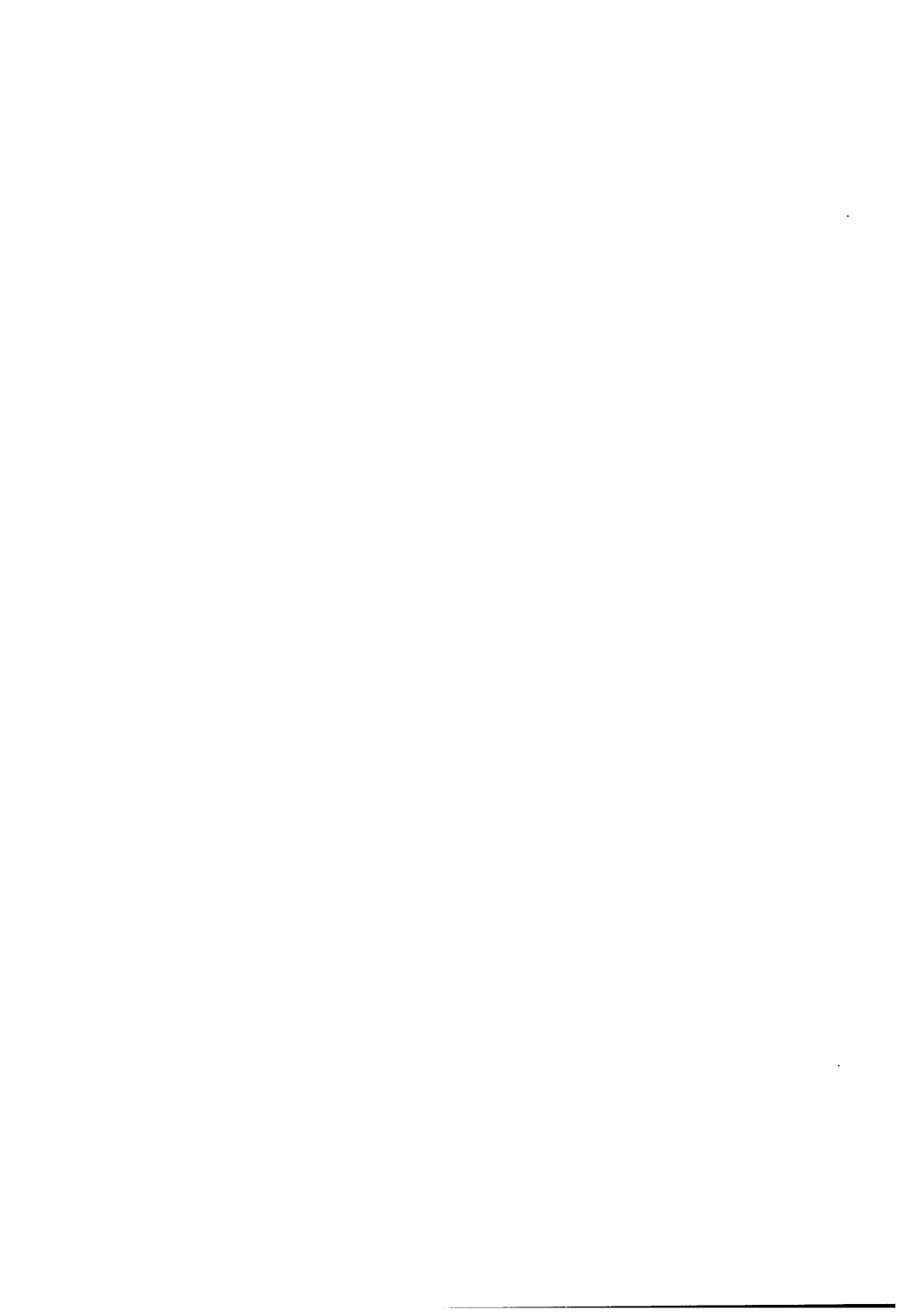




**KOSMICKÉ
ROZHLEDY**

ROČNÍK 28 (1990) ČÍSLO 2



KOSMICKÉ ROZHLEDY, neperiodický věstník Československé astronomické společnosti při Československé akademii věd

ročník 28 (1990)

číslo 2

Petr Heinzel

Zářivé procesy ve hvězdných atmosférách

(dokončení z č. 1/1990)

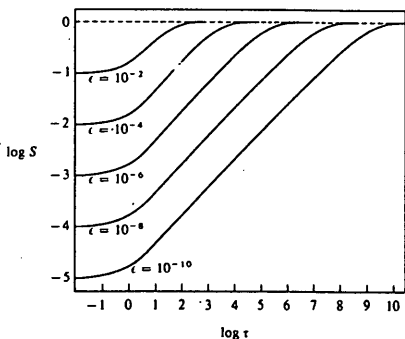
V minulých kapitolách jsme se pokusili vysvětlit základní principy teorie přenosu záření, tak jak je dnes běžně používána v astrofyzice. Především pak šlo o to ukázat, jaký je rozdíl mezi lokální termodynamickou rovnováhou ve hvězdné atmosféře (LTE) a tzv. non-LTE. K tomu účelu bylo výhodné použít zjednodušenou modelovou představu dvouhladinového atomu bez kontinua, tj. idealizovaného atomu, který má pouze dvě diskrétní kvantové hladiny. Na příkladu dvouhladinového atomu si dále ukážeme některé obecné vlastnosti řešení rovnice přenosu záření.

4. Záření jednoduchých modelových atmosfér

Při studiu hvězdných atmosfér, sluneční atmosféry a dále některých specifických plazmových útvarů, které lze v těchto atmosférách očekávat (na Slunci mnohé z nich přímo pozorujeme díky dostatečnému prostorovému rozlišení) se setkáváme se dvěma základními typy geometrií: plazmová vrstva (jakási deska) konečné tloušťky a tzv. polonekonečná atmosféra. V prvním případě se jedná o idealizovanou jednorozměrnou strukturu, jejíž jedna dimenze je konečná (tedy tloušťka vrstvy) a druhé dvě jsou nekonečné. Takováto byt i velmi zjednodušená geometrie celkem dobře reprezentuje - tj. z hlediska přenosu záření - mnohé útvary ve sluneční atmosféře jako jsou protuberance, erupce, smyčky v magnetickém poli, ale i některé struktury na hvězdách jako např. akreční disky. Polonekonečná atmosféra je klasickým pojmem v teorii přenosu záření, přičemž se v podstatě jedná o stejnou geometrii jako v prvním případě, avšak s tím rozdílem, že polonekonečná atmosféra jakožto planoparalelní jednorozměrná vrstva má teoreticky nekonečnou optickou tloušťku. Jinými slovy, na povrchu hvězdy nebo Slunce je $\tau = 0$ a v hloubce platí $\tau \rightarrow \infty$, což znamená, že nejhlubší vrstvy atmosféry již nevidíme. Existuje i pojem nekonečná atmosféra jakožto hypotetické prostředí, kde v každém jeho místě je τ nekonečné, a to ve všech směrech a pro všechny frekvence záření. Poloneko-

nečná atmosféra popisuje celkem dobře velkou většinu reálných hvězdných atmosfér včetně atmosféry sluneční, i když se v poslední době - právě díky vysokému prostorovému rozlišení, s nímž pozorujeme sluneční povrch - od této zjednodušené koncepce začíná ustupovat.

V minulosti se řada autorů detailně zabývala studiem přenosu záření ve výše uvedených atmosférách, a to v přiblížení dvouhladinového atomu tak jak byl diskutován v první části. Zde se stručně zmíníme o některých obecných zákonitostech, přičemž vyjdeme z rovnice přenosu záření v čáře (I-3) se zdrojovou funkcí ve tvaru (I-13) (římská I před číslem rovnice znamená, že se jedná o vztahy zavedené v první části článku). Tuto rovnici přenosu lze řešit různými numerickými metodami, z nichž nejčastěji používaná je tzv. Feautrierova metoda, v níž se z důvodů vyšší stability řešení převádí rovnice (I-3) na ekvivalentní integro-diferenciální rovnici druhého řádu. Jestliže přijmeme jako model atmosféry výše zmíněnou polonekonečnou atmosféru s konstantní teplotou (izotermální prostředí), příslušná řešení budou mít potom tvar znázorněný na obr. 1. Z obr. 1



obr. 1

je zřejmé, že zdrojová funkce $S(\tau)$ roste s optickou hloubkou $d\tau = -(h\nu_0/4\pi)(n_1 B_{12} - n_2 B_{21})/\Delta dz$, Δ je dopplerovská pološířka čáry. Přitom S na obr. 1 je normovaná na Planckovu funkci B , která se s hloubkou nemění (předpoklad izotermální atmosféry), takže $\log S = \log(S(\tau)/B)$ a pro limitní případ $S(\tau) = B$ je $\log S = 0$ (čárkovaná čára na obr. 1). Vzhledem k tomu, co jsme si již řekli v první části o rozdílech mezi LTE a non-LTE, by mělo platit, že pro $\epsilon \rightarrow 1$ se non-LTE zdrojová funkce blíží k B . To je formálně evidentní z definice zdrojové funkce (I-13), přičemž na obr. 1 je tato tendence rovněž zřetelně patrná s tím, že směrem k povrchu polonekonečné atmosféry se $S(\tau)$ zmenšuje ve srovnání s B . Pozorný čtenář si dokonce může povšimnout, že hodnota $S(0)$ na povrchu úzce souvisí s velikostí parametru ϵ , jehož fyzikální význam jsme podrobně diskutovali.

v první části článku. Skutečně platí, že

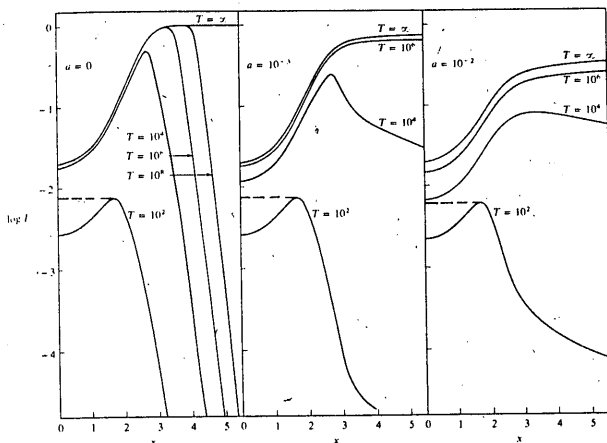
$$S(0) = \sqrt{\epsilon} B, \quad (1)$$

ovšem pouze pro tento zjednodušený model atmosféry a dvouhladinový atom (vztah (1) tedy neplatí obecně). Tento pokles zdrojové funkce směrem k povrchu izotermální atmosféry je dán únikem záření z povrchu hvězdy. Naopak v hloubce se $S(\tau)$ postupně přibližuje k B , čemuž říkáme termalizace zdrojové funkce. Termalizuje se současně pole záření, tj. $J \rightarrow B$ a potom platí pro velká τ $S = (1-\epsilon)J + \epsilon B \approx B$. Optické hloubce, v níž k termalizaci dochází, se v astrofyzice říká termalizační hloubka a často se označuje jako Λ . Analytickým rozбором speciální integrální rovnice pro $S(\tau)$, kterou lze celkem snadno odvodit z (I-3) a (I-13), se dá ukázat, že

$$\Lambda \sim C/\epsilon \quad (2)$$

pro čistě dopplerovské rozšíření spektrální čáry (C je konstanta). Takováto závislost je velmi dobře patrná na obr. 1,

