

# Helioseismologie a nové objevy z poslední doby

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

## Abstrakt

Helioseismologie se řadí mezi nové, moderní a perspektivní metodiky pro diagnostiku stavů a procesů ve slunečním nitru. Podstata metody a způsoby její aplikace na možná pozorování Slunce a hvězd jsou nastíněny jak z hlediska historické retrospektivy, tak i s ohledem na perspektivní možnosti tohoto přístupu. Je zmíněna hlavní charakteristika vzniku a udržování různých typů slunečních a hvězdných oscilací a specifické vlastnosti jejich pozorování i interpretace. Základní principy této diagnostické metody slunečního nitra jsou demonstrovány na několika mezinárodních programech. Je diskutována citlivost metody a její možnosti jak z hlediska stanovení termodynamických parametrů slunečního nitra, tak, a to především, z hlediska rychlostního pole v různých podpovrchových vrstvách. Rotace a meridionální cirkulace slunečního tělesa, velkorozměrové proudění a konečně 3-D analýza proudění v aktivních oblastech, skýtají nový komplexní pohled na celkovou dynamiku sluneční konvektivní zóny. Podstatná část příspěvku je věnována stěžejním výsledkům, získaných na základě helioseismologie za období posledních třiceti let.

## 1. HISTORICKÝ ÚVOD

Pozorování a studium sluneční atmosféry stále představuje hlavní oblast vědeckého zájmu o naši hvězdu. Poznání skladby, struktury a procesů i jejich vývoje ve sluneční atmosféře se stále urychluje. Zároveň ovšem lze pociťovat potřebu chápat procesy na Slunci zcela komplexně, v souvislosti nejen s meziplanetárním prostorem, ale především s vlastnostmi a procesy ve slunečním nitru.

Sluneční nitro, přestože je prostředím v němž je generována veškerá energie Slunce a probíhá v něm její transport ke slunečnímu povrchu, je z hlediska pozorování obzvláště nedostupné. Zhruba až do poloviny šedesátých let dvacátého století byly informace o slunečním nitru založeny téměř výhradně na numerickém řešení modelů, pro něž určujícími byla pozorování sluneční zářivosti, povrchové teploty, hmotnosti a slunečního poloměru. Obecně se předpokládá že chemické složení a zastoupení jednotlivých prvků v celém slunečním tělese je podobné jako ve sluneční fotosféře. Modely, které považujeme za standardní, vynikají značnou jednoduchostí několika uvažovaných parametrů. Předpokládáme, že hvězda nerotuje, nemá magnetické pole, její vnitřní procesy jsou adiabatické a hvězda je sféricky symetrická. Touto cestou bylo možné stanovit jak dlouhodobý časový vývoj jednotlivých parametrů jako slunečního poloměru, rychlosti zvuku, hustoty, tlaku, teploty, koncentrace vodíku a hloubky konvektivní zóny vzhledem k současnému stavu, jakož i závislosti většiny těchto veličin na slunečním poloměru. Jedním z podstatných výsledků takových modelů bylo stanovení centrální teploty Slunce a následně i skladbu a efektivní průřezy jaderných reakcí v nitru. Tady se naskytla

objektivní možnost nepřímo prověřovat výsledky modelů nezávislým pozorováním neutrinového toku Slunce. V souvislosti s modelovou centrální teplotou v jádře kolem 15 milionů K byl očekáván neutrinový tok 7.3 SNU. Když potom později ze známého Davisova experimentu v Homestake (chlor-argon) byla naměřena hodnota o zhruba 60 % nižší, tj. 2.6 SNU, objevil se zásadní problém. První reakce vedla k pochybnostem o metodě, v druhém stadiu se začalo pochybovat o věrohodnosti modelu. Zde byla zpochybněna hodnota centrální teploty (měření odpovídalo asi 13-ti milionům K), předmětem úvah byla interní difuze těžších prvků a diskutovala se i možnost interního promíchávání jádra resp. oblasti zářivé rovnováhy. Většina úvah byla spekulativního charakteru a pro seriózní vědeckou analýzu chyběly odpovídající pozorovatelské údaje. V následující etapě, dlouhé téměř třicet let se většinu z těchto počátečních problémů podařilo vyřešit. Bylo to období markantního zdokonalení modelů sluneční stavby, vytvoření neobyčejně nákladné základny nových přístrojů pro měření neutrinového toku a měření, která odhalila nové poznatky o neutrinech samotných. Sluneční astrofyzika sem přispěla vytvořením a rozvojem zcela nové fyzikální metody, která dovoluje diagnostikovat sluneční nitro prostřednictvím vlnových sondážů z oscilací, detekovaných na slunečním povrchu.

Oscilace ve sluneční chromosféře poprvé z pozorování detekoval Leighton a kol. (1962) na základě fotografické metody. Fotoelektrická pozorování na sebe nenechala dlouho čekat, ale teprve Deubner (1975) poprvé stanovil spektrum slunečních oscilací, když určil jejich dlouhodobý časový vývoj. Stěžejní výkon oscilací se koncentroval na tzv. 5 minutové (300 s) oscilace. Krátce na to Fossat a kol. (1974) našli oscilace s periodou 10 min. Teoreticky se předpokládá existence

hvězdných oscilací uvádí od roku 1907. O něco později uvádí úvahy o spektru oscilací a o jejich různých očekávaných typech. Významná je i otázka generování oscilací. Jejich konvektivní původ byl zmíněn již v roce 1964. Možnost hloubkové sondáže slunečního nitra byla poprvé navržena 1977. Zde sehrála významnou roli rýsující se naděje na porovnání výsledku interpretace pozorování slunečních oscilací se stavbou slunečního nitra, odvozenou z výpočtů. Ukázala se vynikající možnost přímého prověření výsledků modelů slunečního nitra s nezávislým pozorováním. Podobnost principu nově navržené metodiky s metodami pozemské seismologie vedla k zavedení názvu helioseismologie. Astrofyzice se tak dostal do rukou velmi účinný a efektivní nástroj pro měření struktury a dynamiky slunečního nitra. Ve stejném období se ukázalo, že oscilace, doposud detekované jako rychlostní oscilace se mohou měřit i jako oscilace jasu slunečního povrchu. Jen o málo později se poprvé podařilo detekovat oscilace (jasové i rychlostní) na některých hvězdách. Všechny měřicí postupy vycházely z kontinuálního pozorování záření Slunce, integrovaného přes celý disk a následně z analýzy časové řady prostřednictvím Fourierovy transformace na výkonové spektrum. Zájem o co nejspojitější a co nejdelší řadu pozorování vyvolal nutnost organizovat buď celosvětové pozorovací síť a kampaně, případně extravagantní expedice do oblasti za jižním polárním kruhem, kde na stabilní základně po dlouhou dobu místního léta Slunce nezapadá. Zároveň se začaly připravovat první aparatury i na takových kosmických zařízeních, kde dlouhodobě Slunce není zastiňováno Zemí a signál není rušen střídáním dne a noci. Připomeňme např. nakonec neúspěšnou sondu Phobos (zanikla v roce 1988) během letu k Marsu. Historický přelom v pozorování slunečních oscilací znamenala evropsko-americká observatoř SOHO (start v roce 1996), kde na americkém zařízení MDI/SOI se podařilo získat velmi kvalitní pozorování oscilací se značným časovým i prostorovým rozlišením. Za těchto okolností je považováno za dosavadní neúspěch, že se zatím nepodařilo detekovat a k analýze slunečního nitra použít tzv. *g*-módy slunečních oscilací, takže všechna dosavadní měření se provádějí na bázi *p*-módů.

