

## Helioseismologie: od oscilací k vnitřní struktuře

Michal Švanda

Astronomický ústav (v. v. i.), Akademie věd ČR, Observatoř Ondřejov, Fričova 298,  
251 61 Ondřejov a Astronomický ústav UK, Matematicko-fyzikální fakulta Univerzity  
Karlovy, V Holešovičkách 2, 180 00 Praha 8

*Abstrakt: Sluneční oscilace coby odezvy hydrodynamických nestabilit umožňují slunečním fyzikům konstrukci podrobnějšího slunečního modelu a mapování detailů slunečního nitra. Různé mody oscilací se šíří konvektivní obálkou i zářivým nitrem. Inverze jejich měření vede k popisu poruchových funkcí, v nichž jsou zapsány odchylky způsobené magnetickým polem, vnitřním prouděním hmoty i dalšími efekty. Porovnání s jinými metodami přináší informace o zákonitostech dynamického chování plazmatu v pod povrchové slunečních vrstvách.*

### Helioseismologie

Helioseismologie (přehledový článek viz např. Christensen-Dalsgaard, 2002) je jednou z nejmodernějších metod slunečního výzkumu. Pootevřela slunečním fyzikům dveře umožňující nahlédnout pod doposud neproniknutelnou fotosféru. Tato metoda vděčí za svůj název geofyzice, neboť inverze šíření zemětřesených vln vedoucí k vnitřní struktuře zemského tělesa se staly jejím základem. Helioseismologie se od ostatních pozorovacích technik používaných ve sluneční fyzice odlišuje především tím, že poskytuje nepřímou informaci o dění v pod povrchové vrstvách, zejména v konvektivní zóně. Základem metody je tzv. inverzní technika, která spočívá ve výpočtu parametrů slunečního nitra na základě měřeného spektra vln, které se šíří nitrem Slunce a jsou detekovány zejména v jeho fotosféře.

Detekované oscilace je zvykem rozkládat podle jejich charakteru do jednotlivých tzv. *modů*. Protože má Slunce převážně sférický tvar, je nevhodné realizovat tento matematický rozklad v pravouhlém souřadnicovém systému, ale naopak v systému pro problém přirozeném, tedy ve sférických souřadnicích. Ekvivalentem jednorozměrných vln jsou na kulovém povrchu tzv. *sférické harmonické funkce* (viz obr. 1). Jeden vybraný mod sférických harmonik popisuje jeden typ prostorové vlny. K charakterizaci se využívá tří čísel  $n$  (počet uzlových rovin v radiálním směru),  $l$  (počet uzlových křivek na kulové ploše) a  $m$  (počet uzlových křivek, které procházejí pólem souřadnicové soustavy). Sluneční oscilace je pak možné rozložit do spektra mnoha takových modů, což je nutné pro správnou funkci inverzních metod. Čtvrtou popisnou veličinou je frekvence  $\omega$  oscilačního modu.

Již první studie rozložení horizontálního vlnového čísla  $k = \frac{2\pi}{\lambda}$  (kde  $\lambda$  je charakteristický rozměr vlnového balíku) jednotlivých modů vůči jejich frekvenci naznačily, že struktura takového diagramu ( $k$ - $\omega$ ) je spíše diskrétní, než spojitá. Hřbetová struktura  $k$ - $\omega$  se potvrdila později při dlouhodobých pozorováních významné části slunečního kotouče (viz obr. 2).

Ionizované plazma se může v tělese Slunce poměrně snadno přemisťovat z místa na místo, ale také zhušťovat a zředňovat. V současnosti se má za to, že původcem snad všech typů vln je náhodné vychýlení nějakého elementárního objemu slunečního plazmatu. Další osud tohoto elementu pak závisí na okolním prostředí. Sledovaný objemový element byl totiž na svém původním místě v rovnováze s okolím. Při vychýlení se dostane do oblastí, kde jsou teplota, tlak i hustota jiné. Nacházíme-li se v oblasti pod konvektivní zónou, průběh teploty, tlaku i hustoty vykazuje nárůst ve směru do středu hvězdy. Pokud bude hustota sledovaného elementu větší než hustota okolí, převáží gravitační síla, která má tendenci vrátit tento element do oblastí, které mají hustotu stejnou. Ze setrvačných důvodů element překmitne na druhou stranu, kde převáží vztaková síla snažící se element vytlačit opět vzhůru. Celý proces se pak periodicky opakuje a produkuje mechanické vlnění, které se šíří dále slunečním tělesem. Protože je podstatou tohoto typu gravitační síla, nazýváme tento typ  $g$ -vlnami.

V oblastech blíže sluneční fotosféry nastává zcela jiná situace. Vychýlený element pak není vrácen gravitační silou do své původní pozice, ale naopak je urychlován silou vztakovou a stoupá vzhůru až k horní hranici konvektivní zóny. Při svém pohybu dává do pohybu tlakové nehomogenity, které se v konvektivní zóně šíří na všechny směry (fyzikálně je tento princip analogický šíření zvuku). Podstatou tohoto typu oscilací je síla tlaková, mluvíme tedy o  $p$ -vlnách.

