

# Globální a velkorozměrová rychlostní pole na Slunci

*P. Ambrož, Astronomický ústav AV ČR, Ondřejov, pambroz@asu.cas.cz*

## Abstrakt.

**Rychlostní pole s proměnlivými strukturami s charakteristickým rozměrem větším než 100 Mm lze na Slunci detekovat různými metodami. Význam těchto rychlostních struktur pro strukturování a zesilování slunečních velkorozměrových magnetických polí je zásadní. Vlastnosti velkorozměrových rychlostních polí jsou v poslední době předmětem intenzivního studia, poněvadž představují podstatný přínos pro funkci magnetohydrodynamického dynamo procesu. Závislost struktury a velikosti rychlostních polí na Slunci je dominantně ovlivněna charakteristickým rozměrem rychlostních struktur a jejich dobou života. Globální rychlostní pole, kam zahrnujeme především diferenciální rotaci a meridionální cirkulaci odpovídají charakteristickým rozměrům srovnatelným se slunečním poloměrem a vykazují proměnlivost v rámci cyklu sluneční činnosti. Role velkorozměrových rychlostních polí při formování různých projevů sluneční činnosti v průběhu posledních tří cyklů sluneční činnosti je předmětem diskuse.**

## 1. ÚVOD

Konvektivní zóna představuje vnější kulovou slupku na sluneční kouli, jejíž tloušťka představuje téměř jednu třetinu slunečního poloměru. V této tlusté vrstvě představuje konvekce hlavní mechanismus přenosu tepelné energie z nitra do sluneční fotosféry. Pozorování ukazují, že struktura konvekce na vnějším povrchu konvektivní zóny je dominantně reprezentována strukturami sluneční granulace s charakteristickým rozměrem kolem 1 Mm. Mnohem později byla nalezena další diskretní struktura s charakteristickým rozměrem 35 Mm a byla nazvána supergranulace. Mezi nimi se podařilo nalézt přechodnou hierarchickou strukturu s názvem mezogranulace, jejíž konvektivní podstata je stále předmětem diskuzí. Všechny tyto konvektivní struktury se odlišují vedle charakteristických rozměrů i svými charakteristickými dobami života, při čemž platí, že charakteristický rozměr je přímo úměrný charakteristické době života. Numerické modely konvektivních struktur ukazují, že i vertikální hloubka konvektivních cel je v přímé úměře k horizontálnímu charakteristickému rozměru. Z těchto charakteristik vyplývá, že z celkové tloušťky konvektivní zóny pouze malá vnější slupka o tloušťce cca 30 Mm zahrnuje granulární a supergranulární konvekci, což představuje pouhých 15 % celkové tloušťky konvektivní zóny. Zbývajících 85 % tloušťky této vrstvy sice realizuje transport pomocí konvekce, avšak vůbec netušíme, jak je strukturovaná. Usuzuje se, že tato hluboká vrstva zasahující až na samé dno konvektivní zóny by mohla být penetrována tzv. velkorozměrovou konvekcí, jejíž konkrétní podoba byla na základě teoretických úvah

v minulosti nastíněna několika ne příliš konzistentními hypotézami.

V souvislosti s velkorozměrovou konvekcí se obvykle hovoří jak o tzv. obřích celách, tak i případně o útvech s obecným názvem Rossbyho vlny. V obou případech se jedná o útvary, jejichž horizontální charakteristické rozměry dosahují v rovníkové zóně velikosti kolem 500 Mm.

Název „velkorozměrová konvekce“ vyžaduje precizování velikosti takto charakterizovaných konvektivních struktur. V této souvislosti je třeba zmínit, že na Slunci dokážeme z pozorování velmi dobře popsat tzv. globální proudění, kam patří diferenciální rotace a meridionální cirkulace. Oba tyto typy navzájem ortogonálního globálního proudění mají základní charakteristický rozměr srovnatelný se slunečním poloměrem, resp. s délkou slunečního kvadrantu, což odpovídá rozměru 1093 Mm. Základní charakteristikou takového globálního proudění je značná míra severo-jívní symetrie vzhledem ke slunečnímu rovníku (závisí na heliografické šířce) a dále také osová symetrie, poněvadž toto rychlostní pole není závislé na heliografické délce.

Detailní analýza globálního rychlostního pole ukazuje na to, že i tento typ proudění má svojí jemnou strukturu s charakteristickým rozměrem zpravidla menším než 40 úhlových stupňů na hlavní kružnici. Odtud lze soudit, že hierarchicky nižší struktura velkorozměrového proudění vykazuje charakteristický rozměr 20 – 35 stupňů v šířce, což odpovídá rozměru 240 – 420 Mm. Vše nasvědčuje

tomu, že i toto zmíněné velkorozměrové proudění je závislé na heliografické šířce.

## 2. METODY MĚŘENÍ RYCHLOSTNÍCH POLÍ NA SLUNCI

Měření rychlostních polí ve sluneční fotosféře a chromosféře je astrofyzikální úloha, jejíž řešení a tedy i způsob měření se odvíjí od požadovaného prostorového i časového rozlišení. Na druhou stranu metodika měření a konkrétně použitá technika manipulace s daty ovlivňuje dominantním způsobem stanovené hodnoty rychlostí a určuje meze interpretace všech výsledků.

V minulosti stál na počátku měření sluneční rotace Christoph Scheiner, a v létech 1626-29 to byl on, kdo začal úspěšně používat metodu „tracerů“, resp. nosičů. Dlouhou dobu se vycházelo z předpokladů, že určitý, dobře identifikovatelný objekt na Slunci je unášen svým okolním prostředím a tak reprezentuje proudění okolního kontinua. Jako „tracer“ byly v minulosti využity sluneční skvrny, těžiště skupiny skvrn, sluneční filamenty, sluneční flokulová pole a koronální díry. Při měření na přivrácené straně slunečního disku byla více či méně precizně prováděná astrometrická měření zvoleného objektu vzhledem k okraji slunečního disku a k přesně definovaným heliografickým souřadnicím. Měření provedená pro dva či více časových okamžiků dovolují stanovit rychlost objektu jak v zonálním, tak i meridionálním směru. Časová základna může být od několika minut až po interval dvou týdnů, případně jejich násobků. Konstatujeme, že tato technika je velmi časově náročná a pracná. Systematická přesnost měření může být poměrně značná (poloha s přesností  $\pm 0.08$  Mm, rychlost s přesností  $\pm 22$  m/s). Daleko větším zdrojem nepřesností je ale obtížná identifikace měřicího bodu „traceru“, který zpravidla v čase mění svůj tvar. Nepřesnosti plynoucí z tohoto principu mohou v praxi dosahovat hodnot od  $\pm 3$  Mm v poloze a  $\pm 1700$  m/s v rychlosti.

V poměrně nedávné době se v praxi počaly využívat dvě numerické metody, které dovolují předchozí postup automatizovat. Jeden z postupů se nazývá Local Feature Tracking (LFT) a v podstatě vybere v objektu jeden nebo více charakteristických bodů a ty potom pro určité časové období systematicky diskretně sleduje a stanoví jejich souřadnice. Metoda je velmi sofistikovaná, sleduje detaily, avšak i zde vzniká problém zda kritéria pro stanovení měřicího bodu jsou po delší období schopna přesně rozlišovat jeho identitu. Druhý postup má název Local Correlation Tracking (LCT) (November, 1986) a v každém souřadnicovém směru vyšetřuje křížovou korelaci dvou spojitých funkcí v přesně definovaném okně. Čím jsou funkce hladší, tím je výsledek metody přesnější. Lze tedy říci, že vnitřní přesnost metody je vysoká, avšak vyhlazení obou korelovaných funkcí vytváří odchylku vstupních dat od reality.

