

Pokroky matematiky, fyziky a astronomie

J. Kleczek

Vývoj hvězd, nukleogeneze a chemické složení vesmíru

Pokroky matematiky, fyziky a astronomie, Vol. 4 (1959), No. 4, 469--479

Persistent URL: <http://dml.cz/dmlcz/137741>

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

VÝVOJ HVĚZD, NUKLEOGENESE A CHEMICKÉ SLOŽENÍ VESMÍRU

J. KLECZEK, *Astronomický ústav ČSAV, Ondřejov*

Článek se zabývá nejdůležitějšími jadernými reakcemi ve hvězdném nitru. Ukazuje, že termonukleární reakce jsou základním činitelem ve vývoji hvězd a určují chemické složení vesmíru.

Úvod

Nukleogenesí rozumíme tvoření chemických prvků, lépe řečeno jejich jader. Nitra hvězd jsou obrovské pece, v nichž se rodí chemické prvky. Termonukleární reakce, probíhající ve hvězdném nitru, mění jeho chemické složení. Protože mezi hvězdami a mezihvězdnou hmotou dochází k výměně látky, jsou termonukleární reakce ve hvězdném nitru rozhodujícím činitelem pro chemické složení vesmíru jako celku.

Podle všeobecně uznávané teorie nebyly chemické prvky vytvořeny „v počáteční fázi vývoje vesmíru“, nýbrž vznikaly postupně v nitru hvězd jako zplodiny termonukleárních reakcí. K ověření této domněnky je třeba studovat velké množství jaderných reakcí a je třeba znát se značnou přesností jejich rychlosti.

Při termonukleárních reakcích se uvolňuje velké množství energie, která umožňuje záření hvězdy. Bez těchto energetických zdrojů by obrovská většina hvězd byly tmavými neviditelnými trpaslíky. Jako energetické zdroje hvězd se uplatňuje poměrně málo reakcí a není nutné znát přesně jejich rychlost.

Nukleogenese je velmi mladým vědním úsekem. Přesto však byla již publikována velká řada prací, zabývajících se vznikem jader prvků. Nejmodernějšími výsledky se zabývalo Symposium o nukleogenesi v Moskvě v létě 1958. Náš článek je věnován všeobecným problémům nukleogenese a astronomickým otázkám, které s ní těsně souvisejí.

1. Chemické složení vesmíru

Díky spektroskopii známe chemické složení nebeských těles. Spektrograфы, připoutané k mohutným dalekohledům, nám prozrazují, z jaké směsi prvků jsou složeny hvězdy, Slunce, mlhoviny a mezihvězdná hmota. Jedinými nebeskými objekty, jejichž složení určujeme chemickou analýsou v laboratoři, jsou meteority. Rovněž naše Země je nebeským tělesem a také její chemické složení (alespoň jejích povrchových vrstev) je známo z chemických analýs. Srovnáním výsledků chemického rozboru meteoritů a Země s výsledky spektroskopického rozboru Slunce, hvězd, mezihvězdné hmoty a mlhovin vyvodíme důležitý poznatek, že složení vesmíru je v podstatě všude stejné. To znamená:

a) Nenašel se nikde ve vesmíru prvek, který by nebyl na naší Zemi. Celý vesmír je vystavěn z 92 druhů atomů.

b) Vzájemný poměr prvků zůstává všude ve vesmíru přibližně stejný. Uvádíme jej v tabulce 1, získané ze Slunce, hvězd, mlhovin, meteoritů a zemské kůry [1]*).

Nás budou v tomto článku zajímat tyto vlastnosti vyvozené z tabulky:

Tabulka 1

Chemické složení vesmíru. Z tabulky zjistíme relativní zastoupení jednotlivých prvků. Logaritmus počtu vodíkových atomů jakož i váhy vodíku byl položen roven 11,9. Tabulka např. říká, že na deset atomů vodíku připadá jeden atom helia a lithium je podle tabulky tak vzácné, že na osm miliard vodíkových atomů připadá jen jeden atom lithia. Protože pro naši potřebu nemusíme znát výskyt prvků za skupinou železa, končí naše tabulka galliem

Prvek	Značka	Atomové číslo	Chemická atomová váha	Stabilní isotopy	Logaritmus	
					počtu	váha
Vodík	H	1	1,0080	1; (2)	11,9	11,9
Helium	He	2	4,003	4; (3)	10,9	11,5
Lithium	Li	3	6,940	7; 6	2,0	2,8
Beryllium	Be	4	9,02	9	3,0	4,0
Bor	B	5	10,82	11; 10	3,9	4,9
Uhlík	C	6	12,011	12; 13	8,2	9,3
Dusík	N	7	14,008	14; (15)	8,4	9,5
Kyslík	O	8	16,000	16; (18; 17)	8,7	9,9
Fluor	F	9	19,000	19	5,2	6,5
Neon	Ne	10	20,183	20; 22; (21)	8,0	9,3
Sodík	Na	11	22,995	23	6,4	7,8
Hořčík	Mg	12	24,32	24; 26; 25	7,5	8,9
Hliník	Al	13	26,97	27	6,4	7,9
Křemík	Si	14	28,06	28; 29; 30	7,4	8,9
Fosfor	P	15	30,98	31	5,6	7,1
Síra	S	16	32,06	32; 34; (33; 36)	7,0	8,5
Chlor	Cl	17	35,457	35; 37	5,7	7,3
Argon	Ar	18	39,944	40; (36; 38)	6,2	7,8
Draslík	K	19	39,096	39; 41; (40)	5,4	7,0
Vápník	Ca	20	40,080	40; 44; (42; 48; 43; 46)	6,3	7,9
Skandium	Sc	21	45,10	45	3,2	4,9
Titan	Ti	22	47,90	48; 46; 47; 49; 50	5,5	7,2
Vanad	V	23	50,95	51	4,2	5,9
Chrom	Cr	24	52,01	52; 53; 50; 54	5,5	7,2
Mangan	Mn	25	54,93	55	5,5	7,2
Železo	Fe	26	55,85	56; 54; 57; (58)	7,7	9,5
Kobalt	Co	27	58,94	59	5,3	7,1
Nikl	Ni	28	58,69	58; 60; 62; 61; 64	6,4	8,2
Měď	Cu	29	63,57	63; 65	4,5	6,3
Zinek	Zn	30	65,38	64; 66; 68; 67; (70)	4,3	6,1
Gallium	Ga	31	69,72	69; 71	2,9	4,7

