

Slunce a jiné hvězdy

VLADIMÍR ŠTEFL – JULIUSZ DOMAŃSKI

Brno – Toruń

A. S. Eddington:

... „*máme naději, že v blízké budoucnosti budeme dostatečně kompetentní k pochopení tak jednoduchého jevu, jako je hvězda*“.

**The Internal Constitution of the Stars,
1926**

Od starověku obloha a jevy na ní probíhající budily pozornost lidí. V předantickém období pochopili, že na hvězdné sféře existuje několik objektů (Slunce, Měsíc a tehdy známých pět planet) měnících vzhledem k hvězdám svoji polohu, v některých případech i jasnost. Meteory a komety byly považovány za jevy probíhající v atmosféře Země v tzv. sublunární (podměsíční) oblasti. Názor na neměnnost sféry hvězd narušovala pozorování supernov v letech 1054, 1562, 1604. Supernovy však nejsou početné a objevovaly se v dlouhých časových intervalech. Jako první upozornil na proměnnou jasnost hvězdy Mira Ceti *David Fabricius* (1564–1617) v roce 1596. Jeho objev upadl v zapomnění a proměnnost Míry znovu zjistil *Richard Holward* roku 1638. Do konce XVIII. století seznam proměnných hvězd obsahoval pouze osm objektů. Vlastní pohyb hvězd objevil *Edmond Halley* (1656–1742) v roce 1718. Překonání představ o neměnnosti hvězd trvalo relativně dlouho, neboť většina vývojových procesů probíhajících ve hvězdách trvá na časových škálách odpovídajících objevení se člověka homo sapiens na Zemi.

Zkoumání hvězd začneme od Slunce, hvězdy nám nejbližší. Pro stanovení správných údajů o něm musíme znát vzdálenost Země – Slunce a také některé parametry soustavy Země – Měsíc.

Základní vzdálenost Země – Slunce a_Z se podařilo poprvé určit v roce 1672 při velké opozici Marsu stanovením jeho paralaxy, výsledná hodnota činila $138,5 \cdot 10^6$ km. Přesnější výsledek $153,5 \cdot 10^6$ km byl získán v roce 1761 z pozorování průchodu Venuše přes sluneční disk. Podrobněji byla tato metoda popsána v článku [1]. Zásadou radiolokačních měření známe dnes

vzdálenost Země – Slunce ještě přesněji, v současnosti udávaná hodnota je 149 597 870,691 km.

Hmotnost Země byla po prvé stanovena prostřednictvím zákona všeobecné gravitace po určení v roce 1798 *Henry Cavendishem* (1731–1810) hodnoty gravitační konstanty.

O něco obtížnější bylo určení hmotnosti Měsíce. Země obíhá kolem Slunce současně s pohybuujícím se Měsícem. Ten ve svém pohybu ovlivňuje rychlost pohybu Země. Z analýzy hodnoty rychlosti můžeme určit poměr hmotností Země a Měsíce. Jestliže Měsíc ve svém pohybu kolem Slunce předbíhá Zemi, její rychlost se zmenšuje. Naopak pokud Země předstihuje Měsíc, její rychlost se mírně zvětšuje. To dovoluje určit, podrobný výpočet nebudeme provádět, poměr hmotností Země a Měsíce. Při znalosti hmotnosti Země můžeme stanovit hmotnost Měsíce.

Z velikosti slapových účinků Měsíce působících na Zemi určil *Isaac Newton* (1642–1727) roku 1687 [2] poměr hmotností Země a Měsíce na 40 : 1. *Leonhard Euler* (1703–1783) v roce 1772 pokládal v [3] poměr rovný 70 : 1. Později *Pierre Simon de Laplace* (1749–1827) v [4] roku 1822 uvádí poměr 75 : 1.

Vzdálenost Měsíce byla poprvé určena paralaktickou metody *Josephem Jeromem Lalandem* (1732 – 1807) a *Nicolasem Lousiem de Lacaillem* (1713 – 1762) roku 1752.

Zapišeme III. Keplerův zákon zobecněný Newtonem v [2] pro soustavu Země (s Měsícem) – Slunce a pro soustavu Země – Měsíc:

$$T_Z^2 = \frac{4\pi^2}{G(M_S + m_Z)} a_Z^3$$

a

$$T_M^2 = \frac{4\pi^2}{G(m_Z + m_M)} a_M^3.$$

Úpravou obdržíme z obou vztahů

$$M_S = (m_Z + m_M) \left(\frac{a_Z}{a_M} \right)^3 \left(\frac{T_M}{a_Z} \right)^3 - m_Z.$$

Po dosazení číselných hodnot dostaneme $M_S = 1,989 \cdot 10^{30}$ kg.