V souvislosti s využitím metody tracerů a LCT metody se pojí ještě jeden aspekt neurčitosti, který souvisí s problémem stanovení vzdálenosti od slunečního středu pro daný objekt.

Další metoda, která poskytuje informace o časovém vývoji rychlostí je založena na autokorelačním principu a využívá se především pro stanovení rekurencí zpravidla časově ekvidistantně měřené veličiny. Jedná se o statistickou metodu v jejíž samotné podstatě je zakotveno veliké časové ustředění a všechny výsledky mají charakter statistických středních hodnot.

Reálné rychlosti proudění plazmatu lze fyzikálně nejlépe měřit na základě Dopplerova efektu. Tento princip zdánlivě vede k jednoznačnému výsledku, avšak je zatížen celou řadou potíží. Z celkového vektoru rychlosti lze touto cestou měřit úspěšně pouze složku ve směru pozorovacího paprsku. Dalším problémem je lokalizace měřeného bodu, jehož poloha se v důsledku seeingu neustále v malých mezích mění, avšak může být eliminována pozorováním z kosmického prostoru. Konečně třetím závažným efektem je vliv proudění a tepelného rozvrstvení uvnitř přístroje, což především u spektrografů vede k vysokým chybám řádu  $\pm 50-100$  m/s.

Poslední technika užívaná pro stanovení rychlostí ve fotosféře a chromosféře je založena na metodikách, odvozených ze sluneční helioseismologie. Základem měřicí techniky je opět měření Dopplerova efektu. V různých etapách rozvoje této metodiky bylo použito integrálního signálu z celého slunečního disku, z vybraných bodů na disku i ze všech pixelů, tvořících obraz slunečního disku. Měření zpravidla vyniká vysokou časovou rozlišovací schopností a u speciálních projektů i vysokým prostorovým rozlišením. Výsledkem jsou masivní datové série, k jejichž zpracování se využívá několik odlišných metod. Ty byly stručně zmíněny v přehledu Ambrož (2002).

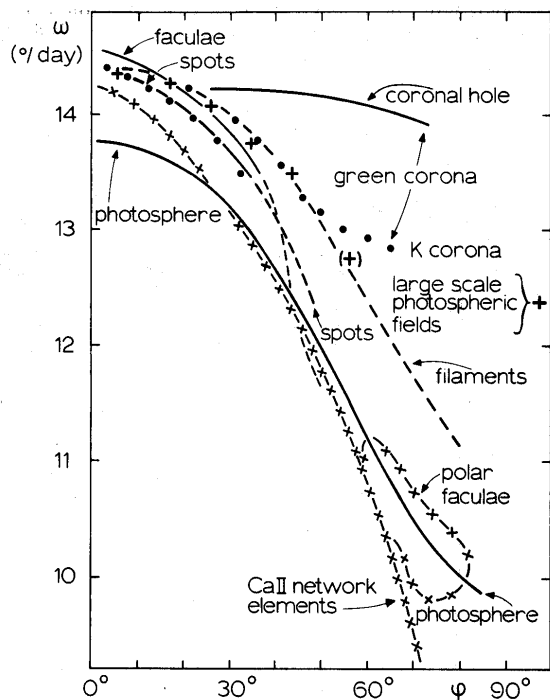
## 3. GLOBÁLNÍ RYCHLOSTNÍ POLE A JEHO ČASOVÁ PROMĚNLIVOST

Globálního rychlostního pole se týkají zvláště zonální i meridionální komponenty rychlosti. První z nich svazujeme se šířkovou diferenciální rotací, zatím co druhá se pojí s meridionální cirkulací.

### 3.1 ŠÍŘKOVĚ ZÁVISLÁ DIFERENCIÁLNÍ ROTACE

Úhlová rychlost sluneční rotace se zpravidla odvozuje jako osově symetricky stanovená (a tedy na heliografické délce nezávislá, resp. dlouhodobě zprůměrnovaná) hodnota. Pro specifikaci takové veličiny je nezbytné uvést, jakou metodou byla hodnota rychlosti stanovena a jakého objektu resp. prostředí na Slunci se týká. V literatuře lze nalézt spoustu materiálu a výsledků, které zcela universálně naznačují, že

objekty i prostředí na Slunci vykazují šířkově závislou diferenciální rotaci. Kromě toho pro jednotlivá prostředí a útvary byly nalezeny dosti rozdílné parametry diferenciální rotace (Van Tend a Zwaan, 1976). V průběhu téměř jednoho a půl století byl akceptován parabolický vztah s parametry A, B, C, který je velmi intenzivně využíván. Snodgrass (1983) poukázal na zjištění, že jednotlivé parametry nejsou nezávislé. Pro popis diferenciální rotace proto navrhl použití tzv. Gegenbauerových polynomů, které jsou zaručeně ortogonální a tedy vzájemně nezávislé.



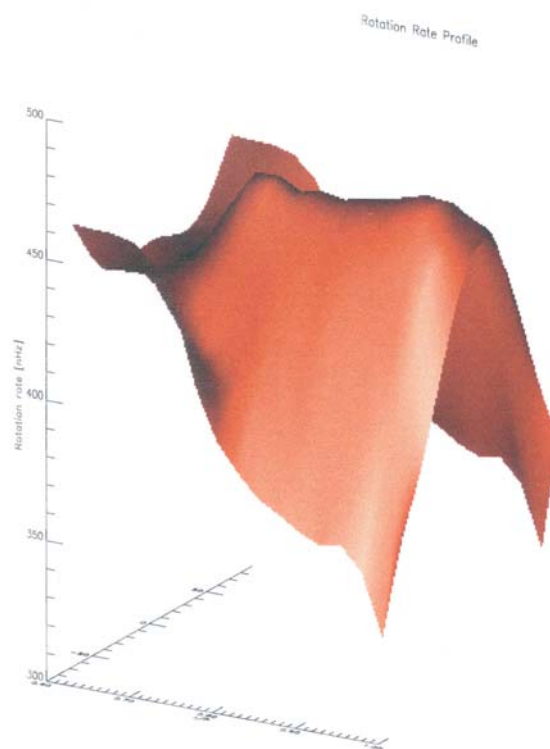
**Obr. 1.** Osově symetrická a šířkově závislá diferenciální rotace byla stanovována pro řadu jevů, pozorovaných na Slunci. Nalezené křivky dosti podstatně liší.