## 2. ZÁKLADY METODY

Motivací pro studium slunečních a hvězdných oscilací je teoreticky odvozený předpoklad, že existuje závislost oscilačních frekvencí na vlastnostech hvězd, tedy na jejich hmotnosti a poloměru. S nimi je samozřejmě spojena celá vnitřní struktura hvězd a tedy oscilace jsou cestou k poznání slunečního nitra.

### Teorie slunečních a hvězdných oscilací

Při diskusi o slunečních oscilacích je na místě otázka, co je jejich příčinou a jaký je jejich charakter. Přestože na definitivní odpověď je příliš brzy, má se za to, že náhodný vzruchem, který oscilace vyvolá je dostatečně rychlé posunutí nějakého elementárního

objemu sluneční plazmy při dodržení adiabatičnosti procesu. Připusťme, že v interní (pod hranici konvektivní zóny) oblasti Slunce dojde z nějakých příčin k malé výchylce objemového elementu ze stavu hydrostatické rovnováhy. Jeho hustota a teplota zaručují určitý plynový tlak a je vytvořena rovnováha mezi elementem a jeho okolím. Po vychýlení se element s původními parametry dostane do oblastí, kde hustota, teplota i tlak mají jinou hodnotu. Radiální průběh všech tří veličin vykazuje spojitý pokles od středu k povrchu Slunce. Pro naši úlohu je podstatné, zda element ve vychýleném stavu má hustotu větší nebo menší než jeho nové okolí. Pokud je hustota větší (a tak tomu skutečně je), potom vzplývavá síla má zápornou hodnotu a v důsledku gravitace se objemový element nejen vrátí zpět, ale dokonce překmitne na opačnou stranu od rovnovážné polohy. Zde je ale vzplývavá síla kladná a celý proces se periodicky opakuje znovu. Říkáme, že oblast je stabilní vůči malým výchylkám. Je zřejmé, že objemový element vykonává oscilační pohyb a že síla, která výchylku vrací do rovnovážného stavu je gravitační síla. Oscilace tohoto typu obecně nazýváme *g*-mód slunečních oscilací.

Takový scénář ale nemusí platit v celém slunečním nitru. Dostáváme-li se blíže ke slunečnímu povrchu, vztah hustoty, teploty a tlaku se mění a jiný vychýlený element může mít naopak hustotu nižší než jeho okolí. Potom se výchylka spojitě zvětšuje a vzplývavá síla je trvale kladná, takže element se dá do pohybu vzhůru až k horní hranici konvektivní zóny. Oblast je konvektivně nestabilní, konvekce v ní trvale probíhá a rychlost konvektivního elementu narůstá. Konvektivní pohyb přirozenou cestou způsobuje variace plazmatického tlaku v konvektivní zóně a tlakové nehomogenity se šíří v konvektivní zóně všemi směry. Pohybující se objem prochází prostředím o různé hustotě a stlačuje a opět uvolňuje sousední objemy. Prostředí konvektivní zóny je trvale vystavováno periodickým tlakovým změnám. V tomto případě síla, která výchylku vrací do původního stavu je tlaková síla, kterou obvykle značíme písmenem *p*. Oscilace tohoto typu nazýváme *p*-mód slunečních oscilací.

Oscilace obojího typu lze znázornit v diagnostickém diagramu, v němž je vynesena závislost frekvence oscilací na vlnovém čísle. Oba dva typy oscilací souvisí s pohybem plazmatu uvnitř slunečního nitra, nicméně jejich projevy lze sledovat v měření radiálních rychlostí při jejich časovém vývoji. Speciální typ oscilací se vyskytuje pouze na slunečním povrchu. Jsou to povrchové gravitační vlny, jejichž amplitudu je možné měřit na povrchu prostřednictvím Dopplerova efektu. Vedle těchto vlnových procesů je při měření ve fotosféře měřitelná i rychlost konvektivních pohybů ve strukturách známých pod názvem granulace a supergranulace, případně obří cely. Zde jsou rozhodující parametry závislosti doby života na charakteristickém rozměru. Přes všechny tyto signály se překrývá ještě sluneční rotace případně meridionální cirkulace. Všechny zmíněné rychlostní komponenty jsou trvale na Slunci přítomny a považujeme je za projevy

uspořádaných rychlostních polí. Není sporu o tom, že jejich vzájemné oddělení je velmi složitá úloha. Rychlosti, které měříme v souvislosti s rychlými resp. eruptivními procesy na Slunci charakterizujeme jako neuspořádané a až na jednu výjimku se o nich zde nebudeme zmiňovat.

### Resonanční struktury ve Slunci.

Pátrání po příčině vzniku slunečních oscilací se zatím soustředilo na sluneční konvekci. Konvektivní zóna jako vnější slupka slunečního nitra je schopna efektivního transportu energie z jádra do sluneční atmosféry především prostřednictvím konvekce. Relativně malý objem sluneční plazmy na dně konvektivní zóny se ohřeje natolik, že zvětší svůj objem v důsledku nárůstu tlaku a sníží svoji specifickou hustotu vzhledem ke svému bezprostřednímu okolí. Proces je adiabatický, při němž nedochází k výměně tepla mezi objemem a okolím. To je okamžik, kdy na objem začne působit vzplývavá síla, která zapříčiní, že objem začne zvolna stoupat vzhůru směrem k povrchu Slunce. Během této cesty částice ve vzplývajícím objemu sledují poměrně komplikovaný systém trajektorií. Zpravidla ale původní objem nedorazí bez změny až k povrchu. Během svého výstupu ztrácí jednou či několikrát svoji identitu a jeho průměrný charakteristický rozměr kolem 200 - 300 Mm se postupně diskrétně zmenšuje a většinou končí jako spousta malých útvarů o středním rozměru kolem 1 Mm, jehož horní strukturu pozorujeme ve fotosféře jako granulaci. Teorie konvekce je do dnešních dnů poměrně složitou teoretickou úlohou a její analytické vyjádření jen velmi špatně a neúplně může sloužit k popisu reálného konvektivního procesu. Numerické postupy s využitím nejmodernějších superpočítačů dokáží proces konvekce popsat poměrně věrohodně jen ve velmi malých vzorcích a numerická řešení pro jednotlivé charakteristické rozměry nejsou doposud vzájemně konzistentní.