1. Dáaleko nejhojnějšími prvky ve vesmíru je vodík a helium. K nim je přidáno něco uhlíku, dusíku, kyslíku spolu se stopami ostatních prvků.

2. Nápadně malý je výskyt lehkých prvků: lithia, berylia a boru.

*) Chemické složení Země a meteoritů neodpovídá zcela tabulce I. Vodík a helium se téměř nevyskytují v malých tělesech sluneční soustavy. I v oceánech je váhově osmkrát více kyslíku než vodíku. Původní složení Země se však nelišilo od naší tabulky. Ale již v začátku jejího vývoje unikly lehké prvky z oblasti její přitažlivosti. Pokud jde o zastoupení těžších prvků, shoduje se Země v chemickém složení s ostatním vesmírem.

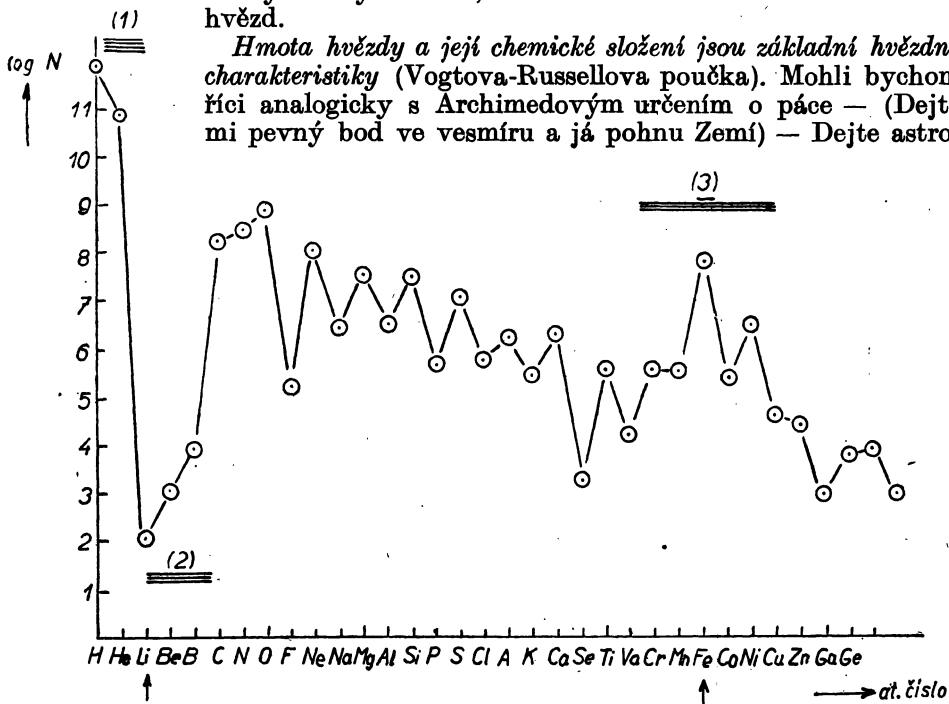
3. Počet atomů klesá se vzrůstajícím atomovým číslem. Výjimku tvoří skupina železa, které silně převyšuje celkovou tendenci.

Protože tyto tři rysy jsou velmi důležité a poněvadž o nich budeme častěji hovořit, je část tabulky — pro větší názornost — reprodukována graficky na obr. 1. Uvedené tři odchylky od celkové tendence jsou těsně spjaty se životem hvězd. Proto v dalším odstavci stručně shrneme dnešní názory na vývoj hvězd.

2. Život hvězd

Také hvězdy mají svoje osudy. Rodí se, stárnou a umírají. Během svého života mění silně své vlastnosti, především svou hmotu a své chemické složení. U některých hvězd — především u menších — jsou ztráty hmoty nevelké, ale chemické složení se mění u všech hvězd.

