

Pokroky matematiky, fyziky a astronomie

A. Unsöld

Zdroje hvězdné energie a vývoj hvězd

Pokroky matematiky, fyziky a astronomie, Vol. 4 (1959), No. 3, 318--335

Persistent URL: <http://dml.cz/dmlcz/139827>

Terms of use:

© Jednota českých matematiků a fyziků, 1959

Institute of Mathematics of the Academy of Sciences of the Czech Republic provides access to digitized documents strictly for personal use. Each copy of any part of this document must contain these *Terms of use*.



This paper has been digitized, optimized for electronic delivery and stamped with digital signature within the project *DML-CZ: The Czech Digital Mathematics Library* <http://project.dml.cz>

ASTRONOMIE

ZDROJE HVĚZDNÉ ENERGIE A VÝVOJ HVĚZD*)

A. UNSÖLD

Úvod

Uplynulo už 200 let od doby, kdy se Kant poprvé odvážil přenést problémy kosmogonie z oblasti theologie do oblasti přírodních věd a rozebírat je na základě Newtonových zákonů. A mezi dnem, kdy se objevila jeho „Obecná historie přírody a teorie nebe“, a dnem, kdy Bessel a Struve (1838) poprvé změřili vzdálenost stálice od Země, uplynulo téměř sto let. Teprve v našem století začal rychlý rozvoj astronomie, časově téměř shodný s objevem teorie relativity a kvantové teorie, a významem se k nim řadí: vesmír jako celek, celý kosmos ve své prostorové struktuře a evoluci v čase se staly předmětem výzkumu exaktních přírodních věd.

1. Kosmické vzdálenosti

Vyšetřování prostorové stavby naší Galaxie a později i celého kosmu extragalaktických mlhovin se opíralo především, kromě snahy o dosažení stále dokonalejších přístrojů, o metodiku tzv. fotometrického měření vzdáleností.

Bessel a Struve určili pomocí přesných trigonometrických měření (obr. 1) paralaxu p několika nejbližších hvězd, tj. úhel, pod nímž bychom s hvězdou viděli průměr zemské dráhy.

Vzdálenost hvězdy, jejíž paralaxa $p = 1''$, se rovná 1 parseku (pc). Snadno vypočteme, že $1 \text{ pc} = 3,26$ světelných let $= 3,08 \cdot 10^{18}$ cm. Např. paralaxa Síría $p = 0,375''$, tj. vzdálenost Síría od Země je 2,7 pc neboli 8,6 sv. let.

Metoda trigonometrických paralax je základem všech způsobů měření kosmických vzdáleností. Možnosti měření jsou ovšem u této metody omezeny, takže zahrnují pouze naše „nejbližší okolí“, do vzdálenosti ~ 50 pc. Jiné geometrické metody nedovolují jít o mnoho dále.

Fotometrické měření vzdáleností je založeno na tomto principu: máme-li pro hvězdy daného typu určenu absolutní jasnost (podle definice je vztažena na vzdálenost 10 pc) — vycházíme přitom z údajů o objektech v našem blízkém okolí — lze pro vzdálené objekty téhož typu vypočítat vzdálenost přímo srovnáním jejich zdánlivé a absolutní jasnosti podle fotometrického zákona ubývání jasnosti se čtvercem vzdálenosti (néuvažujeme zde jistou komplikaci, způsobenou mezihvězdnou absorpcí světla).

*) A. Унзо́льд, Источники звездной энергии и эволюция звезд, Успехи физических наук, LXV, 3, 1958. Předneseno na 99. sjezdu německé Společnosti přírodovědců a lékařů 24. 9. 1956 v Hamburku, Naturwissenschaften, sv. 44, č. 6, (1957), ruský překlad od S. A. Kamenického.

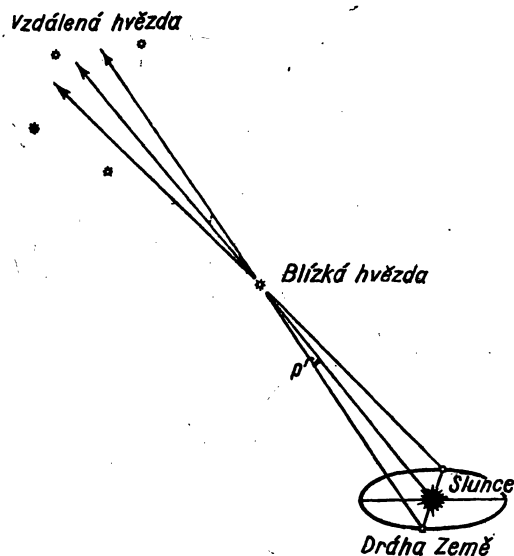
Shapley použil r. 1918 metodiku fotometrického měření vzdáleností v případě kulových hvězdokup; použil přitom proměnných hvězd, které se vyskytují v těchto hvězdokupách, tzv. krátkoperiodických cefeid. Ukázalo se, že kulové hvězdokupy jsou systémy poněkud zploštělého tvaru, jaký má také naše Galaxie. Z toho vycházeli Shapley, Oort, Lindblad a jiní, když pracovali na vytváření současného obrazu naší Galaxie. Na obr. 2 je znázorněno rozdělení hustoty hmoty a rychlostí otáčení v Galaxii na základě nejnovějších výzkumů, prováděných na leydenské observatoři. Galaxie je podle nich útvar zploštělý, s průměrem ~ 30 kpc. Slunce obíhá kolem galaktického jádra ve vzdálenosti 8,2 kpc = 27 000 sv. let rychlostí 216 km/s, neboli jeho oběžná doba je $2,3 \cdot 10^8$ let. Tedy za dobu, která uplynula od epochy karbonu, jsme dovršili jeden oběh kolem galaktického středu, který leží ve směru souhvězdí Štíra a Štělce.

V r. 1924 se Hubblevi podařilo použít poněkud zdokonalené fotometrické metody k určení vzdáleností extragalaktických mlhovin. Naše nejbližší sousedka v mezigalaktickém prostoru, mlhovina v Andromedě (M 31)¹⁾ je od nás vzdálena 460 kpc neboli 1,5 miliónů sv. let. Podle nejnovějších výsledků Baadeho se tato mlhovina v rozměrech, struktuře atd. do detailů shoduje s naší Galaxií.

Podle toho, jak my tuto mlhovinu vidíme, můžeme si učinit představu o tom, jak by se jevila naše Galaxie astronautovi, cestujícímu v mezigalaktickém prostoru. Srovnání s oběma malými eliptickými mlhovinami (M 32 a NGC 205), které doprovázejí mlhovinu v Andromedě, nám umožní představit si, jak se různé extragalaktické objekty liší co do velikosti. Pomocí fotometrického porovnání s několika dobře známými, „sousedními“ mlhovinami pak můžeme určit i vzdálenosti miliónů méně jasných, slabých mlhovin, vzdálených od nás miliardu i více světelných let.

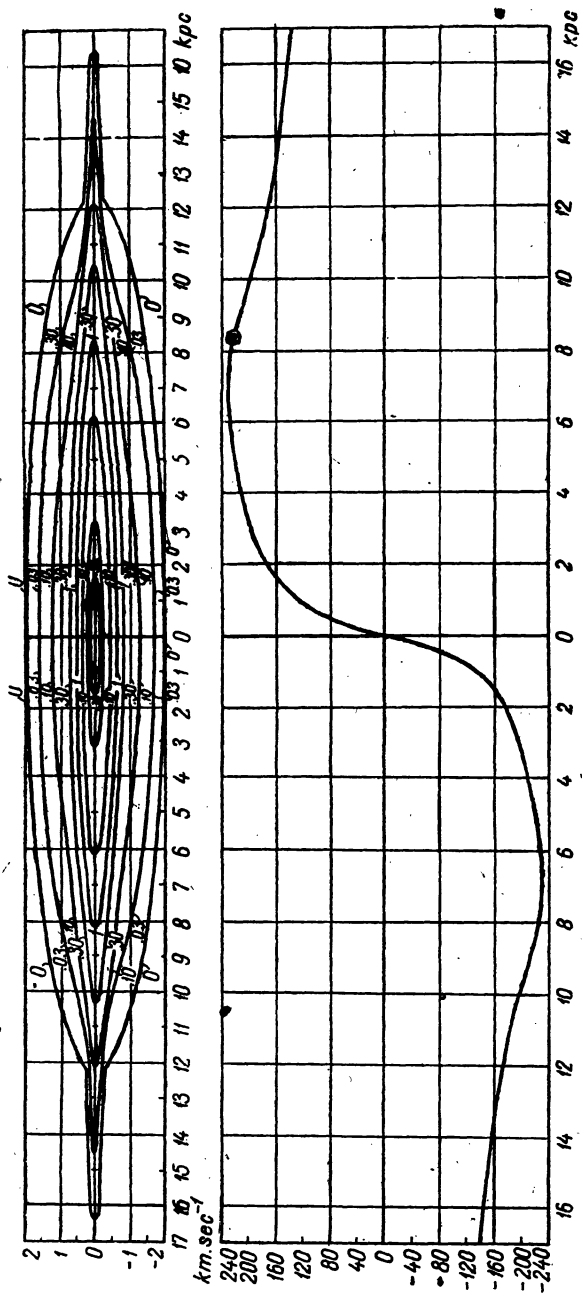
2. Expanse vesmíru a jeho stáří. Stáří a vznik rozdělení chemických prvků.