Přes tyto nesnáze je zřejmé, že poměrně rychle proudění konvektivní plazmy a jeho výrazné strukturální členění v důsledku značné proměnlivosti plynového tlaku v jednotlivých elementárních objemech konvektivní zóny vyvolává situaci, kdy původně stacionární plazma je vychýlena ze svého rovnovážného stavu a počne kolem původních klidových hodnot oscilovat. Dnes se tedy soudí, že příčinou slunečních oscilací je sluneční konvekce. Předmětem zájmu astrofyziků je i mechanismus, kterým konvekce oscilace budí a udržuje sluneční povrch v rytmickém kmitání. Zatím není jasné zda z nitra Slunce proud energie přichází již v určitém rytmu, či zda jednotlivé diskrétní konvektivní proudy udělují sluneční kouli neuspořádané impulsy, které ji jako celek udržují v kmitání. Konvekce tak zcela náhodně generuje obrovské množství vzruchů, kterým přísluší téměř nekonečné množství frekvencí, jimiž objemy v konvektivní zóně oscilují. Zdá se, že tento druhý mechanismus je pro Slunce přijatelnější,

### Typy oscilací

Sluneční oscilace byly objeveny prostřednictvím měření Dopplerových rychlostí ve fotosféře. Nevysoká štěrbina spektrografu vybere z obrazu slunečního disku jen velmi malou část a odpovídající spektrální čára vykazuje určitý Dopplerův posuv čáry; prostředí je v pohybu. Vedle lokální rychlosti, spojené s příslušnou konvektivní strukturou (granulární či supergranulární) lze při dlouhodobém měření ve stejném místě slunečního kotouče zaznamenat periodické variace této základní rychlosti. Zcela počáteční údaj uváděl periodu 5 minut, resp. 300 sekund. Momentální obraz Slunce, znázorňující rozložení Dopplerových rychlostí, dovoluje indikovat především sluneční rotaci, vykazující na východní polokouli rychlost k pozorovateli a na západní polokouli rychlost opačnou. Při slunečním okraji je výrazně patrný tzv. rudý posuv, v němž směrem k limbu exponenciálně narůstá rychlost od pozorovatele. Na samotném disku dominují struktury, odpovídající konvektivním elementům, především granulím a supergranulím. Doba života je řádově kolem několika minut u granulí a asi deseti hodin u supergranulí. Rychlosti rotace a rudého posuvu lze považovat v prvním přiblížení za konstantní a proto je lze z obrazu odečíst. Totéž se týká relativní rychlosti pozorovatele vůči Slunci. Zbývající rychlostní signál je možné potom sledovat v čase a zjištění, že jeho velikost ve všech bodech obrazu se neustále chaoticky mění na sebe nedá dlouho čekat. Zjištěný chaos je ale jen zdánlivý. Čím delší pozorovací řada je k dispozici, tím zřetelnější periodické struktury lze vystopovat. Je patrné, že sluneční těleso může oscilovat jako pružná koule, není to však ani pevné pružné těleso, ba ani kapalné těleso s přítomným povrchovým napětím. Jedná se o plazmatickou oscilující kouli, v jejímž nitru musíme počítat s přítomností rotace a magnetického i rychlostního pole, které mohou oscilační vlastnosti Slunce mírně ovlivnit.

Jednotlivé náhodné poruchy, které v důsledku vnitřní konvekce vedou k narušení stability a k vyvolání oscilací se na konečném oscilačním obraze Slunce projevují jen částečně. Většina vln, které se ve slunečním tělese šíří se vzájemně po srážkách progresivně tlumí a poměrně rychle zaniká. Jen relativně malé množství vln dokáže navzájem rezonovat, vzájemně se posilovat a přežívat po dlouhou dobu. Jedná se o stacionární vlny, jejichž vlnová čísla jsou celá a vytvářejí charakteristický oscilační obraz Slunce. Ve sluneční fotosféře pozorujeme pouze tzv. normální módy.

Zde krátce odbočíme. Poněvadž oscilující koule nemá přirozené uzlové body a čáry, mohou oscilace vytvářet velké množství tzv. módů. K matematickému popisu takových kulových kmitů se používají kulové či sférické harmonické funkce. Ty mohou nabývat nekonečně veliké množství forem a stejně jako oscilační módy jsou aditivní, tj. mohou se sčítat. Struktura sférických harmonických funkcí závisí na třech základních indexech, obvykle označovaných písmeny  $l$ ,

$m$  a  $n$ . Hlavní index značíme  $l$ , azimutální index je označen  $m$  a radiální index je  $r$ . V praxi hlavní index určuje typ oscilačního módu a stanovuje celkový počet uzlových čar, které se na oscilující kouli vytvoří. Zpravidla může nabývat hodnoty od 0 do nekonečna. Azimutální index  $m$  se pohybuje od nuly až do hodnoty  $l$  a udává počet uzlových čar, které procházejí póly. Radiální index  $n$  udává počet uzlových čar ve směru poloměru koule a jeho hodnoty se také pohybují od nuly do nekonečna. V praxi lze ale "nekonečno" omezit na hodnotu 4 - 5 tisíc. Oscilační módy tak mohou být zonální ( $m=0$ ), meridionální ( $m=1$ ) a tesseralní ( $0 < m < l$ ). Uvedený popis oscilačního schématu se váže k jedné zadané poloze pólu a rovníku na kouli. Z hlediska oscilací na Slunci ale takový dominantní výběr nelze provést, ten je jasně definován pouze s ohledem na sluneční rotaci. Pro oscilace může být pólů na sluneční kouli a jím odpovídajících rovníků téměř nekonečně mnoho. Je zřejmé, že v určitém bodě na Slunci může tak být příspěvek od obrovského množství oscilačních módů s téměř libovolnou orientací vůči rotační ose a odtud odvozeným pólům.

Reálné kmity, máme-li dostatečně dlouhou a hustou pozorovací řadu, lze numerickými metodami navzájem rozlišit a pro každý oscilační mód stanovit energetický výkon s jakým do oscilačního obrazu Slunce vstupuje. Uvedme jen, že nejvýrazněji se sluneční oscilace pozorují ve frekvenčním pásmu od 1.5 do 4.5 mHz se středem na 3 mHz, což odpovídá 5ti minutovým oscilacím.

Hodnota radiálního indexu  $n$  je podstatná pro přítomnost základních globálních oscilací. Ty vznikají, když  $n=0$  a známe je také pod pojmem povrchové gravitační vlny. Jestliže  $n > 0$ , potom se jedná o  $p$ -typ oscilací.

V diskusi o módech oscilací, objevila se zmínka o  $f$  (fundamentálním)-módu oscilací, které se pojí s povrchovými stojatými vlnami s poměrně vysokým  $l$ .

Jiný typ oscilací se nazývá  $r$ -typ oscilací, který byl v minulosti nazván torzními oscilacemi, je charakterizován dlouhodobým driftem směrem k rovníku a patrně souvisí s velkorozměrovými konvektivními procesy a s problematikou helioseismologické metody nemá téměř nic společného.

### Velké projekty na detekci a měření slunečních oscilací

Potřeba pořizovat velmi dlouhé a nepřerušované řady měření slunečních oscilací vedla již v počátku rozvoje tohoto oboru k zakládání poměrně komplexní mezinárodní spolupráce. V první etapě se jednalo o síť pozemních stanic, rozmístěných tak, aby se v jejich zorném poli Slunce překrývalo a spolu s dobrými vyhlídkami na počasí bylo možné měření slučovat a potom dlouhodobě vyhodnotit. Jednalo se o tyto projekty:

**BiSON** (Birmingham Solar Oscillation Network) byl projekt University v Birminghamu, který se zabýval

pozorováním celého slunečního disku a využíval k měření techniku rezonančního rozptylu řadu let po roce 1976.