Pozorovaný střední úhlový průměr Slunce lze astrometricky určit, je roven $31'59,30'' = 1919,30''$. Při znalosti vzdálenosti Země – Slunce stanovíme lineární průměr a rovněž i střední hustotu $R_S = 695\,508\text{ km}$, $\rho_S = 1,409 \cdot 10^3\text{ kg}\cdot\text{m}^{-3}$.

Obtížnější je určení solární konstanty, velikost energie dopadající na 1 m^2 vnější části atmosféry Země, tedy ve vzdálenosti 1 AU od Slunce, $K = 1,365 \cdot 10^3\text{ W}\cdot\text{m}^{-2}$. Znalost její hodnoty umožňuje stanovit zářivý výkon Slunce $L_S = 3,845 \cdot 10^{26}\text{ W}$. Odtud můžeme vypočítat teplotu povrchu Slunce, přesněji jeho *efektivní* povrchovou teplotu, jestliže známe poloměr Slunce R_S . Po aplikaci a úpravě Stefanova-Boltzmannova zákona obdržíme

$$T_{\text{ef}} = \left(\frac{K a_Z^2}{\sigma R_S^2} \right).$$

Výzkum slunečního spektra *Josephem Fraunhoferem* (1787–1826) v roce 1814 umožnil získat první představy o chemických prvcích v povrchové vrstvě sluneční atmosféry – fotosféře.

Z analýzy vzorků nejstarších hornin na Zemi vyplývá, že stáří Země je zhruba 4,5 miliardy roků. Po tuto dobu se zářivý výkon Slunce příliš podstatněji neměnil. Koncem třicátých let minulého století byla navržena myšlenka produkce energie Slunce prostřednictvím termojaderných reakcí syntézy protonů. Jejím autorem byl v roce 1938 americký fyzik *Charles Louis Critchfield* (1910–1994). Konkrétní průběh reakcí p–p řetězce byl propočítán až počátkem padesátých let americkými astrofyziky *Isadore Epsteinem* (1919–1995) a *Johnem Beverly Okem* (1928–2004).

Je zřejmé, že teplota v centrálních oblastech Slunce musí být vyšší než v povrchových vrstvách. Taková, aby mohly probíhat termonukleární reakce syntézy vodíku. Dokážeme určit teplotu a další fyzikální podmínky v nitru Slunce? Pozorováním ze Země lze zkoumat pouze jeho atmosférické vrstvy, z kterých k nám přichází záření. Při vyšší teplotě uvnitř Slunce musí být látka v plynném stavu, přesněji plyn musí být ionizován, tedy jde o plazmu. Následující prováděné úvahy jsou zjednodušené, přesto obdržené výsledky se příliš neliší od získaných přesnými výpočty. Velká hmotnost Slunce vytváří velmi silné gravitační pole, pod jehož působením by se plynná koule musela neustále smršťovat. To však nepozorujeme, protože horká plazma vytváří tlakovou sílu působící proti síle gravitace. Můžeme konstatovat, že Slunce je plazmová koule v hydrostatické rovnováze. Všechny její částice se vzájemně přitahují podle zákona všeobecné

gravitace. Pro každou dvojici částic je přitažlivá síla malá, ale celkově jejich velký počet (pro Slunce $\approx 10^{57}$) způsobuje, že výsledná síla vzájemné přitažlivosti je dostatečně velká k udržení všech částice plazmové koule pohromadě. Slunce je hvězda, proto další výklad platí i pro hvězdy. Nacházejí se ve stavu hydrostatické rovnováhy, což znamená, že síly působící na každý objemový element jsou v rovnováze. Tíhu elementu kompenzuje vztlaková síla vznikající tím, že tlak směrem ke středu hvězdy roste. Představme si válec se základnou S , výškou Δr , osa válce směřuje radiálně ke středu hvězdy. Tlakové síly působící na plášť válce se vyrovnávají. Na spodní podstavu působící síla je rovna pS , na horní podstavu $(p + \Delta p)S$. Rozdíl těchto sil ΔpS označíme F_1 . Válec má tíhu $F_2 = \rho S \Delta r g$. Platí $F_1 + F_2 = 0$. Odtud vyplývá rovnice hydrostatické rovnováhy $\Delta p = -\rho g \Delta r$. Protože ρ a g jsou kladné veličiny, platí $\frac{\Delta p}{\Delta r} < 0$, tedy tlak od středu hvězdy monotónně klesá. Ve hvězdě působí tlak p_g plynu $p_g = \frac{A}{\mu} \rho T$, kde A je plynová konstanta $A = 8,31 \cdot 10^3 \text{ J} \cdot \text{kg}^{-1} \cdot \text{K}^{-1}$, μ je střední hmotnost připadající na jednu částici. U hvězd horní části hlavní posloupnosti je rozhodující tlak záření $p_r = \frac{aT^4}{3}$, kde $a = 7,55 \cdot 10^{16} \text{ J} \cdot \text{m}^{-3} \cdot \text{K}^{-4}$. I přes velké vzdálenosti hvězd od nás a nemožnost přímého pozorování nitra hvězd existují metody studia fyzikálních a chemických podmínek v nitru hvězd, založené na fyzikálních zákonech. Ukážeme si to na příkladu Slunce.