Jako výsledek řešení rovnice přenosu máme tedy průběh zdrojové funkce s optickou hloubkou. To je vlastně náš hlavní cíl, neboť abychom získali spektrální profil záření vystupujícího z atmosféry, stačí už jen provést integraci v rovnici (I-8), přičemž - jak jsme si již řekli - $S(\tau)$ nezávisí v případě kompletní redistribuce na frekvenci (to také odpovídá příkladům na obr. 1). Z tvaru (I-8) a z průběhu $S(\tau)$ na obr. 1 ihned vidíme, že výstupní záření bude mít tvar absorpční čáry, tj. dostaneme něco jako absorpční Fraunhoferovy čáry pozorované ve slunečním spektru. To je znázorněno na obr. 2 pro případ $\Gamma = \infty$, kde Γ reprezentuje celkovou optickou tloušťku atmosféry. K označení na obr. 2: I je výstupní intenzita záření na povrchu



obr. 2

atmosféry (normovaná na hodnotu záření v dalekém křídle čáry, což je B), x je vzdálenost od středu čáry vyjádřená jako při-

růstek vlnové délky resp. frekvence v jednotkách Δ dopplerovské pološířky čáry, a je parametr útlumu, který nám charakterizuje míru rozšíření absorpčního profilu např. Starkovým efektem (viz diskuse v první části). Je vidět, že v případě většího rozšíření $\varphi(\nu)$ budou i křídla čáry širší - porovnej případy $a = 0$ a $a = 10$. Na obr. 2 však vidíme ještě další zajímavou věc, a sice jak vypadá profil spektrální čáry pro záření vystupující z konečné atmosféry. Pro všechny případy konečného $T = 10^2 - 10^8$ dostaneme emisní profily, kde jejich centrální prohloubení je způsobeno přece jen značně velkou optickou tloušťkou. $S(\tau)$ u povrchu konečné atmosféry opět klesá (neplatí však již jednoduchá závislost (1)), potom mírně roste, ale pro menší T již nedojde k termalizaci v důsledku konečné tloušťky vrstvy. Pokles intenzity k nule v křídlech čáry je způsoben tím, že na konečnou atmosféru zde uvažovanou nedopadá z vnějšku žádné záření a opticky-tenká křídla sama emitují jen slabě. Tato křídla jsou pouze rozšířena v případě $a > 0$. Ivar profilů pro $T < \infty$ lze schematicky odvodit následovně. Uvažujme konečnou atmosféru tloušťky l a předpokládejme, že zhruba platí $S(\tau) \approx \text{konst.}$ Integrál (I-8) lze potom spočítat analyticky

$$I(\nu) \approx S \int_0^{\tau_\nu} e^{-\tau_\nu} d\tau_\nu = S (1 - e^{-T_\nu}), \quad \mu = 1 \quad (3)$$

kde $T_\nu = \varphi(x)l$. Tato závislost kvalitativně popisuje profily na obr. 2 pro $T < \infty$ s tím, že v jádře čáry dostaneme jakési plateau, tj. $I = \text{konst.}$ (viz čárkovaná čára na obr. 2). Toto plateau je způsobeno naším předpokladem konstantní zdrojové funkce, zatímco ve skutečnosti $S(\tau)$ směrem k povrchu klesá a tím vzniká centrální prohloubení jádra čáry. Pro $T \ll 1$ lze psát

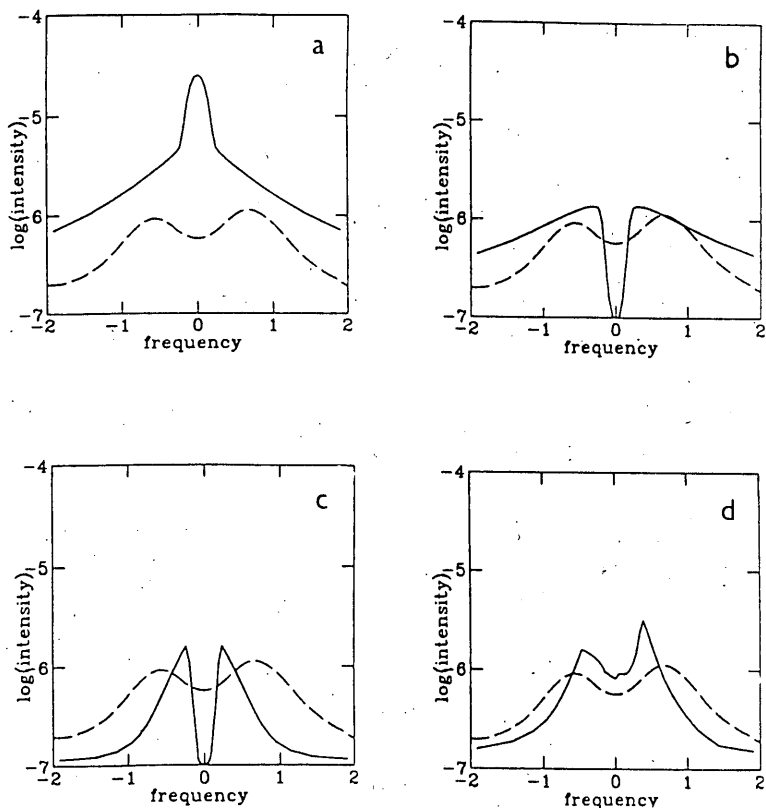
$$e^{-T_\nu} \approx 1 - T_\nu, \quad \text{takže}$$

$$I(\nu) \approx S T_\nu \sim \varphi(\nu) \quad (4)$$

Pro opticky-tenkou konečnou atmosféru s $T \ll 1$ tedy dostaneme čistě emisní profil ve tvaru $\varphi(\nu)$, což je Gaussův profil v případě dopplerovského rozšíření čáry.

Reálné atmosféry hvězd a Slunce však nejsou zdaleka tak jednoduché jako polonekonečná izotermální atmosféra diskutovaná v této kapitole. Rovněž tak složité plazmové útvary na povrchu Slunce mají zpravidla daleko k planoparalelním vrstvám konečné tloušťky, přestože jsou jimi pro zjednodušení non-LTE výpočtů často nahrazovány (v lepším případě se používá válcová geometrie, která lépe popisuje např. smyčky nebo jiné magnetickým polem udržované plazmové trubice). Odhlédneme-li od nehomogenit, které jsou v reálné atmosféře přítomny a které by nám ještě více komplikovaly řešení již tak složitého non-LTE problému, obdržíme klasický případ non-LTE modelu hvězdné atmosféry, v němž je základní charakteristikou průběh kinetické teploty s hloubkou. V případě sluneční atmosféry je tento chod teploty znázorněn na obr. (I-1). Vzrůst teploty v chromosféře, o němž se ještě dále zmíníme, způsobuje, že některé spektrální čáry mají poměrně složitou zdrojovou funkci, která se v oblasti

teplotního minima začne odchylovat od Planckovy funkce, stále však mírně roste v důsledku růstu teploty v chromosféře a nakonec klesá u povrchu podobně jako je tomu na obr. 1. Odpovídající profil spektrální čáry potom vykazuje dvě symetrická emisní maxima v jádře čáry, což je znázorněno čárkovanou čarou na obr. 3. K takovýmto spektrálním čarám patří např. rezonanční čáry CaII nebo MgII, které bychom mohli přibližně popsat v rámci modelu dlouhadinového atomu s kontínuem. Uvedené čáry jsou typickými indikátory chromosfér hvězd a Slunce a jejich interpretace prošla v minulých 20-30 letech složitým vývojem, jak názorně demonstruje obr. 3, převzatý z publikace věnované životnímu ju-



obr. 3

bileu profesora J.-C. Peckera (autoři P. Gouttebroze a kol.). Plná čára na obr. 3 odpovídá profilům vypočteným na základě různých teoretických přístupů. Profil na obr. 3a byl spočten za předpokladu LTE (tj. teorie, která byla v podstatě formulována ve 20. letech). V LTE platí, že $S=B$ a jestliže uvažujeme vzrůst teploty s výškou v chromosféře (viz obr. (I-1)), potom S i B rostou a s ohledem na vztah (I-8) obdržíme výrazně emisní profil čáry. Jak je však vidět, ten se silně odlišuje od pozorování (čárkovaná čára). V šedesátých letech byla postupně rozvinuta non-LTE teorie, která vede - jak jsme již názorně demonstrovali na příkladu dvouhadinového atomu - k poklesu zdrojové funkce směrem k povrchu atmosféry, a to v důsledku úniku záření a tím i depopulace excitované hladiny (čímž klesá $S \sim n_e/n_1$). Tyto výpočty však byly zpočátku prováděny za předpokladu kompletní redistribuce v čáře, tj. neuvažovala se žádná korelace mezi pohlceným a znovu vyzářeným fotonem (viz podrobná diskuse v první části). Non-LTE zdrojová funkce vede k výraznému centrálnímu prohloubení v čáře, ale křídla jsou poměrně intenzivní (široká), což je typický efekt kompletní redistribuce (obr. 3b). Další logický krok je tedy přechod od kompletní redistribuce k částečné (parciální) redistribuci, který byl prakticky učiněn až v průběhu 70. let, i když příslušné redistribuční funkce byly známy již dříve. Pro parciální redistribuci jsou naopak typická nízká křídla, což je důsledek téměř koherentního rozptylu záření v případech rezonančních čar (obr. 3c). Non-LTE výpočty se zahrnutím realistické redistribuce jsou velmi složité, avšak ani v tomto případě není souhlas s pozorováním příliš uspokojivý, jak je patrné z obr. 3c. Nakonec je tedy nutno zvít v úvahu ještě dynamické procesy v atmosféře, které se klasicky zahrnují pod pojem mikroturbulence nebo makroturbulence, případně konvekce. Konkrétním mechanismem však mohou být např. vlny šířící se ve sluneční chromosféře. Potom je ale třeba počítat konzistentně variace všech důležitých fyzikálních veličin jako je teplota, hustota, tlak, rychlostní pole, a to se zahrnutím efektů non-LTE a parciální redistribuce - úkol opravdu nelehký. Jako výsledek lze obdržet profil znázorněný na obr. 3d, který odpovídá situaci, kdy se vlnění s periodou 150 sekund šíří radiálně směrem ven z atmosféry. S tím také mimochodem souvisí asymetrie profilu, která se u těchto čar také dosti často pozoruje. Souhlas s pozorovaným profilem na obr. 3d je již celkem povzbudivý. V souvislosti s tímto "historickým" vývojem znázorněným na obr. 3 je však třeba poznamenat, že uvedená čára MgII byla pozorována až s nástupem družic, neboť její vlnová délka zhruba 280 nm spadá do ultrafialové oblasti spektra, ze Země pozorovatelsky nepřístupné. Navíc představa o vzrůstu teploty ve sluneční atmosféře a vůbec celá koncepce chromosféry pochází z doby rovněž poměrně nedávné. Proto i když LTE-teorie byla vyvinuta řekněme ve 20. letech, obr. 3a by tehdy obdržet nemohli. Nakonec ještě poznamenejme, že výpočty teoretických profilů na obr. 3 jsou podstatně komplikovanější nežli v našem ilustrativním příkladu dvouhadinového atomu, i když na druhé straně základní charakteristiky chování např. zdrojové funkce jsou podobné.