**IRIS** (International Research on the Interior of the Sun) byl podobný projekt, organizovaný Fossatem z University v Nice. Na Université v Bordeaux vyvinuli již koncem 80tých let přístroj pro pozorování oscilací na celém slunečním disku s časovým rozlišením několika desítek sekund.

**GONG** (Global Oscillation Network Group) byl cílevědomě budovanou sítí šesti identických pozorovacích systémů z prostředků NSO Spojených států. Zařízení byla rozmístěna na místech s vynikajícími pozorovacími podmínkami a s využitím interferometrické techniky bylo možné sledovat oscilace o řádu kolem 250. Systém začal kompletně pracovat od roku 1995. Jedná se o jeden z mála globálních projektů, který řadu let pracuje a nad jeho sítí doslova „Slunce nezapadá“.

Observatoř SOHO byla vypuštěna koncem roku 1995 a na dráze kolem libračního bodu L1 je schopna pozorovat Slunce nepřetržitě a bez všech nepříjemných vlivů zemské atmosféry, které v důsledku seeingu omezují měření oscilací o vysokém stupni a v důsledku atmosférických fluktuací brání i seriózním měřením nízkých frekvencí.

**SOHO/GOLF** (Solar and Heliospheric Observatory / Global Oscillations at Low Frequency) je zařízení na bázi rezonančního rozptylu, které je určeno k měření oscilací s nízkými frekvencemi, jinými slovy je orientováno na měření  $g$ -typu oscilací. Svoji kvalitou je ale i vhodné pro přesná měření nízkofrekvenčních  $p$ -módů.

**SOHO/SOI-MDI** (Solar and Heliospheric Observatory / Solar Oscillations Investigations - Michelson Doppler Imager) patří bezesporu mezi neúspěšnější systémy pro měření slunečních oscilací na bázi Michelsonova interferometru. Pozoruje celý sluneční disk s rozlišením 10 a 4 obl. sekundy a centrální část disku s rozlišením 1.2 obl. sekundy. Systém je schopen měřit módy oscilací se stupněm až 1000. Zařízení pracuje ve třech programech, lišících se rozsahem hlavního čísla  $l$ . Jedná se o nízké střední a vysoké hodnoty  $l$ , při čemž hranice jsou dány hodnotami  $l = 0, 20, 300$  a 1000.

**SOHO/VIRGO** (Solar and Heliospheric Observatory / Variability of solar Irradiance and Gravity Oscillations) je systém, který používá k měření radiometr a zajímá se o signál odvozený z oscilací sluneční zářivosti a intenzity v širokém pásmu. Předpokládalo se, že tímto systémem by bylo možné detekovat oscilace typu  $g$ .

## Rotace a sluneční oscilace

Charakteristickou vlastností teorie slunečních oscilací je, že její základ byl odvozena pro nerotující hvězdu. Reálné objekty, ať Slunce či některé studované hvězdy však obvykle rotují. Poměrně jednoduchou úvahou lze usoudit, že přítomnost rotace může ovlivnit pozorované frekvence. Poněvadž vzruchy ve slunečním tělese se šíří od výchozího bodu na všechny strany, lze nalézt trajektorii šíření ve směru a proti směru sluneční rotace. Pokud rotace není rigidní, a to jak s hloubkou nebo ve směru šířky, pohybují se vybrané objemy ve slunečním nitru oproti výchozímu referenčnímu bodu určitou relativní rychlostí. Potom je důležité zda vektor relativní rychlosti se k rotační rychlosti přičítá či odčítá. To zároveň prodlužuje nebo zkracuje podpovrchovou trajektorii vzruchu a mění vlnové číslo odpovídajících oscilací. Právě se to tak, že pro pozorovatele v inerciální soustavě se pozorované frekvence rotující hvězdy rozštěpí a to rovnoměrně podle hodnoty sektoriálního čísla  $m$ . Přesněji, rotační rozštěp sektoriálních módů poskytuje informaci o rovníkové rotační rychlosti. Z rozštěpu ostatních módů je možné stanovit závislost rotační rychlosti na heliografické šířce a samozřejmě, ve všech případech i na hloubce. Numerická cesta jak takové rotační informace získat je v podstatě nejjednodušší formou tzv. helioseismologické inverze, kdy z oscilačních frekvencí se získávají informace o slunečním nitru.

## Helioseismická inverze

Podstatou helioseismologie jako diagnostické metody je skutečnost, že charakter oscilací slunečního tělesa je zcela determinován nikoliv procesem buzení těchto oscilací (ten považujeme za zcela náhodný ve statistickém smyslu), ale především skladbou fyzikálních parametrů a strukturou slunečního nitra. Problém je ovšem v tom, že měříme charakter oscilací a z nich chceme odvodit vnitřní parametry, zatím co běžná fyzikální cesta je zpravidla opačná - ze známé struktury nitra vyvozujeme vlastnosti oscilací. Různé módy a různé frekvence, pozorované na povrchu, pronikají do různých hloubek slunečního tělesa. Podle toho, jak dotyčná hloubka, resp. hloubkový profil se podílí na šíření vzruchu nitrem, je odpovídající vlna výrazná. Šíření je ovlivňováno interní strukturou Slunce, tj. průběhem tlaku a hustoty a chemickým složením (zastoupení helia). Podstata inverzních metod byla v minulosti vyvinuta v geofyzice, pro sluneční helioseismologii se ale dostala do nové dimenze. Zpravidla se jedná o početně velmi náročnou proceduru. Tak např. jedna z metod dovoluje stanovit očekávaný výsledek řešením soustavy lineárních rovnic, kterých ovšem je tolik co měřených bodů. A těch, jak jsme již zmínili, by mělo být velmi mnoho a tedy řešení je velmi zdlouhavé.

## „Time distance helioseismology“ neboli lokální helioseismologie

Vedle globálního signálu slunečních oscilací, který je využíván nejdéle, nabývá v posledních letech na významu speciální postup při analýze slunečních oscilací, nazývaný "time distance helioseismology". Princip metody je velmi jednoduchý a vychází z analýzy průběhu akustické vlny mezi různými body na slunečním povrchu. Akustické vlny detekované na slunečním povrchu se v důsledku narůstající rychlosti zvuku s hloubkou postupně odchyľují od radiálního směru, procházejí jednotlivými vrstvami pod stále větším úhlem až k bodu obratu a potom se po křivce stejného tvaru vrací zpět k povrchu. V případě určitého vlnového čísla dokážeme velmi přesně stanovit bod návratu a tedy i povrchovou vzdálenost od výchozího bodu. Jestliže pod povrchem je prostředí striktně homogenní, potom oscilace ve výchozím bodě a na kružnici, jejíž poloměr odpovídá povrchové vzdálenosti bodu návratu, jsou amplitudou velmi podobné a jejich fáze je zpožděná o určitý čas  $t$ . Porovnáním oscilačního signálu ve výchozím bodě a kterýmkoliv bodem návratu na kružnici návratu prostřednictvím křížové korelace obou signálů můžeme tento časový interval určit se značnou přesností. V případě homogenního prostředí je tento časový údaj ve všech bodech na kružnici návratu stejný. Jestliže ale pod povrchem v oblasti testování jsou nehomogenity, potom čas  $t$  závisí na charakteru nehomogenit podél dráhy spojující výchozí bod a bod návratu. Za nehomogenity považujeme jakékoliv prostředí, které se podílí na lokálních změnách podpovrchové rychlosti zvuku. Obecně se jedná o oblasti teplotních nehomogenit, oblasti s uspořádaným velkorozměrovým prouděním a oblastí s přítomným silným magnetickým polem. Při zvýšení teploty v oblasti je rychlost zvuku vyšší a čas se zkracuje.

