnost, že budou detekována.

I když celá řada naměřených výsledků byla interpretována autory jako změřené elektrické pole, zůstává stále otevřenou otázkou, zda se skutečně jedná o elektrické pole, či nějaký jiný efekt. Tím větším dobrodruž-

stvím je možnost zúčastnit se bádání v tomto dosud neprozkoumaném oboru sluneční fyziky.

## ZKUŠENOSTI Z MĚŘENÍ ELEKTROGRAFEM

Na pozvání Dr. Petra Foukala z CRI, (Cambridge, USA) jsem se v r. 1991 zúčastnil tříměsíčního pobytu na observatoři Sacramento Peak, Nové Mexiko, USA. Z pozorování na elektrografu instalovaném na velkém koronografu jsem získal zkušenost, že jde o přístroj navržený a realizovaný tak, aby minimalizoval rizika možných nezdarů, jejichž příčiny jsou shrnuty v předchozím textu. Navíc měření polarizace ve 12-ti pozičních úhlech umožňuje určit směr vektoru elektrického pole v rovině kolmé k pozorovací přímce.

Citlivost přístroje byla prokázána m.j. pozorováním velmi vysokých členů Paschenovské série až do čáry Paschen 26 v klidných protuberancích Kotrč (1991). Pozorování erupcí na disku, nebo v těsné blízkosti okraje slunečního disku bývá ve slabých čarách natolik ovlivněno rozptýleným světlem disku, že redukce zpravidla nepřichází v úvahu. Při pozorování smyček slunečních erupcí nad slunečním limbem se v pozorovaném vzorku téměř dvaceti erupcí na limbu nenalezl ani jediný případ erupce, která by byla v emisi viditelná ve vyšším členu Paschenovy série než Paschen 16-17. Hlavním problémem u těchto erupcí byla nutnost dlouhých expozičních dob v důsledku poměrně slabé emise a to dokonce i u nižších členů Paschenovy série. V případě pozorování velmi jasného jevu, jakým byla koronální kondenzace, kdy stačily k dosažení poměru signálu k šumu 200 jen půlveřtinové expozice, nastal problém s přílišnou dynamičností tohoto aktivního jevu. I v průběhu série tak krátkých expozic byl patrný přechod jednotlivých vláken kondenzace přes šterbinu spektrografu. Výsledný profil byl sestaven z několika Dopplerovsky posunutých profilů jednotlivých pohybujících se vláken koronální kondenzace.

K závěrům z poznatků z pozorovacího pobytu patří doporučení, aby záměnou půlvlnné destičky, lineárního polarizátoru a detekční kamery byl přístroj přestavěn tak, aby mohl pracovat ve vysokých členech Balmerovy série. Tam sice není vlnová délka tak velká, ale tyto čáry bývají v erupcích pozorovatelné v emisi. Úpravou optického zobrazení ve spektrografu by bylo možné dosáhnout současné registrace emisního profilu čáry a hladiny rozptýleného světla, což by zvýšilo pravděpodobnost změřit i slabší erupce. Další z obecně uvažovaných možností detekce elektrických polí na Slunci je přestavět univerzální dvojlohmý filtr observatoře Sacramento Peak tak, aby byl účinný ve vlnových délkách vysokých Balmerovských čar. Zpracování snímků erupce nebo eruptivní protuberance pořizovaných v různých směrech polarizace by mohlo přinést informaci o elektrickém poli.

## LITERATURA

Davis, W.: 1977, *Solar Phys.* **54**, 139

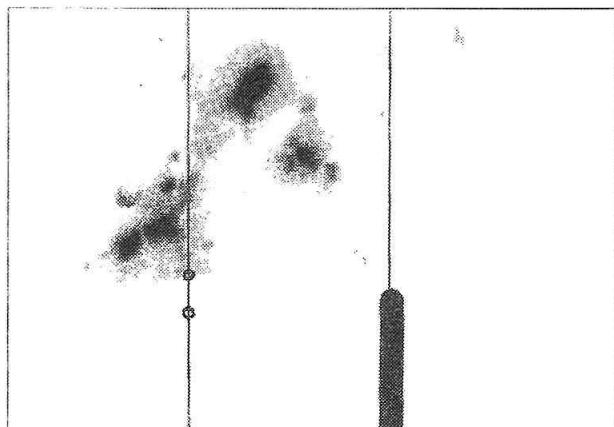
- Firstova, N.; Heinzel, P.; Kotrč, P.: 1990, Bull. Astron. Inst. Czechosl. **41**, 88
- Foukal, P.; Hinata, S.: 1991, Solar Phys. **132**, 307
- Foukal, P.; Miller, P.; Gilliam, L.: 1983, Solar Phys. **83**, 83
- Foukal, P.; Hoyt, C.; Gilliam L.: 1986, Astrophys. J. **303**, 861
- Kotrč, P.: 1991, Proceedings of the 14th Consultation on Solar Physics, May 1991, Karpacz, Poland (in print)
- Lites, B.; Neideg, D.; Trujillo Bucno, J.: 1986, preprint
- Moran, T.; Foukal, P.: 1990, Bull. Amer. Astron. Soc. **23**, (in print)
- Oks, E. A.: 1978, Soviet Astron Letters **4**, 223
- Švestka, Z.: 1976, Solar Flares, D. Reidel Publ. Co., Dordrecht, Holland
- Underhill, A.; Waddel, A.: 1959, Stark Broadening Functions for the Hydrogen Lines, NBS Circ. No 604

# Simultánne pozorovanie chromosférickej erupcie

L. Pastorek, SÚAA Hurbanovo  
 M. Lorenc, SÚAA Hurbanovo  
 V. Karlovský, Hvezdáreň Hlohovec

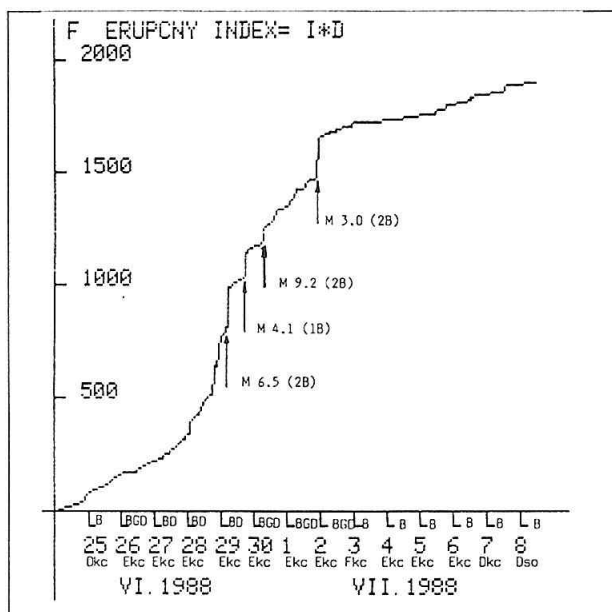
V čase od 24. 6. do 8. 7. 1988 bola na slnečnom disku pozorovaná rozsiahla aktívna oblasť NOAA 5060 (CMP 1.7), v ktorej bolo pozorovaných viacero veľkých erupcií. V nasledujúcom príspevku je spracovaná erupčná aktivita spomínanej oblasti a jej geoaktívna odozva. Pozornosť je venovaná erupcii zo dňa 30. 6. 1988 v priebehu ktorej sa robilo jej simultánne pozorovanie pomocou spektroheliokopu a horizontálneho slnečného spektrografu (HSFA) v Hurbanove. Spektroheliokopom sa vizuálne pozorovala slnečná chromosféra v čiare H-alfa a počas erupcie sa v dvojminútových intervaloch merala šírka emisnej čiary. Súčasne sa na HSFA snímalo spektrum erupcie v čiare H-alfa na sklenenú fotografickú platňu ORWO WP3.

V čase najväčšej aktivity bola skupina škvŕn typu Ekc McIntoshovej a BGD magnetickej klasifikácie s hodnotou  $\rho$  vo veľkej škvŕne 0,26 – 0,3T. Aktívna oblasť aj s lokalizáciou erupcie je znázornená na obr. 1.

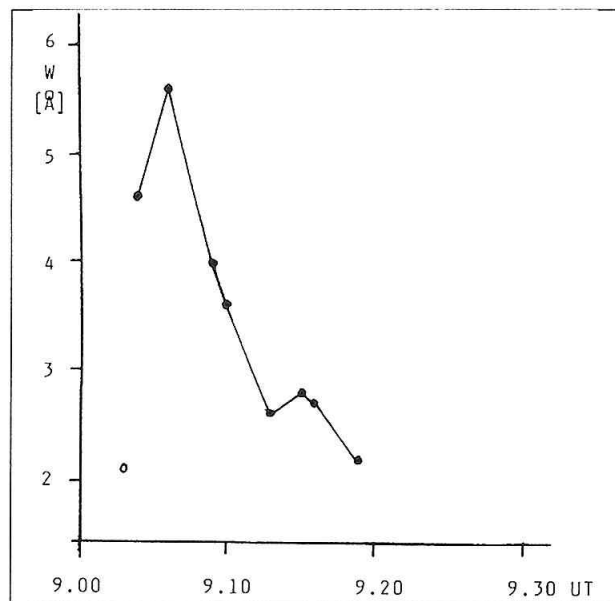


Obr. 1 Aktívna oblasť NOAA 5060, fotografovaná dňa 30. 6. 1988 o 07:56 UT pred vstupnou štrbinou spektrografu na film Kodak Tri x-pan 400 ASA, exp. 1/1000, cl. 16. Krúžkami sú označené miesta dvoch erupcií, pozorovaných v čiare H-alfa.

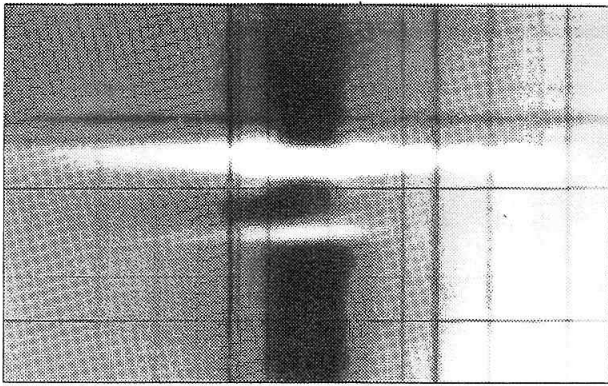
Vývoj aktívnej oblasti a trend erupčnej aktivity sa sledoval pomocou sumačnej krivky erupčného F indexu (obr. 2). Sumačná krivka sa zostrojila na základe pozorovaní erupcií z celosvetovej siete staníc pozorujúcich v H-alfa (SGD). Na obrázku je evidentný zdvih trendu niekoľko dní pred veľkými erupciami, typický pre aktívne oblasti s protónovými erupciami. Erupcia



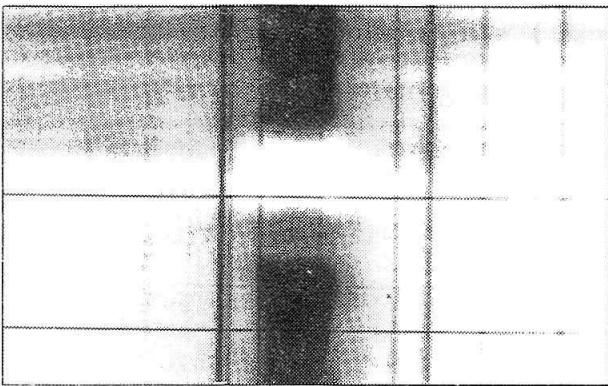
Obr. 2 Sumačná krivka erupčného indexu F pre aktívnu oblasť NOAA 5060. Pri jednotlivých dňoch sú uvedené typy skupiny škvŕn. Niektoré väčšie erupcie sú označené pomocou ich magnetickej klasifikácie.



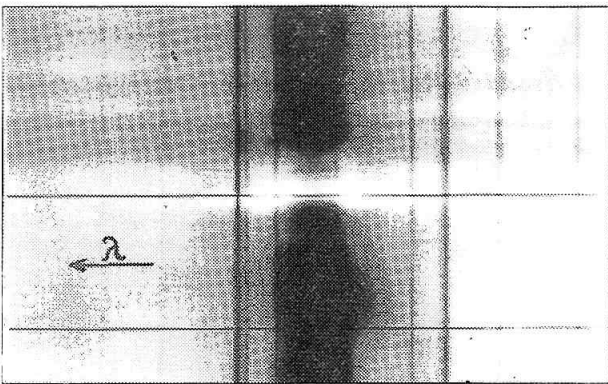
Obr. 3 Časový priebeh šírky emisnej čiary H-alfa počas erupcie 30. 6. 1988 meranej spektroheliokopom v Hurbanove.



09.05 UT



09.07 UT



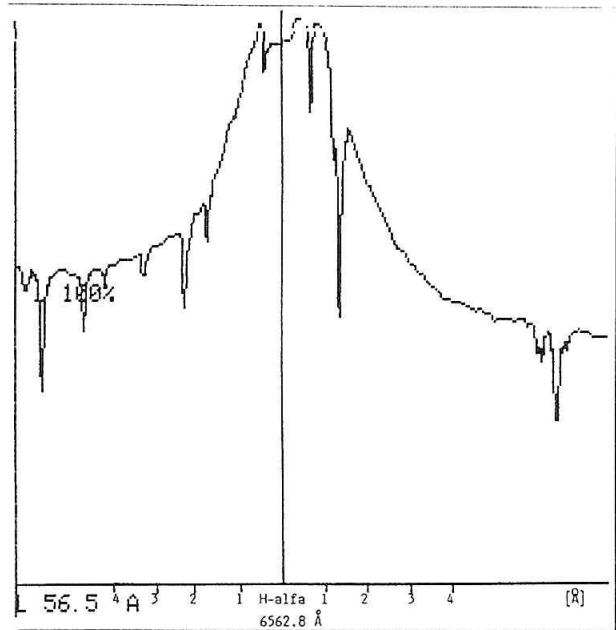
09.11 UT

Obr. 4 Spektrum erupcie 30.6. 1988 snímané v IV. ráde na platni WP3 cez filter OG5 s expozíciou 30 s. Snímok je voči negatívu zväčšený 2.55862 – krát

dňa 30. 6. 1988 bola skutočne protónovou erupciou s nevelkým tokom  $21 \text{ častíc/cm}^2$  s energiou 10 MeV so začiatkom o 10:55 a maximom o 11:40 UT. Zaujímavé je tiež zmenšovanie sa trendu tesne pred veľkými erupciami, svedčiace o akejsi akumulácii energie.

Pri vizuálnom pozorovaní erupcie 30. 6. 1988 sa podarilo zachytiť jej začiatok v čase 09:03 UT. Maximum jasnosti dosiahla v čase 09:06 UT so šírkou emisnej čiary  $W = 5,5$ , končila o 09:19 UT s polohou S16, E22 (obr. 3).

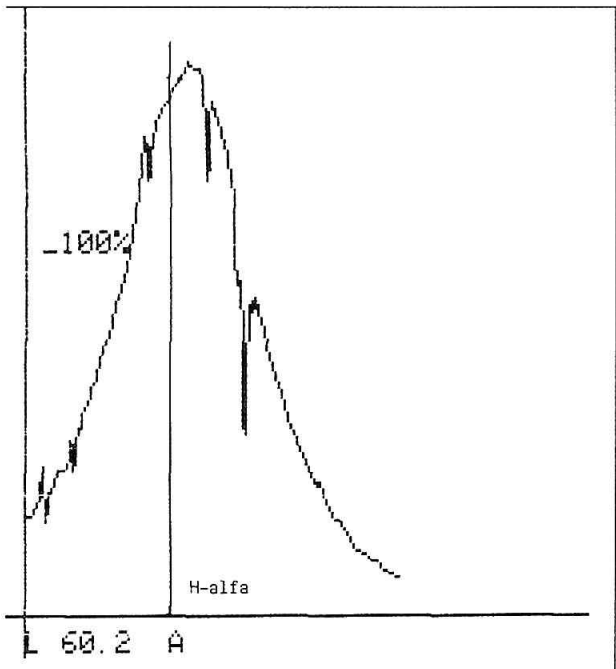
Bola pozorovaná formácia dvoch rovnobežných vlákien, prekrývajúce dve blízke skupinky škvrn. V priebehu erupcie bol spektrohelioskopom pozorovateľný



Obr. 5 Intenzitný profil silnejšieho záblesku (obr. 4a). Pomocná skupina udáva vzdialenosť v od stredu čiary H-alfa.

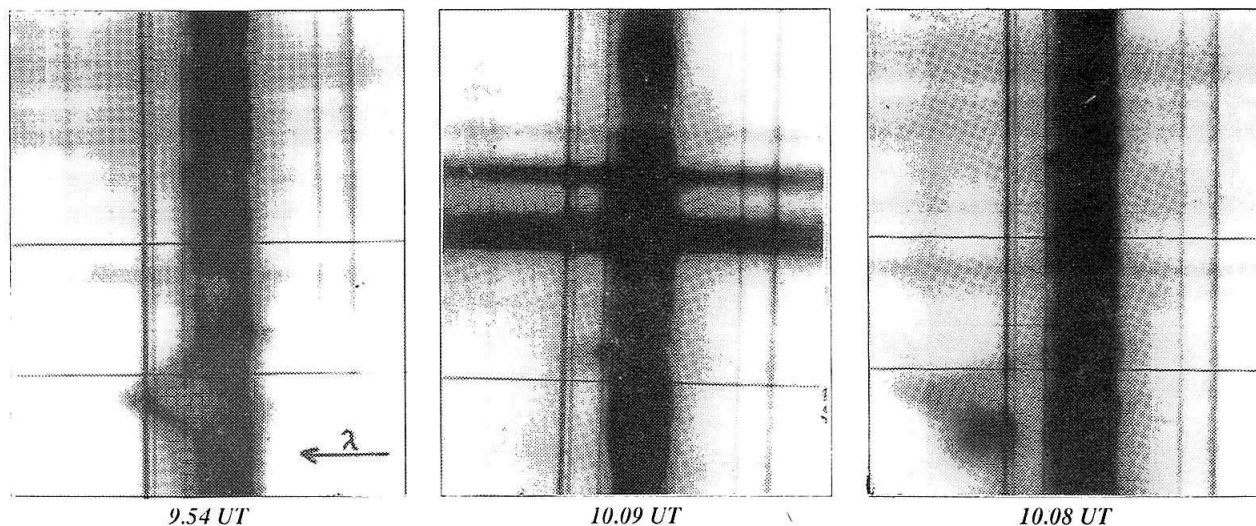
pohyb vlákien medzi škvrnami. Erupcia bola spojená s filamentom a zaregistrovali sa tiež (podľa SGD) erupčné výtrysky. Prvé meranie šírky čiary sa urobilo v čase 09:04 UT na vzostupnej fáze vzplanutia erupcie, ďalšie merania sa robili v dvojminútových intervaloch (obr. 3). Na HSFA sa súčasne podarilo počas fázy vzplanutia získať 3 expozície spektra erupcie v čiare H-alfa (IV rád spektra) v časoch ako sú uvedené na obr.4.

Negatívny materiál bol prefotometrovaný na denzitometri MD 100. Získané intenzitné profily emisných zábleskov v čase maxima sú znázornené na obr. 5.



Obr. 6 Koefficient kontrastu silnejšieho záblesku voči pozadiu medzi zábleskami.





Obr. 7 Snímka spektra v mieste erupcie 30. 6. 1988 na platni WP3, expozícia 60 s. Na strednom zábere je posunutá štrbina. Veľkosť tmavého útvaru na obr, vľavo je asi 35 000 km (zvisle).

Emisivitu erupcie dobre charakterizuje koeficient kontrastu, určený z intenzity erupčného záblesku voči pôvodnému spektru. Ukazuje sa, že šírka čiary H-alfa je väčšia ako 6Å (určená spektroheliokopom).

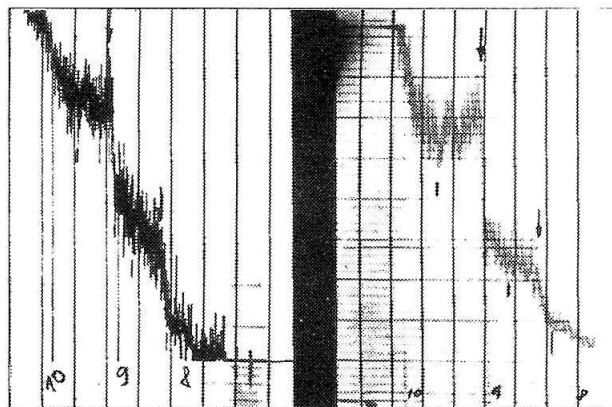
Emisia sa tiahne do veľkej šírky (akési fúzy) a pripomína to spektrum Ellermanových bômb. Zaujímavá je tiež depresia v strede emisie H-alfa. Treba pripomenúť, že druhé meranie šírky čiary H-alfa spektroheliokopom (určené za maximum) bolo urobené zrejme už na zostupnej fáze vzplanutia (niektoré stanice udávajú max. fázu vzplanutia v čase 09:05 UT), ktoré bolo veľmi rýchle a krátke a spektroheliokopom sa ťažko dalo presne určiť jej maximum.

V ďalšom priebehu sa urobili 3 expozície spektra už bez emisie (obr. 7), na ktorých vidieť deformáciu čiary H-alfa v dôsledku pohybu hmoty smerom do fotosféry.

Erupcia bola zaregistrovaná aj v röntgenovej oblasti (družica GOES-7) s klasifikáciou M 9.2. Zvýšenie röntgenového žiarenia sa prejavilo v registrácii celej rady ionosferických SID efektov. Náhly vzrast atmosférik vyvolaný erupciou 30. 6. 1988 je znázornený na obr. 8.

V rádiovom spektre bola erupcia doprevádzaná vzplanutiami typu II, III a IV (stanica Weissenau). Intenzitné rádiové vzplanutie typu II svedčí o genero-

vaní nárazovej vlny, avšak podľa geomagnetických záznamov nedošlo k jej interakcii s magnetosférou Zeme, ktorá by spôsobila magnetickú búrku s SSC. Na magnetogramoch (Geomagnetické observatórium Hurbanovo) zo dňa 30. 6. 1988 je zaznamenaný magnetický háčik (sfe) v čase od 09:03 do 09:20 UT s maximálnou amplitúdou -16,1 nT v H zložke.



Obr. 8 Záznam SEA z 30. 6. 1988 registrovaný na frekvenciách 27 kHz (Rimavská Sobota, vľavo) a 30 kHz (Žilina).

# Fourierova analýza výskytu LDE erupcií (1969–1991)

A. Antalová, *Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica*

## ABSTRAKT

Vo výskyte dlhotrvajúcich röntgenových erupcií (stručne označovaných ako LDE) sa prejavujú v období rokov 1969 – 1991 nasledovné charakteristiky: a) Absolútne najvyšší počet LDE erupcií je pozorovaný v súčasnom 22. cykle slnečnej činnosti. Distribúcia LDE erupcií röntgenových tried (M-X) je nasledovná: v 20. cykle – celkom 715 prípadov, v 21. cykle – 816, v ešte nedokončenom 22. cykle predbežne – 1021 (M-X) erupcií. b) Výskyt LDE (M-X) erupcií má ustálený rozsah pre severnú hemisféru Slnka (okolo 420 erupcií za cyklus). Naproti tomu, počet LDE (M-X) erupcií na južnej hemisfére postupne vzrastal: 20. cyklus – 292, 21. cyklus 400 a v dosiaľ neukončenom 22. cykle – 599 prípadov. Znamená to, že v 22. cykle severo-južná asymetria výskytu LDE erupcií zmenila znamienko; aktivita na južnej hemisfére prevažuje nad aktivitou na severnej hemisfére. c) Kvázidvojročná perióda zvýšeného výskytu LDE erupcií bola zistená už v predošlých cykloch. V 20. cykle zvýšený výskyt LDE erupcií bol v rokoch 1970, 1972 a 1974, v 21. cykle v rokoch 1980 a 1982. V uplynulej časti 22. cykla kvázidvojročná perióda vo zvýšenom výskyte LDE erupcií sa opäť potvrdila a to veľmi výrazným spôsobom v rokoch 1989 a 1991.

## 1. ÚVOD

Štúdium röntgenového žiarenia Slnka má pomerne krátku históriu. Prvé sporadické röntgenové pozorovania Slnka sú z roku 1948, ale pravidelné, nepretržité SXR pozorovania Slnka existujú až od roku 1969. SXR a HXR detektory Skylabu, P 78-1, SMM a Hinotori významne prispeli k poznaniu vysokoteplotnej plazmy slnečnej koróny a erupcií.

Náš homogénny časový rad dlhotrvajúcich SXR erupcií (Antalová 1990) vznikol z časového SXR profilu celého Slnka, meraného na družiciach typu GOES v rokoch 1969-1991. Skratkové označenie GOES vzniklo z iniciálok Geostationary Environmental Satellites a ich cieľom je merať globálne SXR Slnka ako hviezdy. Výsledky SXR merania sú sprístupnené v Solar Geophysical Data.

Môže vzniknúť otázka, či triedenie erupcií podľa dĺžky trvania v SXR má hlbší fyzikálny význam. Naša definícia erupcie typu LDE stanoví ako hraničnú hodnotu trvanie v SXR 2 hodiny a viac. Už dlhšie je diskutovaná oprávnenosť rozdeľovania erupcií do dvoch populácií: krátkotrvajúcich impulzných a dlhotrvajúcich graduálnych.

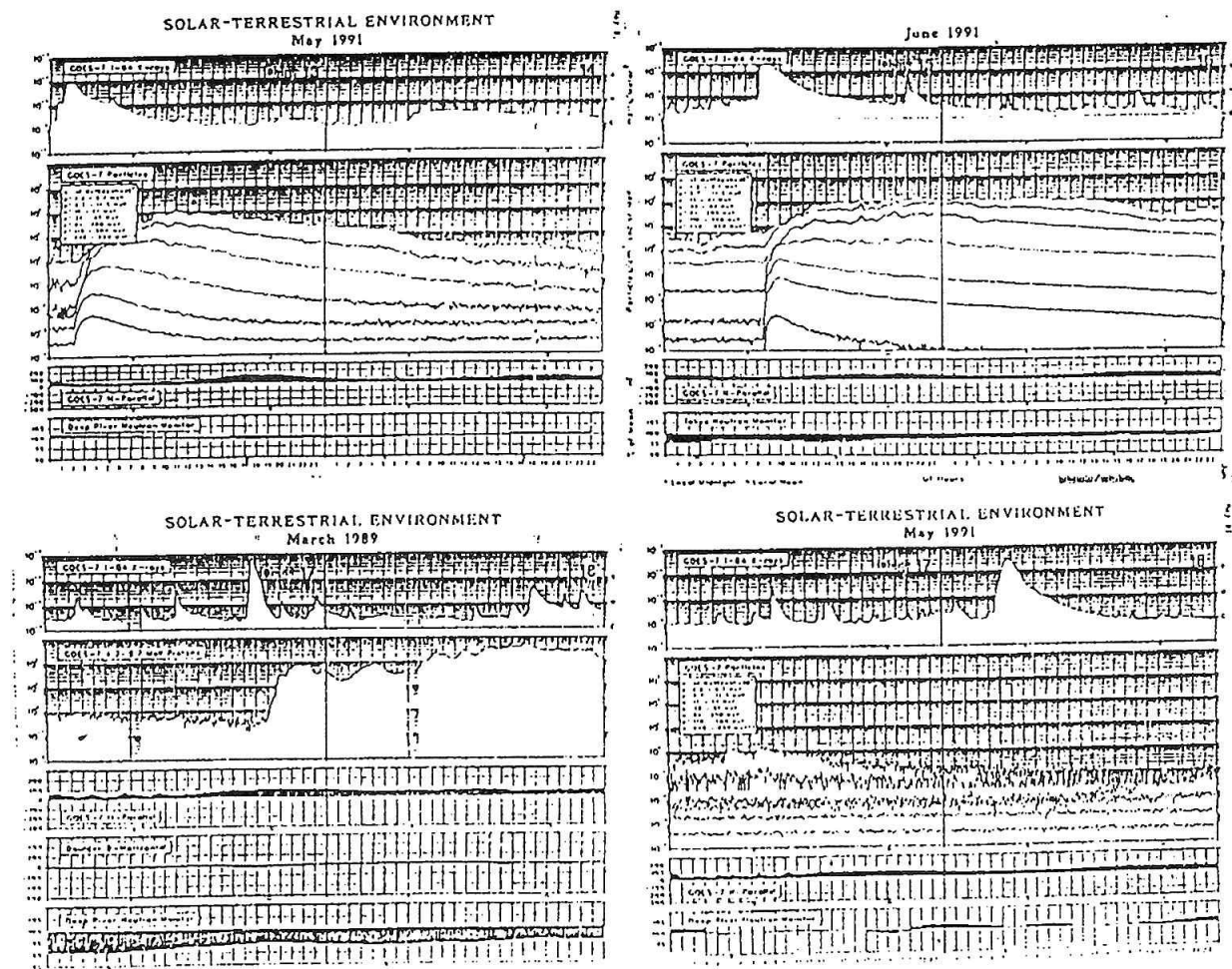
Z faktorovej analýzy 18-tich geometrických a energetických premenných veličín 404 erupcií bolo zistené (Antalová a Jakimievcová 1988, 1989), že dlhotrvajúce SXR erupcie sú sprevádzané vznikom rádiových emisií typu IV a výskytom medziplanetárnych protónov. Zdálo by sa, že erupcie je potrebné triediť podľa krátkotrvajúcej hranice spektra erupcie. Problém je v tom, že aj gamma erupcie sú krátkotrvajúce (impulzné) a dlhotrvajúce (graduálne).

Vznik dlhotrvajúceho SXR profilu erupcie sa interpretuje prepojením erupcie cez koronálne oblúky do veľkých vzdialeností (až 1/4 polomeru Slnka). Tie erupcie, ktoré aktivizujú injektážami svoje koronálne oblúky, sú jednoznačne identifikované ako erupcie typu LDE. Koronálne oblúky LDE erupcií indikujú, že pri vzniku LDE erupcií spolupôsobia nielen lokálne, ale aj veľkorozmerné faktory. Oveľa zložitejšie, v porovnaní so SXR, je indikovať miesto urýchlenia a spôsob uvoľnenia medziplanetárnych protónov.

## 2. LDE ERUPCIE A ICH VÝSKYT V ROKOCH 1969 – 1991

SXR časový profil LDE erupcií a ich protónová odozva v heliosfére je jednoznačne doložená meraniami na GOES. Niekoľko vybraných LDE erupcií a po nich nasledujúcich protónových javov ilustruje Obr. 1. Z uvedených príkladov plynie, že najoptimálnejší prenos protónov do oblasti Zeme nastáva vtedy, keď erupcia vzniká blízko západného okraja slnečného disku. Energetiku erupcií, smerovanie prúdov častí urýchlených v erupcii a rýchlostné zmeny vývoja erupcie je nutné uvážiť pri modelovaní konkrétnych prípadov erupcií.

Homogénny časový rad LDE erupcií je publikovaný v tabulkovej forme (Antalová 1990, 1991). Obrázok



Obr. 1: Vybrané prípady LDE erupcií. V prvom riadku sú uvedené príklady na SEP – relativistické protóny zaregistrované v okolí Zeme zanedlho po erupcii. Sú to: M8 erupcia z 13. mája 1991 (začiatok erupcie 01:35 UT, začiatok protónov 02:10 UT, S07 W90) a erupcia z 15. júna 1991 (začiatok erupcie 06:36 UT, začiatok protónov 08:20 UT, N36 W70). Tretia LDE erupcia z 18. mája 1991 (2N/X2.8, N18 W90) sa tiež nachádza pri západnom okraji slnečného disku, podobne ako predošlé dve erupcie, ale aj protóny boli zaregistrované v okolí Zeme až v ranných hodinách 19. mája 1991. Protóny zo 17. marca 1989 súvisia s mimoriadne činnou AO NOAA 5395 (N36 W47), v ktorej 16. marca 1989 vzniklo 6 erupcií tried (M-X).

2 ilustruje mesačný výskyt LDE (M-X) erupcií od januára 1969 do októbra 1991. V hornom riadku Obr. 2 je porovnaný výskyt všetkých H-alfa erupcií. Vodovodné úsečky vyznačujú rok maxima a ich výška znamená dvojnásobok priemernej ročnej hodnoty.

Hlavné charakteristiky rozdelenia výskytu LDE erupcií (kvázidvojročná perióda, severo-južná asymetria a trendy zistené pre posledné tri slnečné cykly) sú zhrnuté v abstrakte.

### 3. PERIODOCITY VO VÝSKYTE LDE ERUPCIÍ (1969 – 1991)

LDE erupcie rôznych SXR tried po príslušnom váhovaní (váha triedy C = 1, váha triedy M = 10 a váha triedy X = 100) vytvoria nový časový rad, označený termínom erupčný index (FI).

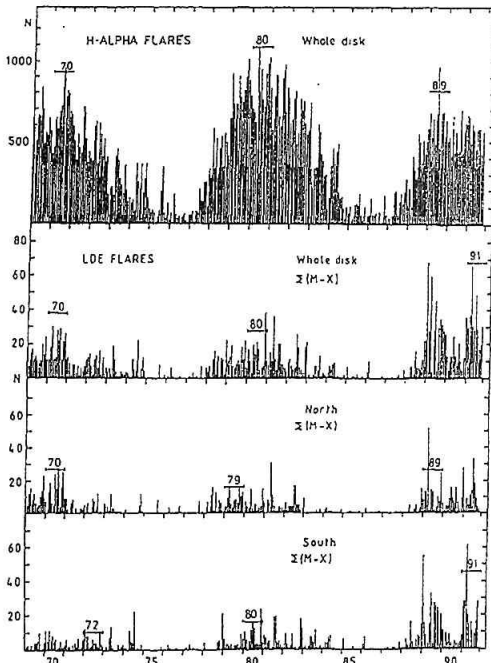
Časový rad FI bol spracovaný Fourierovou metódou a získané výkonové spektrum je znázornené na Obr. 3 a 4.

Štatisticky najvýznamnejšie periódy sú zvýraznené v nasledujúcom prehľade:

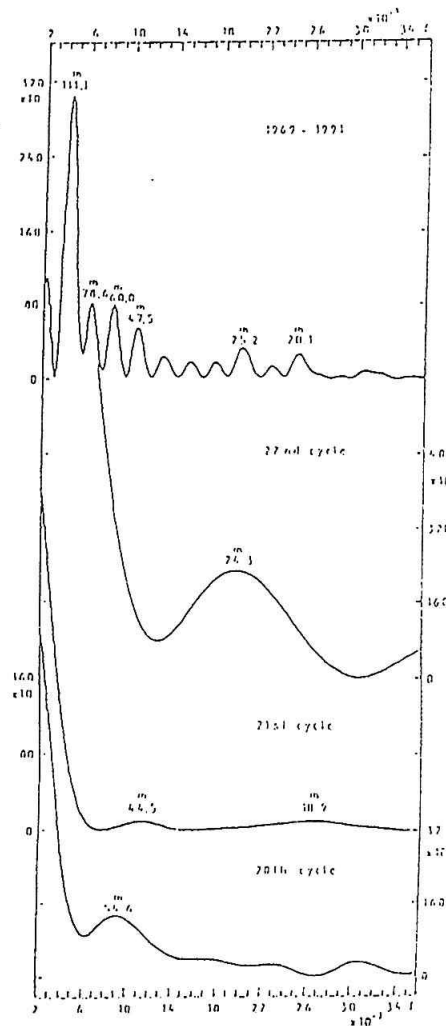
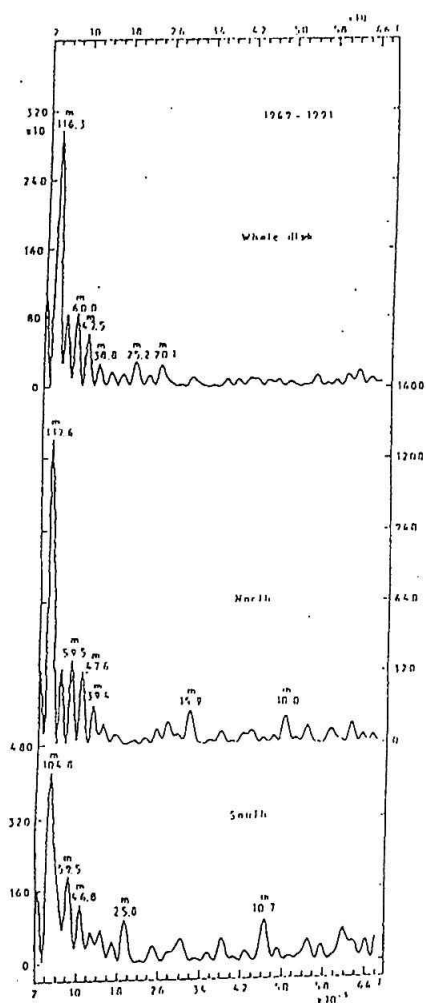
- pre celý interval rokov 1969 – 1991: 10.7, 25.2, 47.5, 60.0, 76.5 mesiaca
- pre 20. cyklus: 2.9, 4.2, 54.6 mesiaca,
- pre 21. cyklus: 2.8, 4.9, 7.8, 18.9 a 44.6 mesiaca,
- pre prvú časť 22. cykla: 2.3, 4.2, 7.6 a 24.3 mesiaca.

### LITERATÚRA

Antalová, A.: 1990, Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso **19**, 145.  
 Antalová, A.: 1991, Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso **21**, 205.  
 Antalová, A.; Jakimicová, M.: 1988 Zborník z 9. celoštátného slnečného seminára, SÚAA Hurbanovo, 107.  
 Antalová, A.; Jakimiec, M.: 1989, Bull. Astron. Inst. Czechosl. **40**, 311.



Obr. 2: Porovnanie mesačných hodnôt H-alfa a LDE erupcií, od januára 1969 do októbra 1991. Maximálny mesačný výskyt LDE (M-X) erupcií bol pozorovaný v januári 1989 ( $N_w = 68$ ,  $N_s = 55$ ) a v marci 1991 ( $N_w = 67$ ,  $N_s = 62$ ), a to prevažne na južnej hemisfére Slnka. V marci 1989 LDE (M-X) erupcie sa vyskytovali hlavne na severnej hemisfére Slnka ( $N_w = 60$ ,  $N_N = 52$ ).



Obr. 3: Umiestnený vľavo. Fourierova analýza erupčného indexu LDE erupcií (FI), pozorovaných v rokoch 1969 až 1991 na celom slnečnom disku (horná krivka) a na jednotlivých hemisférach Slnka. Napríklad kvázidvojročná perióda (25.0 mesiaca) je významná najmä pre južnú hemisféru Slnka.

Obr. 4: Umiestnený vpravo. Porovnanie výkonového spektra erupčného indexu FI pre posledné tri slnečné cykly. Výsledky pre prebiehajúci 22. cyklus sú predbežné, ale kvázidvojročná perióda (24.3 mesiaca) vo výskyte LDE erupcií je nesporná.

# Fraktály a slnečná aktivita

Vladimír Karlovský, Hvezdáreň a planetárium Hlohovec

## Abstrakt

Práca sa zaoberá vzťahom lineárnych fraktálov k škrvnovej a magnetickej aktivite Slnka.

Termín „fraktál“ bol zavedený Mandelbrotom v roku 1975. Pochádza z latinského slova fractus, čo znamená lámať (rozbíjať). Pojem fraktálov vošiel do všeobecného povedomia v roku 1983, kedy bola publikovaná kniha B. B. Mandelbrota: Fraktálna geometria prírody.

Vo všeobecnosti fraktálom nazývame objekt, ktorého Hausdorffova (fraktálna) dimenzia je väčšia ako topologická. Pre útvary euklidovskej geometrie platí :

$$D_T = D \quad (1)$$

zatiaľ čo pre fraktálne útvary platí :

$$D_T < D \leq E \quad (2)$$

kde E je rozmer (dimenzia) uvažovaného priestoru ( $E=1, 2, 3, 4$ ).  $D_T$  je topologická dimenzia a D je fraktálna dimenzia. Fraktál sa nedá vyjadriť v prvotných geometrických formách, ale iba v algoritmoch, či súboroch matematických procedúr. Zvyčajne sa takéto algoritmy transformujú na geometrické formy pomocou počítačov.

Fraktály sú charakteristické tým, že sú sebedobné v rôznych merítkach. To znamená, že ak ich skúmame v rôznych merítkach, stále nachádzame tie isté základné elementy. Invariantnosť vo vzťahu k merítku má paralelu v súčasnej teórii chaosu, takže existuje väzba medzi fraktálmi a chaosom. Fraktálna geometria je geometriou chaosu.

Existujú dve skupiny fraktálov: lineárne a nelineárne. Lineárne fraktály sú najrozšírenejšie. Nazývajú sa lineárnymi preto, lebo ich algoritmy obsahujú len členy prvého rádu.

Jedna časť fraktálov sa nazýva náhodné fraktály. Odlišujú sa od druhých tým, že tieto objekty sa tvoria s použitím náhodnosti. Pri náhodných fraktáloch je porušená sebedobnosť v absolútnom slova zmysle, ale náhodné fraktály sú sebedobné v štatistickom zmysle.

V slnečnej aktivite existuje podobnosť v rôzne dlhých časových intervaloch. Dá sa povedať, že napríklad škrvnová aktivita ukazuje fraktálnu štruktúru – sebedobnosť v rôznych časových intervaloch [1], [2]. Sebedobnosť v čase možno zistiť aj vo výskyte erupcií [3] a variáciách koronálneho indexu [4]. Pritom sa jedná o sebedobnosť v štatistickom zmysle. Pojem sebedobnosti je matematicky definovaný až k limite  $\epsilon \rightarrow 0$ ,

kde  $\epsilon$  je veľkosť merítka, ale pre reálne objekty je aplikovateľný len v určitých medziach. Tieto sú dané vonkajším merítkom, ktoré je dané rozmerom celého objektu (časove alebo priestorove) a vnútorným merítkom, ktoré vystihuje najmenší detail, ktorý má význam, alebo ktorý sa dá dosiahnuť v experimente.

Otázkou, ktorou sa zaoberá táto práca je, či slnečná aktivita (magnetické polia a slnečné škrvny) má aj priestorove fraktálnu štruktúru. Priame zisťovanie Hausdorffovej (fraktálnej) dimenzie magnetických polí či slnečných škrvín sa vykonalo z fotografických snímok podľa formuly:

$$D = \frac{\log N_b - \log N_a}{\log E_a - \log E_b} \quad (3)$$

kde  $E_i$  ( $i=a,b$ ) je veľkosť mriežky,  $N_i$  počet obsadených štvorcov objektom v danej mriežke, D je Hausdorffova dimenzia.

Pritom boli magnetické polia a slnečné škrvny považované za plošné objekty. Fraktálne dimenzie boli nasledovné:

magnetické polia:  $1.1 - 1.5 \pm 0.03$

slnečné škrvny :  $1.2 - 1.7 \pm 0.03$

Pritom menšie hodnoty D patria monopolárnym magnetickým poliam a pri slnečných škrvných typom C, D. Najvyššie hodnoty D sú pri bipolárných a veľmi komplikovaných magnetických poliach a pri slnečných škrvných pri typoch E a F. (D blízke 2 pri typoch A, H je spôsobené kompaktnosťou objektu). Je zaujímavé, že aj difúzia elementov magnetického toku sa dá vystihnúť fraktálnou geometriou [5], pričom D je 1.3 až 1.8. Pravdepodobnosť nájdenia elementu vo vzdialenosti r po jeho vypustení je v prípade euklidovského priestoru:

$$p(r,t) = (4Kt)^{-1} \exp(-r^2/4Kt), \quad (4)$$

kde K je koeficient difúzie, t je čas.

Pre difúziu s fraktálnou dimenziou D platí:

$$p_D(r,t) = \frac{(2+\theta)}{D \Gamma(D/(2+\theta))} [K(2+\theta)^2 t]^{-D/(2+\theta)} \exp\left(-\frac{r^{2+\theta}}{K(2+\theta)^2 t}\right) \quad (5)$$

kde  $\theta$  je koeficient anomálnej difúzie, pričom platí:

$$K(r) = Kr^{-\theta} \quad (6)$$

Vzhľadom na to, že slnečné škvrny a magnetické polia zjednodušené na plošné útvary majú fraktálnu štruktúru, pokúsili sme sa ich modelovať dvoma programami. Prvý [6] vytvára fraktály rekurzívnym spôsobom tak, že si vezme objekt a vytvorí si jeho zmenšené kópie. Kópie si rozmiestni v okolí rodičovského objektu a celú činnosť aplikuje na každého z potomkov. V činnosti pokračuje, kým dostane také malé objekty, ktoré má ešte zmysel uvažovať.

Výsledok modelovania vidíme na obrázku č. 4 – slnečné škvrny a č. 5 – magnetické polia. Druhý program vytvára fraktály rekurzívnym spôsobom pri použití afinných transformácií. Program vytvorený v jazyku GW BASIC je na obrázku č. 6. Výsledky modelovania vidíme na obrázkoch č. 7, 8 slnečné škvrny a č. 9 – magnetické pole. Pri modelovaní slnečných škvŕn bol urobený aj pokus o modelovanie jednotlivé škvrny s penumbrou – obrázok č. 10.

Porovnaním fraktálnych dimenzií reálnych objektov a modelovaných dostávame:

	reálne objekty	modelované objekty:	
		program 1	program 2
magnetické polia	1.1-1.5	1.1-1.6	1.1-1.6
slnečné škvrny	1.2-1.7	1.2-1.8	1.2-1.7

Druhý program, ktorý používa afinne transformácie lepšie modeluje jemnú štruktúru fraktálneho objektu a preto vernejšie vystihuje reálny objekt.

Za predpokladu, že modely skupín slnečných škvŕn vyhovujú reálnym objektom, dá sa povedať, že pri vývoji skupiny slnečných škvŕn dochádza k rozvoju fraktálu, jednak čo sa týka veľkosti vonkajšieho merítka a jednak čo sa týka sebedobnosti. Po maximálnom rozvoji nasleduje pravdepodobne zväčšenie vnútorného merítka, čím objekt stráca svoju zložitosť.

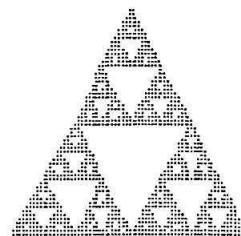
## LITERATÚRA

- Karlovský, V.: Slnečná aktivita a chaotické atraktory, 10. Celostátny slnečný seminár Donovaly, 18. – 22. 6. 1990 SÚ AA Hurbanovo, 1992, 63-70
- Williams, G. E. 1986, Scientific American, Aug., V. 255, No2
- Stepanyan, N. N.; Antalová, A.: 10-th European regional astronomy meeting of the IAU, Praha aug. 24-29, 1987 The Sun p. 47-54
- Rušin, V.; Rybanský, M.: 1990 Slnečná koróna vyd. Veda, Bratislava
- Lawrence, J. K.: 1991 Solar Physics 135, 249-259
- DAN DISK 1/1990, Danware 1990
- Štěpánek, P.: 1987 Československý časopis pro fyziku A37, 329
- Štěpánek, P.: 1987 Československý časopis pro fyziku A37, 425

```

10 SCREEN 1,0
20 COLOR 1,0
25 KEY OFF
30 CLS
32 DIM X1(1000),Y1(1000)
40 WINDOW (-1,-1)-(3.33,2.5)
100 REM TROJUHOLNIK SERPINSKEHO
110 X1(1)=0:Y1(1)=0
200 FOR I=1 TO 1000
210 RANDOMIZE TIMER
300 SELECT=RND(1)
305 LOCATE 1,1:PRINT "I=";I
308 IF SELECT>.67 OR SELECT<=.67 THEN GOTO 420
310 IF SELECT<=.34 OR SELECT>.34 THEN GOTO 400
320 IF SELECT<.67 OR SELECT>.34 THEN GOTO 410
340 GOTO 300
400 A11=.5 : A12=0: A21=0: A22=.5 : B1=0 : B2=0 : BEEP: BEEP: GOTO 500
410 A11=.5 : A12=0: A21=0: A22=.5 : B1=.5 : B2=0 : BEEP: GOTO 500
420 A11=.5 : A12=0: A21=0: A22=.5 : B1=.25: B2=.5: GOTO 500
500 FOR J=1 TO 10
501 X1(J+1)=A11*X1(J)+A12*Y1(J)+B1
502 Y1(J+1)=A21*X1(J)+A22*Y1(J)+B2
525 REM LOCATE 1,1:PRINT X1(J);Y1(J)
530 PSET (X1(J),Y1(J)),1
590 NEXT J
600 REM
700 X1(1)=X1(2) : Y1(1)=Y1(2)
710 NEXT I

```

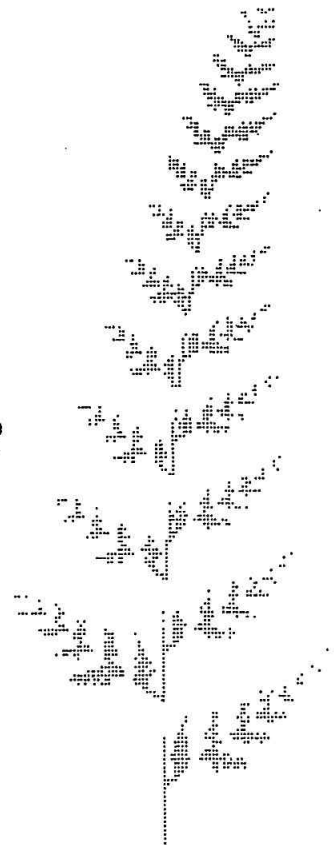


Obr. 1: Serpinského trojuholník

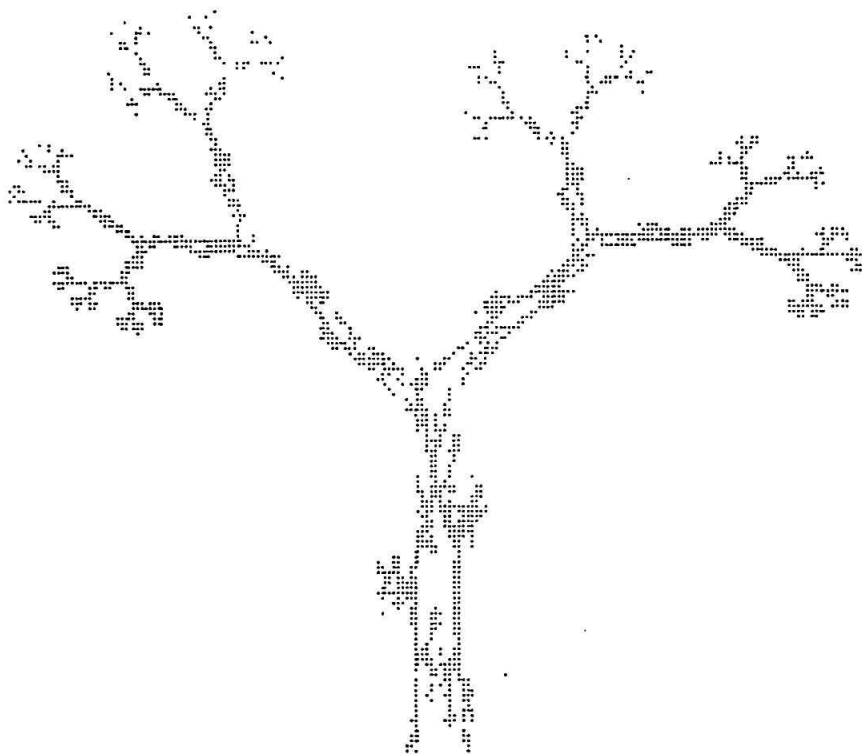
```

10 SCREEN 1,0
20 COLOR 1,0
25 KEY OFF
30 CLS
32 DIM X1(1000),Y1(1000)
40 WINDOW (-3.33*3,0)-(3.33*3,2.5*7)
100 REM Stvoruholnik pre Fraktaly
110 X1(1)=0:Y1(1)=0
200 FOR I=1 TO 20000
210 RANDOMIZE TIMER
300 SELECT=RND(1)
305 LOCATE 1,1:PRINT "I=";I
307 IF SELECT>.75 THEN GOTO 430
308 IF SELECT>.5 THEN GOTO 420
310 IF SELECT>.25 THEN GOTO 410
320 GOTO 400
400 A11=0 :A12=0:A21=0:A22=.17:B1=0 :B2=0 :BEEP:BEEP:GOTO 500
410 A11=.84962:A12=.0255:A21=-.0255:A22=.84962:B1=0:B2=3!:BEEP:GOTO 500
420 A11=-.1554:A12=.235:A21=.19583:A22=.18648:B1=0:B2=1.2:GOTO 500
430 A11=.1554:A12=-.235:A21=.19583:A22=.18648:B1=0:B2=3!:GOTO 500
500 FOR J=1 TO 10
501 X1(J+1)=A11*X1(J)+A12*Y1(J)+B1
502 Y1(J+1)=A21*X1(J)+A22*Y1(J)+B2
525 REM LOCATE 1,1:PRINT X1(J);Y1(J)
530 PSET (X1(J),Y1(J)),1
590 NEXT J
600 REM Nove vstupne data
700 X1(1)=X1(2) :Y1(1)=Y1(2)
710 NEXT I
800 REM afinne koeficienty zadaj na riadkoch 400 az 430

```



Obr. 2: Model papradového listu

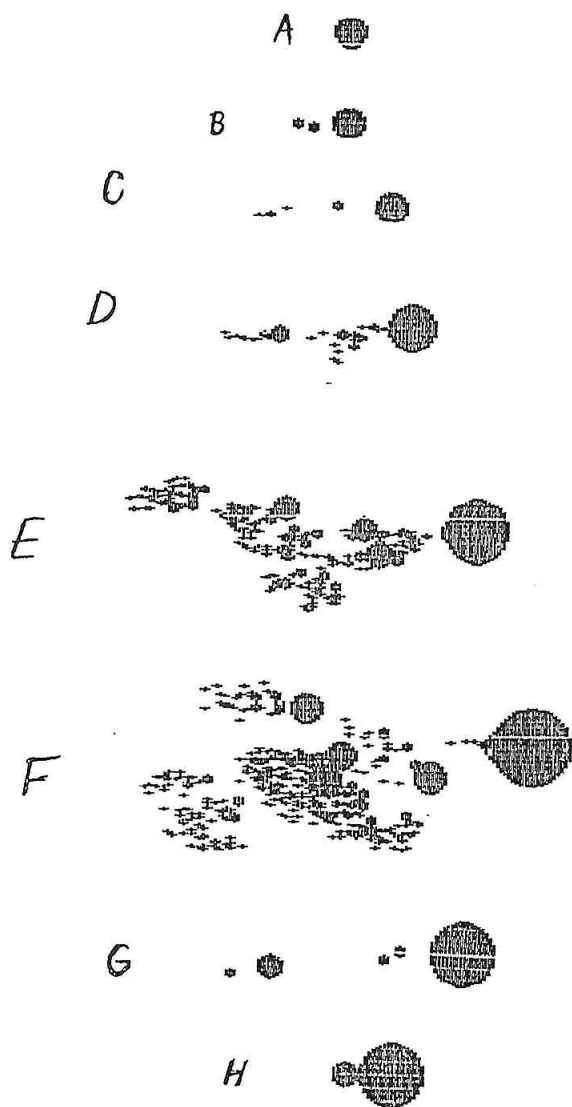


```

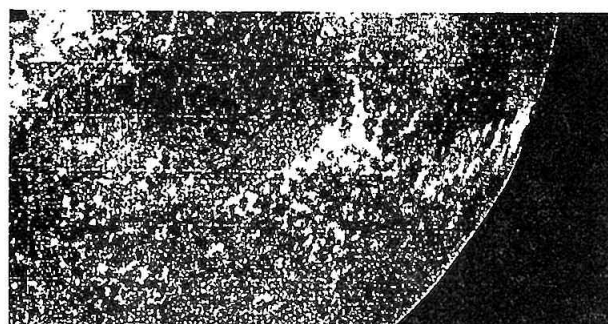
400 A11=.195:A12=-.488:A21=.344:A22=.443:B1=.722:B2=.536:BEEP:BEEP:GOTO 500
410 A11=.462:A12=.414:A21=-.252:A22=.361:B1=.538:B2=1.167:BEEP:GOTO 500
420 A11=-.058:A12=-.07:A21=.453:A22=-.111:B1=1.125:B2=.185:GOTO 500
430 A11=-.045:A12=.091:A21=-.469:A22=-.022:B1=.863:B2=.871:GOTO 500

```

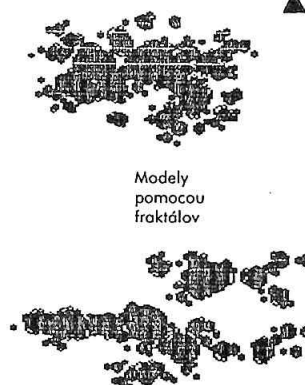
Obr. 3: Model stromu



Obr. 4: Výsledok modelovania slnečných škvrn podľa prvého programu



▲ Magnetické pole na Slnku  
1.6. 1970  
16:28:53 UT



Modely pomocou fraktálov

Obr. 5: Výsledok modelovania magnetických polí podľa prvého programu

```

10 SCREEN 1,0
20 COLOR 1,0
25 KEY OFF
30 CLS
32 DIM X1(1000),Y1(1000)
34 D=.2:REM q je mierka okna
40 WINDOW (-2*0,-2.5*0)-(4.66*0,2.5*0)
100 REM Stvoruholnik pre Fraktaly
110 X1(1)=0:Y1(1)=0
200 FOR I=1 TO 10000
210 RANDOMIZE TIMER
300 SELECT=RND(1)
302 W=SELECT
305 LOCATE 1,1:PRINT "I=";I
307 IF SELECT>.75 THEN GOTO 430
308 IF SELECT>.5 THEN GOTO 420
310 IF SELECT>.25 THEN GOTO 410
320 GOTO 400
400 A11=-.317:A12=-.401:A21=.321:A22=.4:B1=0:B2=0:BEEP:GOTO 500
410 A11=-.15:A12=-.11:A21=0:A22=.6:B1=.46:B2=0:BEEP:GOTO 500
420 A11=-.15:A12=-.13:A21=-.9.000081E-02:A22=-.41:B1=-.47:B2=.04:GOTO 500
430 A11=-.324:A12=-.413:A21=-.137:A22=-.4:B1=0:B2=.04:GOTO 500
500 FOR J=1 TO 10
501 X1(J+1)=A11*X1(J)+A12*Y1(J)+B1
502 Y1(J+1)=A21*X1(J)+A22*Y1(J)+B2
525 REM LOCATE 1,1:PRINT X1(J);Y1(J)
530 PSET (X1(J),Y1(J)),1
590 NEXT J
600 REM Nove vstupne data
700 X1(1)=X1(2):Y1(1)=Y1(2)
710 NEXT I
800 REM afinne koeficienty zadať na riadkoch 400 az 430
    
```

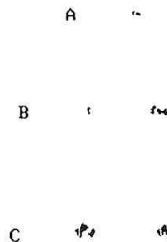


Obr. 6: Druhý program pre modelovanie pomocou afinných transformácií

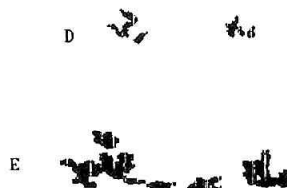




```
400 A11=.207:A12=.2:A21=-.134:A22=.402:B1=0:B2=0:BEEP:BEEP:GOTO 500
410 A11=.35:A12=-.1:A21=-.053:A22=.33:B1=.6:B2=.07:BEEP:GOTO 500
420 A11=.32:A12=-.187:A21=-.113:A22=.37:B1=.65:B2=.14:GOTO 500
430 A11=.241:A12=.113:A21=+.012:A22=.453:B1=0:B2=.15:GOTO 500
```



```
400 A11=.157:A12=.2:A21=-.134:A22=.402:B1=.01:B2=.07:BEEP:BEEP:GOTO 500
410 A11=.08:A12=-.1:A21=-.053:A22=.33:B1=.4:B2=.07:BEEP:GOTO 500
420 A11=.06:A12=-.107:A21=-.113:A22=.37:B1=.45:B2=.1:GOTO 500
430 A11=.171:A12=.113:A21=+.012:A22=.453:B1=0:B2=.1:GOTO 500
```

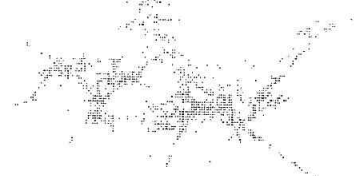


```
400 A11=.317:A12=-.401:A21=.321:A22=.4:B1=0! :B2=0! :BEEP:BEEP:GOTO 500
410 A11=.05:A12=-.1:A21=0! :A22=.6:B1=.46:B2=0! :BEEP:GOTO 500
420 A11=.05:A12=+.13:A21=-.07:A22=.6:B1=.45:B2=.04:GOTO 500
430 A11=.324:A12=.413:A21=-.137:A22=.4:B1=0:B2=.04:GOTO 500
```

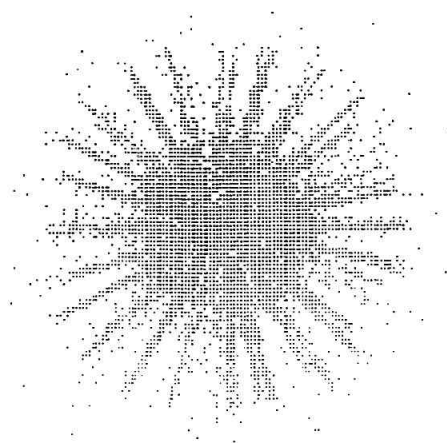
Obr. 7, 8: Výsledok modelovania snečných škvŕn podľa druhého programu



```
400 A11=.195:A12=-.488:A21=-.344:A22=.443:B1=.722:B2=.536:BEEP:BEEP:GOTO 500
410 A11=.462:A12=.414:A21=-.252:A22=.361:B1=.538:B2=.167:BEEP:GOTO 500
420 A11=-.195:A12=-.488:A21=-.344:A22=.443:B1=1.225:B2=.965:GOTO 500
430 A11=-.462:A12=-.414:A21=-.252:A22=.361:B1=.863:B2=1.0871:GOTO 500
```



```
400 A11=.195:A12=-.488:A21=-.344:A22=-.243:B1=.223:B2=1.236:BEEP:BEEP:GOTO 500
410 A11=-.462:A12=.414:A21=-.452:A22=-.161:B1=.238:B2=.867:BEEP:GOTO 500
420 A11=-.195:A12=-.488:A21=-.344:A22=.443:B1=1.025:B2=.585:GOTO 500
430 A11=-.462:A12=-.414:A21=-.252:A22=.361:B1=.863:B2=1.0871:GOTO 500
```



```
Q=1.5:REM q je mierka okna
A11=.3:A12=-1:A21=1:A22=0 :B1=0! :B2=0!
A11=.7:A12=0:A21=0! :A22=.05:B1=.5:B2=0!
A11=.7:A12=0:A21=0:A22=.05:B1=.5:B2=.02.
A11=.3:A12=1:A21=-1:A22=0 :B1=0:B2=.04
```

Obr. 9: Výsledok modelovania magnetických polí podľa druhého programu

Obr.10: Výsledok pokusu modelovať jednotlivú škvŕnu s penumbrou

# Štruktúra, dynamika a variácie svietivosti slnečnej koróny

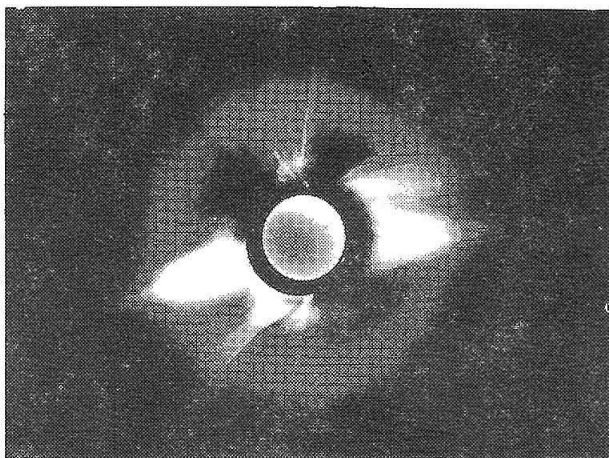
V. Rušin, *Astronomický ústav SAV, tatranská Lomnica*

## Abstrakt

V práci sa diskutujú otázky štruktúry, dynamiky a variácie svietivosti slnečnej koróny ako sa získali na základe pozorovaní počas Expedície Astronomického ústavu SAV za zatmeniami Slnka a na vysokohorskej koronálnej stanici na Lomnickom Štíte v rokoch 1964 – 1991.