Třetí typ má opět podstatu v gravitaci a velmi připomíná vlnění mořské hladiny. Vyzdvižený element způsobí dočasný úbytek hmoty ve svém těsném okolí – vznikne tak jakýsi hřeben a údolí vlny. Hřeben je přitahován gravitací zpět a do údolí též působením gravitace padá látka z okolí. Proces je opět periodický a dává za vznik  $f$ -vlnám, kterým je v  $k$ - $\omega$  vyhrazen jediný mod, odpovídající popisu sférickými harmonikami s  $n = 0$ .

### Lineární adiabatické oscilace Slunce

Oscilační pohyby ve fotosféře byly objeveny v šedesátých letech 20. století (Leighton a kol., 1962). Odečtením fotografických desek pořízených v modrém a červeném křídle spektrální čáry vznikl rozdílový obraz, v němž intenzitní variace odpovídají projekci lokálních pohybů do směru k pozorovateli. V daném místě pak stabilnější

velkorozměrové rychlostní pole podléhá kvazisinuosidálním změnám s amplitudou několika metrů za sekundu a periodou 296 s. Původ těchto oscilačních pohybů je zřejmě ve zvukových vlnách vytvářených konvektivními pohyby odpovědnými za granulaci. Tyto tzv. *pětiminutové* oscilace jsou nejvýznamějším oscilačním modem. První typy oscilací pozorované u hvězd byly radiální módy související s expanzí nebo kontrakcí hvězdného obalu, jakou jsou např. ty pozorované u hvězd typu  $\delta$  Cephei. Matematické formule popisující chování sluneční oscilace (detailní odvození viz např. Stix, 2002) vycházejí z hydrodynamických rovnic:

$$\frac{\partial \rho}{\partial t} + \nabla \cdot (\rho \mathbf{v}) = 0 \quad (1)$$

$$\rho \frac{d\mathbf{v}}{dt} = -\nabla p + \rho \mathbf{g} \quad (2)$$

$$\frac{d}{dt} \left( \frac{P}{\rho^\gamma} \right) = 0, \quad c^2 = \frac{\gamma P}{\rho} \quad (3)$$

$$\Delta \Phi = 4 \pi G \rho \quad (4)$$

$$\frac{\bar{v}}{c} \ll 1 \quad (5)$$

Stavové veličiny  $P$  (tlak),  $\rho$  (hustota) a další charakteristiky plazmatu  $\mathbf{v}$  (vektor rychlosti) a  $\Phi$  (gravitační potenciál) jsou rozděleny do dvou částí, např.  $P = P_0 + P_1$ .  $P_0$  popisuje tlak pozadového plazmatu, který automaticky splňuje všechny hydrodynamické rovnice, zatímco  $P_1$  popisuje porušenou část, za niž je odpovědná

konkrétní hydrodynamická porucha. Rovnice pro porušené části veličin se řeší v lineárním přiblížení, ve sférických souřadnicích a často též v tzv. Cowlingově aproximaci, v níž se předpokládá, že vyvolané hustotní změny jsou natolik malé, že změny gravitačního potenciálu jsou zanedbatelné.

Řešením rovnice je tzv. *disperzní relace*, rovnice svazující vlnovou délku a frekvenci dané vlny:

$$k_r^2 = \frac{\omega^2 - \omega_c^2}{c^2} + \frac{l(l+1)}{r^2 \omega^2} (N^2 - \omega^2), \quad (6)$$

kde  $k_r$  je radiální složka vlnového vektoru,  $\omega_c$  je akustická hraniční frekvence a  $N$  Brunt-Väisäläova frekvence.

Obě frekvence jsou popisnými veličinami hvězdného nitra ve vzdálenosti  $r$  od středu disku a v daném místě jsou konstantní. Vlna způsobená hydrodynamickou výchylkou se bude propagovat pouze pokud  $k_r > 0$ . První člen

na pravé straně popisuje zejména  $p$ -mody, zatímco druhý člen  $g$ -mody.

Spektrum slunečních oscilací lze tedy vypočítat, pokud známe parametry plazmatu slunečního nitra, tzv. *sluneční model*. Helioseismická inverze pracuje na opačném principu. Z toho, jak moc se měřené spektrum oscilací odchyluje od teoreticky vypočteného, odvozuje odchylky parametrů plazmatu od slunečního modelu. Tím vlastně jednak zpřesňuje teoretický model Slunce a také umožňuje získávat informace o lokálních odchylkách způsobených systematickými pohyby plazmatu, oblastmi s odlišnou teplotou nebo o podpovrchových magnetických polích.

Z celého spektra vln se dlouhodobě uchovávají pouze ty, které interferencí vytvoří stojaté vlnění. To vysvětluje tvar  $k$ - $\omega$  diagramu, kde každý z hřbetů odpovídá stojatým vlnám s různým  $l$  a  $m$ , ale konstantním  $n$ .

V současné době jsou nejčastěji používanými *globální helioseismologie* určená k upřesnění slunečního modelu a pak *lokální helioseismologie* (viz Gizon a Birch, 2005) umožňující mapování prostorově lokalizovaných odchylek od středních hodnot a k měření podpovrchových pohybů plazmatu. V lokální helioseismologii se používají algoritmy *kruhového diagramu* (ring diagram, např. Hill, 1988) a *čas-vzdálenost* (time-distance, např. Duvall, 1993). Zvláštní metodou používanou v helioseismologii je tzv. *helioseismická holografie* umožňující s vysokou spolehlivostí zmapovat výskyt magnetických oblastí na odvrácené straně Slunce.