Pokud je v oblasti proudění se složkou podél paprsku, potom v závislosti na směru zda vůči výchozímu bodu se rychlost zvětšuje (proudění k bodu návratu) či zmenšuje a čas je kratší nebo delší. Pokud proudění je kolmé k paprsku, vliv na rychlost šíření se neuplatňuje.

Přítomnost magnetického pole se na rychlosti šíření podílí, ale je obtížné vliv magnetické pole izolovat. Vlny podél magnetických siločar mají větší rychlost, než vlny kolmo k siločarám. Pro konkrétní geometrii magnetického pole lze nalézt dvojici paprsků, které se v místě nehomogenity protínají pod pravým úhlem. Problém je ale v tom, že dráhy mají různý tvar a tedy i výchozí body a body návratu, které na povrchu není snadné nalézt. Kromě toho do procesu mohou vstupovat i jiné nehomogenity, o nichž byla řeč výše.

S ohledem na vlastnosti metody je podstatné dostatečné prostorové a časové rozlišení pozorovacího teleskopu. S tím souvisí i vysoká kvalita pozorovacích podmínek, především velká stabilita obrazu. Z těchto důvodů je optimální využívat zařízení na oběžné dráze, kde tyto podmínky mohou být již dnes uspokojivě splněny. Zařízení SOHO/MDI poskytuje v obrazové rovině rozlišení až 2.4 Mm, nepůsobí zde nežádoucí

"seeing" a pozorování není přerušováno např. oblačností. Tato metodika navíc nevyžaduje příliš dlouhé pozorovací řady, obvykle stačí série pozorování o délce 8-9 hodin.

### 3. APLIKACE VE SLUNEČNÍ A HVĚZDNÉ ASTROFYZICE

Helioseismologie je dnes již dobře zavedenou metodikou, které vstoupila do pokročilé etapy svého rozvoje. Hovoří se o třetí etapě rozvoje tohoto oboru.

První etapou bylo poskytnutí počátečních výsledků o hloubce konvektivní zóny a o zastoupení helia v ranném období života Slunce. V této éře byly pro měření využívány přístroje, které ale původně nebyly navrženy k měření tohoto typu.

Ve druhé etapě došlo k měření sféricky symetrické komponenty hydrostatické stratifikace ve slunečním nitru a úhlové rychlosti s využitím inverzních metod normálních módů. Zde již byly využity speciální přístroje, pro takové projekty navržené.

V současnosti byla odstartována třetí etapa, která využívá pokročilých metod, které tlačí přesnost do zcela nových hranic. Systematicky se využívají odchylky od normálních módů (rotační rozštěp, asymetrický profil čar atp.) tak, že mohou být kladeny mnohem rafinovanější otázky o slunečním dynamu, stavové rovnici, chemickém složení, vlastnostech konvekce a projevech sluneční činnosti.

Je zajímavé se podívat, které informace o měřených frekvencích mohou být využity k vědecké diagnostice a jaké informace o vlastnostech Slunce z nich lze odvodit. Vždy se jedná především o frekvenci oscilací, podstatné ovšem je, jaký modální charakter je k dispozici.

V první etapě se jednalo o oscilace, závislé především na radiálním čísle  $n$  a hlavním indexu  $l$ . Tam na základě  $p$ -módů oscilací bylo možné očekávat poznatky o stratifikaci hustoty, teploty a tlaku v závislosti na hloubce. Taková diagnostika je přínosem pro kalibraci teorie hvězdné struktury a ke stanovení hloubky konvektivní zóny. Pokud by se podařilo podobně detekovat  $g$ -módy oscilací, napomohlo by to k určení chemického složení a jeho gradientů. To by dovolilo stanovit odhad primordiálního zastoupení helia, testovat promíchávání slunečního nitra a podle starších představ i vysvětlit příčiny neutrinového problému. Jak je známo, po nějakém čase se astrofyzika této ambice zřekla a konstatovala, že žádná varianta slunečního modelu tento problém nedokáže uspokojivě vysvětlit a přesunula tuto záhadu do rukou fyziků studujících elementární částice. Těm, jak se zdá nabídl řešení objev tzv. oscilačních vlastností neutrina, kdy patrně běžně měřenou složkou neutronového toku je jen část celkového toku a v čase neutrina mění svůj charakter.

Pozdější možnosti stanovit frekvence oscilací, charakterizovaných všemi třemi čísly, tedy i meridionálním indexem  $m$  dovolily se zabývat jemnou strukturou oscilací. Tím se otevřela cesta ke stanovení diferenciální rotace, tedy úhlové rychlosti Slunce v závislosti na heliografické šířce a vzdálenosti od středu.

To souvisí s vnitřní dynamikou Slunce a se stanovením kvadrupólové komponenty  $J_2$ , případně se zploštěním Slunce a dále s dlouhodobým zpomalováním sluneční rotace. Závislost rotace na hloubce dovoluje studovat propojení konvekce s rotací a poskytnout významný přínos pro další rozvoj teorie slunečního MHD dynamu a vyjádřit se např. k silnému fosilnímu charakteru slunečního magnetického pole.

Pokud údaje o frekvencích, charakterizovaných úplnou trojicí čísel dokážeme sledovat dlouhodobě a tedy poznáme jejich časovou proměnlivost, je zde naděje pro sledování velkých rychlostních a teplotních struktur především v konvektivní zóně. Zde máme co do činění s tzv. obřími celami a je možné testovat přítomnost velkorozměrové stlačitelné konvekce a částečně tak kalibrovat teorie hvězdné konvekce.

### 4. NEJVÝZNAMNĚJŠÍ VÝSLEDKY

Jestliže v tomto roce uplynulo již čtyřicet let od nalezení slunečních 5ti minutových oscilací, je třeba říci, že první astrofyzikální výsledky této metody se objevily zhruba před deseti léty a skutečně podnětné výsledky, důležité pro rozvoj sluneční astrofyziky se objevily až po vypuštění observatoře SOHO v roce 1996. Přínos je tedy výrazně patrný teprve posledních pět let.