Statistickou analýzou bylo zjištěno, že hodnoty parametrů nejsou konstantní, že se v čase mění a dokonce, že vykazují cyklickou závislost. Další charakteristikou je pro jednotlivé měřicí řady vysoký rozptyl hodnot pro danou šířku a značná frekvence takových změn. Je velmi pozoruhodné sledovat, jak se původně zdánlivě jednoduchý problém sluneční rotace stal velmi komplikovaným pozorovacím rébusem. Pro jednotlivá prostředí se charakteristiky diferenciální rotace dosti liší. Byly nalezeny odlišné parametry jak pro měření ve fotosféře, dále rozdílné hodnoty pro magnetická pole s různým rozlišením, pro rozdíly mezi parametry pro fotosféru, chromosféru a koróny. Dokonce jsou rozdíly pro mladé tvořící se a starší rozvinuté skupiny slunečních skvrn. Z těchto údajů se postupně tvořil obraz poměrů, které mají na charakter rotace podstatný vliv. Vznikla tak koncepce nejen šířkově závislé, ale i radiálně závislé diferenciální rotace a v minulosti bylo poukázáno i na délkově a pochopitelně i časově závislou diferenciální rotaci. Považuji za nepřijatelné uvažovat o rozdílnosti rychlosti rotace jednotlivých projevů sluneční činnosti v osově

symetrickém režimu, naopak se nabízí vysvětlení v osově nesymetrickém režimu, kde prostředí sluneční konvektivní zóny je charakterizováno 3-D prouděním a z valné části reprezentovaným velkorozměrovým prouděním. Uvedme, že podstatná část těchto závěrů se dá odvodit z měření, prováděných klasickými astrometrickými či astrofyzikálními metodami z pozemních observatoří.

### 3.2 DIFERENCIÁLNÍ ROTACE A JEJÍ ZMĚNA S HLOUBKOU

Termín 'diferenciální rotace' se vedle šířkové proměnlivosti může vztahovat na tzv. radiálně závislou diferenciální rotaci. Již dříve se objevovaly tendence interpretovat různé profily šířkově závislé diferenciální rotace tím, že odpovídající měření se realizují v různých vzdálenostech od slunečního středu.



**Obr. 2.** Průběh šířkové závislosti diferenciální rotace s hloubkou pod fotosférou. Výsledky získané z pozorování MDI/SOHO.

Diferenciální rotace odvozená z pozorování slunečních skvrn se lišila od stejné veličiny, odvozené např. z měření slunečních filamentů a vápníkových flokulí, které jsou typickým produktem sluneční chromosféry. Dokonce rozdíly v křivkách pro mladé a starší a rozvinuté sluneční skvrny se vysvětlovaly tím, že existuje rozdíl mezi hloubkou zakotvení pod fotosférou a rozdíl v rotační rychlosti je produktem různé rychlosti rotace podfotosférických vrstev. Všechna tato měření i vytvořené závěry nakonec vycházely z více či méně rozsáhlých statistik a doposud je obtížné uzavřít, jaký podíl na výsledcích má výběrový efekt (časový interval,

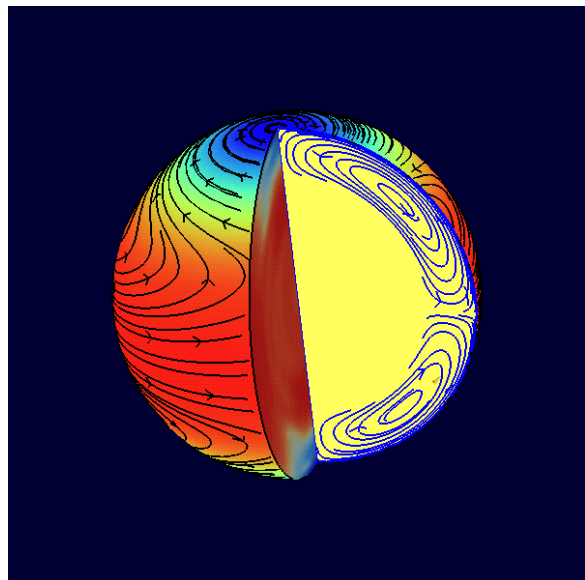
počet realizací, prostorové rozlišení a míra ustředění) a jaký je skutečný vliv radiální diferenciálnosti rotace.

Situace se počala měnit během devadesátých let minulého století, když se podařilo interpretovat dlouhé série měření slunečních oscilací s ohledem na přítomnost a periodický výskyt různých módů s rozdílnou hloubkou pronikání do slunečního nitra. Na základě velmi homogenní řady z MDI/SOHO bylo možné realizovat konstrukci křivek diferenciální rotace pro různé hloubkové hladiny od povrchu až do hloubky 0.6 slunečního poloměru (Kosovitchev a kol. 1997). Základní výsledek ukazuje, že šířkově závislá diferenciální rotace je přítomná v celém studovaném intervalu hloubek, avšak zatím co směrem ke dnu konvektivní zóny se z původně velkého rozdílu mezi rovníkovou a polární rychlostí rotace stává poměrně monotónní křivka, pod konvektivní zónou se profil diferenciální rotace obrací a maximum rychlosti se přesouvá k pólům a kolem rovníku pozorujeme minimum. Přitom až na tenkou vrstvu pod fotosférou a malý skok na dně konvektivní zóny je rovníková rotační rychlost téměř konstantní a tedy na rovníku radiální diferenciálnost se nepozoruje.

### 3.3 MERIDIONÁLNÍ CIRKULACE

Daleko méně měření se týká tzv. meridionální cirkulace, při níž se vyšetřuje zpravidla osově symetrické proudění v meridionálním směru. I v tomto případě existují tzv. šířkové profily takového typu proudění. Výsledky se omezují hlavně na sluneční fotosféru. Poznamenejme, že i poznatky o meridionální cirkulaci se v minulosti vyvíjely poměrně dramaticky. Měření, která se týkala především slunečních skvrn dlouho neposkytovala svojí přesností dostatečný důkaz o tom, že takový typ proudění je skutečně na Slunci přítomen. Přitom prakticky až do současnosti se spekuluje s osově symetrickým typem proudění, tedy takovým jež je nezávislé na heliografické délce. Ještě v sedmdesátých letech vznikaly práce, které prokazovaly, že pokud takové proudění existuje, jeho rychlost musí být menší resp. mnohem menší než 10 m/s. Vznikala otázka, zda se jedná o proudění symetrické vůči rovníku a některé práce to vylučovaly. Nakonec v posledních několika letech se zdá být nesporné, že existuje proudění, symetrické vůči rovníku. Poslední výsledky z měření transportu pozadového magnetického toku ukazují, že šířkový rozsah a celkový charakter symetrie se mění v průběhu cyklu sluneční činnosti a pro poslední tři cykly se jeho scénář opakuje. Je zde i další významné zjištění, které zpochybňuje i koncept axiálně symetrického proudění. Pro jednotlivé po sobě následující otočky se totiž šířkový profil, vypočtený jako střední hodnota za každou celou otočku, nezachovává a mění se často dosti podstatně. To svědčí o tom, že se podstata proudění mění poměrně rychle, ale nespočívá v tom, že by se měnil charakter symetrického proudění, nýbrž se mění rozložení a charakter axiálně nesymetrické složky. Jestliže ale sledujeme charakter

meridionálního proudění v rámci cyklu aktivity, převažuje v počáteční fázi cyklu symetrické proudění od rovníku k pólům a tento trend se dlouhodobě zachovává od hranice šířek kolem  $20^\circ - 35^\circ$  a postupně tato hranice driftuje polárním směrem až k  $50^\circ$  i v pozdějších fázích cyklu. Ve stejném období je kolem rovníku proudění orientováno k rovníku. V rámci cyklu se tedy tato oblast s prouděním konvergujícím k rovníku rozšiřuje a nabývá na dominanci. Je veliký problém tyto dlouholeté diskuse o charakteru meridionálního proudění uzavřít. Řady partikulárních výsledků, získaných různými metodami jsou sice početné, avšak zpravidla velmi nehomogenní a to jak v čase, tak i v délce sledovaného období, ale hlavně v metodice a způsobu finálního zpracování. Převažuje názor, že ideálním postupem by bylo provádět s dostatečným časovým a prostorovým rozlišením měření dopplerovských rychlostí po dobu alespoň jednoho cyklu sluneční činnosti.