Hmota hvězdy a její chemické složení jsou základní hvězdné charakteristiky (Vogtova-Russellova poučka). Mohli bychom říci analogicky s Archimedovým určením o páce — (Dejte mi pevný bod ve vesmíru a já pohnu Zemí) — Dejte astro-

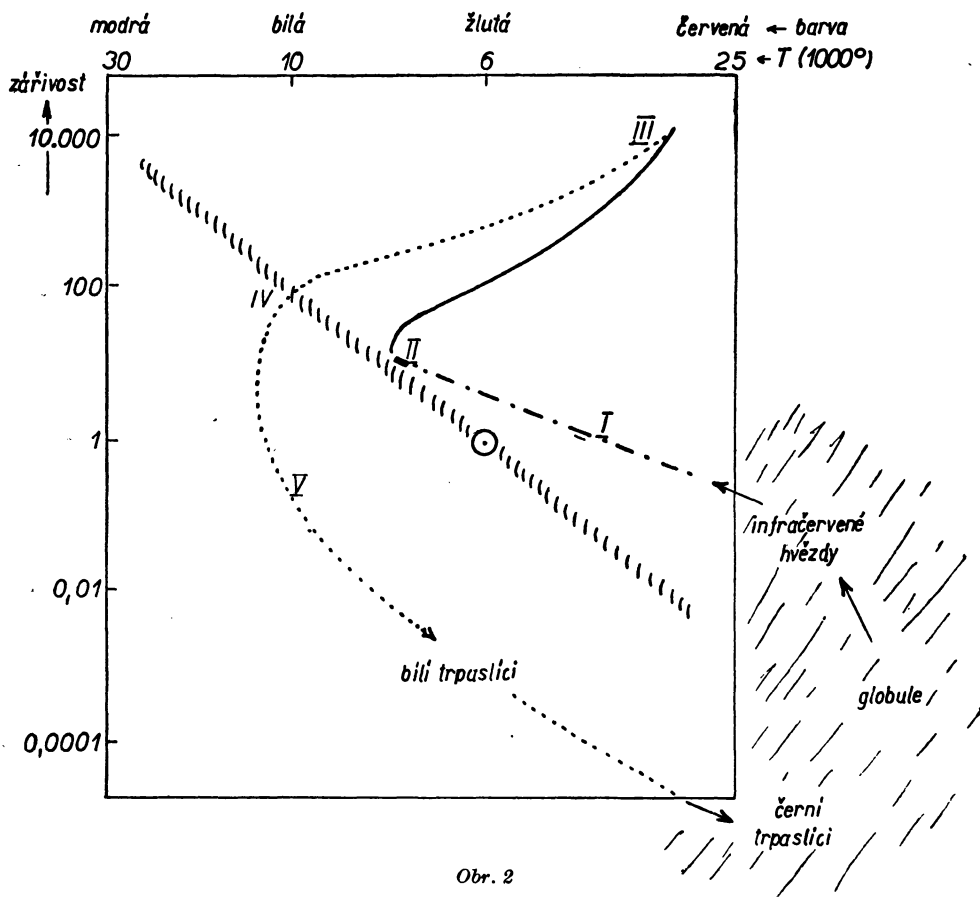


Obr. 1.

nomovi určitou hmotu (např. 10^{33} g) o známém chemickém složení (např. udaném v tabulce I) a on vám vypočte, jaká z ní bude hvězda, jak velká, jaká bude její povrchová teplota, jakou bude mít svítivost, jaké nukleární reakce budou v jejím nitru probíhat, jaká bude její celková stavba atd. Je proto pochopitelné, že vývoj, zvláště jeho rychlost, bude v první řadě záviset na hmotě hvězdy a na jejím chemickém složení. Protože odchylky od chemického složení, uvedeného v tabulce I, nejsou příliš velké, bude vývoj v podstatě závislý na velikosti hvězdné hmoty.

Pro úvahy o vývoji hvězd je vhodný Hertzsprungův-Russellův diagram, znázorněný na obr. 2. V něm je na ose úseček teplota v tisíci stupních (barva hvězdy), na ose pořadnic je zářivost (to je energie, vyzářená hvězdou za jednu

vteřinu). Jednotkou zářivosti je zářivost Slunce $L_{\odot} = 3,6 \cdot 10^{33}$ ergů/sec. Nahoře jsou hvězdy s ohromnou svítivostí (desettisíckrát větší než svítivost Slunce), zcela dole jsou slabé (trpasličí) hvězdy. Body v levé části diagramu odpovídají žhavým modrým hvězdám, docela vpravo jsou umístěny chladné červené hvězdy. Ještě dále do prava, mimo oblast našeho diagramu, nacházejí se *infrachervené hvězdy* — zárodky viditelných hvězd. Ty vznikají smršťováním oblaků mezihvězdné hmoty — z tak zvaných *globulí*. Teplota globule je velmi nízká, nepříliš vzdálená od absolutní nuly. Tlakem záření okolních hvězd je globule stlačována až do stadia, kdy se začne uplatňovat její vlastní gravitace. Gravitační smršťování vede k zahřívání středových částí globule. V této první fázi vývoje hvězdy — (bývá nazývána též *prahvězdou*) jsou středové teploty ještě příliš nízké, než aby mohly probíhat nukleární reakce.



Obr. 2

Smršťováním prahvězdy stoupá v jejím nitru středová teplota. Prvními termonukleárními reakcemi, které se v ní zapalují, jsou *reakce deuteria*. Poměr deuteria k vodíku na Zemi a meteoritech je $1,5 \cdot 10^{-4}$. I když je deuteria málo, přece jen energie uvolněná při jeho termonukleárních reakcích je srovnatelná s gravitační energií uvolněnou kontrakcí. Má se dnes za to, že právě při této

fázi vývoje našeho Slunce vznikaly planety. Proto je důležité studium modelu Slunce s deuteriovým zdrojem energie. Hlavní reakcí, která spaluje deuterium, je



Tabulka 2

I skupina termonukleárních reakcí. Spalování lehkých prvků v helium. Druh reakce je závislý na teplotě. V pravém sloupci je uvedena tzv. kritická teplota pro $5 \cdot 10^8$ roků.