## 1. ÚVOD

Slnečná koróna, najvrchnejšia vrstva slnečnej atmosféry, je dokonale ionizovaná plazma s vysokou nehomogenitou nielen v jej štruktúre, teplote, hustote a dynamike jednotlivých koronálnych štruktúr, ale aj v kváziperiodických variáciách svietivosti v dlhodobej či krátkodobej časovej škále (od zmien s cyklom po niekoľko sekundové variácie, pozorované prakticky v ľubovoľnom mieste emisnej koróny). Celková štruktúra slnečnej koróny a medziplanetárneho prostredia je výslednicou komplexnej rovnováhy hydrostatických, gravitačných, zotrvačných a elektromagnetických síl. Elektromagnetické sily v interakcii so slnečnou koronálnou plazmou majú dominantnú úlohu pri formovaní najmä vnútornej koróny, kým inerčné sily sú zasa hlavným modulátorom slnečného vetra vo väčších vzdialenostiach od Slnka.



Obr. 1: Biela koróna počas úplného zatmenia Slnka 11. júla 1991, získaná s radiálnym filtrom

Naše vedomosti o slnečnej koróne sa začali podstatným spôsobom meniť po röntgenových pozorovaniach koróny z družíc, najmä po experimentoch na SKYLABE v r. 1973. Ďalšie informácie o koronálnych štruktúrach prišli na základe pozorovaní v rádiovnej oblasti

elektromagnetického žiarenia a na základe spektroheliogramov získaných v čiare HeI 1083 nm. Na strane druhej, svoje nezastupiteľné miesto pri štúdiu vlastností slnečnej koróny majú jej klasické pozorovania zo zemského povrchu, ktoré sa systematicky robia na vysokohorských observatóriách približne od r. 1940.

I napriek tomu niektoré otázky slnečnej koróny nie sú spoľahlivo ani dnes zodpovedané, napr. ako sa formujú veľké prilbicovité koronálne lúče a čo udržiava ich stabilitu, ako sa doplňuje hmota zo slnečného povrchu do koróny, aký je mechanizmus ohrevu koróny, v ktorom mieste koróny a akým mechanizmom sa urýchľujú častice do slnečného vetra a pod. Je prirodzenou snahou vedeckého sveta na nezodpovedané otázky dať správne odpovede a prispieť tak k riešeniu všetkých, nielen tu spomenutých problémov. Slnečná koróna je nielen súčasťou Slnka, našej najbližšej hviezdy, ktorá svojou gravitáciou a elektromagnetickým žiarením ovplyvňuje všetko dianie v slnečnej sústave, ale riešenie problémov fyziky slnečnej koróny napomáha poznávať vlastnosti hviezd, vplyvu Slnka na Zem a v neposlednej miere napomáha rozvoju teoretickej fyziky. Pri riešení problémov slnečnej fyziky musíme mať stále na pamäti, že slnečná koróna sa skladá z troch zložiek (E koróna, K koróna a F koróna, o neuspokojivo pozorovanej a ešte menej teoreticky zdôvodnenej T koróne sa vášnivo diskutuje), ktoré sa mechanizmom žiarenia medzi sebou líšia, ale nie je vylúčené, že medzi sebou interagujú. Bližšie sa s uvedenou problematikou môžeme zoznámiť v monografiách Rušina a Rybanského (1990), Zirina (1988), či desiatkach vedeckých prác, napr. Bagenala a Gibsona (1991), Sakuraida a Hieiho (1989) a pod.

V predloženej práci budú uvedené výsledky prác o štruktúre, dynamike a variáciách svietivosti slnečnej koróny tak, ako boli získané autorom a jeho spolupracovníkmi z koronálnej stanice na Lomnickom Štíte, prípadne Expedíciami za zatmeniami Slnka.

## 2. CIEĽ A PROSTRIEDKY VÝSKUMU

Ako som sa zmienil už v úvode, cieľom predkladanej práce je sumarizácia niektorých výsledkov, ktoré autor tejto práce získal na koronálnej stanici Lomnický štít, kde sa pozorovania emisných spektrálnych čiar koróny (530,3 nm a 637,4 nm) pomocou 20 cm koronografu Lyotovho typu systematicky robia od r. 1965, prípadne sa získali počas Expedícií za zatmeniami Slnka, ktoré autor viedol v r. 1973 do Nigeru, v r. 1980 do Indie, v r. 1981 do Ruska, v r. 1990 do Ruska a v r. 1991 do Mexika (pri Expedícii v r. 1983 do Indonézie bol zástupcom vedúceho), a pri ktorých sa tiež podieľal na príprave niektorých vedeckých experimentov (štúdium vlastností bielej koróny).

Pred uvedením nami získaných výsledkov ešte by som si dovoľil pripomenúť, že otázky štruktúry, dynamiky a variácie svietivosti koróny medzi sebou navzájom súvisia a prvotnú príčinu ich existencie treba hľadať v pôvode slnečnej aktivity.

## 3. ŠTRUKTÚRA BIELEJ KORÓNY

Svetlo bielej koróny (K koróna) vzniká rozptylom fotosférického žiarenia na voľných elektrónoch a jej veľkoškálové štruktúry sa najlepšie a najdokonalejšie dajú pozorovať počas úplných zatmení Slnka (pri kvalitných zatmeňových ďalekohľadoch rozlišovacia schopnosť sa blíži k 2-3") s použitím radiálneho filtra, umiestneného v ohniskovej rovine ďalekohľadu. Na základe nami prevedenej analýzy sa ukázalo, že veľkoškálové štruktúry tvoria 4 typy základných štruktúr:

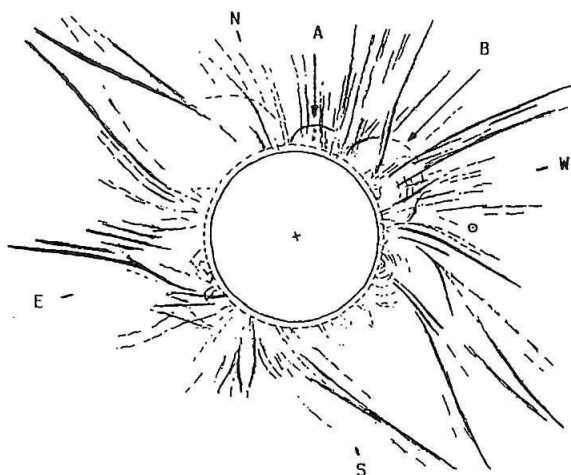
a) Koronálne prilbice, rozprestierajúce sa nad kanálom pokojných filamentov, v priebehu cyklu migrujúcich od stredných heliografických širok smerom k pólom, kde v okolí maxima cyklu zanikajú (migrácia pokojných filamentov je preukázateľná). V okolí minima cyklu sa tieto lúče pozorujú len v okolí rovníka. Orientácia týchto lúčov nad slnečným povrchom s výškou má radiálny priebeh, a vo vybraných prípadoch sa pozorovali do vzdialenosti viac ako 10 slnečných polomerov.

b) Koronálne diery, miesta zníženej hustoty a teploty, s otvorenou konfiguráciou siločiar magnetického poľa od samotnej fotosféry. Koronálne diery sú väčšinou lokalizované v okolí pólom (polárne koronálne diery), a podľa posledných pozorovaní zdá sa, že v ľubovoľnej fáze cyklu slnečnej aktivity. Ak nie nad oboma pólami súčasne, tak aspoň nad jedným z nich. Miesta zníženej svietivosti bielej koróny sa pozorujú aj v stredných a nízkych heliografických šírkach, a predstavujú vlastne tiež koronálne diery v uvedených šírkach. Plošne sú však v porovnaní s prvým typom koronálnych dier podstatne menšie. Pozorujú sa v ľubovoľnej fáze cyklu a separujú od seba prilbicovité lúče nielen v heliografickej šírke, ale aj dĺžke. Inými slovami, za koronálne diery v slnečnej koróne by sme mohli pokladať všetky tie miesta, kde sa nachádzajú koronálne lúče.

c) Tenké polárne lúče, spravidla pozorované v oblasti pólom, s výnimkou v okolí maxima cyklu. Zdá sa však, že tento starší záver neplatí, pretože novšie pozorovania ich existenciu preukázali v ľubovoľnej fáze cyklu (celý problém zrejme súvisí s rozlišovacou schopnosťou pozorovania a jeho kvalitou v zmysle použitia radiálnych filtrov). Na základe veľkosti a zakrivenia polárnych lúčov sa odvodila hypotetická dĺžka dipólu magnetického poľa Slnka, ktorá kolíše v rozmedzí od 0,70 do 1,0 slnečného polomeru. Novšie výsledky meraní dĺžky a zakrivenia polárnych lúčov ukázali, že tieto dva parametre môžu byť ovplyvnené silnými lokálnymi magnetickými poľami.

d) Jemné, nepravidelné lúče strednej veľkosti (ich základne sú relatívne široké, ale s výškou ich šírka rýchlo klesá). Pozorujú sa väčšinou nad aktívnymi oblasťami fotosféry a veľmi často sú s výškou silne zakrivené, čo môže byť spôsobené aj efektom projekcie, najmä ak sa nachádzajú ďalej od roviny kolmej k zornému lúču, ale nevylučuje sa ani možnosť, že je to spôsobené topológiou magnetického poľa.

Uvedené typy štruktúr predstavujú jej makroštruktúru, ktorá ak si zoberieme ďalekohľady strednej a veľkej rozlišovacej schopnosti nám ukáže, že všetko je omnoho zložitejšie. Veľké koronálne štruktúry sú pretkané množstvom máloškálových štruktúr s rozmermi len niekoľko tisíc kilometrov, z ktorých podľa nášho názoru najdôležitejšie sú: koronálne dutiny a systém oblúkov (arkád) spravidla pozorovaných nad pokojnými protuberanciami, koronálne trhliny a vakuá, kde elektrónová hustota je ešte nižšia ako v koronálnych dierach. Tento typ štruktúr sa pozoruje v ľubovoľných miestach koróny. V tomto smere výnimku predstavujú snád len polárne lúče, v ktorých máloškálové štruktúry zatiaľ pozorované neboli.



Obr. 2 Typy štruktúr bielej koróny

Ako sme uviedli v úvode, súčasťou bielej koróny je aj F koróna, ktorej svetlo vzniká rozptylom fotosférického žiarenia na prachových časticiach nachádzajúcich sa v okolí Slnka. Táto zložka slnečnej koróny s fázou cyklu by nemala byť premenná, ale na strane druhej by

sa dalo očakávať, že jej svietivosť bude závisieť od rozpadu asteroidov a komét, od „roztopenia“ sa komét Kreuzovej skupiny pri prechode perihéliom v Slnku alebo jeho tesnej blízkosti a pod. O štruktúre tejto zložky koróny nie je nič známe.

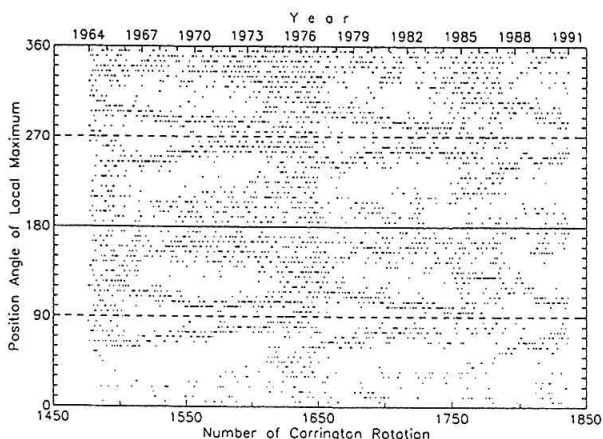
#### 4. DYNAMIKA KORÓNY

Pod dynamikou koróny budeme rozumieť také zmeny v slnečnej koróne, ktoré sa dajú vyjadriť zmenou jej svietivosti a pozorujú sa ako v dlhodobom (velkoškálová meridionálna cirkulácia v priebehu cyklu, presnejšie povedané v predĺženom cykle aktivity) tak aj krátkodobom časovom období od niekoľko mesiacov po niekoľko sekúnd (vývoj aktívnej oblasti, rotácia, tranzienty, oscilácie, neperiodické krátkodobé variácie svietivosti a pod.).

##### 4.1. Velkoškálová (meridionálna) cirkulácia emisnej koróny

Na štúdium velkoškálovej (meridionálnej) cirkulácie koróny sa použili lokálne maximá svietivosti zelenej koróny z homogénneho radu intenzít, ktorý v súčasnosti pokrýva obdobie rokov 1964-1991. Napriek určitým defektom, vyvolaným najmä v miestach nízkych intenzít, sa potvrdzuje, že vývoj koronálnych intenzít trvá asi 17-18 rokov s nasledujúcou genézou. Začiatok nových zvýšených intenzít sa začína pozorovať po maxime cyklu (asi rok po maxime Wolfvho čísla) vo vysokých heliografických šírkach +60 stupňov, ktoré až do konca cyklu oscilujú okolo pólou alebo sa postupne znižujú k stredným heliografickým šírkam +40-50 stupňov, ktoré dosiahnu v okolí minima cyklu. V tomto období spomínaná vysokoširoková vetva sa rozdelí na dve časti: jedna postupuje postupne smerom k pólom, kde zaniká v maxime cyklu (podobne ako vetva protuberancií). Medzi vetvou došlou k pólom a novými intenzitami je asi jednoročné obdobie, v ktorom sa v oblasti pólou pozorujú znížené intenzity. Druhá vetva zo stredných heliografických širok postupuje k rovníku, kde v jeho okolí (+5 stupňov) končí na konci budúceho cyklu. Maximálne intenzity v tejto vetve sa pozorujú v okolí maxima cyklu, definovanej podľa Wolfvho čísla (nie je to pravidlo a dôvod tejto odchýlky nie je známy). Dĺžka cyklu teda trvá 17-18 rokov (predĺžený cyklus), a je v dobrom súhlase s pohybom torzných vln na povrchu Slnka, napr. Snodgrass (1990). O máloškálovej dynamike budeme diskutovať v kapitole o variáciách svietivosti slnečnej koróny.

Nekompletné pozorovania (v zmysle každodenných pozorovaní) červenej koróny podobný záver neumožňujú urobiť. Je však evidentné, že nízkoširoková vetva zvýšenej svietivosti červenej koróny tiež existuje a pohybuje sa podobnou rýchlosťou ako vetva zelenej koróny, smerom zo stredných širok smerom k rovníku, kde v okolí minima cyklu tiež zaniká.



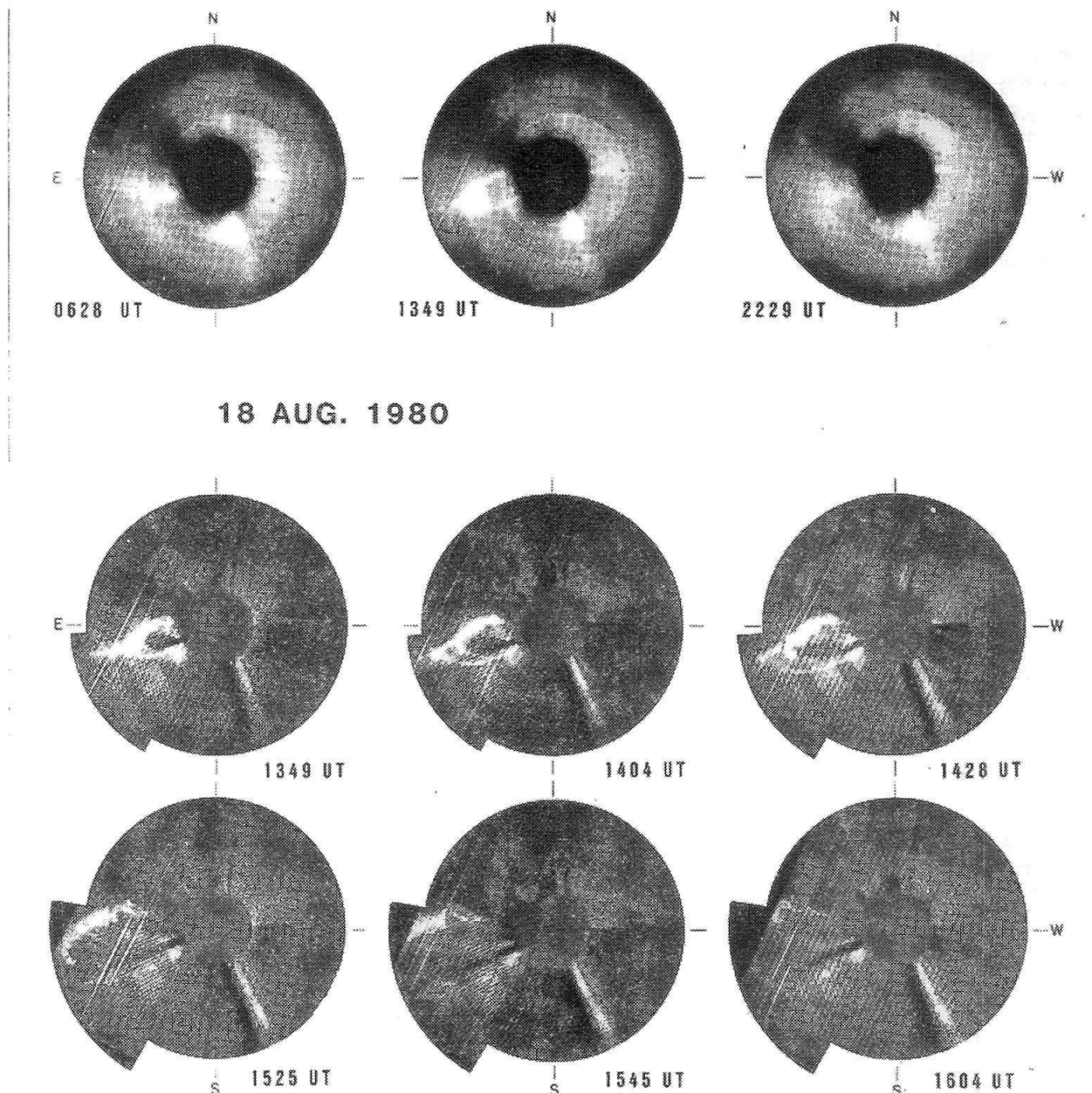
Obr. 3 Chod lokálnych maxím intenzít zelenej koróny v jednotlivých pozičných uhloch okolo Slnka za Carringtonovu rotáciu, dobre reprezentujúci predĺžený cyklus vývoja v emisnej koróne

##### 4.2. Ejekcia koronálnej hmoty (tranzient)

Pozorovania na družici SKYLAB v r.1973 poukázali na nezvyčajný úkaz v slnečnej koróne, ejekciu koronálnej látky von zo slnečnej koróny do medziplanetárneho priestoru rýchlosťou asi 500-700 km/s. Dnes sa podobných úkazov v slnečnej koróne pozoruje pomerne veľa, približne jeden tranzient za deň. Nie je preto vylúčené, aby sme za vhodných podmienok takéto prípady pozorovali aj v emisnej koróne, čo sa nám vlastne aj podarilo.

Koronálne tranzienty sú dôsledkom erupcií, erupčných protuberancií, alebo nie sú spojené s nijakým úkazom pozorovaným vo fotosfére.

Klasickým príkladom koronálneho tranzientu, ktorý nasledoval po erupčívnej protuberancii, sme pozorovali na Lomnickom Štíte (súčasne sa pozoroval na družiciach SMM a P-78). Na základe prevedenej analýzy sa zistilo, že prechádzajúca hmota erupčívnej protuberancie, pôvodne pokojnej, ktorá bola destabilizovaná asi v 65 dní jej života, vyvolala tranzient, ktorý v emisnej koróne sa prejavil ako úbytok jej svietivosti. Na základe toho sa odhadla hmotnosť tranzientu na  $3 \times 10^{12}$  kg. Hmotnosť destabilizovanej protuberancie bola asi  $2,5 \times 10^{13}$  kg a rýchlosť postupujúcich jednotlivých uzlov protuberancie podobne ako aj čela tranzientu, boli okolo 500 km/s. Na základe rovnosti kinetickej a hustoty magnetickej energie sa odhadla horná hranica intenzity magnetickeho poľa, ktorá by bola schopná kontrolovať pohyb jednotlivých uzlov protuberancie. Jeho veľkosť je asi  $2 \times 10^{-3}$  T. Existuje viacero podobných pozorovaní, detailne nespracovaných, ktoré podobne poukazujú na pokles svietivosti v zelenej koróne. To nás oprávňuje vysloviť záver, že vlastne každá erupčívna protuberancia je aj zdrojom koronálneho tranzientu. Tým by sa dal vysvetliť čiastočne aj deficit zdroja tranzientov v tom prípade, ak sa nepozoruje bezprostredne erupčívna protuberancia a tranzient áno. Totiž, ak k destabilizácii pokojnej, nízkej protuberancie dôjde relatívne ďaleko od okraja, protu-



Obr. 4 Typický príklad vývoja tranzientu 18.8.1980, ktorý nastal po erupatívnej fáze pokojného filamentu

berančné uzly vo veľkých výškach už pre svoju slabú intenzitu nemusia byť viditeľné, kým tranzient áno.

K zmenám svietivosti zelenej koróny nedochádza len po erupívnych protuberanciách, ale aj v prípade dynamických protuberancií alebo pri poerupívnych protuberančných slučkách. Môžeme sa právom domnievať, že aj v takýchto prípadoch úbytok svietivosti zelenej koróny by mohol byť dôkazom koronálnych tranzientov.

Záverom by som chcel dodať, že rozhodujúcu úlohu pri tomto type dynamiky, bez ohľadu na to, či sa pozoruje v koróne alebo v protuberanciách, majú silné lokálne máloškálové magnetické polia, dobre pozorovateľné vo fotosfére, a ktoré sú vytvárané deformáciami dynamo poľa máloškálovými pohybmi v konvektívnej zóne. Naopak, veľkoškálová štruktúra koróny by mohla byť vytváraná slabými poľami, zle pozorovateľ-

nými, ktoré by mali byť zakotvená kdesi hlboko v dynamo oblasti. Okrem toho, pri vytváraní veľkoškálových štruktúr sa podieľa aj samotná dynamika častíc v takom prúde, za aký koronálny lúč môže byť považovaný.

## 5. VARIÁCIE SVIETIVOSTI BIELEJ A EMISNEJ KORÓNY

### 5.1. Variácie bielej koróny

Svietivosť bielej (K+F) koróny sa obyčajne vyjadruje pomocou elipticity (sploštenie izofôt) alebo pomocou integrálneho jasu v štandardnej oblasti 1,03-6,00 polomerov Slnka. Oba spomínané parametre jednoznačne ukázali, že svietivosť bielej koróny sa s fázou cyklu mení asi v pomere 1:3 medzi minimom a maximom cyklu slnečnej aktivity, čo znamená, že v rovna-

kom pomere medzi minimom a maximom cyklu sa mení hmotnosť bielej koróny, presnejšie povedané, jej elektrónová zložka. Minimálne hodnoty integrálneho jasú bielej koróny sú asi  $0,5 \times 10^{-6}$  jasú stredú slnečného disku pri konštantnej hodnote  $0,3 \times 10^{-6}$  F koróny (prvé údaje túto hodnotu kládli asi  $0,8 \times 10^{-6}$ ). Minimálne hodnoty integrálneho jasú sa nepozorujú na konci starého cyklu, ale asi 3-5 mesiacov po začatí nového cyklu (rovnaký záver platí pre hodnoty koronálneho indexu, ktorý reprezentuje svietivosť emisnej koróny pre Slnko ako hviezdu).

Našla sa dobrá korelácia medzi integrálnym jasom a sploštením izofôt, reprezentovaným parametrom „a+b“ (sploštením koróny vo vzdialenosti 2 polomerov Slnka). Na jeho základe sa dá z pozorovanej elipticity určiť integrálny jas (pozorovania na určenie sploštenia koróny nie sú tak náročné na presnosť ako v prípade určenia integrálneho jasú).

V rámci pozorovanej presnosti sa nenašla závislosť medzi veľkosťou integrálneho jasú a mohutnosťou cyklu, definovanou podľa Wolfovho čísla, t.z. hmotnosť bielej koróny nie je funkciou Wolfovho čísla, ale len fázy cyklu. Rovnaký záver neplatí, zdá sa, pre emisnú korónu, čo vzhľadom na mechanizmy žiarenia a tvorbu štruktúr koróny (dopĺňania hmoty do koróny nie je spoľahlivo riešené) nemusí byť v zásadnom rozpore.

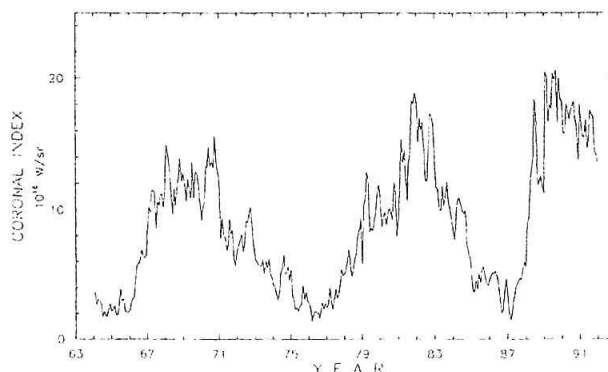
Ako som sa už skôr zmienil, o variáciách svietivosti F koróny máme zatiaľ k dispozícii málo údajov, ale dá sa predpokladať, že aj táto zložka koróny sa mení bude, ale nie s fázou cyklu slnečnej aktivity, ale v závislosti s vytváraním prachovej zložky koróny rozpadom komét, asteroidov, „pojedarím“ komét Kreutzovej skupiny Slnkom a pod.

## 5.2. Variácie emisnej koróny

Zdrojom žiarenia E koróny sú vysokoionizované prvky Fe, Ca, Ni a pod., ktoré vo viditeľnej oblasti spektra vytvárajú asi 100 emisných spektrálnych čiar, naložených na spojitom pozadí. Intenzita týchto čiar je závislá od fyzikálnych podmienok v koróne (teploty a hustoty, pričom tieto parametre by mohli byť funkciou lokálneho magnetického poľa), a väčšina týchto spektrálnych čiar je veľmi slabá, a preto sa pozorujú veľmi zriedkavo. Ovšem existujú medzi nimi aj spektrálne čiary, ktorých intenzita je taká vysoká, že sa dajú pozorovať okolo celého slnečného disku a v priebehu celého cyklu, i keď, a to musím zdôrazniť, ich intenzita s cyklom sa tiež mení. K najznámejším a najintenzívnejším spektrálnym čiarám patria : zelená čiara (Fe XIV, 530,3 nm), červená čiara (Fe X, 637,4 nm) a dve žlté čiary (Ca XV, 569,4 nm a 544,6 nm). Existencia týchto čiar je dôkazom vysokej teploty v koróne ( $1-5 \times 10^6$ ), ktorá s fázou cyklu slnečnej aktivity sa tiež mení. Z uvedenej štvorice emisných čiar koróny najvhodnejšie podmienky pre ich pozorovanie má zelená čiara, ktorá je viditeľná okolo celého disku Slnka v priebehu celého cyklu, a naviac, nedvojzmyselne od-

ráža vplyv fotosférickej aktivity v slnečnej koróne (nedá sa to povedať napr. o červenej čiare). Žlté čiary sa pozorujú len vo veľmi horúcich ( $3-5 \times 10^6$ ) a superhustých ( $10^{10}-10^{12}$ ) oblastiach koróny, ktoré sa zriedkavo pozorujú nad veľmi aktívnymi oblasťami fotosféry alebo v poerupčných slučkách. Fyzikálne a historicky vzaté, najviac informácií o zmenách slnečnej koróny s cyklom máme práve zo zelenej koróny, ktoré vedú k nasledujúcim záverom (o veľkoškálovej meridionálnej cirkulácii sme už diskutovali):

a) Svietivosť zelenej koróny, definovaná koronálnym indexom (KI – množstvo žiarivej energie vysielanej celou zelenou korónou smerom k Zemi, jednotkou je W/sr) sa mení od cyklu k cyklu. Dá sa povedať, že je akosi funkciou Wolfovho čísla, alebo lepšie povedané, funkciou magnetického toku Slnka. Mimochodom, KI je vynikajúci celoslnčný index, ktorý sa veľmi ľahko



Obr. 5 Chod mesačných hodnôt KI v rokoch 1964-1991

dá porovnať s inými celoslnčnými indexmi.

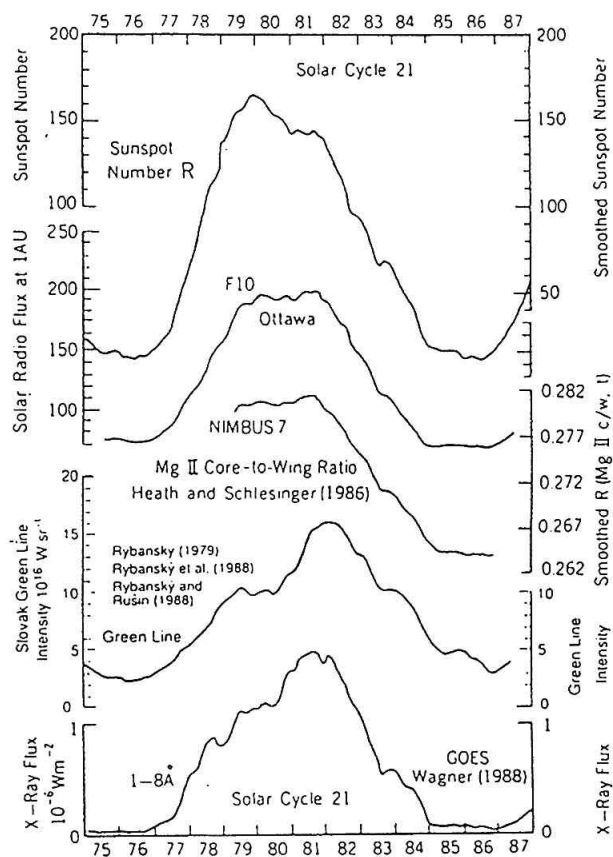
b) Okrem jedenástoročnej periódy sa pozorujú v KI aj ďalšie periodicity zmeny jeho svietivosti. Majú menšiu amplitúdu, ale výrazne prevyšujú šum. K najznámejším takým periodicitám patria: kvázidvojročná periodicita, ďalej periodicita s trvaním okolo 346 a 185 dní, ďalej okolo 90 dní a rotačná perióda. Periodicita s trvaním okolo 158 dní má premenlivú amplitúdu. V niektorých fázach cyklu sa zreteľne pozoruje, kým v iných je nevýrazná. Nenašla sa periodicita s trvaním okolo 7 rokov, ktorá sa našla v iných prejavoch slnečnej aktivity alebo v slnečnom vetri. Treba však zdôrazniť, že amplitúda periodicít sa mení od cyklu k cyklu a od prípadu k prípadu, podobne ako aj v závislosti medzi severnou a južnou pologolou. Periodicity s trvaním niekoľko mesiacov sú spôsobované diferencovaným vývojom aktívnych oblastí vo fotosfére a potom následne aj v koróne. Viacnásobné či variabilné periodicity intenzít, vytvárajúce 11 ročný cyklus, sa pochopiteľne s rôznou amplitúdou a periodicitou pozorujú aj v jednotlivých heliografických šírkach Slnka.

c) Veľkosť a znamienko severojužnej asymetrie nie je závislé od 22-ročného cyklu a bude mať dlhodobejší charakter, zatiaľ neznámej periódy. Asymetria zelenej a červenej koróny nemusia mať bezprostredný opačný chod, ako by sa to žiadalo z teórie vzniku ich žiarenia.

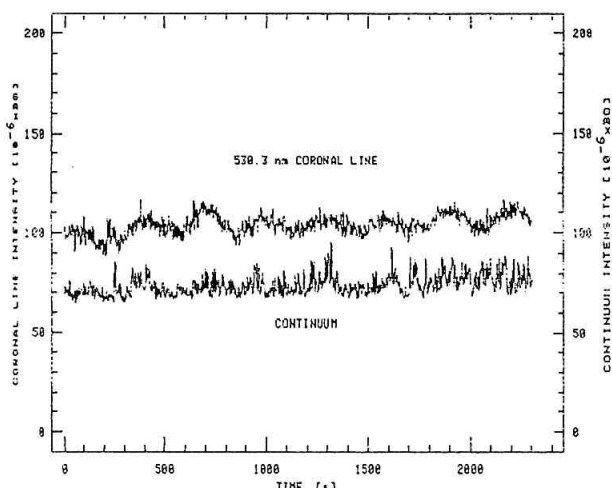
Znamienko asymetrie sa môže v priebehu cyklu meniť (platí pre obe koróny minimálne v posledných dvoch cykloch, 20 a 21). Veľkosť a znamienko asymetrie zelenej koróny sa mení nielen s fázou cyklu slnečnej aktivity ale aj s heliografickou šírkou. V závislosti od heliografickej šírky sa mení aj pozorovaná periodičita asymetrie. Veľkosť asymetrie sa mení od cyklu k cyklu, napr. v cykle 21 asymetria zelenej koróny neprekročila hodnotu +0,20, kým v cykle 20 (na jeho začiatku) bola vyššia ako 0,5.

d) Nepotvrdila sa existencia dvoch maxím červenej koróny, jedno v koincidencii s maximom cyklu podľa Wolfvho čísla a druhé v jeho minime. Podobný záver, domnievam sa, bol spôsobený výberovým efektom pozorovania. V červenej koróne v cykle 21 sa pozorovali dve podružné maximá (pomer medzi hlavným maximom a podružným bol 1:2), jedno na začiatku a druhé na konci cyklu.

e) Časový posun asi dva roky medzi maximom zelenej koróny (1981) a Wolfvho čísla (1979) podľa pomeru intenzít zelenej a červenej koróny by sa dal vysvetliť nižšou ionizačnou teplotou, ktorá sa pozorovala v čase maxima podľa Wolfvho čísla ( $T - 1,65 \times 10^6$ ), a ktorá bola porovnateľná s jej teplotou v čase minima. Podobný priebeh ako mala intenzita zelenej koróny v cykle 21 malo aj röntgenové žiarenie. Čím tvrdsie, tým lepšia korelácia.



Obr. 6 Porovnanie chodu KI s podobnými celoslnecnými indexmi v cykle 21



Obr. 7 Príklad 5 minútových oscilácií v integrálnej intenzite zelenej koróny

f) Pre Slnko ako hviezdu synodická rýchlosť rotácie koróny v cykle 20 bola 27,3 dňa, ale v cykle 21 len 26,1 dňa. Vyslovila sa pracovná hypotéza, že veľkosť koronálnych intenzít by mohla súvisieť s hĺbkou zakotvenia magnetických štruktúr vo fotosfére. Magnetické štruktúry sú zodpovedné za mieru emisie zelenej koróny, a vzhľadom na rôznu rýchlosť rotácie v závislosti od hĺbky pod fotosférou, bude závislá aj rýchlosť rotácie koróny. Ukázalo sa tiež, že v cykle 21 rýchlosť rotácie na severnej pologuli bola asi 26,3-26,7 dňa, kým pre južnú pologuľu 26,1 dňa. Diferenciálny spôsob rotácie koróny, i keď veľmi zložitý, ale existuje, dá sa vyjadriť tvarom  $R_{syn} = 26,0 - 4,15 \sin^2 \varphi$ . Zistil sa gradient rotácie zelenej koróny s výškou. Priebeh rotácie s heliografickou šírkou a časom je často v danom časovom období protichodný, čo pripomína alebo lepšie povedané, dalo by sa vysvetliť existenciou obrovských rotujúcich ciel (a tak súčasne v jednom okamihu na jednej strane celý pozorujeme rýchlosť väčšiu ako je rýchlosť priemerná, a na druhej strane celý rýchlosť menšiu ako je rýchlosť priemerná). Rýchlosť rotácie koróny má zväčša dva módy, oscilujúce okolo hodnoty 27,1 dňa, ktoré sa nachádzajú v intervale 25,5-28,2 dňa, pričom jej veľkosť v jednotlivých fázach cyklu je rôzna.

Krátkodobé prejavy dynamiky v koróne sa najlepšie dajú určiť trvalým sledovaním intenzity v rovnakom mieste. Ukázalo sa, že okrem 5-minútových oscilácií integrovaných intenzít zelenej a červenej koronálnej čiary, existujú aj ďalšie oscilácie (menšej amplitúdy, ale nie vždy) s trvaním okolo 80 s, 43 s, 30 s, 12 s, 7,5 s a 5,5 s. Rozdiely v amplitúde oscilácií sa menia od miesta k miestu v koróne, a kým v okolí rovníka sú veľmi výrazné, na pólach sú takmer nepozorovateľné. Okrem uvedených oscilácií sa pozorujú nepravidelné poklesy a vzrasty v intenzite zelenej koróny, so zmenou intenzít až do 50 percent a časovým trvaním od asi 2-5 s do niekoľko minút. Nezriedka sa takéto zvýšenia pozorujú súčasne v čiare aj v pozadí, čo v tomto prípade by mohlo svedčiť o prieniku častíc v pozorovanom mieste koróny, pri ktorom sa krátkodobo zvýšila elektrónová

hustota. Nie je vylúčené, že v niektorých takých prípadoch registrujeme dôsledky mikroerupcií, o ktorých sa dnes predpokladá, že sú hlavným zdrojom ohrevu slnečnej koróny.

## 6. ZÁVER

Nekládol som si za cieľ v tejto práci uviesť všetky výsledky, ktoré som v spolupráci s viacerými kolegami dosiahol pri výskume slnečnej koróny za môjho pôsobenia na koronálnej stanici na Lomnickom Štíte a z expedícií Astronomického ústavu SAV za zatmeniami Slnka, iba tie najdôležitejšie.

Záver v tejto práci obsiahnuté, priniesli niektoré odpovede na problémy spojené so štruktúrou, dynamikou a svietivosťou slnečnej koróny. Jednoznačne sa ukazuje, ako som to už v Úvode povedal, že slnečná koróna je veľmi dynamický útvar, časovo, priestorovo a fyzikálne veľmi nehomogénny, a odpoveď na nezodpovedané otázky ohrevu koróny, dopĺňanie hmoty do koróny, existenciu koronálnych štruktúr, ich životnosti, vzťahu medzi jednotlivými prejavmi aktivity a pod., teda vytvorením komplexného modelu koróny, sa musí hľadať cestou nových pozorovaní, napr. rozšírením pozorovaní do infračervenej oblasti spektra, zavedením meraní magnetických polí priamo v koróne, zväčšením uhlovej a časovej rozlišovacej schopnosti

pozorovaní bielej a emisnej koróny, nepretržitým sledovaním veľkorozmerových štruktúr bielej koróny, a pod. Pochopiteľne, že v súlade so zlepšenými výsledkami pozorovaní bude treba hľadať aj kvalitnú teoretickú interpretáciu. Slnko je síce najbližšia hviezda, ale mnohé pozorovania sa aj veľmi ťažko interpretujú, alebo práve preto sa zle interpretujú, že sú ľahko kontrolovateľné.

### Podakovanie

Pokladám si za milú povinnosť poďakovať sa mnohým svojim bývalým aj súčasným kolegom, ktorí majú väčší či menší podiel na prednesenej práci. Bolo ich dosť, a tak vymenujem len niekoľkých, RNDr. M. Rybanský, CSc., L. Scheirich, P. Zimmermann, Ing. M. Mínavojech, CSc., RNDr. J. Sýkora, DrSc., RNDr. J. Zverko, CSc., s ktorými som bol v trvalejšom pracovnom styku či na Lomnickom Štíte, na Expedíciách alebo pri diskusiách o koronálnej problematike.

### LITERATÚRA

- Bagenal, F.; Gibson, S.: 1991, *J. Geophys. Res.* 96, A10, s.17763.  
Rušin, V.; Rybanský, M.: 1990, *Slnečná koróna*, VEDA, Bratislava.  
Snodgrass, H. B.: 1987, *Solar Phys.* 110, 35.  
Sakurai, T.; Hiei, E.: 1989, in *Highlights of Astronomy*, Vol. 8. D. McNally (ed.), IAU, p. 513.



# Krátkodobé variácie intenzít emisnej koróny

*M. Minarovjeh, Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica  
V. Rušin, Astronomický ústav SAV Tatranská Lomnica*

## Abstrakt

V tomto príspevku sa zaoberáme výsledkami pozorovaní integrálnych intenzít zelenej (530,3 nm) a červenej (637,4 nm) koróny pomocou fotoelektrického fotometra na koronálnej stanici Lomnický štít. Ukázalo sa, že v oboch emisných čiarach koróny sa dajú pozorovať následné typy krátkodobých variácií: (a) periodické zmeny intenzít s maximálnou amplitúdou okolo 300 s, pričom tieto zmeny sú koncentrované do oblasti blízko rovníka, (b) periodické zmeny intenzít s maximálnou amplitúdou okolo 30 s, ktoré sa koncentrujú do oblasti pólův, (c) neperiodické zmeny intenzít vo forme pomalého nárastu alebo poklesu intenzity bez sprievodnej zmeny pozadia, (d) pulzné, neperiodické, zmeny intenzít, v čiare aj pozadí alebo len v čiare, s trvaním rádo vo desiatok sekúnd. Amplitúda periodických zmien intenzity klesá s výškou nad povrchom Slnka. Všetky pozorované zmeny intenzít sú vlastne dôkazom vysokej máloškálovej dynamiky slnečnej koróny prejavujúcej sa pozdĺž zorného lúča.

## 1. ÚVOD

Nedávna konferencia v Heidelbergu ukázala, že problém ohrevu slnečnej koróny zostáva stále otvoreným, a že na tomto ohreve budú mať svoj podiel viaceré typy vln, napr. Alfvénove vlny, rýchle magnetohydrodynamické vlny, zvukové vlny a pod. Jednou z možností prejavu pôsobenia týchto vln by mohli byť aj pozorovateľné zmeny intenzít alebo profilov emisných spektrálnych čiar koróny, najmä zelenej alebo červenej čiary. Doterajší výskum ukázal, že periodické zmeny (oscilácie, vlny) s periódou okolo 5 min. v intenzitách zelenej koróny väčšinou existujú, napr. Tsubaki (1988), Minarovjeh a iní (1983), i keď pozorované periódny medzi jednotlivými pozorovaniami sa dost' líšili: od 4 do 6 min, prípadne sa nenašli vôbec. Okrem vyššie uvedených periodicít, s menšou amplitúdou sa pozorovali aj periodicity s trvaním okolo 235 s, 80 s, 43 s, a 30 s. Pasachoff a Landman (1984) na základe zatmeňových pozorovaní detegovali oscilácie s trvaním 2,0 – 0,5 s. Rušin a Minarovjeh (1991) v dodatku svojho referátu oznámili prítomnosť s trvaním okolo 12 a 7 s. Zdôraznili tiež, že významnosť jednotlivých oscilácií počas rôznych meraní nie je stála, ale premenlivá v závislosti od toho, v ktorom mieste slnečnej koróny sa robí. Napríklad, 5-minútové oscilácie sa najčastejšie pozorujú nad aktívnymi oblasťami fotosféry, t. z. v škrvnotvornej zóne, ale sú prípady, keď sa nepozorujú ani tam. Podobne je to aj s amplitúdou týchto 5-minútových oscilácií. Maximálne amplitúdy 30 s a 12 s oscilácií sa najčastejšie pozorovali v polárnych oblastiach Slnka. Vychádzajúc z reálnych podmienok v slnečnej koróne

a výslednej integrovanej intenzity čiary pozdĺž zorného lúča, frekvencia jednotlivých oscilácií nemôže byť trvalá, a pozorovania to plne potvrdzujú. Kým periodické zmeny intenzít zelenej koróny boli známe, takmer nič sa nevedelo o tom, či podobné variácie sa pozorujú aj v iných emisných čiarach. Rušin a Minarovjeh (1991) poukázali po prvýkrát na existenciu oscilácií v integrálnej intenzite červenej čiary. Berúc do úvahy výsledky Koutchmyho (1981), ktorý namerlal 5-minútové oscilácie v bielej koróne počas zatmenia Slnka, zdá sa, že 5-minútové oscilácie budú pozorovateľné v ľubovolnej koróne či spektrálnej čiare.

Okrem vyššie uvedených periodických variácií svietivosti v integrovaných intenzitách emisných čiar, pozorovali sa v jej intenzitách neperiodické zmeny, ktorých trvanie sa odhadovalo na niekoľko minút až hodín, a bolo spájané s prítomnosťou koronálnych kondenzácií, či poerupčných slučiek, napr. Waldmeier (1956), Rušin (1970). V oboch prípadoch, tieto zmeny predstavujú veľkoškálove zmeny v dynamike či štruktúre slnečnej koróny. Fotoelektrický fotometer (Minarovjeh a Rybanský, 1992) umožňuje kontinuálne získavať integrálne intenzity v tom istom mieste koróny asi po dobu 45 minút (zmeny vyvolané rotáciou budeme v tomto časovom období pokladať za minimálne). Ukazuje sa, že variácií v intenzitách slnečnej koróny je podstatne viac ako sme doposiaľ predpokladali.

Predmetom tohoto príspevku je poukázať na značnú periodickú a neperiodickú variabilitu integrálnych intenzít, ktoré boli namerané na koronálnej stanici Lomnický štít. Uvedené typy pozorovaní, ako sme už v úvode naznačili, môžu prispieť nielen k riešeniu otá-

zok ohrevu koróny, ale vniesť aj svetlo do interpretácie polarizačných meraní, prípadne študovať taký plazmový parameter akým je hustota či máloškálová dynamika koróny.

## 2. POZOROVANIA

Spektrálne pozorovania intenzít zelenej a červenej koronálnej čiary sa robili 20 cm koronografom na koronálnej stanici Lomnický štít pomocou fotoelektrického fotometra, ktorého detailný opis uvádzajú Minarovjeh a Rybanský (1992). Tu by sme v hrubých rysoch len uviedli, že na určovanie integrálnej intenzity zelenej koronálnej čiary sa v spektre používa šírka 0,4 nm, pre spojité pozadie spektra (kontinuum) 0,17 nm v mieste vlnovej dĺžky 531,05 nm. Pre červenú koronálnu čiaru platia nasledovné údaje: 0,3 nm pre šírku čiary aj kontinua, ktoré je posunuté voči centru emisnej čiary o 1,4 nm smerom k červenému koncu spektra. Merania v čiare aj v pozadí sa vykonávajú súčasne. Integrálna intenzita spektrálnej čiary sa vypočíta z nameraných kalibračných a pozorovacích dát. Kalibračné dáta sa získajú pred každým pozorovaním meraním temného toku a meraním integrálnych intenzít vo vyššie uvedené oblastiach spektra cez neutrálny filter v strede slnečného disku. Pozorovacie dáta sa získavajú meraním integrálnych intenzít koróny v tých istých oblastiach spektra. Patrolné pozorovania koróny sa robia vo výške 50 oblúkových sekúnd nad slnečným okrajom.

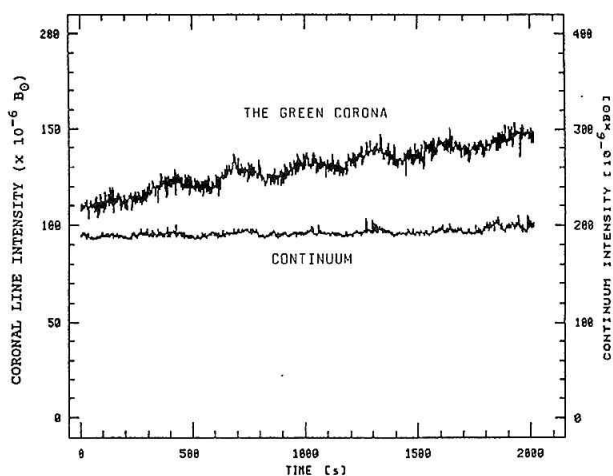
Jednotlivé merania časových radov sú robené s krokom po 2,56 s, s trvaním doby integrácie 1,28 s, vo zvolenej výške nad slnečným povrchom. Rozsah výšok v ktorých sa merania robia môže byť ľubovoľne zvolený od 50" (asi 42 000 km) do 3 minút. Výška meracej štrbiny sa určuje kurzormi na obrazovke a obvykle je asi 10" (7200 km).

Napozorované data časových radov sú spracovávané metódou FFT. Získané výkonové frekvenčné spektra nám charakterizujú frekvencie periodických zmien intenzít meraných koronálnych čiar. Vzhľadom na vzorkovaciu dobu 2,56 s, horná hraničná frekvencia výkonového spektra je 5,12 s.

## 3. VÝSLEDKY A KRÁTKA DISKUSIA

Štúdium krátkodobých variácií v spektrálnych intenzitách emisných čiar koróny, ktoré sú výsledkom dynamickej aktivity koróny, s novým koronálnym fotometrom sa začalo robiť na Lomnickom štíte od r. 1990 a pokračuje dodnes. K dispozícii sú desiatky meraní, na základe ktorých sme si dovolili urobiť nasledujúce závery (alebo klasifikáciu týchto variácií či dynamickej zmien).

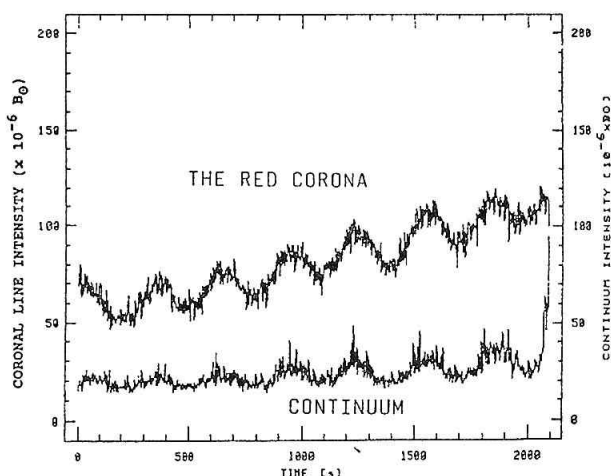
K prvým a najznámejším periodickým zmenám v integrálnej (ale nielen v nej) intenzite zelenej koróny patrili zmeny intenzít s maximálnou amplitúdou okolo 300 s, ktoré sú dobre detekovateľné aj vo fotosfére, napr. Dollfus (1990). Tento typ periodických zmien je uvedený na obr. 1 pre zelenú korónu a na obr. 2 pre



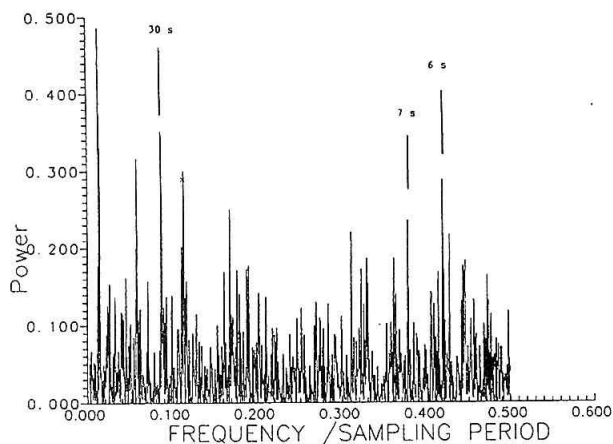
Obr. 1 Časový priebeh 5 minútových oscilácií zelenej koróny

červenú korónu. Ukázalo sa, že najčastejšie pozorovaná perióda je okolo 328. Menej často sa pozorovali oscilácie s trvaním 316 s a 319 s. Vo všeobecnosti by sa mohlo povedať, a to platí aj pre iné periodicity, že sa grupujú okolo určitej periódy, ktoré pripomína maxwellovské rozdelenie. Výnimočne sa v zelenej koróne pozorovala maximálna amplitúda s trvaním 422 s, 288 s, 273 s, a viackrát s trvaním 187 s. Všetky vyššie uvedené periodicity sa pozorujú výlučne v škrvnotvornej zóne, a naviac, tento pulzačný charakter sa v priebehu pozorovania môže meniť, t.z. zosilňovať alebo zoslabovať (je to dobre vidieť aj z pripojených obrázkov), prípadne úplne vymizne. Na póloch alebo v ich blízkosti, prípadne priamo nad rovníkom alebo v jeho tesnej blízkosti, 5-minútové či im podobné oscilácie sa nepozorovali. To by mohlo naozaj svedčiť o tom, že tento typ zmien bude úzko súvisieť s osciláciami detekovanými vo fotosfére.

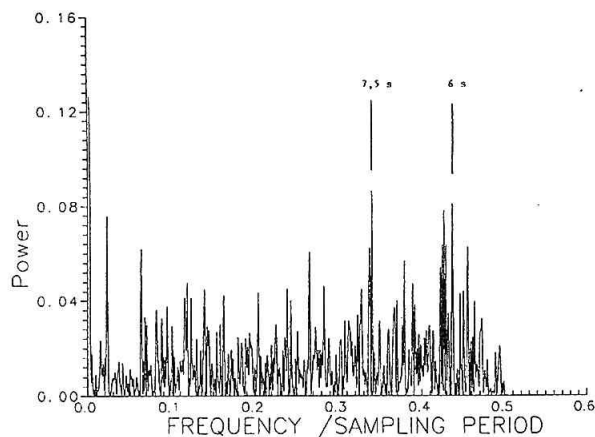
Ďalším typom periodických zmien, ktoré sú záujmom pozornosti, ovšem významnosť ktorých je v porovnaní s 5-minútovými osciláciami menšia (nie vždy), sú nasledovné oblasti: od 80 do 119 s, s preferenciou k hodnote 83 s. Potom nasledujú ďalšie: 38-43 s, 28-35 s, 21-25 s okolo 12 s, 10 s, 7,0-7,5 s a 5,5-6,0 s. V mno-



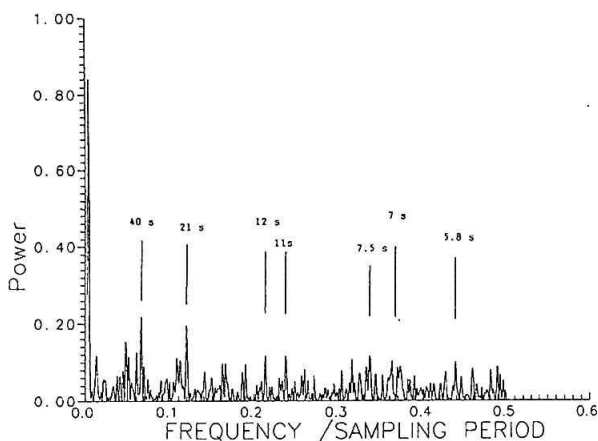
Obr. 2 Časový priebeh intenzít červenej koróny



Obr. 3 Výkonové spektrum časových zmien intenzít zelenej koróny



Obr. 4 Výkonové spektrum časových zmien intenzít zelenej koróny



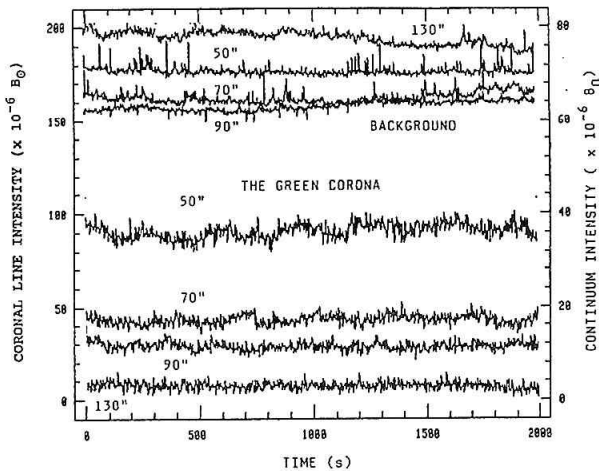
Obr. 5 Výkonové spektrum časových zmien intenzít zelenej koróny

hých prípadoch je situácia dosť komplikovaná, ale chceli by sme zdôrazniť, že pri porovnaní výkonových spektier pre čiaru a jej pozadie, sa maximá pozorované v čiare nekryjú s maximami pre pozadie, takže dá sa predpokladať, že ich pôvod nie je rovnaký, t.z. spôsobený zmenami v zemskej atmosfére. Tá komplikácia spočíva najmä v tom, že pozorovaná perióda sa nedá od prípadu k prípadu stotožniť, ale získané hodnoty oscilujú okolo vyššie uvedených časových intervalov. V tomto type pozorovaní snáď existujú jedna či dve výnimky, a to pre oscilácie okolo 30 s, 12 s, alebo 7 s, kedy sa vo viacerých prípadoch pre uvedené zmeny pozorovali maximálne amplitúdy. Výsledky sú uvedené na obr. 3 a 4. Pripomíname, že tento typ periodických zmien bol pozorovaný najmä v polárnych oblastiach Slnka (vo vysokých heliografických šírkach), a navyiac, z uvedených obrázkov je zrejmé, že sa tam nepozorovali 5-minútové zmeny, a samotné 30 s, 12 s alebo 7 s oscilácie sa nepozorujú po celý čas záznamu, ale len v určitej perióde. Typický príklad výkonového spektra, kde sa pozorujú viaceré krátkoperiodické zmeny intenzít je uvedený na obr. 5.