*Obr. 3. Schema osově symetrického proudění v zonálním i meridionálním směru na základě měření MDI/SOHO. Tato struktura je mnohem složitější a výrazně se mění s časem v průběhu cyklu.*

V minulosti se takový projekt nedal realizovat, avšak nyní máme naději, že řada velmi přesných, homogenních a detailních pozorování s přístrojem MDI/SOHO, která započala v roce 1996 by mohla pokrýt celý cyklus č. 23 a tento cíl splnit. Přestože z výsledků tohoto zařízení vznikla řada vědeckých prací, na zmíněný očekávaný závěr si budeme muset ještě několik let počkat.

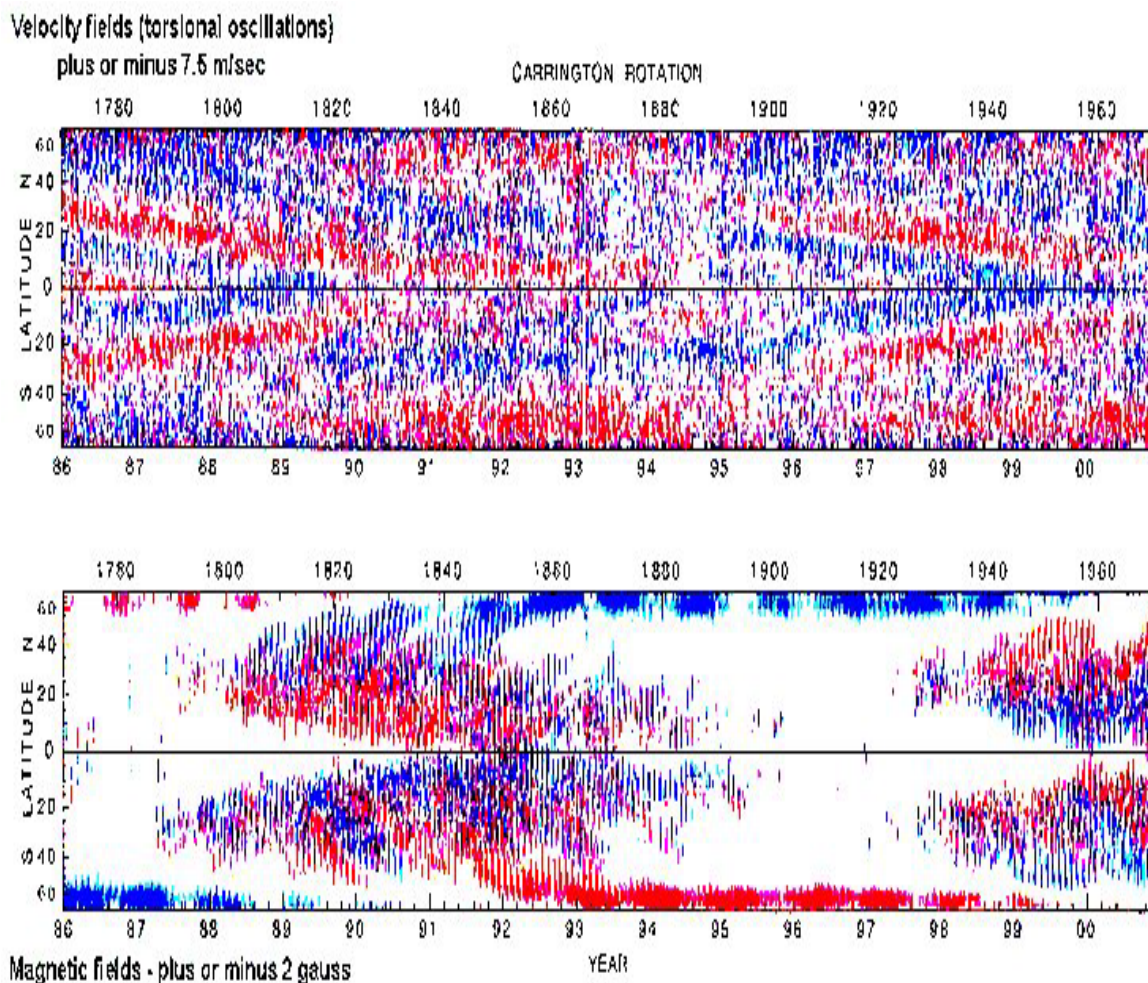
### 3.4 TORZNÍ OSCILACE

Vytvoření zonálních šířkových profilů představuje v zásadě výrazně spojitou numerickou aproximaci zonálního axiálně symetrického proudění. Tyto profily vytvářejí opěrný základ pro posuzování charakteru skutečně měřených odchylek. Howard a LaBonte (1980) první ukázali na základě měření na Mt. Wilsonu, že



odchyly nejsou náhodné fluktuace, ale že na Slunci existují výrazně perzistentní zóny relativně vyšší a relativně nižší střední úhlové rychlosti. Teprve později se podařilo ukázat, že podobné zóny se detekují i z helioseismických pozorování a to dokonce pro různé hloubkové hladiny a stejnou informaci nesou i měření transportu fotosférických magnetických polí. Přítomnost těchto šířkově závislých a během cyklu zvolna driftujících zón je velmi závažným indikátorem velkorozměrové struktury rychlostních polí. Jedná se

sice opět o axiálně symetrickou strukturu, která je ale časově proměnlivá (driftuje od pólu k rovníku) a šířkově výrazně limitovaná. Přitom se jedná o rychlostní pole, které je charakterizováno rozměrem zlomku slunečního poloměru. Poměrně nedávno se podařilo ukázat, že šířková struktura během cyklu se výrazně mění s hloubkou (Howe a kol., 2000) Objev torzních oscilací byl neočekávaný a tedy v široké odborné veřejnosti vyvolal řadu nadějí na objasnění sluneční cyklicity.

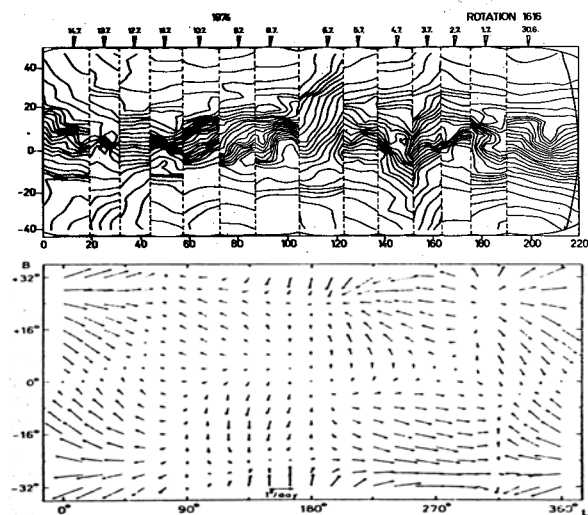


**Obr. 4. Struktura reziduálního zónálního rychlostního pole, obvykle zvaná „torzní oscilace“ (nahore). Graf byl sestaven z měření sítě GONG v letech 1986–2001. Rychlejší driftující zóna je tmavší. Dole pro srovnání rozložení středních hodnot magnetických polí**

Jednou z nejpozoruhodnějších vlastností bylo, že zmíněný šířkový drift rychlé zóny začínal ve velmi vysokých heliografických šířkách a po dvou cyklech aktivity (tedy zhruba po 20–22 letech) končil u rovníku. Tak se vlastně stalo, že v libovolném okamžiku bylo možné na Slunci pozorovat na každé polokouli (N – S) dvě rychlé a dvě pomalé zóny. V poslední době se ukazuje, že časová perzistence těchto zón je často narušena a již vůbec je nelze identifikovat jako osově symetrický pohyb při okamžitém pozorování na slunečním disku.