## Úspěchy helioseismologie

Mezi velké úspěchy helioseismologie patří zejména:

1. **Významné upřesnění struktury slunečního nitra.** Na základě odchylek rychlosti zvuku od standardního modelu se podařilo upřesnit zejména polohu rozhraní jádra a zářivé vrstvy (0,25 slunečního poloměru) a zářivé a konvektivní vrstvy (0,70 poloměru). Helioseismologie potvrdila

vysokou teplotu slunečního jádra 15,7 MK, které však neodpovídal tok detekovaných neutrin. Nedostatek neutrin se podařilo vysvětlit jejich vzájemnými přeměnami v roce 1998.

2. **Stanovení struktury rotace slunečního nitra.** Helioseismologie prokazuje, že diferenciální rotaci podléhá celá konvektivní obálka, zatímco zářivé nitro rotuje víceméně jako tuhé těleso s úhlovou rychlostí menší než je rovníková rotace fotosféry. Měření dále ukazují, že v konvektivní obálce se nacházejí dvě oblasti radiálního střihu – na jejím dně a cca 0,05 slunečního poloměru pod fotosférou, což jsou pravděpodobně oblasti, v nichž operuje sluneční dynamo, tedy mechanismus tvorby a zesilování magnetických polí.
3. **Odvození struktury proudění v těsném okolí slunečních skvrn.** Zhao a kol. (2001) využili metody time–distance k mapování struktury lokálního proudění v těsném okolí sluneční skvrny. Detekovali výrazné konvergentní proudění směrem ke skvrně v hloubkách 3,5–5 Mm, které zřejmě udržuje magnetické trubice tvořící skvrnu dlouhodobě stabilní. Naopak v hloubkách pod 5 Mm se topologie proudění mění na divergentní, přičemž na rozhraní se pozorují toky horizontální s rychlostmi několika  $\text{km s}^{-1}$ . Takové měření jednak preferuje svazkový model sluneční skvrny oproti magnetokonvektivnímu a především indikuje, že kompaktní části slunečních skvrn jsou velmi mělké, což zcela odporuje představám magnetických tubic vychlípěných do fotosféry ze dna konvektivní zóny.
4. **Seismické vlny spojené s erupcemi.** Obraz rychlostního pole po mohutné sluneční erupci poskytl poměrně překvapivý obraz odezvy fotosféry na bombardování částicemi z erupční oblasti. Po některých erupcích jsou ve fotosféře pozorovány radiálně se šířící vlny („kola na vodě“) s rychlostí několika desítek metrů za sekundu s epicentrem v místě odpovídajícímu projekci rekonektivního bodu do fotosféry. Odhaduje se, že amplituda této indukované vlny je kolem 3 km (tloušťka fotosféry je cca 300 km). Pozorování indukovaných vln přináší další střípky do skládačky směřující k pochopení dějů ve slunečních erupcích.
5. **Změření seismického slunečního poloměru.** Ze spektra povrchového  $f$ -modu lze odvodit odpovídající poloměr Slunce podle vztahu

$$R_s = \left[ \frac{\sqrt{l(l+1)} G M_s}{\omega^2} \right]^{1/3}, \quad (7)$$

kde součin  $\frac{GM}{S}$  je možné změřit velmi přesně a dvojice popisných parametrů ( $l, \omega$ ) pro  $f$ -mod je nutné změřit. Výsledný poloměr  $R = (965,68 \pm 0,03)$  Mm je o cca 300 km menší než poloměr změřený

opticky. Protože frekvence  $f$ -modu závisí zejména na popisu velmi mělké podpovrchové vrstvy, v níž probíhá neefektivní konvekce, otevírá tento rozpor cestu k lepšímu popisu sluneční konvekce a dalšímu zpřesnění zejména mělkých povrchových vrstev slunečního tělesa.

- **Podfotosférická dynamika plazmatu.** Měření lokální helioseismologií umožňují stanovit směry a rychlosti pohybů plazmatu v podfotosférických vrstvách. Velkorozměrové vlastnosti výsledků jsou zcela v souladu s předchozími povrchovými měřeními, včetně reprodukce tzv. *torzních oscilací*, tedy pásů rychlejší sluneční rotace, které se s průběhem cyklu stěhují společně s pásy aktivity z vyšších heliografických šířek k rovníku. Pozorováno bylo též soustavné *meridionální proudění*, pomalý systematický tok rychlostí cca  $20 \text{ m s}^{-1}$  od rovníku k pólům. Celodisková velkoškálová dynamika bývá označována pojmem *podpovrchové počasí* (sub-surface weather, SSW; Toomre, 2002).