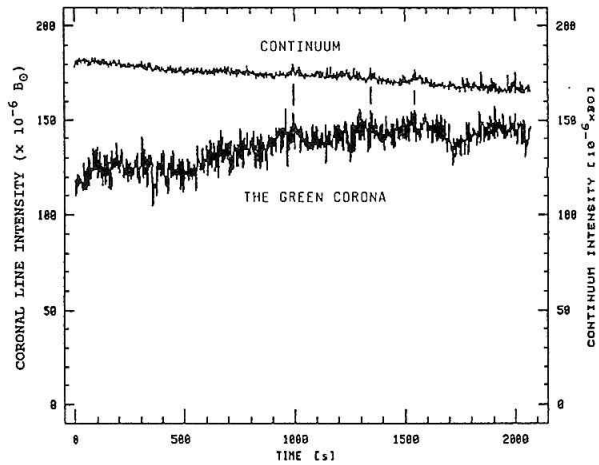
Veľmi často sa pri pozorovaných osciláciách dá nájsť ich vzájomná kombinácia, t.z. že nízko-frekvenčný mód je násobkom niektorého vysoko-frekvenčného módu. Tento záver vcelku dobre súhlasí s teoretickými výpočtami, ktoré pre korónu svojho času urobili Koutchmy a iní (1983). Okrem toho sa ukázalo (pozri obr. 6), že amplitúda periodických zmien v intenzite zelenej koróny s rastúcou výškou nad povrchom Slnka klesá. Z uvedeného vyplýva, že ak pozorujeme vysoko nad slnečným okrajom, nemusíme pravidelné zmeny intenzít vôbec registrovať, alebo sú len také malé, že sa im nevenuje pozornosť.

Okrem oscilácií a dlhoperiodických zmien intenzít emisnej zelenej a červenej koróny, ktoré sú už dlhšie známe a ktoré sa menia v dlhodobej časovej škále (zmena s cyklom, vývojom aktívnej oblasti, rotáciou a pod.), existujú v integrálnych intenzitách nasledovné krátkoperiodické variácie:

(a) neperiodické zmeny intenzít (naše pozorovania v tom istom mieste koróny za určitých predpokladov trvajú okolo 20 minút), pri ktorých sa ich intenzita môže zmeniť až o 50 percent (v polárnych oblastiach a pri červenej koróne aj viac). Ani na základe väčšieho množstva pozorovaní sa nám v tom nepodarilo nájsť nijakú zákonitosť. Pripomíname, že stabilita fotometra je lepšia ako 1 percento, a za uvedené zmeny považujeme len tie prípady, keď pozadie bolo takmer konštantné. Uvedené pomalé variácie sa pozorovali v ľubovoľnom mieste koróny, a nemajú nijaký súvis s náhlymi zmenami, ktoré sa v aktívnych oblastiach slnečnej koróny, koronálnych kondenzáciách, pozorovali už skôr, napr. Waldmeier (1956), Křivský a Makarov (1966), Rušin (1970), alebo ktoré sa pozorujú s vývojom poerupčných slučiek a ich odrazom v emisnej koróne, napr. Rušin a Scheirich (1984), alebo ktoré sú spojené s úbytkom hmoty po ejejkcii koronálnej



Obr. 6 Časový priebeh zmien intenzít zelenej koróny v závislosti od výšky nad slnečným povrchom (v hornej časti je uvedený časový priebeh zmien intenzít kontinua)



Obr. 7 Príklad neperiodických zmien intenzít zelenej koróny

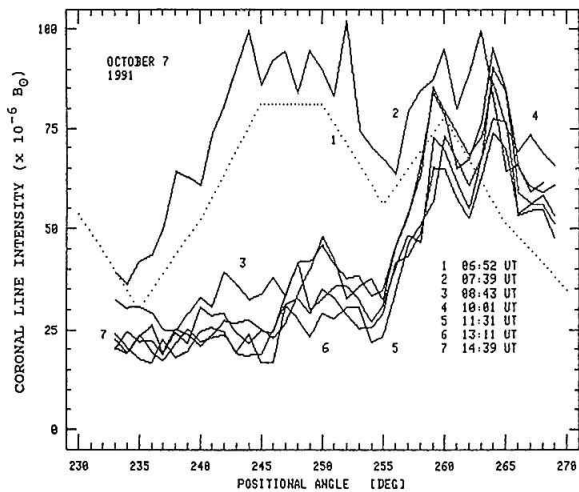
látky, napr. Rušin a Rybanský (1982). Uvedené zmeny, môžeme im hovoriť aj fluktuácie, by mohli reprezentovať akúsi globálnu vlnu (vlny) šíriacu sa korónou, ktorá vyvoláva zmeny jej intenzít (na základe čisto pozorovateľského hľadiska sa vie, že merané intenzity, robené hoci aj krátko po sebe, nikdy neboli rovnaké). Pôvodne sa predpokladalo, že tieto zmeny sú väčšinou výsledkom nepresnosti fotografickej fotometrie, ale v našom prípade takéto vysvetlenie nie je na mieste. Podobný záver vyplýval aj z práce Rybanského a Rušina (1987), ktorým sa pokúšali vysvetliť rozdielne intenzity, získané na jednotlivých koronálnych staniách, ak sa nerobili v tom istom čase. Príklad takejto neperiodickej zmeny intenzít zelenej koróny (vrátane kvázipäťminútových oscilácií) je uvedený na obr. 7. Typický príklad variácií intenzít zelenej koróny nad aktívnou oblasťou v závislosti na pozícnom uhle a čase, a jej minimálnych zmien mimo aktívnej oblasti je uvedený na obr. 8.

(b) Krátkotrvajúce neperiodické zjasnenia (obr.7) intenzít s trvaním 20-40 s, pri ktorých sa intenzita čiary aj pozadia môže súčasne zmeniť asi o 10-20 percent.

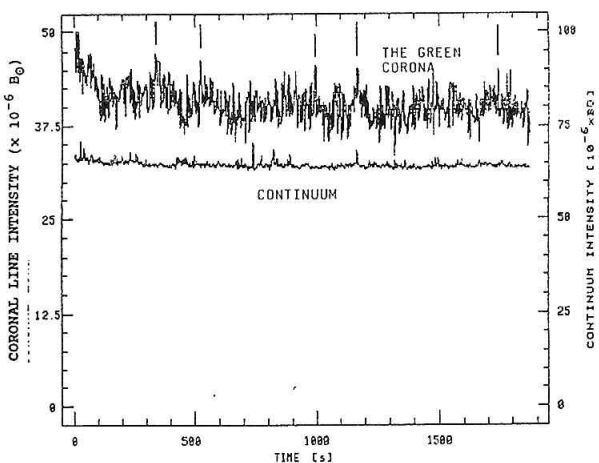
(c) Krátkotrvajúce neperiodické zjasnenia (obr. 9), pozorované len v intenzite čiary, s trvaním okolo 5-10. Pozorovaná intenzita môže vzrásť až o 20 percent. Pripomíname, že pozadie je konštantné.

(d) Zjasnenia pozorované v čiare aj pozadí (obr. 10), pričom tento nárast v oboch intenzitách môže byť až o 50 percent. Celý priebeh môže trvať do 20 minút, ale má odlišný časový priebeh. Kým v „nábehovom“ čase sa intenzita čiary postupne zvyšuje, pozadie je konštantné (pripomína to akýsi predohrev). V čase maximálneho zjasnenia, priebeh oboch intenzít má impulzný charakter, s trvaním jedného impulzu okolo niekoľko málo sekúnd (5-10). Po takom „erupčnom“ priebehu, ktorý pripomína náhle rádiové alebo röntgenové vzplanutia, obe intenzity sa vrátia k svojim pôvodným hodnotám.

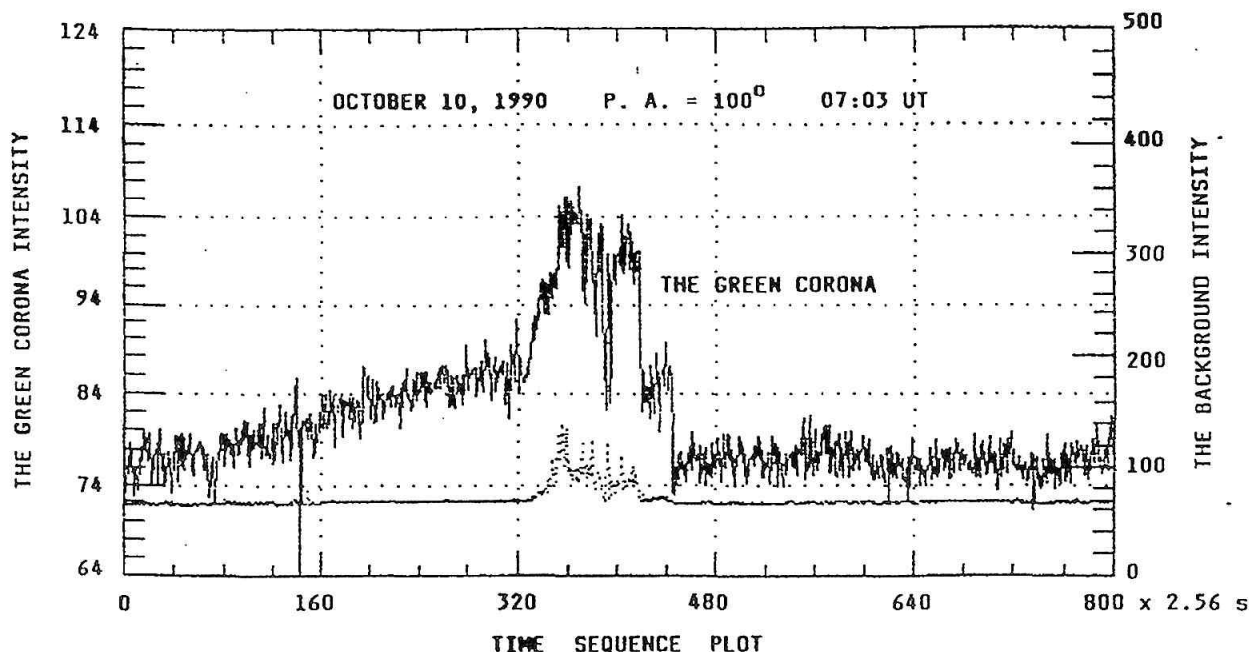
Nové merania s fotoelektrickým fotometrom ukázali, že slnečnú korónu treba chápať ako máloškálový



Obr. 8 Variácie intenzít zelenej koróny v závislosti od času a pozícného uhla. Bodkovaná krivka (1) je patrolné pozorovanie s krokom 5 stupňov. Ostatné krivky sú pozorovania s krokom v pozícnom uhle 1 stupeň



Obr. 9 Príklad krátkodobých zmien intenzít zelenej koróny, prejavujúcich sa iba zmenami v koronálnej čiare



Obr. 10 Atypický príklad neperiodickej zmeny korónálnej čiary aj pozadia

dynamický útvar, a zrejme oveľa komplexnejšie reagujúci na dynamické procesy, ktoré prebiehajú či už vo fotosfére, chromosfére alebo samotnej koróne (dôsledky po erupciách, eruptívnych protuberanciách a pod.). Kým oscilácie sa dajú pomerne jednoducho vysvetliť ako odraz oscilácií a vln pozorovaných v chromosfére, komplikovanejšie je vysvetlenie v nami uvedených prípadoch (b) – (d).

Za najjednoduchšie vysvetlenie v týchto zjasneniach by sme považovali tie prípady, keď sa pozoruje súčasne vzrast v intenzite čiary aj pozadia. Môžu byť spôsobené prienikom prudkého toku častíc (zvýšenie elektrónovej koncentrácie). Žiaľ, na základe našich pozorovaní sa nedá povedať, ktorým smerom sa tento pohyb deje: z dolných vrstiev do koróny alebo opačne. Nič nie je možné povedať ani o rýchlosti, akou tento proces prebieha. Menej pravdepodobné je vysvetlenie, že v smere zorného lúča dochádza ku kmitaniu malých štruktúr koróny, pretože tieto malé štruktúry by museli mať dostatočne vysokú elektrónovú koncentráciu. Na druhej strane ale, ak nie oba prípady (b) a (c), prípadne aj (d), tak potom aspoň prípad (c) by sme mohli vysvetliť ako dôsledok mikroerupcií, ktorými sa snaží Parker (1991) alebo Rybanský (1990) vysvetliť ohrev slnečnej koróny. Dôsledkom mikroerupcie by mala byť určitá vlna, ktorá svojím prechodom by mohla krátkodobé zjasnenie emisnej koróny spôsobiť (zvýšená teplota), a nepotrebujeme k tomu zvýšenú elektrónovú hustotu.

Prípad (d) môže mať dvojaké vysvetlenie: alebo bude súvisieť s prienikom elektrónov alebo s prechodom veľmi hustých korónálnych slučiek pozorovacou štrbinou, ktorá je nasmerovaná v určitej oblasti koróny. Nejasným zostáva pomalé postupné zvyšovanie intenzity čiary, pred samotným impulzným priebehom, po-

zorovaným v čiare aj pozadí, ktoré by mohlo mať podobný mechanizmus, aký sa pozoruje a spája s „poslami“, ktoré sa pozorujú pri niektorých ejakciách korónálnej látky (tranzientoch). To znamená, že pred prechodom malých slučiek (alebo tokom elektrónov), je tu nedefinovaný mechanizmus, vedúci k zvýšeniu korónálnych intenzít. Koniec koncov, ak závery Smartta a Zhangovej (1984) sú správne, potom sa podobné náhle zmeny pozorovali aj v monochromatickej červenej koróne (pozorovanie bolo robené cez úzkopásmový filter).

#### 4. ZÁVER

Pozorovania s novým, veľmi citlivým fotometrom ukázali, že slnečná koróna (emisná aj biela), je nielen vysoko štruktúrna v teplote aj hustote, ale je preniknutá aj množstvom rôznych vln a vlnení a vysoko dynamická v máloškálových prejavoch. Všetky tieto vlastnosti dokonale odrážajú vyššie popísané krátkotrvajúce variácie jej intenzít. Detailnejšie štúdium týchto javov môže viesť nielen k riešeniu otázok ohrevu slnečnej koróny, ale aj prípadne k riešeniu ďalšieho problému, ktorým je stále aktuálny: dopĺňanie hmoty do slnečnej koróny (ako je všeobecne známe, hmota slnečnej koróny je odnášaná slnečným vetrom do medziplanetárneho priestoru). Popri možnom mechanizme dopĺňovania hmoty do slnečnej koróny cez určitý typ protuberancií, napr. Rušin a iní (1991), by to mohli byť vyššie uvedené mikroerupcie. Tento typ pozorovaní zároveň ukazuje, akú opatrnosť je treba venovať interpretácií polarizačných meraní, pretože stupeň polarizácie môže byť krátkotrvajúcimi variáciami intenzít umelo zvýšený bez jeho reálnej podstaty.

## LITERATÚRA

- Dollfus, A.: 1990, *Solar Phys.* **129**, 1.
- Koutchmy, S.: 1981, *Space Sci. Rev.* **29**, 375.
- Koutchmy, S.; Zugzda, Ju. D. and Losanc, V.: 1983, *Astron. Astrophys.* **120**, 185.
- Křivský, L. and Makarov, V. A.: 1966, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **17**, 234.
- Minarovjech, M. and Rybanský, M.: 1992, *Solar Phys.* **139**, 1.
- Minarovjech, M.; Rušin, V. and Rybanský, M.: 1983, *Publ. of Debrecen Heliophys. Obs.* **5**, 511.
- Parker, E. N.: 1991, in *Mechanisms of Chromospheric and Coronal Heating*, P. Ulmschneider, E.R. Priest and R. Rosner (eds.), Springer-Verlag, Berlin, s. 615
- Pasachoff, J. M. and Landmann, D. A.: 1984, *Solar Phys.* **90**, 325.
- Pasachoff, J. M. and Ladd, E. F.: 1987, *Solar Phys.* **109**, 365.
- Rušin, V.: 1970, *Diplomová práca*, UK, Bratislava.
- Rušin, V. and Minarovjech, M.: 1991, in *Mechanisms of Chromospheric and Coronal Heating*, P. Ulmschneider, E. R. Priest and R. Rosner (eds.), Springer-Verlag, Berlin, s. 30.
- Rušin, V. and Rybanský, M.: 1982, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **33**, 219.
- Rušin, V. and Scheirich, L.: 1984, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **35**, 191.
- Rušin, V.; Dermendjiev, V.; Rybanský, M. and Buyukliev, G.: 1990, in *Basic Plasma Processes on the Sun*, E. R. Priest and V. Krishan (eds.), Kluwer, Holland, s. 347.
- Rybanský, M.: 1990, *súkromná informácia*.
- Rybanský, M. and Rušin, V.: 1983, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **34**, 79.
- Smartt, R. N. and Zhang, Z.: 1984, *Solar Phys.* **90**, 315.
- Tsubaki, T.: 1988, in *Solar and Stellar Coronal Structure and Dynamics*, R. C. Altrock (ed.), NSO/Sacramento Peak, Sunspot, s. 140.
- Waldmeier, M.: 1956, *Z. Astrophys.* **40**, 22.

# Dlhodobé variácie svietivosti slnečnej koróny

*J. Sýkora, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*

## Abstrakt

Za obdobie 1943-1991 je skúmané veľkorozmerové rozloženie jasnosti emisnej koróny FeXIV 530,3 nm nad slnečným povrchom. Graficky demonštrujeme špecifické vlastnosti tohoto rozloženia v heliografickej dĺžke a heliografickej šírke a poukazujeme na určité zvláštnosti variability a periodicity takéhoto rozloženia v priebehu slnečných cyklov.

## 1. ÚVOD

K štúdiu zákonitostí periodicity a variability slnečnej činnosti a Slnka ako celku logicky patrí aspoň občasné publikovanie dĺžkovo-šírkového rozloženia najrôznejších prejavov slnečnej aktivity či neaktivity po slnečnom povrchu. Deje sa tak obyčajne na základe patrolných pozorovaní najrôznejších prejavov slnečnej činnosti. Vynaložené úsilie má nádej premietnuť sa prinajmenšom do dvoch čiastkových oblastí poznávania slnečného telesa: (1) napomáha pochopiť súvislosti medzi jednotlivými prejavmi aktivity Slnka a cez zovšeobecnenie poznaných súvislostí pochopiť fyziku tejto aktivity; (2) umožňuje mnohostranne charakterizovať správanie sa slnečného telesa ako jednej z hviezd.

V tejto práci k uvedeným účelom ponúkame analýzu dĺžkovo-šírkového rozloženia svietivosti emisnej koróny Slnka, registrovanej pravidelne vo svetle spektrálnej čiary FeXIV 530,3 nm. Patrolné merania intenzity tejto čiary sú pravidelne publikované v *Quarterly Bulletin on Solar Activity*, ďalej v *Solar Geophysical Data* a okrem toho si ich zainteresované observatória a pracovníci promptne vymieňajú medzi sebou. V podstate sa uvedené merania vykonávali a sú vo väčšej či menšej miere dostupné až od 40-tich rokov tohoto storočia.

Samozrejme, že so zámerom podobným nášmu bolo už publikovaných v minulosti veľmi veľa prác. Je nad rámec rozsahu tejto práce čo len v kocke ich sumarizovať a hodnotiť. Predsa však uvedieme citácie aspoň niektorých, z oblasti „zelenej“ koróny najpodstatnejších – Trellis (1957), Gnevnyšev (1963, 1967, 1977), Waldmeier (1950, 1957a, 1957b, 1971), Rušin a Rybanský (1989 a v tomto zborníku). My sami sme sa problematikou zaoberali v dvoch prehľadových článkoch (1980, 1989) a publikovali sme tiež Atlas synoptických máp zelenej koróny za obdobie 1947-1976 (Letfus a Sýkora, 1982). Vo všetkých uvedených prácach je prezentovaných množstvo veľmi podstatných záverov

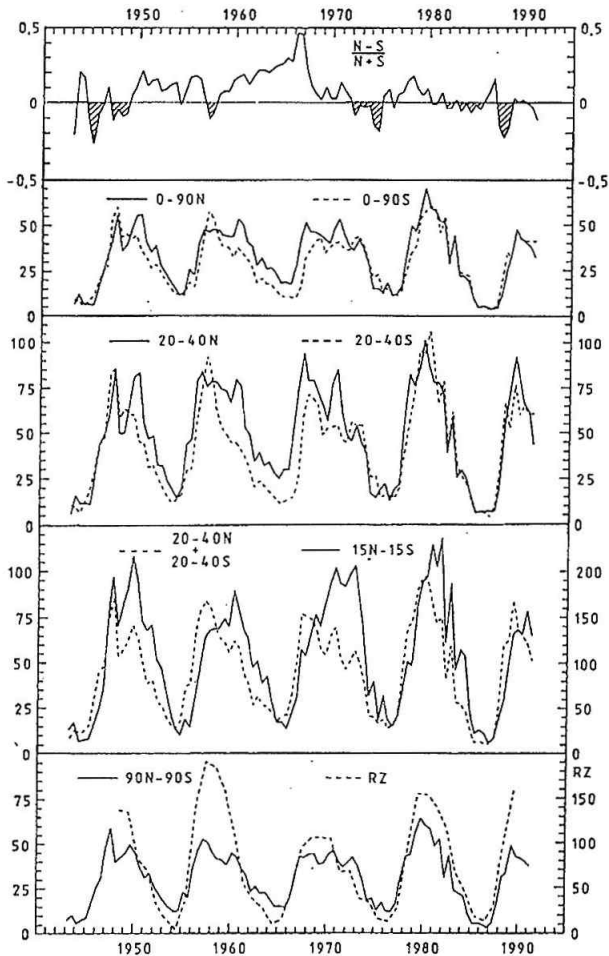
a väčšinou aj popísaný spôsob získania a redukcie vstupných údajov.

## 2. DĹŽKOVO-ŠÍRKOVÉ ZMENY JASNOSTI KORÓNY FeXIV 530,3 nm V OBDOBÍ 1943-1991.

Ako hlavnú prednosť tejto práce chceme zdôrazniť skutočnosť, že poskytuje v obrázkovej forme predstavu o dĺžkovo-šírkovom rozložení svietivosti zelenej koróny za doteraz najdlhšie časové obdobie, menovite 1943-1991. Použité údaje rôznych koronálnych observatórií boli redukované na jednotnú fotometrickú škálu- škálu observatória Pic du Midi. Metóda k tomu použitá je popísaná v Sýkora (1971). Značnú časť grafického materiálu tejto práce sme publikovali aj v číselnej forme (Sýkora, 1992).

Na Obr. 1 v dolnej časti znázornený plnou čiarou dlhodobý priebeh intenzity zelenej emisnej koróny a je porovnaný s priebehom relatívneho čísla slnečných škvŕn ( $R_z$ ). Je vidieť takmer súhlasný časový priebeh oboch parametrov v zmysle veľmi výraznej preukázateľnosti 11-ročného slnečného cyklu. Zároveň ale možno súčasne konštatovať zreteľne zložitejšiu štruktúru koronálnych cyklov oproti cyklom škvŕnovým, ale hlavne, podstatne menšie fluktuácie výšok koronálnych cyklov oproti cyklom slnečných škvŕn. Zdá sa, akoby sa koróna počas maxím cyklov v istom zmysle hustotne (a tým aj svietivosťou) satureovala a nebola schopná v extrémnych prípadoch sledovať ďalší nárast (výšku cyklu) relatívneho čísla slnečných škvŕn.

Tri stredné časti Obr. 1 ukazujú priebeh koronálnych intenzít v naznačených zónach heliografických širok. Takáto prezentácia údajov je vhodná ako z hľadiska poznania šírko-dĺžkovej dynamiky koronálnej aktivity na samotnom Slnku, tak aj v záujme rozlíšenia špecifickej úlohy jednotlivých šírkových zón v odzvuchoch koronálnej aktivity v heliosfére, prípadne v reťazi fyzikálnych vzťahov systému Slnko-Zem. Napríklad zreteľný skorší nástup aktivity (o 1 rok?) vo vyšších heliografických šírkach (čiarkovaná čiara v druhej časti



Obr. 1: Časový priebeh intenzity zelenej emisnej koróny FeXIV 530.3 nm pre vybrané zóny heliografických šírok. Vertikálne škály predstavujú absolútne koronálne jednotky počítané na 5° heliografickej šírky.

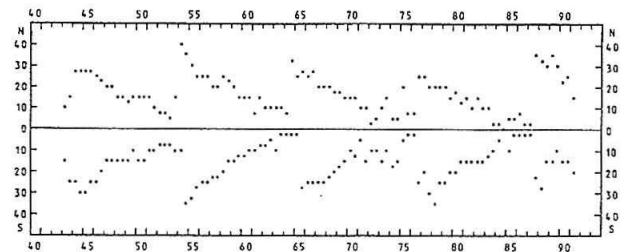
Obr. 1 zdola) oproti rovníkovej zóne (plná čiara) a odraz tejto skutočnosti v modulácii kozmických lúčov sú čiastočne diskutované v Parisi et al. (1992).

Tretia, ale hlavne štvrtá časť Obr. 1 zdola dáva predstavu o kvantitatívnych a časových rozdieloch koronálnej aktivity na severnej a južnej pologuli Slnka. Rozdiely sú v oboch dimenziách naozaj významné. Svedčí o tom aj horná časť obrázku, kde prezentujeme dlhodobý priebeh severo-južnej asymetrie zelenej emisnej koróny, počítanej z údajov 0-90N a 0-90S podľa vzťahu  $A = N-S/N+S$ , kde  $N = 0-90N$  a  $S = 0-90S$ . Predpokladáme neskôr analyzovať túto asymetriu detailne. V tejto práci chceme len poukázať na prekvapujúco výraznú kladnú severo-južnú asymetriu v rozhodujúcej časti obdobia 1943-1991. Zvlášť v rokoch 1949-1971 by táto skutočnosť mala mať nejakú preukázateľnú odozvu aj v polohe tokovej vrstvy medziplanetárneho magnetického poľa, resp. v iných vlastnostiach heliosféry.

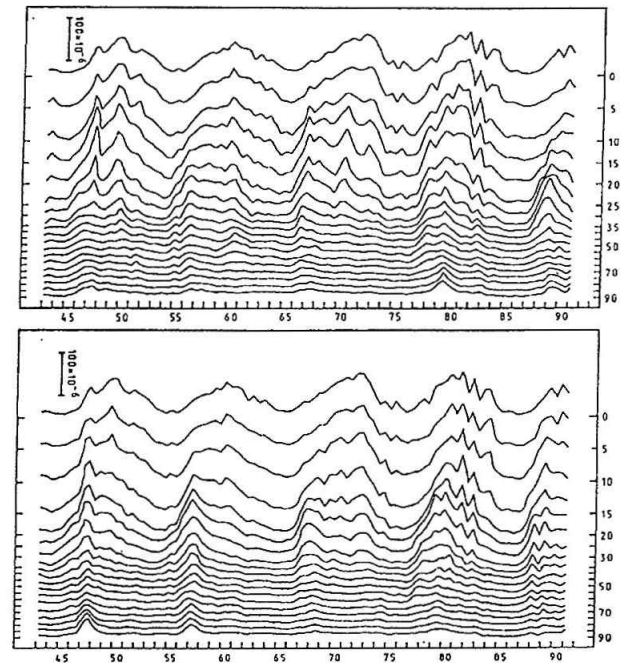
Na Obr. 2 demonštrujeme detailnejší prístup k šírko-časovému rozloženiu koronálnej aktivity. Bodmi sú označené polohy v heliografickej šírke a čase, v ktorých priemerná intenzita zelenej emisnej koróny za polročné obdobie dosiahla maximálne hodnoty, a to

oddelene na severnej a južnej pologuli. Už pri pomerne malej obrazotvornosti možno (predpokladáme) vidieť, že pomerne pravidelný postupný posuv aktivity z vyšších heliografických šírok ku rovníku (Spörerov zákon) je 3-4 roky pred koncom 11-ročných cyklov narušený. Dochádza k určitému zlomu a v ďalšom heliografická šírka najaktívnejších miest koróny klesá pomalšie a nepravidelne, prípadne sa zvýši. Tento výsledok zapadá do mozaiky iných a potvrdzuje mnohstranne zvláštny charakter slnečnej aktivity 3-4 roky pred koncom slnečných cyklov. Jednou z hlavných zvláštností tohoto obdobia je výrazná 27-dňová rekurencia javov na Slnku (medzi iným koronálnych dier) prejavujúca sa vo vysokej rekurentnej emisivite slnečného vetra a následne geoaktivity.

Na Obr. 2 je tiež vidieť, že v jednotlivých cykloch aktivity nastupuje v rôznych heliografických šírkach – rozdiely sú až 10°. Našej skoršej domnienke (Sýkora,

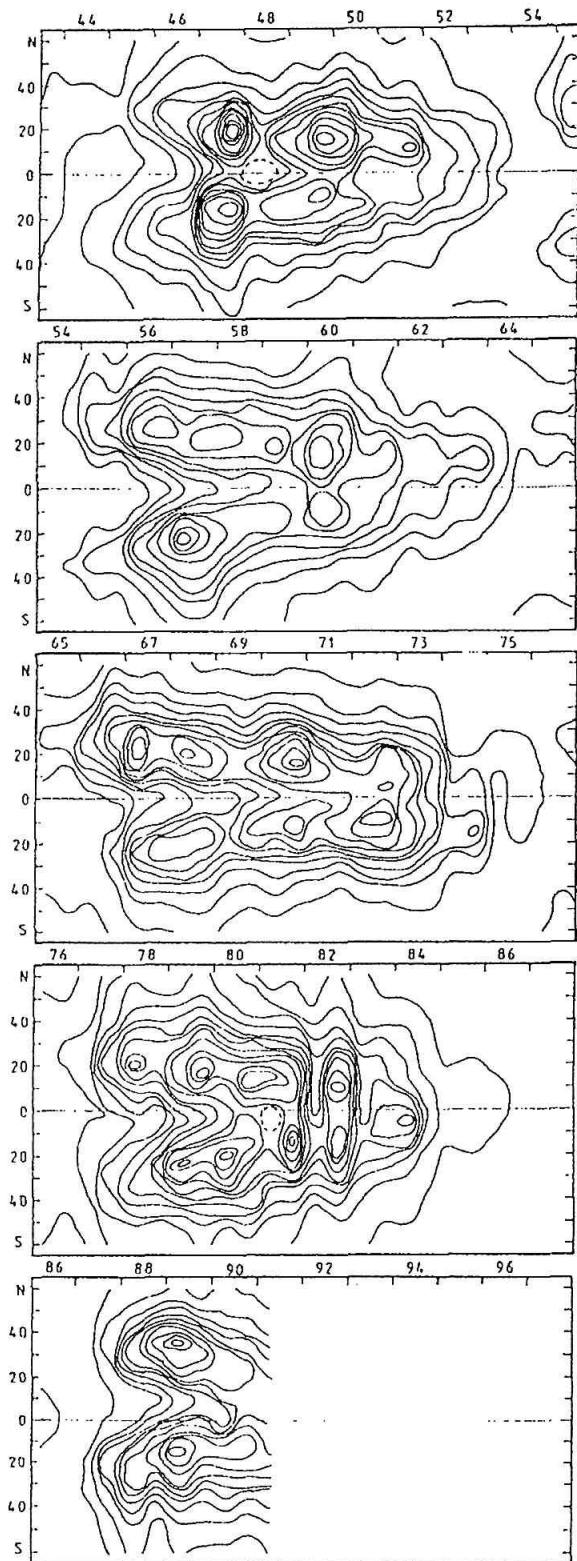


Obr. 2 Bodmi sú vyznačené polohy, v ktorých priemerná intenzita za polročné obdobia dosiahla maximálne hodnoty, oddelene na severnej a južnej pologuli.



Obr. 3 Priebeh intenzity zelenej emisnej koróny osobitne pre každých 5 stupňov heliografickej šírky. Na zvislej osi sú znázornené nulové hladiny jednotlivých kriviek a v ľavom hornom rohu je znázornená škála intenzít v tzv. absolútnych koronálnych jednotkách.





Obr. 4: Mapy izofôt koronálnej jasnosti pre posledných 4.5 slnečných cyklov. Izofoty sú vykreslené s krokom 10 absolútnych koronálnych jednotiek.

1984), že totiž výška (mohutnosť) cyklu by mohla byť v pozitívnej korelácii s výškou nasadenia cyklu v heliografickej šírke na jeho začiatku, príkladáme po doplnení 21. a 22. časti cyklu menší význam. Uvedená korelácia, pokiaľ by sa ďalej skúmala a potvrdila, by totiž bola veľmi významná z prognostického hľadiska. Už na začiatku cyklu by sme s určitou pravdepodobnosťou vedeli predpovedať výšku cyklu v jeho maxime.

Myslíme, že stále zostáva otáznou realita tzv. dvojitosti slnečného cyklu, presnejšie povedané otázka existencie dvoch maxím aktivity v priebehu 11-ročného slnečného cyklu. Ídeu vyslovil Gnevýšev (1967) práve na základe analýzy koronálnych údajov a to za 19. cyklus slnečnej aktivity a obrázku veľmi podobného nášmu Obr. 3. Na tomto obrázku je ukázaný priebeh intenzity zelenej koróny osobitne pre každých 5 stupňov heliografickej šírky na oboch pologuliach Slnka (sever hore, juh dolu). Gnevýševove zistenie je v tom, že počas prvého maxima (v 19. cykle rok 1957) dochádza k významnému nárastu intenzity koróny vo všetkých heliografických šírkach súčasne, kdežto v 2. maxime (v 19. cykle roky 1959-1960) je ďalší nárast intenzity evidentný len v nižších šírkach, bližšie k rovníku. Takýto záver bol postupne zovšeobecnený ako jedna zo základných vlastností slnečného cyklu. Množstvo autorov, najmä z tzv. východných krajín túto vlastnosť hľadalo a našlo aj v iných fenoménoch slnečnej činnosti. V západných krajinách idea príliš neprerazila.

Náš názor po analýze až 4, 5 koronálnych cyklov je ten, že myšlienka dvojitého maxima slnečných cyklov má racionálne jadro, prejavujúce sa napríklad aj v tom, čo sme vyššie povedali pri komentovaní Obr. 2. Je síce pravda, že 19. cyklus je v tomto zmysle najpreukázateľnejší, ale aj v ostatných cykloch možno dvojitost maxím cyklov využiť, abstrahujúc od ešte jemnejšej reálnej štruktúry profilov cyklov.

Posledný obrázok (č. 4) poskytuje predstavu o šírko-časových zmenách koronálnej jasnosti ešte iným spôsobom, a síce pomocou máp izofôt. Z vyznačenia niektorých hodnôt pri izofotách je zrejmé, že sú kreslené s krokom 10 tzv. absolútnych koronálnych jednotiek. Možno dedukovať nasledovné skutočnosti: 1. V začiatkoch cyklov na severnej a južnej pologuli existujú rozdiely až 1-1,5 rokov. 2. Aktivita v priebehu každého jednotlivého cyklu pozostáva z niekoľkých veľkých impulzov, opakujúcich sa v priemere asi po dvoch rokoch. Táto skutočnosť sa prejavuje v kvázi-dvojročných osciláciách slnečného telesa, nájdených aj v iných prejavoch slnečnej aktivity a podľa nášho názoru mylne interpretovaných, akoby sa jednalo o globálnu vlastnosť Slnka ako hviezdy. Myslíme si, že sa v podstate jedná o vznik, vývoj a zánik tzv. komplexov aktivity, ktorých doba života je asi dva roky. Jedná sa o prejavy výrazne lokalizované na určitej, nie príliš veľkej časti povrchu Slnka. V 20. cykle takými boli napríklad známe komplexy aktivity v rokoch 1967, 1970, 1972, 1974. 3. Jadrá impulzov aktivity sa postupne

presúvajú zo širok asi  $25^\circ$  v prvých fázach cyklu k  $10^\circ$  heliografickej šírky na konci cyklov.

Podrobnejšia analýza dlhodobých variácií slnečnej koróny, porovnanie s inými prejavmi slnečnej aktivity, ako aj hľadanie odoziev v heliosfére budú predmetom ďalších článkov. Záverom radi konštatujeme, že táto práca mohla byť prevedená najmä vďaka poskytnutým garantom č. 59 a 494 Slovenskou akadémiou vied.

## LITERATÚRA

- Gnevyshev, M. N.: 1963, *Astron. Zh.* **40**, 401  
 Gnevyshev, M. N.: 1967, *Solar Phys.* **1**, 107  
 Gnevyshev, M. N.: 1977, *Solar Phys.* **51**, 175  
 Letfus, V.; Sýkora, J.: 1982, Atlas of the green corona synoptic charts for the period 1947-1976, VEDA, Bratislava  
 Parisi, M.; Storini, M.; Borello-Filisetti, O.; Mussino, V.; Sýkora, J.: 1992, in *Proc. of the First SOLTIP Symp.* (eds S. Fischer and Vandas), Praha, 159  
 Rušin, V.; Rybanský, M.: 1993, *Zb. z. 11. celoštátneho sln. seminára*  
 Sýkora, J.: 1971, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **22**, 12  
 Sýkora, J.: 1980, in „Solar and Interplanetary Dynamics“, (eds. M. Dryer and R. Tandberg-Hanssen), D. Reidel Publ. Co., Dordrecht, 87  
 Sýkora, J.: 1984, *Doktorská dizertačná práca*, Astron. ústav SAV, Tatranská Lomnica, 47  
 Sýkora, J.: 1989, „Solnečnye magnitnye polja i korona“ (ed. R. B. Replickaja), Nauka, Irkutsk, 203  
 Sýkora, J.: 1992, *Publ. Astron. Obs. Skalnaté Pleso* **22**, 55  
 Trellis, M.: 1957, *Suppl. Ann. Astrophys.* No. 5  
 Waldmeier, M.: 1950, *Z. Astrophys.* **21**, 24  
 Waldmeier, M.: 1957a, *Die Sonnenkorona*, verlag Birkhäuser, Basel  
 Waldmeier, M.: 1957b, *Z. Astrophys.* **43**, 149  
 Waldmeier, M.: 1971, in „Physics of the Solar Corona“ (ed. C.J. Macris), D. Reidel Publ. Co., Dordrecht, 130

# 158 dňové variácie v intenzite zelenej koróny: fantázia či realita?

V. Rušin, *Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*

J. Zverko, *Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*

## Abstrakt

Na základe periódovej analýzy koronálneho indexu (KI) v období rokov 1964-1991 sa ukázalo, že periodicitu v intenzite zelenej koróny (530,3 nm) s trvaním okolo 158 dní v niektorých fázach cyklu slnečnej aktivity je dosť výrazná, kým v iných fázach cyklu nie. Zdá sa, že jej výskyt pravdepodobne súvisí s rotačnou zložkou rýchlosti rotácie koróny s trvaním okolo 25,64-25,83 dňa. Okrem toho je evidentné, že dva blízke módy rýchlosti rotácie koróny v intervale 25,5-28,4 dňa sú trvalo prítomné s tým, že ich veľkosť v jednotlivých fázach cyklu je tiež premenná a navyše sa zdá, že majú tendenciu zrýchľovania.

## 1. ÚVOD

Ako je všeobecne známe, svietivosť zelenej koróny je najlepším indikátorom fotosférickej a podfotosférickej aktivity v koróne vo vizuálnej oblasti spektra, napr. Rušin a Rybanský (1990). Taktiež sa vie, že slnečná aktivita, charakterizovaná rôznymi indexmi jej prejavov má periódu okolo 11 rokov, ale súčasné porozumenie dĺžky slnečného cyklu s jej viacnásobnými či variabilnými periodicitami je ďaleko od skutočnosti. S určitou istotou sa tiež nedá povedať, ako sa pôvodná príčina slnečnej aktivity – magnetické polia – prejavujú v jej jednotlivých indexoch, t.z. aký je vzťah indexov medzi sebou navzájom, čo v konečnom dôsledku znamená, ako sa prvotná príčina aktivity prejavuje v konkrétnych fyzikálnych podmienkach Slnka a v jeho jednotlivých vrstvách atmosféry, s následným výstupom do medziplanetárneho priestoru.

V roku 1975 Rybanský (1975) navrhol KI, ktorý reprezentuje množstvo vyžiarenej energie zelenou korónou smerom k Zemi. To znamená, že je to celoslnečný, fyzikálne odôvodnený index, a preto je ľahko porovnateľný s podobnými celoslnečnými indexmi, napr. indexom röntgenového žiarenia, rádiovým žiarením, indexmi odvodenými z množstva žiarenia vo vybraných spektrálnych čiarach (napr. He I 1083,0 nm), ale tiež s najstarším a najčastejšie používaným indexom slnečných škvŕn, Wolfovým číslom.

Analýza dát KI v dlhšom časovom období môže byť užitočná aj pri analýze dát v stelárnej astrofyzike, a naopak.

V predchádzajúcich prácach, napr. Rušin a Zverko (1990), frekvenčného spektra KI sa viacmenej našli v ňom všetky periódy a periodicity, aké boli pozorované v iných slnečných indexoch. Nenašli, alebo lepšie povedané, že v samotných počiatkoch sme ani nehľada-

li významnejšiu periodicitu s trvaním okolo 152-159 dní, ktorá bola nájdená vo výskyte gama vzplanutí, jadrových gama erupcií, mäkkého a tvrdého röntgenového žiarenia, mikrovlnových vzplanutí, plôch slnečných škvŕn a pod. (Carbonell and Ballester, 1992 a práce tam citované, Verma a iní, 1992 a práce tam citované). Medzitým sme získali nové údaje KI v rokoch 1987-1991 a po prevedení analýzy frekvenčného spektra, v ktorom sa periodicitu s trvaním 158,9 dňa našla, rozhodli sme sa znova preanalýzovať aj staršie údaje. Výsledkom tejto práce bude stručná diskusia o 158 dňovej periodicitu v KI v období rokov 1964-1991.

## 2. POZOROVACIE DÁTA A METÓDA SPRACOVANIA

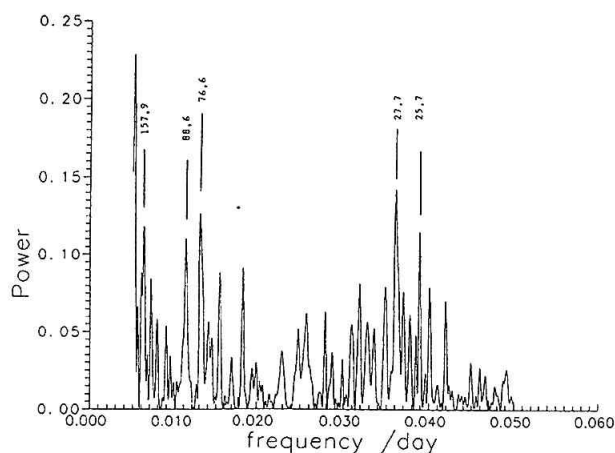
Na hľadanie vyššie spomínanej periodicity sa použili dáta KI z obdobia rokov 1964-1991 (celý dostupný interval v súčasnosti), ktoré na ďalšie spracovanie metódou FFT, boli rozdelené do nasledovných období:

- |     |                 |                   |
|-----|-----------------|-------------------|
| I   | 1964 Január 1 – | 1972 Marec 18     |
| II  | 1972 Marec 19 – | 1979 Jún 5        |
| III | 1979 Jún 6 –    | 1986 Jún 30       |
| IV  | 1986 Júl 1 –    | 1991 December 31. |

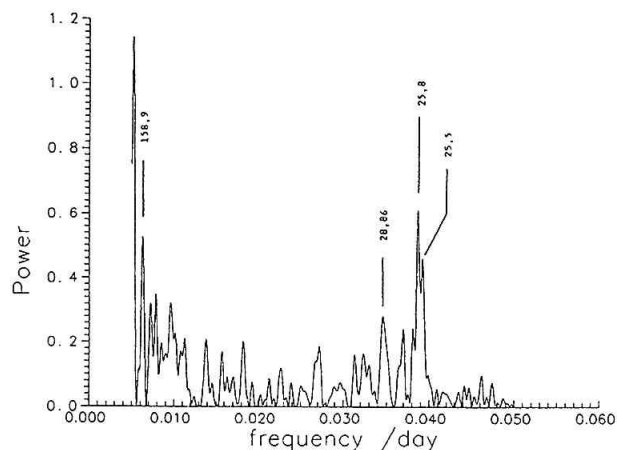
## 3. VÝSLEDKY A ZÁVERY

Frekvenčné spektrum pre jednotlivé obdobia, vyššie uvedené, sú uvedené na obrázkoch 1, 2, 3 a 4, a v Tabuľke 1. Analýza údajov sa robila len vo frekvenčnej oblasti 0,05-0,005 c/d (20-200 dní). Na ich základe môžeme povedať, že:

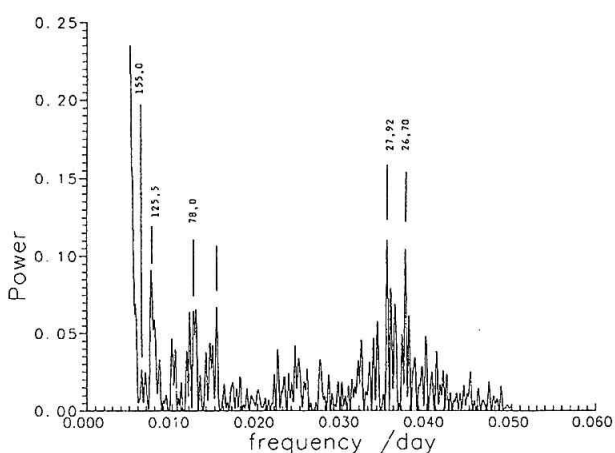
(1) periodicitu v KI s trvaním 157,6 dňa sa pozorovala v rokoch 1964-1979, a 158,9 dňa v rokoch 1986/2-1991



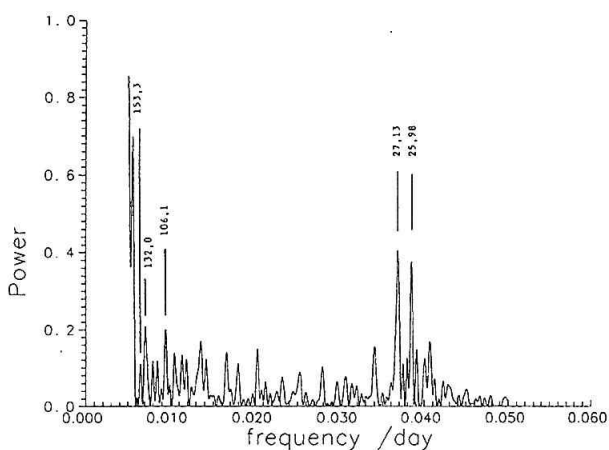
Obr. 1 Frekvenčné spektrum KI v období I



Obr. 4 Frekvenčné spektrum KI v období IV



Obr. 2 Frekvenčné spektrum KI v období II



Obr. 3 frekvenčné spektrum KI v období III

#### TABULKA 1

Niektoré krátkoperiodické zjasnenia, prípadne synodická rýchlosť rotácie koróny, určené podľa denných hodnôt KI (pre Slnko ako hviezdu). Druhá zložka rýchlosti s menšou amplitúdou je uvedená v druhom stĺpci v zátvorke.

Obdobie	Periodicita	Synodická rotácia
I (1964-1972)	157,9	27,7 (25,7)
II (1972-1979)	155,0 nevýrazná	27,9 (26,7)
III (1979-1986)	153,6 nevýrazná	27,1 (26,0)
IV (1986-1991)	158,9	25,8 (25,5)

25,65 dňa (v období I), alebo  $R(2) = 25,83$  dňa (obdobie IV). Celistvým násobkom tejto zložky rotácie číslom 6 dostávame periodicitu 153,9 alebo 155 dní, čo sú hodnoty veľmi blízke k nami nájdenej periodicite (5) potvrdili sa variabilné zložky rýchlosti rotácie zelenej koróny v jednotlivých fázach cyklu nájdené aj v rýchlosti rotácie napr. magnetických polí (Bumba a Hejna, 1992), Obridko a Scheltingová (1992). Naviac sa zdá, že rýchlosť rotácie zelenej koróny sa aspoň prechodne zväčšuje.

#### 4. DISKUSIA

Ak je zelená koróna reflexom fotosférickej (podfotosférickej) aktivity, musia sa periodicity v nej pozorované bližšie k hodnotám periodicít, aké sa pozorujú v iných prejavoch aktivity, najmä ak fyzikálne podmienky ich vzniku sú si blízke alebo sa pozorujú v rovnakej výške nad slnečným povrchom (v opačnom prípade sa dá potom študovať zmena rotácie s výškou). Z uvedenej krátkej a rýchlej analýzy vyplýva, že 158 dňová periodicita v KI existuje, ale v zmysle jej významnosti má prechodný charakter. K podobnému záveru dospeli aj Carbonell a Ballester (1992) pri analýze plôch slnečných škvrn v cykloch 8-21. Existencia 158 dňovej periodicity bude úzko súvisieť s rotačnou zložkou koróny okolo 25,7 dňa, ktorá je výsledkom integrálneho násobku číslom 6. K uvedenému záveru dospeli aj Bai a Sturrock (1991) na základe analýzy dát fotosférických magnetických polí (intenzita zelenej

(2) v zostávajúcom období vyššie uvedené periodicity sa síce tiež nachádzajú, ale ich významnosť je zanedbateľná

(3) aj iné periodicity v intervale 20-200 a v danom časovom období majú prechodný charakter

(4) výraznejší výskyt 158 dňovej periodicity v KI, zdá sa, bude úzko spojený s prítomnosťou jednej zložky rýchlosti rotácie koróny, ktorá je blízka hodnote  $R(1) =$

koróny je s nimi úzko spojená). Detailná analýza denných hodnôt homogénneho radu intenzít zelenej koróny by mohla dať presnejšiu odpoveď v akej fáze cyklu slnečnej aktivity a v ktorých pozičných uhloch táto zložka periodicity má dominantný charakter (ak nie celkom dominantný, tak aspoň výrazne zvýšený).

Dva módy rotačnej rýchlosti zelenej koróny môžu byť spojené s málo rozdielnou rýchlosťou jej rotácie nad severnou a južnou pologulou, ktorá bola pozorovaná v zelenej koróne aj v skorších cykloch a aj iných prejavoch slnečnej aktivity, napr. Schrotter (1985). Nie je vylúčené, že tento efekt môže byť vyvolaný aj existenciou aspoň dvoch aktívnych dĺžok na tej istej pologuli, alebo rozdielnou rýchlosťou rotácie v závislosti od heliografickej šírky, kombinovanou s veľkoškálovou meridionálnou cirkuláciou (Rušin, 1992) a „vlastnou“ pomalou rotáciou koronálnych vírov. Pritom je evidentné, že vo všetkých prípadoch ich rýchlosť rotácie nie je v jednotlivých cykloch stabilná, ale podlieha určitým zmenám. Teraz sa zdá, akoby slnečná

koróna rotovala v porovnaní s predchádzajúcimi cyklami o čosi rýchlejšie.

Premenný charakter majú aj iné periodicity s tým, že v niektorých cykloch alebo ich fázach sú úplne potlačené.

## LITERATÚRA

- Bai, T. and Sturrock, P.: 1991, *Nature* **350**, 141.  
Bumba, V. a Hejna L.: 1992, Zborník referátov z 10. celoštátneho slnečného seminára, Hurbanovo, s. 39  
Carbonell, M. and Ballester, J. C.: *Astron. Astrophys.* **255**, 350  
Obidko, V. N. and Scheltingová, B. D.: *Solar Phys.* **137**, 167.  
Rušin, V. a Rybanský, M.: 1990, *Slnečná koróna* (VEDA, Bratislava) Rušin, V. and Zverko, J.: 1990, *Solar Phys.* **128**, 261.  
Rušin, V.: 1992, v tomto Zborníku  
Rybanský, M.: 1975, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **26**, 367.  
Schrotter, B.: 1985, *Solar Phys.* **100**, 141.  
Verma, V. K., Joshi, G. C. and Paliwal, D. C.: 1992, *Solar Phys.* **138**, 205.

# Ešte o oblastiach nízkej svietivosti koróny FeXIV 530.3 nm

*J. Sýkora, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*

## Abstrakt

Prezentujeme výsledky korelačnej analýzy potvrdzujúce významné zákonitosti rozloženia oblastí nízkej svietivosti zelenej emisnej koróny (registrovanej vo svetle spektrálnej čiary FeXIV 530,3 nm) na slnečnom povrchu. Vychádzajúc z hypotézy o fyzikálnej príbuznosti týchto oblastí (ONSZEK) s koronálnymi dierami hľadáme aj ich korelácie so slnečným vetrom.

## 1. ÚVOD

Predovšetkým chceme povedať, že náš záujem o ONSZEK zapadá do pomerne širokého prúdu prác snažiacich sa suplovať sporadičnosť pozorovaní, z hľadiska Slnka a heliosféry tak významného fenoménu, akým sú koronálne diery (KD). Sporadičnosť priameho pozorovania KD, ako boli definované na základe kozmických pozorovaní v EUV oblasti spektra, je prekážkou hlavne pri štúdiu dlhodobých zákonitostí rozloženia KD na slnečnom povrchu, periodicity a variability ich vzniku a vývoja so slnečným cyklom a tiež prekážkou v štúdiu spojitého odrazu KD v medziplanetárnom magnetickom poli, slnečnom vetri, modulácii kozmického žiarenia geoaktivity a pod. Veľmi dobrou náhradou pozorovaní KD v EUV oblasti sa ukázali byť najmä regulárne a v bulletine Solar Geophysical Data vo forme synoptických máp publikované pozorovania slnečného povrchu v čiare HeI 1038,0 nm. Najnovšia práca z tohoto materiálu (Stepanjan, 1992) hovorí napr. o súvislosti koronálnych dier a fónových magnetických polí na Slnku.

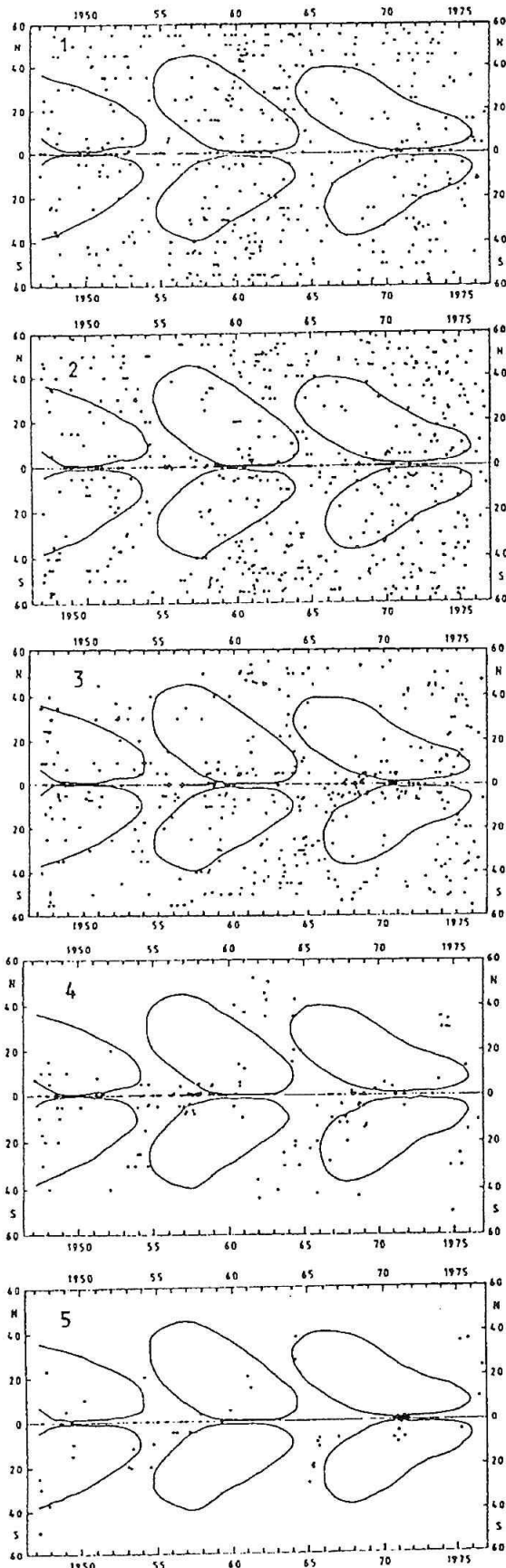
Náš prístup je celkom originálny v tom, že využívame vlastný „Atlas synoptických máp zelenej koróny za obdobie 1947 – 1976“ (Letfus a Sýkora, 1982) a vychádzame z predpokladu fyzikálnej príbuznosti ONSZEK a KD danej skutočnosťou, že, zjednodušene povedané, najvýznamnejšou vlastnosťou oboch fenoménov je ich malá hustota a nízka teplota. Pritom ako ONSZEK na synoptických mapách nášho Atlasu definujeme výhradne oblasti vymedzené čiarkovanými izofotami. V skutočnosti je to veľmi podmienené vymedzenie javu, neopierajúce sa o nijakú presnú hladinu meranej jasnosti koróny v čiare FeXIV 530,3 nm. ONSZEK si možno v našej interpretácii predstaviť ako určité konkávne oblasti intenzívneho profilu koróny nad povrchom Slnka, nachádzajúce sa medzi množstvom aktívnych oblastí, ktorých intenzitný profil v koróne má naopak konvexný charakter. Z takejto nie príliš deterministickej definície vyplýva aj vyslovene jednostranný

vzťah ONSZEK a KD, menovite, že všetky KD môžu byť v synoptických mapách nášho Atlasu identifikované s celkom určitými ONSZEK (viď, napr. Letfus et al., 1980), ale zďaleka nie všetky ONSZEK sa prejavili ako KD v EUV, hoci príslušné družicové pozorovania v danom časovom intervale existovali.

Z povrchu a ich heliosférických súvislostí sme publikovali, resp. máme v tlači niekoľko prác (Sýkora, 1990; Sýkora, 1992a; Sýkora, 1992b; Sýkora, 1990c). Chceme sa čo najmenej opakovať, uvedieme preto predovšetkým výsledky niekoľkých kroskorelačných analýz, ktorými chceme kvantitatívne podprieť príslušné závery tejto štúdie.