Tato nová zjištění měla vliv na interpretaci torzních oscilací. Jestliže v samotném počátku se chápaly jako jeden mód možných slunečních globálních oscilací, později se považovaly za významný atribut tzv. prodlouženého slunečního cyklu a fyzikálně za produkt interakce proudícího plazmatu s Coriolisovou silou, případně za efekt vlivu Lorenzovy síly na proudící z magnetované plazma. V poslední době se interpretace posunula jinam. Koncepce osově symetrického proudění v konvektivních zónách na hvězdách slunečního typu se, jak se zdá, vyčerpala a tedy u konvekce se stále častěji hledá její trojrozměrná struktura. Analýza transportu velkorozměrového magnetického toku

ukazuje, že pohyb v konvektivní zóně je délkově, šířkově i radiálně závislý a dále že je ve všech souřadnicích i časově proměnlivý. Tím se dostáváme do fyzikálních podmínek spojitého proudění v tlusté vrstvě, kde prostředí je pod vlivem jak prosté tak i turbulentní viskozity, ale kde musí být uváženo i efekt magnetické viskozity, která za určitých okolností může dominovat. Přitom stále je ještě třeba mít na vědomí i to, že v konvektivní zóně se projevuje několik hustotních škál a tedy že z hlediska vztahu mezi rotací a různými hierarchiemi turbulence se jedná o prostředí velmi složitě. Meridiální rychlosti jsou zde zastoupeny složitým způsobem prostřednictvím délkové závislosti a tedy projevují se především prostřednictvím osově nesymetrických složek. Celkového proudění se tedy zúčastňují jako komponenta mnohem složitějšího proudění, jaké známe z pohybu atmosfér na planetách a jemuž v jednoduché formě říkáme geostrofické proudění. Určitý teoretický základ pro takový typ interpretace předložil nedávno Spruit (2003).



Obr. 5. Příklady výsledků dvou měřicích projektů, realizovaných v sedmdesátých letech. Nahoře proudočáry konstruované z pozorování na Mt. Wilsonu (Hendll, 1973), dole vektorové pole rekonstruované z pozorování na Capri (Schwan a Wöhl, 1978)

#### 4. VELKOROZMĚROVÁ RYCHLOSTNÍ POLE

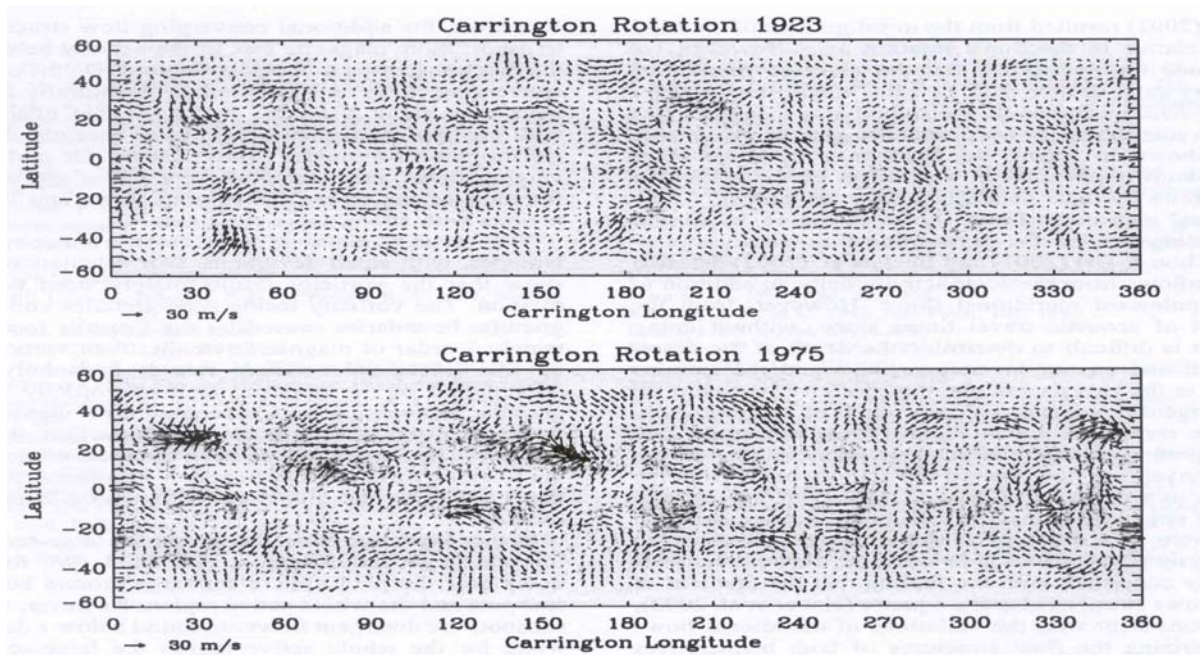
Předně je třeba definovat to, co budeme chápat jako velkorozměrové struktury. Takové struktury obvykle spojujeme s uspořádanými oblastmi magnetických a rychlostních polí, které svým rozměrem převyšují struktury supergranulí a obvykle dosahuje jejich charakteristický rozměr velikost kolem 100 Mm a větší. Velkorozměrová rychlostní pole jsou indikována již dříve než třicet let z dopplerovských měření s různým prostorovým rozlišením, avšak nebyla pozorována dostatečně systematicky.

Teprve v posledních zhruba patnácti letech došlo k systematickému studiu pozorovaného transportu velkorozměrového magnetického toku s využitím pozorovacích materiálů od roku 1974 -76 a toto studium probíhá do současnosti (Ambrož, 2001a,b). Transport velkorozměrového magnetického toku podléhá jak tzv. turbulentní difuzi, tak makro-skopickému transportu objemu zmagnetované plazmy. Turbulentní difuze se zřetelně uplatňuje v těsném okolí vynořujících se slunečních skvrn se silným magnetickým polem. Makroskopický transport se nejspíše uplatňuje na většině povrchu Slunce. Velkorozměrové pozadové magnetické pole se měří v celé sluneční fotosféře nepřetržitě i v období minima sluneční aktivity, pouze v polárních oblastech jsou naměřené hodnoty značně nejisté. Velmi podstatné je také prostorové rozlišení naměřeného magnetického pole. Na Slunci existuje vztah mezi charakteristickým rozměrem pozorovaných struktur a mezi jejich dobou života. Malé struktury žijí krátce, zatím co ty velké a rozměrné dlouho. Jestliže nás zajímají velko-rozměrové a globální rychlosti, je třeba informace o jejich pohybu získávat z jím srovnatelných struktur. Domníváme se, že rozdělování magnetického pole ve fotosféře do malých a velmi malých magnetických bodů, resp. magnetických silotubic o rozměrech řádu stovek kilometrů je proces, který probíhá v mělké slupce těsně pod fotosférou, kde dominují granulózní a supergranulózní konvektivní procesy. Těm je ale magnetický tok dodáván z hlubších vrstev pod nimi, kde se nejspíše uplatňuje velkorozměrová konvekce a vychází z dolní hranice konvektivní zóny. Jak v těchto spodních částech konvektivní zóny je magnetické pole strukturováno zatím nevíme. Domněnka, že se může podobat rozložení velkorozměrových struktur, k jejichž popisu se využívá sférických harmonických funkcí s nízkým hlavním číslem se zdá být docela dobře akceptovatelná, avšak limitována hlavním číslem kolem  $l = 10$ .