5. Energetická rovnováha ve hvězdných atmosférách

Jak jsme se již zmínili v úvodu k první části tohoto článku, analýza záření a jeho formování v atmosférách hvězd a Slunce má kromě významu diagnostického, tj. určování fyzikální struktury atmosféry na základě spektra, také druhý, neméně důležitý aspekt: toto záření, které postupně prochází různými hloubkami atmosféry, může transformovat svoji energii do kinetické energie plazmy a naopak. Jde tedy o energetickou bilanci v atmosféře, její ohřev resp. ochlazování. O výměně energie mezi plazmou a polem záření jsme podrobně hovořili již ve druhé kapitole, avšak tam šlo o jednotlivé zářivé resp. srážkové procesy, navíc ve značně zjednodušeném přiblížení dvouhadinového atomu bez kontinua. V této kapitole naopak půjde o celkovou výměnu energie bez ohledu na jednotlivé mikroskopické procesy, které mohou své příspěvky vzájemně kompenzovat například tak, že výsledek je nulový. V atmosférách, v nichž nepozorujeme žádné výrazné časové změny fyzikální a geometrické struktury (např. "klidná" sluneční atmosféra) existuje - alespoň modelově - stacionární stav, tj. platí časově nezávislá energetická rovnováha. Jiná situace však může nastat u relativně rychle proměnných struktur jako jsou erupce na Slunci nebo na hvězdách, pulsující hvězdy, prudká vzplanutí apod. Zde se pro ilustraci omezíme pouze na stacionární případ, kde platí časově-nezávislá rovnice energetické rovnováhy

$$\frac{d}{dz} (F + Q) = 0 \quad , \quad (5)$$

kde F je celkový tok zářivé energie a Q energie nezářivé, např. mechanické v podobě vln. Pro F platí

$$F = \int_0^{\infty} F(\nu) d\nu \quad , \quad F(\nu) = 2\pi \int_{-1}^1 I(\nu, \mu) \mu d\mu \quad , \quad (6)$$

kde $\mu = \cos\theta$ je člen, vystupující v rovnici přenosu záření. Jak známo, celkový tok zářivé energie z hvězdy přímo souvisí s její efektivní teplotou. Vztah (5) nám říká, že změna celkového toku energie s hloubkou v atmosféře je nulová, neboli tento tok je konstantní. Změní-li se tedy F , musí se nutně o stejnou hodnotu, ale s opačným znaménkem, změnit i nezářivá složka Q . Případ, kdy tok nezářivé energie je nulový, a tudíž $F = \text{konst.}$, nazýváme zářivou rovnováhou ve hvězdné atmosféře, tj. celkový tok zářivé energie prochází atmosférou beze změny. To ovšem neznamená, jak jsme již naznačili výše, že se nemůže toto záření "přelévat" z jedné frekvence do jiné, například při rozptylu záření ve spektrální čáře nebo při procesu fluorescence, tj. kaskádové reemise ve vícehadinovém atomu po předchozí absorpci v jedné spektrální čáře. Rovněž v důsledku srážkové deexcitace se energie záření (pohlčeného fotonu) transformuje do termální energie plazmy. Navíc musíme uvažovat také různé atomární přechody mezi diskrétními hladinami a kontinui, tj. ionizace a rekombinace, případně tzv. volně-volné přechody. Celkový tok F potom můžeme formálně rozepsat na dvě složky, a sice F_L a F_C odpovídající atomárním přechodům ve spektrálních čarách a v kon-

tinuích. Typickým znakem hvězdných fotosfér v zářivé rovnováze je pokles kinetické teploty směrem k povrchu hvězdy, neboť hvězda vyzařuje svoji energii do okolí a v její fotosféře přitom neexistuje žádný mechanismus dodatečného ohřevu. Řekli jsme, že hvězda vyzařuje svoji energii do okolí a přitom současně tvrdíme, že její tzv. zářivé ztráty jsou nulové. Zde je třeba si uvědomit, co přesně termín "zářivé ztráty" znamená. V případě zářivé rovnováhy je únik záření z hvězdy neustále kompenzován dodávkou stejného množství energie ve formě toku záření z nitra hvězdy. Tento tok je v každé hloubce stejný a $\frac{dF}{dz}$ definovaná jakožto zářivé ztráty je potom nulová. Kdybychom uvažovali polonekonečnou izotermální atmosféru s teplotou, jaká panuje v nejnižších vrstvách atmosféry, a pustili do takové atmosféry stejný tok záření, potom by teprve docházelo k zářivým ztrátám v jejích horních vrstvách, neboť dodaný tok zářivé energie by nestačil udržet vyšší teplotu ve vnějších vrstvách. Avšak po určitém čase by se ustavila stacionární rovnováha, kdy se při snížené teplotě tok F již s hloubkou nemění, tj. nastane stav zářivé rovnováhy. Jiná situace ovšem bude ve hvězdných chromosférách, kde existuje dodatečný ohřev a tudíž $dQ/dz \neq 0$. Chromosférická plazma je neustále zahřívána např. disipací mechanické nebo magnetické energie, přičemž takto vzniklý tok nezářivé energie Q se může na dráze dz transformovat na energii zářivou. Ta potom únikem z dané hloubky plazmu ochlazuje tak, že se nakonec opět ustaví stacionární rovnováha při určité teplotě, ale vyšší než v případě zářivé rovnováhy. Jelikož zde neustále hovoříme o vzájemné interakci mezi plazmou a polem záření, což, jak bylo řečeno hned v úvodu, je klíčový problém celé teorie hvězdných atmosfér, vystupuje tu kinetická teplota plazmy jako hlavní fyzikální veličina.

Přejdeme nyní k mikroskopickému popisu na bázi atomárních procesů, přičemž funkci zářivých ztrát označíme jako

$$\Phi = \frac{dF}{dz} = \frac{dF_L}{dz} + \frac{dF_C}{dz} \quad (7)$$

Pro zářivé ztráty ve spektrálních čarách platí vztah

$$\begin{aligned} \Phi_L &= \frac{dF_L}{dz} = h\nu_0 \left[n_2(A_{21} + B_{21}\bar{J}) - n_1B_{12}\bar{J} \right] = \\ &= h\nu_0 n_2 A_{21} (1 - \bar{J}/S) \quad , \quad (8) \end{aligned}$$

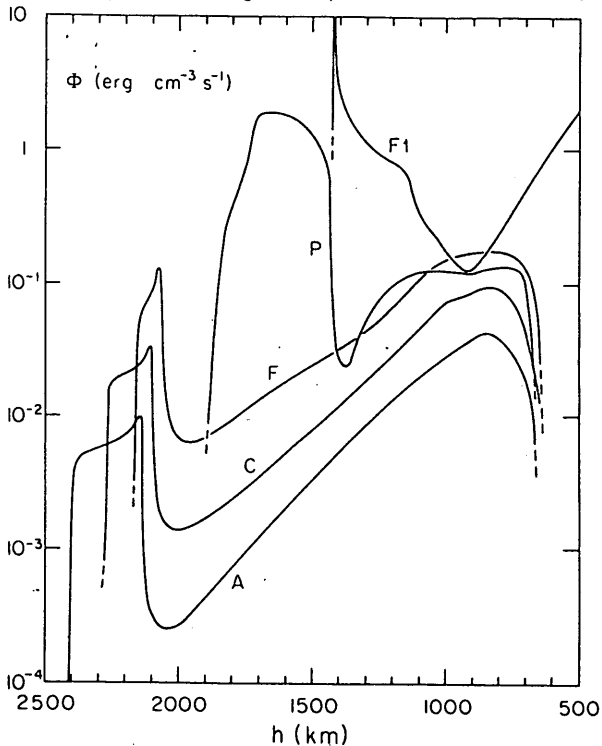
kde jsme sice označili atomární hladiny indexy 1 a 2 (jako pro dvouhladinový atom), ale vztah (8) platí obecně pro libovolné dvě hladiny i ve vícehladinovém atomu. Fyzikální smysl vztahu (8) je následující: zářivé ztráty v čáře v dané hloubce atmosféry jsou úměrné rozdílu mezi počtem zářivých excitací a zářivých deexcitací v jednotkovém objemu a za jednotku času. Je-li $\Phi_L > 0$, dochází k zářivým ztrátám a tedy k ochlazení plazmy, pro $\Phi_L < 0$ dochází naopak k ohřevu plazmy zářením. Podobně je tomu i s kontinui, tj. s $\Phi_C = dF_C/dz$. Jak jsme však

již řekli, z hlediska energetické rovnováhy je podstatný součet obou složek $\Phi = \Phi_L + \Phi_C$, přičemž Φ_L i Φ_C reprezentují sumy přes všechny čáry a kontinua, a to pro všechny chemické prvky v atmosféře. Vratme se však ještě ke vztahu (8). Ohřejeme-li plazmu složenou ze dvouhladinových atomů na teplotu vyšší než jaká by odpovídala zářivé rovnováze, bude nutně docházet k zářivým ztrátám $\Phi_L > 0$, tj. počet zářivých deexcitací bude větší než zářivých excitací. Na druhé straně ale předpokládáme platnost rovnice statistické rovnováhy (I-10), podle níž se populace n_1 a n_2 s časem nemění. Zářivá deexcitace tedy musí být kompenzována srážkovými excitacemi. To je ale v pořádku, neboť účinnost srážek roste s teplotou plazmy. Φ_L lze potom interpretovat jako množství tepelné energie, která se z plazmy odvede srážkovými excitacemi atomů s následným vyzářením fotonů, jež z daného místa uniknou. Ze vztahu (8) je také patrné asymptotické chování: v polonekonečné atmosféře se záření pro $\tau \gg 1$ termalizuje, tj. $J \rightarrow S \rightarrow B$ a tudíž $\Phi_L \rightarrow 0$. Platí-li $\Phi_L = 0$,

říkáme, že čára se nachází v detailní zářivé rovnováze, což skutečně nastává pro velké optické hloubky. Poznamenejme dále, že v LTE, tak jak je běžně používáno, nemusí automaticky existovat zářivá rovnováha. To úzce souvisí s celkovou nekonzistentností LTE přístupu, v němž se předpokládá, že pouze plazma je v lokální termodynamické rovnováze, ale pole záření nikoliv. Intenzita záření je naopak dána řešením rovnice přenosu s $S = B$. Kdyby totiž i pole záření bylo v LTE (tzv. striktní LTE), potom bychom neměli co počítat, neboť by muselo platit $J(\nu) = B$, a tím bychom ani neměli žádné spektrální čáry. Je-li tedy $J_\nu \neq B$, je i $J \neq S = B$ a tudíž $\Phi_L \neq 0$. Pouze v případě striktní LTE je $J_\nu = B = J$ a $\Phi_L = 0$.