## 2. ROZLOŽENIE ONSZEK NA SLNEČNOM POVRCHU

Všetky ONSZEK v našom Atlase sme rozdelili do 5 skupín podľa ich veľkosti (1 : 0 až 5, 2 : 6 až 15, 3 : 16 až 50, 4 : 51 až 100, 5 : 101 a viac jednotiek plochy), pretože z predbežných analýz sa ukazovala racionálnosť a istá vedecká zaujímavosť takéhoto delenia. Celkom sme identifikovali v 402 mapách Atlasu 3972 ONSZEK. U všetkých sme určili heliografickú dĺžku a heliografickú šírku ich pomysleného ťažiska. Grafické znázornenie polôh jednotlivých ONSZEK (body) je ukázané na obr. 1, pričom najmenší rozmer (1) je hore a najväčší rozmer (5) v dolnej časti obrázku. Do všetkých častí obrázku sú zakreslené kontúry motýľkových diagramov slnečných škvŕn, prevzaté z práce Yallop a Hohenkerk (1980). Je zaujímavé, ale na druhej strane prirodzené, že len pomerne malá časť ONSZEK (v priemere 11,6 % – viď Tabuľku 1) je lokalizovaná v motýľích krídlach. Príčina je samozrejme v tom, že kým slnečné škvŕny sú dominantným prejavom slnečnej aktivity, zatiaľ ONSZEK sú prejavom neaktivity Slnka.



Obr. 1: Časovo-šírkové rozloženie oblastí nízkej svietivosti zelenej emisnej koróny (ONSZEK) za obdobie 18., 19. a 20. cyklu slnečnej aktivity. Plná čiara v strede jednotlivých častí predstavuje rovník a vyznačené sú aj kontúry motýlkových diagramov slnečných škvŕn.

Tabulka 1: Rozdelenie ONSZEK vzhľadom k motýlkovým diagramom slnečných škvŕn (1947 – 1976)

Rozmer	Počet ONSZEK	Počet ONSZEK vo vnútri krídel motýlkových diagramov	Percento
1	1698	124	7.3
2	1259	140	11.1
3	705	141	20.0
4	236	41	17.4
5	74	15	20.3
Celkom	3972	461	11.6

Ešte iné delenie ONSZEK sa ukázalo byť veľmi významným a síce delenie podľa polohy v škále heliografických šírok. V ďalšom sme analyzovali osobitne rovníkovú zónu N20-S20 a dve stredne-šírkové zóny N60-S60.

### 3. VÝSLEDKY

Ukázalo sa, že (1) - takto budeme číslovať určité závery našej práce – počet ONSZEK všetkých rozmerov sa významne mení v priebehu času a ako v rovníkovej zóne, tak ja v zónach vyšších šírok v podstate odráža 11-ročný slnečný cyklus. Čo je však dôležité (2), frekvenčné krivky ONSZEK sú významne časovo posunuté (2-6 rokov pre jednotlivé rozmery od najmenšieho k najväčšiemu) oproti klasickej krivke vyjadrujúcej cyklus slnečných škvŕn.

Tabulka 2: Kvantitatívna analýza obrázka 1 (podrobnosti v texte)

Rozmer ONSZEK	MC-1	Lag(1)	MC-2	Lag(2)	Lag(2) - Lag(1) (roky)
<b>N60 – N20</b>					
1	0,745	2,6	0,614	13,9	11,3
2	0,466	3,0	0,450	14,8	11,8
3	0,600	4,1	0,633	14,8	11,5
4	0,609	4,8	0,613	16,7	11,9
5	0,487	5,6	0,652	17,6	12,0
<b>N20 – S20</b>					
1	0,636	2,0	0,755	13,8	11,6
2	0,528	2,1	0,710	12,7	10,6
3	0,560	-0,5	0,724	10,7	11,2
4	0,864	-1,1	0,794	9,9	11,0
5	0,573	-2,7	0,749	8,9	11,5
<b>S20 – S60</b>					
1	0,612	2,2	0,596	14,2	12,0
2	0,622	2,8	0,558	14,2	11,4
3	0,581	5,8	0,739	17,4	11,6
4	0,733	5,9	0,871	11,7	11,8
5	0,547	8,0	0,551	17,3	9,3

Z Tabulky 2, v ktorej sú uvedené koeficienty maximálnej korelácie frekvenčných kriviek ONSZEK a krivky slnečných škvŕn (presnejšie povedané dve najbližšie maximá kros-korelácií MC-1 a MC-2 sú uvedené) možno odvodiť uvedené skutočnosti sledujúce stĺpec 3 a 6. Tretí stĺpec tabulky 2 zároveň indikuje prekvapujúcu skutočnosť, že totiž (3) pozorovaný relatívny posun kriviek ONSZEK a slnečných škvŕn je opačný v rovníkovej zóne a v stredne šírkových zónach severnej a južnej pologule Slnka. V Tabulke 3 sú dodatkom k Tabulke 2 uvedené ešte vážené aritmetické priemery (vyjadrené v rokoch)

$$x = n^{-1} \sum x_a n_a,$$

počítané pre „kopce“ formujúce maximá frekvenčných kriviek a reálne maximá (RM) vyhladených kriviek (19 a 20 sú indexy známeho číslovania cyklov slnečných škvŕn). Vo vyššie uvedenom vzorci  $x_a$  sú pol-roky,  $n_a$  sú odpovedajúce početnosti ONSZEK v rovníkovej zóne a v zónach vyšších heliografických šírok nemáme v súčasnosti vysvetlenie. Nie sme napríklad schopní vidieť v tom súvislosť s torznými osciláciami, ani s tzv. predĺženým slnečným cyklom.

Tabulka 3: Určenie maxím frekvenčných kriviek ONSZEK v rokoch

Rozmer ONSZEK	$\bar{x}(19)$	RM(19)	$\bar{x}(20)$	RM(20)
<b>N60 – N20</b>				
1	1961,0	1960,5	1972,1	1972,1
2	1961,4	1961,8	1972,2	1973,7
3	1962,1	1962,9	1973,7	1974,7
4	1962,6	1963,0	1974,7	1974,8
5	1963,4	1963,0	-	-
<b>N20 – S20</b>				
1	1950,2	1959,5	1972,0	1971,8
2	1950,5	1960,3	1971,6	1971,2
3	1957,1	1958,7	1969,0	1969,2
4	1957,2	1957,5	1968,6	1968,5
5	1956,2	1954,8	1966,9	1966,8
<b>S20 – S60</b>				
1	1959,4	1961,7	1971,9	1972,7
2	1961,9	1961,8	1972,0	1973,0
3	1963,4	1963,8	1973,0	1975,5
4	1964,7	1964,8	1975,2	1975,0
5	1966,0	1966,3	-	-

Pravdepodobne je vhodné tiež uviesť, že korelácia medzi odpovedajúcimi N60-N20 a S20-S60 krivkami ukazuje (4) veľmi podobné vlastnosti časového a prie-

storového rozloženia ONSZEK (viď. vysoký koeficient korelácie MC a pomerne malé hodnoty Lag-rozdielov medzi maximami príslušných dvojíc kriviek – v Tabulke 4). Hodnoty v poslednom stĺpci neprevyšujú známe rozdiely v začiatkoch cyklov na jednotlivých pologuliach Slnka.

Tabulka 4: Korelácia frekvenčných kriviek ONSZEK na N a S pologuli

Rozmer ONSZEK	MCkoeficient	Lag(roky)
1	0,518	+0,1
2	0,548	-0,2
3	0,816	+0,9
4	0,778	+0,7
5	0,858	+1,7

Tabulka 5: Korelácia frekvenčných kriviek ONSZEK s krivkami MV a D VPSV

Rozmer ONSZEK	Maximálna rýchlosť MV			Trvanie D		
	Korel. koef. pri Lag(O)	MC koef.	Lag (roky)	Korel. koef. pri Lag(O)	MC koef.	Lag (roky)
<b>N60 – N20</b>						
2	0,696	0,814	+0,7	0,623	0,792	+0,9
3	0,644	0,767	-0,7	0,482	0,649	-0,9
4	0,730	0,877	-0,6	0,621	0,800	-0,6
<b>N20 – S20</b>						
2	0,101	0,722	+4,2	-0,025	0,759	+4,2
3	0,089	0,574	+5,3	-0,110	0,663	+5,7
4	0,419	0,672	+6,1	-0,320	0,681	+6,2
<b>S20 – S60</b>						
2	0,164	0,549	+2,0	-0,086	0,559	+2,3
3	0,307	0,627	-1,3	0,127	0,559	-2,4
4	0,109	0,660	-1,4	0,223	0,517	-2,4

Tabulka 5 dokumentuje možný vzťah ONSZEK a vysokorýchlostných prúdov slnečného vetra (VPSV), menovite ich maximálnej rýchlosti (MV) a trvania (D). V tejto tabulke sme z analýzy vylúčili ONSZEK rozmeru 1, pretože tieto ONSZEK sú relatívne veľmi malé a tvoria (viď obr. 1) určité pozadie (fón) skúmanej vzorky. Podobne sme vylúčili rozmer 5, pretože tieto ONSZEK sú síce veľké, výrazne priestorovo koncentrované, ale veľmi málo početné, nemôžu sa v našej štatistickej analýze prejaviť. Aj MV a D (prevzaté, resp. odvodené z katalógov Lindblad et al., 1981, 1983, 1989) a ich zmeny s časom vykazujú krivky podobné slnečným cyklom, takže ich bolo možné korelovať s našimi priebehmi početností ONSZEK. Druhý a piaty stĺpec Tabulky 5 udávajú koeficient korelácie pri nulovom vzájomnom posuve kriviek ONSZEK a MV resp. D a 3. a 6. stĺpec indikujú maximálny koeficient korelácie MC, ktorý sa dosiahol pri vzájomnom posuve kriviek ONSZEK a MV resp. D o hodnotu (Lag) uvedenú vo



4. resp. 7. stĺpci tabuľky. Je zrejme, že takmer bezposuvové (5) vysoké korelácie kriviek početností ONSZEK a fyzikálnych parametrov slnečného vetra MV a D dosahujú v prípade stredne-širokových zón N60-N20 a S20-S60, zatiaľ čo rovníková zóna je takmer v antikorelácii. Z tohoto vyplýva (6) nepochybný možný fyzikálny význam a vplyv vysokoširokových ONSZEK na vlastnosti a energetiku VPSV. Táto skutočnosť sa javí reálnou najmä ak si opäť pripomenie príbuznosť ONSZEK a KD a ak si okrem toho spomenieme na staršie hypotézy z obdobia po lete a objavoch družice Skylab 1973-74 (viď napr. Bohlin, 1977), že totiž zdroje slnečného vetra sú najmä lokalizované na vonkajších hraniciach pásu slnečných škvrn ( $35^{\circ}$  -  $40^{\circ}$  heliografickej šírky), odkiaľ sa prúdy častíc po trajektóriách hruškovitého tvaru dostávajú do roviny ekliptiky a spôsobujú geomagnetické búrky.

Význam nami prevedenej práce vidíme aj v tom, že dáva v podstate návod ako, po náležitej úprave patrolne aj v súčasnosti získavané pozorovania svietivosti zelenej koróny v čiare FeXIV 530,3 nm, využiť tieto pre

aktuálne suplovanie koronálnych dier a štúdium odziev slnečnej činnosti v heliosfére a geoaktivity. Práca mohla vzniknúť vďaka udeleniu grantov č. 59 a 494 Slovenskou akadémiou vied.

#### LITERATÚRA

- Bohlin, J. D.: 1977, *Solar Phys.* **51**, 377.  
Letfus, V.; Sýkora, J.: 1982, *Atlas of the Green Corona Synoptic Charts for the Period 1947-1976*, Veda, Bratislava.  
Letfus, V.; Kulčár, L.; Sýkora, J.: 1980, in M. Dryer and E. Tandberg-Hanssen (eds.), „Solar and Interplanetary Dynamics“, *IAU Symp.* **91**, 49.  
Lindblad, B. A.; Lundstedt, H.: 1981, *Solar Phys.* **74**, 197.  
Lindblad, B. A.; Lundstedt, H.: 1983, *Solar Phys.* **88**, 388.  
Lindblad, B. A.; Lundstedt, H.; Larsson, B.: 1989, *Solar Phys.* **120**, 145.  
Stepanyan, N. N.: 1992, *Crimcan Astrophys. Res.*, No.4, in press.  
Sýkora, J.: 1990, *Vztahy Slunce-Země IV*, Veda, Bratislava, 118.  
Sýkora, J.: 1992a, *Proc. Solar Wind 7*, Goslar, in press.  
Sýkora, J.: 1992b, *Zborník zo seminára „Člověk ve svém pozemském prostředí“*, Úpice, v tlači.  
Sýkora, J.: 1992c, *Solar Phys.*, in press.  
Yallop, B. D.; Hohenkerk, C. Y.: 1980, *Solar Phys.* **68**, 303.

# Velkoškálová struktura bílé korony v době úplného zatmění Slunce 22. července 1990

E. Marková, Hvězdárna Úpice

L. Vyskočil, Hvězdárna Úpice

V. Rušin, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica

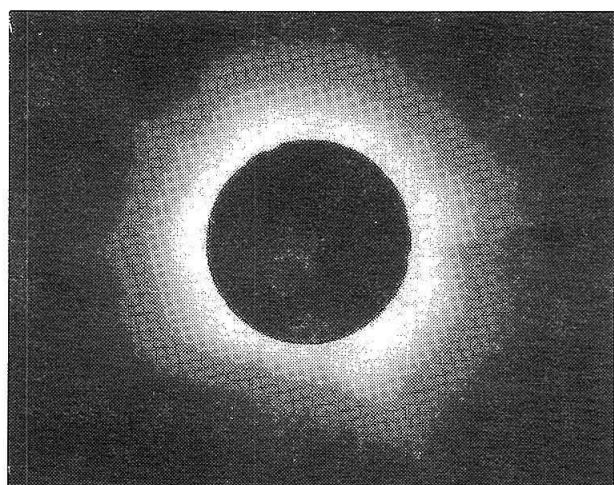
M. Rybanský, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica

## Abstrakt

V práci jsou prezentovány výsledky pozorování bílé korony v době úplného zatmění Slunce 22.7.1990 pozorovaného v osadě Markovo na SV Sibiři. Různé koronální struktury jsou porovnány s výsledky pozorování červené a zelené korony získanými na Lomnickém štítě. Je sledováno jejich spojení se strukturami ve fotosféře a chromosféře u limbu.

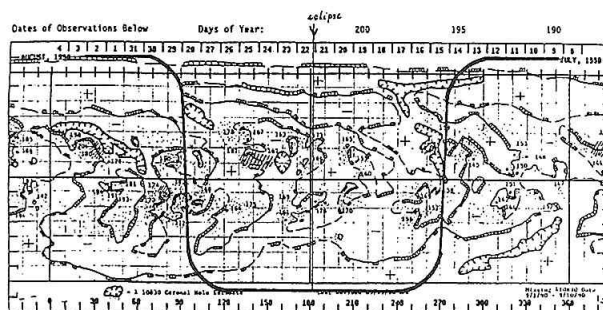
Úplné sluneční zatmění 22. července bylo pozorovatelné v severních částech Evropy a v SV oblastech Sibiře. Jednoho z úspěšných pozorování se zúčastnilo rovněž pět pracovníků z Hvězdárny v Úpici, kterým jako jediným z republiky se podařilo pořádné snímky bílé korony. Souběžně probíhalo sledování zelené a červené korony a protuberancí na Lomnickém štítě a pozorování sluneční fotosféry v Ondřejově.

Bílá korona (obr. 1) byla v době úplného zatmění (03:03:06 – 03:04:50 UT) pozorována v osadě Markovo na Čukotce (E 170° 30', N 64° 43') refraktorem o průměru 9 cm a ohniskové délce 180 cm. Snímky bílé korony byly pořizovány s expozičními časy postupně od nejkratších po nejdelší, tj. od 1/250 po 2s. Intenzita zelené a červené koronální čáry a protuberance v den zatmění a den před a po zatmění byly pozorovány Lyotovým koronografem na Lomnickém štítě.



Obr. 1: Bílá korona 22.7.1990 (exposice 2 s)

Na obr. 2 je H alfa synoptická mapa, kde je silnou plnou čarou znázorněn limb Slunce v den zatmění. U východního limbu se v ten den nacházely aktivní oblasti NOAA/USAF 6171, 6174, 6168 a 6164.

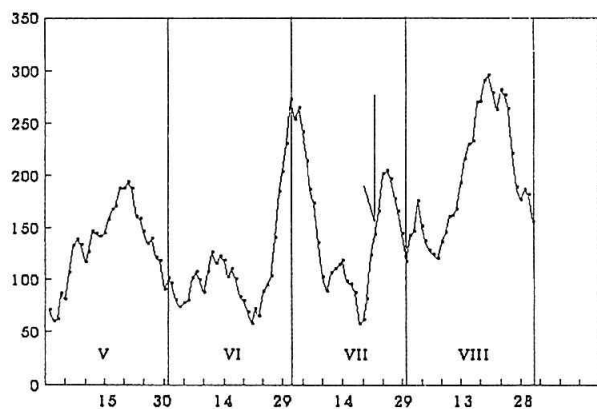


Obr. 2: H-alfa synoptická mapa:červenec-srpen 1990. Plnou silnou čarou je vyznačen limb v den úplného zatmění.

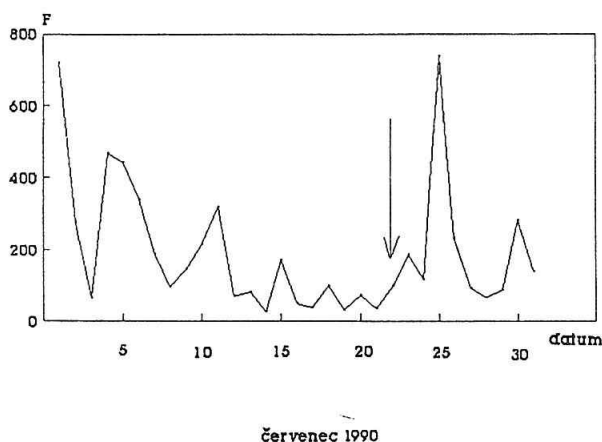
Sluneční zatmění 22. července 1990 proběhlo krátce po maximu 22. slunečního cyklu (maximum bylo v r. 1989). Přesto aktivita v té době byla poměrně nízká – relativní číslo slunečních skvrn v červnu bylo 105,4, v červenci se zvedlo na 147, v srpnu ale už byla vysoká –  $R = 199,9$ . V den zatmění mělo relativní číslo slunečních skvrn hodnotu 143 (SGD, 1990) a mělo vzestupnou tendenci (obr. 3). Erupční aktivita byla v den zatmění rovněž nízká, vyskytly se pouze erupce typu SF s trváním v průměru kolem 20 min (SGD, 1990), erupční (flare) index, určený podle Křivského (1975), měl v den zatmění hodnotu 185 (obr. 4).

Na obr. 5 jsou izofoty nejvjitřnější bílé korony získané ze snímku úplného zatmění s expoziční 1/250 s. Do izofot jsou pro srovnání doplněny protuberance tak, jak byly pozorovány v den zatmění na Lomnickém

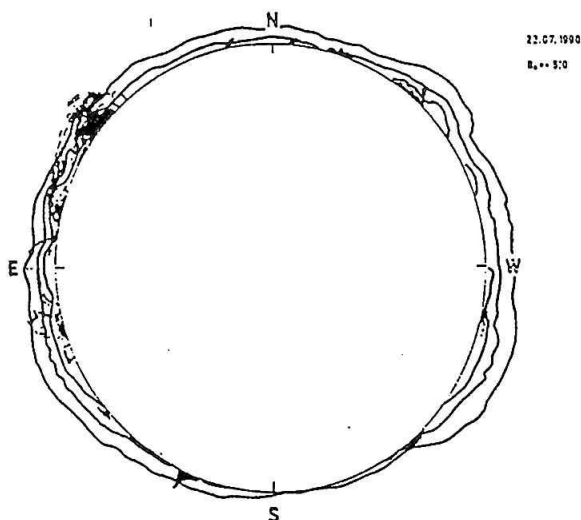
Denní číslo slunečních skvrn  
pro období květen - srpen 1990



Obr. 3: Denní hodnoty relativních čísel skvrn pro období květen - srpen. Den kdy došlo k zatmění je vyznačen šipkou.



Obr. 4: Denní hodnoty erupčního indexu v měsíci červenci. Den kdy došlo k zatmění je vyznačen šipkou.



Obr. 5: Izofoty nejvnitřnější bílé korony v relativních jednotkách (expoziční čas 1/250 s) získané v osadě Markovo s doplněnými protuberancemi pozorovanými v den zatmění na Lomnickém štítě.

štítě. Je vidět, že protuberanční aktivita byla vysoká především na východním limbu, zatímco na západním limbu v pozici 258 stupňů se vyskytlo tzv. náhlé vymizení protuberance (disparison brusque). Z tvaru izofot je vidět, že v oblasti jižního pólu v pozici 182 – 218 stupňů se nacházela rozsáhlá polární koronální díra - podobná byla pozorována v maximu 21. cyklu při úplném slunečním zatmění 16. února 1980 (Rušín a Rybanský, 1983).

Na obr. 6 a 7 je pro srovnání zelená a červená korona, získaná na Lomnickém štítě. Jejich tvar s tvarem bílé korony nesouhlasí, neboť u bílé korony byl pozorován nadbytek nad západním limbem zatímco u zelené a červené korony na limbě východním. Z izofot bílé korony získaných ze snímku zatmění s expoziční dobou 2 sec (obr. 8) je vidět, že struktura bílé korony byla velmi složitá. Kromě polární koronální díry v oblasti jižního pólu se v koruně nacházelo ještě několik dalších tmavých útvarů (koronálních děr aneb koronálních dutín-voids) a řada koronálních paprsků, z nichž některé nejsou ke slunečnímu povrchu radiální.

Z izofot na obr. 5 a 8 byla určena elipticita korony, jejíž hodnota je  $a + b = 0.04$ , což odpovídá maximálnímu typu korony. Podle Rušína a Rybanského (1985) byl určen integrální jas korony v době zatmění

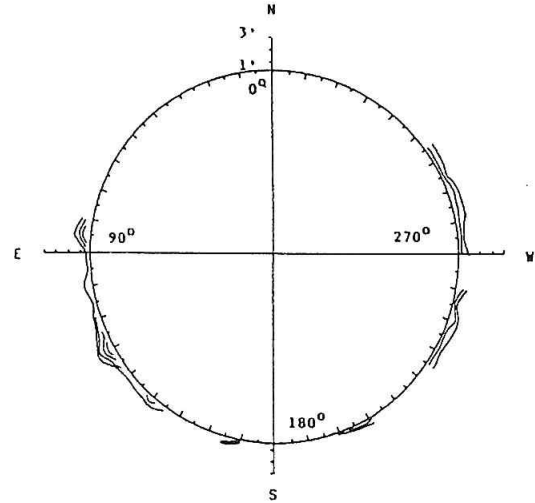
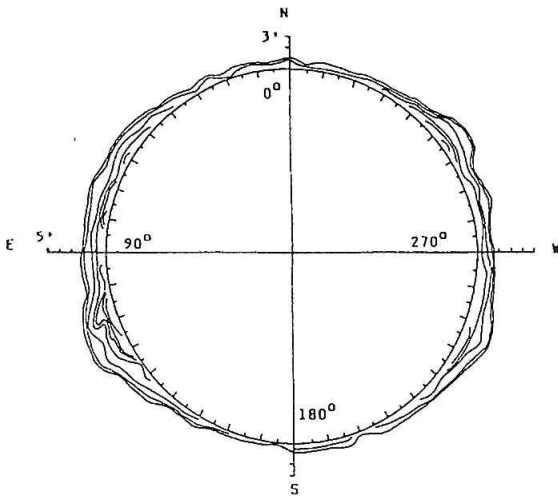
$$J_k = 1.32 \times 10^{-6} B,$$

což plně souhlasí s údaji získanými při dřívějších pozorováních.

Všechny získané parametry (elipticita, integrální jas a struktura) ukazují, že bílá korona 22. července 1990 byla maximálního typu.

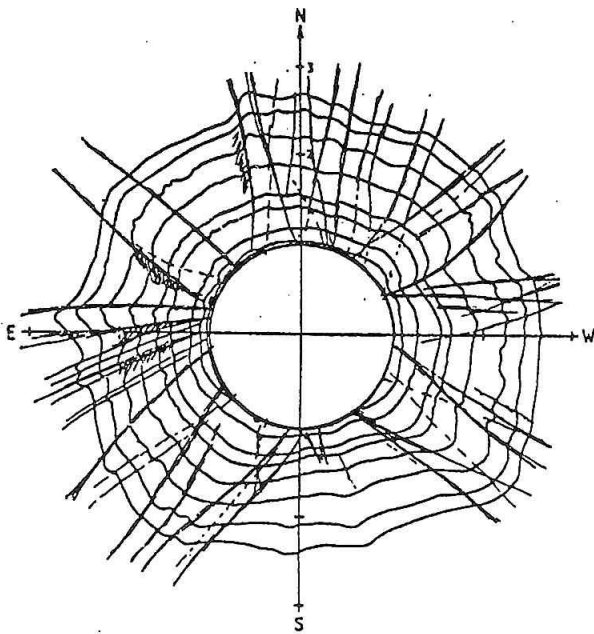
#### LITERATURA

Křivský, L.: 1975, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 26, 203.  
 Rušín, V. a Rybanský, M.: 1983, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 34, 257.  
 Rušín, V. a Rybanský, M.: 1985, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 36, 77.  
 Solar Geophysical Data: 1990, Nos. 552, 553 and 561 part 1.



Obr. 6: Izofoty zelené korony pozorované 22.7.1990 (14:25 UT) v absolutních jednotkách. Minimum zelené korony nesouhlasí s minimem bílé korony, zde se nachází v pozičním úhlu 160 – 180 stupňů a nadbytek je na východním límbe s maximem v pozičním úhlu 110 stupňů. Hodnota krajní izofoty je  $5 \times 10^{-6}$  B, následující izofoty (směrem ke Slunci) mají hodnoty: 10, 30, 50, 70, 100 a  $150 \times 10^{-6}$ .

Obr. 7: Intenzita červené korony 22.7.1990 (13:50 UT) v absolutních koronálních jednotkách. Hodnota krajní izofoty je  $5 \times 10^{-6}$  (v koronálních jednotkách); následující izofoty mají hodnoty (směrem ke Slunci) 10, 15 a  $20 \times 10^{-6}$  B.



Obr. 8: Izofoty bílé korony ze zatmění 22.7.1990 (osada Markovo, relativní jednotky, expoziční čas 2s) s velkorozměrovou koronální strukturou. S výjimkou oblasti jižního pólu je patrná řada koronálních paprsků, z nichž některé nejsou ke slunečnímu povrchu radiální.

# Koróna počas úplného zatmenia Slnka 11. júla 1991

V. Rušin, *Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*

## ABSTRAKT

V práci sú uvedené predbežné výsledky analýzy bielej a emisnej koróny, ktoré sa získali počas úplného zatmenia Slnka 11. júla 1991. I keď biela koróna podľa jej integrálneho jasnosti je takmer typu maxima, štyri odlišné typy jej štruktúr boli v nej pozorované: prilbicovité lúče, koronálne diery, tenké polárne lúče a ihlovité lúče, majúce svoj pôvod nad aktívnymi oblasťami vo fotosfére. Tieto veľkoškálové štruktúry sú preniknuté množstvom maloškálových štruktúr slučiek, oblúkov, trhlín a pod. Prilbicovité lúče sú pozorované asi do 10 polomerov Slnka, kde sa strácajú v F koróne, ktorá verne kopíruje rovinu ekliptiky. Ludendorffov index  $a+b = -0.02$  radí bielu korónu k typu maxima. Dobrý súhlas sa našiel medzi emisnou zelenou a NIXT korónou, pričom najväčšie zmeny v jej intenzite boli pozorované v mieste výskytu dynamických protuberancií nad východným a západným okrajom v tesnej blízkosti slnečného rovníka.

## 1. ÚVOD

Úplné zatmenia Slnka vždy poskytujú jedinečnú príležitosť pozorovať nielen všetky zložky slnečnej koróny (E, K, F, T?,) za optimálnych podmienok, ale aj iné prejavy slnečnej aktivity v širokej škále elektromagnetického žiarenia a v širokej škále výšok nad slnečným povrchom. Kombinácia všetkých typov pozorovaní, zatmeňových, pozemských aj družicových, poskytuje jedinečnú príležitosť pripraviť multispektrálne modely slnečnej koróny, ktoré, budeme úprimný, sú dosť ďaleko od reality. Takáto možnosť vznikla 11. júla 1991, keď nastalo úplné zatmenie Slnka, a mnoho „slniečkarov“ predmet svojej obživy pozorovalo či už v mieste pásu totality alebo na domácich observatóriách.

V tomto článku sa budeme venovať predbežným výsledkom bielej a emisnej koróny ako boli získané 11. júla 1991.

## 2. POZOROVANIA

### 2.1. Pozorovania bielej a emisnej koróny v páse totality

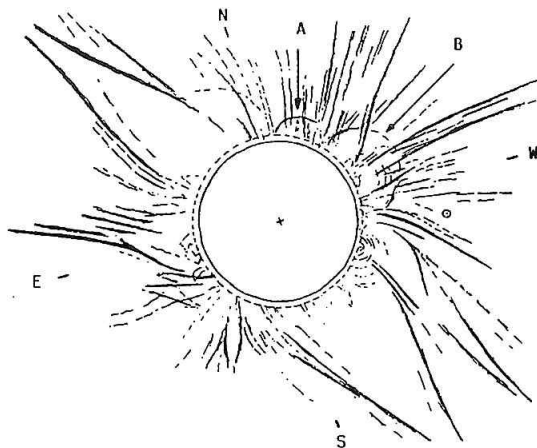
Bielu a emisnú korónu (polarizovanú) v La Paze v Mexiku pozorovala Expedícia Astronomického ústavu SAV (Rušin a iní, 1992a), prípadne ing. T. Pintér a Mgr. L. Druga z SÚAA v Hurbanove (Rušin a iní, 1992 b), kde sú uvedené technické parametre zatmeňových experimentov.

### 2.2. Pozorovanie emisnej koróny a protuberancií (mimo zatmenia)

Emisná zelená (530,3 nm) a červená (637,4 nm) koróna, podobne ako aj protuberancie, v deň zatmenia alebo v jeho okolí boli pozorované mimozatmeňovými koronografmi na koronálnej stanici na Lomnickom štíte.

## 3. VÝSLEDKY A KRÁTKA DISKUSIA

Štyri odlišné typy koronálnych štruktúr boli pozorované v bielej koróne (obr. 1), hoci sa podľa Wolfvohého čísla pozorovanie robilo krátko po maxime cyklu 22 (august 1989), ale zato v čase, keď v mesiacoch jún-august 1991 bola na Slnku pozorovaná zvýšená aktivita



Obr. 1 Veľkoškálová štruktúra bielej koróny (Zirker a iní, 1992). Pozoruhodné úkazy v severozápadnom kvadrante sú označené písmenami A, B.

a hodnoty Wolfovho čísla boli zrovnateľné s ich hodnotami v maxime cyklu 22 (SGD, 1992).

(a) Prilbicovitité lúče boli lokalizované v pozičných uhloch (P.U.) 14-60 stupňov (SV kvadrant) a v P.U. 155-260 stupňov (SZ kvadrant). Tieto lúče sa nachádzali nad systémami pokojných filamentov. Separácia lúčov s výškou naznačuje ich odlišnú základňu nad fotosférou v zmysle heliografickej dĺžky. Sú viditeľné do 9-10 polomerov Slnka a ich priebeh s výškou je takmer radiálny.

(b) Úzke polárne lúče sú hlavne pozorovateľné nad severným pólom, kde sú viditeľné asi do 3-4 polomerov Slnka. Odlišné typy koronálnych štruktúr nad jednotlivými pólmi Slnka sú dôkazom časove diferencovaného vývoja slnečnej aktivity nad jeho jednotlivými pólguľami.

(c) Typická veľkoškálová koronálna diera bola lokalizovaná nad južným pólom Slnka v P.U. 15-315 stupňov. Podobné poklesy jasnosti boli pozorované v P.U. 130-155 a 265-278 stupňov a môžeme oba útvary považovať za nízkošírkové koronálne diery, ktoré v druhom

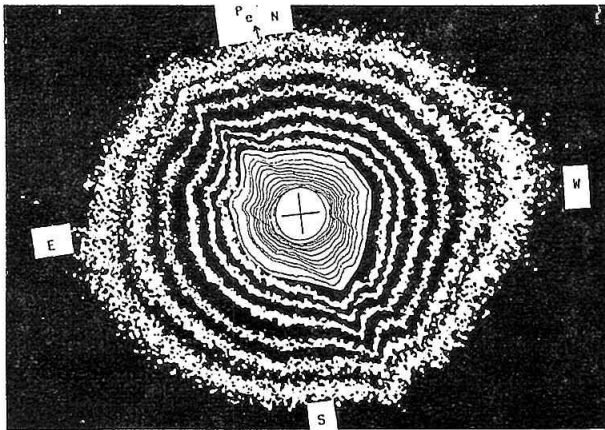
prípade sú detekovateľné aj v emisnej koróne (pozri obr. 5).

(d) Tenké ihlicovité lúče, s ich neradiálnou orientáciou s výškou, sa pozorovali v P.U. 70-120 a 280-310 stupňov, teda v miestach zvýšenej fotosférickej aktivity, doprevádzaných aj výskytom dynamických (eruptívnych) protuberancií.

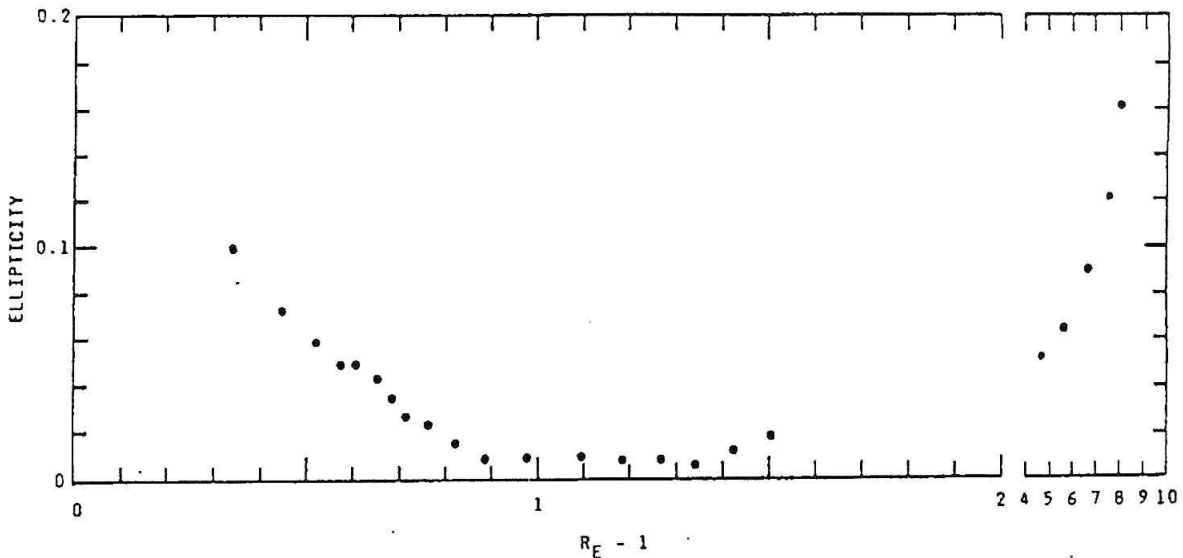
Izofoty (relatívne jednotky) bielej koróny vo výškovom rozsahu do 10 polomerov Slnka sú uvedené na obr. 2. Na ich základe sa určil Ludendorffov index sploštenia bielej koróny  $a+b$ , ktorého hodnota pri  $R = 2$  je  $-0,02$  ( $a = 0,144$ ,  $b = -0,164$ ). Priebeh elipticity s výškou pre jednotlivé izofoty je uvedený na obr. 3. Z uvedeného vyplýva, že biela koróna je typu maxima, pričom sa dosť jasne vo vnútornej koróne prejavuje nadbytok jasv v prospech južnej poglobule (efekt koronálnej diery), čo je v úplnom protiklade s výsledkami, aké sa získali počas zatmenia Slnka 22. júla 1990 (Marková a iní, 1992).

Rozdelenie K+F koróny vo veľkých vzdialenostiach od okraja Slnka nie je sféricky symetrické, čo svedčí o tom, že rozdelenie F koróny (v týchto výškach žiarenie tejto koróny má dominujúci charakter) sleduje rovinu ekliptiky, čo je evidentne pozorovateľné z obr. 2. Jasnosť F koróny je podmienená množstvom prachových častíc v okolí Slnka, ktorých pôvod treba hľadať okrem iného aj v trvalej zásobárni rozpadu asteroidov a „Slnkom požieraných“ komét Kreutzovej skupiny. Inými slovami, vzhľad a jasnosť tejto zložky slnečnej koróny nie sú závislé na fáze cyklu slnečnej aktivity ako je to v prípade K a E koróny, napr. Rušin a Rybanský (1990).

V priebehu zatmenia z Havaja do Brazílie (asi 3 hod.), cez Mexiko, nepozoroval sa nijaký tranzient v bielej koróne, hoci k určitým štruktúrnym zmenám v bielej koróne predsa len došlo (Zirker a iní, 1992). Nad severným pólom v P.U. 330 stupňov sa pozoroval veľmi zaujímavý útvar, pripomínajúci plazmoid, ktorý



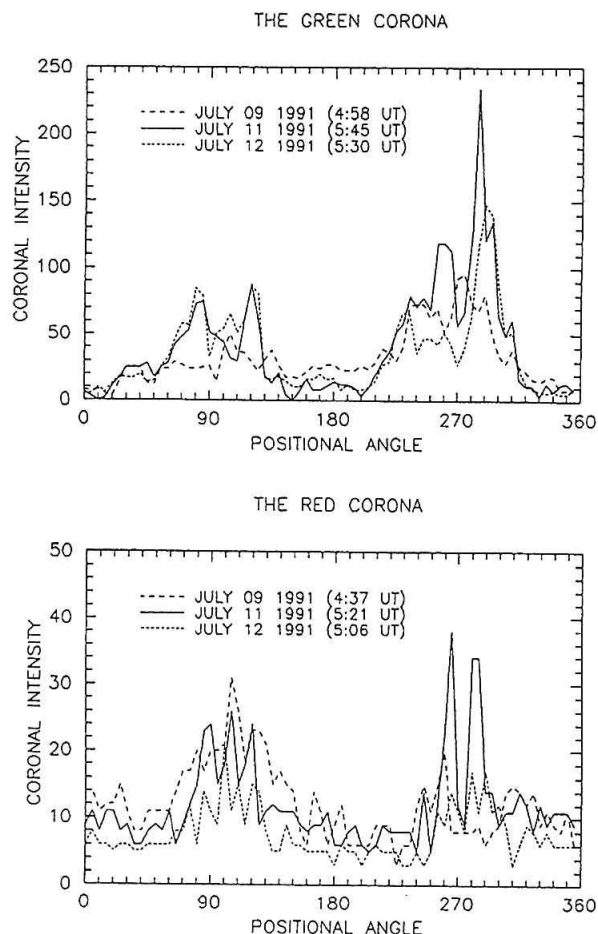
Obr. 2 Nekalibrované izofoty vnútornej a vonkajšej koróny



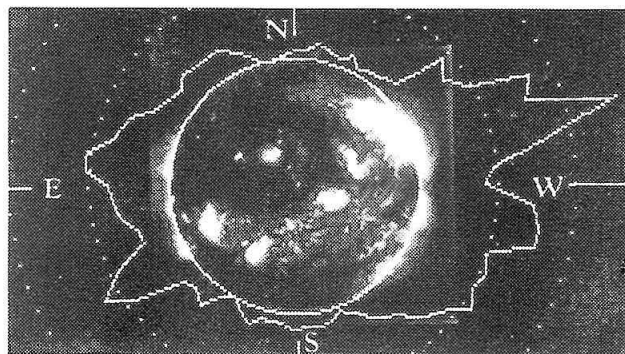
Obr. 3 Priebeh sploštenia izofôt s výškou nad povrchom Slnka

však v priebehu uvedeného časového intervalu svoju výšku nad povrchom Slnka podstatne nezmenil, ale pritom to nie je protuberancia.

Výsledky spektrálnych pozorovaní intenzít zelenej a červenej koróny sú uvedené na obr. 4. Zmeny intenzít oboch korón, najmä nad západným okrajom sú dost



Obr. 4 Intenzity zelenej (hore) a červenej (dole) koróny ako boli získané na Lomnickom štíte vo výške 50 oblúkových sekúnd nad slnečným okrajom. Deň a čas pozorovania sú uvedené priamo v obrázkoch. Jednotkou intenzity je  $10^{-6}$  jasů stredů slnečného disku



Obr. 5 Porovnanie intenzít zelenej a NIXT (4-6 nm) koróny pre deň zatmenia

velké na to, aby sme ich pokladali za zmeny vyvolané rotáciou a skôr sa domnievam, že by mohli súvisieť s výskytom možných tranzientov nad oboma aktívnymi oblasťami, na možnosti výskytu ktorých ukazuje vzhľad protuberancií (Rušin a iní, 1992a). Koniec koncom, náhle zmeny intenzít zelenej koróny, ktoré v danom mieste koróny boli po predchádzajúcej erupzívnej protuberancií pozorované, v predchádzajúcich prípadoch boli s tranzientom takmer vždy spojené, napr. Rušin a Rybanský (1982).

Porovnanie intenzít zelenej a NIXT (4-6 nm) koróny (Golub, 1992) pre deň zatmenia ukazuje veľmi dobrý súhlas (obr. 5) a je mierne odlišný od porovnania oboch zložiek emisnej koróny s typickou K korónou. Príčinu treba hľadať v rozdielnych mechanizmoch žiarenia jednotlivých korón, ako aj rozdelením častíc v slnečnej koróne.

#### Podakovanie

Expedícia Astronomického ústavu SAV do Mexika bola financovaná (čiastočne) grantom SAV č. 496/91. Chýbajúcu časťku pokryli nasledovní sponzori: p. Jozef Mencák a syn, firma CENTRAL z Popradu, p. Štefan Tomas zo Slovenskej Vsi, Výskumný ústav jadrových elektrární v Trnave (vdaka pochopeniu Ing. J. Korca, Csc.), Československé aerolínie, Institut d'Astrophysique v Paríži (Francúzsko), National Geographic Society (USA) a U.S. Department of Commerce, NOAA v Boulderi (USA). Stanovište Expedície bolo v areály Univerity Baja California Sur v La Paze. Všetkým vyššie menovaným aj nemenovaným osobám a inštitúciám, ktorých pre veľké množstvo tu nie je možné menovať, napr. pri hľadaní strateného expedičného tovaru to boli desiatky ľudí, vyslovujem úprimné podakovanie nielen v mene svojom, ale aj celej Expedície a AsÚ SAV. Ďakujem aj p. Dr. J. Blaškovi z Velvyslanectva Českej a Slovenskej federatívnej republiky v Mexiku, a firme Du Pont v Neu Isenburgu (Nemecko), ktorá nám umožnila digitalizovať niektoré snímky z uvedeného zatmenia.

#### LITERATÚRA

- Golub, L.: 1992, súkromná informácia  
 Marková, E.; Vyskočil, L.; Rušin, V.; Rybanský, M.: 1992, Solnechnyje dannyje, in press  
 Rušin, V.; Rybanský, M.: 1982, Bull. Astron. Inst. Czechosl. 33, 219  
 Rušin, V.; Rybanský, M.; Minarovjeh, M.; Pintér, T.: 1992b, Proceedings „Infrared Solar physics“, Tucson, March 2-6, 1992  
 Rušin, V.; Klocok, L.; Zimmermann, P.; Rybanský, M.; Sýkora, J.; Minarovjeh, M.: 1992a, Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso, 22, 117  
 Rušin, V.; Rybanský, M.: 1990, Slnečná koróna (VEDA, Bratislava)  
 Solar Geophysical Data, 1992  
 Zirker, J. B.; Koutchmy, S.; Nitschelm, C.; Stellmacher, G.; Zimmermann, J. P.; Martinez, P.; Kim, I.; Dzjubenko, N.; Kurochka, L.; Makarov, V.; Fatianov, M.; Rušin, V.; Klocok, E.; Matsuura, O. T.: 1992, Astron. Astrophys., in press.

# **Predbežné výsledky merania polarizácie slnečnej koróny podľa pozorovania počas úplného zatmenia Slnka 11. 7. 1991**

*J. Sýkora, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica  
T. Pintér, SÚAA, Hurbanovo*

## **Abstrakt**

Vykonalí sme úspešné pozorovania úplného zatmenia Slnka dňa 11. 7. 1991. Predbežne analyzujeme výsledky merania polarizácie v bielom svetle a porovnávame ich tiež s polarizáciou koróny počas maxima slnečného cyklu 16. februára 1980. Diskutujeme „nenáležitý“ tvar slnečnej koróny počas zatmenia 11. júla 1991.

## **1. ÚVOD**

Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica a Slovenské ústredie amatérskej astronómie, Hurbanovo, usporiadali vlastné nezávislé expedície, aby pozorovali úplné zatmenie Slnka dňa 11. júla 1991. Obe expedície si vybrali okolie mesta La Paz ( $\lambda = -110^{\circ} 15'27''$ ,  $\varphi = 24^{\circ}09'24''$ ) na kalifornskom poloostrove v Mexiku za miesto svojho pozorovania. Je ku prospechu vecí, že expedície vykonali svojim spôsobom doplnkový program pozorovaní, pozorovací materiál sa snažia spoločne spracovať a vyhodnotiť.

V tejto práci sme použili zatiaľ iba 3 snímky exponované à 1 sek, pričom polaroid umiestnený pred ohniskovou rovinou sa pootáčal na každej snímke postupne o  $45^{\circ}$ . Bol použitý ďalekohľad  $D = 13$  cm,  $f = 195$  cm a film KODAK Tri-X Pan 6x6 cm. Vynikajúcou (po skúškach) sa ukázala byť vývojka KODAK D-69, ktorá významne utlmila z hľadiska ďalšieho spracovania nie veľmi žiadúci obrovský gradient jasnosti medzi vnútornou a vonkajšou korónou. Okrem toho sme použili jeden snímok koróny v bielom svetle (kontinuu) získaný teleobjektívom 10/100 cm s expozíciou 1/30 sek. Kým prvé tri snímky dovoľujú podľa známej teórie určiť stupeň a smer polarizácie svetla slnečnej koróny, zatiaľ prostý snímok je vhodný na stanovenie izofôt nepolarizovanej koróny a tiež identifikáciu koronálnych štruktúr. Snímky boli spracované metódou digitalizácie obrazov a následne počítačovo vyhodnotené (izofoty, stupeň polarizácie, štruktúry). Z praktických dôvodov (spôsob tlače tohoto zborníka) sa ukázalo byť vhodnejším použiť namiesto výstupov z počítača perokresby a vzdať sa reprodukcií čiernobielych, či farebných snímok.

## **2. POLARIZÁCIA SVETLA SLNEČNEJ KORÓNY**

Polarizácia žiarenia kozmických objektov je zdrojom informácií o fyzikálnych vlastnostiach (teplota, hustota), o magnetickom poli zdroja, jeho chemickom zložení, tvare a rozmeroch častíc rozptyľujúcich primárne žiarenie a o stupni rovnorodosti povrchovej jasnosti objektu. Je tiež najdôležitejším testom pre určenie prítomnosti toho alebo iného mechanizmu generácie žiarenia v kozmických podmienkach. Obyčajne sa skúma lineárna a kruhová polarizácia elektromagnetických vln, pričom lineárna polarizácia určuje rovinu, v ktorej kmitá elektrický vektor elektromagnetického vlnenia.

Jedným zo základných mechanizmov vzniku polarizovaného žiarenia je rozptyl žiarenia na elektrónoch, atómov, molekúlach a prachových časticiach. V prípade rozptylu na elektrónoch hovoríme o tzv. thomsonskom rozptyle, v prípade rozptylu na časticiach o rozmere porovnateľnom s dĺžkou vlny hovoríme o raleighovskom rozptyle.

Ak je žiarenie slnečnej koróny spôsobené rozptylom fotosférického svetla na voľných elektrónoch, tak musí byť čiastočne lineárne polarizované. Je známe, že pri rozptyle na voľných elektrónoch je svetlo úplne polarizované pri uhle rozptylu, rovnom  $90^{\circ}$ . Pri iných uhloch rozptylu je svetlo polarizované čiastočne a pri uhloch rozptylu  $0^{\circ}$  alebo  $180^{\circ}$  nie je polarizované vôbec. Ak by Slnko bolo veľmi malým (presnejšie, ak by priestorový uhol pod ktorým vidno Slnko z nejakého bodu koróny, bol dostatočne malým), tak by koronálne elektróny nachádzajúce sa v rovine kolmej k zornému lúču a prechádzajúcej cez Slnko, rozptyľovali slnečné žiarenie pod pravým uhlom a toto svetlo by bolo úplne polari-



zované. Tá skutočnosť, že Slnko má konečné rozmery, porovnateľné so vzdialenosťou od stredu Slnka do elementov koróny, vedie k tomu, že dokonca elektróny nachádzajúce sa v obrazovej rovine rozptyľujú žiarenie prichádzajúce z rôznych častí slnečného povrchu pod rôznymi uhlami k pozorovateľovi, preto rozptýlené svetlo bude iba čiastočne polarizované. So vzdalovaním sa od Slnka bude sa disperzia rozptylu okolo uhlu  $90^\circ$  pre elektróny nachádzajúce sa v obrazovej rovine znižovať. Treba preto očakávať rast stupňa polarizácie  $P$  vo vzdialenejších miestach koróny od povrchu Slnka. Pretože však s ďalším rastom vzdialenosti od Slnka prichádzame do oblasti pracovnej (tzv. fraunhoferovej) koróny, ktorá je v podstate nepolarizovaná pre optické vlnové dĺžky, sumárny dojem je, že polarizácia v týchto veľkých vzdialenostiach, naopak, postupne klesá.

Pokiaľ použijeme pre analýzu polarizácie snímky v troch rôznych polohách polaroidu možno počítať stupeň polarizácie  $P$  a smer polarizácie  $\varphi$  podľa vzorcov ako ich odvodil Fesenkov (1935):

$$P = \frac{2[I_1(I_1 - I_2) + I_2(I_2 - I_3) + I_3(I_3 - I_1)]^{1/2}}{I_1 + I_2 + I_3}$$

$$\varphi = \frac{1}{2} \arctg \sqrt{3} \frac{I_3 - I_2}{2I_1 - I_2 + I_3}$$

kde  $I_1, I_2, I_3$  sú relatívne intenzity vo fyzikálne tom istom bode na každej z trojíc snímok. V ďalších podrobnejších prácach, venovaných výsledkom zo zatmenia Slnka 11. 7. 1991 využijeme skutočnosť, že sme získali štvorice snímok (s pootáčaním polaroidu o  $45^\circ$ ). Podľa teórie prezentovanej napríklad v Saito a Yamashita (1962) bude popri stupni a smere polarizácie možné určiť aj relatívnu jasnosť  $I$  nepolarizovanej koróny nasledovne:

$$I = \frac{1}{k}(I_1 + I_4) = \frac{1}{k'}(I_2 + I_3)$$

$$P = \left[ \left( \frac{I_1 - I_4}{I_1 + I_4} \right)^2 + \left( \frac{I_2 - I_3}{I_2 + I_3} \right)^2 \right]^{1/2}$$

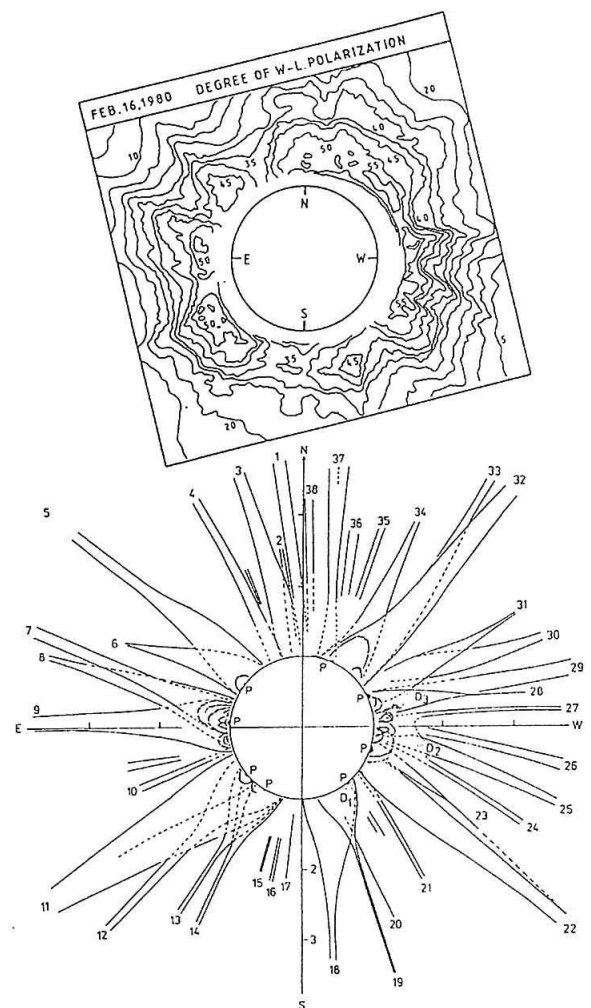
$$\cotg \varphi = \frac{k}{k'} \frac{I_1 - I_4}{I_3 - I_2}$$

kde  $I_1, I_2, I_3, I_4$  sú opäť namerané intenzity vo fyzikálne tých istých bodoch na štvoricach snímok a  $k, k'$  sú koeficienty týkajúce sa konkrétnej pozorovacej techniky. S ohľadom na použitie rovnakého ďalekohľadu pre štvorice snímok a nemennú diagramu u nás  $k = k'$ .

V tejto práci nie je miesto na pojednanie o delikátnych problémoch fotografického, fotometrického a digitalizačného spracovania pozorovacieho materiálu a podrobnosti o redukcii meraní.

### 3. PREDBEŽNÉ VÝSLEDKY MERANIA STUPŇA POLARIZÁCIE A DISKUSIA

Naše doterajšie výsledky merania polarizácie koróny v kontinuu (bielom svetle), ako boli odvodené z pozorovania zatmenia Slnka 16. februára 1980 v Indii počas maxima cyklu slnečnej aktivity ukazujú (Badalyan et al., 1992), podobne ako iné práce z tohoto zatmenia (Dürst, 1982; Clette et al., 1985), na veľmi dobre definovaných koronálnych „strímeroch“, ale aj v podstatne menej výrazných koronálnych štruktúrach (obr. 1). Teoretická interpretácia takto vysokých hodnôt stupňa polarizácie je veľmi obtiažna. Vlastne je ohrozená reálnosť existencie thomsonovského rozptylu svetla na voľných elektrónoch v koróne. Pritom tento rozptyl predstavuje v súčasnosti jediný rozumný mechanizmus žiarenia bielej koróny. Súhlas pozorovania s teóriou nemožno teda dosiahnuť na báze obľúbených modelov o sférickej koróne, ale bolo potrebné prijať predpoklad (Badalyan et al., 1992) o zvýšenej (náhodilej) koncentrácii hmoty (hustejších koronálnych štruktúr) do obrazovej roviny v čase zatmenia 16. 2. 1980.



Obr. 1: Izoplety – čiary rovnakého stupňa polarizácie (v percentách z celkového žiarenia) počas zatmenia Slnka 16. 2. 1980. V dolnej časti obrázku je schematický náčrt koronálnych štruktúr podľa práce Rušin a Rybanský (1983).

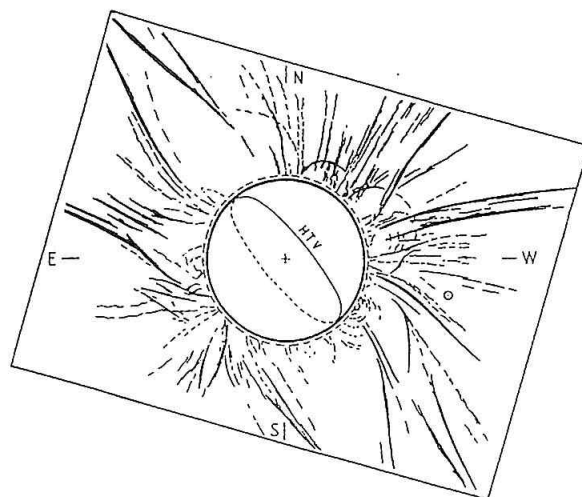
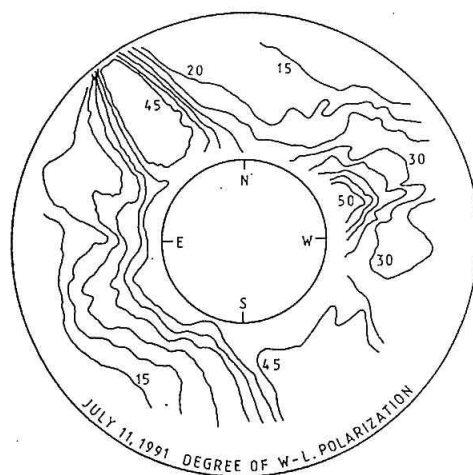
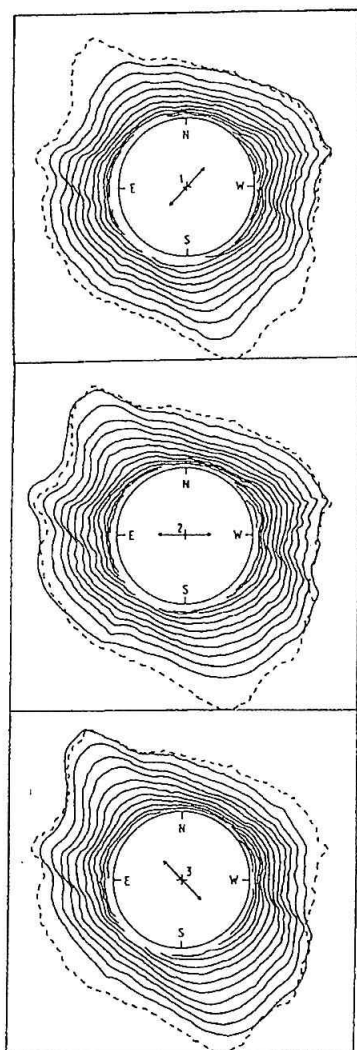
Náhodilosť je však v tomto prípade istým spôsobom zákonitá a vyplynula z konkrétnej koncentrácie aktívnych oblastí k limbu Slnka v dňoch blízkyh ku dňu zatmenia.

Určitú kvalitatívnu predstavu o stupni polarizácie koróny počas zatmenia Slnka 11. 7. 1991 dáva už obr. 2. Sú na ňom plnými čiarami znázornené izofoty koróny z trojice snímok s 1-sekundovou expozíciou. Tvar izofôt sa významne mení so zmenou polohy roviny polarizácie polaroidu (viď šípky 1, 2, 3). Pre porovnanie je na všetky 3 časti obrázku koncentricky superponovaná tá istá izofota nepolarizovanej bielej koróny (čiarkovaná čiara). Efekt polarizácie je takto ešte zrejmejší. Kružnice a označenie N, E, S, W predstavujú už skutočný rozmer a orientáciu Slnka, nie Mesiaca, ako je to na pôvodných snímkach zo zatmenia.