Slipher, Hubble, Humason a jiní došli na základě spektroskopických pozorování k novým poznatkům, týkajícím se známého, se vzdáleností lineárně rostoucího rudého posuvu neboli radiální rychlosti extragalaktických mlhovin. Připisujeme jej expansi vesmíru, nutně vyplývající z obecné teorie relativity. Extrapolujeme-li pohyby mlhovin v minulosti na základě nyní pozorovaného



Obr. 1. Paralaxa hvězdy p . Paralaxa nejbližší hvězdy α Centauri = 0,76". Paralaxe rovné p obloukových vteřin odpovídá vzdálenost $1/p$ parsec. $1 \text{ pc} = 3,26 \text{ sv. let} = 3,08 \cdot 10^{18} \text{ cm}$; $1 \text{ kpc} = 10^3 \text{ pc}$.

¹⁾ Mlhoviny se označují čísly podle katalogu Messierova (1784) nebo Dreyerova (*New General Catalogue*, 1887). Mlhovina v Andromedě má tedy číslo M 31 nebo NGC 223.



Obr. 2. Naše soustava Mléčné dráhy. Nahoře: hustota hmoty vztážená k hustotě hmoty v okolí Slunce $\rho_{\odot} = 6,34 \cdot 10^{-24} \text{ g}/\text{cm}^3$. Dole: rychlost otáčení v km/s v závislosti na vzdálenosti od středu v kpc. Slunce je vzdáleno od středu 8,2 kpc neboli 27 000 sv. let a pohybuje se rychlostí 216 km/s směrem k souhvězdí Cygni. (Schmidt [31]).

rudého posuvu, dojdeme k závěru, že hmota ve vesmíru byla v minulosti mnohem více zhuštěna než nyní. Mluvíme proto (jak ukážeme dále, má to smysl i z jiných důvodů) o vzniku a stáří vesmíru. Podle nejnovějších výsledků Humasona, Mayalla a Sandage, k nimž dospěli při výzkumu rudého posuvu a vzdalování extragalaktických mlhovin, dostáváme pro stáří vesmíru (předpokládanou) hodnotu³⁾

$$(5,4 \pm 1,1) \cdot 10^9 \text{ let.} \quad (1)$$

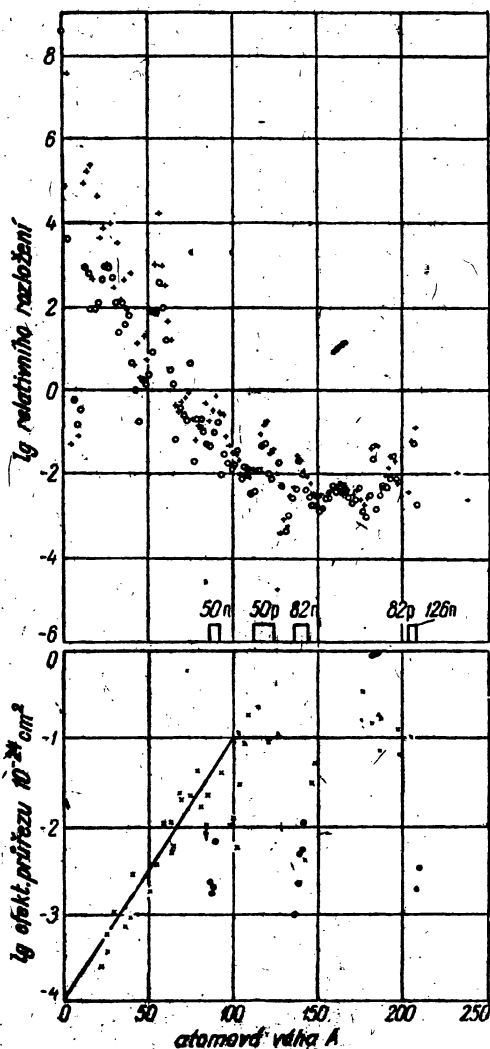
Na druhé straně lze měřit kosmické časové intervaly prostřednictvím period rozpadu radioaktivních prvků, zejména $U^{235} \rightarrow Pb^{207}$, $K^{40} \rightarrow A^{40}$, $Rb^{87} \rightarrow Sr^{87}$. Takto byla určena doba, která uplynula od vzniku zemské kůry — stručně se obvykle mluví o „stáří Země“. Na základě nejnovějších výsledků se dospělo k hodnotě

$$(4,5 \pm 0,3) \cdot 10^9 \text{ let.} \quad (2)$$

Protože oba časové údaje (1) i (2) se v mezích pozorovačích chyb shodují, vznikla zřejmě Země, a tím spíše i Slunce, na samém počátku „kosmického vývoje“.

Radioaktivní přeměny, o nichž byla zmínka výše, jsou také svědectvím o stáří radioaktivních prvků samých. Např. poměr rozšíření isotopů uranu U^{235}/U^{238} je v současné době, jak známo, 1/139. Protože uran U^{235} se rozpadá značně rychleji než U^{238} , musel být tento poměr mnohem vyšší. Byl-li původně poměr obou isotopů přibližně 1/10 — 1/3 (podle známých zákonů o rozšíření prvků), snadno vypočteme, že uran vznikl

Obr. 3. Nahore: rozšíření atomových jader (přesněji isotopů, tj. sum isobarů) jako funkce atomové váhy A . Kroužky jsou označeny sudé, křížky liché hodnoty A . Dole jsou vyznačeny některé oblasti uzavřených obalů jader — „magická čísla“. Odpovídající jádra mají rozšíření o něco vyšší než průměr. Dole: efektivní průřezy neutronů s energií 1 MeV. Jádra, která mají počet neutronů blízký „magickým číslům“, * 50n, 82n a 126n ± 1 (jsou označeny plnými kroužky) a jádra s nimi sousedící mají malé efektivní průřezy (podle Alphaera a Hermana [2]).



³⁾ Tento odhad se ovšem vztahuje ne na stáří celého vesmíru, ale pouze na stáří dostupné nám části vesmíru; mizpo to má smysl extrapolovat rudý posuv pouze tak daleko zpět, dokud je možno zanedbat vzájemné gravitační působení galaxií (viz V. A. Fok, *Tvorba prostvanstva, vremení i tjasoténija*, Gostéchnizdat, 1956, §§ 94—95). Pozn. red. časopisu *Uspechi fizičeskich nauk*.

asi před $3,6 \cdot 10^9$ lety. Stáří jiných radioaktivních prvků, určené analogicky, je řádově stejné.

Tento fakt, zejména to, že vznik radioaktivních prvků spadá prakticky do téhož období jako vznik vesmíru, je zřejmě v souvislosti se stejně překvapivým výsledkem spektrální analýsy hvězd: u převážné většiny hvězd se totiž setkáváme se shodným rozšířením chemických prvků (vrátíme se ještě k některým výjimkám). I u nejbližších spirálních mlhovin se vyskytují v průměru tytéž spektrální čáry (H a K CaII) jako např. u mlhoviny v Andromedě; z toho plyne, že poměr rozšíření Ca/H musí být v různých objektech přibližně stejný.

Uvedená pozorování vedou k závěru, že při „vzniku Vesmíru“ vládly tak vysoké teploty ($T \approx 10^{10}$ °K, což odpovídá $kT \approx 1$ MeV) a hustoty, že mohly probíhat všechny jaderné reakce. Při postupném ochlazování a zředování hmoty nastalo pak „universální rozšíření prvků“. Při podrobnějším rozboru obrazu vzniku Vesmíru a prvků bylo zjištěno (Gamov, dále Alpher, Herman [2]), že vyjádříme-li rozšíření prvků jako funkci atomové váhy, dostaneme křivku, která je blízká zrcadlovému odrazu křivky efektivních průřezů neutronů s energií ~ 1 MeV. Obě křivky (obr. 3) probíhají téměř lineárně až k hodnotám $A \sim 100$, a pro $A > 100$ jsou prakticky konstantní. Pouze jádra s „magickým“ počtem neutronů, tj. s uzavřenými obálkami, se odchylují jak od křivky rozšíření, tak i od křivky efektivních průřezů. Nehledíme-li na některé podrobnosti, je jasné, že při vzniku rozšíření prvků sehrály významnou úlohu volné neutrony s energií ~ 1 MeV. Nebudeme zde zabíhat do předpokladů (ačkoli jsou nesmírně zajímavé) o tom, jak při „prvotní explozi“ mohl vzniknout z neobyčejně žhavého a hutného „vejce“ vesmír s celou hierarchií kosmických útvarů, se spirálními mlhovinami, hvězdokupami, hvězdami atd., a obrátíme pozornost k tomu, jak můžeme na základě astronomických pozorování ve spojení se spolehlivě stanovenými zákony fyziky bezprostředně nahlédnout do procesů vývoje určitých hvězd a hvězdných grup. I když takto nedospějeme ke konečnému obrazu vzniku vesmíru, získáme tak pevnou půdu a výchozí body pro další výzkumy v tomto směru.