	Teplota °K
$D^2 + H^1 \rightarrow He^3$	10^8
$Li^6 + H^1 \rightarrow He^3 + He^4$	$2,0 \cdot 10^8$
$Li^7 + H^1 \rightarrow 2 He^4$	$2,4 \cdot 10^8$
$Be^9 + 2H^1 \rightarrow He^3 + 2He^4$	$3,2 \cdot 10^8$
$B^{10} + 2H^1 \rightarrow 3He^4$	$4,9 \cdot 10^8$
$B^{11} + H^1 \rightarrow 3He^4$	$4,7 \cdot 10^8$

Tabulka 3

Proton-protonový řetězec	Uvolněná energie	t
(a) $H^1 + H^1 \rightarrow D^2 + e^+ + \nu$	1,44 MeV	$14 \cdot 10^9$ let
(b) $D^2 + H^1 \rightarrow He^3 + \gamma$	5,49 MeV	6 sec
(c) $He^3 + He^3 \rightarrow He^4 + H^1 + H^1$	12,85 MeV	10^6 let

Reakci (a) nelze zatím uskutečnit v laboratoři. Neutrino bylo nedávno experimentálně dokázáno. Rovnovážný poměr $D^2 : H^1$ je 10^{-17} a nezávisí na teplotě v nitru hvězdy. Pro teploty menší než osm milionů stupňů končí cyklus u reakce (b). Reakce (c) probíhá především v rozmezí teplot ve středu hvězdy: $8 \cdot 10^8$ až $14 \cdot 10^8$ °K.

Přímá kombinace deuteriových jader $D^2(d, p) H^3$ má menší význam a uplatňuje se jen v počátečním stadiu kondensace masivních hvězd. Spalování deuteria v málo hmotných hvězdách ($M^* \approx 0,1M_\odot$) probíhá při teplotách $0,5 \cdot 10^8$ °K. Ve Slunci deuterium vyhořelo při $1 \cdot 10^8$ °K a ve velmi hmotných hvězdách ($M_* \approx 10M_\odot$) při teplotách kolem $2 \cdot 10^8$ °K. Při teplotách o málo vyšších pak dojde k termonukleárním reakcím lehkých prvků: lithia, berilia a boru. V tabulce 2 je uvedeno jejich spalování v helium a zároveň přibližné teploty, při nichž jednotlivé reakce probíhají.

To už má hvězda vlastní trvalé zdroje energie ve formě jaderných reakcí, dostala se do oblasti našeho diagramu a rychle postupuje směrem k hlavní větvi. Zásoby lehkých prvků jsou malé a velmi brzy se termonukleárními reakcemi vyčerpávají. Dochází k dalšímu smršťování, při němž se potenciální gravitační energie mění zčásti v záření, zčásti v teplo. Teplota v nitru i na povrchu stoupá, hvězda se v diagramu posouvá doleva (stadium I).

Celé období kontrakce proběhne hvězda poměrně rychle. Tak pro Slunce trval od mezihvězdného mraku na hlavní větev $8 \cdot 10^7$ roků (podle Strömgeny). Posledních 30 milionů roků tohoto kontraktivního období studoval podrobně Henyey [2]. Je zajímavé, že na konci kontrakce byla zářivost Slunce téměř

stejná jako je zářivost dnešní. Přesněji řečeno — byla o 20% menší než dnes a tento rozdíl se pozvolna vyrovnal během pohybu po hlavní větvi. Tento velmi pozvolný vzrůst zářivosti Slunce stále pokračuje.

Při centrální teplotě kolem osmi milionů stupňů začne spalování vodíku. Nejprve tak zvaným proton-protonovým řetězcem, jehož schéma je v tabulce 3. Protože zásoby vodíku ve hvězdě jsou velké, vydrží hvězda dlouhou dobu na hlavní větvi (stadium II). Tam stráví většinu své životní doby a proto také většina pozorovaných hvězd je v tomto stadiu vývoje.

Další osudy hvězdy — když opustí hlavní větev — probíhají podle dnešních názorů takto: Po vyhoření vodíku nastává kontrakce a zahřívání hvězdy, jaderné reakce se přesunují na povrch vyhořelého heliového jádra. Jádro samo je bez zdrojů, je proto isothermní a nemůže udržet tlak vyšších vrstev. Smršťuje se pod jejich tíhou, zahřívá se a dochází k zapálení helia (stadium III). V tomto stavu — se stlačeným heliovým jádrem, s tenkou slupkou jádra, v níž se ještě spaluje vodík, a s vnějšími vrstvami v nezměněném složení — představuje hvězda zcela rozdílné těleso od hvězdy na hlavní posloupnosti. Tak např. se rozpíná vnější obal, vzrůstá poloměr hvězdy i její zářivost. Na diagramu se hvězda rychle přesouvá doprava nahoru do oblasti červených obrů.

O dalším osudu červených obrů zatím víme málo. Jejich pravěpodobný vývoj na našem grafu vyznačen tečkovaně. Teplota jádra rychle stoupá (stadium IV), dosahuje hodnot několika miliard stupňů, hvězda se mohutnou explozí (V — supernova) zbaví své velké hmoty a zbytek je degenerovaný bílý trpaslík. Ten je bez vydatnějších termonukleárních zdrojů — žije z tepla nahromaděného v minulém životě. Velmi pozvolna chladne, posouvá se ke spodnímu pravému okraji našeho diagramu do oblasti *černých trpaslíků*. (Mohli bychom tuto oblast obrazně nazvat hřbitovem hvězd).