Digitalizáciou trojice snímok z obr. 2 a následným počítačovým spracovaním sme obdržali izoplety – čiary rovnakého stupňa polarizácie ako sú prezentované v hornej časti obr. 3. Pre porovnanie (rovnako ako na

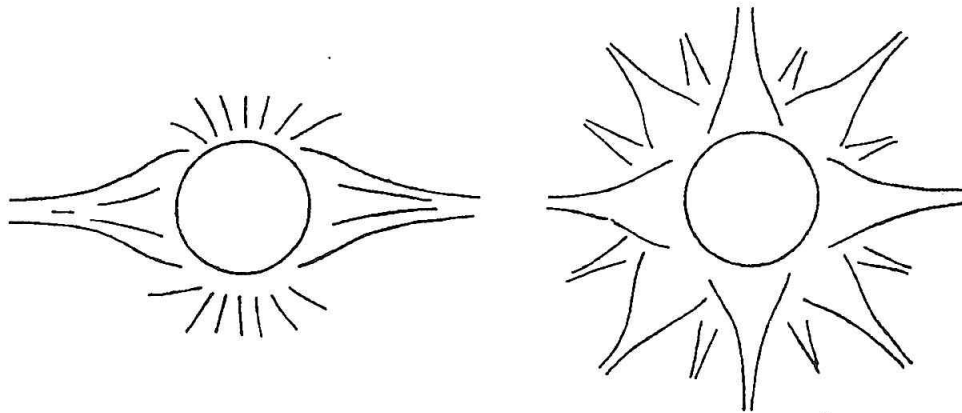
obr. 1) je v dolnej časti obr. 3 načrtnutá štruktúra koróny 11. 7. 1991. Je zrejmé, že toto zatmenie (nastalo krátko po maxime 22. slnečného cyklu) nie je charakterizované takými kritickými hodnotami stupňa polarizácie ako v roku 1980. Thomsonovský rozptyl je plne akceptovateľný. Pri sféricky symetrickom modeli koróny dovoľuje 50-55%-ny stupeň polarizácie koróny. Navyše počas tohoto zatmenia bola koróna veľmi spektakulárna s výraznými štruktúrnymi detailami. Ako vidno, koronálne „strímery“ v severovýchodnom a juhozápadnom kvadrante majú stupeň polarizácie 40-50%. Vidno už aj spomínaný trend poklesu polarizácie vo väčších vzdialenostiach od Slnka, po dosiahnutí maximálnych hodnôt.

V spodnej časti obr. 3 stojí za zvláštnu zmienku nezvyčajne asymetrické rozloženie „strímery“ v heliografickej šírke ako aj poloha kvázi polárnych lúčov ďaleko mimo slnečných pólův. Takýto vzhľad navodzuje predstavu o obrovskom sklone tzv. heliosférickej tokovej vrstvy (HTV) k rovine slnečného rovníka (viac ako  $50^\circ$ ). Pozrieme sa na túto skutočnosť bližšie. Je



Obr. 2: Izofoty koróny zatmenia 11. 7. 1991 v troch rôznych polohách polaroidu. Čiarkovanou čiarou je zakreslená jedna z izofôt nepolarizovanej koróny.

Obr. 3: Izočiaru stupňa polarizácie pre zatmenie Slnka 11. 7. 1991 (hore). Dolu je schematický náčrt koronálnych štruktúr a hypotetická poloha heliosférickej tokovej vrstvy (HTV). Poloha hviezdy  $\gamma$ Gem počas zatmenia je označená o.



Obr. 4: Schematický náčrt tvarov koróny pre obdobie minima (vľavo) a maxima (vpravo) 11-ročného slnečného cyklu.

známe, že tvar koróny sa mení s fázou 11-ročného cyklu. Na obr. 4 je znázornený schematický obraz tvarov koróny pre obdobie minima a maxima slnečného cyklu. V minime aktivity koróna pozostáva z dvoch prilbicovitých útvarov vyťahnutých pozdĺž rovníka; na severe a na juhu sa pozorujú systémy krátkych lúčov, tzv. polárne štetky. V maxime cyklu sú prilbicovité lúče rozložené viacmenej rovnomerne dookola celého Slnka (typický príklad je na obr. 1 dole, prevzatom z práce Rušin a Rybanský, 1983). Pri prechode od minima cyklu k maximu sa musí tvar koróny postupne meniť od jednej krajnej formy k druhej.

V prácach Guljaeva a Vanjarchu (1991) a Guljaeva a Filipova (1992) je navrhnutá koncepcia, ktorá umožňuje pristúpiť k tvaru slnečnej koróny a k súvislosti slnečnej koróny s heliosférickou tokovou vrstvou (HTV) po novom. V minime 11-ročného cyklu sa HTV nachádza blízko k rovine slnečného rovníka a pozorovateľ na Zemi vidí HTV prakticky „z jej hrany“. Tým je daný charakteristický tvar „minimálnej“ koróny. V iných fázach 11-ročného cyklu sklon HTV k rovníku sa môže meniť v širokom rozmedzí až do  $90^\circ$  v maxime cyklu a orientácia HTV k pozorovateľovi môže byť ľubovoľná. Tým je podmienená rôznorodosť tvarov slnečnej koróny počas rôznych zatmení. Možný je samozrejme aj prípad, kedy je heliosférická vrstva sklonená k rovníku a súčasne je orientovaná pozdĺž zorného lúča, t.j. pozorovateľ sa na ňu díva „z hrany“. Práve v takomto, relatívne zriedkavom prípade, možno preto korónu „minimálneho“ typu v blízkosti maxima 11-ročného cyklu slnečnej činnosti, ako to vidno v dolnej časti nášho obr. 3.

Pripomenieme, že HTV rozdeľuje okoloslnčný kozmický priestor (heliosféru) na dve časti s opačnými (od Slnka a ku Slnku) smermi medziplanetárneho magnetického poľa. Bude preto veľmi zaujímavé študovať v ďalšom aj odraz uvedenej pomerne špecifickej situácie počas zatmenia 11. 7. 1991 v odpozorovaných a nameraných javoch a vlastnostiach na Slnku a v heliosfére, ako sú publikované napríklad v Solar Geophysical Data, či iných bulletinoch.

#### Podakovanie

Je pre nás milou povinnosťou uviesť, že expedícia za zatmením Slnka a táto práca mohla byť prevedená len vďaka udeleným grantom č. 59 a 494 Slovenskou akadémiou vied, vďaka finančnému krytiu od Ministerstva kultúry SR, ako aj vďaka významnej sponzorskej podpore hlavne od spoločnosti Jozefa Mencáka a syn a National Geographic Society (USA).

#### LITERATÚRA

- Badalyan, O. G.; Livshits, M. A.; Sýkora, J.: 1992, Solar Phys. in press.  
 Clette, F.; Cugon, P.; Koeckelenbergh, A.: 1985, Solar Phys. **98**, 163.  
 Durst, J.: 1982, Astron. Astrophys. **112**, 241.  
 Fesenkov, V. G.: 1935, Astron. Zh. **12**, 309.  
 Guljaev, R. A.; Vanjarcha, N. Ja.: 1991, Preprint IZMIRAN No. 10 (957).  
 Guljaev, R. A.; Filipov, B. P.: 1992, Doklady AN SSSR 322, No. 2, 268.  
 Rušin, V.; Rybanský, M.: 1983, Bull. Astron. Inst. Czechosl. **34**, 257.  
 Saito, K., Yamashita, Y.: 1962, Ann. Tokyo Astron. Obs. **7**, 163.

# Radiální struktury ve sluneční koróně

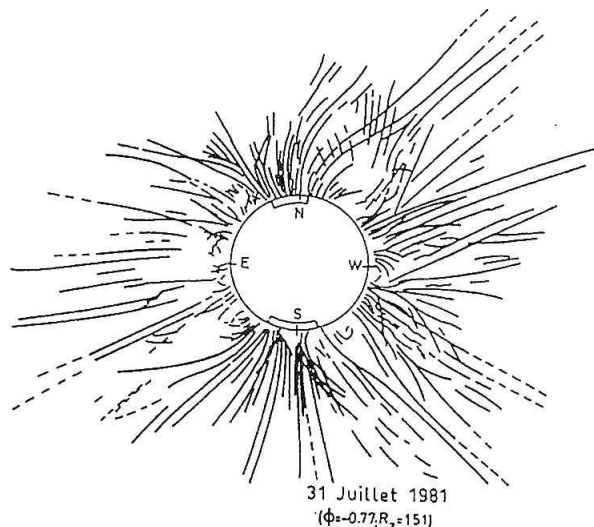
Pavel Ambrož, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## Abstrakt

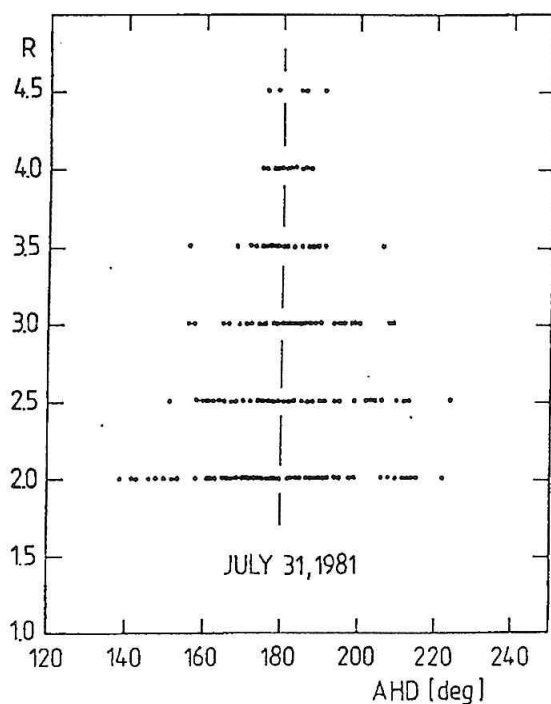
Proměřením rozsáhlého souboru pozorování sluneční koróny při úplných zatměních Slunce v průběhu tohoto století, byla provedena statistická analýza rozložení četnosti radiálních struktur. Výsledky jsou porovnány s numerickými modely koronálních magnetických polí pro různé fáze cyklu sluneční činnosti.

## 1. ÚVOD

Pozorování sluneční koróny při úplných slunečních zatměních ukazují řadu charakteristických útvarů s výraznou jemnou strukturou. Vnitřní korónu, zvláště pozorujeme-li ji v monochromatickém světle, tvoří množství kompaktních koronálních smyček a oblouků, o nichž víme, že se váží na oblasti fotosférických t.zv. inverzních čar s vysokým gradientem magnetických polí. Sem jsou lokalizovány i aktivní oblasti. Zpravidla v polárních oblastech indikujeme hlavně v bílém světle více či méně rozsáhlou oblast polárních paprsků, směřujících z chromosféry do meziplanetárního prostoru. Pozorování v měkkém ultrafialovém záření dovolují na



Obr. 2: Kresba struktury bílé koróny pro zatmění Slunce dne 31. července 1981. Podle Loucif a Koutchmy (1988).}



Obr. 1: Graf závislosti sklonu AHD tečny ke zřetelným koronálním strukturám vůči radiálnímu směru, orientovanému ke středu Slunce, na vzdálenosti od slunečního středu. Směr odpovídající AHD = 180° reprezentuje radiální strukturu. Graf byl vytvořen pro kresbu bílé koróny, prezentovanou na obrázku 2.

slunečním disku sledovat morfologii smyček a nízkých oblouků, ale i oblastí s vysokou divergencí magnetických siločar. Poslední uvedené se projevují v tomto spektrálním oboru poklesem jasu.

Morfologie vnitřní koróny se jeví jako nejednoznačná. V některých případech se divergence magnetického pole projevuje celkovým poklesem jasu při pozorování jak v monochromatické a bílé koróně, tak i poklesem jasové teploty v decimetrovém radiovém oboru. Takové oblasti zpravidla identifikujeme jako koronální díry a dokážeme je modelovat jako oblasti s otevřenými magnetickými strukturami, které jako jediné spojují sluneční fotosféru s meziplanetárním prostorem. V druhém případě jsou divergentní struktury v podstatě nižšími oblastmi velkých koronálních oblouků, které jsou oběma nohama zakotveny ve sluneční fotosféře a spolu s přílehlými otevřenými strukturami někdy vytvářejí mohutné t.zv. helmetové útvary. Tato úpatí koronálních oblouků se zpravidla projevují zvýšenou jasovou teplotou v radiovém oboru a i bílá koróna v nich vykazuje vyšší hustotu.

## 2. CHARAKTERISTIKA MODELU

Prostorová trojrozmerná struktúra slnečnej koróny sa s ohľadom na malou optickú tloušťku koróny len veľmi ťažko rekonštruje z dvojrozmerných pozorovaní. V tomto smere je ďaleko účinnejšie použitie numerických modelovacích techník (Ambrož 1989), kde štruktúra magnetických siločiar je vypočítaná numerickou integráciou v objemu, na jej hraniciach sú zadávané okrajové podmienky. Výpočet sa realizuje vo sférických súradniciach, pričom na vnútornom rozhraní, t.j. vo slnečnej fotosfére, je zadávaný rozloženie radiálnych komponent intenzity magnetického poľa, tak ako je odvodené zo synoptických pozorovaní. Na vonkajšom rozhraní požadujeme iba, aby neradiálne zložky vektora magnetického poľa boli nulové. Tento požiadavku reprezentuje predpoklad, že za vonkajším rozhraním sa koronálne magnetické pole už nepodrižuje vplyvu magnetických štruktúr fotosféry a naopak je celá ovládaná dynamickou expanziou koronálneho plazmatu do medziplanetárneho priestoru.

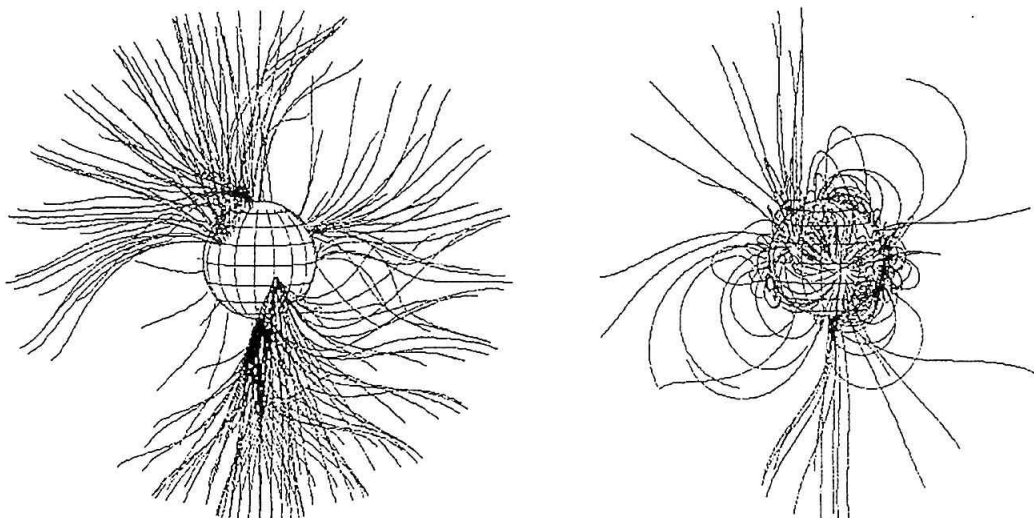
Podmienky na vnútornom rozhraní sú ovplyvňované kvalitou primárnych denných meraní (Hoeksema a Scherrer 1986, Hoeksema 1991), t.j. hlavne ich priestorovou a časovou rozlišovacou schopnosťou a počas výpočtu na ne nemáme vplyv. Iná je situácia na vonkajšom rozhraní, kde môžeme meniť polomer v prípade predpokladu o jeho guľovom tvare a jeho tvar, jestliže zvolíme variantu promennivého polomeru. Význam veľkosti polomeru vonkajšieho rozhrania, pre ktorý bol prijatý názov zdrojová plocha v bezrozmerných jednotkách násobku slnečného polomeru spočíva v tom, že čím väčší je polomer zdrojovej plochy, tým vyššie resp. vertikálne protiahlejšie sú i uzavreté koronálne oblouky. Znamená to, že polomer zdrojovej plochy ako voľný parameter môže ovplyvniť výsledok štruktúrného výpočtu. Z tohto dôvodu bolo v tejto štúdii provedeno

vyšetrenie, do akej miery sú splnené predpoklady o radiálnosti magnetického poľa v určitej vzdialenosti od slnečného stredu a ďalej potom na jednom konkrétnom príklade bolo overené, do akej miery sa mení vypočítaná štruktúra koronálneho magnetického poľa v závislosti na podstatnej zmene polomeru guľovej zdrojovej plochy.

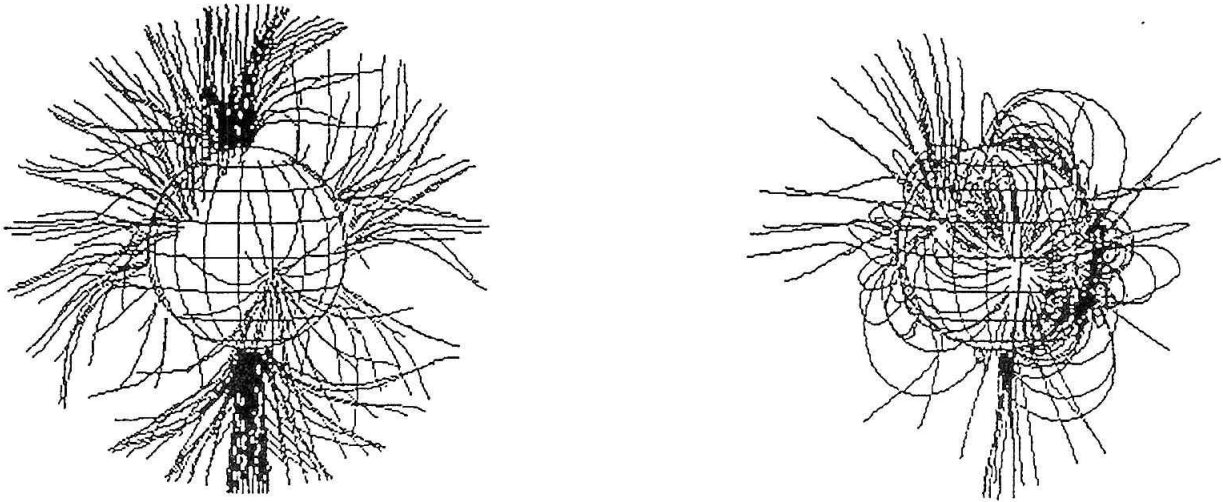
## 3. ANALÝZA POZOROVÁNÍ KORÓNY

Kresby štruktúrnych prvkov bielej koróny z úplných zatmení Slunce od roku 1959 do roku 1984 (celkom 15 zatmení – Loucif a Koutchmy 1988) boli proměřeny s ohľadom na sklon rozeznateľných jednotlivých plazmatických útvarů k radiálnemu směru. Měření bylo provedeno celkem na pěti rozdílných vzdálenostech od slunečního středu, a to ve vzdálenosti 2.0, 2.5, 3.0, 3.5, 4.0 a 4.5 slunečních poloměrů. Na každé hladině byly stanoveny odchylky od radiálního směru pro všechna vlákna, která bylo možné identifikovat, bez ohledu na to, zda se jednalo o uzavřené nebo otevřené struktury. Výsledek měření pro jeden případ zatmění z 31. července 1981 je uveden na obr. 1.

Z grafu je patrné, že podmínka výhradně radiálních štruktúr je splněna poměrně daleko od Slunce ve vzdálenosti 4.0 – 4.5 slunečního polomeru a disperze odchylek pro obecně akceptovaný polomer zdrojovej plochy  $2.5 R_{\odot}$  dosahuje zhruba sedmdesiaty obloukových stupňů. Pro menší hodnoty polomeru zdrojovej plochy je veľikost disperze hodnot pro různá zatmení odlišná, avšak její minimalizace ve vzdálenosti 4.0 – 4.5  $R_{\odot}$  je pro všechny sledované případy stejná. Výsledek jednoznačně ukazuje, že podmínka radiálnosti je splněna mnohým ďalej od slnečného stredu, než sa pôvodne na základe zjednodušeného magnetohydrodynamického výpočtu predpokládalo.



Obr. 3: (a-vlevo) Modelový výpočet siločiar potenciálového magnetického poľa koróny. Siločáry sú počítané od zdrojovej plochy ke slnečnému povrchu (vznikajú iba otvorené siločáry). (b-vpravo) Výpočet siločiar, vychádzajúcich od slnečnej fotosféry do koróny (vznikajú uzavreté i otvorené siločáry). Pre výpočet je použitý polomer zdrojovej plochy  $4,5 R_{\odot}$  a orientácia Slunce vůči pozorovateľovi je rovnaká ako pri zatmení na obr. 2.



Obr. 4 :Podobný modelový výpočet jako na obr. 3, avšak pro poloměr zdrojové plochy pouze  $2,5 R_{\odot}$ .

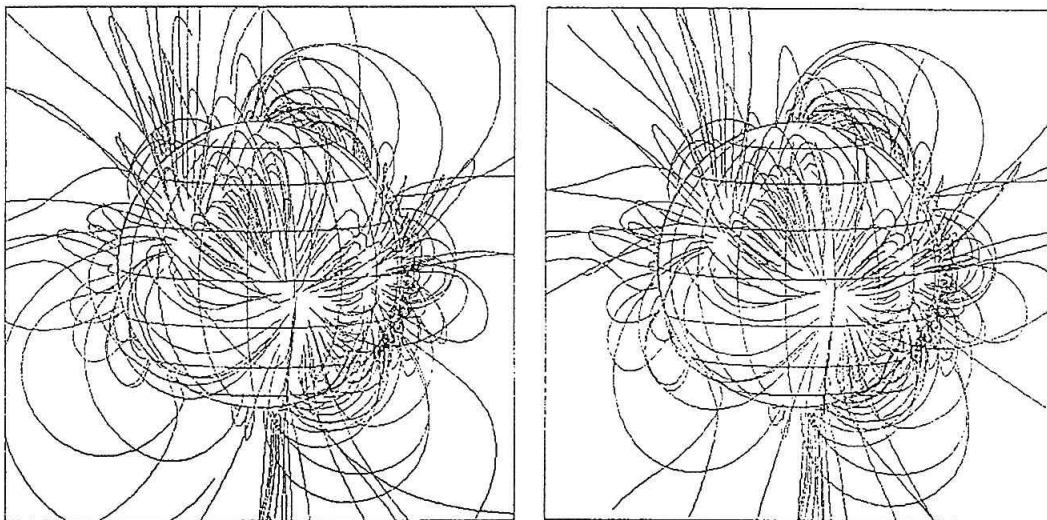
#### 4. DISKUSE VÝSLEDKŮ

Další krok práce souvisí s otázkou, do jaké míry závisí vypočtená struktura magnetického pole na poloměru zdrojové plochy a tedy jak se volba tohoto parametru může projevit v použitelnosti modelového výsledku. Na obr. 2 je reprodukce kresby koronálních oblouků a paprsků pro zatmění z 31. 7. 1981. První serie modelových výpočtů byla provedena pro poloměr zdrojové plochy  $4.5 R_{\odot}$  jak je uvedeno na obr. 3.

Zde model siločar na obr. 3a představuje otevřené magnetické siločáry, jejichž výpočet začíná na zdrojové ploše a končí ve sluneční fotosféře a na obr. 3b se jedná o siločáry, které začínáme počítat ve fotosféře, ovšem pouze v oblastech se zvýšenou hodnotou intenzity magnetického pole. Podobný model, ovšem s poloměrem zdrojové plochy  $2.5 R_{\odot}$  je uveden na obr. 4.

Porovnáním všech těchto tří obrázků navzájem můžeme formulovat některé závěry. Struktura paprsků vnější koróny souhlasí velmi dobře se strukturou vypočtených otevřených konfigurací magnetických siločar s poloměrem zdrojové plochy  $4.5 R_{\odot}$ . Pokud jde o siločáry počítané od fotosféry, tady opět nacházíme poměrně dobrý souhlas s modelem pro poloměr zdrojové plochy  $4.5 R_{\odot}$ . Otevřené siločáry kolem heliomagnetických pólů souhlasí výborně, disproporce vznikají pouze u obřích smyček po stranách dipólu, které jsou příliš velké a divergující, takže kolem nich se patrně nesoustřeďuje dostatečně hustá koronální plazma.

Tento typ nesouhlasu tedy provedené modelové výpočty nediskvalifikuje. Modely na obr. 4 pro poloměr  $2.5 R_{\odot}$  vystihují zdánlivě velmi dobře situaci ve vnitřní koróně u siločar počítaných od fotosféry. Model otevřených siločar ve vzdálenosti  $2.5$  poloměru od sluneční-



Obr. 5: Struktura vypočtených magnetických siločar pro vnitřní korónu. (a-vlevo) Výpočet pro poloměr zdrojové plochy  $2,5 R_{\odot}$ . (b-vpravo) Výpočet pro poloměr zdrojové plochy  $4,5 R_{\odot}$ . Rozložení magnetického pole ve fotosféře je stejné pro oba případy jako na obr. 3 a 4, včetně orientace Slunce.

ho stredú však prevážne nevyhovuje, s výjimkou takových siločiar, ktoré sú radiálne již od slnečného povrchu. Tieto skutočnosti veľmi výrazne hovoří pro modely s väčším polomerom zdrojovej plochy, t.j. s hodnotami vyplývajúcimi z šetření, dokumentovaného na obr. 1.

Poslední otázka, na kterou je třeba odpovědět, se týká míry závislosti struktury a tvaru magnetických siločiar, vypočtených pro vnitřní korónu na základě dvou podstatně odlišných hodnot poloměrů zdrojové plochy. Přitom se vychází z naprosto shodných modelových předpokladů, včetně stejných vnitřních okrajových podmínek. Výsledek je prezentován na obr. 5, kde na obr. 5a je výpočet pro  $R = 2.5 R_{\odot}$  a na obr. 5b pro  $R = 4.5 R_{\odot}$ . Siločáry, konstruované ve vnitřní koróně se podstatně neliší. Rozdíly do vzdálenosti dvou slunečních poloměrů dosahují odchylky ve výšce oblouků a smyček hodnoty asi 10 – 20% jejich vertikálních rozměrů. Přitom poloměr zdrojové plochy se zvětšil o 80% původní hodnoty.

## 5. ZÁVĚRY

Na základě analýzy splnění podmínky radiálnosti koronálních paprsků na kresbách koróny z řady úplných zatmění Slunce byl stanoven optimální poloměr zdrojové plochy pro výpočet potenciálové struktury koronálního magnetického pole. Jako optimální se doporučuje hodnota  $4.5 R_{\odot}$ . Vypočtené magnetické

siločáry uspokojivě charakterizují strukturu magnetického pole ve sluneční koróně. Je třeba ale stále mít na vědomí, že vypočtené siločáry nereprezentují přímo koronální útvary, které pozorujeme při zatmění. Nelze tedy očekávat naprostý souhlas mezi vypočteným grafem a pozorovaným obrazem koróny. Ve skutečnosti se porovnávají dva odlišné fyzikální projevy jevu, který má společný fyzikální základ. Pro skutečný soulad mezi pozorováním a modelovým výpočtem by bylo zapotřebí modelovat nejdříve hustotní a potom zářivý model bílé koróny (Ambrož a Wolf 1982), který by zcela zásadním způsobem vycházel z rozložení magnetického pole vypočteného na základě upřesňujících podmínek uvedených v tomto příspěvku.

## Poděkování

Tato studie vznikla v rámci řešení projektu, podporovaného grantem ČSAV/GA č. 30301.

## LITERATURA

- Ambrož, P.:1989, Proc. of the XIII Consultation Meeting on Solar Physics, Vol. 1, Odessa, 138.  
 Ambrož, P. a Wolf, M.: 1982, Zborník referátov ze 6. celoštátného slnečného seminára, SÚAA, Adamov, 167.  
 Hocksema, J. T.:1991, Report CSSA-ASTRO-91-01, Center for Space Science and Astrophysics, JWSO at Stanford.  
 Hocksema, J. T. a Scherrer, P. H.: 1986, Report UAG-94, World Data Center A for Solar-Terrestrial Physics.  
 Loucif, M. L. a Koutchmy, S.: 1988, Astron. Astrophysics, Suppl. Series 77, 45.

# Magnetická struktura koronálních radiových zdrojů

Pavel Ambrož, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## Abstrakt

Pro serii radiových pozorování na radiointerferometru v Nancay z května a června 1986 byla vypočtena struktura koronálních magnetických polí. Otevřené i uzavřené struktury jsou porovnány s rozložením jasu na několika vlnových délkách a zformulovány závěry o struktuře radiových zdrojů.

## 1. ÚVOD

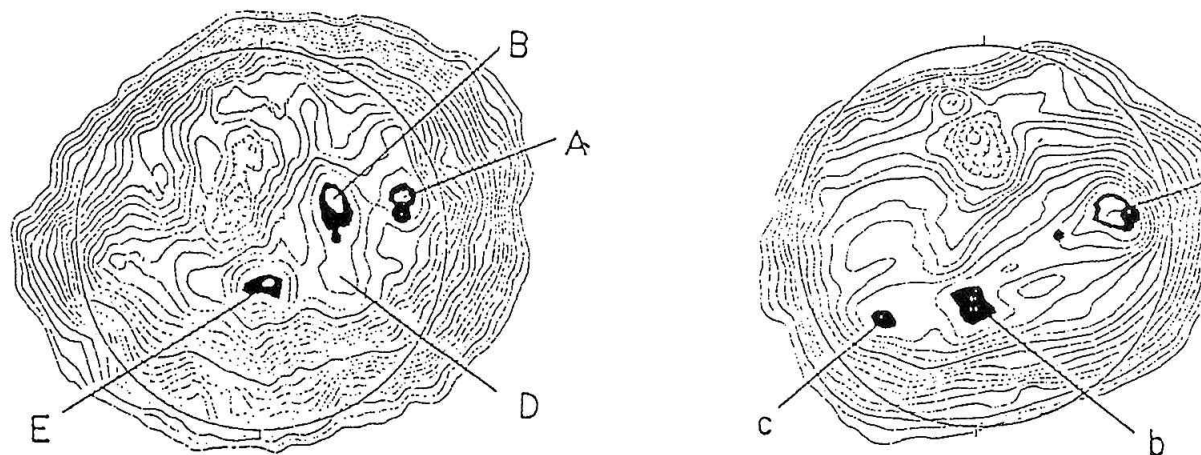
Dvojměrné koronální radiové mapy, které mohou být téměř současně pořízeny v různých vlnových délkách, dovolují v koróně nalézt útvary s lokálním maximem jasové teploty, které mají trojrozměrnou strukturu. Někteří autoři prosazují názor, že na základě těchto souborů pozorování lze úspěšně konstruovat morfologickou třírozměrnou strukturu takových zdrojů a tím podstatně doplnit informace o vertikální struktuře rozložení aktivních projevů na Slunci.

Dosavadní analýzy se soustřeďují hlavně na srovnání prostorového rozložení radiových útvarů ve vztahu k polohám aktivních oblastí, chromosférických flokulí a filamentů, jakož i k rozložení jasu koróny a k výskytu koronálních děr. Touto cestou lze úspěšně postihnout některé morfologické vztahy. Přestože podle referencí v literatuře existuje těsný vztah mezi teplejšími resp. chladnějšími oblastmi v koróně a charakterem magnetického pole, dosavadní přímé studie tohoto problému téměř neexistují. Hlavní příčinou tohoto neuspokojivého stavu je skutečnost, že několik počátečních pokusů

o přímé měření koronálních magnetických polí bylo velmi nespolehlivých a náhodných.

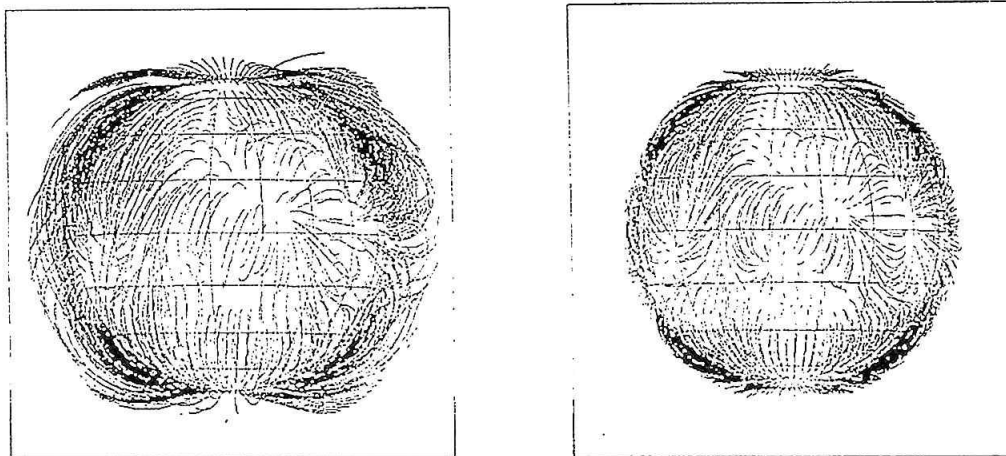
## 2. CHARAKTERISTIKA MODELU

Vhodným pomocníkem při takové analýze jsou numerické globální modely koronálního magnetického pole, konstruované na základě prostorových výpočtu siločar ze synoptických magnetických měření ve sluneční fotosféře (Ambrož 1983). Aby výpočet bylo možné realizovat z dostupných pozorovacích materiálů v přijatelných časových relacích s dostupným technickým vybavením, je zapotřebí model konstruovat co nejjednodušeji. Znamená to, že jen stěží lze akceptovat iterační postupy pro globální MHD úlohu a podobně nelze překročit určité hranice prostorového rozlišení. Vzhledem k tomu, že strukturální výstavba magnetického pole se s narůstající výškou v koróně zjednodušuje a do úvahy přicházejí sférické harmonické funkce s velmi nízkými vlnovými čísly, jsou dostupné elektromagnetické modely pro korónu vyhovující (Ambrož 1988). Určitou nevýhodou je pouze příliš statický



Obr. 1: Mapy radiového záření Slunce, pořízené na frekvenci 164 MHz (vlevo) a 408 MHz (vpravo) na heliografu v Nancay. Izofoty jsou odstúpnovány po  $2.5 \cdot 10^4$  K. Černé jsou vyznačeny polohy maxim rozložení radiového toku pro 28. 5. 1986.





Obr. 2: Štruktúra vypočítaných magnetických siločiar pro stejnou orientaci Slunce jako na obr. 1. Obrázek vlevo má vykresleny siločáry až do vzdálenosti  $1,35 R_{\odot}$ . Obrázek vpravo má vykresleny siločáry do vzdálenosti  $1,1 R_{\odot}$ .

charakter vypočítaných konfigurací, poněvadž ve výpočtu nejsou zahrnuty vlastnosti vývoje fotosférických a koronálních magnetických polí. S ohledem na úspěšný metodický pokrok v tomto směru za poslední období lze ale předpokládat zlepšení i v tomto ohledu.

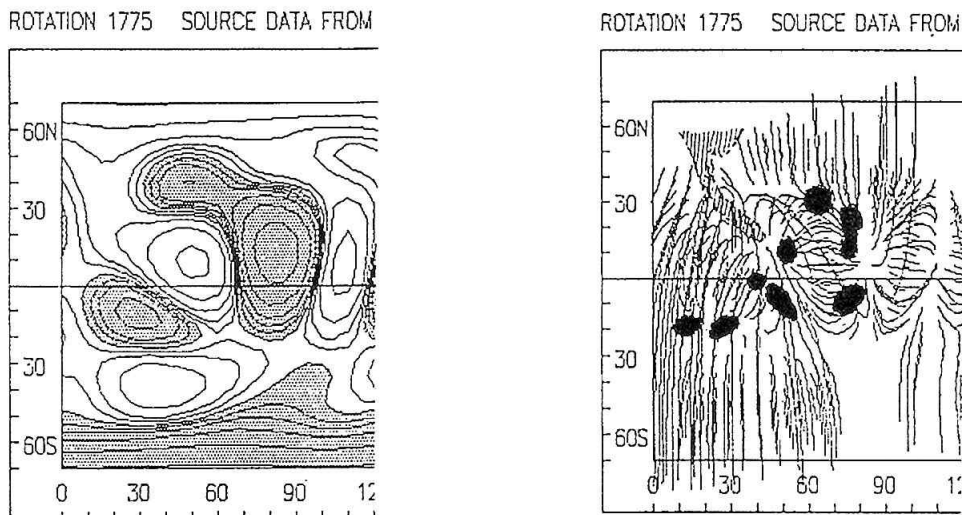
Provedená aplikace numerických modelů koronálních magnetických polí pro stanovení charakteru magnetického pole ve vztahu k jasové teplotě v radiové koroně je zaměřena na porovnání vzájemné morfologie. Klademe si otázku, v jakých konfiguracích magnetického pole se vytvářejí radiové zdroje se zvýšenou teplotou. Tento problém nás zajímá pro více radiových frekvencí. Další otázka se týká vztahu teplotních depresí a koronálních děr. Poslední otázka je potom opačná a vztahuje se k problému, zda ze známé struktury koronálního magnetického pole lze něco usuzovat o struktuře radiové koróny.

### 3. POZOROVACÍ MATERIÁL

Pro analýzu byl použit pozorovací materiál z radioheliografu v Nancy pořízený v obzvláště klidném období sluneční činnosti v květnu a červnu 1986 na třech frekvencích a to 164 MHz, 327 MHz a 408 MHz. Materiál byl dostupný ve formě denních dvojrozměrných map (Lantos *a kol.* 1992). Údaje o magnetickém poli pocházejí ze Stanfordu (Hoeksema 1991) a byly k dispozici především ve formě harmonických koeficientů až pro hlavní číslo  $n = 9$ . Výpočet t.zv. bezproudových konfigurací koronálních magnetických polí byl proveden v Ondřejově.

### 4. DISKUSE VÝSLEDKŮ A ZÁVĚRY

Radiová pozorování pro dvojici frekvencí poskytují do určité míry rozdílný obraz rozložení teploty. To lze



Obr. 3: Části synoptických map Slunce, znázorňující vlevo rozložení intenzity a polaritu velkorozměrového magnetického pole. Šedě je znázorněna kladná polarita. Vpravo jsou nakresleny vypočítané magnetické siločáry. Maxima jasové teploty na obou frekvencích jsou vyznačena černě. Radiové zdroje jsou svázány s nízkými kompaktními magnetickými oblouky. Šrafovaná plocha indikuje polohu koronální díry.

očekávat hlavně proto, že každá frekvence monitoruje jinou výšku v koróně. Lze odhadovat, že zdroje na frekvenci 164 MHz se vztahují k výšce cca  $1.3 R_{\odot}$ , zatímco na frekvenci 408 MHz pouze k výšce mírně pod  $1.1 R_{\odot}$ . Na obr. 1 jsou prezentovány radiové mapy pro obě frekvence, pořízené pro jeden den. Na obr. 2 je vykreslená struktura magnetických siločar v projekci totožné pro radiový materiál. Siločáry tvoří pouze výřez daleko rozlehlejšího modelu v kulové slupce od  $1.1$  do  $1.35 R_{\odot}$ . Po porovnání obou typů materiálů lze formulovat některé závěry.

Na frekvenci 408 MHz jsou oblasti zvýšené jasové teploty lokalizovány převážně v těsné blízkosti nebo zcela na neutrální čáře podélné komponenty velkorozměrového magnetického pole. Jedná se tedy o prostor nízko nad fotosférou, kde převládá horizontální magnetické pole. Bezprostřední okolí těchto oblastí tvoří zpravidla vzájemně spojený prostor zvýšené střední teploty, pro něž se u bílé koróny používá název *koronální plátó*. Jedná se v podstatě o zhlazenou plochu přikrývající vrcholky jednotlivých smyčkových systémů.

O maximech na frekvenci 164 MHz nelze říci, že by souvisela s horizontálním magnetickým polem. Ve všech případech, které bylo možné studovat, se promítají do míst převážně svislých siločar v oblastech noh koronálních smyčkových oblouků, které směřují k zakotvení smyček. Jedná se ovšem o oblouky siločar, které vycházejí z míst o maximální intenzitě magnetického pole ve fotosféře a kde siločáry míří vysoko do koróny, ale jsou uzavřené. Oblasti leží zpravidla ne příliš daleko od neutrální čáry a téměř nikdy ne na siločarách vycházejících ze středu fotosférické oblasti jedné polarity.

Teplotní deprese na obou frekvencích souvisí téměř vždy s takovými oblastmi koróny, v nichž je velmi malá horizontální složka, nebo přímo koronální díra. Jedná se zpravidla o oblasti, v nichž makrostruktura siločar má divergenci. Teplotní deprese, kterou pozorujeme, nesporně souvisí s přítomností koronální díry, nicméně vzájemný vztah není jednoznačný. Přitom pozorování v čáře  $1083 \text{ nm}$  a výsledky modelového výpočtu souhlasí téměř dokonale, zatímco útvar s nízkou teplotou má poněkud jiný tvar a je směrově posunutý, což nelze vysvětlit prostorovou projekcí. Tento drobný nesouhlas je pozoruhodný, poněvadž buď indikuje určité hranice použitelnosti radiových materiálů, nebo svědčí o efektu, kterému zatím příliš nerozumíme.

Zajímavá je obrácená otázka, kdy se ptáme, zda a jak struktura magnetického pole přímo ovlivňuje záření radiové koróny. Na modelu siločar nacházíme celou řadu obloukovitých resp. smyčkovitých struktur, které nejsou žádným zřetelným způsobem svázány s nějakou jasovou anomálií. Vše nasvědčuje tomu, že maxima teploty na frekvenci 164 MHz leží nedaleko neutrální čáry na systému uzavřených siločar s dostatečně vysokou intenzitou magnetického pole. Takové oblouky jsou zakotveny uvnitř dvojice velkorozměro-

vých oblastí opačné polarity. Centrální část takové oblasti vytváří téměř vždy divergentní systém siločar a v některých případech se právě zde formují koronální díry. Horké oblasti se vyskytují v nohách siločarových oblouků, které překlenují největší příčný gradient magnetického pole a v žádném případě se nevyskytují na vrcholu smyčkového oblouku. Je třeba zdůraznit, že pouze struktura magnetických siločar dovoluje morfologicky zřetelně přiřadit maxima teploty k nějakému útvaru na Slunci. Poznamenejme, že jakékoliv strukturální útvary pro tuto frekvenci jsou svázány se strukturou velkorozměrového magnetického pole.

Pro vyšší frekvenci, t.j. 408 MHz předchází věta patrně platí stejně, avšak poněvadž i zde je další podmínkou výskytu teplotního maxima vysoký gradient podélné komponenty magnetické indukce, dostáváme se do oblastí, kde se zpravidla vyskytují sluneční skvrny a aktivní oblasti. Tak může vzniknout mylný dojem, že maxima teplot na této frekvenci jsou působena aktivními oblastmi.

Zvláštní otázkou je, jak chápat těch několik případů, kde nacházíme zřetelnou divergenci siločar a kde jednoznačně neplatí předchozí závěry o vzniku deprese koronální teploty. Příčina je patrně nikoliv pouze ve struktuře magnetického pole, která obecně závisí na bezrozměrných směrových kosínech, ale na velikosti vektoru magnetické indukce. Zvýšenou jasovou radiovou teplotu indikujeme v místech, pro něž je typický zvýšený jas bílé koróny a ten opět odpovídá oblastem zvýšené hodnoty celkového vektoru magnetické indukce, jak je patrné ze souboru synoptických map na obr. 3.

Z toho co bylo uvedeno je zřejmé, že vyjasnění vztahu mezi strukturou a rozložením magnetického pole a teplotním rozložením radiové koróny lze očekávat kvantitativně pouze v tom případě, jestliže bude vytvořen numerický hustotní model, který bude vedle běžných termodynamických vztahů akceptovat i strukturu a intenzitu magnetického pole v koróně.

#### Poděkování

Tato studie vznikla v rámci řešení grantového projektu ČSAV/GA č. 30 301.

#### LITERATURA

- Ambrož, P.:1983, Publ. Debrecen Obs. 5, 145.  
 Ambrož, P.:1988, Vztahy Slunce-Země III, JČMF, Praha, 94.  
 Hocksema, J. T.:1991, Report CSSA-ASTRO-91-01, JWSO at Stanford.  
 Lantos, P.; Alissandrakis, C. E. a Rigaud, D.:1992, Solar Phys. (v tisku).

# O niektorých nevyriešených otázkach výskumu slnečnej koróny

M. Rybanský, *Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*

Semináre, sympóziá a rôzne iné stretnutia vedcov sa organizujú hlavne preto, aby sa títo mohli vzájomne informovať o dosiahnutých výsledkoch. Môj príspevok je založený na inej myšlienke. Chcem vám ukázať, kde asi pramene naše neúspechy pri riešení niektorých problémov. Ako budete vidieť, niektoré sme sa pokúsili riešiť a ďalší pokrok pri nich je iba otázkou času, u mnohých problémov však ani nevieme, ako začať. Tajne dúfam, že v diskusii budeme počuť myšlienky, ktoré môžu byť návodom na ďalší postup.

Prvým takýmto problémom je interpretácia snímok bielej koróny. Máme k dispozícii zatmeňové snímky koróny a chceme z nich určiť rozdelenie hmoty, teplotu tejto hmoty a parametre jej pohybu. Väčšinou sa pri tejto úlohe postupuje stále klasickým spôsobom, využívajúc predpoklad sférickej symetrie, hoci aj pri malom rozlíšení musíme silne prižmúriť oči, aby sme nevideli, že koróna má bohatú štruktúru, tvorenú prevažne radiálnymi, úzkymi lúčmi. Čím lepšie rozlíšenie, tým menšie detaily vidíme.

V jednej staršej práci sme sa pokúsili vysvetliť pozorovaný priebeh intenzity koróny pri zatmení v roku 1980 (Dzifčáková et al. 1987) zavedením predpokladu o sústreďení hmoty v radiálnych lúčoch. Ukázali sme, že priebeh je takto možné vysvetliť, ale ostali nezodpovedané mnohé podstatné otázky:

Aká sila udržuje prúdiacu plazmu pohromade až do veľkých vzdialeností?

Aký je rozmer elementárneho lúča?

Aký je spôsob spolupôsobenia elementárnych lúčov?

Ako dlho vlastne vydrží takýto lúč byť stabilný a čo ho môže rozrušiť?

Ako lúč vzniká? Aké procesy v konvektívnej zóne podmieňujú jeho vznik?

Druhý problém, o ktorom budeme hovoriť, je problém rozpínania slnečnej koróny. Z rovnice continuity a z merania parametrov slnečného vetra vyplýva, že celá hmota koróny sa musí vymeniť počas cca 1/2 hodiny. Nedarí sa nám však pozorovať prejavy rozpínania vo vnútornej koróne.

Jedným zo spôsobov, ktoré sme sa pokúsili pri tomto probléme uplatniť, je štúdium priebehu pološírky profilov, v závislosti na vzdialenosti od povrchu Slnka (Dzifčáková a Rybanský 1986). Výsledky nášho skúmania ukázali, že v rámci pozorovacích chýb sa z dostupného pozorovacieho materiálu nedá jednoznačne preukázať rozpínanie vnútornej koróny.

(Nie je pohyb hmoty obojsmerný?)

Tretím problémom je problém erupčných protuberancií a tranzientov. Tieto úkazy zrejme spolu súvisia, ako ukazujú spracovania štatistických údajov, avšak mechanizmy vzniku sú celkom nejasné. Obmedzíme sa iba na ilustráciu diapozitívom a krátkym opisom.

Pod erupčivou protuberanciou rozumieme protuberanciu väčšieho rozsahu, ktorá aspoň čiastočne uniká do medziplanetárneho priestoru s rýchlosťou rádovo  $10^2 - 10^3 \text{ km.s}^{-1}$ . Obyčajne vzniká tzv. aktivizáciou pokojnej protuberancie alebo filamentu. Iným úkazom je výtrysk, sprej a pod.

Tranzientom nazývame podobne unikajúcu hmotu K-koróny.

Posledným problémom, o ktorom chcem hovoriť, je problém **ohrevu koróny**. O probléme existuje rozsiahla literatúra (napr. Ulmschneider et al. 1991).

Niekoľko rokov sa pohrávam s myšlienkou, že príčinou ohrevu sú procesy, ktoré prebiehajú pri vzniku a vývoji spikulí. (Analogia s elektrickým výbojom a súvislosť s úzkymi lúčmi v koróne, napr. Bugoslavskaja, 1946; Beckers, 1972). Moja viera v možnosť takého mechanizmu bola dosť vyviklaná snímkami slnečnej koróny pred diskom v okolí vlnovej dĺžky 6,35 nm, ktoré nám láskavo poskytol p. dr. Golub. Dá sa z nich usúdiť, že počet miest, ktoré sa zdajú byť zdrojom horúcej koronálnej plazmy je podstatne menší, ako počet spikulí, ktorý sa odhaduje na  $10^5 - 10^6$ . Iba ak by sme zasa pripustili existenciu spikulí s rôznymi vlastnosťami. Možno by bolo vhodné pri riešení tohoto problému použiť pozorovania protuberancií typu slnečných škvrín. Vo vrchole sústavy slučiek, ktoré ich tvoria, môžeme pozorovať aj čiary neutrálneho vodíka, aj čiary vysokoionizovaných atómov (napr. Ca XV, potenciál ionizácie 890 eV). Hoci tieto pozorovania opísal už Waldmeier v 40-tych rokoch, zdá sa, že chodíme okolo nich tiež s prižmúrenými, až zavretými očami.

## LITERATÚRA

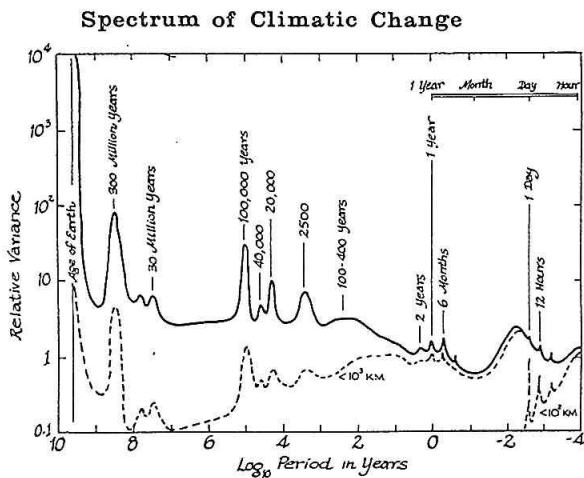
- Beckers, J. M.: 1972, *Ann. Rev. Astron. and Astrophys.* **10**, 73  
Bugoslavskaja, E. J.: 1946, *Astron. Zh.* **23**, 225  
Dzifčáková, E.; Rybanský, M.: 1986, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **37**, 268  
Dzifčáková, E.; Rušin, V.; Rybanský, M.: 1987, *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **38**, 260  
Ulmschneider, P.; Priest, E. R.; Rosner, R. (Eds.): 1991, „Mechanismus of Chromospheric and Coronal Heating“, Springer – Verlag

# Slnčná konštanta a koróna

P. Gašpar, *Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*  
M. Rybanský, *Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*

Príspevok je časťou väčšej práce, ktorá ešte nie je ukončená. Chcel by som v ňom iba vysvetliť podstatu problému, filozofiu celého výskumu a myšlienku nášho príspevku k nemu.

Existenciu klimatických zmien preukázali mnohé geologické práce (obr. 1). Úlohou je určiť príčiny týchto zmien. Podstatné pre nás, slnečných fyzikov, je skutočnosť, že jednou z možných príčin je premennosť slnečnej liminozity a z toho vyplýva aj naša účasť pri riešení tohoto problému.

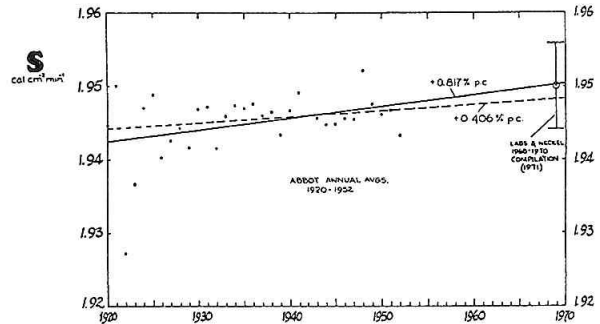


Obr. 1

Teória Slnka ako hviezdy nám toho veľa nepovie. Podľa prijatého vývojového modelu, vzrástla luminozita Slnka o 25 – 30% za  $4,5 \times 10^9$  rokov.

Meranie „slnčnej konštanty“, t.j. príkonu, alebo luminozity vo vzdialenosti 1 AU bolo zahájené už v minulom storočí. Postupne sa ukázalo, že určiť jej hodnotu s dostatočnou presnosťou z povrchu Zeme tak, aby sa dali robiť závery v rámci klimatológie, je nemožné. Prekážajú premenné množstvá rôznych prímiesí v atmosfére, hlavne prach, CO<sub>2</sub>, O<sub>3</sub>, H<sub>2</sub>O (Obr. 2). Z obrázku vidíme, že presnosť meraní (po mnohých priemerovaniach) bola okolo 1%. Podľa modelových klimatologických výpočtov, zmena luminozity o 1% spôsobí zmenu priemernej povrchovej teploty na Zemi asi o 1°C. Takáto zmena stačila na vznik tzv. malej ľadovej doby v 17. storočí.

Potrebnú presnosť meraní sa podarilo dosiahnuť až koncom 70-tych rokov pomocou kozmickej techniky. Problém merania luminozity začal byť znova aktuálny

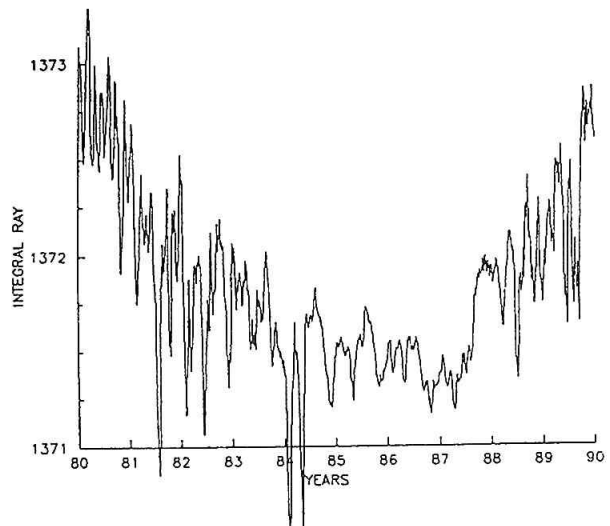


Obr. 2

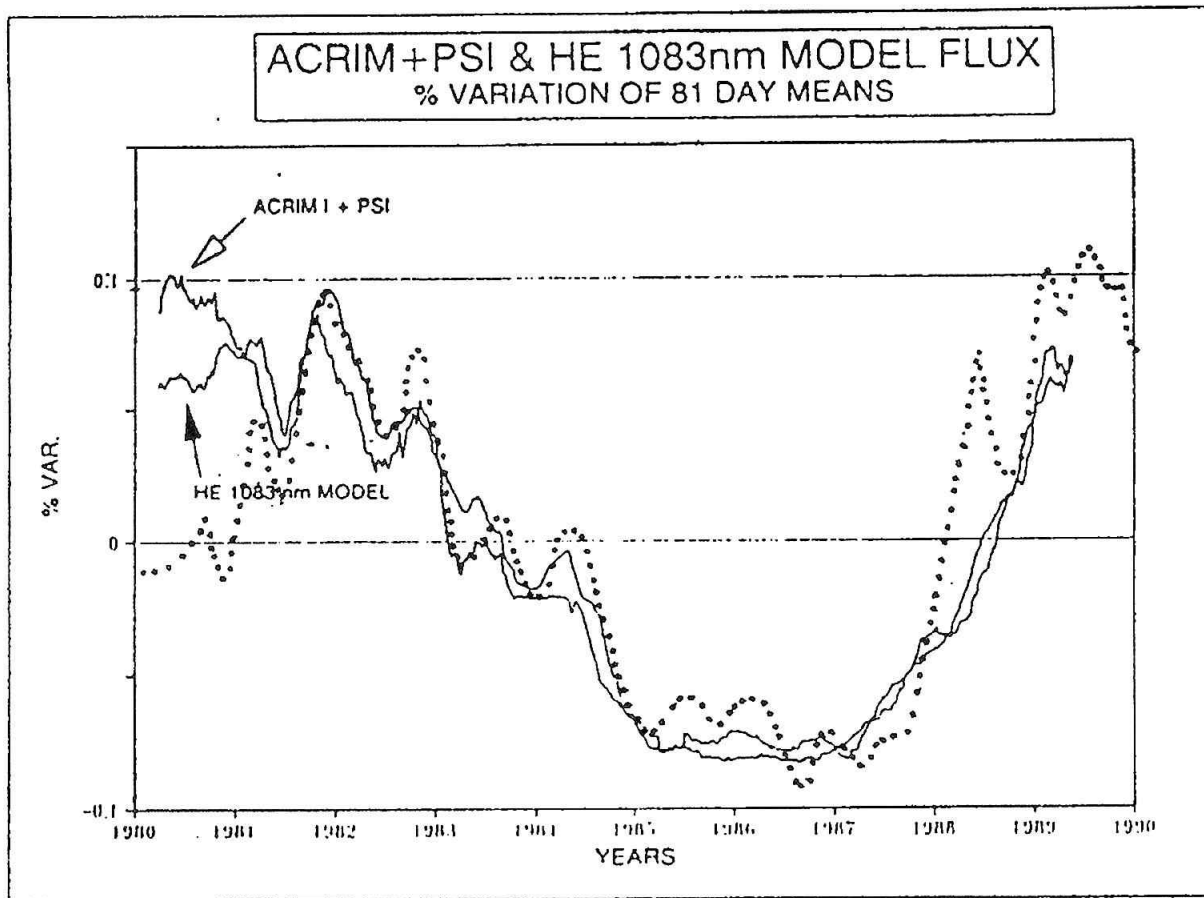
aj z ekologického stanoviska. Musíme totiž stanoviť podiel prirodzených kolísaní vlastností atmosféry, ak chceme určiť mieru ľudskej činnosti na ich ovplyvňovaní.

Najdlhší merač rad máme z družice Nimbus-7 (od konca roku 1978 doteraz). Okrem toho existujú merania z družíc SMM (1980 – 1989), ERBS (od konca roku 1984), NOAA-9 (od roku 1985) a NOAA-10 (od konca roku 1986). Priemerné hodnoty určené v rovnom období (začiatkom roku 1987) pomocou týchto družíc boli: 1370,3; 1367,0; 1365,4; 1364,8; 1363,3 W.m<sup>2</sup>. O vzájomnej korelácii časových radov môžeme hovoriť iba medzi prvými dvoma družicami, ostatné nekorelujú.

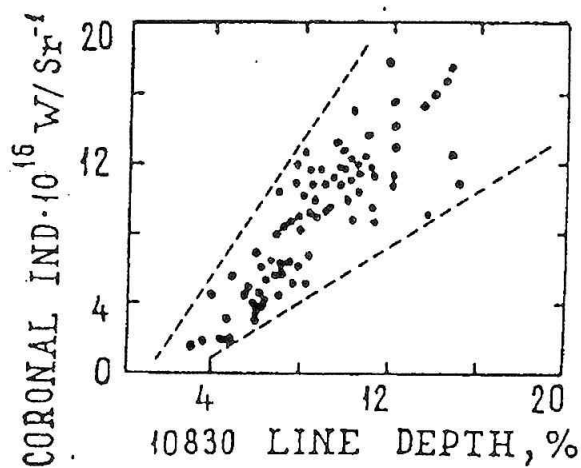
Priebeh nameraných hodnôt je znázornený na obr. 3 (27-denné kľzavé priemery). Už zbežná prehliadka navádza na myšlienku súvislosti luminozity a slnečnej



Obr. 3



Obr. 4



Obr. 5

aktivity. Štúdium tejto súvislosti by mohlo umožniť extrapolovať hodnoty luminozity do minulosti. O riešenie úlohy sa pokúsil Foukal (1990) pro použitie plôch slnečných škvŕn, o ktorých sú homogénne údaje od roku 1874. Súvislosť meraní z družice SMM a meraní ekvivalentnej šírky čiary He 1083 nm publikovali Wilson a Hudson (1991), (obr.4).

V jednej staršej práci sme zistili vysokú koreláciu medzi ekv. šírkou čiary He a koronálnym indexom slnečnej aktivity (obr. 5), preto sme do obr. 4 zakreslili aj jeho priebeh.

K podrobnejšej analýze sa ešte vrátíme, ak sa nám podarí získať údaje fotometrického indexu slnečných škvŕn (PSI), ktorý vyjadruje podiel škvŕn na zmenách luminozity.