### Porovnání helioseismických měření rychlostních polí s povrchovým pozorováním<sup>1</sup>

Přestože je helioseismologie dobře teoreticky ustavenou a definovanou metodou, její implementace stále ještě vzbuzují jisté pochybnosti, byť stanovené velkorozměrové vlastnosti jsou zcela v souladu s jinými měřeními. Jedním z problémů numerických inverzních metod je obtížné až nemožné stanovení chyb získaných měřených hodnot. Zde se zdají být dobrou příležitostí jednak testy na syntetických datech, které jsou výsledkem numerických simulací, ale také porovnání s dalšími metodami určenými k měření stejných veličin. Současně kombinace více měřících metod umožňuje separovat chování pohybů plazmatu v různých režimech a přinést tak méně zkruslená pozorovací fakta zejména pro modeláře, na nichž je pak pozorované chování vysvětlit.

Společně s kolegy ze Stanfordovy univerzity v USA jsme udělali prozatím dvě srovnávací studie poukazující na opodstatněnost helioseismického měření. V práci Švanda a kol. (2007a) jsme porovnali pro stejná vstupní data výsledky měření rychlostních vektorů v blízké podfotosférické vrstvě helioseismickou metodou s měřením získaným pomocí metody lokální korelace (*local correlation tracking*, LCT; November, 1986) popisujícími pohyby přímo ve fotosféře. LCT byla aplikována na obraz supergranulace, dlouhodobě žijících konvektivních buněk s typickým rozměrem 30 Mm, jimiž je pokryta celá sluneční fotosféra. Stejná původní vstupní data,

<sup>1</sup> Výsledky a metody popsané v této sekci a byly získány na základě velmi produktivní spolupráce s (abecedně): Mirkem Klvaňou (AsÚ AVČR), Alexanderem G. Kosovichevem (Stanford University), Michalem Sobotkou (AsÚ AVČR) a Junweiem Zhao (Stanford University).

osmihodinová sekvence měření rychlosti pohybu plazmatu vzhledem k pozorovateli, procházela různým zpracováním. Zatímco pro helioseismickou inverzi bylo nutné z dat odstranit dlouhožijící struktury (tedy např. supergranulaci) a zdůraznit signál oscilací, naopak tatáž měření určená pro LCT musela být upravena tak, aby byl potlačen signál slunečních oscilací a zdůrazněny supergranulární struktury. Zde je třeba si uvědomit, že obě metody vlastně měří něco jiného. Zatímco výsledkem lokální helioseismologie jsou pohyby plazmatu, metoda LCT mapuje pohyby struktur. Pokud se struktury chovají rozumně (tedy nevykazují vlastnosti pohybujících se vln nebo jsou tyto vlastnosti zanedbatelné), jsou oba typy výsledků dobře porovnatelné.

Porovnání ukázalo, že obě metody poskytují až překvapivě podobné výsledky. Korelační koeficienty popisující podobnost křivek diferenciální rotace a meridionální cirkulace dosahovaly hodnot přes 0,8, přímá porovnání detailů rychlostních polí s charakteristickým rozlišením 60" (viz obr. 3) pak vedla na korelační koeficienty přes 0,6. To v podstatě znamená, že výsledky dvou naprosto odlišných metod použitých na stejná vstupní data se příliš neliší. Takové porovnání je pro helioseismologii motivující, neboť přináší nezávislé potvrzení správnosti její implementace.

Obecně se předpokládá, že magnetické pole je ve fotosféře a podfotosférických vrstvách v plazmatu vmrzlé, že tedy pohyby plazmatu přesouvají i struktury magnetického pole. Je tedy rozumné předpokládat, že například systematický meridionální tok odnáší slabší magnetické pole směrem k pólům, kde se podílí na přepólování globálního magnetického pole a jeho recyklaci s periodou cca 22 let. Rychlost transportu magnetického pole k pólu lze odvodit ze struktur vyskytujících se v magnetickém motýlkovém diagramu (Hathaway, 2003). V tomto diagramu je zachycena délkově zprůměrovaná hodnota podélné složky magnetického pole v závislosti na čase a heliografické šířce. Podlouhlé struktury rozšiřující se od pásů aktivity do polárních oblastí lze připsat velkorozměrovému magnetickému poli, jehož původ je zejména v následných polaritách rozvinutých aktivních oblastí. V práci Švanda a kol. (2007b) jsme sklonu těchto struktur měřili a odvodili z nich rychlost odnosu magnetického pole do polárních oblastí v posledních třech cyklech sluneční aktivity.

Porovnání s délkově zprůměrovanou meridionální komponentou rychlosti plazmatu vypočtenou lokální helioseismologií ukazuje, že obě rychlosti spolu dobře souhlasí, tedy že předpoklad odnosu magnetického pole meridionálním prouděním je v pořádku. Rozdílné chování je pozorováno v pásce aktivity, kde je lokální helioseismologií detekován jakýsi vtok plazmatu do pásů aktivity, zatímco rychlost odnosu magnetického toku není tímto efektem ovlivněna. Systematický vtok rychlostí cca  $6 \text{ m s}^{-1}$  je předpovězen analytickou teorií torzních oscilací (Spruit, 2003) jako důsledek zvýšených zářivých ztrát v pásu aktivity. Tento vtok byl dále studován v práci Švanda a kol. (2008) s využitím synoptických map získaných lokální helioseismologií. Ukazuje se, že v okolí vyvinutých aktivních oblastí se typicky vyskytuje okolí, v němž jsou pohyby dominovány konvergentními pohyby směrem do centra aktivní oblasti (viz obr. 4 a 5). Charakteristická rychlost těchto pohybů vůči pozadí je tím větší, čím více magnetického toku je v aktivní oblasti nashromážděno, přičemž tato závislost je monotónní. Vyloučením ovlivněných oblastí kolem lokálních magnetických polí sice změní tvar průměrné křivky meridionální cirkulace v pásce aktivity, ale ne natolik, aby tento efekt dokázal vysvětlit změny v průměrné meridionální rychlosti s jedenáctiletým cyklem. Musí zde operovat další mechanismus.