3. Zdroje hvězdné energie

Jako nejvýznamnější „projev života“ hvězd budeme nejprve vyšetřovat vytvoření energie v hvězdách.

a) *Gravitační energie*, ať je důsledkem uchvacování mezihvězdné hmoty (P. Mayer, 1846) či stlačování hvězdy (Helmholtz, 1854; lord Kelvin, 1861), může krýt potřebu zářivé energie např. u Slunce maximálně po dobu několika desítek milionů let. U hvězd s menší hmotou jsou to delší, u větších hvězd kratší časové úseky. Tento proces byl na základě nejnovějších údajů poprvé podrobně propočítán Henyeyem, Le Levierem a Levéem [18]. Jediným přijatelným zdrojem energie zůstávají tedy jaderné reakce.

b) *Jaderná energie* (Perren, Eddington 1919–1920). Podle Betheho a Weizsäckera (1938) jsou při teplotách a hustotách, jež podle současných teorií vládou v nitrech hvězd, možné dva procesy, vedoucí k přechodu vodíku v helium. Uvedeme oba typy procesů s údaji o hodnotách uvolňované energie v MeV a o trvání reakcí, jak byly stanoveny Fowlerem [13] pro stavové parametry v centrální oblasti Slunce podle Epsteina a Motze [12]³) (použijeme obvyklých označení p proton, β^- elektron, β^+ positron, ν neutrino).

V závorkách je uvedena ta část energie, jež se uvolňuje zároveň s neutriny. Vzhledem ke svému nesmírně malému efektivnímu průřezu mohou neutrina volně pronikat hvězdami do celého vesmíru.

Při teplotách nižších než $\sim 15 \cdot 10^8 \text{ K}$ převládá proces pp , při vyšších teplotách proces CN.

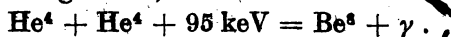
Tabulka 1.
Cyklus pp (Bethe, Critchfield, Salpeter)

	Uvolněná energie v MeV	Střední trvání reakcí
$H^1 (p, \beta^+ \nu) D^2$ $\beta^+ + e^- \rightarrow 2\gamma$ $D^2 (p, \gamma) He^3$ $He^3 (He^3, 2p) He^4$	$2 \cdot 0,164 + (2 \cdot 0,257)$ 2,1,022 2,5,494 12,847	14 · 10 ⁸ let 5,7 s 10 ⁸ let
$4 H^1 \rightarrow He^4$	26,207 + (0,514) MeV	

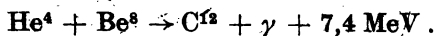
Tabulka 2.
Cyklus CN (Bethe, Weizsäcker)

	Uvolněná energie v MeV	Střední trvání reakcí
$C^{12} (p, \gamma) N^{13}$ $N^{13} (\beta^+ \nu) C^{13}$ $C^{13} (p, \gamma) N^{14}$ $N^{14} (p, \gamma) O^{15}$ $O^{15} (\beta^+ \nu) N^{15}$ $N^{15} (p, \alpha) C^{12}$	1,945 1,502 + (0,720) 7,542 7,347 1,729 + (0,976) 4,961	1,3 · 10 ⁷ let 7,0 min 2,7 · 10 ⁸ let 3,2 · 10 ⁸ let 82 s 1,1 · 10 ⁸ let
$4 H^1 \rightarrow He^4$	25,026 + (1,696) MeV	

Teprve při teplotách $\sim 2 \cdot 10^8 \text{ K}$ (tj. asi 10krát převyšujících teplotu ve středu hvězd hlavní posloupnosti) začíná nový jaderný proces, na nějž upozornil Salpeter (1951). Zde dochází k přeměně helia, ne už vodíku, proto je množství uvolňované energie menší. Proces začíná mírně endotermickou reakcí



Nestálé Be^8 s koncentrací řádově 10^{-10} zůstává pořád ještě v termodynamické rovnováze a potom přechází v C^{12} podle schématu



Obecně na každý spotřebovaný atom helia vzniká pouze 2,43 MeV, zatím co vytvoření jednoho atomu helia podle tab. 1 nebo 2 dá 26,2 nebo 25,0 MeV.

4. Vývoj Slunce a hvězd hlavní posloupnosti

Jako příklad nyní budeme vyšetřovat energetickou rovnováhu Slunce. Hmotota Slunce $M = 1,983 \cdot 10^{33} \text{ g}$ sestává asi z 57 % z vodíku. Kdyby veškeré

^{*)} $T = 13 \cdot 10^8 \text{ K}$; hustota koncentrace hmoty vodíku $\rho X_H = 100 \text{ g/cm}^3$.

množství vodíku ve Slunci přešlo v helium procesem *pp*, uvolnilo by se $0,71 \cdot 10^{32}$ erg.⁴⁾ Při své nynější svítivosti vydává Slunce $3,84 \cdot 10^{33}$ erg/sec., tj. 10 % své zásoby vodíku spotřebuje Slunce za $6 \cdot 10^8$ let. To by vedlo k podstatné změně jeho vlastností. Avšak od doby svého vzniku, tj. asi za $5 \cdot 10^8$ let, se Slunce stěží změnilo. A že je ve skutečnosti starou hvězdou, o tom svědčí stáří naší Země a jiné charakteristiky našeho planetárního systému.

Jaká je energetická a vodíková rovnováha u jiných hvězd? Podívejme se nejprve na hvězdy tzv. hlavní posloupnosti. Mezi ně patří převážná většina hvězd v našem okolí. Všechny mají přibližně tutéž chemickou skladbu, přinejmenším ve vnějších vrstvách. Hmoty, svítivost, (tj. množství energie vyzářené za jednotku času) a všechny ostatní charakteristiky jsou jednoznačnými funkcemi absolutní jasnosti neboli spektrální třídy. Podrobnější údaje jsou uvedeny v tab. 3.

Tabulka 3.
Hvězdy hlavní posloupnosti a jejich doba vývoje

Spektrální typ	Povrchová teplota T_e	Hmoty M/M_\odot	Svítivost L/L_\odot	Doba vývoje t_E v letech
O 7,5	38 000°	25	80 000	$2 \cdot 10^6$
B 0	33 000°	16	10 000	$1 \cdot 10^7$
B 5	(17 000°)	6	600	$6 \cdot 10^7$
A 0	9 500°	3	60	$3 \cdot 10^8$
F 0	6 900°	1,5	6	$1,5 \cdot 10^9$
G 0	5 800°	1	1	$6 \cdot 10^9$
K 0	4 800°	0,8	0,4	$12 \cdot 10^9$

Známe-li pro nějakou hvězdu její hmotu (v jednotkách sluneční hmoty M/M_\odot) a svítivost (rovněž vztáženou ke svítivosti Slunce L/L_\odot), snadno vypočteme i dobu, za kterou tato hvězda spotřebuje 10 % své zásoby vodíku. Nazveme tuto dobu stručně evoluční dobou t_E hvězdy

$$t_E = 6 \cdot 10^9 \frac{M/M_\odot}{L/L_\odot} \text{ let.}$$

Podle tabulky 3 poměrně chladné hvězdy hlavní posloupnosti, asi od F5, jejichž hmoty jsou menší než $1,3M_\odot$, zřejmě od doby svého vzniku (k němuž došlo maximálně před $5 \cdot 10^8$ lety) spotřebovaly pouze nepodstatnou část svého vodíku. Naproti tomu žhavé hvězdy ranějších spektrálních tříd mohly vzniknout teprve poměrně nedávno, před dobou řádově rovnou t_E . Stáří hvězd tříd O a B je také menší než doba rotace Galaxie v našem okolí; tyto hvězdy musely tedy vzniknout prakticky ve svém nynějším prostředí.

Tento zajímavý závěr byl nedávno potvrzen přímým důkazem, který může zároveň přispět k poznání mechanismu vzniku hvězd.

V. A. Ambarcumjan [3] a jiní přesvědčivě ukázali, že absolutně jasné hvězdy raných spektrálních tříd tvoří v Galaxii grupy — tzv. asociace OB. A. Blaauw [7a] ukázal na podkladě analýzy vlastních pohybů hvězd, že hvězdy v těchto asociacích, např. v souhvězdích Persea a Lacertae, se rozbíhají od

⁴⁾ Proces CN dává prakticky stejné množství energie. Proto v dalším nebudeme rozlišovat mezi uvolňováním energie v procesu *pp* a CN.

společného středu rychlostmi ~ 10 km/sec. Sledujeme-li jejich pohyb v myšlenkách zpět, dostaneme např. pro asociaci ζ Persei (obr. 4) stáří $1,5 \cdot 10^6$ let, a pro stáří asociace Lacerta hodnotu $4,2 \cdot 10^6$ let. Naproti tomu nejranější hvězdy asociace v Perseu patří ke spektrální třídě O7, asociace v Lacertě ke třídě O9. Podle tabulky 3 vypočtená „doba vývoje“ nejranějších hvězd v obou asociacích až překvapivě souhlasí s pozorovaným stářím asociace. Asociace OB jsou vždy obklopeny velkým množstvím mezihvězdné hmoty a podle empirických představ můžeme téměř bezpečně tvrdit, že zmíněné hvězdy vznikly z této mezihvězdné hmoty.⁵⁾ Ovšem pro úplnou představu o vzniku hvězd bude nutno ještě vyřešit některé obtížné detaily.