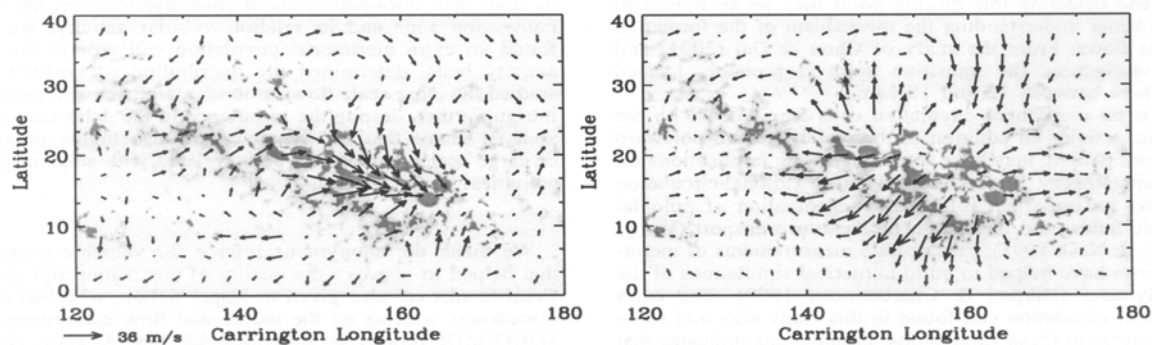
Jestliže chceme charakterizovat velkorozměrové rychlostní pole jako osově nesymetrické proudění v poměrně tlusté vrstvě v dolní části konvektivní zóny, potom ovšem stále stojíme před problémem, jak v hloubkách pod 50 Mm taková měření provádět.

Během poslední dekády se vytvořil značný pokrok v rozvoji metodiky tzv. lokální helioseismologie. Tato metoda zdaleka nevyžaduje tak dlouhé pozorovací řady, jako je tomu u metodiky inverze. Naopak, zde stačí pozorování během několika hodin, avšak s poměrně vysokým rozlišením, aby bylo možné konstruovat rychlostní mapy v několika hladinách pod fotosférou. Dosavadní praxe umožnila využít jak pozorování z MDI/SOHO, tak pozemní pozorování získaná v rámci programu GONG. První skupina (Kosovichev a kol., 1997) pracuje ve Stanfordu v Kalifornii, druhá potom v Tucsonu v Arizoně (Haber a kol., 2001).

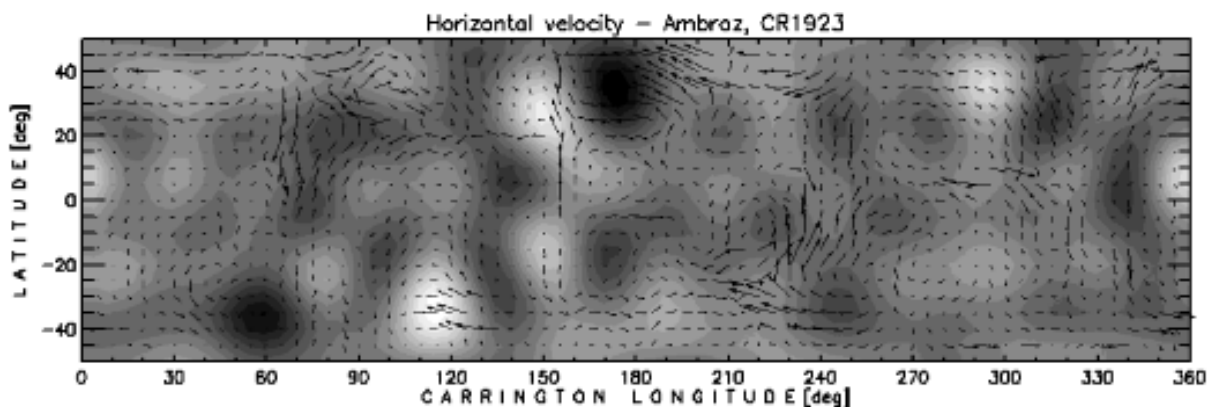




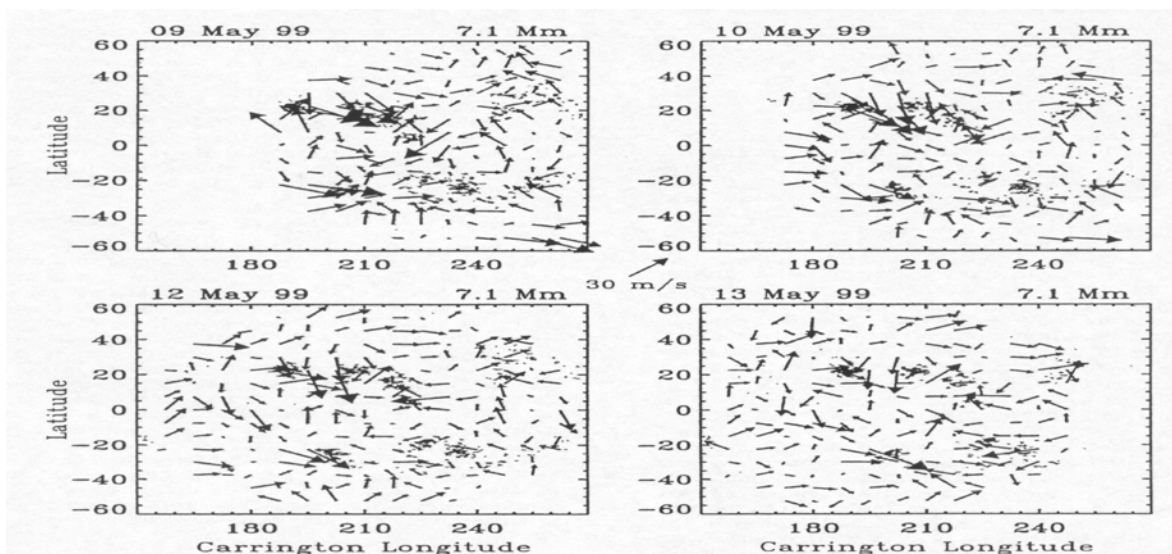
Obr. 6. Velkorozměrové rychlostní pole odvozené pro dvě otočky ve velmi mělké podpovrchové vrstvě na základě pozorování MDI/SOHO podle Zhao a Kosovichev (2004).