Oba výsledky jsou důležité zejména pro fyziky zabývající se reprodukcí slunečního cyklu. Fyzikálně motivované modely používají velké množství vstupních empirických dat. Mezi nimi jsou často používány křivky meridionální cirkulace, získané délkovým ustředněním z helioseismických synoptických map. Naše výsledky ukazují, že použití těchto vstupních údajů je neoprávněné, neboť tyto údaje kromě požadované informace obsahují systematické pohyby připisované lokalizovaným magnetickým oblastem.

## Závěr

Helioseismická metoda má za sebou pouhé půlstoletí existence a přesto dokázala přinést velké množství informací o Slunci, které bychom jinou metodou nemohli nikdy získat. Metoda je stále v intenzivním rozvoji, zejména její implementace. Ty by měly do budoucna umět nejen změřit směr a rychlost toků plazmatu a odchylky od rychlosti zvuku, ale též celý vektor magnetického pole ve vrstvách pod fotosférou. Rozvoj pozorovací, především družicové, techniky helioseismologii podporuje. Zatímco přístroj MDI na družici SoHO pořizuje data vhodná pro detailní helioseismologii vždy v délce dvou měsíců každý rok, jeho nástupce HMI na sondě SDO by měl poskytovat dostatek vhodných dat pro každodenní pokrytí. Můžeme tedy očekávat, že praktické využití helioseismických dat bude narůstat. Dnes si bez helioseismologie sluneční fyziku snad ani nedokážeme představit. Naopak se využití helioseismické metody přesouvá i směrem k jiným hvězdám – mluvíme pak o asteroseismologii (v češtině viz např. Švanda, 2006).