Vydeme-li z hustoty difúzní hmoty, odpovídající stonásobné hustotě normální mezihvězdné hmoty, tj. $\rho \approx 6 \cdot 10^{-22}$ g/cm³, dospějeme k závěru, že hmota hvězdy, rovnající se 20 slunečním jednotkám, byla původně rozptýlena v kouli o poloměru $0,8 \text{ pc} \approx 2,7$ sv. let. Aby se z těchto rozměrů vytvořila hvězda o hmotě 20 slunečních jednotek, je zapotřebí $5,4 \cdot 10^6$ let. Kondensace sama o sobě je do jistého stupně možná, avšak její počáteční stadia nejsou dosud vyjasněna. Rozpínání asociací může být přičítáno podle Oorta a Spitzera [28] ionisaci a zahřívání mezihvězdné hmoty zářením prvotní hvězdy O, což připomíná „reaktivní“ efekt svého druhu.

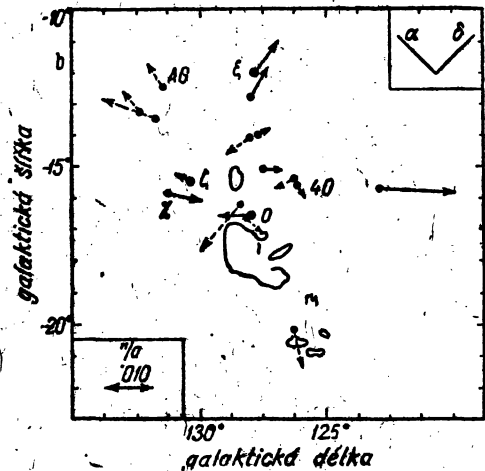
Avšak v poslední době Blaauw a Morgan [8] objevili, že v oblasti mlhoviny v Orionu hvězdy AE Aurigae (O9,5 V), μ Columbae (B0 V) a 53 Arietis (B2 V) se začaly pohybovat — první dvě před $2,6 \cdot 10^6$ lety rychlostí 127 km/s a třetí před $4,8 \cdot 10^6$ lety rychlostí 73 km/sec. Tyto pro hvězdy raných spektrálních tříd zcela mimořádně vysoké rychlosti u hvězd asociace v Orionu jsou zatím pro nás nepochopitelné.

5. Hertzsprungův-Russelův diagram

Než půjdeme dále ve sledování vývoje hvězd, musíme se zmínit o některých základních pojmech. Vyšetřujeme-li hvězdy v našem okolí v systému Galaxie, nebo hvězdy některé galaktické hvězdokupy či kulové hvězdokupy, vynášíme je pro přehled do Hertzsprungova-Russelova diagramu, to znamená, že vynášíme pro každou hvězdu hodnotu její absolutní jasnosti M_0 ⁶⁾ v závislosti

⁵⁾ S tímto názorem polemizuje V. A. Ambartsumjan ve svém článku „Problém vzniku hvězd“, uveřejněném v tomto časopise (roč. III, str. 318) — Pozn. překl.

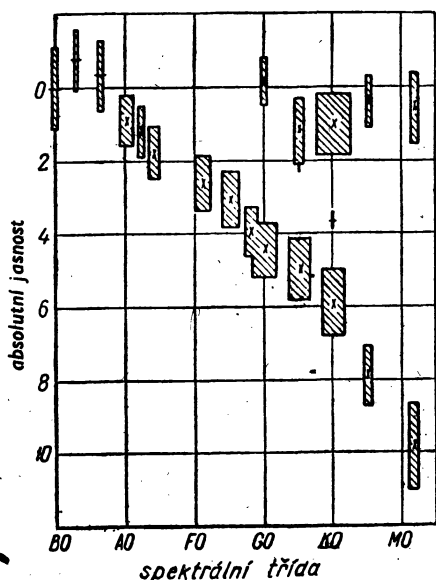
⁶⁾ Podle definice hvězdné velikosti se u hvězd z téže vzdálenosti r (pc) liší zdánlivá jasnost m od absolutní jasnosti M o konstantní veličinu, — tzv. modul vzdálenosti $m - M = 5 \lg(r/10)$. Hodnotu m je třeba předem opravit o vliv mezihvězdné absorpce.



Obr. 4. Vlastní radiální pohyby hvězd v asociaci ζ — Persei. Šipkami jsou označeny vlastní pohyby v obloukových vteřinách za rok (měřítko je uvedeno dole). Spojité šipky znamenají hodnoty, známé s pravděpodobnou chybou $< \pm 0,003''$ za rok; čárkované šipky značí hodnoty s menší přesností. Jsou vyneseny obrysy Barnardovy temné mlhoviny (podle Delhaye a Blaauwa [7]).

na její spektrální třídě, na teplotě nebo na přesně fotoelektricky změřeném barevném indexu. V posledním případě mluvíme o diagramu barva—jasnost.

V klasických pracích Hertzsprunga a Russela (1914) byl sestaven diagram pro hvězdy z našeho okolí (obr. 5). Většina hvězd je soustředěna ve zmíněné hlavní posloupnosti, vpravo od ní jsou odděleně obří hvězdy. S dalšími, méně častými skupinami hvězd, se částečně seznámíme v dalším. Nejvýznačnějším objevem moderní astronomie je fakt, že určité, zřejmě geneticky příbuzné grupy hvězd (např. hvězdokupy) mají také určitý charakteristický Hertzsprungův-Russelův diagram. Ba a de objevil v r. 1944, že jak v naší



Obr. 5. Hertzsprungův-Russelův diagram populace I z okolí Slunce, získaný metodou trigonometrických paralax. (Výška obdélníků odpovídá dispersi hodnot absolutní jasnosti M_v ; jejich šířka odpovídá počtu naměřených hodnot v grupě.)

pouze „nejjasnější“ část hlavní posloupnosti, což odpovídá jejich nízkému stáří.

Nyní se zmíníme o otevřených (galaktických) hvězdokupách, které patří k poměrně dobře odlišeným objektům.

Na obr. 6 je Hertzsprungův-Russelův diagram několika otevřených hvězdokup podle Johnsona a Sandage [21] (tučné čáry; světlé čáry, o nichž budeme mluvit později, patří kulovým hvězdokupám (M 92 a M 3), kde jsou již provedeny korekce na mezihvězdnou absorpci a změnu barvy. Vyjdeme-li z výpočtu vytváření energie a úbytku vodíku u hvězd hlavní posloupnosti (podle tab. 3), dojdeme k závěru, že γ a h Persei i NGC 2362 se svými mimořádně jasnými hvězdami O a B sotva mohou být starší než 3 miliony let. Při tom jejich hlavní posloupnost sahá sotva ke hvězdám A0. Podle výpočtů Henyeya [18] aj. to může být důsledkem toho, že chladnější hvězdy hlavní

Galaxii, tak i v podobných extragalaktických mlhovinách je třeba rozlišovat tzv. hvězdy populace typu I, k nimž patří spirální větve (a tedy také naše okolí), asociace OB, galaktické hvězdokupy atd., a hvězdy populace typu II, k nimž počítáme jádro soustavy a rychlé hvězdy, které z něho vycházejí, dále kulové hvězdokupy aj. Zatím co Hertzsprungův-Russelův diagram pro populaci typu I souhlasí s diagramem hvězd z našeho okolí, diagram populace typu II je zcela odlišný. Nelze přirozeně schematicky dělit hvězdy na populace dvou typů. Avšak všechny kosmické útvary téhož původu mají své charakteristické Hertzsprungovy-Russelovy diagramy a jejich srovnání má velký význam pro vyšetřování vývoje těchto útvarů.

Věnujeme pozornost nejprve některým charakteristickým rysům populace typu I a II a potom shrneme jejich společné a odlišné znaky.