Abychom získali kvantitativní představu o velikosti zářivých ztrát např. ve sluneční chromosféře, můžeme se podívat na obr. 4, kde jsou znázorněny průběhy Φ s hloubkou, a to pro klidnou atmosféru (C), chladnější (A) a teplejší (F) komponentu jemné struktury, aktivní sluneční flokuli (P) a nakonec pro středně mohutnou erupci (Fl) (podle Avretta, 1985). Je vidět, že čím aktivnější a teplejší struktura, tím jsou i zářivé ztráty větší. Ve středních vrstvách sluneční chromosféry k nim přispívají především vodík, CaII a MgII, zatímco v přechodové oblasti do koróny vidíme výrazné zvýšení v důsledku intenzivního ochlazování této horké vrstvy především vodíkovou čarou Lyman α . Tomuto zvýšení Φ samozřejmě musí odpovídat intenzivní ohřev tak, aby byla splněna naše rovnice energetické rovnováhy. Nakonec se ještě vrátíme k čarám MgII, o jejichž formování ve sluneční atmosféře jsme podrobněji hovořili v souvislosti s obr. 3. Dnes je známo, že tyto čáry (jedná se o tzv. rezonanční dublet, tedy dvě čáry ve spektru velmi blízko sebe) jsou typickými indikátory hvězdných chromosfér a současně jejich zářivých ztrát. Pomocí družic, hlavně pak IUE, byla jejich emise podrobně studována na velké části HR-diagramu a lze očekávat, že jedním z přínosů HST (Hubble Space Telescope) bude i další prohloubení našich znalostí o hvězdných chromosférách. To je velmi důležité pro pochopení vztahu mezi polohou dané hvězdy na HR-diagramu a typem energetických procesů, které v ní nebo v dané

třídě hvězd probíhají. Přesné stanovení zářivých ztrát, resp. energetické bilance, však není možné bez detailních non-LTE modelů a jak jsme názorně viděli na obr. 3, správná interpretace spektra, která potom vede na reálný model, není zdaleka tak jednoduchá záležitost. Tím jsme ale jen znovu demonstrovali to, co bylo řečeno již na počátku našeho článku: vzájemnou



obr. 4

souvislost mezi spektrální diagnostikou a studiem energetických procesů ve hvězdných atmosférách.

Doporučená literatura pro hlubší studium:

D. Mihalas: "Stellar Atmospheres", Freeman, San Francisco, 1970 (1. vyd.), 1978 (2. vyd.), ruský překlad D. Michalas, Zvezdnyje atmosfery, ve dvou dílech, Mir, Moskva 1982.

Chemie v mezihvězdném prostoru

Úvod

V poznávání chemického složení mezihvězdného prostoru lze rozpoznat několik zřetelných mezníků. Historie začíná v roce 1937, kdy Swings a Rosenberg identifikují absorpční linii při 430 nm, pozorovanou na pozadí emisních spekter jasných hvězd jako spektrální přechod mezi kvantovými stavy radikálu $\cdot\text{CH}$. V roce 1940 je tento objev potvrzen McKellarovým přiřazením řady dalších linií. Tentýž autor pak identifikuje v mezihvězdném prostoru molekulu CN a Douglas s Herzbergem ion CH^+ .

Nová éra ve studiu interstelárního prostoru přichází s radioastronomickými metodami. Takto je roku 1963 objeven hydroxylový radikál $\cdot\text{OH}$ a o pět let později začíná objevem mezihvězdného amoniaku (první polyatomické molekuly) skutečná revoluce. Vzápětí následují objevy mnoha dalších molekul v mezihvězdném prostoru - v roce 1969 je pozorována voda a formaldehyd, v roce 1970 kyanovodík, kyanocetylen, oxid uhelnatý atd. Až do dnešního data byla v mezihvězdném prostoru prokázána (většinou radiofrekvenční spektroskopii) přítomnost více než 80 molekul (iontů, radikálů), z nichž některé se ještě nepodařilo pozorovat v pozemských laboratořích. Historie těchto objevů je diskutována v přehledném referátu Herzberga [1].

Nejnovější mezník v historii poznávání chemického složení souvisí s rozvojem infračervené interstelární spektroskopie. V roce 1984 Lager a Puget [2] interpretovali infračervené záření z různých zdrojů jako přechody mezi kvantovými stavy několika polycyklických aromatických uhlovodíků, zejména koronenu ($\text{C}_{24}\text{H}_{12}$), vázaných na povrchu uhlíkatých částic mezihvězdného práchu. Tato interpretace, jakkoli překvapivá, indikuje, že tyto organické polycyklické aromatické sloučeniny patří mezi nejhojnější zastoupené molekuly v našem anorganickém vesmíru.

Z předchozího krátkého historického přehledu je zřejmé, že všechny informace o chemickém složení mezihvězdného prostoru jsou získávány pomocí spektroskopických metod. Identifikace molekul, iontů, radikálů atd. je založena na srovnávání laboratorních spekter se spektry, která jsou získávána z mezihvězdného prostoru. Avšak identifikace molekul, iontů a radikálů není jediná informace, kterou spektroskopie poskytuje. Neméně důležitá je informace o relativním pohybu pozorovaného objektu, která vyplývá z Dopplerova posunu frekvencí spektrálních linií. Velice atraktivní jsou také informace získatelné z relativních intenzit linií příslušejících stejné molekulové specii, které lze interpretovat v termínech radiálních, rotačních aj. teplot. Přehled o základech a použití spektroskopických metod v astrofyzice lze nalézt v ref. [3].

Mezihvězdné oblaky

Základní poznatky o tvaru, hmotnosti a složení naší Galaxie lze shrnout následujícím způsobem [4]: Galaxie je tvořena hvězdami a mezihvězdnou hmotou. Má přibližně tvar spirálovitého disku, hvězdy a mezihvězdná hmota se nacházejí zejména v rovině disku, největší koncentrace hmoty je ve středu Galaxie. Průměr galaktického disku je přibližně 30 kpc, celková hmotnost se odhaduje na $2 \cdot 10^{11}$ hmotností Slunce, přičemž na mezihvězdnou hmotu připadá jen $6-8 \cdot 10^7$ slunečních hmotností. Hvězdy se rodí v oblastech se zvýšenou koncentrací mezihvězdné hmoty v tzv. mezihvězdných oblacích. Tyto oblaky jsou tvořeny asi z 99 % plynem, zbytek je kosmický prach. Plyn se skládá z ionizovaných atomů (H^+ , He^+ , He^{++} , C^+ , ...), které tvoří 3-5 % hmoty, elektronů a z elektroneutrálních částic, molekul a radikálů. Kosmický prach je reprezentován částicemi o rozměrech řádu 10^{-6} m.

Mezihvězdné oblaky jsou svými rozměry a hmotností nejmohutnějšími galaktickými objekty, neboť jejich rozměry se pohybují mezi 0,5-150 pc při hmotnostech až 10^6 Sluncí. Jde o prachoplynné útvary, kde koncentrace částic se v případě "hustých" oblaků pohybuje řádově kolem 10^6 cm⁻³, což je z hlediska pozemských laboratoří o několik řádů menší než ultravysoké vakuum. Toto "vakuum" má své chemické složení. Z hlediska zastoupení prvků je 70 % hmoty tvořeno vodíkem, 28 % připadá na helium a všechny ostatní prvky tvoří zbývající 2 % mezihvězdné hmoty, přičemž i zde dominují nejjednodušší prvky v pořadí kyslík, uhlík, neon a dusík. Tyto prvky společně s ostatními formují v tomto ultravysokém vakuu řadu chemických sloučenin, které jsou překvapivě svou rozmanitostí a složitostí. Otázky spojené s jejich vznikem a s jejich chemií budou diskutovány v následující kapitole tohoto referátu.

V tabulce I je uveden přehled chemických sloučenin, které byly detektovány v mezihvězdném prostoru prostřednictvím viditelné, radiofrekvenční a infračervené spektroskopie. V tabulce je uvedeno 83 chemických sloučenin, přičemž poslední čtyři molekuly byly pozorovány jen v atmosférách obklopujících rodící se hvězdy (circumstelární atmosféry). Kromě sloučenin v tabulce byly v prostoru identifikovány i izotopické modifikace (isotopomery) těchto molekul, obsahující izotopy D , ^{17}O , ^{18}O , ^{13}C , ^{15}N , ^{33}S , ^{34}S , ^{29}Si a ^{30}Si . V tabulce I nejsou uvedeny již zmíněné polycyklické aromatické sloučeniny, na jejichž přítomnost v prostoru se usuzuje z měření infračervených spekter některých prachoplynných mlhovin (viz poslední část tohoto referátu).

Z tabulky I je zřejmé, že dosud objevené interstelární sloučeniny jsou tvořeny především lehkými prvky jako H, C, N a O, které vytvářejí typické "organické" sloučeniny. Lehké prvky H, D a He vznikaly ve vývojových stádiích raného vesmíru a jejich přítomnost je potvrzením standardní teorie vzniku vesmíru. Naproti tomu těžší prvky C, N, O atd. vznikaly až po miliardách let ve hvězdách termojadernou syntézou.

Tabuľka I. Molekuly objevené v interstelárnom priestore do listopadu 1988 ^a

1		Anorganické sloučeniny	
Vzorec	Název	Vzorec	Název
N = 2		N = 2	
H ₂	vodík	KCl	kaliumpchlorid
OH	hydroxylový radikál	AlCl ₃	aluminiummonochlorid
SO	oxid siřnatý	AlF ₃	aluminiummonofluorid
SO ⁺	kation oxidu siřnatého		
SiO	monoxid kremíku		N = 3
SiS	monosulfid kremíku	H ₂ O	voda
NO	oxid dusnatý	H ₂ S	sirovodík
NS	sulfid dusnatý	N ₂ H ⁺	diaznyliový kation
PN(?)	nitrid fosforu	SO ₂	oxid siřičitý
HCl	chlorovodík	HNO	kyselina dusná
NaCl	natriumpchlorid	H ₂ O ⁺	kation H ₂ O
		NaOH(?)	hydroxid sodný
			N = 4
		NH ₃	amoniak
		H ₃ O ⁺ (?)	hydroxonium

Tabulka I (pokračování 1)

Organické sloučeniny		
Vzorec	Název	Vzorec
N = 2		
•CH	methinyl, radikál	CCS
CH ⁺	methinylum, kation	SICC
•CN	kyan, radikál	
CO	oxid uheľnatý	
C ₂	diatomická molekula uhlíku	
CS	sulfid uheľnatý	
N = 3		
HCN	kyanovodík	
HNC	isokyanovodík	
HCC	ethinyl, radikál	
HCO	formyl, radikál	
HCO ⁺	formylium	
HOC ⁺ (?)	0-protonovaný oxid uheľnatý	
OCS	karbonylsulfid	
HCS ⁺	thioformylium	
N = 3		
		(viz b)
		silacyklopropinyliden
N = 4		
		formaldehyd
		thioformaldehyd
		kyselina isokyanatá
		kyselina isothiokyanatá
		(viz c)
		(viz b)
		(viz b)
		(viz b)
		protonovaný oxid uhlíčný
		protonovaný kyanovodík

Tabulka I (pokračování 2)

Organické sloučeniny	
Vzorec	Název
N = 5	
H ₂ CCO	keten
CCCCH	(viz b)
CH ₂ NH	methylenimin
NH ₂ CN	kyanamid
CH ₂ CN	methylenkyanid
HC ₂ OOH	kysečina mravenčí
HCCCN	kyanacetylen
N = 6	
C ₃ H ₂	cyklopropenylden
HCONH ₂	formamid
CH ₃ OH	methanol
CH ₃ SH	methylmerkaptan
CH ₃ CN	acetonitril
CH ₃ NC	methylisokyanid
C ₅ H	(viz b)
N = 7	
CH ₃ CCH	methylacetylen
CH ₃ NH ₂	methylamin
CH ₃ CHO	acetaldehyd
H ₂ CCHCN	vinylkyanid
H(C≡C) ₂ CN	1-kyan 1,3-butadiin
C ₆ H	(viz b)
N = 8	
CH ₃ (C≡C)CN	methylkyanacetylen
HC ₂ CH ₃	methylformiát
N = 9	
(CH ₃) ₂ O	dimethylether
H(C≡C) ₃ CN	1-kyan -1,3,5-hexatriin
CH ₃ CH ₂ OH	etylaikohol
CH ₃ (C≡C) ₂ H	methyldiacetylen