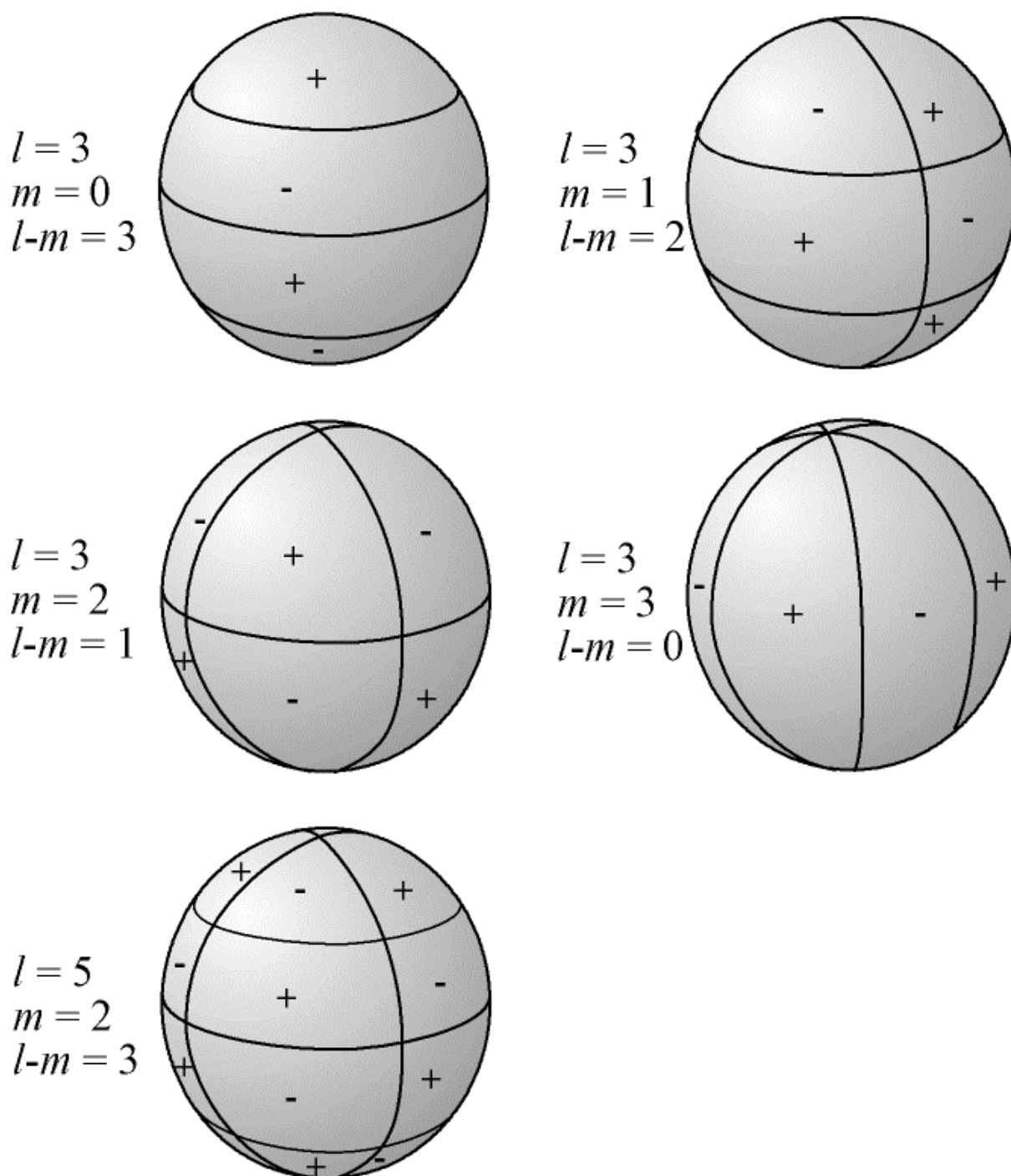
## Poděkování

Rád bych poděkoval Grantové agentuře Akademie věd České republiky za grant č. IAA30030808, díky němuž byla tato práce realizována.

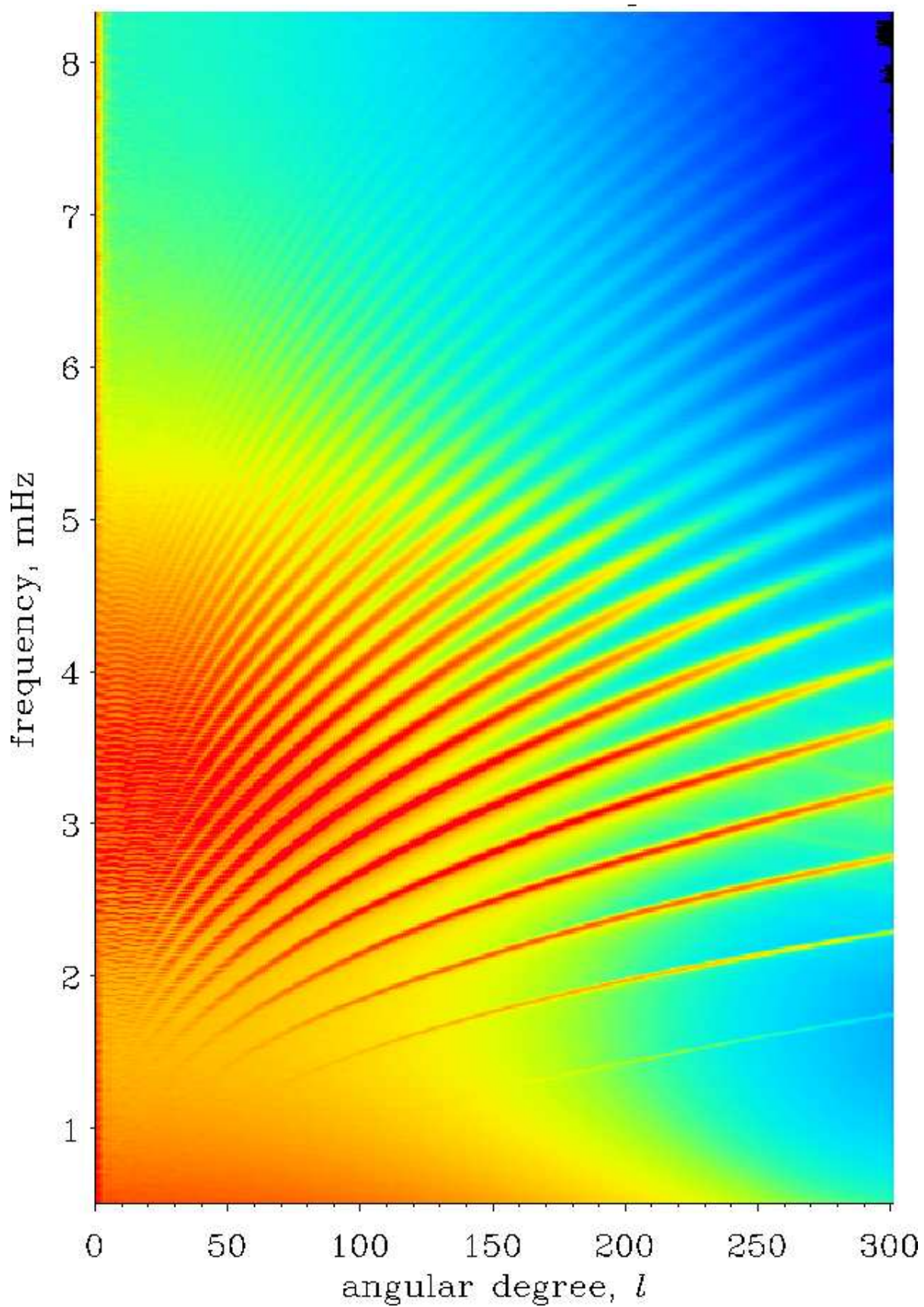
## Literatura

Christensen-Dalsgaard, J.: 2002, *Reviews of Modern Physics*, 74 (4), 1073-1129  
Duvall T. L., Jefferies, S. M. a kol.: 1993, *Nature* 362, 430