6. Vývoj hvězd populace typu I. Otevřené hvězdokupy

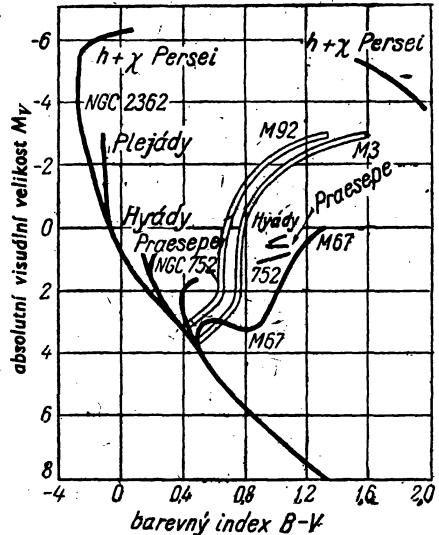
Už jsme hovořili o asociacích OB populace typu I. Jejich H.-R. diagram obsahuje

posloupnosti se nestačily dosud zkondenzovat. Stáří těchto nejmladších hvězdokup představuje tedy pouze 2–3 miliony let, tedy jen malý zlomek doby rotace Galaxie. Stáří Plejád, Hyád, Praesepe, NGC 752 je postupně vyšší, a nejstarší dosud známou hvězdokupou je M 67. Hlavní posloupnost zde jde až k $M_v \approx +3,5$, tj. k hvězdám typu F2; podle tab. 3 je tedy stáří této hvězdokupy přibližně stejné jako stáří vesmíru — $\sim 5 \cdot 10^8$ let. Nepřekvapuje tedy, že ještě starší hvězdokupy neexistují! Hvězdy, které už vydaly značnou část svých zásob vodíku, jsou posunuty na Hertzsprungově-Russelově diagramu vzhůru a vpravo, kde vidíme obry s právě takovými jasnostmi M_v , u nichž končí hlavní posloupnost. Myšlená obalová křivka hlavních posloupností jednotlivých hvězdokup (obr. 6) je tedy „standardní hlavní posloupností“ hvězd, které již prošly kondensací, nevydaly však dosud podstatnou část svého vodíku. Hvězdy, ležící v dolní části H.-R. diagramu, vpravo od standardní hlavní posloupnosti, by potom nebyly ještě úplně zkondenzované (viz Henyey a dr., [18], a Yokers [35] — pozorování hvězdokupy NGC 2264). Schönberg a Chandrasekhar [32], Harrison [17] aj. vyšetřovali teoreticky počáteční stadia procesu přeměny vodíku za předpokladu, že k přechodu vodíku v helium dochází pouze v jisté ohraničené oblasti uvnitř hvězdy a ostatní část hmoty se nemísí s těmito „oblastmi hoření“. Podle nejnovějších teoretických výsledků nemůže difuze a konvekce obecně ovlivňovat mísení hvězdné hmoty. Teorie pozdnějších stadií vývoje hvězd v hvězdokupách, neboli obecněji hvězd populace typu I, dosud neexistuje. Byl vysloven předpoklad, že posloupnost nejstarších hvězd, např. bílých trpaslíků, končí daleko vlevo dole pod hlavní posloupností. Johnson a Knuckles [22] našli v Hyádách (při $B - V > 0,4$) ve vzdálenosti asi 2^m pod hlavní posloupností slabě zastoupenou posloupnost podtrpaslíků; jejich místo v obraze vývoje hvězd není také dosud jasné.

Přejdeme nyní od objektů populace I, které tvoří „disk“ naší Galaxie, a podobných spirálních galaxií, k objektům populace II, které nejsou koncentrovány k centrální rovině. Začneme u kulových hvězdokup.

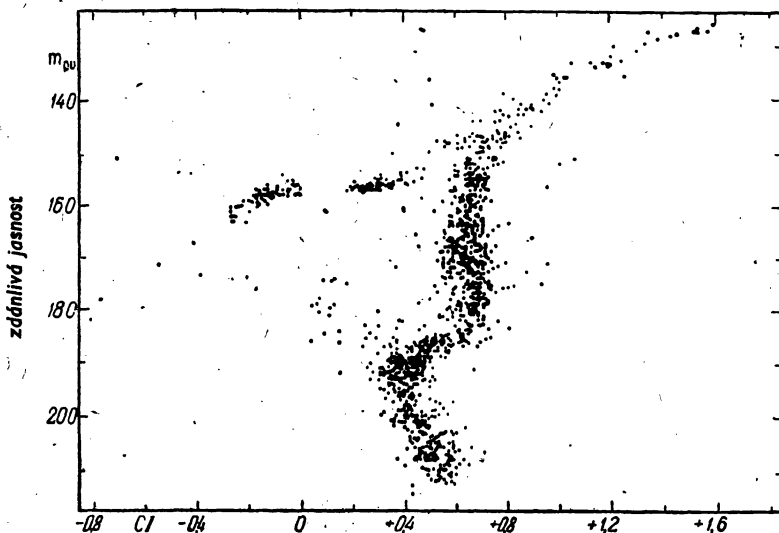
7. Vývoj hvězd populace typu II. Kulové hvězdokupy. Rychlé hvězdy

Už jsme se zmiňovali o základních pracích Shapleyových (od r. 1918), týkajících se určení vzdálenosti kulových hvězdokup pomocí krátkoperiodických cefeid. V posledních letech skupina mladých astronomů, vedená Baadem, získala neobyčejně cenné výsledky díky mohutným dalekohledům na observačních Mount Wilson a Mount Palomar.



Obr. 6. Hertzsprungův-Russelův diagram neboli diagram barva — absolutní visuelní velikost otevřených hvězdokup $h + \chi$ Persei, NGC 2362, Plejád, Hyád, Praesepe, NGC 752, M 67. Pro srovnání je uvedena (bílou čarou) H.-R. diagram kulových hvězdokup M 92 a M 3 (podle Johnsona a Sandage [21]).

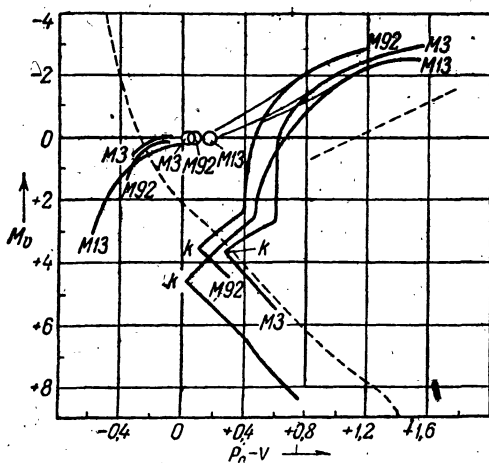
Sandage [30a] vyšetřoval Hertzsprungův-Russelův diagram pro kulovou hvězdokupu M 3 až do $m_{pv} = 21^m$ (obr. 7). Teprve v poslední době se podařilo objevit slabé hvězdy hlavní posloupnosti, jejichž $m_{pv} > 19^m$. Nejjasnější hvězdy v hvězdokupě (vpravo nahoře) jsou rudí obři. Odtud pokračuje — zcela



Obr. 7. Diagram barva — jasnost kulové hvězdokupy M 3 (podle Sandage [30a]).

rozdílně od předcházejících diagramů — směrem vlevo asi u $m_{pv} \approx 16^m$ větev žhavých hvězd; uprostřed jsou všechny hvězdy proměnné; zde leží také výše zmíněné krátkoperiodické cefeidy (v obr. 7 nejsou vyneseny). Známá absolutní jasnost $M_v = 0,0$ dovoluje určit —

podle Shapleye — pouze vzdálenosti jednotlivých hvězdokup a vynést jejich H.-R. diagramy do jednoho obrázku nad sebou. Na obr. 8 je to provedeno pro tři kulové hvězdokupy M 3, M 92 a M 13 (Baum [5b]). Pro srovnání je schematicky vynesena také H.-R. diagram hvězd populace I z okolí Slunce (vyčárkováno).

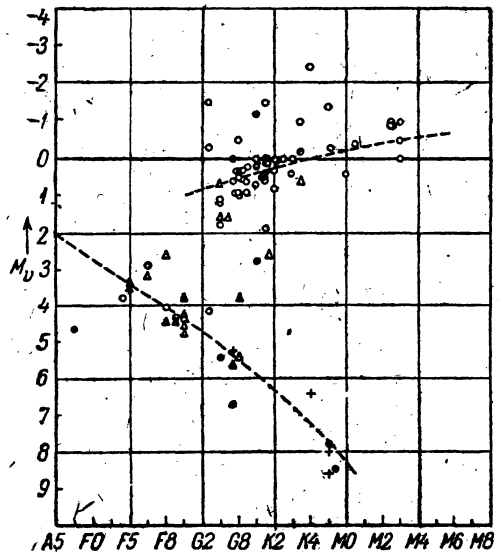


Ponecháme-li zatím stranou rozdíly v hlavních posloupnostech, jimiž se budeme zabývat níže, na první pohled vidíme, že se všechny zakřivují směrem

Obr. 8. Diagram barva — jasnost kulových hvězdokup M 3, M 92 a M 13 podle Bauma [5].