Pro vytvoření nezkreslených a podložených představ o fyzikálních podmínkách v nitru hvězd lze prostřednictvím zákona všeobecné gravitace a stavové rovnice plynů zjednodušeným způsobem provést odhad centrálního tlaku a teploty v nitru Slunce. Nejprve provedeme odhad centrálního tlaku p_c . Tlak záření p_r je pro hvězdy s hmotnostmi srovnatelnými s hmotností Slunce mnohem menší než tlak plynu p_g proto můžeme tlak záření zanedbávat. Vyjdeme z rovnice hydrostatické rovnováhy zapsané zjednodušeně $p = p_g$. Tuto podmínku si můžeme názorně představit tak, že tlak plynu v blízkosti středu plyné koule se musí rovnat tlaku vytvářenému tíhou sloupce plynu s příčným průřezem 1 m^2 a výškou rovnou poloměru koule – hvězdy (obr. 1). Tíha sloupce plynu je rovna síle, kterou je přitahována ke středu koule. Dosadíme do zákona všeobecné gravitace

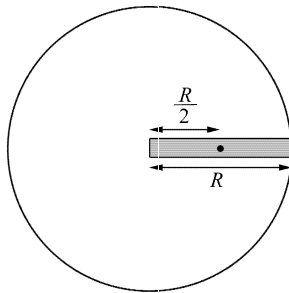
$$F = G \frac{M m_2}{\left(\frac{R}{2}\right)^2}$$

(M je hmotnost celé koule a m^2 je hmotnost výše definovaného sloupce plynu). Označíme-li symbolem ρ průměrnou hustotu plynu v sloupci, pak

$m_2 = \rho R$, kde R je poloměr koule. Vzdálenost mezi středy koule a sloupce plynu je $r = R/2$. Za těchto podmínek je tíha vytyčeného sloupce plynu na m^2 rovna

$$p_c = G \frac{M \rho R}{\left(\frac{R}{2}\right)^2} = 4G \frac{\rho M}{R}.$$

Po dosazení základních charakteristik Slunce ($M = 2 \cdot 10^{30}$ kg, $R = 7 \cdot 10^8$ m, $\rho = 1,4 \cdot 10^3$ kg·m⁻³, obdržíme $p_c \cdot 10^{15}$ N·m⁻². Dále provedeme výpočet průměrné teploty v nitru Slunce T . Budeme zjednodušeně předpokládat, že přibližně platí $p = p_c/2$, kde p je průměrný tlak ve vzdálenosti $r = R/2$ od středu Slunce. Dosazením do vztahu pro tlak obdržíme $p = \frac{2G\rho M}{R}$. Ze stavové rovnice vyjádříme $T = p \frac{\mu}{\rho A} = \frac{2G\mu M}{AR}$. Odtud po dosazení (při $\mu = 0,6$) získáme $T \approx 10^7$ K. Pokud by se Slunce skládalo výhradně z ionizovaného vodíku, platilo by $\mu = 0,5$, v ionizovaném stavu každý atom vodíku se skládá ze dvou částic – protonu a elektronu. Chemické složení Slunce je podle hmotnosti 78 % vodíku, 25 % hélia a 2 % dalších tzv. těžších prvků.



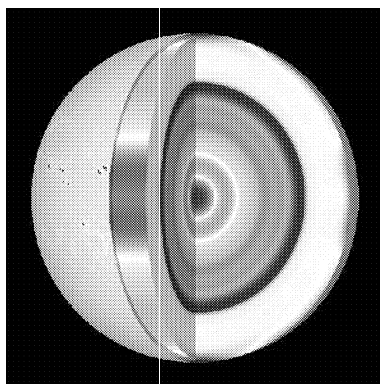
Obr. 1

I přes zjednodušení je výsledná hodnota centrální teploty velmi přesná. Určená teplota 10^7 K je nezbytná k uskutečnění průběhu termonukleárních reakcí syntézy vodíku na helium. Více informací o stavbě nitra Slunce můžeme získat vytvořením matematického modelu, vycházejícího z astrofyzikálních zákonitostí. Jednotlivé diferenciální rovnice nebudeme uvádět. Jejich řešení umožňuje nalézt průběh funkcí $n(r)$, $p(r)$, $M(r)$, $L(r)$ i $T(r)$, tedy závislost hustoty, tlaku, hmotnosti, zářivého výkonu a teploty na vzdálenosti od středu hvězdy. Jaká je shoda obdržených výsledků