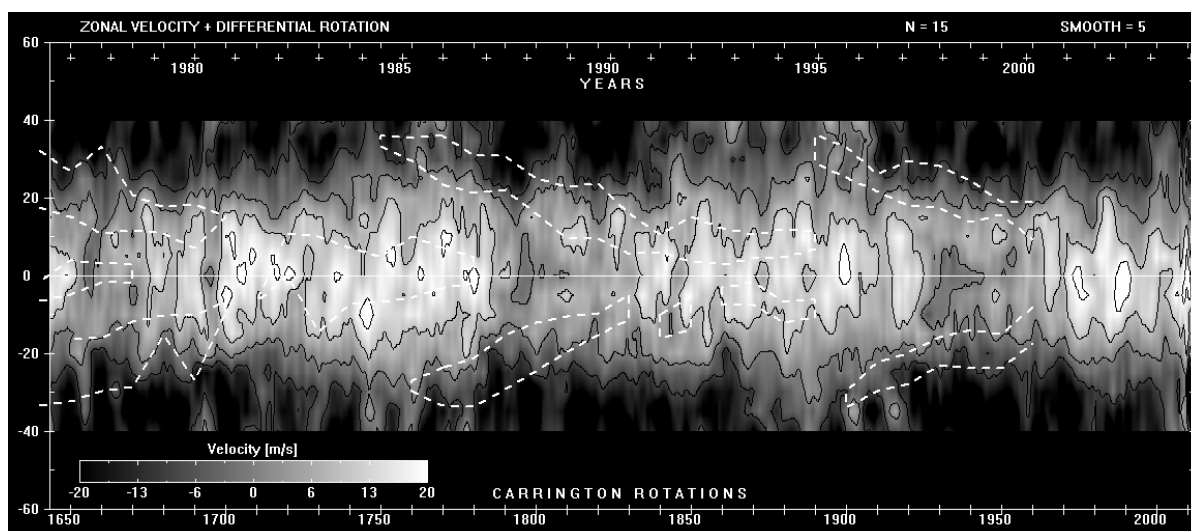
Obr. 7. Oblast s rozvinutým magnetickým polem podle Zhao a Kosovichev (2004) v různých hloubkách pro 4 Mm a 12 Mm (vpravo). Orientace vektorů se s hloubkou zcela mění.



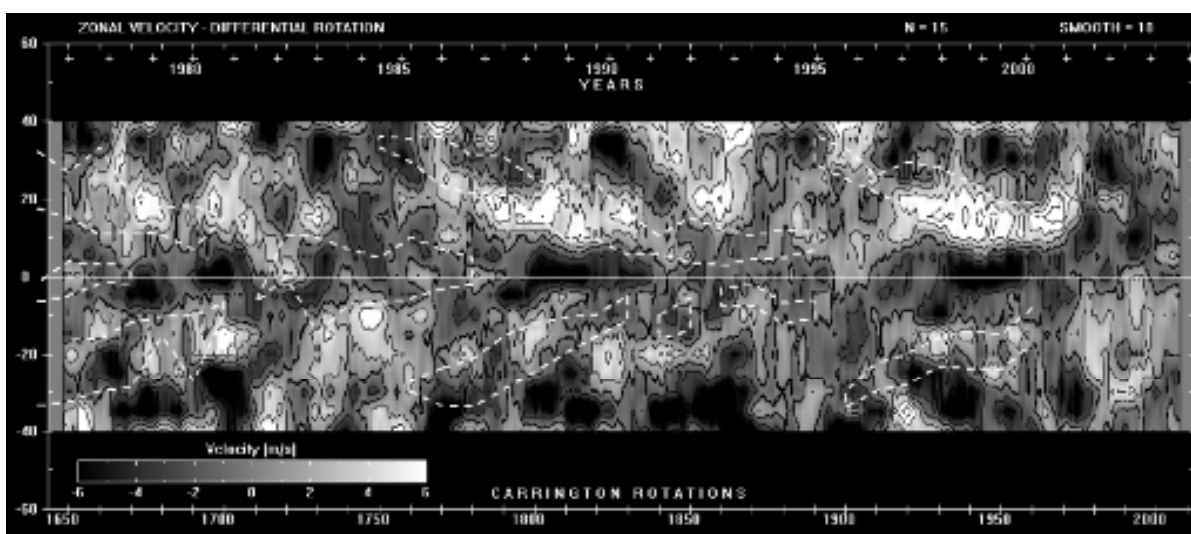
Obr. 8. Synoptická mapa horizontálních rychlostí, odvozená na základě transportu magnetického toku během jedné otočky. Problémem této metody je stanovení hloubky pod fotosférou odkud tyto unášivé rychlosti skutečně pocházejí.



Obr. 9. Demonstrace rychlých změn velkorozměrových rychlostí během čtyř dní. Některé změny jsou vyvolány také měřicími chybami.

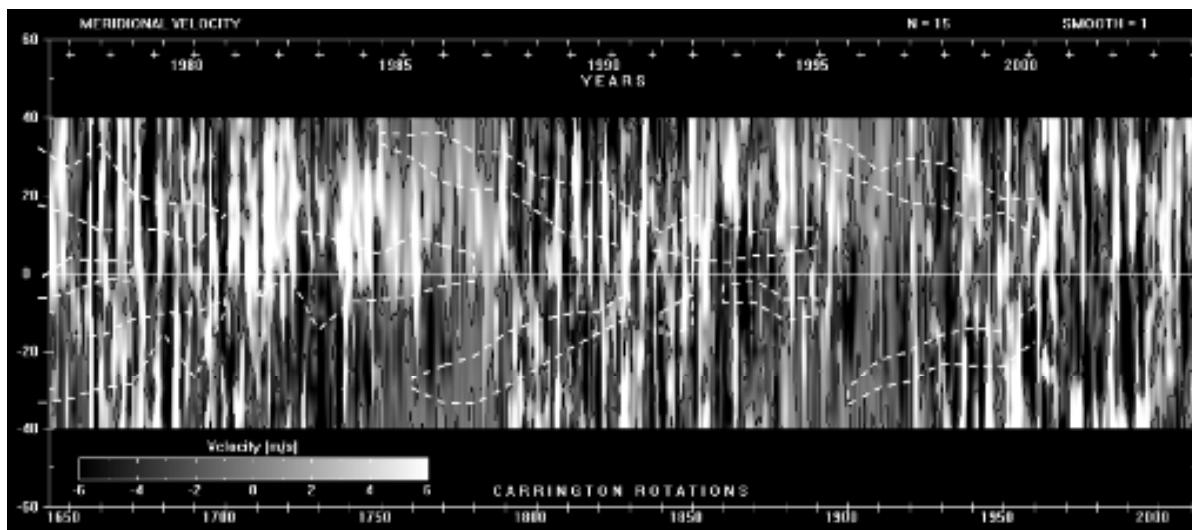


Obr. 10. Dlouhodobý vývoj zonálních rychlostí, klouzavě hlazených přes 5 otoček. Zonální rychlosti dosahují maxima těsně před minimem cyklu sluneční aktivity.



Obr. 11. Rozložení reziduálních zonálních rychlostí po odečtení proložených analytických křivek diferenciální rotace. Jako v předchozím případě, čárkované kontury představují rychlé zóny, odvozené jinými autory. Hlazení přes 15 otoček..





Obr. 12. Rozložení meridionálních rychlostí v čase. Označení je stejné jako v předchozích případech, šířkové profily nejsou hlazené.

Výsledkem jsou mapy velkorozměrových rychlostních polí pro tři hladiny v rozmezí 3-4.5 Mm, 6-9 Mm a 9-12 Mm pod fotosférou.

V poslední době je tendence dosáhnout hloubky kolem 50 Mm, což bude patrně hloubková hranice, která i tak ale je příliš mělká, poněvadž reprezentuje vzdálenost jen 0.93 slunečního poloměru.

Jedním z pokusů o stanovení velkorozměrových rychlostních polí se na základě analýzy vlastních pohybů rychlostních struktur, měřených na MDI/SOHO pokusil Švanda (2004). Jeho metodika užívá transportu supergranulí a nalezená rychlostní pole tvoří další variantu pohybů, které lze na Slunci detekovat. Bude předmětem další práce rozhodnout, jakou roli může při strukturování rychlostí sehrát přítomnost rozvinuté sluneční činnosti.