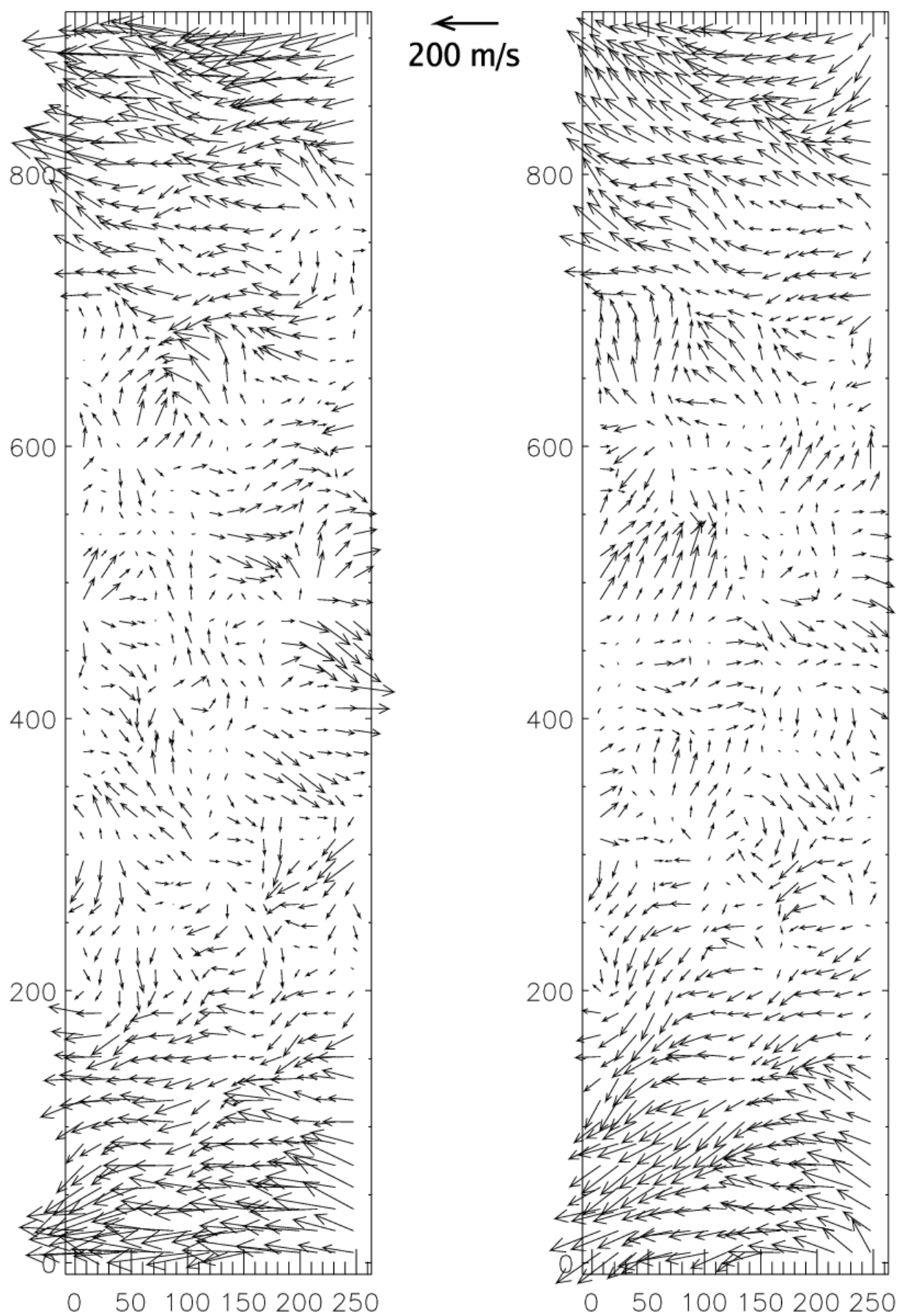
- Gizon, L. a Birch, A. C.: 2005, Living Reviews in Solar Physics 2, 6  
 Hathaway, D. H.: 2003, ESA-SP 517, 87  
 Hill, F.: 1988, Astrophysical Journal 333, 996  
 Leighton, R. B., Noyes, R. W. a Simon, G. W.: 1962, Astrophysical Journal 135, 474  
 November, L. J.: 1986, Applied Optics 25, 392  
 Rhodes, E. J., Kosovichev, A. G. a kol.: 1997, Solar Physics 175, 287  
 Stix, M.: 2002, The Sun: An Introduction – druhé vydání, Springer, Berlin, ISBN 3-540-42886-0, 490 stran  
 Spruit, H. C.: 2003, Solar Physics 213, 1  
 Švanda, M.: 2006, Astropis speciál/2006, 20  
 Švanda, M., Zhao, J. a Kosovichev, A. G.: 2007a, Solar Physics 241, 27  
 Švanda, M., Kosovichev, A. G. a Zhao, J.: 2007b, Astrophysical Journal 670, L69  
 Švanda, M., Kosovichev, A. G. a Zhao, J.: 2008, Astrophysical Journal, v recenzním řízení  
 Toomre, J.: 2002, Science 296, 64  
 Zhao, J., Kosovichev, A. G. a Duvall, T. L.: 2001, Astrophysical Journal 557, 384