#### Stanovení slunečního seismického poloměru

Stanovení rozměru Slunce je důležitý astronomický problém, řešený již několik století. Měření prováděná ze zemského povrchu i ze stratosféry za posledních 25 let a korigovaná o atmosférické zkreslení, ztemnění slunečního okraje a jejich časové změny vedly nakonec ke střední hodnotě 969.60 obloukových sekund. To se velmi blíží obvyklé standardní hodnotě  $959.63 \pm 0.10$  obl. sek, resp.  $695.99 \pm 0.07$  Mm, užívané při výpočtu slunečního evolučního modelu. Při práci s materiálem ze SOHO/MDI došlo k porovnání frekvencí pozorovaných  $f$ -módů s odpovídajícími frekvencemi několika slunečních modelů. Frekvence těchto módů v oblasti středních vlnových čísel  $88 < l < 250$  závisí především na gravitační síle a na změně hustoty v poměrně mělké vrstvě pod povrchem. Ukázalo se, že frekvence odvozené z pozorování jsou o zlomek procenta vyšší než ty, odvozené z modelu. Věc se dá do pořádku, když akceptujeme snížení slunečního poloměru o 0.044 %, tj. na hodnotu 695.68 obloukových sekund, což představuje snížení asi o 300 km. Rozdíl mezi fotosférickým a seismickým poloměrem Slunce, bude-li definitivně potvrzen, otevírá zajímavé perspektivy pro rozvoj teorie sluneční konvekce a pro další upřesnění slunečního modelu.

#### Rychlost zvuku ve slunečním nitru

Relativní rozdíl mezi průběhem rychlosti zvuku, odvozeným ze standardního modelu a měřeními hodnotami, odvozenými z inverze ukazuje, že

maximální diference je jen asi 0.4 % se nachází se ve vzdálenosti 0.67 poloměru, kde odchylka je kladná a potom na poloměru 0.25, kde je záporná. Zvýšená rychlost je patrně důsledkem deficitu helia a souvisí s anomálně vysokou turbulencí na tomto přechodu. Není bez zajímavosti, že výrazné míšení patrně souvisí i s tzv. lithiovým problémem, který je znám již od poloviny minulého století a spočívá v neobvyklém deficitu Li a Be, který pozorujeme ve fotosféře. Snížení rychlosti je asi důsledkem přebytku helia na rozhraní mezi jádrem a oblastí zářivé rovnováhy. Tato vrstva se jeví být poměrně širokou, přestože z jiných měření MDI víme, že rozhraní jádra je velmi ostré. Dalo by se to vysvětlit tak, že materiál je zde trvale přemísťován v důsledku makroskopických pohybů v jádře. Pokud tomu tak skutečně je, stává se neurčitým obvyklý předpoklad hvězdné evoluční teorie o tepelné rovnováze v jádře. Je nesporné, že taková nejistota by přinesla nové otázky i při řešení problému velikosti a stability neutrinového toku ze Slunce.

### Měření sluneční rotace a meridionální cirkulace

Na základě měření SOHO/MDI programu pro „střední“ obor harmonických funkcí ( $20 < l < 300$ ) se podařilo stanovit rotační rychlosti alespoň ve třech heliografických šířkách. Ukázalo se, že šířkově závislá diferenciální rotace existuje pouze v konvektivní zóně a v její povrchové vrstvě je tenká slupka s výraznou radiální diferenciální rotací. Oblast zářivé rovnováhy rotuje téměř rigidně, takže na jejich rozhraní se nachází přechodná vrstva, nazývaná tachoklina. Ta je více posunuta na stranu konvektivní zóny a to především na rovníku, kde je velmi tenká, asi 0.1 slunečního poloměru. Přechodová vrstva vzdálená od středu asi 0.67 slunečního poloměru nápadně koinciduje s anomálií rychlosti zvuku, což je patrně způsobeno v důsledku nárůstu turbulentního promíchávání v tachoklině. Lze se s úspěchem domnívat, že zde je soustředěna i oblast, v níž nejefektivněji právě v důsledku turbulence pracuje sluneční MHD dynamo.

### Velkorozměrové proudění

Pod pojmem velkorozměrové proudění obvykle rozumíme takový transport slunečního plazmatu, jehož charakteristický rozměr přesahuje dimenze supergranulí ( $> 35$  Mm) a je zřetelně menší než sluneční průměr ( $\ll 1400$  Mm). O charakteru takového proudění lze mnohé usoudit jak z přímých měření Dopplerových rychlostí, tak i na základě analýzy slunečních oscilací. První způsob byl použit k charakterizování velkorozměrových povrchových proudění v souvislosti s aktivitou mezinárodní sítě GONG. Přístroj byl speciálně navržen pro přesná měření Dopplerových rychlostí na spektrální čáře Ni 676.8 nm, jejíž předností je necitlivost k magnetickému poli a malá závislost na změně úhlu pohledu od středu k okraji disku. Dále byla významná časová rozlišovací schopnost (každých 60 sek) pro pozorování celého disku, takže bylo možné v čase velmi

dobře rozlišit 5 minutové oscilace a nečinilo problém oddělit oscilační signál od stacionárního proudění jednoduchým ustředěním. S takovým materiálem bylo možné formulovat některé závěry o axiálně symetrickém proudění, kam patří sluneční diferenciální rotace a meridionální cirkulace a dále potom proudění v konvektivních celách.

Z měření dopplerovských rychlostí na celém slunečním disku v rámci projektu GONG je možné transformovat rychlostní pole do osově nesymetrických sférických harmonických funkcí. Výsledné spektrum, vyjadřující průběh dvojmocí amplitud v závislosti na hlavním čísle  $l$  ukazuje, že dominantní maximum je v oblasti kolem  $l = 80$  což nasvědčuje konvektivním buňkám o průměru kolem 50 Mm, tedy více než je střední průměr supergranulí. Pro nalezení drobnějších konvektivních útvarů nejsou data z GONG vhodná, poněvadž pro mezogranule je zapotřebí  $l = 500$  a pro granule dokonce  $l = 4000$ , zatímco měření nad  $l = 250$  z tohoto projektu již nejsou použitelná. Pozoruhodná je absence (zatím) obřích konvektivních cel, které by se měly projevit pro  $l = 30$ . Nicméně se očekává, že další pozorování mohou v této oblasti indikovat výraznější změny spektrálního diagramu.

Speciální postup při analýze povrchového proudění je založen na dvou numerických metodách, kterým se v literatuře říká "Local Correlation Tracking" (LCT) a "Feature Tracking" (FT). Poslední zmíněná metoda vyžívá časově ustředněných dopplerovských obrazů a sleduje na nich pohyb jednotlivých výrazných objektů. Z měření SOHO/MDI se podařilo najít útvary, které v zásadě "korotují" se sluneční fotosférou a to ať se jedná o supergranule, kde  $64 < l < 128$ , nebo o obří cely, kde  $1 < l < 32$ . Přitom se zdá, že tyto cely rotují poněkud rychleji než fotosféra.

Jiný přístup k poznání velkorozměrového proudění je založen na měření slunečních oscilací s využitím "time distance helioseismology" a následně na inverzní proceduře.