s realitou? Do nedávné doby nebylo možné se o našich představách přesvědčit. Možnost ověření výsledků se objevila počátkem šedesátých roků minulého století prostřednictvím helioseismologie vycházející z analýzy oscilací Slunce, které byly na slunečním povrchu zkoumány prostřednictvím dopplerovských posuvů fotosférických čar proměřovaných na celém disku Slunce. První pozorování oscilací spadají do roku 1960, kdy pod vedením *Leightona* [5] na observatoři Mount Wilson začali tento jev zkoumat.

Helioseismologická metoda je analogická geofyzikální zkoumající nitro Země analýzou šíření seismických vln. Z ní lze zjišťovat, jakým prostředím vlna prošla a jaké jsou jeho vlastnosti.

Odhalené kmity jsou interpretovány jako vlny v sluneční hmotě, jejich analýza umožňuje výzkum nitra Slunce. Ukazuje se, že výsledky získané helioseismologií nejsou odlišné od již známých z modelů. Například obr. 2 zachycuje radiální a šířkové odchylky rychlosti zvuku ve Slunci vzhledem ke standardnímu modelu Slunce. Tmavší barvou jsou zachyceny kladné odchylky – teplejší oblasti, světlejší záporné odchylky – chladnější oblasti. Model nitra Slunce je tak správný.



Obr. 2

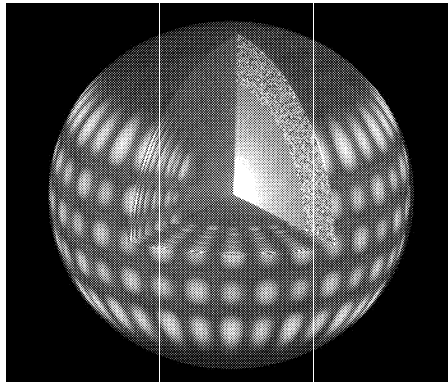
Pozorování změn radiálních rychlostí jednotlivých bodů slunečního povrchu umožňuje rozložit oscilace do jednotlivých módů. Ty sahají do různých hloubek v nitru Slunce. Můžeme tak stanovit například rozložení rychlosti zvuku na vzdálenosti od středu. Vzhledem k závislosti rychlosti zvuku na teplotě lze stanovit průběh teploty v nitru Slunce, čímž mů-

žeme testovat modely slunečního nitra, zachycující rozložení teploty v nitru Slunce [6] .

Nejjednodušší formy kmitání koule modelující Slunce můžeme zachytit různou barevností snímků (na obr. 3 různými odstíny šedi), plochy jsou odděleny uzlovými čarami, vytvářejícími síť poledníků a rovnoběžek. Počet uzlových čar (poledníků, rovnoběžek) se nazývá mod kmitání.

Nejvíce energie nesou pětiminutové oscilace vesměs vyvolané tlakovými vlnami, tzv. p – mody.

Sluneční oscilace prostupují celé Slunce. Jejich výzkum provádí globální helioseismologie, která dává informace o osově symetrické struktuře Slunce a jeho rotaci. Na obr. 3 je zachycena skrytá struktura slunečního nitra odhalená právě globální helioseismologií. Protože Slunce je řadovou hvězdou, lze v principu celou metodiku výzkumu použít i na mnohem vzdálenější hvězdy, jde o asteroseismologii (podrobněji v [7]).



Obr. 3

Literatura

- [1] *Domanski J., Štefl V.*: Bogini po przejsciach . Fyzika w Szkole vol. 50 (2004), no. 4, p. 231.
- [2] *Newton, I.*: The Principia. Mathematical Principles of Natural Philosophy, česky Matematické principy přírodní filozofie. London, 1687.
- [3] *Euler, L.*: Theoria Motuum Lunae, nova methodo pertractata una cum Tabulis Astronomicis , česky Teorie pohybu Měsíce vyložená novým způsobem a astronomické tabulky. Petrohrad, 1772.

- [4] *Laplace, P. S.*: Traité de Mécanique Céleste. Paris 1798 – 1825.
- [5] *Leighton, R. B. – Noyes, R. W. – Simon, W. G.*: Velocity fields in the solar atmosphere. *Astrophys. J.* 135, (1962), p. 474.
- [6] *Švanda, M.*: Helioseismologie moderní směr výzkumu Slunce . *Astropis*, 2003, č. 1, s. 14.
- [7] <http://www.ster.kuleuven.be/~zima/helasma5/modules.php?name=Content&pa=showpage&pid=7>