Tabulka I (pokračování 3)

Organické sloučeniny		Citkumstelární molekuly (IČ spektroskopie)	
Vzorec	Název	Vzorec	Název
$N = 10$ $CH_3(C\equiv C)_2CN(?)$	methylkyandiacylen	$HCCH$	acetylen
$N = 11$ $H(C\equiv C)_4CN$	1-kyan-1,3,5,7-oktatein	CH_4	methan
$N = 13$ $H(C\equiv C)_5CN$	1-kyan-1,3,5,7,9-dekapentain	SiH_4	silan
		C_2H_4	ethylen

a N značí počet atomů v molekule b Lineární radikál c Lineární i cyklický radikál

Objevy složitých organických molekul (viz Tab. I) vedou k úvahám o vzniku života ve vesmíru. Nedávno byly formulovány domněnky, že podstatná část naší sluneční soustavy vznikla gravitačním kolapsem molekulového oblaku za poměrně nízkých teplot, při kterém by přítomné interstelární molekuly mohly být zachovány [4]. Aminokyseliny, nebo dokonce biologicky nejdůležitější molekuly - kyseliny DNA a RNA zatím ve vesmíru pozorovány nebyly. Tato skutečnost však jejich přítomnost vůbec nevylučuje, protože základní metoda pozorování, totiž radiofrekvenční spektroskopie, jejich detekci vůbec neumožňuje vzhledem k jejich velkým molekulovým momentům setrvačnosti. Z toho hlediska je daleko užitečnější infračervená spektroskopie, která je však v současnosti velmi omezena na tak zvaná atmosférická okna, to znamená na ty oblasti spektra, kde atmosféra nepohlcuje infračervené záření. Velice žádoucí jsou proto projekty, kde se předpokládá instalace infračerveného teleskopu mimo zemský povrch, na satelitech nebo raketách [1]. Pak lze předpokládat objevy mnoha dalších i velmi složitých molekul včetně biologicky důležitých aminokyselin atd. V každém případě sledování vývoje v tomto směru bude jistě velmi zajímavé.

Mezihvězdná chemie

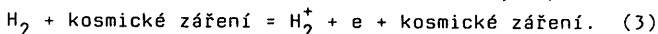
Než se budeme zabývat podrobněji vlastní interstelární chemií, uveďme si některé skutečnosti o energetických předpokladech pro možný průběh chemických reakcí v mezihvězdném prostoru. Uvažujeme nejdříve oblaky, které propouštějí záření ve viditelné oblasti. Zde je nejdůležitějším zdrojem energie vyvolávajícím fotofyzikální a fotochemické procesy difúzní světlo hvězd, které se od oblaku nacházejí přibližně do vzdálenosti 300 parsec (≈ 1000 světelných let). Dalším zdrojem je energie translačního pohybu molekul, které v řídkých oblacích ($10^3 - 10^4$ molekul H_2 na cm^3) odpovídá kinetická teplota řádu 10K, zatímco v centrálních oblastech hustých oblaků (10^6 molekul na cm^3), ve kterých již působí gravitační síly, se může teplota zvýšit přes 100K a v místech, kde dochází ke gravitačnímu kolapsu, se objeví horký plyn jako zdroj infračerveného záření.

V oblacích s hustotou $10^1 - 10^2$ částic na cm^3 může ionizující záření hvězd proniknout hluboko do nitra oblaku, vodík se zde vyskytuje převážně v atomárním stavu a většina molekul, s výjimkou stabilních dvouatomových molekul CH , CH^+ , CN , CO a OH , je fotodisociována (jejich doba života by v těchto podmínkách byla asi 100 let). Husté (tmavé) oblaky jsou naproti tomu tvořeny převážně molekulami H_2 a kosmického prachu a fotolytické procesy zde hrají podřadnou roli. V hustých oblacích jsou tudíž vytvořeny podmínky pro vznik a zachování i složitých molekul (přehledně o těchto otázkách viz např. [4, 5]).

Základní otázkou pro chemickou interpretaci spektroskopických objevů interstelárních molekul je vysvětlit jejich vznik při extrémně nízkých teplotách a tlacích v mezihvězdném prostoru. Všechny současné představy vycházejí z klasické práce Herbsta a Klemperera [6], kteří poprvé upozornili, že nízká teplota a tlak v mezihvězdných oblacích omezuje reakce, které zde probíhají v plynné fázi, pouze na reakce exothermní a s prakticky

nulovou aktivační energií. Tuto podmínku splňují některé reaktivní atomy a radikály, nikoliv však reakce mezi neutrálními molekulami. Splňují ji však často reakce mezi ionty a neutrálními molekulami, které podle současných představ hrají klíčovou roli v interstelárních chemických procesech.

V současné době se téměř všeobecně přijímá představa, že dominantní interstelární molekula H_2 vzniká sorpcí dvou atomů H na povrchu prachové částice. Po této sorpci dojde k migraci atomů na povrchu, při které se atomy H setkávají a vytvoří molekulu H_2 , která se může desorbovat i při nízkých teplotách mezihvězdného oblaku. Jakmile se molekuly H_2 vrátí do plynné fáze, začínají probíhat řetězové iontově-molekulové reakce, které jsou zahájeny ionizací molekul H_2 . Z několika možných zdrojů ionizujícího záření (záření externích hvězd ve viditelné a ultrafialové oblasti nebo záření hvězd uvnitř oblaku či kosmické záření), může hustým oblakem proniknout pouze tvrdší složka kosmického záření. Jeho intenzita však není příliš velká (jinak by složitě interstelární molekuly nemohly vzniknout), takže vede ke vzniku relativně malého počtu reaktivních iontů, např.



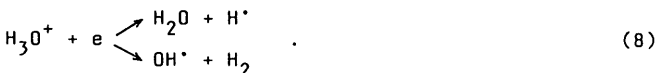
Ion H_2^+ reaguje s neutrálními molekulami H_2 za vzniku molekulárního iontu H_3^+ , který hraje klíčovou roli v dalších kosmických procesech:



Tento ion nereaguje s H_2 , avšak může reagovat s jinými těžkými atomy, o kterých se předpokládá, že jsou přítomny v počátečním stadiu v mezihvězdném oblaku (viz část 2). Zejména je to reakce s atomy kyslíku, která vede k řetězu exothermních iontově-molekulových reakcí:



Hydroxoniový kation H_3O^+ je dalším iontem, o kterém se předpokládá, že hraje klíčovou roli v mechanismu interstelárních chemických reakcí. H_3O^+ nereaguje s H_2 , avšak pravděpodobně může rekombinovat s elektrónem za vzniků neutrálních molekul H_2O a OH podle tohoto schématu:



Radikál OH \cdot je natolik reaktivní, že se předpokládá možnost jeho reakcí s neutrálními atomy, jako je např. O a N, i při interstelárních teplotách.

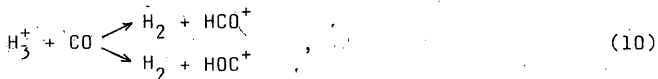
Reakce (4) a (5-7), vedoucí ke vzniku molekulárních iontů H_3^+ a H_2O^+ a k neutrální molekule H_2O , byly za nízkých teplot prostudovány v laboratoři. Pokud jde o jinou důležitou interstelární molekulu, tj. amoniak NH_3 , která byla identifikována v mnoha mezihvězdných oblacích, předpokládá se, že vzniká obdob-

nou řadou reakcí jako H_3O^+ případně H_2O (srovnej rovnice (5) - (7)).

Obecně se v modelu iontově-molekulových reakcí předpokládá, že neutrální molekuly vznikají z protonovaných iontů jako svých prekurzorů a to disociativní rekombinací molekulových iontů. Protonace se uskutečňuje reakcí H_3^+ s neutrálními molekulami



například



Reakce potom probíhá podle schématu



nebo



Řešení soustavy kinetických rovnic modelujících chemické procesy počínající v molekulovém oblaku ionizací molekul H_2 a vedoucí ke vzniku složitých neutrálních molekul je zajímavým a náročným problémem chemické kinetiky. Například v prvním modelu Herbsta a Klemperera [6] byly řešeny spřažené algebraické rovnice pro 100 reakcí zahrnujících 206 chemických specií, zatímco v nedávném modelu Herbsta a Leunga [7] již bylo uvažováno 1958 reakcí a 206 specií. V těchto modelových výpočtech se mimo jiné vychází z odhadu relativních koncentrací atomů v mezihvězdném prostoru jako počáteční podmínky. Pokusné údaje o těchto koncentracích lze do určité míry získat ze znalostí koncentrací těchto prvků ve hvězdných atmosférách, ze kterých se atomy dostávají do mezihvězdných oblaků. Situace v oblaku však může být změněna tím, že část materiálu se spotřebuje na tvorbu prachových částic, na které připadá asi 1 % hmotnosti oblaku.

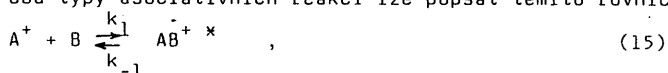
K důležitým výsledkům těchto modelových výpočtů patří odhady doby, která uplyne, než se dosáhne stacionárního stavu

oblaku (zhruba 10^7 let) a výpočty relativních koncentrací produktů. Výsledky jsou v dobré shodě s experimentálními daty pro malé molekuly (do čtyř atomů) s výjimkou problému atomů C, C⁺ a jedné z nejrozšířenějších molekul CO (viz např. ref. [4]).

V posledních letech se začal používat jiný model iontově-molekulových reakcí, který by vysvětlil vznik složitých interstelárních molekul, a to model radiačně-asociativních reakcí (viz např. [7]). V tomto modelu se uvažují nestabilní komplexy, které vzniknou při srážce dvou malých molekul. Tyto komplexy pak redisc iují na reakční produkty nebo se energeticky stabilizují vyzářením fotonu. Proces může proběhnout bez aktivační energie v případě, že jde o reaktivní neutrální atomy nebo radikály nebo v případě, že reaktanty tvoří iontově-modelový pár. Reakce je automaticky exothermní v případě, že reagující partneři nemohou vytvořit chemickou vazbu.

Laboratorní ověření rychlostních konstant radiačně asociativních reakcí je obtížné, protože mohou probíhat pouze při extrémně nízkých tlacích. Nicméně existuje varianta tohoto typu reakci, která se označuje jako asociace tří částic; tato reakce může probíhat při vyšším tlaku a je proto možné ji studovat i v laboratoři.

Oba typy asociativních reakcí lze popsat těmito rovnicemi:



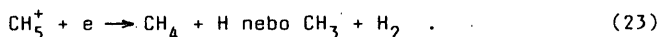
Rovnice (15) a (16) popisují asociativní reakci mezi iontem A⁺ a neutrální částicí B, při které se komplex AB⁺ stabilizuje vyzářením kvanta hν (rovnice (16)). U asociativní reakce tří částic se komplex stabilizuje srážkou se třetí částicí, což je nejčastěji helium (rovnice (17)). Laboratorní studie asociativních reakcí tří částic skutečně prokázaly, že jejich rychlostní konstanty jsou nepřímo úměrné teplotě (T⁻ⁿ, kde n > 1), což nasvědčuje jejich významu pro interstelární chemii.

Model radiačně asociativních reakcí byl do interstelární chemie zaveden proto, že začneme-li uvažovat mechanismy vedoucí v interstelárním prostoru ke vzniku složitých molekul, musíme do nich zahrnout velký počet reakcí. V takovém případě se zvětšuje pravděpodobnost, že v předpokládaném schématu se vyskytne nejméně jedna reakce, která je buď endothermní nebo exothermní, avšak s aktivační bariérou.