Rychlost, s jakou hvězda prožívá své osudy, a tedy i její životnost je závislá především na její hmotě. Hvězda typu našeho Slunce zůstává např. jen ve stadiu II po dobu 15 miliard let, zatím co masivní hvězdy Wolf-Rayetovy mají *celý život* značně kratší než milión roků.

Pozorování dodává jistou věrohodnost teoretickým úvahám a výpočtům. Řekli jsme, že rychlost vývoje hvězdy závisí na její hmotě. Čím je hmota větší, tím je vývoj hvězdy rychlejší. Trvání lidského života a astronomie je však příliš krátké, a pozorovat přímo vývoj nemůžeme ani u nejmohutnějších hvězd. Sledování vývoje hvězd v čase je proto nemožné. K nepřímému ověření vývoje hvězd slouží různé skupiny hvězd, u nichž můžeme zcela oprávněně předpokládat, že všechny hvězdy v téže skupině jsou stejně staré. Hmotnější hvězdy proběhly za stejnou dobu delší dráhy v Hertzsprungově-Russellově diagramu než hvězdy o malé hmotě. Protože ve hvězdných skupinách jsou hvězdy o různých hmotách, můžeme očekávat, že jejich znázornění v Hertzsprungově-Russellově diagramu znázorní vývojovou křivku hvězd.

K takovým skupinám hvězd patří hvězdné asociace, galaktické hvězdokupy a kulové hvězdokupy. Asociace jsou velmi mladé skupiny hvězd. Obsahují málo hvězd (~ 100) a tvoří dynamické celky, vzniklé nedávno (před 10^6 roky). Kulové hvězdokupy jsou mnohem početnější, obsahují řádově 10^5 – 10^7 členů a jsou mnohem starší než asociace. Patří ke kulové složce Galaxie a jsou velmi staré ($\sim 10^{10}$ let).

Na obrázku 2a je schematicky znázorněný Hertzsprungův-Russellovův diagram typické kulové hvězdokupy. Místo vrchní části hlavní posloupnosti je na obrázku 2a křivka (*a-g*), obdobná vývojové dráze hvězdy v obr. 2. Vývoj

po vybočení hvězdy z hlavní posloupnosti (bod *a*) probíhá velmi rychle. Hmoty hvězd rozložených po celé křivce se mění málo od $1,1 M_{\odot}$ v místě *b* do $1,25 M_{\odot}$ v místě *g*. V poslední době byla publikována řada hvězdných modelů, které dobře vyhovují vývojové křivce. V blízkosti stavu *d* nastává rychlá komprese jádra, objevuje se gradient teploty v jádře původně isothermním a ve středu dosahuje hvězda $1,2 \cdot 10^8$ °K ve stavu *e*. Hustota ve středové části je větší než 10^6 a elektrony jsou degenerovány. Uvolňování jaderné energie však vede k rozšíření jádra, ke zmenšení hustoty pod 10^4 g/cm³, pokud elektrony nepřestanou degenerovat. V grafu 2a se tato změna jádra projeví jako skok ze stavu *e* do stavu *f*.

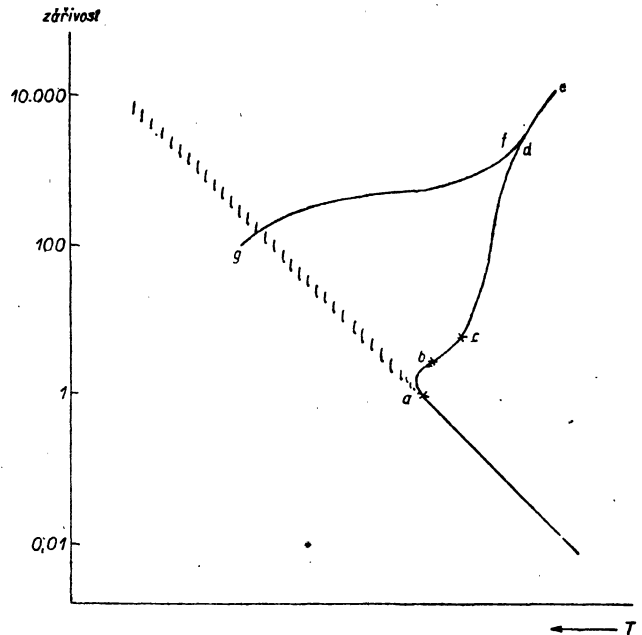
3. Termonukleární reakce v nitru hvězd

V předcházejícím odstavci jsme se zabývali vývojovými změnami vlastností hvězdy, které jsou přímo přístupné pozorování, tj. teplotou a zářivostí. V tomto odstavci si všimneme změn teploty ve středu hvězdy. Teplota, stejně jako i ostatní stavové veličiny, se odvozuje v teorii hvězdného nitra integrací základních diferenciálních rovnic.

Závislost středové teploty na čase (stáří hvězdy) znázorníme schématem (obr. 3), v němž je na ose úseček čas, na ose pořadnic středová teplota v milionech stupňů. Jak jsme viděli, časová stupnice vývoje hvězdy velmi silně kolísá od hvězdy k hvězdě (v závislosti na její hmotě). Proto necháváme časovou stupnici našeho schématu bez jednotky. Jednotlivým stadiím ve vývojovém diagramu 2 odpovídají skupiny reakcí v diagramu 3. První skupina obsahuje reakce lehkých prvků, uvedené v tabulce 2.