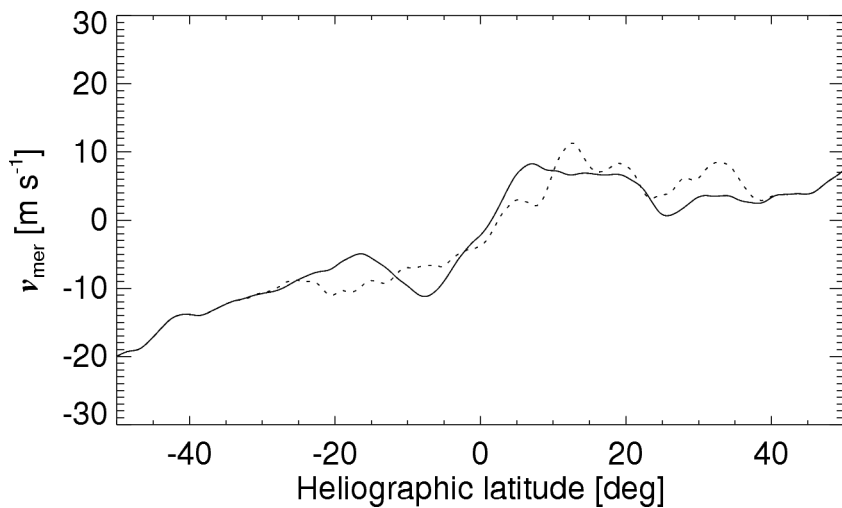
Obr. 1.: Zobrazení některých sférických funkcí s konstantním  $n$ , ale různým  $l$  a  $m$ .



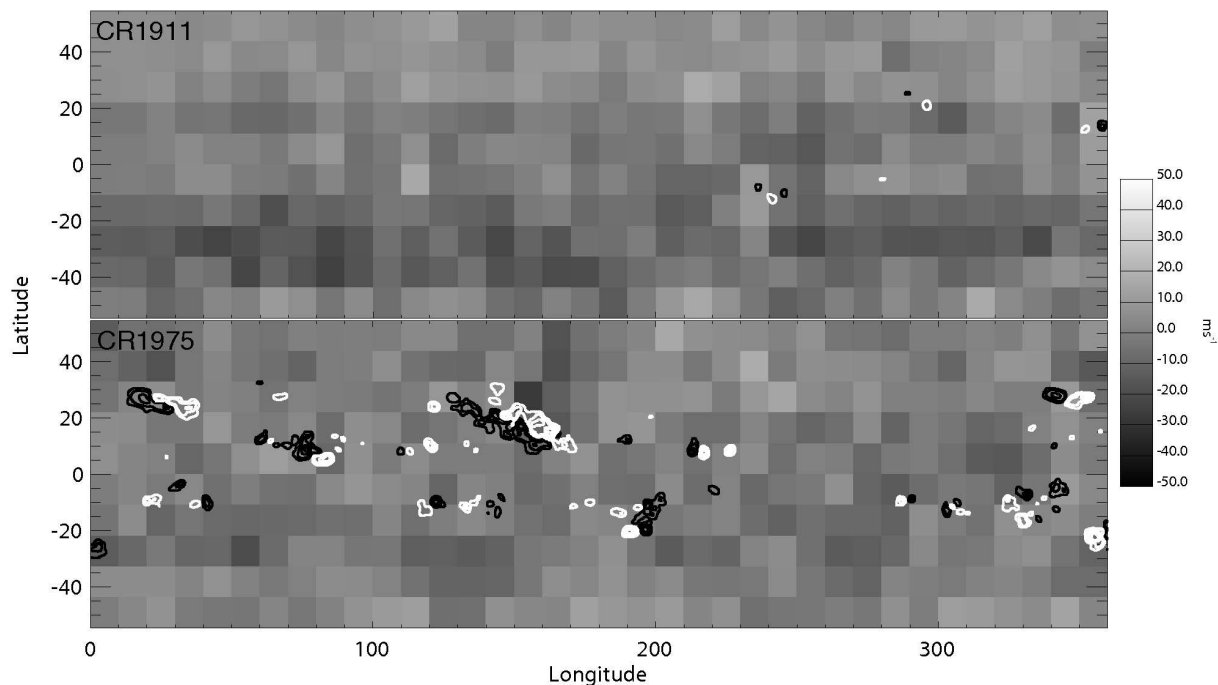
Obr. 2.:  $k$ - $\omega$  diagram získaný z pozorování přístroje MDI na družici SoHO (Rhodes a kol., 1997). Pro přepočít mezi  $k$  a  $l$  platí vztah  $(kR_S)^2 = l(l+1)$



Obr. 3.: Porovnání výsledků měření pohybů plazmatu z povrchových pozorování (LCT aplikovaná na supergranulární obrazec, vlevo) a z lokální helioseismologie (vpravo) při použití stejných vstupních dat.



Obr. 4.: Profil meridionální cirkulace se započtením pohybů kolem aktivních oblastí (souvislá čára) a s jejich vyloučením (tečkovaná čára). Vliv konvergentních toků kolem aktivních oblastí je dobře patrný.



Obr. 5: Synoptická mapa meridionální cirkulace v období minima sluneční aktivity (nahore) a maxima sluneční aktivity (dole). Na spodním obrázku jsou dobře patrné konvergentní toky do vedoucích částí aktivních oblastí