#### LITERATÚRA

Foukal, P.: 1990, Phil. Trans. R. Soc. Lond. A 330, 591  
 Wilson, R. C.; Hudson, H. S.: 1991, Nature 351, 42

# O asymetrii maxim sezónnej variácie geomagnetickej aktivity v slnečných cykloch

*M. Bieleková, Geofyzikálny ústav SAV, Bratislava*  
*A. Prigancová, Geofyzikálny ústav SAV Bratislava*

## Abstrakt

Sú uvedené výsledky o morfológických zvláštnostiach sezónnej variácie geomagnetickej aktivity. Použité údaje (C9, aa, Ap, Ak) sa vzťahujú na odpovedajúce časové intervaly ich sledovania. Sezónna variácia sa uvažuje v priebehu sln. sekulárneho ako aj magnetického cyklu a taktiež pre extrémne úrovne slnečnej aktivity v rokoch jej maxima a minima v 11-ročných cykloch. Získané výsledky sa porovnávajú s dynamikou sezónnej variácie vo výskyte geomagneticky porušených dní a polárnych žiar v stredných šírkach.

Sezónne variácie v rozličných geofyzikálnych ukazovateľoch sa skúmajú už dávnejšie a ich morfológia je dobre známa /1/. Polročná modulácia magnetosférickej porušenosti /2/ sa prejavuje tak v premenlivosti indexov geomagnetickej aktivity, ako aj vo výskyte polárnych žiar. Najnovšie výskumy poukazujú nielen na asymetriu sezónnych maxim, ale aj na jej možné mechanizmy /3,4/. Predkladané výsledky poskytujú detailnejšiu morfológiu asymetrie sezónnej variácie geomagnetickej aktivity.

Priemerné ročné variácie planetárnej (indexy C9, aa, Ap) a lokálnej (Ak) geomagnetickej aktivity sa skúmajú pre časové intervaly odpovedajúce vybraným epochám slnečnej aktivity. Jednotlivo ako aj súhrnne sa uvažujú všetky postupné 11-ročné slnečné cykly v obdobiach, pre ktoré existujú údaje uvedených indexov geomagnetickej aktivity.

Pre rozlíšenie sekulárnych zmien v chode sezónnej variácie sa uvažujú obdobia odpovedajúce – čiastočne alebo úplne - dvom sekulárnym cyklom. Niekedy deliacim rokom pre ne sa považuje r. 1913 /3/, pritom nástup ďalšieho sekulárneho cyklu sa vzťahuje na prelom 20. a 21. slnečného cyklu. Ďalej sa uvažujú 22-ročné slnečné magnetické cykly a roky extrémnej úrovne (maxim a minim) v 11-ročných cykloch, a to s rozlíšením nepárnych a párnych cyklov. Analyzované intervaly sú limitované relevantnosťou údajov: indexu C9, ktorý však je iba hrubou kvantitatívnou mierou geomagnetickej aktivity, odpovedá najdlhší časový rad od r. 1841, prerušený v r. 1865-1869, 1871-1872. Nepretržitý časový rad indexu aa sa datuje od r. 1868. Najznámejší index planetárnej aktivity Ap, zastúpený od r. 1934 a lokálny index Ak z observatória v Hurbanove od r. 1955, pokrývajú sekulárny cyklus len čiastočne. Pre analýzu sa

celkom využilo 11 slnečných cyklov, a to 11-21. Na uvažované obdobie 1843-1986 pripadá 7 nepárnych a 6 párnych cyklov s priemernou dĺžkou 11,42 roka pre nepárne a 11,00 rokov pre párne cykly.

Pri uvažovaní celého obdobia pre jednotlivé indexy je názorná dominancia jarného maxima u všetkých uvažovaných indexov, avšak s odlišnou výraznosťou. Ako príklad na Obr. 1 je znázornená priemerná sezónna variácia pre všetky cykly (súvislá čiara) a zvlášť pre nepárne/párne cykly (čiarkovaná/bodko-čiarkovaná čiara) podľa aa indexu (dolný panel). Ak sa priemerná sezónna variácia uvažuje zvlášť pre intervaly nasledujúcich po sebe sekulárnych slnečných cyklov s použitím deliaceho roku 1913, je preukázateľný bimodálny charakter asymetrie maxim sezónnej variácie. Sú identifikovateľné 2 módy zavedené v /1/: mód SEFO (skratka z angličtiny Spring maximum for Even cycle and Fall maximum for Odd cycle), resp. mód SOFE s prevahou jarného/jesenného maxima pre párne/nepárne cykly, resp. jarného/jesenného maxima pre nepárne/párne cykly. Tieto módy sa navzájom menia pri striedaní sekulárnych cyklov, ako je vidieť z porovnania profilov pre obdobie do r. 1913 (cykly 11-14) na hornom paneli Obr. 1 a po r. 1913 (cykly 15-21) v strede obrázku. Táto morfológická zvláštnosť asymetrie maxim sezónnej variácie je zvlášť názorná v priemerných ročných profiloch výskytu geomagneticky porušených dní (Ap 30) pre nepárne a párne slnečné cykly /1/. Ak porovnáme profily sezónnej variácie aa indexu pred a po r. 1913, t.j. pre intervaly 2 sekulárnych cyklov, vidíme, že mód SOFE strieda mód SEFO a po r. 1913, čo je v zhode s doterajšími výsledkami, získanými na základe iného prístupu /3/, resp. s použitím iných údajov, najmä údajov o výskyte polárnych žiar v stredných šírkach za

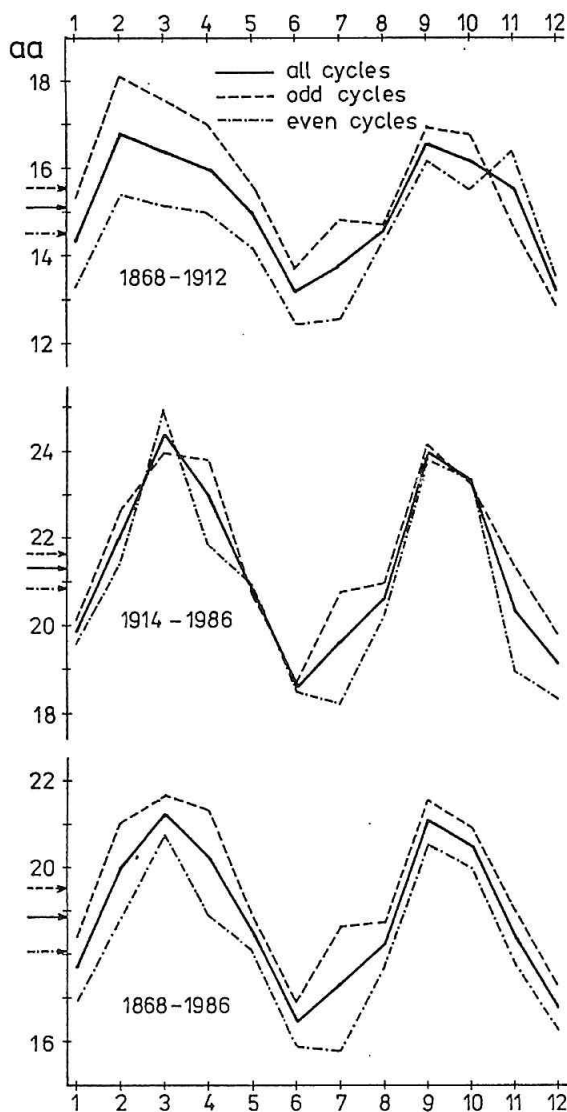
cca 300-ročné obdobie /4/. Avšak treba poznamenať, že bimodálny charakter asymetrie maxím sledovaný pre aa index po jednotlivých cykloch po sebe sa nevyznačuje ustálenou pravidelnosťou ako v prípade profilov výskytu porušených dní, aj keď zmena módu SOFE na SEFO s nástupom nového sekulárneho cyklu v 15. slnečnom cykle a zmena módu SEFO na SOFE v 21. slnečnom cykle je názorná.

Pre index C9 v dynamike asymetrie maxím sezónnej variácie výrazný variabilný modulačný charakter sa neprejavuje, prevláda väčšinou jarne maximum. U ďalších uvažovaných indexov sa modulácia prejavuje len čiastočne, resp. asymetria sa stráca (výška jarného a jesenného maxima je prakticky rovnaká).

Aj keď asymetria jarného/jesenného maxima v 22-ročnom slnečnom magnetickom cykle pre rôzne indexy vzhľadom na rôzne epochy slnečnej aktivity nie je jednoznačná, všeobecne platí, že väčšia geomagnetická

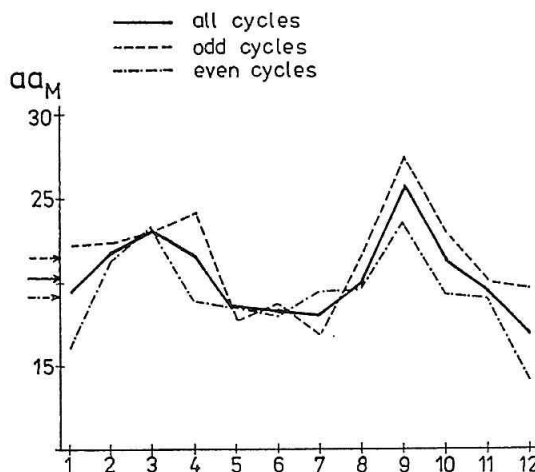
aktivita je v nepárnych cykloch než v párnych (príslušné šípky k osi OY).

V ďalšej analýze sa pre postupnosť 11-ročných slnečných cyklov porovnali profily sezónnej variácie v rokoch kulminácie slnečnej aktivity. Pribeh priemernej ročnej variácie aa indexu pre roky maxima, resp. minima všetkých slnečných cyklov a zvlášť uvažovaných nepárnych a párnych cyklov je znázornený na Obr. 2. Pre roky minima slnečnej aktivity dominancia jarného maxima je názorná tak pre aa index (dolný panel), ako aj pre ďalšie uvažované indexy (obrázky sa neuvádzajú). Pre roky maxima slnečnej aktivity (horný panel) prevláda jesenné maximum, čo je menej zreteľné u ďalších uvažovaných indexov. Z Obr. 2 je zrejmé, že 22-ročný magnetický cyklus v striedaní dominantných maxím sezónnej variácie je potlačený. Tento výsledok je v dobrej zhode s charakterom sezónnej variácie vo výskyte polárnych žiar v stredných šírkach

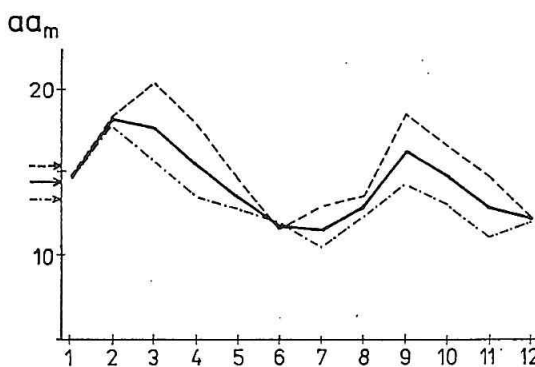


Obr. 1: Priemerné ročné variácie aa indexu pre súhrnné obdobie 1868-1986 postupných 11-ročných cyklov 11 až 21, pre obdobie do a po r. 1913 a s rozlíšením nepárnych a párnych slnečných cyklov.

YEARS OF MAXIMA WITHIN 1868 - 1986



YEARS OF MINIMA WITHIN 1868 - 1986



Obr. 2: Priemerné ročné variácie aa indexu pre roky maxím M a miním m v uvedenom období pre 11-ročné cykly a s rozlíšením nepárnych a párnych cyklov.

za obdobie 1610 – 1900, do ktorého spadajú 11-ročné cykly (-12) až 13 /1,4/ pri uvažovaní rokov extrémnej slnečnej aktivity.

Záverom môžeme konštatovať, že výsledky analýzy potvrdzujú reálnosť asymetrie maxím sezónnej variácie. Charakter asymetrie je modulovaný tak z hľadiska sekulárnych cyklov slnečnej aktivity, čo je v súlade s výsledkami uvedenými v /1,3,4/. Modulačný efekt sa prejavuje s väčšou pravidelnosťou pri uvažovaní nie celkovej úrovne geomagnetickej aktivity, kedy celkový obraz modulačného efektu je viac zašumený, ale intervalov zvýšenej magnetosférickej porušenia, a to výskyt geomagneticky porušených dní Ap 30, resp. výskyt polárnych žiar v stredných šírkach. Bimodálny charakter asymetrie sezónnej variácie naznačuje väčšiu pravdepodobnosť dominancie jesenného maxima v terajšom párnom cykle 22.

Zároveň treba poznamenať, že pre interpretáciu sezónnych zmien magnetosférickej porušenia má byť

Russelova-McPherronova hypotéza doplnená vplyvmi orientácie hlavného slnečného dipólu /3,4/ v rámci 22-ročného magnetického cyklu s prihliadnutím na severo-južnú asymetriu vo výskyte škvrn, ako aj sekulárnymi zmenami slnečnej aktivity.

#### LITERATÚRA

- /1/ Prigancová, A.; Bieleková, M.: 1992, On solar modulation of a seasonal variation pattern in the magnetospheric response. Proceedings of Solar-Terrestrial Predictions Workshop, Ottawa, May 18-22, 1992, v tlači.
- /2/ Russell, C.T.; McPherron, R.L.: 1973, Semiannual variation of geomagnetic activity. *J. Geophys. Res.*, **78**, s. 93.
- /3/ Třísková, L.: 1989, The vernal-autumnal asymmetry in the seasonal variation of geomagnetic activity. *J. Atm. Terr. Phys.*, **51**, s. 111.
- /4/ Bieleková, M.; Prigancová, A.: 1992, Seasonal modulation effect in the auroral occurrence at midlatitudes. *Centr. Geophys. Inst. Slovak Acad. Sci.*, **23**, v tlači.



# Sluneční aktivita a povrchové teploty vzduchu od roku 1750

I. Charvátová, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha  
J. Strěščík, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

## Abstrakt

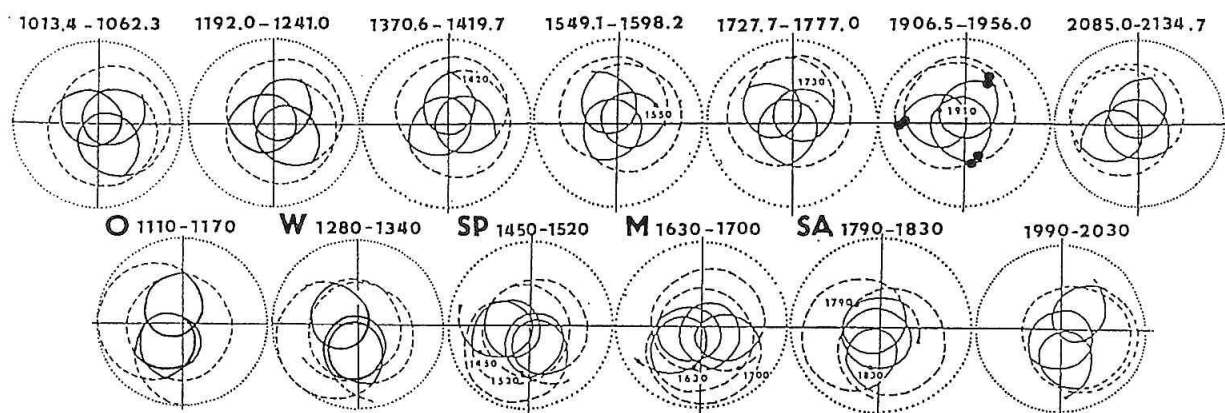
Základní vlastnosti pohybu Slunce kolem těžiště sluneční soustavy jako pravděpodobného zdroje proměnlivosti sluneční aktivity byly použity jako kostra pro hledání možných vazeb mezi sluneční aktivitou a povrchovými teplotami vzduchu. Byly využity především velmi dlouhé teplotní řady z Evropy, jež sahají zpět až do předchozího maxima sluneční činnosti souběžného s obdobím uspořádaného pohybu Slunce v osmnáctém století. Ve středoevropské teplotní řadě byly nalezeny, v rozmezí 200-300 let, periody, odpovídající periodám v pohybu Slunce. Dominantní periodou je perioda přibližně 180-letá. Výsledky ukazují, že současné teploty jsou stále ještě na přírodní úrovni. Dlouhodobé minimum sluneční činnosti předpovídané na základě pohybu Slunce pro příští dvě až tři desetiletí by mohlo přinést snížení globální teploty.

## 1. ÚVOD

Většina prací, zabývajících se možným vlivem proměnlivé sluneční aktivity na klimatické změny, hledá možný vztah převážně v časovém rozmezí kolem základního 11-letého slunečního cyklu, případně cyklu dvojnásobného. Výsledky těchto prací nejsou statisticky přesvědčivé ani stabilní v čase.

Sonett [1] shrnul výsledky laboratoří, specializovaných na zpracování přírodních archivů, v nichž jsou zaznamenány jednotlivé solární-terrestrické (ST) jevy. Proměny sluneční aktivity jsou zachyceny proměnlivým množstvím radiouhlíku  $^{14}\text{C}$  v letokruzích stromů, klimatické změny jsou vyjádřeny izotopy  $^{10}\text{Be}$  a  $^{18}\text{O}$  v ledovcích, variace zemského magnetického pole jsou

zapsané v jílových sedimentech, hlubinná cirkulace vod v oceánech v sedimentech na jejich dně, změny biosféry vyplývají např. z množství radionuklidů U-Th v mořských korálech. Sonettova přehledová práce ukazuje, že ve všech uvedených ST-jevech, od Slunce po Zemi, v jevech slunečních, v geosféře i biosféře, byly různými autory nalezeny tytéž dva nejvýraznější a stále přítomné cykly, a to cyklus přibližně 200 (170-210)-letý a cyklus přibližně 2000 (2100-2400)-letý, přičemž druhý cyklus moduluje cyklus první. Dále byla v přírodních záznamech nalezena perioda 80-90 let. Rozptyl v délce cyklů je dán především současnou nevelkou přesností zpracování záznamů. Jsou-li tytéž cykly vlastní Slunci i planetě Zemi, pak by se jejich vysvětlení mohlo hledat v celku, zahrnujícím obě tato tělesa, tedy v celku slu-



Obr. 1. Uspořádaný a chaotický pohyb Slunce pravidelně se opakující vždy po  $\sim 180$  letech v období let 1015 – 2135 (Slunce vstupuje do uspořádaného třojlístku s odstupem průměrně 178,7 let – srv. údaje na obrázku nahoře). Dlouhodobá minima sluneční aktivity: O - Oortovo, W - Wolfovo, SP - Spörerovo, M - Maunderovo, SA - Sabinovo. Tečkovaný kruh s poloměrem 2,2 RS (RS je poloměr Slunce) označuje oblast, v níž se Slunce pohybuje. Plné kroužky označují polohy maxim jednotlivých slunečních cyklů.

neční soustavy. Skutečně, v pohybu Slunce kolem těžiště sluneční soustavy, jenž je vynucen proměnlivým rozložením hmot planetárního systému, byly nalezeny, jako nejvýraznější a stále přítomné, cyklus přibližně 180-letý a cyklus přibližně 2160-letý, s tím, že i zde druhý cyklus moduluje cyklus první. Je tedy nasnadě, že jako kostry pro hledání možných vazeb mezi proměnami sluneční aktivity a povrchových teplot vzduchu byly použity nalezené vlastnosti vztahu mezi pohybem a aktivitou Slunce. Tento pohyb je, jak se ukazuje, s vysokou pravděpodobností zdrojem proměnlivosti sluneční aktivity [2-4].

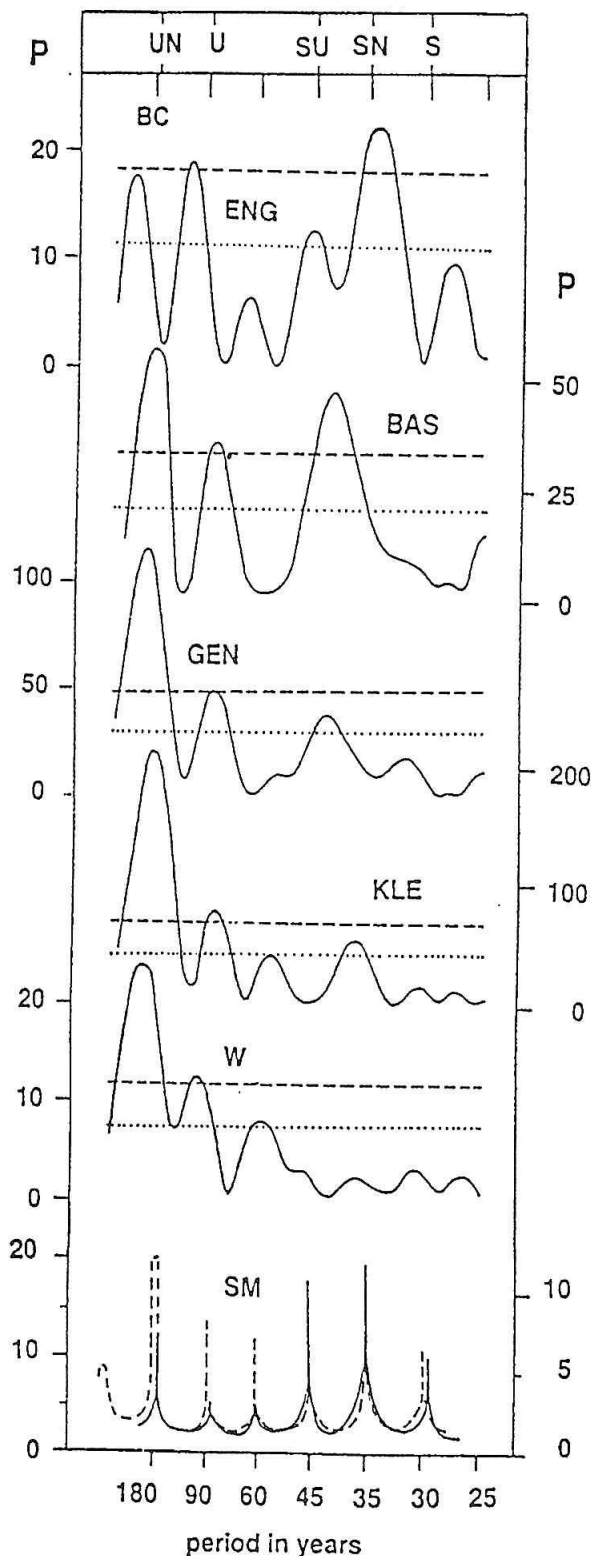
Instrumentální měření povrchových teplot sahá, avšak pouze v Evropě, zpět až do 18. století, tedy do období předchozího dlouhodobého maxima sluneční aktivity, souběžného s obdobím uspořádaného pohybu Slunce. Dráha Slunce v tomto tisíciletí je zachycena na obr. 1. Období uspořádaného pohybu (v jupitersko-saturnském trojlístku) jsou časově shodná s dlouhodobými maximy ve sluneční aktivitě, období pohybu chaotického pak s dlouhodobými minimy ve sluneční aktivitě. K jejich střídání dochází zhruba ve 180 -letém cyklu. Další významnou vlastností pohybu Slunce je, že periody v něm nalezené jsou vyššími harmonickými základního 180-letého cyklu a většinou odpovídají siderickým a synodickým oběžným dobám velkých planet.

Délka mnoha evropských teplotních řad (180-260 let) je dostatečná na to, aby v nich mohly být detekovány uvedené dlouhoperiodické „harmoniky“, periodu 180-letou lze samozřejmě detekovat pouze přibližně. V této práci jsme se soustředili na periodicitu v rozmezí, jež je stranou hlavní pozornosti, na překrytu mezi periodicitou sledovanou v přírodních záznamech a periodicitou v okolí 11-22-letého slunečního cyklu.

Klimatické změny jsou, zdá se, složitým komplexním procesem. Kromě produktů lidské činnosti může klimatické změny působit celá řada přírodních jevů: proměnlivá sluneční (geomagnetická) aktivita, sopečná činnost, proměny zemského magnetického pole, změny v pozici Země vůči Slunci, atd. Je velmi obtížné rozlišit podíl jednotlivých jevů na výsledku. Kolísání klimatu může, na druhé straně, vyplývat z vnitřní výměny energie mezi třemi velkými rezervoáry – atmosférou, oceány a ledovci.

Naše předchozí práce [5] se zabývala dlouhodobými vztahy mezi proměnlivou sluneční aktivitou a změnami povrchových teplot na základě časových řad teplot globálních a teplot severní polokoule. Byl nalezen přibližně shodný dlouhodobý chod sluneční a geomagnetické aktivity a uvedených teplot (země+moře) v letech 1861-1980 a v těchto teplotních řadách byla nalezena významná 80-90-letá perioda. Dále do minulosti jsou k dispozici pouze bodové teplotní řady, pouze ze země a pouze z Evropy. Je to však jediný přímý instrumentální záznam teplot na Zemi z onoho období.

Pro první orientaci jsme vypočítali širokopásmová spektra period jedné Wolfových slunečních čísel,



Obr. 2. Power spektra  $P$  slunečního pohybu (z pohybových charakteristik plnou čarou, platí levá stupnice, z odchylek od jupitersko-saturnského uspořádání čárkovaně, platí pravá stupnice), sluneční aktivity ( $W$  – 1750-1990) a bodových teplot vzduchu ( $KLE$  – Klementinum 1771-1988,  $GEN$  – Ženeva 1768-1960,  $BAS$  – Basilej 1755-1960,  $ENG$  – střední Anglie 1723-1974).  $BC$  označuje periodu základního cyklu, jehož harmonické většinou odpovídají siderickým a synodickým oběžným dobám velkých planet ( $S$  – Saturn,  $U$  – Uran,  $N$  – Neptun).

jednak jedné z evropských teplotních řad, zde Prahy-Klementina, 1771-1990. Ukázalo se, že dominantní perioda ve Wolfových číslech, perioda 11-letá, nemá odpovídající odezvu v teplotní řadě. Zato v oboru period nejdelších se ukazuje nadějná podobnost.

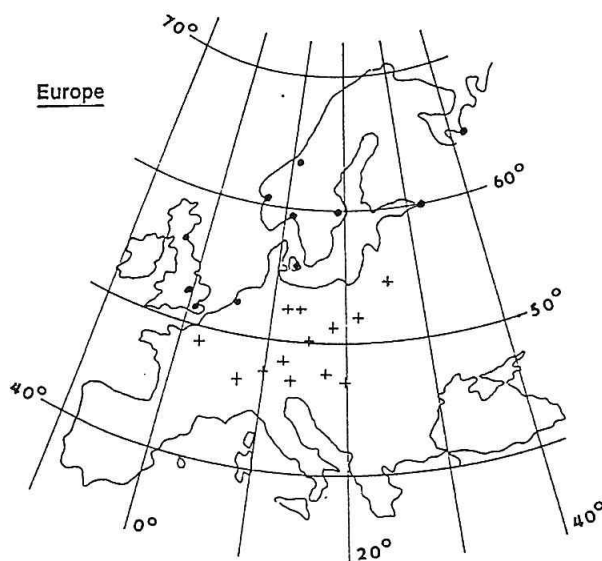
Ve čtyřech evropských řadách byla nalezena dlouhodobá periodicitá v rozmezí 25-200 let, jež odpovídá periodicitě ve slunečním pohybu. Výsledky naznačovaly, že vliv proměnlivé sluneční aktivity na změny klimatu by mohl být výrazný a že klimatické změny by mohly být systémovou záležitostí. Tato práce je navázáním na práci [5], její výsledky jsou ověřovány a posuzovány na základě 24 evropských teplotních řad.

## 2. SLUNEČNÍ AKTIVITA A EVROPSKÉ TEPLOTNÍ ŘADY

V současné době máme k dispozici 24 kontinuálních velmi dlouhých evropských teplotních řad, jejich délka se pohybuje mezi 180 až 250 lety [6]. Byla provedena spektrální analýza všech těchto řad, bylo použito několik metod výpočtu spektra period, např. Fourierovo amplitudové spektrum, power spektrum, korelační spektrum. Výsledky spektrální analýzy si byly velmi blízké, významnost period byla testována na 90 a 99% hladině významnosti.

Zjistili jsme, že existují dva typy spekter. Spektra první skupiny se vyznačují dominantní periodou 180-210 let a dvěma výraznými periodami, periodou 80-90 let a periodou v rozmezí 30-45 let, všechny jsou nad 99% hladinou významnosti. Spektra period druhé skupiny jsou výrazně jiná (obr.2).

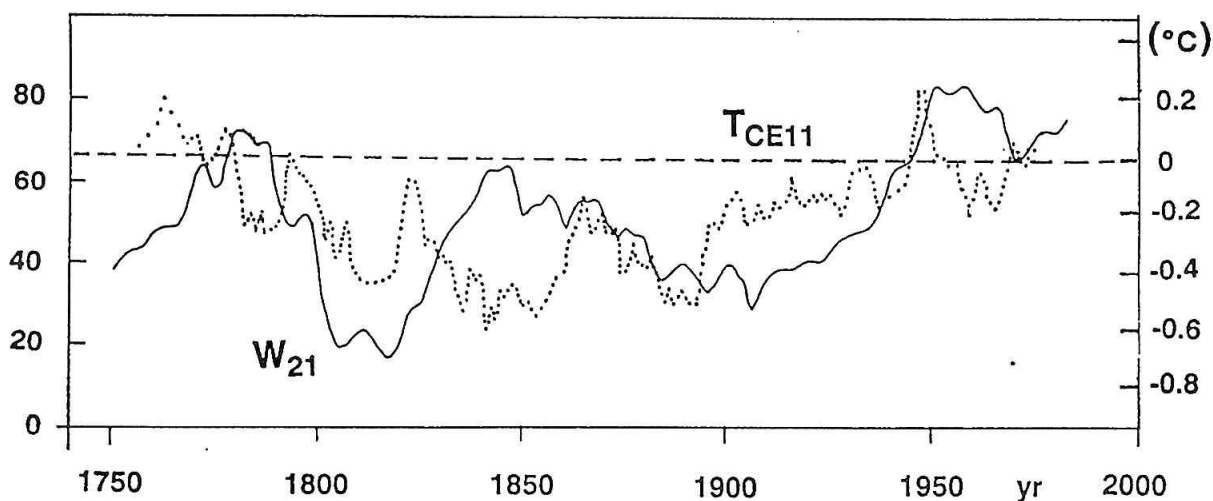
Obrázek 3 ukazuje polohu teplotních bodů, jež patří do první skupiny (+) a polohu bodů, patřících do skupiny druhé (\*). Vyjevila se zajímavá skutečnost, že první skupinou jsou body, ležící v centrální (kontinentální) části Evropy, druhou skupinou jsou body ležící v přioceánské části Evropy. První skupinu tvoří 13 teplotních řad, které začínají v různých letech 18.



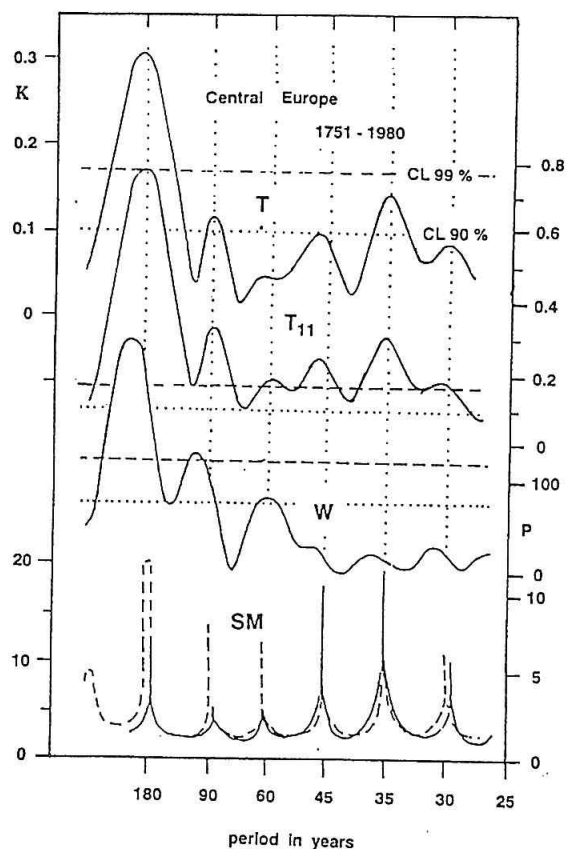
Obr. 3. Body ve střední (kontinentální) Evropě, na nichž byly k dispozici teplotní řady delší než 180 let.

století. Na základě těchto třinácti řad byla sestavena teplotní řada střední Evropy, počínaje rokem 1753. Jelikož první dekády po roce 1750 a poslední dekáda před rokem 1980 nejsou obsazeny plným počtem řad, není středoevropská řada stejně kvalitní v celém svém průběhu.

Na obrázku 4 je znázorněn dlouhodobý (zhlazený) průběh Wolfových čísel a středoevropské teploty v letech 1750-1980. Nejvyšší hodnoty teplot se vyskytly ve století osmnáctém (1760-70) a ve století dvacátém (1940-50), což odpovídá nejvyšším hodnotám maxim slunečních cyklů. Velmi zajímavá ve vazbě na pohyb Slunce je skutečnost, že uvedené dekády osmnáctého a dvacátého století jsou středními dekádami intervalu uspořádaného pohybu Slunce. Teploty během století devatenáctého byly vesměs nižší, rozdíl oproti hodnotám maximálním dosahuje až  $-0.75^{\circ}\text{C}$ . Vidíme, že



Obr. 4. Wolfova sluneční čísla vyhlazená 21-letými klouzavými průměry ( $W_{21}$ , plná čára) a průměrné teploty vzduchu ve střední Evropě vyhlazené 11-letými klouzavými průměry, vztahené k průměru z let 1951-1980 ( $T_{CE11}$ , čárkované).



Obr. 5. Power spektra slunečního pohybu (SM), sluneční aktivity (W) a korelační spektra průměrné teploty vzduchu ve střední Evropě (T – z původních dat, T<sub>11</sub> – z dat vyhlazených 11-letými klouzavými průměry). Čárkované a tečkované jsou označeny hladiny 99% a 90% významnosti.

během 19-tého století není přílišná shoda v průběhu obou dějů, zvláště v první polovině tohoto století, kdy pravděpodobně chaotický pohyb Slunce vytvořil Sabinovo minimum sluneční aktivity. Koeficient korelace mezi uvedenými dvěma zhlazenými řadami je roven 0.35.

Výsledek spektrální analýzy středoevropské teplotní řady je uveden na obrázku 5. Vidíme, že v této řadě byly nalezeny „systémové harmoniky“, všechny jsou významné nad 99% hladinu, bylo-li spektrum počítáno z řady zhlazené. Tedy perioda přibližně 180, 80-90, 60, 45, 35, 30 let. Dvě nejdelší periody jsou navíc přibližně ve fázi s týmiž periodami ve sluneční aktivitě. Spektrum period v teplotách je co do „amplitud“ podobnější spektru v pohybu Slunce než spektru sluneční aktivity, zvláště v rozmezí period od 30 do 45 let.

### 3. ZÁVĚR

Na závěr je třeba znovu konstatovat, že výsledků bylo dosaženo na základě ne zcela homogenních řad teplot i sluneční aktivity, s nejistotou na začátku i konci teplotní řady. Na základě časových řad, jejichž délka není dostatečně dlouhá pro spolehlivou detekci periody 180-200 let.

Naše výsledky naznačují, že teploty z poslední doby jsou stále ještě na přírodní úrovni, odpovídající vlivu sluneční aktivity a že antropogenní vlivy zatím nehrají přílišnou roli. „Systémové harmoniky“ nalezené ve středoevropské teplotní řadě i maximální teploty zjištěné v období uspořádaného pohybu Slunce a současně dlouhodobého maxima sluneční aktivity naznačují, že klimatické změny by mohly být procesem systémovým. Zdá se také, že zvláště v chaotickém 19-tém století, by mohl do procesu výrazněji vstupovat další faktor, např. sopečná aktivita. Případný vyrovnávací a zpozdovací vliv oceánu nebylo možné sledovat, neboť neexistují příslušná data před rok 1860. Dlouhodobé minimum sluneční aktivity, předpovědané na základě pohybu Slunce pro příští dvě až tři dekády, by mohlo přinést globální snížení teplot podobně jako ve století 19-tém nebo utlumení případného skleníkového efektu způsobeného antropogenní činností.

### LITERATURA

- [1] Sonett, C. P.: Long Period Solar–Terrestrial Variability. Rev. Geophys., Supplement, U. S. National Report to IUGG (1991), 909.
- [2] Charvátová, I.: On the Relation between Solar Motion and the Long-Term Variability of Solar Activity. *Studia Geophys. et Geod.* **33** (1989), 230.
- [3] Charvátová, I.: On the Relation between Solar Motion and Solar Activity in the Years 1730-80 and 1910-60. *Bull. Astr. Inst. Czech.* **41** (1990), 200.
- [4] Charvátová, I.; Střečtík, J.: Solar Variability as a Manifestation of the Sun's Motion. *J. Atmos. Terr. Phys.* **53** (1991), 1019.
- [5] Charvátová, I.; Střečtík, J.: Possible Long-Term Solar Impact on Air Temperature in Relation to Solar Motion. *Studia Geophys. et Geod.* **36** (1992), No 4, v tisku.
- [6] Bradley, R. S.; Kelly, P. M.; Jones, P. D.; Goodess, C. M.; Diaz, H. F.: A Climatic Data Bank for Northern Hemisphere Land Areas, 1851-1980. DOE Tech. Rep. No TR017, U. S. Dept. of Energy, Carbon Dioxide Research Division, Washington, D. C., 1985.

# O dlouhodobém vlivu sopečné činnosti na povrchové teploty vzduchu

I. Charvátová, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha  
J. Střeščík, Geofyzikální ústav ČSAV, Praha

## Abstrakt

Na podkladě několika indexů vulkanické činnosti byla sledována časová proměnlivost tohoto jevu v posledních třech staletích. Výsledky, které naznačují systémový charakter vulkanické činnosti, jsou posuzovány ve vztahu k povrchovým teplotám ve Střední Evropě v návaznosti na pohyb Slunce kolem těžiště slunečního systému, jenž je s vysokou pravděpodobností zdrojem proměnlivosti sluneční aktivity. Ukázalo se, že sopečná aktivita je výrazně vyšší v období chaotického pohybu Slunce. V časových řadách vulkanických indexů byly nalezeny významné periody, odpovídající periodám v pohybu Slunce, perioda 180-200, 80-90, ... let. V příštích několika desetiletích, kdy pohyb Slunce bude chaotický, lze očekávat sérii velkých sopečných výbuchů.

## 1. ÚVOD

Při sledování dlouhodobých vztahů mezi sluneční aktivitou a povrchovými teplotami (obr. 4 v [1]) se ukázalo, že během 19-tého století, na rozdíl od století osmnáctého a dvacátého, dlouhodobý chod sluneční aktivity (vyhlazených Wolfových čísel) nepříliš dobře sleduje dlouhodobý chod středoevropských teplot, zvláště v první polovině století, v období Sabinova minima sluneční činnosti. Jako by v 19-tém století vstupoval do hry ve zvýšené míře další faktor. Už sám pohyb Slunce byl v té době více méně chaotický. Případný vyrovnávací a zpožďovací vliv oceánu nebylo možné sledovat, neboť data o teplotách na mořích neexistují před rok 1860. Nabízela se tedy další možnost, a to pokusit se sledovat možný dlouhodobý vliv sopečné aktivity na povrchové teploty.

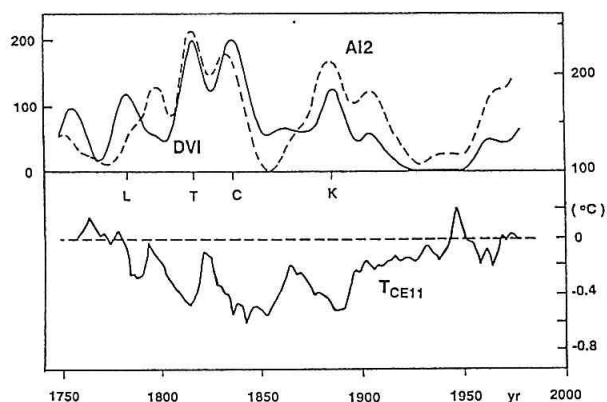
Sopečná činnost v posledních staletích je popisována [2] pomocí několika vulkanických indexů a jejich modifikací. Indexy DVI (Dust Veil Index) a SVI (Smithsonian-Vulkan Index) jsou pro severní polokouli udávány od roku 1500. Především v prvních dvou stoletích jsou značně subjektivní, neboť jsou stanovovány převážně na základě odhadu výšky vybuchlého sloupce nebo odhadu objemu vybuchlého mračna. Index AI (Acidity Index) je nepřímý, ale spojitý. Je stanoven na základě měření „kyselosti“ ledovcových vrstviček, která je dána spadem kyselých aerosolů, vzniklých postupem času z vybuchlého SO<sub>2</sub>.

Sopečné výbuchy vrhají do atmosféry mračna částic a plynů, z nichž se postupně vytvářejí vrstvy aerosolů, které mohou ovlivnit globální klima, zvláště tehdy, dojde-li k nakupení velkých výbuchů. Ukazuje se, že částicové aerosoly způsobují náhlé snížení povrchových

teplot až o několik desetin stupně Celsia asi dva až tři měsíce po výbuchu, kyselý aerosol pak rok až dva po výbuchu. Po třech letech se stav atmosféry vrací k normálu.

## 2. DLOUHODOBÉ ZÁKONITOSTI V SOPEČNÉ ČINNOSTI

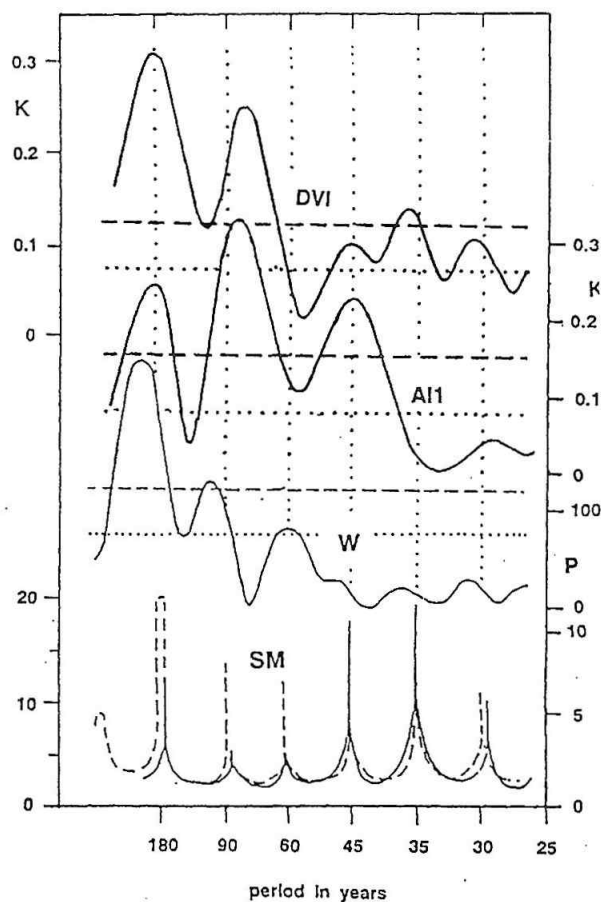
Obrázek 1 znázorňuje průběh středoevropské teploty, jež je zakreslena v dolní části obrázku (TCE11 je středoevropská teplotní řada zhlazená 11-letými klouzavými průměry) a dvou vulkanických indexů, DVI



Obr. 1. Průměrné teploty vzduchu ve střední Evropě vyhlazené 11-letými klouzavými průměry a vztahované k průměru z let 1951-1980 a vulkanické indexy DVI a AI2 filtrované Gaussovým nízkofrekvenčním filtrem, který potlačuje periody pod 30 let. Plná čára a levá stupnice platí pro index DVI, čárkovaná čára a pravá stupnice pro index AI2. Písmeny L, T, C, K jsou označeny roky výbuchu sopek Laki (1783), Tambora (1815), Coseguina (1834) a Krakatoa (1883).

(plná čára) a AI2 (čárkovaná čára), jež jsou zakresleny v horní části obrázku. Hodnoty těchto indexů byly filtrovány Gaussovým nízkofrekvenčním filtrem potlačujícím periody kratší než 30 let. Velká písmena L, T, C, K označují čas největších výbuchů od roku 1700, a to sopek Laki (1783), Tambora (1815), Co seguina (1834), Krakatoa (1883).

Koeficient korelace mezi zhlazenými řadami teplot TCE11 a vulkanických indexů DVI (AI2) je -0.59 (-0.55). Zdálo by se tedy, že vulkanická činnost hraje výraznou roli v procesu klimatických změn. Avšak zjištěný fakt, že vliv erupce končí po třech letech od výbuchu, nenasvědčuje této představě. Nápadná je skutečnost, že k největším výbuchům došlo vně intervalů, v nichž se Slunce pohybovalo uspořádaně, tj. vně intervalů let 1730-80 a 1910-60. Právě uprostřed těchto dvou období dosahovaly teploty nejvyšších hodnot.



Obr. 2. Power spektrum slunečního pohybu (SM), sluneční aktivity (W, 1750-1990) a korelační spektrum vulkanických indexů DVI (1751-1984) a AI1 (1751-1972). Čárkované a tečkované jsou označeny hladiny 99% a 90% významnosti.

Index DVI byl v letech 1916-62 dokonce roven nule. Od té doby se vulkanická aktivita opět zvyšuje, viz např. velkou erupci sopky El Chichon v roce 1982 a obrovskou erupci sopky Mt. Pinatubo v roce 1991.

Byla provedena také spektrální analýza jednotlivých sopečných indexů i jejich modifikací. Obrázek 2 ukazuje výsledek spektrální analýzy indexů DVI a AI1. Podle očekávání, i v sopečných indexech byla nalezena řada „systémových harmonik“, z nichž nejvýznamnější jsou periody 180–200-letá a 80–90-letá. Tyto dvě nejdelší periody jsou přibližně v protifázi s odpovídajícími periodami ve sluneční aktivitě.

### 3. ZÁVĚR

Na základě výše uvedených výsledků můžeme konstatovat, že sopečná aktivita vykazuje některé rysy, jež mohou naznačovat její systémový charakter. V sopečné činnosti byla zjištěna, v rozmezí 30-200 let, periodičita blízká periodicitě ve slunečním pohybu. Ukázalo se, že sopečná činnost (počet obrovských výbuchů) je znatelně vyšší v období chaotického pohybu Slunce. Tyto vztahy by bylo třeba ještě prověřit na delší časové škále, pro niž existují, nám zatím nedostupné, indexy AI.

Jelikož „systémové harmoniky“ v rozmezí 30-200 let byly nalezeny ve sluneční aktivitě, v teplotních řadách, zvláště středoevropské, i v sopečné činnosti, dá se usuzovat, že teplotní změny na planetě Zemi by mohly být utvářeny systémově, tedy v rámci sluneční soustavy jako celku. Nebude jednoduché stanovit roli jednotlivých jevů v tomto procesu. Pod touto časovou hranicí se možná odehrává bezprostřední výměna energií mezi třemi velkými pozemskými rezervoáry – atmosférou, oceány a ledovci. O tom může svědčit například to, že krátkodobější periodičita všech uvedených jevů si neodpovídá a je velmi proměnlivá v čase.

Pohyb Slunce bude v příštích několika desetiletích chaotický. Je zřejmě možné očekávat řadu výrazných sopečných výbuchů, které způsobí náhlá krátkodobá ochlazení, jež mohou navodit nepřilíš stabilní poměry v zemské atmosféře. Případný skleníkový efekt, způsobený antropogenní činností, by tímto přírodním jevem mohl být utlumován.

### LITERATURA

- [1] I. Charvátová, J. Střeštík: Sluneční aktivita a povrchové teploty vzduchu od roku 1750 (tento sborník).
- [2] A. Cress, C.-D. Schönwiese: Vulkanische Einflüsse auf die bodennahe und stratosphärische Lufttemperatur der Erde. Berichte des Instituts für Meteorologie und Geophysik der Universität Frankfurt/Main, Nr 82, 1990.

# Návrh nového prístrojového projektu pre koronálnu stanicu na Lomnickom štíte

*J. Rybák, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*

## Abstrakt

Článok popisuje koncepciu návrhu nového systému ďalekohľadov a prídavných zariadení pre slnečnú koronálnu stanicu na Lomnickom štíte ako i niektoré jeho technické riešenia. Pri príprave tohoto projektu sme sa snažili nájsť a zhrnúť všetky dosiahnuteľné možnosti pozorovaní a ich možné riešenia pre súčasné koronálne a nekoronálne pozorovania na tomto vysokohorskom observatóriu. V skratke sú uvedené i navrhované druhy pozorovaní a systém merania a spracovania dát.

## 1. ÚVOD

Od začiatku 60-tych rokov sú na koronálnej stanici na Lomnickom štíte vykonávané pravidelné pozorovania koronálnych emisných čiar a protuberancií pomocou dvoch Lyotových koronografov (Lexa, 1963).

Nedávno bol uvedený do prevádzky nový fotoelektrický fotometer koronálnych čiar, ktorý podstatne skvalitnil a rozšíril možnosti pre patrolné i špeciálne merania profilov koronálnych emisných čiar (Minarovjeh a Rybanský, 1992). Viacero dôvodov nás však viedlo k diskusii o nových pozorovacích prístrojov a technikách i pre nekoronálne pozorovania slnečnej atmosféry na tejto koronálnej stanici. Hlavným dôvodom je potreba mať skutočne súčasné pozorovania každej časti slnečnej atmosféry – fotosféry, chromosféry a koróny – v oblastiach, ktoré sú fyzikálne tesne zviazané.

Prenos hmoty a energie vo vrstvách slnečnej atmosféry, šírenie vlnení slnečnou plazmou, mechanizmy ohrevu koróny a odozvy aktívnych oblastí v rôznych koronálnych štruktúrach, by mohli byť objektmi nášho záujmu a navrhované nové druhy pozorovaní by nám mali pomôcť dať, prinajmenšom čiastočné odpovede, na množstvo stále otvorených otázok slnečnej fyziky.

## 2. KONCEPCIA PROJEKTU

Skutočne súčasné koronálne a nekoronálne pozorovania sú hlavnou snahou projektu. V jeho rámci by sa uviedlo do činnosti postupne viacero typov nekoronálnych pozorovaní: snímkovanie v bielom svetle, úzkopásmové pozorovania pomocou filtrov, meranie rýchlostných a magnetických polí 2D snímkaním, konvenčnú a echelle spektroskopiu, spektropolarimetriu všetkých 4 Stokesových parametrov.

Okrem simultánnosti koronálnych a nekoronálnych meraní je navrhovaný projekt postavený na nasledujúcich základných myšlienkach: 1/ nízka a časovo stabilná

prístrojová polarizácia použitých ďalekohľadov pre nekoronálne pozorovania; 2/ koronografy a nekoronálne ďalekohľady pripevnené na tej istej montáži; 3/ pohyblivé polohovacie zariadenia pre detektory a optické vlákna v ohniskových rovinách ďalekohľadov pre nekoronálne pozorovania; 4/ spojenie pohyblivých ďalekohľadov s nepohyblivými veľkými spektrografmi pomocou optických vlákien; 5/ použitie televíznej záznamovej frekvencie (25Hz) pre priame snímkovanie a spektroskopiu založené na komerčných TV CCD detektoroch, pre polarimetriu a spektropolarimetriu na TV CCD detektorov so zosilnením obrazu; 6/ univerzálny prístup k záznamu a preredukcii dát za pomoci IBM PC AT kompatibilných počítačov s kvalitnejšími digitizérmi TV signálu; 7/ video záznam TV obrazov a spektier pre ich neskoršiu digitalizáciu a redukciiu mimo reálny čas pozorovaní; 8/ variabilita umiestnenia detektorov a optických vlákien v ohniskových rovinách viacerých ďalekohľadov ako i použitia viacerých spektrografov a polarimetrických techník.

## 3. ĎALEKOHĽADY

Spomedzi mnohých možných riešení výberu vyhovujúceho ďalekohľadu sme vybrali to optimálne nielen z pohľadu vedeckého, ale i z pohľadu už existujúceho zázemia a podmienok na vrchole Lomnického štítu. Nanešťastie, nie je tam už miesto pre stavbu novej kupoly pre slnečné ďalekohľady s nevyhnutným priestorom pre prídavné zariadenia v rámci našich reálnych finančných možností. Preto sme nútení usporiadať naše koronografy a nekoronografické ďalekohľady na tej istej montáži, alebo použiť napájanie nepohyblivého ďalekohľadu pomocou celostatu (heliostatu).

Náš budúci záujem a polarimetrické merania robí druhú možnosť s celostatom (heliostatom) a stacionárnym vertikálnym (horizontálnym) ďalekohľadom nevy-

hovujúcou. Bolo ukázané (Capitani et al., 1989), že redukcia založená nielen na geometrických úvahách, ale i s bráním do úvahy detailných meraní indexu refrakcie zrkadiel, nedáva dostatočne presnú redukciu. Iba veľmi náročné merania polarizačných kalibrácií by mohli vyriešiť tento problém s celostatom (heliostatom).

Dnes najlepším prístupom k problému prístrojovej polarizácie ďalekohľadu – analýza polarizácie pred akýmkoľvek nekolmým odrazom – je plánovaná pre použitie v budúcich projektoch ako LEST (Engvold a Andersen, 1990) a TEHMIS (Rayrole, 1992).

Druhým spôsobom riešenia problému prístrojovej polarizácie je použitie ďalekohľadu s nulovou alebo zanedbateľnou polarizáciou – refraktorom. Tento typ ďalekohľadu má mať podľa teórie malú a na čase nezávislú prístrojovú polarizáciu. Takýto prístup bol využitý na slnečnom observatóriu Big Bear (Zirin, 1986), kde interná polarizácia použitého refraktoru nebola (Cacciani et al., 1990). Toto riešenie pomocou pohyblivého refraktoru bez nekolmých odrazov je veľmi vyhovujúce pre náš projekt, pretože takýto typ ďalekohľadu sa dá umiestniť na tú istú montáž, kde sú dnes pripevnené koronografy.

Ako vyhovujúci prístroj pre tento účel bol nájdený (s malým údivom) iný prístroj nášho ústavu, umiestnený na observatóriu Stará Lesná. Je to **Dvojitý slnečný ďalekohľad (DSĎ)**, ktorý pozostáva z dvoch refraktorov s navzájom spojenými tubusami, s priermi objektívov  $D=20$  a  $15$  cm a ohniskovými vzdialenosťami  $f=3,00$  a  $2,65$  m. Achromatické šošovky, elektronicky ovládané zaostrovacie a malé optické lavice v okolí primárnych ohniskových rovín objektívov sú, prinajmenšom z niektorých pohľadov, veľmi vyhovujúce pre naše úlohy. Hlavnými obmedzeniami týchto refraktorov sú hodnoty ich teoretickej rozlišovacej schopnosti  $0,58''$  a  $0,77''$  ( $\lambda$  550 nm) a tiež očakávané zmeny ohniskových vzdialeností spôsobené ohrevom sklenených šošoviek počas pozorovania.

#### 4. POLOHOVACIE ZARIADENIA

V prípade, že sú koronografy a nekoronálne ďalekohľady umiestnené na spoločnej montáži, je nevyhnutné vyriešiť iný pozorovací problém, vyplývajúci z nutnej podmienky pre koronografické pozorovania – Lyotov koronograf musí byť nasmerovaný na stred slnečného disku. Iba keď je splnená táto podmienka, umelý mesiac zakrýva obraz slnečného disku a koronálne merania sú možné vďaka odstráneniu svetla slnečného disku.

Pretože by sme chceli pozorovať tiež iné vrstvy slnečnej atmosféry blízko slnečného limbu, pri ktorom sú prevádzané koronálne merania, sme nútení pootáčať nekoronálne ďalekohľady zo smeru na stred slnečného disku do smeru k jeho limbu. Z mechanického hľadiska je veľmi náročné pripraviť prídavný subsystém pre takéto natáčanie nekoronálnych ďalekohľadov ako

celku. Podľa nášho názoru je ľahšie navrhnuť a vyrobiť **zobrazovaciu optiku** pre refraktory, ktoré by vytvorili obraz celého slnečného disku vyhovujúcich rozmerov so zanedbateľnými geometrickými aberáciami. Potom môžeme získať elegantnejšie riešenie problému aplikáciou myšlienky dnes veľmi často používanej v extragalaktickej pozorovacej astronómii – polohovacieho zariadenia - pre pohyb detektorov a optických vlákien – v ohniskovej rovine ďalekohľadov (pozri Barden, 1988).

Pre zobrazovaciu optiku ďalekohľadov a polohovacie zariadenia boli navrhnuté nasledujúce predbežné hodnoty: 1/ priemer slnečného disku:  $100$  mm –  $1919''$ ; 2/ priemer voľnej oblasti ohniskovej roviny:  $150$  mm –  $2878''$ ; 3/ presnosť nastavenia polohy:  $0,1$  mm –  $41,9''$ .

Prvá a tretia hodnota sú výsledkom porovnania rozmerov detektorov a optických vlákien, ktoré by sme radi použili a rozlíšenie ďalekohľadov. Druhá vznikla z myšlienky mať možnosť pozorovať i protuberancie nad slnečným limbom. Doteraz nebolo vybrané žiadne konečné technické riešenie, ale všeobecná technická koncepcia polohovacích zariadení je vypracovaná.

#### 5. PRIAME SNÍMKOVANIE

Od úplného začiatku projektu by sme radi pozorovali akúkoľvek vybranú oblasť na slnečnom disku alebo v jeho okolí s približnými rozmermi  $2' \times 1'$ . Spojenie s typickou TV CCD kamerou, ktorú by sme chceli používať (napr. rozmery  $6 \times 4,5$  mm, počet pixlov  $604 \times 588$ , rozmery  $10 \times 8$   $\mu$ m) by nám malo dať vybranú oblasť o rozmeroch  $116'' \times 88''$  so zodpovedajúcimi rozmermi pixlu  $0,2'' \times 0,15''$ .

Simultánne pozorovania v bielom svetle a prinajmenšom v  $H\alpha$  čiare je plánované robiť s pomocou polohovacích zariadení a s použitím priamo pripojených TV CCD detektorov v ohniskovej rovine refraktorov.

Šolcov interferenčný  $H\alpha$  filter by bol umiestnený do skoro paralelného zväzku svetla z celého slnečného disku, ktorý bude vytvorený medzizobrazovacou optikou, pretože tak umožňuje pozorovať ľubovoľnú oblasť sekundárneho obrazu slnečného disku v  $H\alpha$  filtergrame.

Okrem mimoriadnych prípadov, keď digitalizácia obrazu z priameho snímkovania bude musieť byť získaná v reálnom čase súčasne so spektrálnymi a polarimetrickými dátami, očakávame používanie TV video záznamu ako hlavného spôsobu uchovávaní dát v reálnom čase. Super-VHS video štandard záznamu by mal byť použitý s minimálnym rozlíšením 400 horizontálnych čiar na obraz.

Paralelné informácie o čase a dátume budú uchovávané v každom uloženom obraze pomocou elektronického zariadenia, ktoré prekryva časť obrazu týmito informáciami.

Vstupné dáta fotometrickej kalibrácie (merania temného toku a relatívnej citlivosti pixlov) by mali byť



uložené na videopáskach s nevyhnutnou frekvenciou a objemom pre presnejšiu intenzitnú redukciu systematických intenzitných aberácií video dát mimo reálneho času.

TV monitor by bol paralelne zapojený k detektorom pre vizuálnu kontrolu polohy detektoru na vybranej oblasti Slnka.

## 6. ĎALEKOHĽAD – OPTICKÉ VLÁKNA – SPEKTROGRAF

Vysoká úroveň intenzity sekundárneho obrazu slnečného disku umožňuje používať pre slnečnú spektroskopiu spektrometre s nižšou svetelnosťou. Toto vedie k väčším rozmerom spektrometrov s prakticky nulovou možnosťou pripojenia k pohyblivému ďalekohľadu.