### Nestabilní chování velkorozměrového proudění, diferenciální rotace a meridionální cirkulace.

Pozoruhodný výsledek o zonálním proudění v sluneční konvektivní zóně získala skupina ze Stanfordu již v první fázi projektu SOI. Netajili se domněnkou, že se jim podařilo detekovat pohyb připomínající atmosférické struktury podílející se na vývoji počasí v zemské atmosféře. Za zcela nový objev považují výrazné proudění nedaleko slunečních pólů, hluboko pod povrchem a zcela nepozorovatelné ve fotosféře. Jako prstence obepínají Slunce na šířce 75 stupňů a vytvářejí zploštělé oválné oblasti o průměru kolem 27 Mm, kde se plazma pohybuje asi o 10 % rychleji než okolí. Dále Kosovichev a Schou (1997) našli, že na obou polokoulích jsou zóny o šířce kolem 65 Mm, v nichž plazma proudí navzájem s různou rychlostí. To není nový objev, z povrchových měření je to známá skutečnost již od Howarda a LaBonte (1980). Těchto pásem je celkem šest, vzájemná rychlost kolem rozhraní

je asi 4 m/s a na povrchu se pohybují od středních šířek k rovníku během jedenáctiletého cyklu. Novinkou je, že zasahují alespoň 20 Mm pod fotosféru. Je pozoruhodné, že sluneční skvrny se zpravidla objevují při hranicích dvou opačných proudů. Kromě toho, vnější vrstvy Slunce od povrchu až do hloubky kolem 25 Mm se soustavně pohybují od rovníku k pólům rychlostí asi 20 m/s. Tyto navzájem protisměrné meridionální pohyby sice vyvolávají jistý údiv, nicméně se zdá, že by bylo možné je vysvětlit přítomností osově nesymetrických rychlostních struktur ve sluneční konvektivní zóně. Dosavadní analýzy heliosesmičkových měření do tak detailního globálního rychlostního pole ale ještě nedospěly. Kombinovaný tým ze Stanordu a z NSO v Tucsonu (Howe a další, 2000) ukázal na měřeních z MDI a GONG velmi zajímavá změny v rychlosti sluneční diferenciální rotace v dolní vrstvě konvektivní zóny, v okolí tachokliny. Měření nad a pod vrstvou tachokliny vykazují změny s periodou kolem 16-ti měsíců a na obou vrstvách vykazují hodnoty navzájem velmi zřetelnou antikorelaci. Amplituda variací se mění s heliografickou šířkou a na rovníku je kolem 6 nHz.

### **Proudění v okolí slunečních skvrn a pod nimi.**

Studium rychlostního pole v okolí slunečních skvrn ve fotosféře a v prostoru pod skvrnou bylo provedeno na základě analýzy řady souborů Dopplergramů s vysokým rozlišením, pořízených na přístroji SOHO/MDI.

Použitím měření doby šíření povrchových vln ( $f$ -módy) ukázali Gizon a kol. (2000) na přítomnost radiálního odtoku od skvrny se střední rychlostí 1 km/s na hladině 2 Mm přímo pod fotosférou a zasahuje od středu skvrny do vzdálenosti kolem 30 Mm. Přestože odvozená rychlost je mnohem menší než Dopplerova rychlost měřená ve fotosféře, ukazuje se, že Evershedovo proudění je velmi mělké a s ohledem na povrchový charakter  $f$ -módů je zřejmé že tento pohyb je převážně horizontální v tenké vrstvě přímo pod fotosférou.

Zhao a kol. (2001) využili time-distance techniky, založené na měření doby šíření akustických vln ( $p$ -módy). Stanovením doby šíření a následnou inverzí bylo možné popsat rychlostní pole kolem a pod skvrnou. Poměrně výrazné proudění, které konverguje a směřuje dolů bylo nalezeno asi 1.5 až 5 Mm pod skvrnou. Tento typ proudění velmi dobře souhlasí s koncepcí tzv. "cluster" modelu slunečních skvrn, v němž jsou spojovány jednotlivé elementární silotrubice do mocnějšího svazku, který představuje výslednou sluneční skvrnu. Obecně proudění napříč podfotosferickou oblastí skvrny mnohem více upřednostňuje "cluster" model než model masivní skvrny. Pokud základní charakteristikou skvrny bude její teplotní diference mezi teplotou na ose skvrny a v okolní fotosféře, potom skvrna musí být velmi mělký útvar. Jestliže teplotní diference v hloubce Wilsonovy deprese je až 9000 K, potom s hloubkou prudce klesá a na hladině 2 Mm bude 500 K a na hladině 6 Mm jen 25

K. Konvergující a dolů směřující proudění zaniká v hloubce 5 Mm. Výrazné proudění napříč skvrnou je zaznamenáno v hloubce 9 - 12 Mm.

Význam tohoto typu pozorování spočívá i v tom, co pozorováno nebylo. Jak uvedl Kosovichev v červnu 2002 na konferenci na Santorini, celý jev je velmi mělký a hlavně, nebyly nalezeny žádné příznaky vynořující se smyčky magnetické silotrubice ze spodní části konvektivní zóny. Pokud by se tato skutečnost potvrdila a prokázala na mnohem bohatším pozorovacím materiálu, vážně by to ohrozilo celou dosavadní koncepci scénáře mechanismu slunečního cyklu, který je dnes akceptován širokou komunitou slunečních astrofyziků.

### **Seismické vlny ve spojení s erupcemi**

Projekt MDI/SOI na SOHO, kde je v Michelsonově interferometru zobrazování pole Dopplerových rychlostí (Michelson Doppler Imager—MDI) obzvláště kvalitně vyřešeno, poskytl poměrně neočekávané pozorování odezvy mohutné erupce v rychlostním poli fotosféry (Kosovichev a Zharkova, 1998). Přestože takový jev byl pozorován zatím pouze jednou, stojí za to jej blíže popsat. Téměř jednu minutu po explozivní fázi erupce ze dne 9. července 1996 se podařilo po nemálo sofistikovaném zpracování nalézt rozpínající se kruhovou vlnu, zvětšující svůj poloměr. Její epicentrum, se nacházelo v místě dynamického impulsu vertikální rychlosti přímo v erupci. Amplituda radiální rychlosti (tedy relativně k pozorovateli) ve vlně je kolem 50 m/s a poloměr se zvětšoval s rychlostí 30 m/s na počátku (poloměr asi 20 Mm) a s rychlostí 100 m/s (s poloměrem 120 Mm) ke konci pozorování. Odhaduje se, že amplituda vlny na povrchu byla kolem 3 km. Interpretace tohoto jevu byla navržena již dříve Kosovichevem a Zharkovou (1995). Podle dnes již obecně akceptovaného modelu sluneční erupce, vytvářejí primární explozi elektrony o vysoké energii, urychlené nad chromosférou, zpravidla v koróně. Ty jsou nasměrovány magnetickým polem dolů do fotosféry a zde produkují X záření, mikrovlnné radiové záření a rázovou vlnu, což vede k prudkému intenzivnímu lokálnímu (ploška o průměru kolem 3 – 5 Mm) ohřevu plazmy na povrchu. Odtud se patrně inicializuje sluneční seismická vlna, která vyvolává náhlou kompresi plazmy a šíří se přes sluneční těleso. Lze předpokládat, že helioseismická analýza podobných procesů v budoucnu bude zásadním přínosem pro pochopení komplexní povahy sluneční erupce.