Z laboratorních pokusů je známo, že uvedené lehké prvky poměrně snadno zachytí proton. Vzájemné odpuzování mezi kladným jádrem prvku a kladným protonem je překonáno teplotním pohybem již při nízkých teplotách — kolem milionu stupňů (přesnější teplotní údaje jsou v pravém sloupci tabulky). Takovou teplotu dosáhne prahvězda brzy, stlačováním (stadium I).

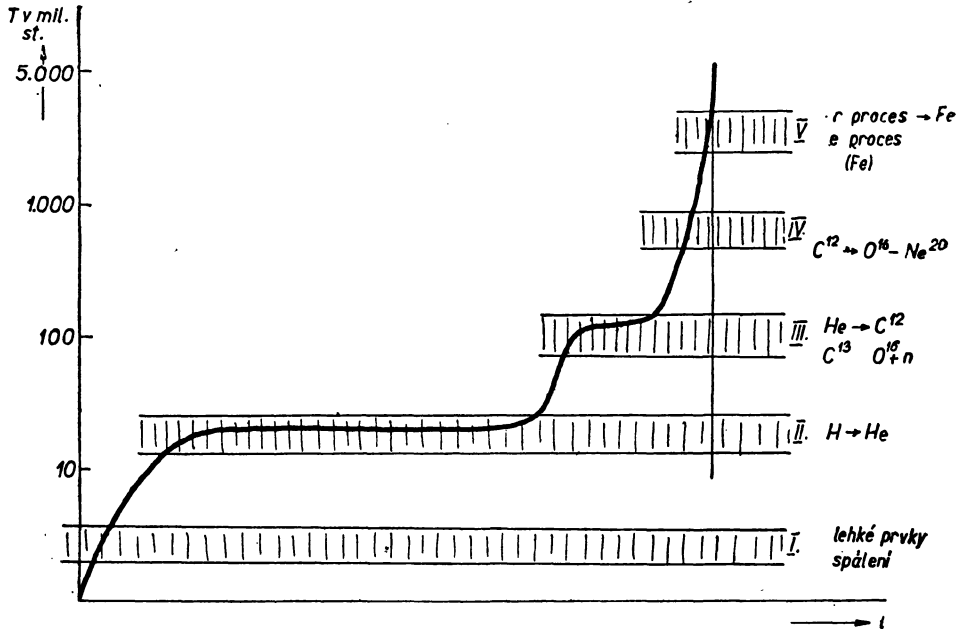
Výsledkem všech reakcí první skupiny je helium. Energetický zisk z této skupiny je nevelký. Proto hvězda kryje svou zářivost z potenciální energie a rychle proběhne prvním úsekem svého vývoje. Původní materiál hvězdy bude však po projití stadiem I ochuzen o lehké prvky lithium, berylium a brom a obohacen o helium. V našem grafu na obr. 1 by se tedy po stadiu I druhá tečka zvedla, kdežto třetí a pátá by poklesly.



Obr. 2a.

Po zvýšení středové teploty se zapalují reakce skupiny II. Z hlediska tvoření jader chemických prvků jsou to základní reakce, neboť z nejjednoduššího a nejhojnějšího prvku — vodíku — tvoří helium. Od osmi do čtrnácti milionů stupňů probíhá spalování vodíku v helium ve formě proton—protonového řetězce. U vyšších teplot se přeměny vodíku v helium účastní uhlík jako katalysátor.

Řetěz proton-protonový probíhá podle tohoto schématu:



Obr. 3.

Uhlíkový cyklus

$C^{12} + H^1 \rightarrow N^{13} + \gamma$	1,9 MeV	(1,3 · 10 ⁷ let)	} (2)
$N^{13} \rightarrow C^{13} + e^+ + \nu$	2,2	(7 min)	
$C^{13} + H^1 \rightarrow N^{14} + \gamma$	7,5	(2,7 · 10 ⁶ let)	
$N^{14} + H^1 \rightarrow O^{15} + \gamma$	7,3	(3,2 · 10 ⁸ let)	
$O^{15} \rightarrow N^{15} + e^+ + \nu$	2,7	(82 sec)	
$N^{15} + H^1 + C^{12} \rightarrow He^4 + C^{12}$	5	(1,1 · 10 let)	

e^+ je positron, γ je kvantum gama a ν je neutrino.

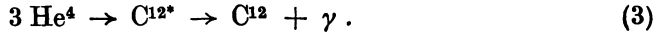
Cyklus CN začíná již pod teplotou 10⁷ °K, avšak neproběhne zcela. Končí u C¹³. Je zajímavé, že jeden ze dvou set cyklů CN při 14 · 10⁶ °K < T < 18 · 10⁶ °K končí přeměnou v kyslík, neboť místo poslední rovnice v cyklu dochází ke změně N¹⁵ (p, γ) O¹⁶. Vydátnost energie ϵ — množství uvolněné v 1 g za 1 sec — je silně závislá na teplotě T. Pro řetěz (pp) je