Uveďme si jako příklad předpokládanou syntézu interstelárního methanu CH₄. Methan je pro interstelární chemii zajímavou a důležitou molekulou, přestože ještě nebyl v interste-

lárním prostoru objeven. Nemá totiž permanentní dipólový moment a mohl by být identifikován pouze změněním rotačních spekter, indukovaných elektrickým dipólovým momentem, který vzniká distorsí molekuly působením odstředivých sil při rotaci (intenzita těchto "zakázaných" přechodů je však o několik řádů menší než u molekul s permanentním dipólovým momentem). Methan je však prekursorem složitějších uhlovodíků, které mohou být nebo již byly v interstelárním prostoru objeveny.

Methan může v mezihvězdném prostoru vzniknout sérií reakcí, z nichž většina již byla laboratorně studována:



Obě radiační asociativní reakce (18) a (22) je třeba uvažovat proto, že obyčejné iontově-molekulové hydrogenační reakce, kterých se účastní C^+ a CH_3^+ , jsou endothermní.

Pro reakční mechanismy vedoucí ke vzniku interstelárních kyanopolyinů (tabulka I) $H(C\equiv C)CN$, bylo navrženo několik modelových sekvenčních reakcí, které však zatím nebyly ověřeny laboratorními pokusy. Nové výsledky interstelární chemie jsou přehledně diskutovány v ref. [8].

Aromatické uhlovodíky

Interstelární spektroskopie, založená na měnění frekvencí rotačních případně vibračně-rotačních přechodů molekul v plynné fázi, většinou jednoznačně identifikuje molekuly v mezihvězdném prostoru na základě srovnání interstelárních frekvencí s "klidovými" frekvencemi, změřenými v laboratoři. Tato jednoznačnost vyplývá z vysoké charakterističnosti těchto frekvencí pro danou molekulu, neboť přesnost měnění v mikrovlnné oblasti je 7 - 8 platných míst a většinou máme možnost změřit pro danou molekulu frekvence více přechodů.

V posledních letech se ve studiu chemického složení mezihvězdné hmoty objevuje nová kvalita v souvislosti s pokroky infračervené interstelární spektroskopie. Infračervená interstelární spektroskopie vysokého rozlišení měří frekvence vibračně-rotačních přechodů molekul s obdobnou přesností jako mikrovlnná spektroskopie měří frekvence čistě rotačních přechodů. Emise v infračervené oblasti ovšem vyžaduje vysokou teplotu zdroje, což je splněno v obálkách hvězd (cirkumstelární atmosféry). Obdobně absorpční vibračně-rotací spektra interstelárních molekul lze změřit, jestliže se např. nacházejí v atmosférách

hvězd, které jsou zdrojem infračerveného záření. Tímto způsobem byly např. identifikovány ve hvězdných atmosférách molekuly $\text{HC}\equiv\text{CH}$, CH_4 , SiH_4 a $\text{H}_2\text{C}=\text{CH}_2$, které nemají permanentní dipólový moment a proto nemají pozorovatelné přechody mezi rotačními hladinami (tabulka I).

Infračervená spektroskopie však může identifikovat i molekuly, které nemohou rotovat (pevné látky, adsorbované molekuly), na základě měření frekvencí vibračních přechodů, které jsou charakteristické pro určité atomové skupiny v molekule. Tyto možnosti infračervené spektroskopie nedávno přispěly k poměrně silné evidenci o přítomnosti polycyklických aromatických uhlovodíků v mezihvězdném prostoru, což je objev možná stejně významný, jako byl v roce 1968 objev amoniaku.

Identifikace polycyklických aromatických uhlovodíků souvisí s jevem, který byl poprvé pozorován v roce 1973 a později byl označen za nejděle setrvávající záhadu v infračervené astronomii. V řadě objektů v naší Galaxii i v mimogalaktických zdrojích bylo zjištěno vyzařování v infračervené oblasti spektra, které mělo typická maxima při vlnových délkách 3,28; 6,2; 7,7; 8,6 a 11,3 μm . Toto záření vycházelo z prachoplynných mlhovin v oblastech zvýšeného ultrafialového záření, jako jsou např. reflexní mlhoviny označované horkou hvězdou. Nebylo však zřejmé, jaké je chemické složení těchto objektů ani proč vyzařují v infračervené oblasti spektra. K tomu by totiž musely mít teplotu blízkou 1000K, což u tak rozsáhlých objektů lze obtížně vysvětlit.

V roce 1984 Leger a Puget [2] navrhli vysvětlení, podle kterého jde o infračervené záření mezihvězdného prachu s velmi malými částicemi (shluky přibližně 50 atomů, velikost 0,5 nm) K jejich ohřevu by pak docházelo tak, že pohlcením kvanta ultrafialového záření se molekuly těchto pevných částic excitují na vyšší elektronické hladiny, aby se vzápětí (10^{-12} s) tato energie přeměnila rychlým intramolekulárním přenosem na energii vibrace odpovídající teplotám kolem 1000K. V tomto modelu je ovšem třeba vysvětlit, zda by při tak vysoké teplotě nedošlo k destrukci prachových částic jejich sublimací. Leger a Puget vypočítali sublimační rychlosti pro řadu látek a ukázali, že jednou z mála látek schopných těmto teplotám odolávat je grafit.

Grafit je tvořen vrstvami vysoce uspořádaných aromatických uhlíkových kruhů. Z výpočtů vyplynulo, že částičky grafitu tvořené přibližně 50 atomy by byly zničeny sublimací až při teplotách 1500K, zatímco např. částičky silikátového prachu (Mg_2SiO_4) už při 900K.

Shluky atomů uhlíku představují podle některých astrofyziků podstatnou složku mezihvězdného prachu, do něhož se dostávají z chladnějších vnějších obalů hvězd, které jsou bohaté na uhlík. Vzhledem k dominující přítomnosti vodíku v plynné fázi mezihvězdných oblaků je velmi pravděpodobné, že atomy vodíku jsou vázány na povrchové uhlíkové atomy prachových částic stejně, jako se vytvářejí vazby mezi vodíkem a uhlíkem v organických molekulách. Z výskytu uvedených pěti pásů v infračerveném záření některých mlhovin lze usuzovat na vibrace, které jsou

charakteristické pro polycyklické aromatické uhlovodíky. Srovnáním vypočtených infračervených spekter při vysokých teplotách různých polycyklických aromatických uhlovodíků, Leger a Puget [2] došli k závěru, že spektra infračervené emise mlhovin nejlépe vystihují spektra molekuly koronenu $C_{24}H_{12}$.

Koronen by tedy byl převažující molekulou ve směsi polycyklických aromatických uhlovodíků v mezihvězdném prostoru. Jestliže je správný odhad, že několik procent atomů uhlíku z celkového množství kosmického uhlíku může být vázáno v polycyklických aromatických sloučeninách, potom by tyto molekuly patřily v naší Galaxii a možná i v mimogalaktických objektech společně s molekulami H_2 a CO k nejčastěji se vyskytujícím.

Závěry

Interstelární spektroskopie a chemie přinesly za posledních dvacet let poznatky o chemickém složení vesmíru a o fyzikálních poměrech v něm, které mají dalekosáhlý význam např. pro objasnění vzniku hvězd v mezimolekulových oblacích, dynamiku vnitřních pohybů v oblacích i pro poznání souvislostí mezi přítomností složitých organických molekul v mezihvězdném prostoru a vznikem života. V tomto referátu jsme se snažili uvést některé hlavní výsledky těchto interdisciplinárních oborů, jsme si však vědomi, že jsme je na tomto omezeném místě nemohli uvést všechny.

Samostatnou kapitolu tvoří např. interstelární a cirkumstelární molekulové masery, tj. kosmické objekty vyznačující v mikrovlnné oblasti tak intenzivní záření, že nemůže být generováno kvantovými přechody v "horkých" molekulách - teplota, která by těmto intenzitám odpovídala, by musela být tak vysoká, že by jí žádná chemická sloučenina nemohla přežít. Jediné možné vysvětlení je, že za určitých podmínek může v mezihvězdném oblaku vzniknout inverze populace molekulárních energetických hladin rotace případně vibrace, takže zde vznikne gigantický maser. Počet molekul, o kterých bylo zatím zjištěno, že tvoří aktivní prostředí kosmických maserů, je poměrně malý (zejména H_2O , OH, SiO, CH_3OH), i když masery byly zjištěny ve stovkách kosmických objektů² (základní údaje viz např. ref. [3]).

Nediskutovali jsme zde rovněž zajímavou otázku poměrného zastoupení různých izotopomerů téže molekuly v mezihvězdném prostoru ve srovnání se zastoupením na Zemi (zjištěné odchylky jsou často značné a poskytují důležitou informaci o vývoji vesmíru).

Identifikace molekul v mezihvězdném prostoru není omezena jenom na naši Galaxii: většina jednodušších molekul uvedených v tabulce I byla prokázána i v řadě externích galaxií (z poslední doby viz např. identifikaci molekul CN, C_2H , HNC a $H(C\equiv C)CN$). Zřejmě jenom velké vzdálenosti externích galaxií brání objevům i mnohem složitějších molekul, které se v mezihvězdných oblacích vyskytují s menším zastoupením.

Pokud lze předvídat další vývoj astrochemie a interstelární spektroskopie, radioastronomie půjde patrně cestou obje-

vování neobvyklých molekul případně radikálů a molekulárních iontů, které jsou v laboratorních podmínkách nestabilní, mohou však existovat v mezihvězdném prostoru. Infračervená spektroskopie bude zřejmě přinášet zajímavé údaje o přítomnosti složitých molekul adsorbovaných na povrchích prachových částic případně klastrů uhlíkových atomů.

Literatura

- [1] Herzberg G.: J. Royal Astron. Soc. Can. (1988)
- [2] Leger A., Puget J.L.: Astron. Astrophys. 137, L5 (1984)
- [3] Papoušek D.: O kvantech energie, molekulách a vesmíru, Academia, Praha 1985
- [4] Winnewisser G., Herbst E.: Topics Current Chem. 139, 121 (1987)
- [5] Duley W.W., Williams D.A.: Interstellar Chemistry Academic Press, New York - London 1984
- [6] Herbst E., Klemperer W.: Astrophys. J. 185, 505 (1973)
- [7] Herbst E., Leung C.M.: Monthly Notices Royal Astron. Soc. 222, 689 (1986)
- [8] Kroto H.W.: Phil. Trans. Royal Soc. (London) 325, 405 (1988)

Z NAŠICH A ZAHRANIČNÍCH PRACOVÍŠŤ

Práce publikované v Bulletinu Čs. astronomických ústavů
Vol. 41 (1990), No 1

Absolutní velikosti periodických komet
II. Statistická analýza

Ľ. Kresák, M. Kresáková, Astron. ústav SAV, Bratislava

Práce přináší statistickou analýzu absolutních magnitud 144 periodických komet z jejich 575 návratů uvedených v Katalogu (I. část práce). Opravy na přístrojové vlivy, které jsou podstatné při určování reálných změn jasnosti, se testovaly pomocí čtyř různých parametrů. Tyto korekce zmenšily rozptyly magnitud o 60 %. Průměrné změny jasnosti při jednotlivých návratech komety dosahují 0,5 hvězdné velikosti.