vzhůru u $M_v \approx 3,5^m$, stejně jako „archaická“ otevřená hvězdokupa M 67. Docházíme tedy k závěru, že větev rudých obrů, odchylující se vpravo, a mírně se ohýbající větev krátkoperiodických cefeid na H.-R. diagramu kulových

hvězdokupy jsou složeny z hvězd, jejichž hmota se pohybuje od jedné do dvou slunečních jednotek (hvězdy s podstatně větší hmotou se vyvíjely tak rychle, že se dá předpokládat, že už zanikly), které původně ležely v okolí $M_v \approx 3,5^m$ na hlavní posloupnosti, a když spotřebovaly svou zásobu vodíku, během vývoje postoupily dále. Sandage, Schwarzschild a Hoyle [19] i jiní se pokusili tento proces vývoje vyloučit teoreticky takto: nejdříve dochází k postupnému přechodu vodíku v helium ve vnitřní „oblasti hoření“ (nesmí tedy docházet k míšení hmoty-uvnitř hvězdy). V důsledku toho se hvězda na H.-R. diagramu posouvá vpravo (tj. hvězda se stává červenější) a poněkud vzhůru (tj. stává se poněkud jasnější). Když spotřebovala asi 20 % vodíku, nabývá většího významu konvekce ve vnějších vrstvách hvězdy a ta se posouvá vzhůru, a potom vpravo nahoru tj. k větvi rudých obrů, tak dlouho, až spotřebojuje asi 50 % vodíku. Potom teplota uvnitř hvězdy stoupne nad 10^8 °K a může probíhat Salpeterův proces ($3 \text{ He}^4 \rightarrow \text{C}^{12}$), který



Obr. 9. Hertzsprungův-Russellův diagram pro rychlé hvězdy (rychlost > 85 km/sec) z naší Galaxie. Absolutní jasnosti M_v : ○ – určené spektroskopicky; ● – určené trigonometricky nebo podle dynamických příznaků; △ – průměry z obou hodnot; + – některá pozorování observatoře Mt. Wilson. Pro srovnání je čárkovaně vynesena diagram populace I (podle Keenana a Kellera [24]).

hvězdě umožní přesunout se poměrně rychle vlevo, dokud nespotebojuje ~ 80 % vodíku. Hvězda se stává ve vnějších vrstvách žhavější, avšak smršťuje se tak, že celkově její jasnost klesá.

Díky této teorii, k níž se dospělo teprve po velmi složitých výpočtech je možno vysvětlit i některé jiné otázky. Dále bychom se měli ptát: „V čem je podstata rozdílů mezi třemi H.-R. diagramy na obr. 8?“ Baum seřadil tyto hvězdokupy a ještě některé další do této posloupnosti:

kulové hvězdokupy	M3	5	15	2	92	13	10
počet krátkoperiodických cefeid	165	71	60	13	13	4	0

Dokladem reálnosti tohoto seřazení je to, že počet krátkoperiodických cefeid zleva doprava klesá. Kromě toho hvězdokupy s malým počtem proměnných z pravé části tabulky leží blíže roviny Mléčné dráhy než hvězdokupy vlevo, obsahující velký počet proměnných hvězd.

Máme na toto seřazení pohlížet jako na postup vývoje a jaké jsou celkové astrofyzikální podklady pro tuto posloupnost? Na tyto otázky dosud nedovedeme odpovědět.

Dokonale překvapující, i z hlediska předcházející teorie, byl Baumův objev [5b], že hlavní posloupnost M 13 leží asi o 2^m níže než hlavní posloupnost M 3 a hlavní posloupnost populace I (na obr. 8 vytečkovaná). M 13 má tedy

ve skutečnosti pouze jednu posloupnost podtrpaslíků, která ostatně přesně souhlasí se slabě naznačenou posloupností v Hyádách pod jejich vlastní hlavní posloupností.

Dříve než přejdeme k dalším otázkám, bude účelné podrobněji se zmínit o jiných útvech populace typu II, pro srovnání s kulovými hvězdokupami. Eliptické mlhoviny (náma nejbližší jsou dvě mlhoviny, doprovázející mlhovinu v Andromedě) a jádro naší Galaxie (z velké části zakryté hustými temnými mračny) nemohou být v současné době ještě podrobněji zkoumány. Zbývají ještě jednotlivé grupy rychle se pohybujících hvězd, které jsou obvykle počítány k populaci II. Tyto hvězdy se pohybují po poměrně značně protáhlých drahách kolem galaktického středu; proto mají vysoké rychlosti vzhledem ke Slunci (např. podtrpaslík CD-29° 2277 má radiální rychlost +536 km/sec); vektory jejich rychlostí mají převážně opačný směr než je směr pohybu Slunce. Hertzsprungův-Russelův diagram těchto hvězd (obr. 9) se shoduje s diagramem kulových hvězdokup v tom, že jejich hlavní posloupnost rovněž leží nad F4. Tento fakt společně s některými jinými důvody svědčí o tom, že zde jde o staré hvězdy. Pod touto hlavní posloupností, v průměru mezi 1^m — 2^m , je možno rozlišit posloupnost podtrpaslíků (podrobněji Joy [23]). Větev obrů na diagramu rychlých hvězd naproti tomu se prakticky shoduje s toutéž větví diagramu populace I z okolí Slunce a leží pod větví kulových hvězdokup zhruba o 2^m níže. Snad by se zde mělo mluvit o nějaké „staré populaci typu I“? V každém případě by toto schéma dvou populací potřebovalo další diferenciace, jak se to konečně během času stává se všemi pojmy.

Při podrobnějším rozboru zjistíme, že grupa rychlých hvězd, vyčleněná původně jen z kinematického hlediska, může být rozdělena na několik podskupin, lišících se vzájemně fyzikálně i kinematicky, např. na hvězdy typu Mira Ceti (proměnné červené obří hvězdy s periodami řádově 150—350 dní), hvězdy typu RR Lyrae (krátkoperiodické cefeidy) a podtrpaslíci. U podtrpaslíků se nejmarkantněji projevuje charakter rychlých hvězd; tvoří podstatnou část hvězd s velkými složkami rychlosti ve směru kolmém k rovině Galaxie. Tento Arpův poznatek [4] (viz také Fricke [15]) vede k tomu, že převaha podtrpaslíků v M 13 se nám už nezdá tak překvapující. Teoreticky je vztah mezi fyzikálními a kinematickými vlastnostmi hvězd ještě zcela nevyjasněný. Co můžeme na příklad říci na to, že podle O. Struveho [34] hvězdy typu RR Lyrae s periodami většími než 0,4 dne mají v průměru značně vyšší radiální rychlosti než hvězdy s periodami menšími než 0,4 dne?

8. Rozdíly mezi populací typu I a II. Spektroskopické problémy vývoje hvězd

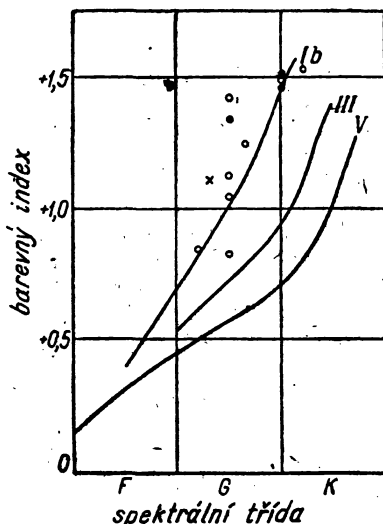
Všechny dosavadní výsledky výzkumu nakonec směřují k jedné otázce: „Proč hvězdy populace I a II, a zejména hvězdy otevřených a kulových hvězdokup, se vyvíjejí odlišným způsobem? V čem vlastně spočívá fyzikálně vzato, rozdíl mezi nimi?“

Tuto otázku se můžeme pokusit zodpovědět pomocí spektroskopického vyšetřování. Budeme tedy hledat rozdíly ve spektrech hvězd populace I z okolí Slunce a hvězd populace II, na příklad hvězd patřících ke kulovým hvězdokupám, podtrpaslíků a rychlých hvězd v naší Galaxii. Ponecháme zatím stranou jednu technickou obtíž, totiž že objekty druhého typu mají v průměru velmi malou svítivost.

Při spektroskopickém výzkumu se snažíme klasifikovat objekty nejprve podle dvou parametrů: spektrální třídy (S_p) a svítivosti [LC]. Předpoklá-

dáme-li, že u všech hvězd platí stejný vztah mezi hmotou, svítivostí a teplotou, můžeme také úspěšně klasifikovat hvězdy podle spektrální třídy a absolutní jasnosti M_v . Podle našich současných představ nelze tuto klasifikaci použít u všech těch hvězd, které už spotřebovaly podstatnou část vodíku, to znamená, že ji nemůžeme použít zejména pro horní část Hertzsprungova-Russelova diagramu v případě kulových hvězdokup.

Na druhé straně z teorie hvězdných atmosfér vyplývá, že spektrum atmosféry hvězdy, jejíž chemické složení je známé, je dáno dvěma parametry: (efektivní) teplotou T_e a tíhovým zrychlením na povrchu hvězdy g^7). Za předpokladu, že chemické složení hvězd je stejné a že jiné parametry (např. rotace hvězd nebo zbyteková magnetická pole v hmotě) nehrají vůbec roli, by měla „praktická“ klasifikace (Sp, LC) pouze jednoduchou transformací souřadnic přejít v „teoretickou klasifikaci“ (T_e, g). Odchyluje-li se některá hvězda od tohoto dvourozměrného zobrazení, pak se nutně liší od ostatních buď chemickým složením, nebo magnetickým polem nebo nějakým jiným parametrem.