$$\epsilon_{pp} \sim T^4,$$

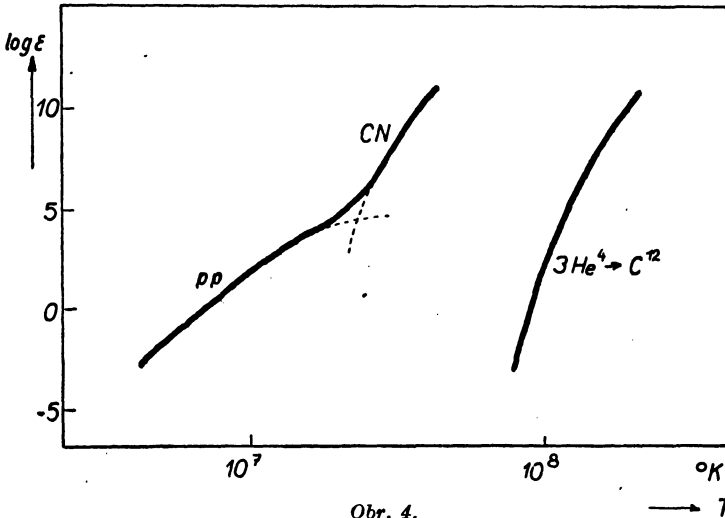
pro uhlíkový cyklus při 20 mil. stupňů je

$$\epsilon_{CN} \sim T^{18}.$$

Závislost vydatnosti ϵ na teplotě je graficky znázorněna na obr. 4, kde je zřejmá převaha řetězce pp pro teploty nižší než 14 mil. stupňů. Pro vyšší teploty se pak podstatnou měrou uplatňuje cyklus CN. Vodíku jsou ve hvězdách velké zásoby. Proto hvězda žije dlouhou dobu z cyklu CN a řetězce (pp) — dlouho zůstává ve stadiu II, jak jsme se již zmínili v kapitole o životě hvězd. Po dlouhé době však vodík vyhoří a zůstane heliové jádro. Dochází k jeho kontrakci a zahřátí na teplotu 100 mil. stupňů. Při této teplotě se zapaluje tak zvaná *Salpetrova reakce*, to je přeměna tří částic alfa v jádro uhlíku podle schématu:



Hvězdičkou je označeno vzbuzené jádro uhlíku, nedávno zjištěné experimentálně v laboratoři. Salpetrova reakce se nejvíce uplatňuje ve vývojovém stadiu III. Na obr. 4 je v jeho pravé části znázorněna vydatnost Salpetrovy reakce v závislosti na teplotě heliového jádra.



Obr. 4.

Při vyšších teplotách v nitru hvězdy dochází k alfa procesům, označeným souborně v našem obrázku 3 jako IV. skupiny reakcí. Při těchto procesech se částice alfa skládá s jádrem prvku a vytváří prvek posunutý dále o dvě místa v periodické soustavě prvků. Tak při teplotách mezi 100 a 200 mil. stupňů se z uhlíku vytváří kyslík ($\text{C}^{12} \rightarrow \text{O}^{16}$), z kyslíku se pak tvoří neon ($\text{O}^{16} \rightarrow \text{Ne}^{20}$).

Při teplotách kolem 10^9 °K se tvoří další prvky, hořčík ($\text{Ne}^{20} \rightarrow \text{Mg}^{24}$), křemík ($\text{Mg}^{24} \rightarrow \text{Si}^{28}$), síra ($\text{Si}^{28} \rightarrow \text{S}^{32}$), argon ($\text{S}^{32} \rightarrow \text{Ar}^{36}$) a vápník ($\text{Ar}^{36} \rightarrow \text{Ca}^{40}$).

Konečně při teplotách kolem tří miliard stupňů vznikají prvky páté skupiny reakcí, to je železo a jeho sousedé v periodické soustavě. Synthesa prvků skupiny železa probíhá v intenzivním poli neutronů, které se vytváří při explozi supernovy. Jako zdroj neutronů v páté skupině reakcí přicházejí v úvahu dvě možnosti:

- a) $\text{C}^{13} (\alpha, n) \text{O}^{16}$,
- b) $\text{N}^{21} (\alpha, n) \text{Mg}^{24}$.

(4)

K vytvoření jader prvků skupiny železa dochází v nitru supernov. Při jejich explozi zasahuje velmi intenzivní mísení do nejhlubších částí hvězdy. Část jádra hvězdy je při explozi vyvrhována s obalem. V expandujícím obalu supernovy vznikají lehké prvky: deuterium, bor, lithium, berylium. Dochází tak v konečné fázi života hvězdy k částečnému doplnění těch lehkých prvků, které vyhořely v počáteční fázi jejího života.

4. Jaderné reakce ve hvězdných atmosférách

V tabulce 1 jsme uvedli průměrné složení vesmíru. Většina hvězd se svým chemickým složením od této tabulky neliší. Malé množství hvězdných spekter (méně než 1%) se však liší od normálního složení. Chemické složení atmosfér takových hvězd nebylo ve všech případech určeno s dostatečnou přesností, avšak zjištěné odchylky odpovídají skutečnosti. V tabulce 4, kterou sestavil G. R. Burbidge a E. M. Burbidge, uvádíme relativní obsah prvků vzhledem k normálnímu složení hvězd. Všechny tři hvězdy, uvedené v tabulce 4, jsou hvězdy magnetické. Na základě dosud známého materiálu možno soudit, že hvězdy s anomálním chemickým složením mají silné magnetické pole. Tento odchýlný výskyt prvků v některých hvězdách lze vysvětlit pouze jadernými reakcemi ve hvězdných atmosférách.