Nejlepší vázané koeficienty určené z rezonancí pro použití v modelech zemského gravitačního pole

J. Klokočník, Astron. ústav ČSAV, Ondřejov
J. Kostelecký, Výzkumný ústav geodetický, Observatoř Pechý, Ondřejov

4.Li, Deutsches Geodätisches Forschungsinstitut, München

Kriticky se hodnotí tyto koeficienty pomocí různých kritérií, načež se navrhuje jejich nejlepší hodnoty. Výsledky

mohou být využity při vytváření modelů gravitačního pole Země nebo jako nezávislý standard pro testování těchto modelů.

Vliv sluneční aktivity na poruchy, pohybu umělých družic způsobené odporem atmosféry

Y. Helali, National Research Institute for Geophysics and Astronomy, Helwan, Egypt

Vliv tohoto odporu způsobuje zmenšování výšky perigea během daného oběhu.

Vlastnosti a charakter Be hvězd

14. Je KX And, silně interagující dvojhvězdou?

S. Štefl, P. Harmanec, J. Horn, P. Koubský, S. Kříž, P. Hadra-
va, Astron. ústav ČSAV, Ondřejov
H. Božić, K. Pavlovski, Observatoř Hvar a Fakulta geodézie,
Zagreb

V práci je přehled faktů o této hvězdě doplněný o nové poznatky. Uvádějí a analyzují se nové radiální rychlosti určené z ultrafialových spekter. Třebaže pozorované změny spektra této dvojhvězdy se podobají změnám pozorovaným v silně interagujících hvězdách typu RX Cas, mnohé jevy zůstávají nevysvětlené.

Chemická analýza atmosféry CP3 hvězdy π^1 Bootis

M. Zboril, Astron. ústav SAV, Tatranská Lomnica

Tato chemická analýza se prováděla metodou syntetického spektra určeného pomocí LTE modelu atmosféry. Čára CaIIK se počítala pomocí NLTE aproximace při částečném použití parciální redistribuce.

Výzkum těsné dvojhvězdy XZ Cep mající složky raných spektrálních typů

J.M. Kreiner, Fyz. ústav, Pedagog. fakulta, Kraków
M.I. Kumsiashvili, Abastumanská astrofyzik. observatoř
J. Tremko, Astron. ústav SAV, Tatranská Lomnica

Uvádí se interpretace publikovaných fotometrických pozorování spolu s výsledky fotometrických pozorování z období 1977-1981 na observatořích Abastumani a Skalnaté Pleso. Ukazuje se, že existující názory na změny svítivosti této hvězdy jsou nekorektní.

Vztah mezi pohybem Slunce a sluneční proměnností

I. Charvátová, Geofyz. ústav ČSAV, Praha

Všechny základní rysy dlouhodobých změn sluneční aktivity lze popsat pomocí pohybu Slunce kolem těžiště sluneční soustavy.

Metoda odhadu přesnosti časových řad. Aplikace na analýzu určování délky dne

J. Hefty, Observatoř Slovenského VUT, Bratislava

Autor uvádí metodu pro odhad vnější přesnosti pomocí tří nebo čtyř časových řad, popisujících změny daného jevu. Dosáhlo se značného pokroku při určování délky dne během období 1982-1986.

Práce publikované v Bulletinu čs. astronomických ústavů
Vol. 41 (1990), No 2

Severojižní asymetrie zelené a červené koróny během cyklu 21
M. Rybanský, V. Rušin, E. Dzifčáková, Astron. ústav SAV,
Tatranská Lomnica

Tato asymetrie ve 21. cyklu měla proměnný charakter. Od počátku cyklu do 1979 byla koróna jasnější nad severní polokoulí a od 1983 nad jižní polokoulí. V blízkosti maxima byla asymetrie téměř nulová.

Koronální index sluneční aktivity 1987

M. Rybanský, V. Rušin, E. Dzifčáková, Astron. ústav SAV,
Tatranská Lomnica

Práce shrnující průběh tohoto indexu, jehož minimum bylo v únoru 1987 a maximum nastalo v dubnu.

Bifurkace rychlostí šíření koronálních rázových vln

Z. Vörös, Geofyz. ústav SAV, Hurbanovo

Pomocí magnetohydrodynamického modelu bezsrážkových rázových vln bylo ukázáno, že v případě anizotropního tlaku a při pomalých změnách některých fyzikálních parametrů v tzv. bodech bifurkace je rychlost šíření rázových vln nejednoznačná.

Přítomnost vysokofrekvenčních elektrických polí v erupci ze 7. srpna 1960

N.M. Firstova, Sib - IZMIR, AV SSSR, Irkutsk
P. Heinzl, P. Kotrč, Astron. ústav ČSAV, Ondřejov

Za přítomnosti vysokofrekvenčních turbulentních elektrických polí (Langmuirova turbulence) nerovnovážná vodíková plazma vyzařuje čáry Balmerovy série s typickými vlastnostmi, které byly teoreticky předpověděny a laboratorně provedeny. Očekává se, že tento jev bude možno pozorovat ve slunečních erupcích.

Gravitační pole satelitů ničených na Rocheho mezi

M. Burša, Astron. ústav ČSAV, Praha

Předpokládá se, že tento proces začíná tehdy, když je přitažlivá síla v rovnováze se součtem slapových a odstředivých sil. V takovémto stavu mohou být tři satelity ve sluneční soustavě: Phobos, Adrastea a Metis.

Odhad středních hustot Saturnových trojosých satelitů

M. Burša, Astron. ústav ČSAV, Praha

K odhadu hustoty devíti Saturnových trojosých satelitů, které mají synchronní rotačně-oběžný pohyb, se vyšlo z předpokladu, že tvar těchto satelitů je důsledkem deformací způsobených slapovými a odstředivými silami.

Pohyb družice v Marsově atmosféře

I. Sféricky symetrická atmosféra

L. Sehnal, Astron. ústav ČSAV, Ondřejov

V práci se uvedena analytická teorie pohybu umělé družice v atmosféře Marsu. Teorie je založena na sféricky symetrickém modelu atmosféry. Pohybové rovnice jsou integrovány pro jeden oběh družice.

Analytické modely hustoty Marsovy atmosféry

L. Sehnal, Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov

Jsou zkoumány analytické výrazy pro výškové profily hustoty atmosféry této planety v oblasti 0-100 km. Tyto výsledky se hodí pro teorii průletu meteorů Marsovou atmosférou.

Magnetická proměnná hvězda HR 6127

J. Žižňovský, I.I. Romaňuk, Astron. ústav SAV, Tatranská Lomnica

Magnetická pozorování této hvězdy ukazují, že se veličina B_e mění v rozmezí $-6 \cdot 10^{-2}$ T až $2 \cdot 10^{-2}$ T (tesla). Pomocí těchto údajů určili autoři novou hodnotu rotační periody této hvězdy 4,288404 dne.

Test modelu gravitačního pole POEM L1 pomocí vázaných koeficientů

J. Klokočník, Astron. ústav ČSAV, Ondřejov

R. Dietrich, Central Institute for Physics of the Earth, Potsdam

Model POEM L1 byl zkonstruován pro družici Lageos. Porovnání s dalšími modely ukazuje dobrý souhlas.

Ve fotometrické periodě hvězdy AG Peg nebyly nalezeny sekulární změny

Z. Komárek, Lid. hvězdárna Michalovce a Astron. ústav ČSAV, Ondřejov

Analýza 890 fotografických a fotoelektrických pozorování této hvězdy z období 1928-1988 vedla k určení opravené hodnoty její fotometrické periody. Výsledky svědčí o stálosti této periody během posledních 60 let.

Práce publikované v Bulletinu čs. astronomických ústavů
Vol. 41(1990), No 3

Konverze rázových vln z mocných slunečních erupcí na výbuchové rázové vlny ve slunečním větru

†Š. Pintér, Geofyz. ústav SAV, Hurbanovo

M. Dryer, Space Environment Laboratory, Boulder, Colorado

Předpokládalo se, že čas příchodu rázových vln vytvořených slunečními erupcemi je možné předpovědět, vezmeme-li v úvahu, že se tyto vlny zpočátku rychle vzdalují od Slunce, načež se rozpadají na výbuchové vlny. S použitím modelu autorů bylo zjištěno, že průměrná předpověděná doba příchodu těchto vln se liší od reality o 1,4 hodiny.

DIODENES – spektrometr-fotometr měkkého rentgenového záření pro studium energetické rovnováhy v erupcích

J. Sylvester, Space Research Centre of Polish Academy of Sciences, Wrocław

F. Fárník, Astron. ústav ČSAV, Ondřejov

V práci jsou uvedeny vědecké cíle a technické charakteristiky přístroje DIODENES (Diagnostic of Energy Sources and Sinks in Flares). Tento přístroj se konstruuje pro automatickou sluneční observatoř CORONAS-I v programu Interkosmos.

Model Země s proměnnou Chandlerovou frekvencí

N. Pejović, Astronomical Institute, University of Belgrade

Potvrzuje se hypotéza o nelineární závislosti Chandlerovy frekvence na totální amplitudě pohybu pólu.

Rozsáhlé atmosféry v modelech obřích hvězd spektrální třídy M
P.G. Laskarides, D.L. Nikolaidis, Section of Astronomy, University of Athens

Jsou sestaveny teoretické modely rozsáhlých atmosfér obřů třídy M, do kterých vstupuje značná část hmoty. Tyto modely budou využity v teorii vývoje červených obřů.

Vývoj hvězd s malou hmotností a rozsáhlou atmosférou
P.G. Laskarides, D.L. Nikokidis, Section of Astronomy, Uni-
versity of Athens

Zkoumá se detailní vývoj hvězd s malými hmotami přes
fázi asymptotických obrů.

Analytická řešení pro některé radiální intermediární dráhy
druhého řádu

J.M. Franco, M. Palacios, Grupo de Mecánica Espacial, Universi-
dad de Zaragoza

Analytická řešení pro některé intermediární dráhy jsou
vyjádřena pomocí elementárních funkcí, eliptických funkcí a
eliptických integrálů.

Meteorický roj Monocerotidy a Mellishova kometa

B.A. Lindblad, Lund Observatory, Sweden
D. Olsson-Steel, Department of Physics, University of
Adelaide, Australia

Monocerotidy - nepřítis aktivní roj (8.-17.X.).
V článku je přehled našich znalostí o tomto roji, které byly
získány pomocí vizuálních, fotografických a rádiových pozorování.

Vztah mezi pohybem Slunce a sluneční aktivitou v létech
1730-1780 a 1910-1960

I. Charvátová, Geofyz. ústav ČSAV, Praha

Ukazuje se, že zejména v těchto dvou obdobích je pohyb
Slunce prakticky shodný jako průběh slunečních cyklů.

- pan -

Z ODBORNÉ PRÁCE ČAS

Sdělení historické sekce ČAS

Dne 5. ledna 1990 byla obnovena činnost historické
sekce Československé astronomické společnosti, kterou před
dvěma lety přerušilo náhlé úmrtí jejího předsedy, PhDr.
Zdenka Horského, CSc.

Někteří jednotlivci i skupinky pokračovali v tomto
období v práci v různých oborech souvisejících s historií
astronomie, např. v archeoastronomii, ve výzkumech a záchraně
astronomických památek, překladech a interpretaci starých
textů, studiích o významných osobnostech české astronomie
atd. Chyběla však vzájemná informovanost a tím spíše koordi-
nace. Historická sekce proto žádá všechny zájemce o její

činnost, aby se písemně přihlásili na adrese

Pavel Najser
Štefánikova hvězdárna
118 46 Praha 1, Petřín 205.