Veľmi priame riešenie ponúka „nočná“ pozorovacia spektroskopia, kde dnes pracuje mnoho prístrojov s **optickými vláknami** ako svetlovodným spojením medzi rôznymi (a voliteľnými) polohami v **ohniskovej rovine teleskopu** a so vstupnou štrbinou **spektrografu** (pozri Barden, 1988; Robinson, 1988). Analóg multiobjektovej vláknovej spektroskopie by bol v našom prípade veľmi nápomocný – môže nám poskytnúť súčasne spektroskopické merania z rôznych častí slnečného disku a limbu (t.j. vybraných oblastí záujmu kdekkoľvek na slnečnom disku, radiálne meranie atmosférického rozptylu na rozhraní limb/aureola, intenzitnú kalibráciu intenzity centra slnečného disku) ako i prídavných umelých zdrojov žiarenia pre špeciálne aplikácie (t.j. laseru, výbojky, elektrického oblúku pre vlnovú dĺžku a intenzitnú kalibráciu).

Ďalšou veľkou výhodou multipolohovej spektroskopie je množstvo možných geometrických konfigurácií optických vlákien v ohniskovej rovine ďalekohľadu: priama alebo zakrivená úsečka z koncov viacerých optických vlákien, matica tesne spojených koncov vlákien, jednotlivé optické vlákno a nakoniec, akákoľvek kombinácia týchto geometrických konfigurácií umiestnená súčasne v rôznych polohách v ohniskových rovinách refraktorov alebo spojených s rôznymi umelými zdrojmi svetla.

Podrobný výber typu, materiálu a optických vlákien ako i nevyhnutná príprava koncov optických vlákien bude urobená na základe výsledkov testov na Horizontálnom slnečnom ďalekohľade so spektrografom (HSĎS) (Kučera et al., 1990), ktorý je vhodný pre takýto typ meraní.

## 7. SPEKTROSKOPIA

Dnes uvažujeme o troch základných ideách pre stabilné spektrografy s vysokým rozlíšením. Každá by mohla byť použitá pre špecifické druhy pozorovaní.

1. „Klasická“ idea je postavená na Czerny-Turnerovej schéme difrakčného mriežkového spektrografu so zrkadlami sférického tvaru.

2. Idea prístroja, ktorý by poskytoval celé viditeľné spektrum súčasne, ale len z jedného miesta, je založená na analógu stelárnych echelle spektrometrov s jedným CCD elementom.

3. Kompromis medzi týmito proti sebe stojacimi koncepciami – veľký echelle spektrograf s predisperzorom a s vymeniteľnými mriežkami (hranolmi) by umožnili výber počtu a polôh úsekov spektra, ktoré by sa snímali súčasne (Vogt and Penrod, 1988).

V budove koronálnej stanice na Lomnickom štíte je dnes dostatok miesta pre horizontálne usporiadanie spektrometra (do 15m) a tiež pre vertikálne umiestnenie (do 6m).

Konečné rozhodnutie o najvhodnejšom(ích) spektrometri(och) pre tento projekt bude urobené až po zhodnotení všetkých vedeckých zámerov a cieľov projektu.

## 8. DETEKTORY

Z veľkého množstva možných detektorov rôznych typov sme sa rozhodli zamerať sa zvlášť na TV CCD detektory bez možnosti dlhších expozičných dôb a bez prídavného chladenia.

K ich aplikácií v prípade slnečných pozorovaní nás viedli nasledujúce dôvody: 1/ relatívne vysoká citlivosť (menej ako 1 lux), 2/ v prvom priblížení vyhovujúca spektrálna citlivosť v intervale vlnových dĺžok 450 až 930 nm, 3/ vysoká stabilita geometrie, linearity a citlivosti detektoru, 4/ dvojrozmernosť detektoru a vysoká frekvencia snímokovania, 5/ veľmi dobre riešené spojenie detektoru s počítačom, 6/ možnosť spojitého analógového záznamu dát pozorovaní, 7/ výhodná cena týchto detektorov.

Výsledky testov už spomínanej TV CCD kamery, ktoré boli získané pre navrhovanú optickú sústavu refraktorov DSĎ s H- $\alpha$  0.1 nm interferenčným filtrom ako i na HSĎS s Czerny-Turnerovým spektrografom ukázali, že citlivosť detektoru umožňuje priame snímokovanie v reálnom čase v oboch prípadoch v celom druhom spomínanom intervale vlnových dĺžok. Pre blízku ultrafialovú a infračervenú oblasť spektra je potrebná sumácia viacerých TV obrazov pre dosiahnutie požadovanej úrovne pomeru signálu k šumu.

## 9. POLARIMETRIA

Počas celej doby prípravy projektu je braná do úvahy požiadavka dostatočne nízkej a stálej prístrojovej polarizácie optických sústav projektu. Polarimetrické pozorovania predpokladáme zaradiť do pozorovaní až po počiatkovej fáze meraní v integrálnom svetle, no ich prevádzanie v budúcnosti limituje projekt už od samého začiatku.

Dnes navrhujeme pre projekt hlavne metodiku súčasných 2D meraní v jednotlivých Stokesových parametroch postupne za sebou (e.g. Cacciani et al., 1990). Ako prvý krok, ktorý by ešte neumožňoval výpočet

vektora magnetickej indukcie, predpokladáme aspoň meranie jeho longitudálnej zložky (Stokesov parameter  $V$ ) (Lundstedt et al., 1991), čo by malo byť možné i bez použitia spomínaného zosilnenia obrazu optoelektronickou cestou. Túto predpokladáme pre meranie ostatných Stokesových parametrov  $Q$  a  $U$ , ktorých hodnoty sú podstatne menšie ako parametra  $V$  i pre silné magnetické polia (Stenflo, 1985). Tieto pozorovania by umožňovali i zosilňovače obrazu so zosilnením 100-1000. Toto riešenie má nemalú výhodu použitia tej istej detekčnej techniky, ako i hardwaru a softwaru počítačov a ich prídavných zariadení pre polarimetrické i integrálne merania.

## 10. ZÁZNAM A SPRACOVANIE DÁT POZOROVANÍ

Z viacerých dôvodov sme sa pre projekt doteraz zamerali na spracovanie dát pomocou IBM PC AT kompatibilných počítačov. Okrem ich veľmi priaznivého pomeru výkonu a ceny a širokej softwarovej podpory nás k tomu viedla i existencia komerčných prídavných elektronických zariadení – **digitizérov TV obrazu**, ktoré sa dajú veľmi efektívne použiť i pre záznam a predbežnú redukciu dát pozorovaní prevádzaných pomocou TV CCD kamier. Pre našu aplikáciu sú veľmi výhodné hlavne „pokročilejšie“ zariadenia tohto druhu, ktorých vlastnosti a prehľad trhu už bol prevedený (Rybák, 1993). Hlavné črty týchto zariadení sa dajú zhrnúť v nasledovnom: 1/ 1 až 4 video vstupy, 2/ ovládateľný multiplexer, zosilnenie a posun signálu, 3/ zabezpečenie jednoznačného a presného priradenia: CCD pixel-pamätová adresa počítača, 4/ možný záznam z neštandardných analógových i digitálnych kamier, 5/ rýchly a programovateľný procesor pre ovládanie digitizéra a prácu s dátami, 6/ možné využitie sumácie obrazov pre zvýšenie pomeru signálu k šumu, 7/ výhoda možného výberu „najkvalitnejších“ obrazov, 8/ spracovanie záznamu s videorekordérom, 9/ výhodná cena.

Použitie PC počítačov s pokročilejším digitizérom obrazu umožňuje vďaka výkonnému procesoru digitizéra a nepotrebnosti prenosu veľkého objemu dát do PC počítača, efektívny záznam, selekciu a preredukciu dát (Rybák, 1993).

Spracovanie analógových dát z videozáznamu je možné s použitím tej istej techniky (digitizér, počítač), ktorá bola použitá pre záznam dát v reálnom čase pozorovaní.

## 11. ZÁVER

Navrhovaný projekt súčasných pozorovaní koróny a ostatných vrstiev slnečnej atmosféry v blízkosti slnečného limbu, ktorý sme v skratke popísali, je dnes posudzovaný z pohľadu možných vedeckých výsledkov a ich príspevku k súčasnej fyzike aktívneho Slnka. Súčasne s tým bude prevedený výskum meteorologických a seeingových podmienok na Lomnickom Štíte. Výsledky a závery týchto prác by nám mali pomôcť rozhodnúť o potrebnosti a využiteľnosti tohoto projektu. Ak by sa projekt ukázal výhodným, predpokladáme (pokus o) jeho realizáciu od roku 1995 a uvažujeme o začatí pozorovaní so začiatkom nového slnečného cyklu.

### Podakovanie

Moje podakovanie patrí všetkým pracovníkom slnečného oddelenia Astronomického ústavu, hlavne však dr. A. Kučerovi, dr. M. Rybanskému a L. Scheirichovi, za obsažné a pre mňa veľmi podnetné diskusie o problematike slnečných pozorovaní. Táto práca bola vypracovaná s podporou grantu GAV 494/1992 Slovenskej akadémie vied.

### LITERATÚRA

- Barden, S. C. ed.: 1988, Fiber optics in Astronomy, ASP Conf. Ser. 3, San Francisco
- Cacciani, A. a kol.: 1990, Solar Physics, **125**, 173
- Capitani, C. a kol.: 1989, Solar Physics, **120**, 173
- Engvold, O. a Andersen, T. eds.: 1990, LEST Design: Status of the Design of the Large Earth-Based Solar Telescope, LEST Foundation, Oslo
- Kučera, A. a kol.: 1990, Astrophysics and Space Science, **17**, 281
- Lexa, J.: 1963, Bull. Astron. Inst. Czechosl. **14**, 107
- Lundstedt, H. a kol.: 1991, Solar Physics, **132**, 233
- Mínavojech, M. a Rybanský, M.: 1992, Solar Physics, **140**, 1
- Rayole, J.: 1992, v „Methodes de determination des champs magnetiques solaires et stellaires“, ed. Faurobert-School, M. a kol., Observatoire de Paris, Paris, 79
- Rybák, J.: 1993, zaslané do JOSO Annual Report 1992
- Robinson, L. B. ed.: 1988, Instrumentation for Ground-Based Optical Astronomy: Present and Future, Springer, New York
- Stenflo, J. O.: 1985, Solar Physics, **100**, 189
- Vogt, S. S. a Penrod, G. D.: 1988, Instrumentation for Ground-Based Optical Astronomy: Present and Future, ed. Robinson, L. B., Springer, New York
- Zirin, H.: 1986, Australian J. Phys., **38**, 961

# Vyhodnocovanie aktívnych oblastí pomocou grafického zariadenia PC XT/AT

J. Gerboš, Hvezdáreň Rimavská Sobota  
D. Rapavá, Hvezdáreň Rimavská Sobota

Množstvo archivovaných kresieb slnečnej fotosféry predstavuje obsiahly a homogénny štatistický súbor, ktorý je častokrát nepovšimnutý, čím je nedocenená práca mnohých pozorovateľov a nevyužitá možnosť spracovania tejto potenciálnej databázy. Prácnosť doterajších metód určovania presných polôh a plôch jednotlivých škvŕn či skupín sa podstatne znížila využitím grafického tabletu GT 01 ako prídavného zariadenia k počítaču IBM PC XT/AT. Pohodlné a rýchle snímanie súradníc nájde vhodné uplatnenie nielen pri omeriavaní klasických kresieb slnečnej fotosféry, ale aj pri spracovaní fotografických detailov škvŕn, či v niektorej ďalšej oblasti astronómie.

Úlohou tejto práce bolo demonštrovanie spracovania dostatočného množstva kresieb slnečnej fotosféry a archivácie údajov na diskety. Štruktúra údajov, z hľadiska ich neskoršieho maximálneho využitia, bola navrhnutá na stretnutí pozorovateľov Slnka koncom roku 1991 v Rimavskej Sobote. Každá stránka tejto databázy reprezentujúca jednu kresbu pozostáva z dvoch častí:

a) hlavička,

b) zosnímané a spracované údaje o jednotlivých skupinách.

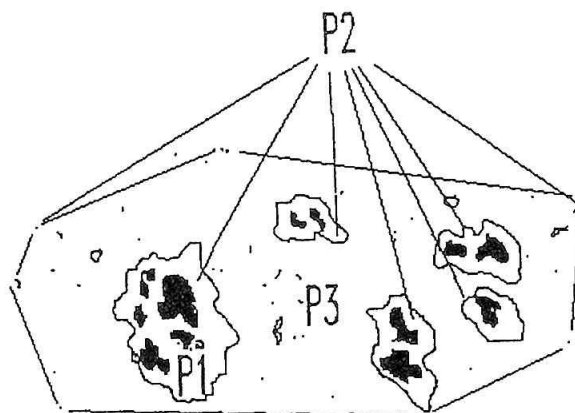
Hlavička obsahuje všetky údaje prvotného spracovania kresby, ktoré sú uvedené priamo na pozorovacom protokole:

- miesto pozorovania
- meno pozorovateľa
- dátum a čas (UT)
- pozorovacie podmienky (obraz a ocenenie)
- evidenčné číslo kresby
- počítačom vypočítané:
- číslo Carringtonovej otočky (rotácia)
- súradnice stredu slnečného kotúča a natočenie rotačnej osi ( $L_0$ ,  $B_0$ ,  $P_0$ )
- $f$ ,  $g$ ,  $r$ ,  $fc$ ,  $gc$ ,  $rc$ ,  $F$ .

Každá skupina je reprezentovaná týmito údajmi:

- poradové číslo skupiny (označenie)
- typ podľa McIntoshovej (prípadne Zurišskej klasifikácie)
- počet škvŕn v skupine
- veľkosť plochy a poloha ťažiska: (obr. 1)
- hlavnej škvŕny ( $P1$ ,  $xt1$ ,  $yt1$ )
- celej skupiny ( $P2$ ,  $xt2$ ,  $yt2$ )

- obálky ( $P3$ ,  $xt3$ ,  $yt3$ )
- koeficienty  $K1:=P1/P2$ ,  $K2:=n/P3$ ,  $K3:=P2/P3$ , kde  $n$  je počet škvŕn v skupine a veľkosti plôch  $P1$ ,  $P2$  a  $P3$  sú zrejmé z obr. 1
- maximálne 8 bodov obálky (v pravouhlých rovnobežných súradniciach)
- hraničné hodnoty heliografickej dĺžky a šírky (maximálne a minimálne).



Obr. 1

Plošná veľkosť bodovej škvŕny sa rovná jednej milióntine. Plochy a súradnice ťažísk penumbrier sa počítajú z niekoľkých zosnímaných bodov, ležiacich na obvodě penumbry, plocha celej skupiny je potom súčtom všetkých bodov a penumbrier a vektor ťažiska skupiny je váženým priemerom všetkých vektorov. Každá veľkosť plochy v milióntinách disku je prepočítavaná na milióntiny pologule. Hraničné hodnoty  $L_{min}$ ,  $L_{max}$ ,  $B_{min}$ ,  $B_{max}$  sú priebežne vyhodnocované pri snímaní každého bodu.

Na vytvorenie takejto databázy bol v jazyku Pascal vypracovaný program SUNSPOTS, umožňujúci v prehľadnej forme zadávať potrebné údaje. Tieto sú archivované v textovom formáte, ktorý je prehľadný a zrozumiteľný aj pre iných potencionálnych užívateľov. Údaje je možné ľahko dopĺňať, či meniť v ľubovoľnom textovom editore bez toho, aby užívateľ poznal spôsob ich ukladania na disk. Časť súboru, reprezentujúca jednu kresbu, je v tab. 1.

Na následné využitie zaznamenaných údajov budú potrebné ďalšie softwarové produkty, ktoré uvedené dáta podľa potreby ďalej štatisticky spracujú a vyhodnotia. Posúdenie aplikácie databázy na riešenie mnohých úloh spracovania slnečnej fotosféry ponecháme na čitateľa. Niekoľko úloh však napriek tomu uvedieme:

- vyhodnocovanie sumačných kriviek počtu slnečných škvŕn
- vyhodnocovanie sumačných kriviek plôch škvŕn
- určovanie kriviek denných zmien počtu škvŕn, či plôch skupiny
- závislosť medzi počtom a polohou veľkých škvŕn a rel. číslom
- sekvencie veľkých skupín
- hľadanie aktívnych oblastí (aj v súvislosti s jednotlivými typmi)
- vývoj jednotlivých skupín, prechody medzi typmi a mnohé ďalšie. Časť týchto úloh bude softwarovo riešená a predstavená na najbližšom slnečnom seminári.

Tab. 1

Ďalšia kresba:  
 28. 2. 1991 8:20 ra rs 33/1707 3 3  
 1839 143.87 -7.20 -21.26 125.5 8 88 168 3 34 64 5

xt	yt	lt	bt	disk	guľa								
-999	-745	2290	-161	34	149								
-999	-745	2290	-161	34	149								
-999	-745	2290	-161	34	149								
61	1	227	231	-17	-15	1.00000	1.00000	0.02913					
-99	-76	-99	-75	-100	-74	-101	-73	-100	-75				
-1018	77	1937	160	27	23								
-1018	77	1937	160	27	23								
-1018	77	1937	160	27	23								
90	1	193	194	16	16	1.00000	1.00000	0.03691					
-101	8	-102	8	-103	8	-102	7	-101	7				
-693	-660	1932	-216	3329	2572								
-633	-682	1907	-239	1522	1134								
-622	-684	1902	-243	1387	1026								
67	17	186	201	-27	-17	0.91124	0.45729	0.00511					
-63	-74	-58	-72	-58	-64	-66	-62	-74	-64	-83	-62	-83	-64

# Software pro práci s magnetografickými datovými poli

M. Klvaňa, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*  
V. Bumba, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*  
T. Tlamicha, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## Abstrakt

Jsou uvedeny různé možnosti zobrazení datového souboru, metody jeho dalšího zpracování, filtrace, segmentace, výběr společné části dvou datových segmentů a jejich další zpracování.

Pro zpracování magnetografických měření bylo vybudováno speciální programové vybavení, tvořené těmito programovými celky.

ATEDIT – program pro kontrolu primárních dat a jejich editaci. Opravené soubory jsou stejného typu jako soubory primárních dat.

HID – základní program pro zpracování primárních dat magnetografických měření do jednotlivých souborů fyzikálních veličin (H - mag. pole, I - jasy, D - dopplerovské rychlosti). Volbu způsobu zpracování provádí operátor.

HIDAUT – automatická varianta programu HID; zpracovává postupně všechny soubory na disketě bez zásahu operátora. Protože doba jednoho měření je podstatně kratší než doba jeho zpracování, používá se s výhodou pro bezprostřední zpracování celodenních měření bez nároku na obsluhu. Měření jsou zpracovávána standardním režimem s výstupem na tiskárnu.

UNIHIID – universální HID, starší verze programu HID, vhodná pro zpracování našich i Potsdamských měření. Potsdamská data je nutno nejdříve dešifrovat programem SEPAR.

TWO – program pro různé operace se dvěma stejně velkými dvojrozměrnými soubory fyzikálních veličin. Pokud požadovaná operace není obsažena v nabídce, je ji možno snadno naprogramovat.

Výstupní soubory programu ATEDIT je možno zpracovávat všemi uvedenými programy, ale zpětně editovat je možno pouze výstupní soubor programu UNIHIID.

Soubory ATEDIT a UNIHIID mají stejně jako soubory primárních dat pouze jeden konstantový a jeden protokolový soubor pro všech 8 souborů dat celého měření.

Programy HID a TWO tvoří novou řadu programů, které mají jiný druh informačního souboru. Program HID zpracovává primární data do souborů, vhodných pro další zpracování programem TWO. Vzhledem

k velkému výběru možností zpracování zapisuje program HID ke každému svému výstupnímu souboru vlastní informační soubor, který plně popisuje postup zpracování.

Návaznost programu UNIHIID na program TWO zatím nemá smysl, protože je nutno nejdříve vyřešit otázku převzorkování našich a potsdamských měření tak, abychom získali matice společných dat, které je možno dále porovnávat. Automatický výběr společné oblasti dvou měření s různým směrem skanování a různou hustotou vzorkování je předmětem dalšího vývoje softwaru.

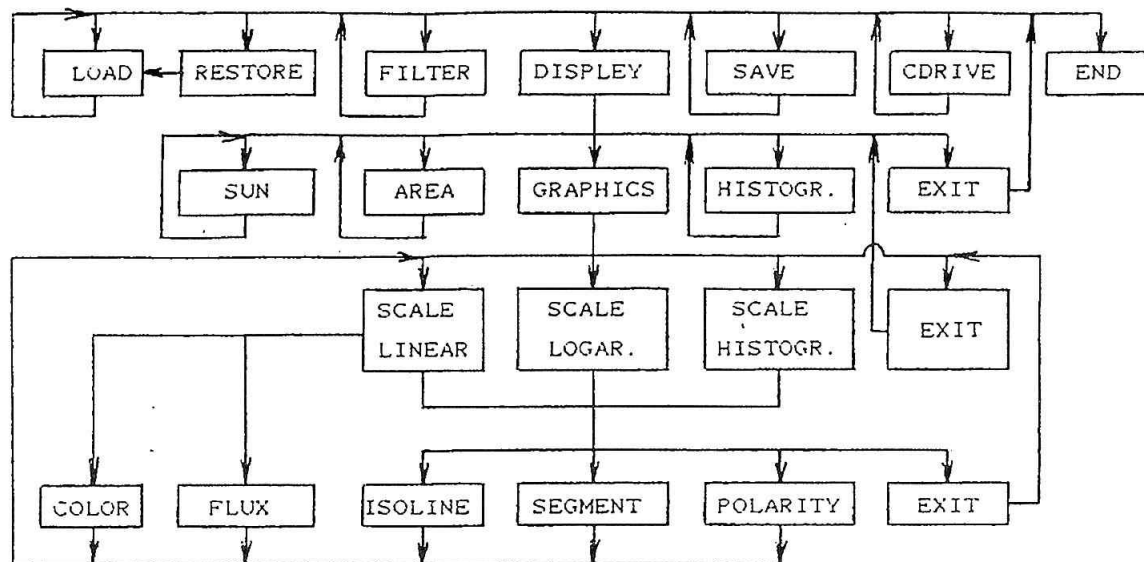
Vzhledem k tomu, že s výjimkou nejstaršího programu ATEDIT mají všechny ostatní programy jednotnou koncepci, bude pro uživatele postačující popis základního programu HID. Program ATEDIT, kterým je možno opravovat primární měřená data, mohou používat pouze operátoři, seznámení se strukturou těchto dat a požadavky na ně kladenými.

## ZPRACOVÁNÍ MAGNETOGRAFICKÝCH MĚŘENÍ PROGRAMEM HID

Program HID umožňuje základní zpracování primárních dat všech osmi kanálů magnetografu druhé generace s kvantitativním převodem na fyzikální hodnoty podélné složky magnetického pole, jasu a dopplerovských rychlostí. Takto získaná data je možno programem zobrazovat, ukládat na diskety nebo disk, tisknout mapy, tabulky a grafy a dále data upravovat podle přání operátora.

Pro orientaci v možnostech programu uvádím na obr. 1 základní členění jednotlivých stupňů nabídek činností, tak jak jsou předkládány operátorovi.

1. stupeň tvoří základní nabídku pracovních činností. Další stupně upřesňují operátorovy požadavky. EXIT dovoluje přechod do předcházejícího stupně a END ukončuje práci programu.



Obr. 1: Hierarchie užívateľských funkcií programu „HID“ pro zpracování podélné složky magnetického pole, kontarstu ve fotosféře a dopplerovské rychlosti, z dat, získaných magnetografem II.

#### Popis jednotlivých funkcií prvního stupně:

##### LOAD

- načtení adresáře zvolené mechaniky
- výběr zpracovávaného souboru
- kalibrační a korekční výpočty, odpovídající typů zvoleného souboru s možností výběru volitelných parametrů operátorem.
- možnost tisku protokolu, popisujícího způsob zpracování
- zobrazení výsledku v režimu AREA

##### RESTORE

- obnovení primárních dat souboru, který byl vybrán posledním příkazem LOAD
- kalibrační a korekční výpočty } stejně, jako
- možnost tisku protokolu } v příkazu LOAD
- zobrazení výsledků

##### FILTER

- vypsání nabídky filtrů
- volba filtru nebo jiného způsobu zpracování
- zpracování dat zvoleným způsobem

##### SAVE

- kontrola diskety pro uložení dat
- možnost změny atributu souboru
- uložení datového souboru
- uložení informačního souboru, jehož označení se liší od datového přesuvu atributu na první pozici

##### CDRIVE

- změna vstupní a výstupní mechaniky

##### END

- ukončení práce s programem HID

##### DISPLAY

- zobrazení, přechod na funkce 2. stupně

#### Popis jednotlivých funkcií druhého stupně

##### SUN

- zobrazení celého Slunce se souřadnicovou sítí a pozičním zakreslením zpracovávané oblasti
- tisk obrazovky

##### AREA

- automatické nastavení rozsahu barevné škály podle maximální datové odchylky od nuly – vykreslení měřené oblasti v barevné škále, modrá – kladné hodnoty, červená - záporné hodnoty
- možnost volby segmentu (výřezu) dat, která budou dále zpracovávána

##### HISTOGRAM

- vykreslení histogramu datového segmentu s možností úpravy jeho rozměrů
- možnost odečítání hodnot histogramu
- možnost zadání libovolné desetistupňové škály pro vykreslení mapy oblasti
- možnost tisku histogramu

##### EXIT

- návrat do předcházejícího (1.) stupně volby funkcií

##### GRAPHICS

- volba grafiky zobrazení map, přechod na funkce 3. stupně

#### Popis jednotlivých funkcií třetího stupně

##### SCALE-LINEAR

- nastavení zvětšení
- nastavení základní kvantovací hladiny
- nastavení kvantovacího kroku pro další hladiny
- přechod na funkce 4. stupně

##### SCALE-LOGAR

- nastavení zvětšení
- nastavení základní kvantovací hladiny

- nastavení kvocientu geometrické řady pro další hladiny
- přechod na funkci 4. stupně

**SCALE-HISTOGR.**

- nastavení zvětšení
- jednotlivé kvantovací hladiny jsou převzaty ze škály, nastavení v režimu HISTOGRAM
- přechod na funkce čtvrtého stupně

**EXIT**

- návrat do předcházejícího (2.) stupně volby funkcí

**Popis jednotlivých funkcí čtvrtého stupně****COLOR**

- vykreslení obrazu mapy v barevné škále, kladné hodnoty – modrá, záporné hodnoty – červená (toto použití barev platí i pro další typy map). Pokud datový rozsah je větší než dynamický rozsah barevné škály, bude se sled barev cyklicky opakovat. Funkce je použitelná pouze pro lineární škálu.
- možnost tisku mapy

**FLUX**

- výpočet toků v jednotlivých hladinách, definovaných nastavením lineární škály. Funkce je použitelná pouze pro lineární škálu
- možnost tisku vypsání tabulky

**ISOLINE**

- vykreslení mapy v izočarách, jejichž kvantování je definováno volbou škály v předcházejícím stupni volby (3.)
- možnost tisku mapy

**POLARITY**

- vykreslení mapy v izočarách inverzně do plochy mapy, rozlišené barevně podle polarit měřeného parametru. Kvantování izočar je stejné, jako v případě ISOLINE
- možnost tisku mapy

**SEGMENT**

- vykreslení mapy v izočarách stejně, jako v případě POLARITY, ale oblast bodů, jejichž funkční hodnota leží mezi nejnižší kladnou a nejnižší zápornou izočarou se nevybarvuje
- možnost tisku mapy

**EXIT**

- návrat do předcházejícího (3.) stupně volby funkcí  
Výčet možností programu HID jsme omezili pouze na formální vysvětlení jednotlivých bloků, uvedených v obr. 1. Domnívám se, že tyto informace jsou postačující pro práci s programem, neboť program sám informuje operátora o svých možnostech a v případě chybného zadání požádá o nápravu s patřičným vysvětlením.

# Videosystém pro záznam a zpracování obrazu Slunce

M. Klvaňa, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

M. Knížek, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

T. Tlamicha, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## Abstrakt

Uvádíme první zkušenosti s použitím černobílé CCD kamery, vidomagnetofonu, frame grabberu a informační karty ve spolupráci s PC-AT při záznamu a digitalizaci obrazu fotosféry Slunce, pozorované refraktorem ondřejovské observatoře buď přímo nebo prostřednictvím záznamu na fotografickou emulsi.

Vysoká cena fotografického materiálu nás vedla k zahájení pokusů nahradit klasické filmování aktivních oblastí Slunce záznamem signálu CCD kamery na vidomagnetofon.

Koncem roku 1991 byl proto navržen a je postupně realizován videosystém, dovolující záznam a digitalizaci obrazu fotosféry a chromosféry Slunce, pozorované refraktorem ondřejovské observatoře buď přímo nebo prostřednictvím záznamu na fotografickou emulsi.

(max 12 řádků po 32 znacích) a kompletní videosignál je nahráván na vidomagnetofon.

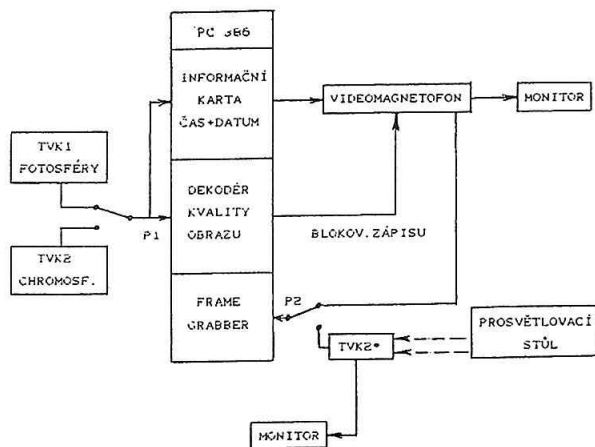
Karta dekodéru kvality obrazu (L3) umožňuje automatické vyhodnocování signálu a v případě špatné kvality obrazu reguluje registraci na vidomagnetofon.

Karta frame grabberu (L4) digitalizuje osmibitově v síti 256 × 256 bodů obraz z vidomagnetofonu nebo

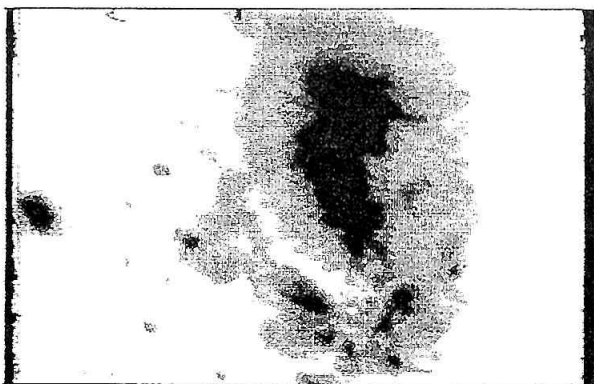
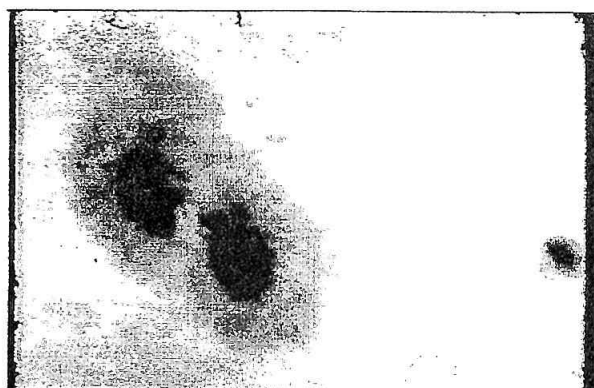
## Popis videosystému:

CCD videokamery ETS TVK1 a TVK2 (L1) jsou namontovány na fotosférickém a chromosférickém dalekohledu a jsou vzájemně synchronizovány. Přepínačem P1 je volen registrovaný videosignál.

Karta časové a datové informace PC 32 – 12G (L2) zabudovává do výsledného obrazu potřebné informace



Obr. 1: Systém pro vyhodnocování fotosféry a chromosféry slunce a zpracování fotografických emulzí s použitím CCD prvků.



Obr. 2: Obrazy slunečních skvrn, vytištěných laserovou tiskárnou počítače, vzniklé zpracováním filmových negativů.



po přepnutí přepínače P2 obraz, snímáný kamerou TVK2\*, umístěnou na prosvětlovacím stole.

Výhody videosystému ve srovnání se záznamem na fotografickou emulsi:

1. Náhrada drahého fotografického materiálu magnetickou páskou (cena jedné minuty pozorování:  
fotograf. materiál – 680,- Kčs  
magnetická páska – 0,68 Kčs)
2. Snadná regulace kontrastu, vysoká citlivost, možnost bezprostřední kontroly nastavení systému pro optimální zdůraznění pozorovaného jevu.
3. Automatický výběr optimálních pozorovacích podmínek.
4. Možnost okamžité digitalizace pozorovaného jevu a jeho zpracování na počítači.
5. Monitorování obrazu na více pracovištích.
6. Možnost využití systému pro rychlé zpracování pozorovacího materiálu, zaznamenaného na fotografické emulsi.

Následující obrázky fotosféry a chromosféry Slunce dokumentují zpracování obrazu popisovaným videosystémem. V datech není odstraněno zklenutí pole a výsledný obraz je lineární transformací vybraného intervalu digitalizovaných dat do čtyřicetistupňové densitní škály, zobrazované laserovou tiskárnou počítače. Je zde vidět, že část informace densitního rozdělení obrazu se ztrácí jak v případě digitalizace filmových negativů na obr. 2, tak i v případě digitalizace videosignálu z videomagnetofonu na obr. 3.

Je to způsobeno tím, že v tomto případě není možno přizpůsobit dynamický rozsah objektu čtyřicetistupňové densitní škále.

Po odstranění zklenutí pole bude možno dále zvýšit kontrast obrazu a tím dosáhnout i lepšího zobrazení detailů.

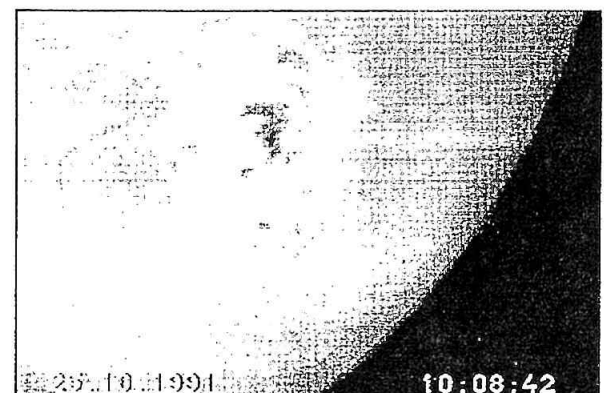
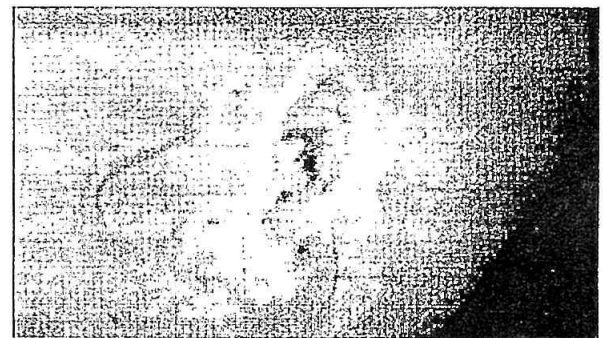
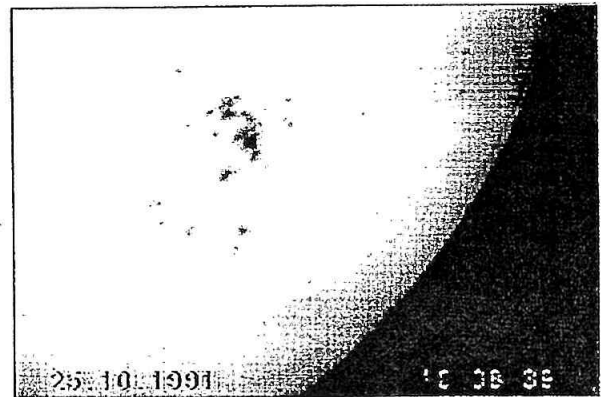
## ZÁVĚR

Vzhledem k limitované rozlišovací schopnosti CCD prvků, dosažitelné v současné době, je vhodné zachovat také variantu záznamu na fotografickou emulzi pro případ velmi dobré kvality obrazu. Je však jasné, že použití CCD prvků je již dnes perspektivní a je nutno v tomto směru postupovat, neboť tak můžeme dosáhnout rychlého a kompletního zpracování pozorovaných dat, včetně jejich zpracování počítačem.

Zároveň je možno tímto způsobem zpracovávat i fotomateriály, získané dříve, bez nároků na další technické zařízení.

## POUŽITÁ LITERATURA – BLIŽŠÍ SPECIFIKACE POUŽITÝCH PRVKŮ

- L1 – technická dokumentace firmy ETS - Praha
- L2 – technická dokumentace firmy ELVIA - Praha
- L3 – bližší specifikace bude uvedena výrobcem po vyřešení úkolu
- L4 – technická dokumentace firmy ELVIA - Praha



Obr. 3: Obrazy fotosféry a chromosféry slunce, vytištěné laserovou tiskárnou počítače, vzniklé zpracováním videosignálu z videomagnetofonu.

# CCD monitorovací systém pro pozorování erupcí

*P. Kotrč, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov  
P. Heinzl, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov  
M. Knížek, Astronomický ústav Ondřejov*

## Abstrakt

V průběhu pozorovací sezóny 1991 byl navržen, realizován a vyzkoušen nový monitorovací systém instalovaný v mnohokamerovém slunečním spektrografu observatoře v Ondřejově. Tento systém je složen z reflexivní štěrbin, zobrazovací soustavy, výkyvně uloženého H- $\alpha$  filtru Day-Star 0,5 A, CCD kamery ETS, monitoru Tesla a videorekordéru Toshiba. Kromě operativního monitorování sluneční aktivity pro potřebu volby pozorovacích programů spektrografu, umožňuje systém záznam obrazu pozorované oblasti na videorekordér v normě VHS s frekvencí 25 snímků za sekundu. Jednotlivé videosnímky je možné digitalizovat pomocí tzv. frame-grabberu instalovaného v osobním počítači PC a dále numericky zpracovávat. Rozebírají se možnosti, které zavedení monitorovacího systému přináší. Součástí referátu je krátké promítání video s ukázkami systému včetně záznamu pozorování.

1. září 1859 R. C. Carrington zpozoroval při zákresu slunečních skvrn dvě bílé, žářivě jasné plošky, které byly viditelné po dobu pouhých 5 minut. K tomuto náhodnému, prvnímu pozorování sluneční erupce Carrington potřeboval jen malý dalekohled s projekčním stínítkem, bystré oko a notný kus pozorovatelského štěstí, které přeje jen dobře připraveným.

Za 133 let od zmíněného prvního pozorování sluneční erupce bylo o těchto energetických jevech shromážděno obrovské množství poznatků z pozorování ve všech dostupných oblastech spektra záření a částic i z teoretických úvah a výpočtů. Přesto jsou erupce stále středem koncentrovaného studia slunečních fyziků i zájmu širší veřejnosti. Erupce je jevem sporadickým a chceme-li ji pozorovat složitým pozorovacím přístrojem od samého počátku, musíme zlepšit připravenost přístroje a informovanost pozorovatele.

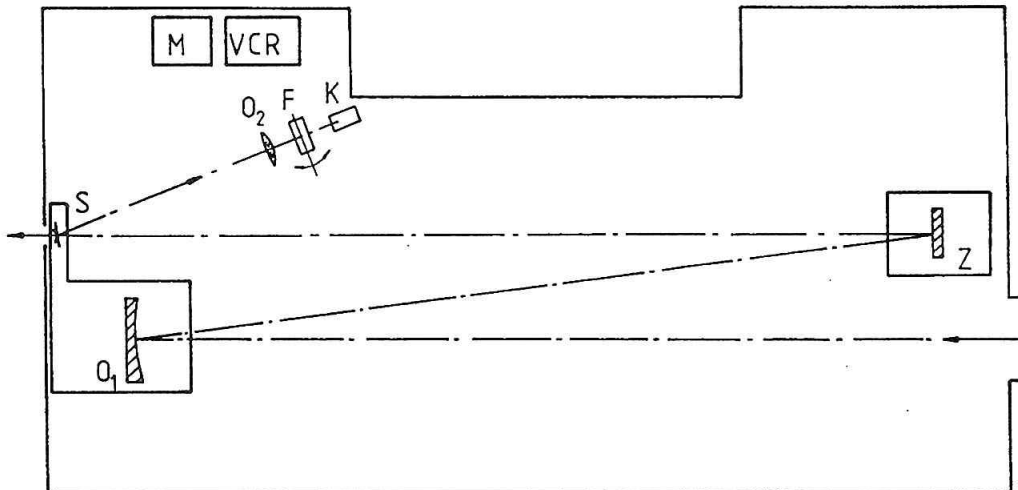
V rámci programů MAX'91 a FLARES 22 se pozorovacích kampaní zúčastňuje i mnohokamerový sluneční spektrograf v AsÚ ČSAV Ondřejov, který je využíván ke studiu rychlých erupčních procesů ve sluneční atmosféře. Hlavní předností mnohokamerového spektrografu je unikátní možnost současné detekce spekter ve více diagnosticky významných čarách a to v rozsahu vlnových délek 3640 až 6623 Å. Podstatnou výhodou je okolnost, že tento přístroj můžeme během pozorovací sezóny využívat kdykoliv, kdy to počasí dovolí. To je důležité zvláště pro pozorování slunečních erupcí, jakožto krátkotrvajících sporadických jevů.

Naše úsilí je zaměřeno na multispektrální pozorování erupcí s časovým rozlišením vyšším, než bylo přístrojem dosahováno dosud. Jde nám zejména o zachycení počá-

teční impulsní fáze erupce na časové škále sekund, případně ještě kratší. Na základě pozorování chceme vytvořit odpovídající semiempirické modely, které by mohly být klíčem k pochopení mechanismu ohřevu chromosféry během erupce. Tento projekt se v AsÚ ČSAV realizuje v rámci grantu č. 30315.

Mnohokamerový sluneční spektrograf byl uveden do provozu koncem padesátých let. Již v původním popisu přístroje Valníčkem a kol. (1959) je velká pozornost věnována systému spolupráce obsluhy spektrografu s patroulou slunečních erupcí. Je to pochopitelné, neboť v původní verzi přístroje nebyla realizována možnost monitorování H- $\alpha$  obrazu na štěrbině, i když bylo možno prohlížet detaily obrazu Slunce v bílém světle pomocí odrazu na vyleštěných břitech štěrbin a přidavného periskopického systému. Pozorovatel u mnohokamerového spektrografu byl odkázán na pozorování ve spektroheliroskopu, resp. u patrolního chromosférického dalekohledu. Proto zachycení skutečně počátečních okamžiků erupce bylo velmi obtížné. Následná rekonstrukce přístroje byla popsána Heinzelem (1980). Její součástí byla realizace tzv. slit-jaw systému na pozorování a fotografování obrazu na štěrbině přes filtr v čáře H- $\alpha$ .

V současné etapě jsme se zaměřili i na vytvoření technicky pokročilejšího systému monitorování a záznamu obrazu Slunce ze štěrbin spektrografu. Nový monitorovací systém, společně se záměnou detekčního média spekter - fotografických desek za film, znamená podstatné vylepšení přístroje. Ke zkrácení manipulačních dob a zdokonalení záznamu času expozic a dalších pomoc-



Obr. 1: Schéma monitorovacího systému. Obraz Slunce vytvořený objektivem  $O_1$  13500/230 mm je po odrazu na reflektivní štěrbině  $S$  zobrazen objektivem  $O_2$  540/50 mm přes  $H-\alpha$  filtr  $F$  na čip videokamery  $K$ . Pozorovatel sleduje obraz na monitoru  $M$  a záznam je prováděn na videorekordér  $VCR$ .

ných registrovaných dat přispěje i počítač PC-XT s instalovanými interfejsy, kterým bude ovládání spektrografu řízeno. Interfejsy jsou vyvíjeny v rámci speciální zakázky u firmy Space Devices. Účelem tohoto příspěvku je podrobněji popsat monitorovací a detekční systém obrazu na štěrbině, který jsme uvedli do provozu v průběhu loňské pozorovací sezóny.

Monitorovací a detekční systém obrazu ze štěrbinu mnohokamerového spektrografu navazuje na horizontální dalekohled. Optické schéma vidíme na obr. 1. V místě primárního obrazu vytvořeného zrcadlovým objektivem  $O_1$  13500/230 mm je umístěna destička z křemenného optického skla o rozměrech  $50 \times 50 \times 1$  mm, nakloněná o úhel  $11^\circ$  vzhledem k optické ose horizontálního dalekohledu. Ve středu destičky je propustná plocha o rozměrech  $50 \text{ mm} \times 53 \mu\text{m}$ , která tvoří vstupní štěrbinu spektrografu. Ostatní plocha destičky je napařena reflexivní chromovou vrstvou a odráží sluneční světlo k optické lavici, na níž je umístěn objektiv  $O_2$ , filtr  $F$  a kamera  $K$ . Jedná se o objektiv Zeiss Astro 540/50 mm a  $H-\alpha$  filtr Day-Star, University Model o pološifce pásma propustnosti 0,5 Å. Filtr je umístěn na manipulačním stolku, který umožňuje jemný definovaný odklon od optické osy. Změnou odklonu v rozmezí  $4^\circ$  dosahujeme posun středu pásma propustnosti filtru do křídel profilu čáry  $H-\alpha$ . V budoucnosti bychom chtěli tento posun kalibrovat. Černobílá video kamera, která funguje jako receptor obrazu ze štěrbinu, je dodána firmou ETS Praha. Obsahuje 1/2 palcový CCD čip Philips s  $500 \times 580$  pixely. Je vybavena možností automatického vyrovnávání jasu. Pozorovatel u spektrografu vidí obraz na monitoru  $M$  a může jej nahrávat na videorekordér  $VCR$  pracující v normě VHS. Do záznamu je možno vkládat časové údaje. K tomu jsme použili počítač PMD, který podle programu generoval obraz s datem a časem. Tento obraz jsme pak podle potřeby nahrávali do videorekordéru místo snímků z kamery. Instalací interfejsové desky PC-32-12g, kterou pro nás na zakáz-

ku vyrábí firma ELVIA, chceme docílit současného videozáznamu snímků i časových údajů. Popsaný monitorovací systém se osvědčil v průběhu pozorovací kampaně na podzim 1991. V současnosti ještě optimalizujeme jeho některé parametry a uvažujeme o možnosti distribuce video signálu na další stanoviště. K hlavním výhodám systému patří bezprostřední informace o obraze chromosféry, fotoféry, případně protuberance. Kvalifikované rozhodování o spuštění spektrografu a umístění štěrbinu vzhledem k pozorovanému objektu je zcela na pozorovateli u řídicího pultu spektrografu. Další výhodou je menší namáhání zraku pozorovatele při přeostrřování. Pozorovatel si může podle potřeby upravit jas a kontrast na monitoru.

Obraz snímáný s frekvencí 25 snímků za sekundu si můžeme zpětně promítnout a to i se změnou rychlosti, případně snímek po snímku. Přitom je dobře vidět jak se detaily jemné struktury skvrn mohou na dvou snímcích časově vzdálených od sebe pouhou 1/25 sekundy velmi pronikavě lišit v důsledku vlivu seeingu. V tomto smyslu je nutno brát s patřičnou rezervou množství předchozích morfologických prací, jejichž výchozím studijním materiálem byly pouze fotografie.

Pokud bychom systém doplnili tzv. frame-grabberem s výkonným obrazovým procesorem, mohli bychom výběr okamžiku expozice spekter řídit podle momentálního stavu seeingu. V každém případě je možno s jednotlivými snímky digitalizovanými ve frame-grabberu nakládat podobně, jako by byly digitalizovány na jiném zařízení. Je možné je filtrovat, provádět jejich rektifikaci, pracovat s řezy v jednotlivých směrech. S vytištěnými digitalizovanými soubory, nebo jejich podmnožinami lze pracovat jako s fotografickými snímky.

## LITERATURA

- Heinzel, P.: 1980, Zborník referátov z 5. celoštátného slnečného seminára, SÚAA Hurbanovo, 286  
 Valníček, B.; Letfus, V.; Blaha, M.; Švestka, Z.; Scidl, Z.: 1959, Bull Astron. Inst. Czechoosl. 10, 149

# Kozmický slnečný koronograf

*L. Klocok, Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*

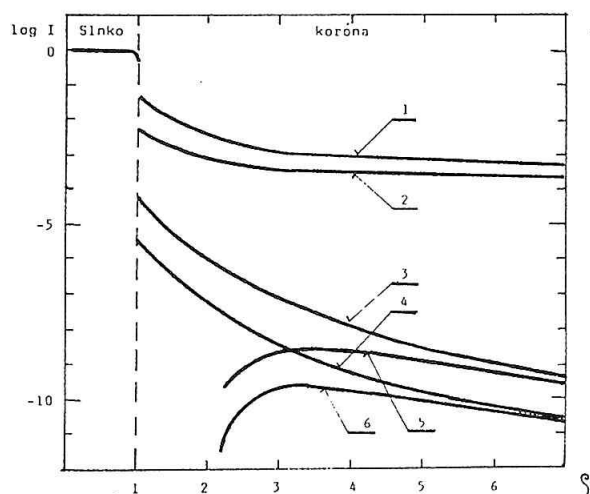
## Abstrakt

V článku je popísaný návrh a konštrukcia družicového koronografu na pozorovanie slnečnej koróny mimo úplných zatmení Slnka z kozmického priestoru. Stručne sú uvedené technické problémy súvisiace s pozorovaním koróny.

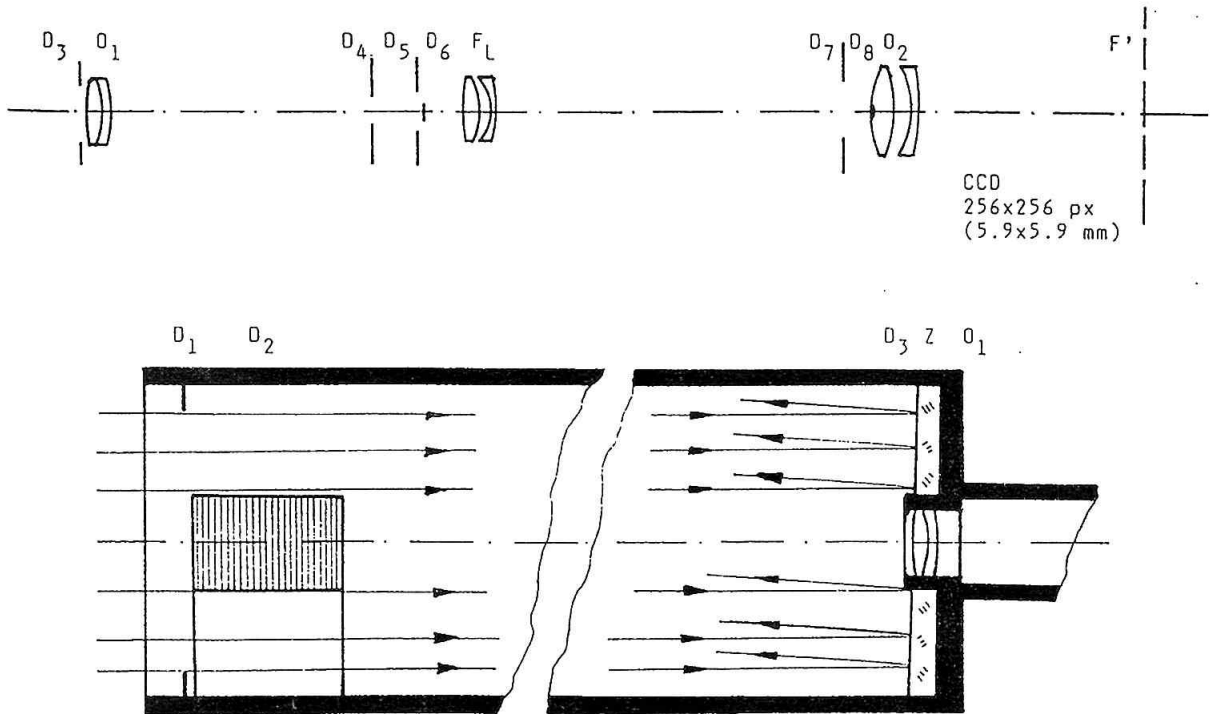
Kozmický slnečný koronograf je astronomický observačný prístroj, ktorý umožňuje mimo prirodzeného zatmenia Slnka pozorovať slnečnú korónu v bielom svetle teoreticky nepretržite z obežnej dráhy okolo Zeme. Technické problémy pozorovania slnečnej koróny spočívajú vo svetelných pomeroch. Ako vidieť z obr. 1, kde je znázornená závislosť intenzity slnečného žiarenia na vzdialenosti od povrchu Slnka (udávanej v slnečných polomeroch), ide o pozorovanie veľmi slabo žiariaceho zdroja – koróny v bezprostrednej blízkosti silne žiariaceho slnečného disku. Pomer osvetlenia je asi  $1:10^9$ . Plošný jas koróny je iba  $10^{-6}$  až  $10^{-9}$  časti z jasú stredy slnečného disku. Klasickým ďalekohľadom sa koróna pozorovať nedá, lebo následkom ohybu svetelných lúčov na jeho vstupnom otvore dochádza k presvetleniu ohniskovej roviny ďalekohľadu cca o šesť rádov vyššej ako by vyvolalo žiarenie vlastnej koróny. Konštrukcia Loy-

tovho koronografu pri umiestnení v nadmorskej výške nad 2000 m umožňuje znížiť tento nežiadúci rozptyl svetla, no pozorovanie slnečnej koróny je veľmi znehodnocované rozptylom svetla na molekulách atmosféry.

Družicový koronograf je prístroj, ktorého konštrukcia uvedené problémy odstraňuje a umožňuje ďalšie zníženie rušivého rozptýleného svetla. Jeho principiálna opticko-mechanická schéma je znázornená na obr. 2. Objektívom  $O_1$  je zobrazená slnečná koróna do primárneho ohniska, nachádzajúceho sa v mieste clony  $D_4$ , ktorá vymedzuje zorné pole do vzdialenosti 10 slnečných polomerov. Optická sústava poľnej šošovky FL a objektívu  $O_2$  preniesie tento obraz do sekundárneho ohniska  $F'$ , kde sa nachádza kamera typu CCD. Ekvivalentná ohnisková vzdialenosť je 62,5 mm a priestorové rozlíšenie je 76". V rozšírenej časti tubusu na vstupe koronografu je clona  $D_1$ , ktorá chráni vnútrošok tubusu podobne ako multiclona  $D_2$  chráni objektív  $O_1$  pred dopadom priameho slnečného svetla. Sú to dôležité časti koronografu, ktoré si zasluhujú bližšiu pozornosť. Experimentálne bolo dokázané, že najlepšie vlastnosti má vstupná clona  $D_1$  ak je v tvare tzv. zubatej clony, zloženej z množstva veľmi tenkých a presne tvarovo zabrušených zubov [1]. Jej výroba je však veľmi náročná a v našich podmienkach takmer nerealizovateľná. Podobne clona  $D_2$  je zložená z 80-tich prstencových britov so vzdialenosťou po 0,5 mm, z ktorých iba prvý je osvetlený Slnkom a iba posledný „vidieť“ z okraja vstupného otvoru vymedzeného clonou  $D_3$ . Tento tvar multiclony sa ustálil až po mnohých experimentoch s viacnásobnými kruhovými clonami [2] (Newkirk a Bohlin, 1963) a náročná technológia a presnosť jej výroby podstatnou mierou určujú kvalitatívne parametre celého prístroja. Priame slnečné svetlo, ktoré dopadá na rozšírenú zadnú časť tubusu, je odstránené zrkadlom Z. Clony  $D_5$ ,  $D_6$  a  $D_7$  odstraňujú svetlo, ktoré vzniká difrakciou na hranách otvorov clón  $D_1$ ,  $D_2$  a  $D_3$ .



Obr. 1: Svetelné pomery v slnečnej koróne  
1 – rozptyl v atmosfére pri hladine mora  
2 – ohyb na vstupnom otvore ďalekohľadu  
3 – priemerný jas koronálnych lúčov  
4 – priemerný jas koróny  
5 – priemerný jas koronálnych lúčov s vignetaiou  
6 – priemerný jas koróny s vignetaiou



Obr. 2: Opticko – mechanická schéma koronografu

Pri návrhu prístroja je dôležité si uvedomiť niekoľko rozhodujúcich skutočností:

a/ Minimálna vzdialenosť  $\rho_o$ , kde je možné korónu pozorovať, je daná výrazom:

$$\rho_o = 3.68 \operatorname{arctg} \left[ \left( 1 + \frac{P_1}{100} \right) \operatorname{tg} \alpha + r \frac{P_1 + P_2}{100 \cdot s} \right]$$

kde  $P_1$  ( $P_2$ ) v % vyjadrený priemerný rozdiel medzi priemerom vnútornej clony  $D_2$  ( $D_3$ ) a priemerom obrazu vonkajšej clony  $D_6$  ( $D_7$ )

$r$  je polomer vstupného otvoru

$s$  je vzdialenosť vstupného otvoru od vonkajšej clony

$\alpha$  je uhol medzi osou prístroja a spojnicou okraja vonkajšej clony a vstupného otvoru.

So vzdialenosťou súvisí aj rozsah a veľkosť vignetačie. Priebeh vignetačnej funkcie je daný výrazom:

$$V = \frac{1}{2\pi} [A - \sin A - B(C - \sin C)]$$

kde

$$A = 2 \operatorname{arccos} \frac{\operatorname{tg} \rho_o - mn (\operatorname{tg}^2 \rho - \operatorname{tg}^2 \rho_o)}{\operatorname{tg} \rho}$$

$$B = 1 + 4 mn \operatorname{tg} \rho_o + (2mn \operatorname{tg} \rho_o)^2$$

$$C = 2 \operatorname{arccos} \frac{\operatorname{tg} \rho_o + mn (\operatorname{tg}^2 \rho - \operatorname{tg}^2 \rho_o)}{(1 + 2mn) \operatorname{tg} \rho}$$

$$m = \frac{f}{2r} ; n = \frac{s}{f}$$

$f$  – je ohnisková vzdialenosť objektívu O1.

b/ Rozlišovacia schopnosť snímača obrazu má byť zosúladená s priemerom objektívu a s rozsahom pozorovania.

Ak vychádzame z rozsahu pozorovania  $k \cdot \rho_o$ , tak pri snímaní celej koróny na jeden snímok to predstavuje uhol  $\delta = 2 k \rho_o$ .

Lineárne tomu zodpovedá rozmer

$$l = 2 f e \frac{\delta}{2}$$

kde  $f_e$  je ekvivalentná ohnisková vzdialenosť prístroja. Ak rozlíšenie snímača označíme  $\Delta l$ , uhlové rozlíšenie je potom

$$\Delta \delta = \Delta l \frac{\delta}{l}$$

Ďalekohľad s takýmto rozlíšením bude mať priemer objektívu

$$r = 0.6l \frac{\lambda}{\Delta \delta}$$

s ohľadom na vignetačie je nutné voliť polomer

$$r \approx \frac{2\lambda}{\Delta \delta}$$

c/ Optická sústava sa navrhuje achromatická. Objektív je dvojšoškovový so spojku s kremenného skla. Farebne je optika korigovaná pre dve vlnové dĺžky okolo stredu pásma priepustnosti (650 nm) sústavy. Optika poľnej šošovky a druhého objektívu sa navrhuje tak, aby ich chyby sa pokiaľ možno vzájomne kompenzovali. Optický návrh je pomerne zložitý, lebo sa nedajú použiť bežné výpočtové postupy. Vnútorne časti koróny sa zobrazujú totiž iba okrajovými časťami objektívu, vonkajšiu korónu zobrazuje celý objektív, alebo aspoň jeho veľká časť podľa rozsahu vignetačie.