Obr. 10. Závislost mezi spektrálním typem, barevným indexem a třídou svítivosti LC podle Morgana. Křivky přísluší hvězdám populace I z okolí Slunce, a to s $LC = V$ (hlavní posloupnost), III (obří) a Ib (veleobří). Na diagramu jsou vyneseny hodnoty pro rudé obry z kulových hvězdokup: \circ – M 13, \bullet – M 3, \times – M 92 (podle Bauma [5b]).

Po těchto obecných poznámkách uvedeme několik konkrétních příkladů.

U rudých obrů v kulových hvězdokupách bychom podle barevného indexu očekávali především spektrum třídy K 0; místo toho nacházíme např. u M 92 podstatně ranější spektrální třídu, přibližně F 6. Na obr. 10 jsou uvedeny (podle Bauma [5b]) křivky znázorňující závislost mezi vybraným barevným indexem, spektrální třídou Sp a svítivostí LC . Pozorované hodnoty pro rudé obry ze tří kulových hvězdokup leží všechny vlevo od křivky LC pro veleobry Ib. Tato křivka zpočátku vůbec nesouhlasí se střední absolutní jasností těchto hvězd. Uvážíme-li však, že hmoty těchto hvězd ($\sim 1,3M_{\odot}$) jsou o mnoho menší než hmoty odpovídajících hvězd populace I, dostaneme také „příliš malou“ hodnotu tíhového zrychlení g a ukáže se, že vlastně tato spektra tak říkajíc simulují, že patří vele-veleobřím. Kromě těchto kvalitativních rozdílů se vyskytují ještě jiné odchylky od normálního schématu (Sp, LC), které se podobají jevům, pozorovaným u hvězd populace II v naší Galaxii. Protože jsou lépe prozkoumány, obrátíme pozornost k nim.

Typičtí představitelé populace II v naší Galaxii, totiž podtrpaslíci a značná část rychlých hvězd, jeví sice poměrně malé, ale výrazné odchylky od spekter „normálních hvězd“ populace I. Uvést konkrétní příklady je dosti obtížné,

⁷⁾ Např. efektivní teplota Slunce je $T_e = 5780^{\circ}\text{K}$ a tíhové zrychlení na jeho povrchu $g = 2,74 \cdot 10^4 \text{ cm/sec}^2$, to je 28krát větší, než je zrychlení na povrchu Země.

protože zejména ve starší literatuře není vždy jasné, jakých kriterií bylo použito při klasifikaci (*Sp, LC*). V každém případě lze však pokládat za prokázané, že hvězdy populace II spektrálních tříd F5—G5 mají slabší čáry kovů, silnější pás G molekuly CH a slabší absorpci CN než normální hvězdy.

Kvantitativní určení těchto jevů, bezpodmínečně nutné pro další výzkum, je dosud v samých počátcích. Díky pečlivým měřením Wellmanna bylo zjištěno, že u jedné hvězdy se slabšími čarami (která přitom nepatří k rychlým hvězdám) jsou čáry neutrálních a ionisovaných kovů o 10—12 % silnější než u jiné, s ní srovnatelné hvězdy. Upozorňujeme zejména na práci Keenana a Kellera [24], a na výsledky Kniperovy, Popperovy, Romanovy aj.

Interpretace uvedených kriterií (za předpokladu, že pozorování jsou správná) je komplikována tím, že pro použití čar kovů jako kritéria neexistuje pevné měřítko (např. přesný, barevný index); interpretace intenzity pásů je velmi pochybná, protože pásy, sestávající z mnoha dosud neurčených čar, jsou velmi citlivé na turbulenci, účinky zvrstvení a jiné podobné faktory, které jen slabě ovlivňují Fraunhoferovy čáry.

2 1 | Přes tyto obtíže pokusili se Schwarzschild, Spitzer a Wildt [33] s jistou dávkou odvahy interpretovat pozorování tak, že u hvězd populace II je rozšíření lehkých nekovových prvků (C, N, C) ve srovnání s vodíkem přibližně dvakrát a rozšíření kovů přibližně třikrát menší než u hvězd populace I.

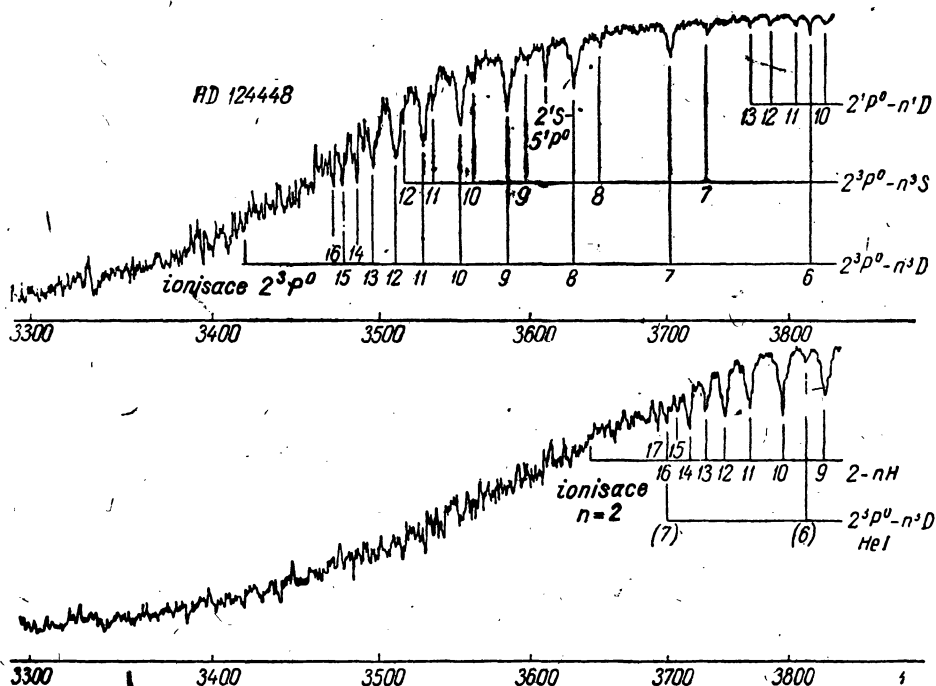
Populace II se tedy podstatně liší od populace I chemickým složením hvězdné hmoty. Ze spektroskopického hlediska je velmi obtížné dělat v tomto směru další závěry, protože přesnost kvantitativní spektrální analýzy hvězd různého typu je v současné době ohraničena koeficientem přibližně rovným dvěma. K dalším výsledkům zde můžeme tedy dospět jen pomocí velmi obtížných diferenciálních měření. Z astronomického hlediska, podle mého názoru, naráží závěr Schwarzschilda, Spitzera a Wildta na velké obtíže. Sami autoři připouštějí, že hvězdy populace I vznikly z mezihvězdných oblaků a že při tom hmota, už zkonzensovaná v kosmický prach, vnesla s sebou dodatečně těžké prvky. Avšak vzhledem k turbulenci a vnitřnímu tření bylo stěžejní možné částečné oddělení prachu a plynu a nebylo také pozorováno. Mimo to je těžko pochopitelné, proč by se hvězdy populace II měly chemicky lišit od hvězd prakticky s nimi stejných, patřících k populaci I, jako je např. Slunce. Snad by se mělo spíše vycházet z kinematických rozdílů hvězd populací I a II a z jejich vzniku a také uvážit difference ve složení atmosfér hvězd těchto dvou typů (magnetické pole, turbulence).

Pro spektrální výzkum je podstatné dívat se na problém vývoje hvězd také ještě z jiné strany.

Jak jsme viděli, v nitru hvězd přechází vodík v helium, a to u žhavých hvězd procesem CN, u poměrně chladných hvězd procesem *pp*. Je nasnadě otázka, nedocházelo-li někdy k mísení hvězdné hmoty tak, že se na povrchu objevovala už „použitá“ hmota s vysokým obsahem helia? A skutečně jsou známy některé hvězdy, v jejichž atmosférách prakticky chybí vodík a zato se vyskytuje pouze helium a těžší prvky. Na obr. 11 je uvedeno srovnání mikrofotometrických křivek „heliové“ hvězdy HD 124448 a analogické „normální“ hvězdy typu B3, Lupi. Hrubá kvantitativní analýza analogické „heliové“ hvězdy HD 160641, provedená Allerem [1], ukázala, že poměr rozšíření helia k rozšíření těžších prvků (C, N, O, Ne, Mg, Si) je u nich přibližně stejný jako u normálních hvězd. To by svědčilo ve prospěch hypotézy o přeměně prvků. Pro větší spolehlivost tohoto předpokladu by bylo třeba provést ještě

kvantitativní vyšetřování v otázce buzení různých kvantových stavů helia v heliových hvězdách. Pokud jde o kosmický stav heliových hvězd, lze o nich pouze říci, že nemají zvláštní radiální rychlost. Proč však by na těchto hvězdách měla být hmota promíšena a na jiných ne, to zatím zůstává tajemstvím.