Tabulka 4

Výskyt prvků ve hvězdách s abnormálním chemickým složením. Čísla udávají, kolikrát je prvek více zastoupen než v normální hvězdě

Prvek	Hvězda			Prvek	Hvězda		
	α^2 CVn	HD 133029	HD 151199		α^2 CVn	HD 133029	HD 151199
Mg	0,4	1,4	1,2	Zr	30	40	—
Al	1,1	2,2	—	Ba	0,9	—	0,6
Si	10	25	1,3	La	1020	200	—
Ca	0,02	0,05	2,6	Ce	400	190	—
Sc	0,7	—	—	Pr	1070	630	—
Ti	2,6	2,3	—	Nd	250	200	—
V	1,3	3,2	—	Sm	410	260	—
Cr	5,2	10,3	1,8	Eu	1910	640	130
Mn	16	15	9	Gd	810	340	—
Fe	2,9	4,1	1,1	Dy	760	460	—
Ni	3,0	2	—	Yb	—	—	—
Sr	14	11,5	65	Pb	1500	1500	—
Y	20	—	—				

Mohli bychom vysvětlovat nadnormální výskyt některých prvků jadernými reakcemi v nitru hvězd, odkud byly vyneseny konvekci do atmosféry. Tento výklad však není správný, neboť:

a) chemické prvky, které vykazují nadnormální výskyt, jsou převážně tvořeny zachycením neutronů. Avšak aby hvězda mohla tímto způsobem ve svém nitru vytvářet prvky, musela by dosáhnout alespoň stadia s heliovým jádrem — tedy být červeným obrem. V tomto stadiu dochází, jak jsme viděli, k reakcím, při nichž se uvolňují neutrony. Avšak hvězdy s anomálním chemickým složením (tzv. pekulární hvězdy) jsou spektrálního typu A a F, jsou na

hlavní větvi a nemají tedy heliové jádro. Navíc je celá řada důvodů, které svědčí o tom, že pekuliární A hvězdy jsou poměrně mladé. Heliové jádro se tvoří v pozdější fázi hvězdného života.

b) podle prací Rudkjöbinga a Vitense [3, 4] se ukazuje, že konvekce u A hvězd zasahuje jen zcela povrchové části hvězdy. Končí v hloubce, kde je teplota menší než 20.000 °K. Celková hloubka konvektivní zóny je asi 10^3 km (poloměr hvězda $\sim 10^6$ km). Tím je tedy vyloučen přenos materiálu z nitra hvězdy do atmosféry.

Vyskytla se domněnka, že anomálie v chemickém složení jsou důsledkem anomálního chemického složení matečné mezihvězdné hmoty. Na základě dosavadních průzkumů mezihvězdné hmoty však takovou chemickou nehomogenost nelze dokázat.

Má se tedy dnes všeobecně za to, že anomální chemické složení hvězd je způsobeno jadernými reakcemi ve hvězdných atmosférách. Protože se jedná převážně o prvky tvořené zachycováním neutronů, bude ve hvězdných atmosférách zdroj neutronů. Volné neutrony mohou být produkovány jen reakcemi (p, n) (α, n) a pod. Tyto reakce vyžadují energii protonů a částic alfa několika MeV. Tak se problém nadbytku některých prvků převádí na otázku urychlení protonů a částic alfa.

Pokud jde o mechanismus urychlování částic, má se všeobecně za to, že částice jsou urychlovány změnami magnetického pole. V tomto směru jsou důležité poznatky o korpuskulárním záření Slunce. Tak na příklad některé záblesky radiového slunečního záření (typ III) jsou způsobeny proudem částic, které vyletují rychlostí 0,1 c až 0,3 c (c je rychlost světla), které odpovídají energii protonů 5–50 MeV. Tyto záblesky trvají 5–10 vteřin, často se opakují a skupiny takových záblesků trvají 1–2 minuty.

Chromosférické erupce jsou jiným výrazným jevem ve sluneční atmosféře, těsně souvisícím se změnami magnetického pole. Podle výsledků Goldberga [5] by měl kolem erupce obsah deuteria stoupanost až na 10% obsahu vodíku. To by potvrdovalo vytvoření silného neutronového toku během erupce. Uvolněné neutrony jednak vytvářejí deuterium v oblasti erupce a kolem ní, jednak jsou zachyceny prvky ze skupiny Fe a tvoří těžší prvky.

Výpočty ukazují, že by magnetická činnost hvězd s anomálním magnetickým složením musela být podstatně větší, než je tomu u Slunce.

Zatím zůstává mnoho nejasného v tomto výkladu chemické anomálie hvězdných atmosfér. Někteří astrofysikové připouštějí i možnost jaderných reakcí v čele rázových vln.

Čtenáři, který by chtěl získat podrobnější přehled o jaderných reakcích ve vesmíru, doporučujeme Burbidgeův článek [6], a práce Symposia o nukleogenesi (při sjezdu Mezinárodní Astronomické Unie). Tam najde čtenář nejmodernější práce o nukleogenesi a vyčerpávající odkazy na literaturu.

Literatura:

- [1] C. W. Allen: *Astrophysical Quantities*, London 1955, str. 28.
- [2] L. C. Henyey et al.: *Pub. A. S. P.* 67 (1955), 154.
- [3] M. Z. Rudkjöbing: *Z. für Astrophysik* 21 (1942), 254.
- [4] E. Z. Vitense: *Z. für Astrophysik* 28 (1951), 81.
- [5] Goldberg, Mohler a Müller: *Ap. J.* 127 (1958), 302.
- [6] G. R. Burbidge a E. M. Burbidge: *Handbuch der Physik*, Volume 51, str. 134–295.