Skúsenosti s konštrukciou a výrobou mimozatmenových koronografov vo svete sú veľmi malé. Podobný prístroj bol doteraz vyrobený iba v dvoch krajinách na

svete a to v USA a vo Francúzsku. Skutočnosť, že technologicky a na presnosť veľmi náročnú výrobu koronografu sme zvládli, potvrdzujú výsledky skúšok, kde sa overovala funkčnosť a merali technické parametre dvoch letových kusov družicových slnečných koronografov. Skúšky nám umožnili urobiť v Institut d'Astrophysique CRNS v Paríži, kde je laboratórium s potrebným technickým vybavením ba objektívne posúdenie, či jednotlivé súčiastky koronografu sú presne vypočítané, navrhnuté ale aj vyrobené a zostavené. Skúšky ukázali, že oba prístroje dosahujú požadované parametre. Mnohé detaily a navrhnuté technické riešenia boli odskúšané po prvý krát a využijú ich aj pri konštrukcii koronografu pre projekt SOHO (Francúzsko, Nemecko, USA) plánovaného na rok 1996. Ostáva

iba dúfať, že vypustenie orbitálneho astronomického observatória KORONAS-I zameraného na výskum Slnka, pre ktoré je koronograf určený, bude úspešné a k technickým výsledkom pribudnú aj snímky slnečnej koróny z kozmického priestoru.

#### LITERATÚRA

- Fort, B.; Morel, C.; Speak, G.: 1978, *Astronomy and Astrophys.* **3**, 243  
Newkirk, G., Jr, Bohlin, S.: *Applied Optics* 1963, Vol. 2, No. 2, 131-140  
Koutchmy, S.: 1988, *Space-Borne Coronagraphy*, *Space Science Reviews* **47**, 95-143  
Koutchmy, S.; Belmahdi, M.: 1987, *Improved measurements of Scattered Light level behind Occulting systems* *J. Optics*, vol. **18**, n 5-6, pp. 265-269

# Automatizovaný systém pozorování radiových vzplanutí Slunce

K. Jiříčka, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

Na Astronomickém ústavu ČSAV v Ondřejově je od roku 1989 v nepřetržitém provozu radiometr pro pozorování radiové emise Slunce v pásmu 10 cm [1],[2] se záznamem dat na papírovou pásku a časovým rozlišením cca 1 s. Pro studium rychlých fluktuací slunečního radiového toku, prováděných v rámci grantu „Role rychle driftujících mikrovlnných vzplanutí v procesu sluneční erupce“, bylo nutno zvýšit časové rozlišení na 10 ms a přejít na sběr dat v digitální formě, umožňující zpracování a analýzu naměřených dat na počítači.

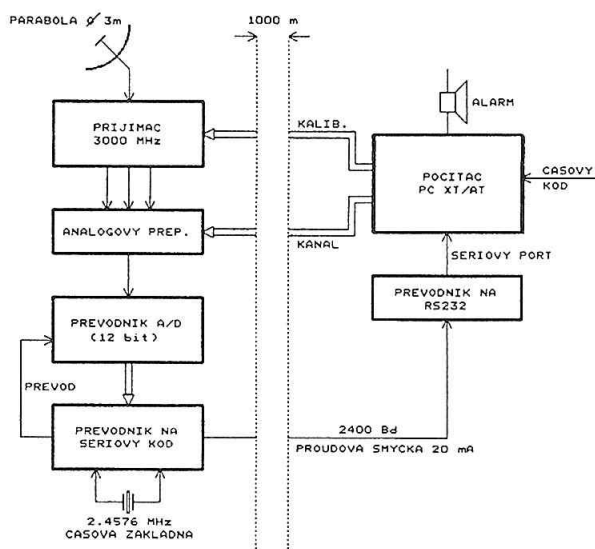
a kalibrační hodnoty ukládá do hlavičky každého datového souboru.

## ŘÍDÍCÍ PROGRAM RT3.EXE

Pro řízení přijímače, sběr dat a automatickou detekci a ukládání vzplanutí v on-line režimu slouží program RT3.EXE. Po spuštění měření jsou data přijímána přes sériový port a ukládána v operační paměti počítače. Přijímaný radiový tok Slunce se současně zobrazuje na displeji počítače (obr.2). Vzhledem k tomu, že pro dosažení co největší přesnosti a pro plné využití dynamiky přijímače byl pro digitalizaci použit dvanáctibitový A/D převodník, zabírá každý vzorek v paměti 2 bajty a při použité vzorkovací rychlosti 100 vzorků/s lze do operační paměti počítače umístit 30 minut záznamu; poté se stará data začnou přepisovat novými.

Pro detekci vzplanutí slouží hladina ALARM (obr.2), kterou při spuštění programu počítač automaticky nastaví o 20% výš než je hladina klidného Slunce. Jakmile sluneční tok překročí tuto hladinu, je odstartován vnitřní časovač, a po 25 minutách je měření přerušeno. Počítač z rozvodu časového kódu sejme přesný čas, provede kalibraci přijímače, datový soubor uloží na disk a poté opět pokračuje v měření.

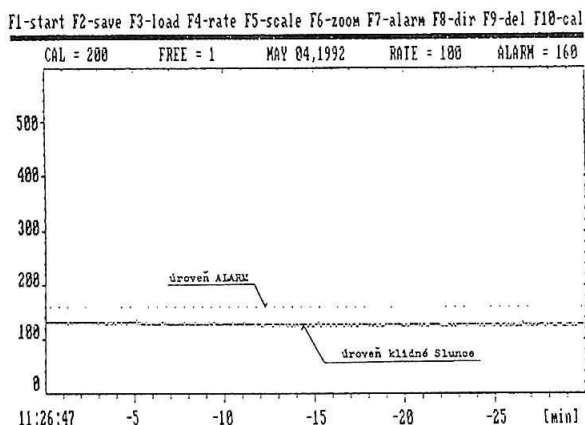
Každý datový soubor obsahuje 30 minut pozorování a má délku 360100 bajtů, z čehož prvních 100 bajtů tvoří hlavička (čas, datum, kalibrace, ...) a zbývajících 360000 bajtů tvoří vlastní data. Pro archivaci jsou datové soubory redukovány programem PKZIP.EXE, který zkracuje délku souboru asi na polovinu.



Obr. 1: Blokové schéma systému automatizovaného sběru dat

Proto byl systém vybaven řídicím počítačem PC XT a převodníkem A/D. Protože řídicí počítač nelze umístit v blízkosti antény a analogový signál z přijímače nelze z důvodu rušení přenášet na potřebnou vzdálenost několika set metrů po telefonním vedení, byl A/D převodník umístěn přímo v přijímači a doplněn převodníkem na sériový kód (viz blokové schéma obr.1), který paralelní digitální data z převodníku převádí na sériový formát, kompatibilní s normou RS 232, a teprve takováto sériová data jsou po telefonní lince předávána řídicímu počítači.

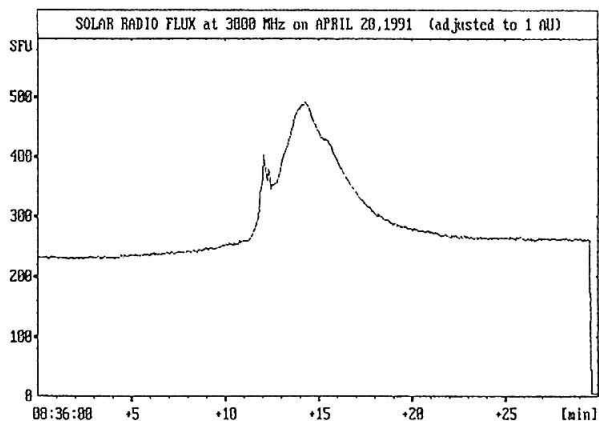
Řídicí počítač přijímá vyslaná data přes sériový port a ukládá je do operační paměti. Po vyhodnocení přítomnosti vzplanutí jsou pak data uložena na disk. Mimoto řídicí počítač provádí i kalibraci přijímače



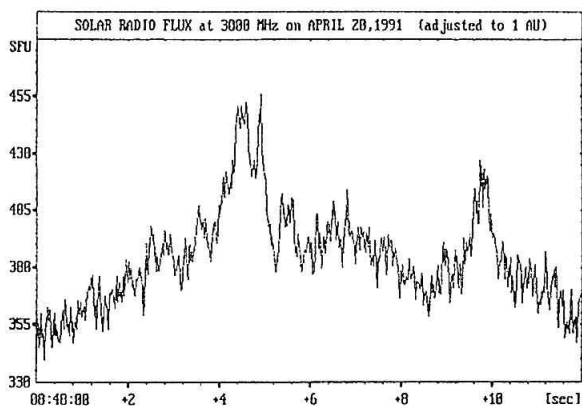
Obr. 2: Nabídka menu při spuštění řídicího programu RT3.EXE

## VYHODNOCOVACÍ PROGRAM RT3AT.EXE

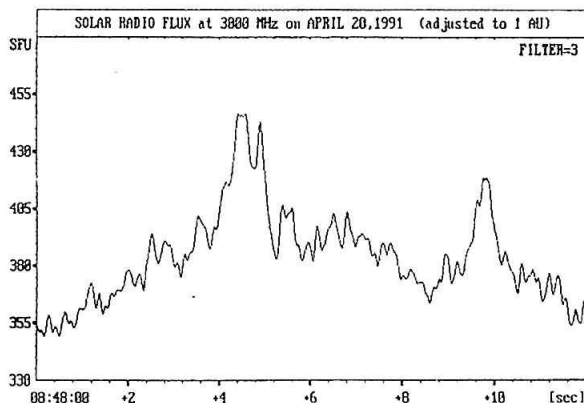
Pro vlastní vyhodnocování dat v off-line režimu slouží program RT3AT.EXE. Program vyžaduje počítač PC AT s barevnou grafikou VGA a podporuje celou řadu operací s datovými soubory, jako např. zobrazení průběhu, odečet souřadnic, změnu vertikálního i horizontálního měřítka, výběr a zvětšování výřezů, vyhlazování dat, spektrální analýzu dat (metodou maximální entropie nebo FFT), statistiku (maximální, minimální, střední hodnota) a tisk grafu na maticové tiskárně. Pro spektrální analýzu je vhodné mít počítač vybaven matematickým koprocesorem, jinak trvá výpočet neúměrně dlouho.



Obr. 3: Záznam radiového vzplanutí 20.dubna 1991



Obr. 4: Zvětšený detail vzplanutí z předchozího obrázku



Obr. 5: Vyhlazený průběh z obrázku 4

## ZÁVĚR

Popsaný systém je v nepřetržitém provozu již déle než rok. V období říjen 90 – prosinec 91, které se shoduje s obdobím maxima radiové aktivity v tomto slunečním cyklu, bylo zachyceno a zaznamenáno téměř 200 radiových vzplanutí v pásmu 10 cm. Počítá se s vydáním jejich kompletního katalogu.

## LITERATURA

- [1] Jiříčka, K.: Přijímač pro radioastronomická pozorování Slunce v pásmu 10 cm, Vědeckotechnická zpráva č.63/1989, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov
- [2] Jiříčka, K.: A Radiometer for Solar Radio Observation at 3000 MHz, Proceedings of the 5. National Conference on Microwave Techniques, part 1, pp.99-102, Pardubice 1990



# Univerzální mikrofotometr

*M. Knížek, Astronomický ústav ČSAV Ondřejov  
P. Kotrč, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## Abstrakt

V Astronomickém ústavu v Ondřejově byl v roce 1991 uveden do zkušebního provozu mikrofotometr vyvinutý na bázi Zeissovského průmyslového mikroskopu ZKM 05-250 D. V příspěvku je uveden popis přístroje a shrnuty jeho základní technické parametry. Jsou uvedeny způsoby a možnosti jeho použití s ohledem na zpracování slunečních snímků a spekter.

## ÚVOD

Univerzální mikrofotometr je přístroj k denzitometrickému proměřování transparentních snímků. Měření probíhá na dvousouřadnicovém měřicím stole v systému pravouhlých souřadnic X-Y. Světlo prosvětlující snímek se po omezení štěrbinou vede na fotodiodu, na niž je velikost elektrické veličiny úměrná světelné propustnosti vymezené části snímku. Změřená hodnota fotoproudu se při měření ukládá v 12-ti bitové digitální formě do paměti řídicího počítače RTP. Měření lze řídit buď ručně z ovládacího panelu nebo pomocí programu z připojeného počítače PC-AT.

## KONSTRUKCE MIKROSKOPU ZKM

Univerzální mikrofotometr byl realizován úpravou dvousouřadnicového měřicího mikroskopu typu ZKM 05-250 D firmy Carl Zeiss Jena. Mikroskop byl určen k přesnému proměřování strojnických součástek. Měřená součástka se buď promítala na stínítko matnice 10-krát až 100-krát zvětšena, nebo se pozorovala v okuláru. Pomocí výměnných rastrů bylo možno součástky proměřovat na jejich siluety.

Mikroskop ZKM má měřicí stolek vybavený v obou osách ručním ovládním a lineárními inkrementálními měřítky se snímací elektronikou. Na dvou displejích je zobrazována poloha stolku s přesností 0,5  $\mu\text{m}$ . Rozsah pohybů je v ose x 0 – 250 mm, v ose y 0 – 125 mm. Snímací elektronika obsahuje rovněž standartní interfejs a výstup souřadnicových dat, který byl při rekonstrukci využit.

## ÚPRAVY

Mikroskop ZKM bylo nutno doplnit především o fotometrický kanál. V našem případě byla využita optická cesta pro okulár, který byl nahrazen fotodiodou se závěrkou a šedým klínem.

Dále bylo nutno vyřešit vstupní štěrbinu. Zde bylo použito unikátní řešení tříparametrové štěrbinu, u které lze ručně nastavit její šířku a výšku a pomocí motor-

ku a odečítacího systému též úhel natočení vůči souřadnému systému X-Y. Tato štěrbinu se zasouvá místo původních rastrů do roviny primárního obrazu. Z důvodu natáčení štěrbinu bylo vyřešeno i synchronní natáčení matnice stínítka.

Značnou úpravu si vyžádaly pohony měřicího stolku. Ruční pohony byly nahrazeny servomotory s přesnými šrouby a pro kontrolu rychlosti i tachodynamy.

Upraven byl i světelný zdroj s halogenovou lampou 24V/150W. Pro stabilizaci jasu žárovky byla instalována kontrolní referenční fotodioda s obdobným zapojením jako u fotometrického kanálu.

Mechanické úpravy provedli pracovníci Vývojové mechanické dílny Asú ČSAV. Řízení mikrofotometru bylo řešeno ve spolupráci s maďarskou firmou VILATI, která na základě našeho zadání dodala celou elektrickou část přístroje a základní software. V konečné verzi je mikrofotometr ovladatelný ručně v režimu OFF LINE a v režimu ON LINE pomocí uživatelských programů z počítače PC-AT.

## DRUHY MĚŘENÍ

Univerzální mikrofotometr umožňuje fotometrování se zvolenou velikostí a hustotou vzorků:

1. po úsečce rovnoběžné s osou x nebo y,
2. po obecně orientované úsečce, kdy úhel natočení štěrbinu je předem zadán,
3. po kružnici nebo její části, kdy štěrbinu je stále orientována do směru normály dráhy,
4. po libovolné křivce, zadané jejími body a natočením štěrbinu v těchto bodech.

## PRÁCE S MIKROFOTOMETREM

Po zapnutí přístroje je nutné nejprve kalibrovat souřadné systémy. Po zadání příkazu přístroj vyhledá definované počátky jednotlivých souřadnicových systémů polohy x, y a úhlů natočení štěrbinu, stínítka a šedého klínu.

Nyní se může na stolek upevnit proměřovaný snímek, který se po zaostření zobrazí na matnici stínítka. Velikost zobrazení lze volit v pěti stupních výměnou objektivu: 1x, 1,5x, 3x, 5x a 10x. S tímto zvětšením je snímek promítán do roviny štěrbinu.

Pak již je možné podle zvoleného režimu měření zadávat potřebné vstupní parametry: počáteční bod, koncový bod (ev. další body), natočení štěrbinu, velikost a hustotu vzorků, rychlost posuvu, místo v paměti pro ukládání dat.

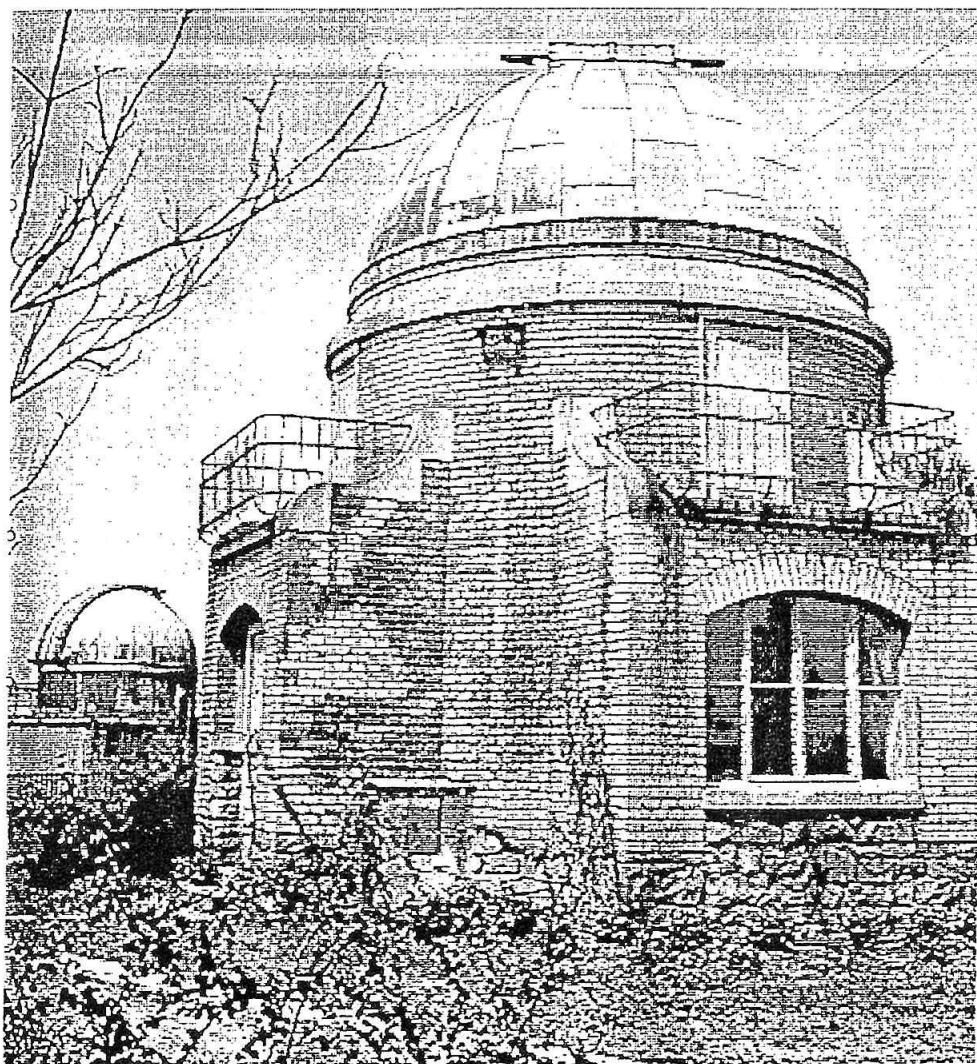
Podle zadaného měření se dále nastaví velikost štěrbinu a doladí fotometrické parametry: natočení šedého klínu před fotodiodou, zesílení fotoproudu, ev. jas žárovky. To lze učinit buď ručně nebo z programu, který vyhledá nejjasnější bod dráhy a nastaví fotometrické parametry sám. Podmínkou je nepřesáhnout u fotoproudu hodnotu 4095, která je daná 12-ti bitovým A-D převodníkem.

Nakonec již zbývá spustit vlastní měření. Předtím je ještě možné zkontrolovat zadanou dráhu měření, při čemž lze na stínítku sledovat i polohu a sklon štěrbinu.

Kromě ručního zadávání, lze většinu příkazů ovládat z počítače PC-AT. Je možné naprogramovat i rozsáhlejší měření, např. pravouhlé skanování dvojrozměrného obrazu nebo i složitější úlohy. Uživatel si tak může vedle již existujících ovládacích programů vytvořit program vlastní.

#### TECHNICKÉ PARAMETRY

Rozsah pohybů: osa x . . . . .	0 – 230 mm
osa y . . . . .	0 – 110 mm
Přesnost nastavení souřadnic x, y . . . . .	1 μm
Maximální rychlost posuvu <sup>1</sup> . . . . .	0 mm/s
Rozsah nastavení štěrbinu: šířka . . . . .	0,02 – 20 mm
výška . . . . .	0,02 – 20 mm
natočení . . . . .	0 – 360°
Přesnost nastavení štěrbinu: šířka, výška . . . . .	5 %
natočení . . . . .	0,1°
Rozsah fotoproudu ( propustnost ) . . . . .	0 – 4095
Stabilita fotoproudu . . . . .	0,1 %
Kapacita paměti pro data . . . . .	450 kB



Ukázka digitalizovaného negativu s kopulí ondřejovské hvězdárny

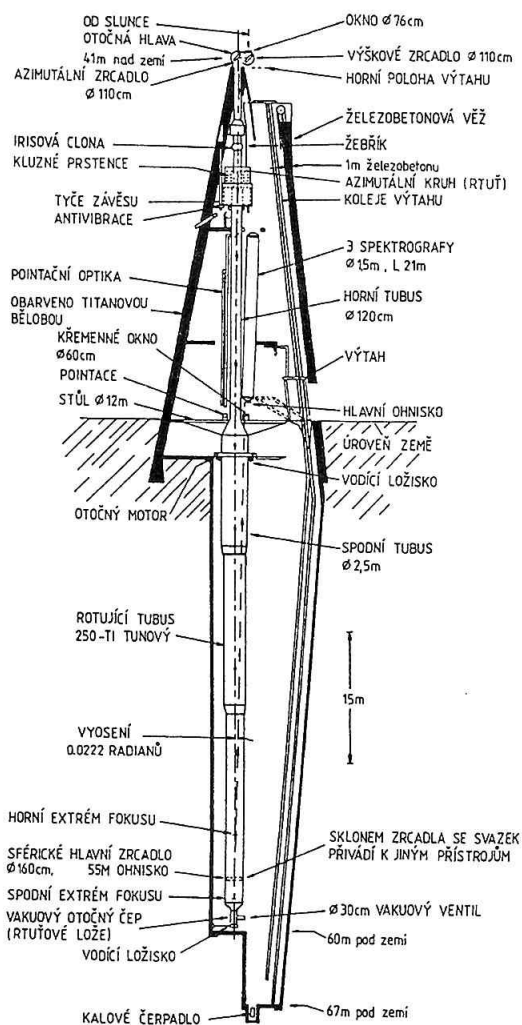
# Pozorování vakuovým věžovým dalekohledem se spektrografem typu Echelle observatoře Sacramento Peak

Pavel Kořč, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

## Abstrakt

Většina nových a překvapivých observačních poznatků sluneční fyziky z poslední doby byla dosažena využíváním dalekohledů a přístrojů, které mají výrazně větší úhlové, časové i spektrální rozlišení. Na nejvýznamnějších světových slunečních observatořích současnosti se staví a zdokonalují takovéto nákladné přístroje. Příspěvek shrnuje informace a vlastní zkušenosti z používání vakuového věžového dalekohledu observatoře Sacramento Peak, jenž je považován za prototyp moderních slunečních přístrojů s velkým úhlovým rozlišením. Jsou ukázány příklady vysokodisperzních spekter, pořízených ve vybraných čarách na spektrografu Echelle.

Observatoř Sacramento Peak (SPO) se nachází v Novém Mexiku na  $32,8^\circ$  severní zeměpisné šířky,  $105,8^\circ$  západní zeměpisné délky v nadmořské výšce 2800 m. Výšepostavenými organizačními jednotkami jsou Národní sluneční observatoře (NSO) a další známé organizace podle schématu: SPO < NSO < NOAO < AURA < NSF. Suché vnitrozemské klima a v průměru více než 300 slunečních dnů v roce poskytují dobré podmínky pro pozorování Slunce. Observatoř byla původně vybudována jako součást vojenského projektu souvisejícího se stavbou letecké a raketové základny White Sands u blízkého Alamogorda. Observační vybavení tvoří tři velké pozorovací komplexy (VTT, Big Dome a Hilltop Dome) rozmístěné ne dále než asi 150 m od hlavní laboratoře s pracovnicemi a knihovnou. Kromě vakuového věžového dalekohledu – VTT, je to Big Dome – dvojitý koronograf o průměru hlavního objektivu 40 cm spolu s 30 cm coelostatem a systémem menších dalekohledů na tzv. Hilltopu. Všechny tyto komplexy jsou vybaveny početnými spektrografy, filtry, magnetografy, polarimetry, klasickými i CCD kamerami pracujícími v systémech s různou délkou integrace a dalšími přístroji pro předzpracování a záznam dat. Pozorovací čas na přístrojích je využíván jednak pro plnění synoptických programů a jednak pro plnění požadavků zadavatelů vědeckých projektů. Pozorovací čas je přidělován kvartálně, vybrané programy mají různé prioritní statuty. Určitý díl pozorovacího času je vyčleněn pro údržbu a zdokonalování přístrojů. Vedoucí pracovník projektu má privilegium na přednostní využití jím získaných dat v době 18 měsíců. Poté může právo na jejich využití získat každý, kdo o ně požádá. Vakuový věžový dalekohled byl uveden do provozu koncem 60. let (Dunn, 1969).



Obr. 1. Schéma průřezu věžovým vakuovým dalekohledem observatoře Sacramento Peak.

Představu o dalekohledu získáme z obr. 1. Svazek slunečního světla směřovaný dvěma zrcadly s altazimuntální montáží s průměry 110 cm vstupuje oknem z křemenného skla o průměru 76 cm do vakuovaného vertikálního tunelu dalekohledu. Ten má proměnlivý průměr od jednoho do 2,5 m je částečně skryt v 67 metrů hluboké „studni“ a dalších více než 40 m vyčnívá nad povrch v podobě věže z bílého železobetonu o tloušťce téměř 1 m. Na vnitřní stěně věže je k nutné údržbě a obsluze všech částí v celé výšce i hloubce zabudován výtah se zdvihem 109 m. Nastavení kteréhokoliv místa obrazu Slunce v libovolném úhlu vzhledem ke štěrbině spektrografu, resp. jinému zařízení je umožněno otáčením celého dalekohledu kolem vertikální osy. Aby se celý dalekohled včetně pozorovací místnosti otáčel lehce, plave v kontejneru se 7 tunami rtuti. Kontejner je zavěšen na třech šroubech o průměru 76 mm pod vrcholem věže. Přesto, že nesená hmotnost je 250 tun, je celý zavěšený kolos dokonale vyvážen a celým dalekohledem lze snadno pootočit mírným tlakem ruky na obvodu pozorovacího stolu. V hloubce 55 m pod povrchem země je hlavní zrcadlo dalekohledu o průměru 160 cm. Je vyrobeno z cervitu a má ohnisko 55 m, takže sluneční disk má průměr v primárním obraze okolo 51 cm. Jedna úhlová sekunda odpovídá zhruba 280 mikronům. Skloněním hlavního zrcadla je možno vyvést primární obraz Slunce z vakuovaného dalekohledu pěti různými okny, které slouží jako vstupy pro další horizontálně nebo vertikálně umístěné optické přístroje. Mezi ně patří spektrograf typu Echelle, univerzální spektrograf, fotoelektrický spektrograf, optické lavice s kamerou v  $H\alpha$  a bílém světle, universální dvojlomný filtr a další zařízení. Dalekohled a jeho přídatná zařízení se ovládají počítačem Perkin-Elmer umístěným v téměř objektu. Celý objekt je účelně vybaven rozlehlými manipulačními a skladovacími prostory včetně archivu pozorovacích dat. Obsluha má dále k dispozici terminály na počítačovou síť, monitorový obraz slunečního disku v čáře  $H\alpha$  a telefonické spojení k ostatním pozorujícím přístrojům a případným konzultacím s kýmkoli a kdekoli. V případě poruchy libovolného z potřebných zařízení je zajištěn servis v průběhu téhož pracovního dne nebo do 24 hodin včetně svátků.

Nad pozorovacím stolem o průměru 12 m jsou podél dalekohledu umístěny tři vertikální válcové kontejnery délky 21 m a průměru 1,5 m. V nich jsou uloženy optické systémy tří hlavních spektrografů. Jedním z nich je spektrograf typu Echelle, který se používá k simultánnímu pořizování spekter s disperzí řádově kolem 10 mm/A v krátkých úsecích s mimořádně zajímavými čarami. Jeho mřížka má nevelký počet vrypů, ale používá se ve velmi vysokých řádech, zpravidla od 30 do 50. Spektrograf může používat jednu ze třech následujících mřížek: 1. 154 × 306 mm, 79,0 čar/mm, 2. 128 × 256 mm, 300 čar/mm, 3. 128 × 256 mm, 316,1

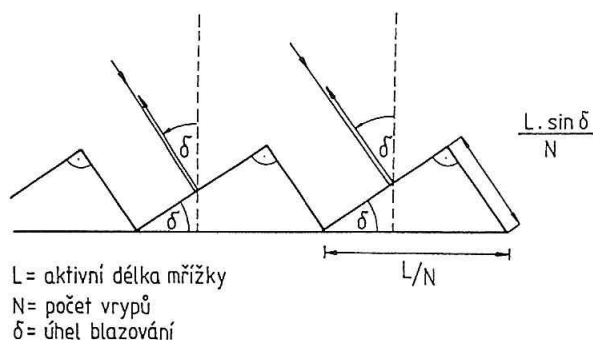
čar/mm. Všechny mřížky mají stejný úhel sklonu vrypů (blazing)  $\delta = 63,4^\circ$ .

Princip Echelle spektrografu si nejlépe ujasníme na obecném difrakčním vztahu mřížky:

$$\frac{L}{N} (\sin \alpha + \sin \beta) = \pm m \lambda \quad (1)$$

kde  $L$  je aktivní délka mřížky,  $N$  celkový počet vrypů,  $\alpha$  úhel dopadu,  $\beta$  úhel odrazu,  $\lambda$  vlnová délka a  $m$  difrakční řád.

$$\text{rovnice mřížky Echelle: } \frac{2L}{N} \cdot \sin \delta = m \cdot \lambda$$



Obr. 2. Optické schéma chodu paprsků při odrazu na difrakční mřížce typu Echelle.

Vrypů na mřížce Echelle mají pravouhlý tvar (obr. 2). Mřížka se používá jako zrcadlo s kolmým odrazem od aktivní plochy vrypů. Pak platí, že  $\alpha = \beta = \delta$ , kde  $\delta$  je úhel roviny vrypů k rovině kolmé k mřížce. Pak se rovnice (1) mění na tvar:

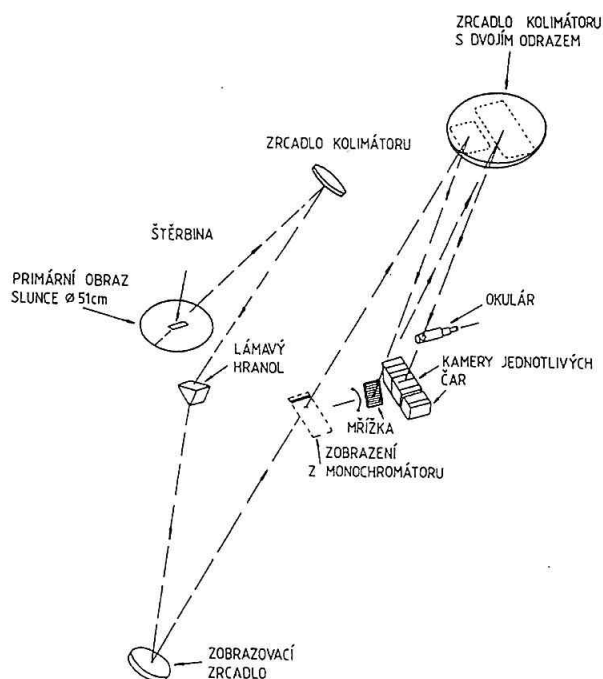
$$\frac{2L}{N} \sin \delta = \pm m \lambda \quad (2)$$

Pro dostatečně velká  $m$  se budou v sousedních řádech  $m$  a  $m+1$  do stejného směru promítat čáry s vlnovými délkami  $\lambda_m$  a  $\lambda_{m+1}$ , pro něž bude platit:

$$\frac{\lambda_m}{\lambda_{m+1}} = \frac{m+1}{m} \quad (3)$$

Pokud mřížkový spektrograf kombinujeme s lámavým hranolem, docílíme oddělení jednotlivých řádů a požadované úseky spekter se nám zobrazí do příslušných kamer umístěných ve vzájemně těsné blízkosti. Existuje více alternativ řešení tohoto problému, na obr. 3 vidíme schéma použité na Echelle spektrografu vakuového věžového dalekohledu SPO (Beckers et al. 1972).

Používá se 150 mm dlouhá štěrbinina s reflexní plochou pro záznam obrázků ze štěrbininy v bílém světle a v čáře  $H\alpha$ . Monochromátor má hranol z křemenného skla s lámavým úhlem  $60^\circ$ . Typické hodnoty disperze u monochromátoru jsou od 5 Å/mm u 3500 Å do 100 Å/mm pro oblast 10000 Å. Výsledná disperze činila 12 mm/Å pro nejkratší vlnovou délku u Ca-H vápníku



Obr. 3. Optické schéma Echelle spektrografu observatoře Sacramento Peak.

a H-epsilon (3965 Å), přes 7,5 mm/Å u D3 helia (5875 Å) až k 5,6 mm/Å u čáry 8498 Å z infračerveného tripletu vápníku. Typické hodnoty expozičních dob činily 1-3 s pro objekty na disku a 30-45 s pro objekty na limbu. Úseky spektra se zaznamenávaly na 35 mm a 70 mm kodakovský film s délkou jednoho obrázku 80 mm.

My jsme dostali pozorovací čas od 1. do 10. dubna 1991 na dva projekty. Jedním byl spektroskopický

výzkum jasných lemů filamentů, druhým bylo pokračování v již dříve započatém projektu spektrofotometrie klidných protuberancí. V obou případech jsme pozorovali v čarách H-alfa, H-beta, H-epsilon, D3 helia, vápníkových čarách Ca-H a 8498 Å. Spektra jsou doplněna snímky ze štěrbin spektrografu v bílém světle a filtrogramy v pásmu H-alfa.

Do projektů jsou zapojeni kolegové ze spolupracujících pracovišť ve Wroclavi, Paříži a Moskvě, dříve též v Tatranské Lomnici. Vycházeli jsme z praktických zkušeností získaných jednotlivými spolupracovníky při dřívějších pozorováních a jejich zpracování. Pozorování byla ve všech požadovaných ohledech úspěšná. Kromě množství spekter klidných filamentů a protuberancí jsme zaznamenali i spektra erupcí, sprejů a erupčních protuberancí. Data jsou digitalizována jednak na ondrejovském univerzálním mikrořetězovém mikrofotometru a jednak na výkonném mikrodensitometru MAMA v IAP v Paříži, odkud je dostáváme na magnetických páskách ve formátu FITS. Zpracování probíhá na osobních počítačích vlastním programovým vybavením. První výsledky práce byly prezentovány na konferenci slunečních fyziků v r. 1991 v Karpaczi a budou publikovány ve sborníku z konference (Kotrč a kol. 1991). V současné době se připravují další články do tisku.

## LITERATURA

- Beckers, J. M. et al.: 1972, *Solar Phys.* **25**, 81  
 Dunn, R. B.: 1969, *Sky and Telescope*, **38**, 368  
 Kotrč, P.; Heinzel, P.; Vial, J.-C. a Rompolt, B.: 1991, *Proceedings of the 14th Consultation on Solar Physics*, May 1991, Karpacz, Poland, (in print)

# Pozorovania slnečnej fotosféry s vysokým priestorovým rozlíšením

A. Kučera, *Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*  
J. Rybák, *Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*  
M. Saniga, *Astronomický ústav SAV, Tatranská Lomnica*

Príspevok prezentoval spôsoby a výsledky v súčasnosti najlepších pozemských pozorovaní časového vývoja fyzikálnych podmienok a morfológie slnečnej fotosféry s vysokým priestorovým rozlíšením formou projekcie záznamu, zapožičaného pred jeho publikovaním pracovníkmi Laboratórií Lockheed, Palo Alto, U.S.A. Zároveň boli vysvetlené a dokumentované i na inom pozorovacom materiáli dnešné postupy používané v konštrukcii najmodernejších slnečných ďalekohľadov, ich prídavných zariadení a systémoch pre záznam a spracovanie dát pozorovaní s vysokým priestorovým rozlíšením.

Prezentované pozorovania boli vykonané na Švédskom Vákuovom Slnečnom Teleskope na ostrove La Palma, Španielsko (Scharmer, 1985), ktorý dnes patrí k úplne najlepším prístrojom pre tieto pozorovania vo svete. Systém prídavných zariadení pre úpravu a záznam meraní slnečného žiarenia bol však použitý z pripravovanej družice NASA „Orbitálne slnečné laboratórium – OSL“ (Title a kol., 1989b) spolu s časťou už použíwanej aparatúry „Slnečného Optického Univerzálného Polarimetra - SOUP“ z orbitálnej stanice NASA Spacelab 2 (Title a kol., 1989a). Pozostával zo systémov pre stabilizáciu obrazu, polarizačné a úzkopásmové filtrovanie žiarenia, CCD kamery, počítačov pre riadenie aparatúry a záznam dát, ako i magnetických médií pre ich ukladanie.

Viac ako 2 hodiny pozorovania pozostávali z cyklov meraní desiatich 2D filtergramov, ktoré sa opakovali po každých 52 sekundách a zaznamenávali oblasť o rozmeroch 85"x85" s rozlíšením 0,17". Každý takýto cyklus obsahoval 4 longitudálne magnetogramy v čiare Fe I 6302,5 (-60m), 4 dopplergramy v lineárnej polarizácii v čiare Ni I 6767,8 (90 a 30m) a 2 obrazy v kontinuu pri 6303,2 a 6768,5.

Tieto merania umožnili konštrukciu longitudálnych magnetogramov, dopplergramov a obrazov intenzity v kontinuu a jadre čiary Ni I. Výpočtom boli určené trajektórie pohybu morfologických elementov vo fotosfére a bol odstránený vplyv slnečných oscilácií na dopplergramy. Časový vývoj týchto parametrov bol prezentovaný vo forme zrýchleného záznamu a ich chovanie sa a kvalitatívne rozdiely pre jednotlivé štruk-

túry fotosféry (granula, intergranulárny priestor, pór) v neaktívnej a flokulovej atmosfére boli názorne viditeľné. Súčasné premietnutie dopplergramov a magnetogramov v jednom obraze a súčasná vizualizácia dopplergramov, magnetogramov, intenzity kontinuu a centra absorbčnej čiary v 4 segmentoch obrazu umožnili vzájomné porovnávanie časového priebehu a priestorového rozloženia týchto parametrov. Základné charakteristiky morfológie a časového vývoja granulácie a pórov boli diskutované spolu s ich možnou MHD a ne-MHD interpretáciou.

## POZNÁMKA

10. júla 1992, len niekoľko dní po skončení seminára bol v „Astrophysical Journal“ publikovaný článok obsahujúci popis aparatúry, spracovania dát a kvantitatívne výsledky pozorovaní kvalitatívne prezentovaných na seminári (Title a kol., 1992). Súčasťou článku je i upravený a komentovaný videozáznam. Oboje je i ostatnou citovanou literatúrou k dispozícii na AÚ SAV.

## Podakovanie

Naše podakovanie patrí dr. Alanovi M. Titlovi, pracovníkovi Slnečného a astrofyzikálneho laboratória vo Výskumných laboratóriách LOCKHEED, Palo Alto, U.S.A. za láskavé poskytnutie jeho výsledkov pred ich publikovaním. Táto práca bola vypracovaná s podporou grantu GAV 494/1992 Slovenskej akadémie vied.

## LITERATÚRA

- Scharmer, G. B. a kol.: 1985, *Applied Optics*, **24**, 2558  
Title, A. M. a kol.: 1989a, *Astrophysical Journal*, **336**, 475  
Title, A. M. a kol.: 1989b, *Solar and Stellar Granulation*, ed. R. J. Rutten and G. Severino, Kluwer, Dordrecht, 25  
Title, A. M. a kol.: 1992, *Astrophysical Journal*, **393**, 782

# **Solar – Terrestrial Predictions Workshop 1992 Kanada, Ottawa, 18. – 22. mája 1992**

*F. Zloch. Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

V dňoch 18. – 22. mája 1992 sa konala v hlavnom meste Kanady, v Ottawe, medzinárodná konferencia SOLAR-TERRESTRIAL PREDICTIONS WORKSHOP92 (ďalej STPW). Z Československa sa na tejto konferencii zúčastnili: dr. Alla Prigancová z Geofyzikálneho ústavu SAV z Bratislavy a František Zloch z Astronomického ústavu ČSAV Ondřejova.

Doteraz sa konali tri konferencie STPW: r. 1979 – Boulder (USA), r. 1984 – Meudon (Francúzsko), r. 1989 – Leura (Austrália). Hlavným organizátorom je vždy International Ursigram and World Days Service a v konkrétnom štáte sa na organizácii podieľa príslušný miestny organizátor. V poradí štvrtú konferenciu organizovali za hostiteľskú krajinu: Geological Survey of Canada (časť Government Department of Energy, Mines and Resources), Communications Research Centre of the Government Department of Communications, Department of Earth Sciences of Carleton University a nakoniec Regional Warning Centre Ottawa.

Cielom týchto medzinárodných konferencií je umožniť kontakty vedeckých pracovníkov z odboru slnečno-zemskej fyziky, autorov prognóz slnečnej aktivity a geoaktivity a užívateľov spomínaných prognóz zo širokého spektra ľudskej činnosti. Tieto stretnutia dávajú možnosť prezentácie výsledkov vlastnej práce, sú miestom rozsiahlej výmeny názorov, pomáhajú usmerňovať budúci výskum v oblasti slnečno-zemskej fyziky a slnečno-zemských vzťahov.

Na tohtoročnom STPW92 v Ottawe sa zúčastnilo viac ako 150 účastníkov z 18 štátov Ázie, Austrálie, Európy a Severnej Ameriky. Boli rozdelení do štyroch pracovných skupín: slnečnej, magnetosférickej, ionosférickej a geomagnetickej.

Na spoločných plenárnych zasadaniach odznelo 29 pozvaných referátov. Na schôdzach pracovných skupín prebiehala diskusia o ďalších 112 referátoch (prevažná väčšina z nich bola prezentovaná formou posterov). Novinkou tohtoročného STPW bol tzv. užívateľský deň (Users Day), kde bolo uvedených 13 príspevkov. Program bol teda veľmi bohatý, priam nabitý. Súčasťou konferencie bola exkurzia do Geomagnetic Laboratory of GSC, domovského pracoviska ottawského RWC.

Na úvod konferencie sa konala neformálna recepcia na privítanie, účastní STPW sa mohli v priebehu konferencie zúčastniť na bankete a po skončení STPW okružnej vyhladkovej jazdy po kanadskom hlavnom meste.

Jeden z čs. účastníkov, autor tejto informácie, je od decembra 1990 (po odchode dr. Křivského do dôchodku) tiež autorom ondřejovských predpovedí slnečnej aktivity. Predpovede sa v Ondřejove začali vydávať v r. 1978. Pozvanie od kanadských organizátorov a ich ponuka uhradiť časť finančných nákladov, umožnili autorovu účasť na STPW92. Čs. predpovede slnečnej aktivity boli takto po prvý raz konkrétne prezentované na príslušnom fóre. Stručná história vydávania predpovedí, súčasný stav a organizačná stránka vydávania predpovedí, popis metódy zostavenia jednotlivých predpovedí a informácia o požívaní predpovedí – to boli hlavné časti referátu SOLAR-ACTIVITY PREDICTIONS IN CZECHOSLOVAKIA, ktorý odznel v rámci pracovných zasadnutí slnečnej pracovnej skupiny pod poradovým číslom S 33.

Nadviazanie osobných kontaktov s niektorými pracovníkmi WORLD DATA CENTER a ďalších laboratórií z Boulderu (USA), s pracovníkmi niektorých regionálnych predpovedných centier a RWC (Ottawa, Dillí, Peking, Boulder, Meudon), pohľad do „prognózy“ autorov predpovedí vo svete – to sú tie najdôležitejšie momenty z celého pobytu v Ottawe.

Výborná organizácia celej konferencie, na jej pozadí pocity Európana, ktorý je po prvý raz (a možno naposledy) na americkom kontinente, jeho iste márna snaha čo najviac vidieť, počuť, skrátka „zažiť“ aspoň útržkovito a na veľmi krátky čas prostredie i atmosféru Ottawy – to sú tiež nezanedbateľné momenty.

Čím konkrétnym prispela účasť na STPW92 k samotným predpovediam slnečnej aktivity? Zhrniem to nasledovne:

- v dohľadnej dobe je bezpodmienečne nutné upresniť a rozoslať definície slovných formulácií, ktoré sa používajú v predpovediach,
- je nutné prehodnotiť adresár odberateľov predpovedí,
- je potrebné zamerať sa na výmenu predpovedí s ostatnými prognóznymi centrami.

Dôležité bolo zistenie, že predpovede slnečnej, geomagnetickej (či inej) aktivity a veci s touto činnosťou súvisiace, sú vo svete riadne uznávanou činnosťou.

V tejto stručnej informácii nie je venovaná náležitá pozornosť jednotlivým referátom, či problematike pracovných skupín. Jednak to nebolo cieľom informácie,

jednak nie je v silách autora vyčerpávacím spôsobom obsiahnuť celú problematiku STPW. Zatiaľ je však k dispozícii zborník abstraktov všetkých referátov. V priebehu roka bude vydaný kompletný zborník všetkých príspevkov, ktoré boli prezentované na STPW92 v Ottawe.



# Úplné zatmenie Slnka v roku 1842, pozorovanie na Slovensku

*I. Chromek, Hvezdáreň Banská Bystrica*

Historická sekcia SAS pri SAV spracovala v období posledných dvoch rokov sústavu informácií o práci a astronomických pozorovaniach osôb pochádzajúcich zo Slovenska, resp. žijúcich na jeho území. Mnohé z týchto údajov sme našli v rôznych časopisoch, starých lexikonoch, ba i kalendároch. Materiál dáva pohľad na to, ako prosperovala technická inteligencia v predchádzajúcich storočiach.

Pozorovanie Slnka v uvedenom historickom období je pomerne chudobné na konkrétne doklady a výsledky. Najvýznamnejší historický materiál, tzv. „Levočská kronika“ („Zipserische oder Leutschausrische Chronica“ od Gašpara Haina), obsahuje síce mnoho zaujímavých astronomických údajov (najviac sa však zameriavala na objavy komét, polárnych žiarí a zemetrasení), neobsahuje však žiaden záznam o pozorovaní úplných zatmení Slnka, ani iných konkrétnych pozorovaní. Slnecnú fotosféru pozorovali v minulom storočí v Hurbanove (Stará Ďala). Z amatérov pravidelne sledoval slnečné škvrny statkár Gregor Friesenhof v Brodzanoch a Nedonovciach, ktorý tam v roku 1881 založil a viedol astrometeorologickú stanicu. V závere storočia pozorovali slnečnú fotosféru aj bratia Hajtsovci (Vojtech a Ludovít), ktorí si v Spišskej Novej Vsi vybudovali súkromnú hvezdáreň s kupolou na súkromnom dome (1903). Z neskorších významnejších pozorovateľov Slnka uvedieme ešte dr. Alexeja Duchoňa v Prešove.

Ing. František Dojčák, významný člen našej historickej sekcie, ktorý sa za svojho života práve zaoberal štúdiom starých kroník a časopisov, našiel správičku v maďarskej ročenke lekárov a prírodovedcov („A magyar orvosok és természetvizsgálók munkálatai“ z roku 1843) o pozorovaní úplného zatmenia Slnka na území Slovenska. Uvedené zatmenie sa uskutočnilo takmer práve pred 150. rokmi 8. júla 1842 na najvyššom vrcholci Nízkych Tatier – na Ďumbieri. Pás totality sa vtedy tiahol z južného Francúzska cez severné Taliansko, južné Rakúsko na Slovensko a postupoval ďalej k severovýchodu. Úkaz pozorovali dvaja lekári s doprovodom. Ide teda o prvú astronomickú expedíciu za úplným zatmením Slnka na Slovensku ako i prvý záznam odborného pozorovania Slnka na našom území.

Ing. František Dojčák zverejnil svoj nález v časopise *Říše hvězd* v roku 1963 inšpirovaný dojmami z expedície za úplným zatmením Slnka v Bulharsku v roku 1961 pod názvom: „O úplnom zatmení Slnka 8. júla 1842, ktoré bolo viditeľné aj na Slovensku“. V tomto článku uviedol aj skrátený preklad správy o zatmení, v ktorej spomínaní lekári opísali svoje dojmy z úkazu a venovali sa pozorovaniu sprievodných javov v prírode. Zatmenie sa začalo 8. júla o 5 hod. 59 minúte, stred bol o 7 hodine 58 minúte a úplné zatmenie trvalo 2 minúty 20 sekúnd. Podľa opisu autorov vládlo nad pozorovacím krajom dobré počasie s vyhovujúcou dohľadnosťou.

# Zoznam účastníkov

## 11. celoštátneho slnečného seminára, ktorý sa konal v dňoch 1. – 4. 6. 1992 na Donovaloch

1. Antalová, A., AÚ SAV T. Lomnica
2. Ambrož, P., AÚ ČSAV Ondřejov
3. Blahák, F., GÚ ČSAV Praha
4. Boška J., GÚ ČSAV Praha
5. Bumba, V., AÚ ČSAV Ondřejov
6. Černohousová, B., Hvezdáreň Prostějov
7. Dorotovič, I., SÚAA Hurbanovo
8. Druga, L., SÚAA Hurbanovo
9. Dzifčáková, E.,
10. Fabrícius, J., Hvezdáreň B. Bystrica
11. Gallová, M., Hvezdáreň B. Bystrica
12. Gašpar, P., AÚ SAV T. Lomnica
13. Gerboš, J., Hvezdáreň R. Sobota
14. Hamran, J., SÚAA Hurbanovo
15. Hazucha, P., Hlohovec
16. Heinzl, P., AÚ ČSAV Ondřejov
17. Hromadová, M., Hvezdáreň V. Meziříčí
18. Hrušovský, V., Hvezdáreň Prešov
19. Charvátová, I., GÚ ČSAV Praha
20. Chromek, I., Hvezdáreň B. Bystrica
21. Ivan, P., Hvezdáreň Prešov
22. Jiříčka, K., AÚ ČSAV Ondřejov
23. Karlovský, V., Hvezdáreň Hlohovec
24. Kerekešová, K., Hvezdáreň R. Sobota
25. Klimeš, J., Hvezdáreň Úpice
26. Klocok, L., AÚ SAV T. Lomnica
27. Klvaňa, M., AÚ ČSAV Ondřejov
28. Knížek, M., AÚ ČSAV Ondřejov
29. Kopecký, M., AÚ ČSAV Ondřejov
30. Kotrč, P., AÚ ČSAV Ondřejov
31. Křivský, L., AÚ ČSAV Ondřejov
32. Křivský, L. Hvezdáreň Úpice
33. Kučera, A., AÚ SAV T. Lomnica
34. Kulčár, L., Hvezdáreň B. Bystrica
35. Lenzová, Š., Hvezdáreň Prešov
36. Lenža, L., Hvezdáreň V. Meziříčí
37. Litavský, M., Košice
38. Lorenc, M., SÚAA Hurbanovo
39. Lovászová, A., SÚAA Hurbanovo
40. Lukáč, B., SÚAA Hurbanovo
41. Mačanský, M., SÚAA Hurbanovo
42. Mačura, R., AÚ SAV T. Lomnica
43. Maník, K., AÚ SAV T. Lomnica
44. Marková, E., Hvezdáreň Úpice
45. Mäsiar, J., Hvezdáreň Žilina
46. Mešter, V., Hvezdáreň Partizánske
47. Mézes, T., AK Nové Zámky
48. Mínavojech, M., AÚ SAV T. Lomnica
49. Očenáš, D., Hvezdáreň B. Bystrica
50. Odstrčil, D., GÚ SAV Bratislava
51. Pastorek, L., SÚAA Hurbanovo
52. Pintér, T., SÚAA Hurbanovo
53. Príhodová, M., Hvezdáreň Žiar n/Hronom
54. Rapavá, D., Hvezdáreň R. Sobota
55. Rapavý, P., Hvezdáreň R. Sobota
56. Reiskupová, A., Hvezdáreň Michalovce
57. Róžová, A., Hvezdáreň Partizánske
58. Rušin, V., AÚ SAV T. Lomnica
59. Rybanský, M., AÚ SAV T. Lomnica
60. Rybák, J., AÚ SAV T. Lomnica
61. Saniga, M., AÚ SAV T. Lomnica
62. Souček, L., Praha
63. Střeštík, J., GÚ ČSAV Praha
64. Sýkora, J., AÚ SAV T. Lomnica
65. Valkóová, Z., SÚAA Hurbanovo
66. Váňa, J., Hvezdáreň Žiar n/Hronom
67. Zloch, F., AÚ ČSAV Ondřejov
68. Znášik, M., Hvezdáreň Žilina



# Obsah

<b>Predslov</b> . . . . .	2
P. Ambrož <b>Velkorozměrová rychlostní pole na Slunci</b> . . . . .	3
M. Klvaňa a V. Bumba <b>Ondřejovský magnetograf II. generace</b> . . . . .	12
M. Klvaňa a V. Bumba <b>Kalibrace magnetografických měření</b> . . . . .	15
V. Bumba a M. Klvaňa <b>Magnetická a rychlostní pole v drobné se velké aktivní oblasti z června 1991 (NOAA 6659)</b> . . . . .	18
V. Bumba, M. Klvaňa a T. Tlamicha <b>Fotoelektricky měřená rychlostní pole v klidné a aktivní fotosféře</b> . . . . .	21
M. Klvaňa, V. Bumba a T. Tlamicha <b>Podíl pětiminutových oscilací na magnetografických měřeních</b> . . . . .	28
M. Kopecký <b>Periodicita extrémních typů skupin slunečních skvrn</b> . . . . .	30
M. Kopecký <b>22-letý cyklus slunečních skvrn v letech 1500-1750</b> . . . . .	36
A. Antalová <b>17-ročný slnečný cyklus ?</b> . . . . .	38
L. Kulčár <b>McIntoshova klasifikácia a vývoj slnečných škvŕn</b> . . . . .	45
P. Heinzel <b>Sluneční a hvězdné erupce</b> . . . . .	48
P. Kotrč <b>Elektrická pole v erupcích a protuberancích</b> . . . . .	56
L. Pastorek, M. Lorenc a V. Karlovský <b>Simultánne pozorovanie chromosférickej erupcie</b> . . . . .	62
A. Antalová <b>Fourierova analýza výskytu LDE erupcií (1969 – 1991)</b> . . . . .	65
V. Karlovský <b>Fraktály a slnečná aktivita</b> . . . . .	68
V. Rušin <b>Štruktúra, dynamika a variácie svietivosti slnečnej koróny</b> . . . . .	73
M. Mínarovjeh a V. Rušin <b>Krátkodobé variácie intenzít emisnej koróny</b> . . . . .	80
J. Sýkora <b>Dlhodobé variácie svietivosti slnečnej koróny</b> . . . . .	86
V. Rušin a J. Zverko <b>158 dňové variácie v intenzite zelenej koróny: fantázia či realita?</b> . . . . .	90
J. Sýkora <b>Ešte o oblastiach nízkej svietivosti koróny FeXIV 530.3 nm</b> . . . . .	93

E. Marková, L. Vyskočil, V. Rušin a M. Rybanský <b>Velkoškálová štruktúra bielej koróny v dobe úplného zatmenia Slnca 22. júla 1990</b> . . . . .	97
V. Rušin <b>Koróna počas úplného zatmenia Slnka 11. júla 1991</b> . . . . .	100
J. Sýkora a T. Pintér <b>Predbežné výsledky merania polarizácie slnečnej koróny podľa pozorovania počas úplného zatmenia Slnka 11. 7. 1991</b> . . . . .	103
P. Ambrož <b>Radiálne štruktúry vo slnečnej koróne</b> . . . . .	107
P. Ambrož a M. Rybanský <b>Magnetická štruktúra koronálnych rádiových zdrojů</b> . . . . .	111
M. Rybanský <b>O niektorých nevyriešených otázkach výskumu slnečnej koróny</b> . . . . .	114
P. Gašpar a M. Rybanský <b>Slnečná konštanta a koróna</b> . . . . .	115
M. Bieleková a A. Prigancová <b>O asymetrii maximálnej sezónnej variácie geomagnetickej aktivity v slnečných cykloch</b> . . . . .	117
I. Charvátová a J. Střeštík <b>Slnečná aktivita a povrchové teploty vzduchu od roku 1750</b> . . . . .	120
I. Charvátová a J. Střeštík <b>O dlhodobom vplyve sopečnej činnosti na povrchové teploty vzduchu</b> . . . . .	124
J. Rybák <b>Návrh nového prístrojového projektu pre koronálnu stanicu na Lomnickom štíte</b> . . . . .	126
J. Gerboš a D. Rapavá <b>Vyhodnocovanie aktívnych oblastí pomocou grafického zariadenia PC XT/AT</b> . . . . .	130
M. Klvaňa, V. Bumba a T. Tlamicha <b>Software pro práci s magnetografickými datovými poli</b> . . . . .	132
M. Klvaňa, M. Knížek a T. Tlamicha <b>Videosystém pro záznam a zpracování obrazu Slnce</b> . . . . .	135
P. Kotrč, P. Heinzel a M. Knížek <b>CCD monitorovací systém pro pozorování erupcí</b> . . . . .	137
L. Klocok <b>Kozmický slnečný koronograf</b> . . . . .	139
K. Jiříčka <b>Automatizovaný systém pozorování rádiových vzplanutí Slnce</b> . . . . .	142
M. Knížek a P. Kotrč <b>Univerzální mikrofotometr</b> . . . . .	144
P. Kotrč <b>Pozorování vakuovým věžovým dalekohledem se spektrografem typu Echelle observatoře Sacramento Peak</b> . . . . .	146
A. Kučera, J. Rybák, M. Saniga <b>Pozorování slnečné fotosféry s vysokým priestorovým rozlíšením</b> . . . . .	149
F. Zloch <b>Solar – Terrestrial Predictions Workshop 1992 Kanada, Ottawa, 18. – 22. mája 1992</b> . . . . .	150
I. Chromek <b>Úplné zatmenie Slnka v roku 1842, pozorovanie na Slovensku</b> . . . . .	152

ZBORNÍK REFERÁTOV Z 11. CELOŠTÁTNEHO SLNEČNÉHO SEMINÁRA, DONOVALY 1992

**Vydala:** Slovenská ústredná hviezdáreň Hurbanovo

Zostavil: RNDr. B. Lukáč, CSc.

**Autori:** Ambrož, P.; Antalová, A.; Bieleková, M.; Bumba, V.; Gašpar, P.; Gerboš, J.; Heinzl, P.; Charvátová, I.; Chromek, I.; Jiříčka, K.; Karlovský, V.; Klocok, L.; Kivaňa, M.; Knížek, M.; Kopecný, M.; Kotrč, P.; Kučera, A.; Kulčár, L.; Lorenc, M.; Marková, E.; Mínavojech, M.; Pastorek, L.; Pintér, T.; Prigancová, A.; Rapavá, D.; Rušin, V.; Rybák, J.; Rybanský, M.; Saniga, M.; Střeščík, J.; Sýkora, J.; Tlamicha, T.; Vyskočil, L.; Zloch, F.

**Zodpovedný za publikáciu:** Ing. T. Pintér

**Redaktori:** Mgr. L. Druga, Ing. I. Haľama

**Náklad:** 200 ks

**Počet AH:** 18

**Rok vydania:** 1993

**Druh tlače:** ofset

**Tlač:** Nitrianske tlačiarne, š.p. Nitra

Za správnosť referátov zodpovedajú autori.

ISBN 80-85221-11-X