Vítána jsou sdělení o probíhajících výzkumech i náměty pro další činnost.

Historická sekce si dále dovoluje pozvat všechny zájemce, členy i nečleny ČAS, na seminář, který se bude konat dne 24. října 1990 ve 13.30 v pražském planetáriu. Program semináře bude otevřen všem zájemcům a zejména těm, kteří sdělí předem názvy svých příspěvků na uvedenou adresu. Program bude zahrnovat i organizační ustavení sekce a doplnění adresáře zájemců.

P. Hadravá

RECENZE

Vladimír Hajko a kolektiv: Fyzika v experimentoch, Veda, Bratislava 1988, 427 str., náklad 3500 výt., váz. 59 Kčs

Kolektiv slovenských fyziků a astronomů vydal tuto vysokoškolskou příručku s cílem osvětlit význam a přínos fyzikálních experimentů pro rozvoj fyziky. Zajímavě koncipovaná příručka popisuje a vykládá základní fyzikální experimenty, jež významně ovlivnily soudobou fyziku, ač řada experimentů byla vykonána ještě v minulém století. Experimenty jsou tématicky rozčleněny do 13 kapitol, pokrývajících rozličné oblasti fyziky. Pro čtenáře KR budou patrně nejzajímavější údaje o experimentech z oblasti speciální a obecné relativity, atomistiky, jaderné a kvantové fyziky a teorie elementárních částic. Závěrečná 13. kapitola sepsaná D. Chocholem a K. Kudelou je věnována přímo astrofyzice, tj. objevu kosmického záření, objevům v radioastronomii (reliktní záření, kvasary, mezihvězdné masery a pulsary) a diskretním zdrojům rentgenového záření. V astrofyzice samozřejmě většinou nelze čekat fyzikální experimenty v pravém slova smyslu (pasivně sledujeme, jak za nás experiment koná příroda), takže charakter této kapitoly se liší od všech předešlých; obsahuje spíše historii a výklad příslušných astrofyzikálních objevů.

Jde o zcela ojedinělý spis, který v naší literatuře nemá obdoby a stane se vítaným protipólem převážně výkladových publikací, popisujících stav jednotlivých oborů fyziky. Obsáhlé seznamy citované literatury (včetně odkazů na často vzácně dostupné originální práce), jmenový a věcný rejstřík dále zvyšují nespornou užitečnost této rozsáhlé příručky.

J. Grygar

**Slovník školské fyziky (kolektiv 14 autorů). Vydalo SPN
v Praze, 1988. 296 stran, náklad 5000 výtisků. Cena Kčs 37,-.**

Odborná skupina pro terminologii při Fyzikální pedagogické sekci Jednoty československých matematiků a fyziků připravila výklad obsahu hesel, zařazených do dřívější publikace *Názvy a značky školské fyziky* (4. vydání z r. 1979, SPN Praha). To je úkol jistě nadmíru záslužný - sjednocuje se tím správné používání termínů. Slovník školské fyziky je určen především učitelům na základních a středních školách, ale jistě nejen jim. Pro nás astronomy je pozoruhodný tím, že jedna z devíti kapitol je věnována astronomii, astrofyzice, geofyzice a kosmonautice. Autory této části jsou zřejmě B. Onderlička, M. Šířoká a J. Šířoký, recenzentem V. Vanýsek ("zřejmě" píše proto, že ve slovníku není uvedeno, kdo kterou část psal, a výše uvedení jsou astronomy mezi mnoha fyziky).

Přípravě tohoto slovníku byla věnována nepochybně značná pozornost. Fyzikové již dlouhou dobu usilují o zavedení precizní terminologie, o vymýcení odbornické hantýrky, a to alespoň z výuky. S uspokojením jsem proto zaznamenal, že ve slovníku se např. neobjevuje pojem "odstředivé síly" (je tu výstižný popis setrvačné síly, působící v neinerciální vztažné soustavě), nesetkáme se ani s "tepelnou energií" (a v hesle "teplo" je i krátce zdůvodněno proč), správně se používá pojem "optické záření" (ne tak už "optická astronomie").

Škoda, že astronomická část tuto preciznost postrádá. Fyzikům, kteří psali prvních osm kapitol, kupodivu nevědělo, že v astronomické části jsou časové jednotky uváděny jako exponenty, pojem "magnituda" se používá jak pro označení veličiny, tak i její jednotky, hovoří se o pohybu ("zdanlivém" či "skutečném") bez jakékoliv zmínky o vztažné soustavě. S ohledem na skutečnost, že jde o slovník školské fyziky, bylo by jistě vhodné hledat jiné způsoby definice pojmů ze sférické astronomie než tradiční "průsečíky přímek (rovin) s myšlenou kulovou plochou o libovolném poloměru". Je to přinejmenším nenázorné. To, co bezprostředně určujeme a měříme, jsou směry a úhly mezi dvěma směry, a tímto způsobem lze vystavět celou sférickou astronomii i její terminologii.

Nic na světě není zcela bílé nebo zcela černé. Nechť tedy ani teď nevzniká dojem, že ōněch prvních osm kapitol je bez nedostatků a ty že jsou jen v deváté. Astronomická část je zpracována "klasicky" (tedy tak, jak astronomové jsou po léta zvyklí). A tu v kontrastu s fyzikou je vidět, že problém je jinde: ve výuce astronomie. Jak máme vysvětlovat astronomické poznatky, abychom adepty nemátli v jejich fyzikálním pohledu na svět? To je problém didaktiky astronomie - připustíme, že s otázkou terminologie úzce spjatý, nicméně problém jiný.

Nepochybuji o tom, že Slovník školské fyziky je dílem zasluhujícím naši pozornost (a to ve všech jeho částech). Vítám je a přeji všem uživatelům z řad astronomické obce, aby v dalším vydání byli plně spokojeni i s těmi částmi publikace, kde jsou takřka jác "doma". Přepracování výkladu jed-

notlivých termínů v novém, moderním duchu jistě nebude snadné. Nicméně soudím, že si to astronomie zaslouží.

Z. Pokorný

PŘEČETLI JSME PRO VÁS

Nová geneze

George Gamow

Na počátku řekl Bůh:
Budiž záření a Ylem.
A Ylem byl beztvary
a bez čísel a nukleony
vířily divoce v hlubokosti prostoru

I řekl Bůh: Buď hmotnost dvě!
A byla hmotnost dvě.
Ano, bylo to deuterium
a Bůh viděl, že je to dobré

I řekl Bůh: Buď hmotnost tři!
A byla hmotnost tři.
Ano, bylo to tritium a tralplium⁺) +) tralplium = $\frac{3}{2}$ He
a Bůh viděl, že je to dobré

A tak Bůh pokračoval ve vyvolávání čísel.
až přišly na řadu transurany.
A tu Bůh uviděl,
že to není tak úplně dobré,
neboť ve vzrušení počtů vynechal hmotnost pět.
Přirozeně tak nemohly vzniknout žádné těžší prvky

Toto přehlédnutí rozmrzelo Boha,
který začal uvažovat o tom, že by bylo lépe
smrštít vesmír nazpět do singularity,
a začít všechno znovu od počátku.
To by však bylo příliš jednoduché.
Proto se Bůh rozhodl pro jediný způsob, jak učinit těžké prvky,
a to způsob nejnepravděpodobnější

I řekl Bůh: Budiž Hoyle.
A byl tu Hoyle, živý a přemýšlející,
a ten vymyslel těžké prvky
tím způsobem, který se jemu líbil

Tak Hoyle rozhodl, že ve hvězdách učiní těžké prvky,
a rozptýlí je vókol výbuchy supernov.
Tak učiniv, musel se Hoyle přidržeti
nástinu chemického složení už předem určeného,
když Bůh na počátku chtěl stvořit z Ylemu prvky všechny

Tak Hoyle s Boží pomocí
ve hvězdách učinil všechny těžké prvky,
jenže ... pak se to celé tak zkomplikovalo,
že dnes už žádný člověk, ani Bůh, a ani sám Hoyle
nemohou zjistit, jak se to tehdy všechno přesně doopravdy
stalo ...

Preklad J. Grygar

ORGANIZAČNÍ ZPRÁVY

Zpráva ze zasedání PHV

Dne 16.3. se konalo na ASÚ 3. zasedání PHV ČAS, které se zabývalo problematikou nových stanov naší společnosti. V úvodu zasedání seznámil doc. Perek přítomné s došlými připomínkami ke stanovám. Dr. Pokorný přečetl návrh nové verze stanov, která vzešla ze schůze výboru pobočky v Brně.

Po diskusi, ve které byly projednány všechny došlé návrhy z poboček, bylo rozhodnuto, že doc. Perek připraví text návrhu stanov, který bude obsahovat došlé připomínky. Ten bude rozmnožen a zaslán členům HV a všem předsedům poboček a odb. sekcí k projednání.

Na mimořádném zasedání PHV dne 23.5.1990 bude dopracován konečný návrh stanov tak, aby bylo možno jej předložit na mimořádném sjezdu ČAS dne 15. června 1990.

M. Lieskovská

VESMÍR SE DIVÍ

Kterak město Vídeň sebou dívoce škube

"RAKOUSKÉ HLAVNÍ MĚSTO MĚNÍ své místo na zeměkouli ročně až o 35 metrů, ale během roku se pravidelně vrací na výchozí pozici. Tuto již dříve známou nestálost nyní rakouští astronomové ověřili velmi pečlivým měřením podle hvězd. Zjistili, že Vídeň se pohybuje nejen v ročních, ale i v měsíčních a někdy i týdenních intervalech. Některé týdny mění Vídeň svou polohu až o tři metry. Změny zeměpisného určení vysvětlují jednak pohybem zemské kůry, jednak pohybem teplotního jádra Země."

Lidová demokracie 4.9.1989

Důvody zřejmě přesvědčivé

"Solar Max tak následuje osud mnoha družic s nízkou oběžnou dráhou, které zpravidla z různých důvodů podlehnou

zemské přitažlivosti. Hlavní příčinou ztráty Solar Maxu je vysoká sluneční aktivita."

Svobodné slovo 16.11.1989, str. 2

Když Polárka netáhne, tak netáhneme

"Jak to, že (obyvatelé Velikonočních ostrovů) neznali hvězdné nebe? Nesporně jedním z důvodů je, že na jižním nebi není Polárka, a my dnes víme, že Polárka je důležitá, protože se podle ní řídí i stěhovaví ptáci. Možná, že proto také ptáci migrují hlavně na severní polokouli, a ne na jižní."

Jacob Bronowski: Vzestup člověka, Odeon Praha 1985,
str. 184

Tisková oprava

V č. 1/1990 byl v tiráži omylem uveden roč. 27 Kosmických rozhledů. Správně má být roč. 28(1990). Redakce se čtenářům omlouvá.

Tyto zprávy rozmnožuje pro svoji vnitřní potřebu Československá astronomická společnost při ČSAV (170 00 Praha 7, Královská obora 233). Řídí redakční kruh: vedoucí redaktor J. Grygar, výkonný redaktor P. Příhoda, členové P. Andrie, P. Hadrava, P. Heinzl, P. Lála, Z. Mikulášek, Z. Pokorný, T. Stařecký, M. Šolc a M. Wolf.

Technická spolupráce: M. Lieskovská, H. Holovská.

Příspěvky zasílejte na výše uvedenou adresu sekretariátu ČAS. Uzávěrka č. 2 roč. 28(1990) byla 8.5.1990.

ÚVTEI - 72113

- 88 -