Mapy velkorozměrových rychlostních polí jsou velmi vzácným materiálem a byly použity pro charakterizování tohoto typu proudění. Základním výsledkem je, že velkorozměrové rychlostní pole je nehomogenní v tom smyslu, že je závislé na heliografické délce, šířce i hloubce a je proměnlivé i v čase. Studium transportu magnetického toku se ukazuje, že některé charakteristiky rychlostního pole jsou symetrické vzhledem k rovníku, je to především výskyt vorticitních útvarů. V mnoha případech ale proudění je spojitě a překračuje sluneční rovník. Vorticitní útvary se v mnoha případech pojí s výskytem a vývojem aktivních oblastí. Základní rychlostní struktury se zachovávají během několika slunečních otoček, avšak helioseismická pozorování s vysokým časovým rozlišením ukazují, že řada podrobností se mění již během několika hodin. Systematické změny ve směru proudění se pozorují především v okolí aktivních oblastí v závislosti na hloubce. Zatím co těsně pod povrchem je pro aktivní oblasti typické proudění dovnitř

oblasti, je v hloubce kolem 12 Mm charakteristické proudění z oblasti ven.

Značným problémem pro interpretaci výsledků je rozdílnost směrové struktury i velikosti pro různé typy pozorování a zpracování. Jedním z hlavních cílů na samém počátku studia velkorozměrových rychlostních polí bylo porovnávání rychlostních map. Každá autorská skupina nejdříve studovala homogenitu vlastních materiálů. Analýza rychlostních polí odvozených z horizontálního transportu velkorozměrových magnetických polí má svojí interní přesnost kolem 20 m/s, avšak charakter výsledného rychlostního pole se velmi výrazně mění podle použitého povrchového rozlišení. To lze velmi snadno měnit změnou použitého stupně kulových funkcí. Analýza rychlostních polí s ohledem na jejich orientaci vede potom k závěru, že pro stejnou velkorozměrovou magnetickou situaci, zobrazenou s různým rozlišením se struktura rozložení magnetického toku mění v některých částech synoptické mapy výrazněji než v jiné. Odtud odvozené rychlostní pole potom může představovat pro různá rozlišení dosti dramatickou proměnlivost, Podobné efekty se mohou projevat i při rozdílných mechanismech ustředění při analýze naměřených helioseismických dat. Ty se v první etapě zpracování stanovují pro poměrně jemnou datovou síť s velkým prostorovým rozlišením.

Porovnání rychlostních polí odvozených z transportu magnetického toku pro struktury odpovídající hlavnímu číslu harmonických funkcí  $s = 9, 12, 15,$  a  $19$  kde základem je  $l = 12$  ukazuje, že změna pro  $l = 9$  je mnohem výraznější než změna pro  $l = 19$  a nejmenší je pro  $l = 15$ . Podobné testy byly provedeny pro rychlostní pole, které odvodili Zhao a Kosovichev (2004) pro tři hloubkové hladiny, zmíněné již výše. Ukazuje se, že s hloubkou souhlas mezi orientací odpovídajících vektorů mírně klesá, ale ve všech případech tato data mají mnohem homogennější strukturu, poněvadž všechna vycházejí z měření o stejném rozlišení.

Významné je, že pro některé oblasti je změna perzistentní a vykazuje otočení rychlostních vektorů o více než 100°. Nejméně konzistentní výsledky získáme, když porovnááme rychlostní pole odvozená z transportu magnetického toku a odpovídající odvozená na základě helioseismické interpretace. Stěžejní závěr spočívá v tom, že existují oblasti, kde stejná orientace na obou typech materiálu je plošně zachována, zatímco v jiných je zcela opačná. Přitom plošně oblasti souhlasu a oblasti nesouhlasu zaujímají zhruba stejnou část slunečního povrchu. Příčina těchto rozdílů bude i nadále předmětem studia, zdá se ale být velmi pravděpodobné, že každá z metodik akcentuje rychlost prostředí, která nemusí být vzájemně konzistentní.

## 5. ZÁVĚR

Velkorozměrová rychlostní pole představují typ pohybu, který byl mnoho let na Slunci ignorován a proto nebylo snadné jej měřit a prokázat. V současné době takové rychlosti vytvářejí nový a poměrně složitý obraz dynamických poměrů v konvektivní zóně a pokoušíme se nalézt jeho roli při strukturování slunečních magnetických polí, sluneční aktivity i dlouhodobé sluneční cykličnosti. Ukazuje se, že jak aktivní oblasti, tak i sluneční filameny se nacházejí v oblastech, které vynikají určitými zvláštnostmi těchto polí, především jejich osově nesymetrické komponenty. Historicky dlouhé období měření osově symetrických pohybů, které často byly spojovány s rychlostí sluneční rotace se chýlí ke konci a ukazuje se, že většina anomálií a zvláštností v rotaci se dá uspokojivě vysvětlit především na základě přítomnosti velkorozměrových rychlostních polí a jejich struktur. Pozitivní vliv tohoto typu pohybu v konvektivní zóně lze nakonec ocenit i při vysvětlení přerupčních procesů s kumulací magnetické energie ve sluneční atmosféře a konečně i při vysvětlení specifických procesů ve sluneční koróně, včetně objasnění značné rigidity při její rotaci. Měření velkorozměrových rychlostních polí se ukázalo jako technicky i pozorovatelsky neočekávaně složitý úkol. Jeho zvládnutí a systematické provádění po dobu jednoho či dvou slunečních cyklů bude rozhodujícím příspěvkem pro objasnění sluneční cykličnosti a funkce slunečního dynama.

### **Poděkování**

Tato studie byla vypracována za podpory grantu GA AVČR č. S1003006, v rámci výzkumného úkolu AsÚ AVČR č. 242 a klíčového projektu AVČR č. K2043105.

## LITERATURA

- Ambrož, P.: 2001a, *Solar Phys.* **198**, 253.  
Ambrož, P.: 2001b, *Solar Phys.* **199**, 251.  
Ambrož, P.: 2002, *Sborník 16. Celoštatný slnečný seminár Turčianské Teplice 2002. (Ed.:Dorotovič, I.). Hurbanovo 2002.* 7.  
Haber, D., Hindman, B. W., Toomre, J., Bogart, R.S. and Hill, F.:2001, *Proc. SOHI 10/GONG 2000 Workshop*, ESA SP- 464, 213.  
Howard, R. a LaBonte, B.: 1980, *Astrophys. J.* **239**, L33.  
Howe, R., Komm, R., and Hill, F.: 2000, *Solar Phys.* **192**, 427.  
Kosovichev, A. G. a 41 spoluautorů: 1997, *Solar Phys.* **170**, 43.  
November, L. J.: 1986, *Applied Optics* **25**, 392.  
Snodgrass, H. B.: 1983, *Astrophys. J.* **270**, 288.  
Spruit, H. C.: 2003, *Solar Phys.* **213**, 1.  
Švanda, M.: 2004, *Diplomová práce*, MFF UK Praha  
Van Tend, W. a Zwaan, C.: 1976, *In Basic Mechanism of Solar Activity*, eds. V. Bumba aj. Kleczek, Proc. IAU Symp. 71, Praha, 45  
Zhao, J. and Kosovichev, A. G.: 2004, *Astrophys. J.* **603**, 776.