Ještě zajímavější je toto pozorování: existují také hvězdy N a R, u nichž, soudě podle jejich pásových spekter, není poměr rozšíření izotopů uhlíku $C^{12} : C^{13}$ roven ~ 90 , jako na Zemi a na jiných hvězdách, ale má mnohem menší



Obr. 11. Mikrofotometrické křivky spekter „heliové hvězdy“ HD 124448 a normální hvězdy B3 ι Lupi (dole). V horním spektru se vůbec nevyskytuje Balmerova vodíková série ($2 - n, H$), zato série helia jsou vyznačeny velmi úplně (podle Poppera [29]).

hodnotu — klesá na $3,4 \pm 0,16$. Mohli bychom se domnívat, že zde jde o hvězdnou hmotu, která úplně nebo částečně prodělala cyklus CN. Za podmínek, jaké podle současných představ vládou v nitru Slunce, by to znamenalo, že v souladu s výše uvedenou tab. 2 (analogie známých zákonů radioaktivní rovnováhy) by poměr rozšíření izotopů uhlíku byl $C^{12} : C^{13} \approx 4,7$. Na první pohled je to zcela rozumné, avšak jiná pozorování nás staví před velké obtíže, zejména to, že mnoho hvězd typu N a R má velmi intenzivní rezonanční čáru lithia $\lambda 6708 \text{ \AA}$, a při tom by lithium za přítomnosti protonů s velkou energií mělo právě úplně vymizet.

Dalším potvrzením těchto představ byl Merrillův [26] objev, že u několika hvězd typu S se vyskytují čáry nestálého prvku technecia $Tc (Z = 43)$, který byl svého času získán pouze uměle Segréem. Přítomnost čar technecia u chladných hvězd a kromě toho pozorované erupce kosmického záření při velkých

erupcích na Slunci jsou pravděpodobně dokladem toho, že v atmosférách mnohých hvězd vznikají částice s dostatečnou energií (protony a částice α), které způsobují jaderné procesy, vedoucí ke značným změnám v chemickém složení vnějších vrstev hvězd (viz Biermann [6]).

Naproti tomu Hoyle, Fowler a Greenstein [14] a zároveň Cameron [9] předložili hypotézu, podle níž hmota, která prodělala ve velkých hloubkách změnu stavu v důsledku jaderných reakcí, může za jistých zvláštních podmínek proniknout na povrch hvězdy. Tento předpoklad doplňuje Hoylovu domněnku, že tato hmota, obohacená těžkými prvky, proniká pak do mezihvězdného prostoru a zde opět kondensuje ve hvězdy populace I atd. Podle mého názoru je však zcela nemožné vysvětlit tak velkou převahu těžkých prvků ve hvězdách populace I ve srovnání s hvězdami populace II. Kdyby tomu tak bylo, pak Slunce jako stará hvězda populace I by muselo mít stejné chemické složení jako hvězdy populace II. Obecně řečeno, k velmi na první pohled přitažlivé koncepci dokončeného „astronomického obrazu vesmíru“ v Hoylově stylu by se mělo zaujmout velmi rezervované stanovisko. Zdá se nám, že je účelnější jít v našich závěrech jen tak daleko, aby nám výchozí body, opřené o výsledky pozorování, zaručily jistý stupeň jistoty: syntézu, ať je jakkoli svůdná, je třeba přenechat budoucnosti.

V souvislosti s problémem technicia je také velmi zajímavá otázka rozšíření různých typů lithia v kosmických útvech; lithium se totiž rychle rozpadá vlivem protonů s poměrně velmi malou energií. Podle Greensteina a Richardsona [16] byla od vzniku Země ve vnějších vrstvách Slunce již rozštěpena značná část lithia; tento předpoklad je i teoreticky zcela přijatelný. Naproti tomu mnoho hvězd R a N má, jak již bylo řečeno, velmi intenzivní rezonanční čáru lithia λ 6708 Å. Kvantitativní analýza těchto chladných hvězd se v současné době bohužel setkává ještě s nepřekonatelnými překážkami.

Zde skončí naše sdělení o dosavadních výsledcích výzkumu, které lze s jistou dávkou spolehlivosti pokládat za prokázané. Nečiníme si nárok, na vytvoření „celistvého obrazu vesmíru“. Zdá se nám, že je podstatně důležitější zdůraznit, že existuje celá řada cest, po nichž je možno dospět, spojíme-li vhodně základní výsledky pozorování se stejně spolehlivými výsledky teoretického rozboru problémů, ke konečnému cíli — k pochopení stavby a vývoje celého vesmíru.

Literatura

Přehledy:

- [1] O. Struve, *Stellar Evolution*, Princeton Univ. Press, 1950.
- [2] *Les Processus Nucléaires dans les Astres*. V. Colloque Internat. d'Astrophysique Liège, 1953, Mém. Soc. Roy. Sci., Liège (IV), 14 (1954).
- [3] *Principes fondamentaux de classification stellaire*. Colloques Internat. du CNRS; Paris, 1953.

Nová literatura:

- [1] L. H. Aller, V. *Colloque Internat. d'Astrophysique Liège*. Mém. Soc. Roy. Sci. Liège (IV) 14, 337 (1954).
- [2] R. A. Alpher, R. C. Herman, *Ann. Rev. Nucl. Sci.* 12, 1 (1953).
- [3] V. A. Ambarcumjan, *Abh. aus der Sov. Astron. Folge 1*, Berlin, 1951.
- [4] H. C. Arp, *Astron. J.* 60, 317 (1955).

- [5] W. H. Baum, *Astron. J.* a) 57, 222 (1952), b) 59, 422 (1954).
- [6] L. Biermann, *Zeitschr. Astrophysik* 41, 46 (1956).
- [7] a) A. Blaauw, *Bull. Astr. Inst. Netherl.* 11, 405, 414 (1952).
 b) J. Delhaye, A. Blaauw, *Bull. Astr. Inst. Netherl.* 12, 72 (1953).
 c) A. Blaauw, W. W. Morgan, *Astrophys. J.* 117, 256 (1953).
- [8] A. Blaauw, W. W. Morgan, *Astrophys. J.* 119, 625 (1954).
- [9] A. G. W. Cameron, *Nuclear Reactions in Stars and Nucleogenesis*. Chalk River Project No 652 (1956).
- [10] J. W. Chamberlain, L. H. Aller, *Astrophys. J.* 114, 52 (1951).
- [11] A. Blaauw, *Astrophys. J.* 123, 408 (1956).
- [12] I. Epstein, L. Metz, *Astrophys. J.* 117, 311 (1953).
- [13] W. A. Fowler, *V. Colloque Intern. d'Astrophys. Liège, Mém. Soc. Roy. Sci. Liège (IV)* 14, 88 (1954).
- [14] W. A. Fowler, J. L. Greenstein, *Proc. Nat. Acad. Sci. U. S. A.* 42, 173 (1956).
- [15] W. Fricke, *Astron. Nachrichten* 277, 251 (1949); 278, 49 (1949).
- [16] J. L. Greenstein, R. S. Richardson, *Astrophys. J.* 113, 536 (1951).
- [17] M. H. Harrison, *Astrophys. J.* 103, 193 (1946).
- [18] L. G. Henyey, R. Le Leyier, R. D. Levée, *Publ. Astr. Soc. Pacific* 67, 154, 341 (1955).
- [19] F. Hoyle, M. Schwarzschild, *Astrophys. J., Suppl.* 2, No 13, (1955).
- [20] H. L. Humason, N. U. Mayall, A. R. Sandage, *Astr. J.* 61, 97 (1956).
- [21] H. L. Johnson, A. R. Sandage, *Astrophys. J.* 121, 616 (1955).
- [22] H. L. Johnson, C. F. Knuckles, *Astrophys. J.* 122, 209 (1955).
- [23] A. H. Joy, *Astrophys. J.* 105, 96 (1947).
- [24] P. C. Keenan, G. Keller, *Astrophys. J.* 117, 241 (1953).
- [25] A. McKellar, *Publ. Domin. Astrophys. Obs. Victoria* 7, 395 (1948).
- [26] P. W. Merrill, *Trans. IAU* 8, 832, (1952).
- [27] J. H. Oort, *Bull. Astr. Inst. Netherl.* 12, 177 (1954).
- [28] J. H. Oort, L. Spitzer, *Astrophys. J.* 121, 6 (1955).
- [29] D. M. Popper, *Publ. Astr. Soc. Pacific* 59, 320 (1947).
- [30] A. R. Sandage, a) *Astron. J.* 58, 61 (1953); b) *V. Coll. Int. d'Astrophysique Liège. Mém. Soc. Roy. Sci. Liège (IV)* 14, 254 (1954).
- [31] M. Schmidt, *Bull. Astron. Inst. Netherl.* 13, 15 (1956).
- [32] M. Schönberg, S. Chandrasekhar, *Astrophys. J.* 93, 161 (1942).
- [33] M. Schwarzschild, L. Spitzer, R. Wildt, *Astrophys. J.* 114, 398 (1951).
- [34] O. Struve, *Publ. Astr. Soc. Pacific* 62, 217 (1950).
- [35] M. Walker, *Astron. J.* 59, 333 (1954).
- [36] P. Wellmann, *Zeitschr. Astrophys.* 36, 194 (1955).

Zkráceně přeložil kand. fys.-mat. věd J. Ruprecht