### **Proudění pod fotosférou**

Duvall a kol. (1997) na základě "time distance" techniky použili poměrně krátké pozorovací řady pořízené v průběhu jen 8.5 hodiny k analýze mělkého proudění pod fotosférou do hloubky kolem 6 Mm. Výsledkem je trojrozměrná rychlostní mapa s možností identifikovat všechny anomálie v teplotní i rychlostní struktuře. Není problémem nalézt vztah mezi



fotosférickým magnetickým polem a strukturou rychlostního pole. Zdá se, že tato metodika je velmi spolehlivým prostředkem pro analýzu mělkého prostředí pod fotosférou. Prohlubování studované vrstvy je nejen teoreticky možné, ale z hlediska výzkumných cílů v blízké budoucnosti i nutné pro konkrétní aktivní situace na Slunci.

### Odvrácená strana Slunce

Jedním ze zajímavých výsledků, který do značné míry potvrzuje naše představy o šíření vln ve slunečním tělese souvisí s možností mapovat stav sluneční aktivity na odvrácené straně Slunce pomocí analýzy rychlostního pole na přivrácené straně. Celý postup respektuje starší poznatek, že sluneční skvrny se význačnou měrou podílejí na absorpci a rozptylu slunečních oscilací. Technika, které se říká „sluneční helioseismická holografie“ byla před několika léty vyvinuta Lidseyem a Braunem (2000) a využívá skutečnosti, že sluneční těleso může být za určitých okolností transparentní pro seismické tlakové vlny z přivrácené na odvrácenou polokouli. Za těchto okolností potom svazek akustických vln, rozptylovaný poměrně malou aktivní oblastí na odvrácené straně dosáhne přivrácenou stranu Slunce, na níž jsme schopni pozorovat v mnoha bodech sluneční oscilace. Vlny vycházející z oblasti se silným magnetickým polem se šíří poněkud rychleji než ostatní vlny a dosahují přivrácené strany asi o 12 sekund dříve. Tyto vlny jsou fázově koherentní a pokud výchozí bod je antipodní (tj. poblíž středu odvrácené polokoule) potom narazí na přivrácenou polokouli ve dvou oblastech, symetricky orientovaných vůči středu slunečního disku. Tyto oblasti lze potom vzájemně korelovat a podobně jako v případě lokální helioseismologie, lze matematickou cestou odvodit polohu i tvar výchozí skupiny skvrn na odvrácené straně. Odpovídající synoptické mapy jsou nyní pravidelně k dispozici na WWW. Možnost sledovat vývoj aktivity na odvrácené polokouli si pochvalují badatelé v oboru kosmického počasí, poněvadž touto cestou nám jsou dostupná data o aktivitě téměř nepřetržitě.

### Nalezení gravitačních vln ( $g$ - módy)

O gravitačních vlnách předpokládáme, že existují pouze pod sluneční konvektivní zónou, poněvadž v konvektivní zóně gravitace nemůže působit jako vzplývavá síla. Přestože v uplynulém období bylo vynaloženo nemalé úsilí tento typ vln detekovat a to i kombinováním několika různých přístrojů (např. MDI/SOHO a GONG), veškerá dosavadní snaha se nesečkala s pozitivním výsledkem. Podařilo se ale zformulovat horní hranici pro tento typ oscilací, kde rychlost bude  $\leq 10$  mm/sec při 200 micro Hz a amplituda  $0.5 \times 10^{-6}$

## 5. ZÁVĚR

Helioseismologie jako metoda k analýze některých fyzikálních parametrů ve slunečním nitru si vydobyla místo mezi obecně akceptovanými postupy při astrofyzikálním výzkumu. Její unikátní schopnost nahlédnout do oblastí pod sluneční fotosférou jí učinila nepostradatelnou a každým rokem se objevují desítky prací, z nichž mnohé mají naprosto zásadní význam pro rozvoj sluneční fyziky. Konvektivní zóna se ve světle nových poznatků jeví jako neobyčejně dramatické prostředí s bohatou vnitřní strukturou a širokým spektrem změn a vývojových tendencí. Obtíže s detekováním  $g$ -módů oscilací činí zatím procesy ve slunečním jádře a v jeho bezprostředním okolí velmi nejasné, nicméně panuje všeobecné přesvědčení, že zvyšování citlivosti a rozlišení pozorovacích zařízení dovolí v dohledné době zvládnout i tento problém. Ostatní výzkumy, z nichž mnohé byly zmíněny v této stati, jsou pouze startovacími výsledky a jejich dlouhodobé pokračování je dokonalou zárukou, že tempo rozvoje tohoto oboru, jehož svědky jsme byli v posledním desetiletí minulého století, bude využito a stabilizováno pro poznání sluneční činnosti jako celku i pro poznání jednotlivých aktivních procesů v celé jejich komplexnosti.

### Poděkování

Tato studie byla zpracována v rámci řešení grantového úkolu GAČR 205-01-0657.

## LITERATURA

- Deubner, F.-L.: 1975, Observations of low wavenumber non-radial eigenmodes of the sun, *Astron Astrophys.* **44**, 371-375.
- Duvall, Jr., T. L., Kosovichev, A. G. Scherrer, P. H., Bogart, R. S. Bush, R. I., DeForest, C., Hoeksema, J. T., Schou, J., Saba, J. L. R., Tarbell, T. D., Title, A. M., Wolfson, C. J., & Milford, P. N.: 1997, Time-Distance Helioseismology with the MDI Instrument: Initial Results, *Solar Phys.* **170**, 63-73.
- Fossat, E., Ricort, G., Aime, C., & Roddier, F.: 1974, Evidence for large-scale oscillations of the solar photosphere, *Astrophys. J. Letters* **133**, Part2, L97-L99.
- Gizon L., Duvall T.L. & Larsen R.M. (2000), Seismic tomography of the near solar surface, *J. Astrophys. Astr.*, **21**, 339-342.
- Howard, R. and LaBonte, B., J.: 1980, The Sun is observed to be a torsional oscillator with a period of 11 years, *Astrophys. J. Letters* **239**, L33-L36.
- Howe, R., Christensen-Dalsgaard, J., Hill, F., Komm, R. W., Larsen, R. M., Schou, J., Thompson, M. J. & Toomre, J.: 2000, Dynamic variations at the base of the solar convection zone, *Science* **287**, 2456-2460.
- Kosovichev A.G. and Zharkova V.V. (1995): Seismic response to solar flares: theoretical predictions, in *Proc. of the IV SOHO Workshop, Asilomar, Pacific Grove, California, USA, 2-6 April 1995 (ESA SP-376, Vol. 2, June 1995)*, 341-344.

- Kosovichev, A. G. and Schou. (1997): Detection of zonal flows beneath the Sun's surface from F-mode frequency Splitting, *Astrophys. J. Letters* **248**, L207- L210.
- Kosovichev A.G. and Zharkova V.V. (1998): Seismic response to solar flares from SOHO/MDI observations, *Nature* **393** , 317-319.
- Leighton,, R. B., Notes, R. W., and Simon, G. W.: 1962, Velocity fields in the solar atmosphere. I. Preliminary Report, *Astrophys. J.* **135**, 474-499.
- Lindsey, C. & Braun, D. C.: 2000, Seismic images of the far side of the Sun, *Science* **287**, 1799-1801.
- Zhao, J, Kosovichev, A. G., and Duvall, T. L. Jr.: 2001, Investigation of mass flows beneath a sunspot bu time-distance helioseismology, *Astrophys. J.* **557**, 384-388.