

Matematika v proměnách věků. I

Vladimír Štefl

Vznik a vývoj astrofyziky

In: Jindřich Bečvář (editor); Eduard Fuchs (editor): Matematika v proměnách věků. I. Sborník. (Czech). Praha: Prometheus, 1998. pp. 211–218.

Persistent URL: <http://dml.cz/dmlcz/401622>

Terms of use:

© Jednota českých matematiků a fyziků

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



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

VZNIK A VÝVOJ ASTROFYZIKY

VLADIMÍR ŠTEFL

Od druhé poloviny 19. století a zejména pak ve 20. století započal intenzivní rozvoj astronomie. Postupně se rozdělila na astrofyziku, zabývající se fyzikou hvězd, Slunce a planet, na stelární astronomii, která zkoumala tvar a stavbu Galaxie, na mimogalaktickou astronomii studující vnější galaxie a na kosmologii, vycházející z obecné teorie relativity a z poznatků mimogalaktické astronomie. V dalším se zaměříme na historický rozvoj astrofyziky.

1. Rozvoj nových pozorovacích metod - spektroskopie, fotometrie a fotografie

Astronomie 18. století a počátku 19. století byla převážně astronomií a nebeskou mechanikou, jež se opíraly o neustále dokonalejší a přesnější pozorovací přístroje a matematické metody. Vývoj fyziky a chemie v průběhu první poloviny 19. století vedl k rozpracování nových výzkumných metod, jejichž aplikace v astrofyzice umožnila studium fyzikálních a chemických vlastností kosmických objektů. Byl to především objev spektrální analýzy a následný rozvoj spektroskopie a zákonů záření černých těles, jež umožnily získávat hlubší informace o zkoumaných kosmických objektech.

Začátky prvního používání metody spektrální analýzy spadají do 17. století, rozklad paprsků světla hranolem kromě jiných popsal kolem roku 1666 I. Newton (1643-1727). Později roku 1802 W. H. Wollaston (1766-1828) zjistil ve slunečním spektru temné čáry. Jejich pozorování a zakreslení provedl J. Fraunhofer (1787-1826) v roce 1814. Pomocí spektroskopu připojeného k dalekohledu Fraunhofer roku 1817 pozoroval spektra některých jasnějších hvězd a zjistil jejich vzájemnou odlišnost. Tento závěr publikoval roku 1823.

Studiem spekter různých chemických prvků kolem poloviny 19. století se zabývali fyzikové a dospěli ke zjištění, že každému prvku přísluší určité spektrum. Hlavní zásluha na vypracování metody spektrální analýzy náleží G. R. Kirchhoffovi (1824-1887) a R. W. Bunsenovi (1811-1899), kteří formulovali roku 1859 zákony spektrální analýzy. Mimo jiné vyložili příčinu vzniku temných absorpčních čar ve slunečním spektru. Jeho porovnáním se spektry pozemských prvků byla v druhé polovině 19. století v atmosféře Slunce identifikována řada pozemských prvků.

Metoda spektrální analýzy našla široké uplatnění při studiu kosmických objektů všech typů. Pro pochopení podstaty spekter měly velký význam práce anglického astrofyzika W. Hugginse (1824-1910), například [9], který roku 1860 sestrojil zdokonalený spektroskop spojený s dalekohledem a pozoroval spektra kosmických objektů. Při jejich studiu objevil řadu čar vyskytujících se u Slunce i ve spektrech hvězd, ztotožnil hlavní čáry ve spektrech Siria a Vegy s některými čarami ve spektru atomu vodíku. Roku 1864 Huggins zjistil, že spektra galaxií složená ze spekter hvězd, tedy především z absorpčních spekter, se liší od spekter plyných mlhovin, jež jsou tvořena emisními čárovými spektry. Na

základě Dopplerova principu formulovaného roku 1842 vypracoval a použil poprvé v roce 1866 metodu určování radiální rychlosti hvězd z posuvu spektrálních čar pro hvězdu Sirius. Aplikace této metody na jiné kosmické objekty vedla například k určení rychlosti slunečních erupcí, oběžných rychlostí dvojhvězd a Saturnových prstenců.

Rozvoj spektroskopie umožnil v druhé polovině 19. století systematizaci hvězd podle charakteristických rysů spekter. První návrh rozdělení spekter jasných hvězd na tři typy podal roku 1862 americký astrofyzik L. H. Rutherford (1816-1892). Podrobnější klasifikaci na základě studia 300 spekter hvězd vypracoval italský astrofyzik A. Secchi (1818-1878) v letech 1863 - 1868 [15], který rozlišoval čtyři základní typy spekter. První typ patřil hvězdám, v jejichž spektru se nacházely výrazné intenzivní absorpční čáry, podle barvy to byly bílé hvězdy; příkladem byla Vega. Druhý typ se vyznačoval početnými úzkými čarami kovů, byly to žluté hvězdy; příkladem bylo Slunce. Třetí typ zahrnoval červené hvězdy s pásy ve spektrech, například Antares. Pokud existovaly u hvězd široké pásy ve spektru, podmíněné absorpcí sloučenin uhlíku, byly zařazovány jako čtvrtý typ.

Výše uvedené klasifikace byly prvními pokusy o systematizaci hvězdných spekter. Byly založeny na shodnosti spekter podle jejich vnějšího vzhledu, určitých charakteristických znaků, například přítomnosti širokých pásů a čar v určité oblasti spektra.

Rozpracování spektrální klasifikace hvězd na teplotním základě provedl německý astrofyzik H. C. Vogel (1841-1907), který rozdělil hvězdy podle vzhledu spekter na tři třídy:

1. Hvězdy s vysokou teplotou, u nichž čáry kovů přítomných v atmosférách vyvolávají pouze velmi slabou absorpci, tudíž jsou téměř nezatelné nebo je nelze pozorovat vůbec. K této třídě patří bílé hvězdy.

2. Ve druhé třídě byly žluté hvězdy, v jejichž atmosférách obsažené kovy způsobují výrazné absorpční čáry, jako v případě Slunce.

3. Třetí třídu tvořily červené hvězdy s nízkou teplotou, takže v atmosférách mohly existovat sloučeniny. Spektra byla charakterizována větším či menším počtem širokých absorpčních pásů.

Roku 1883 Vogel publikoval první spektroskopický katalog hvězd do 7,5^m pod názvem *Spektroskopická pozorování hvězd*. Společně s německým astrofyzikem G. Müllerem (1861-1925) vizuálně prostudoval přes 4 000 spekter hvězd. Od roku 1888 začal Vogel systematicky určovat radiální rychlosti hvězd pomocí fotografování hvězdných spekter, sestavil katalog radiálních rychlostí 52 hvězd.

Vedle spektroskopie respektive v kombinaci s ní se v druhé polovině 19. století začaly úspěšně používat v astrofyzice další metody - fotografie a fotometrie. Jako první začal používat fotografii americký astrofyzik H. Draper (1837-1882), který roku 1872 získal první fotografie spekter hvězd, na nichž byly zachyceny absorpční čáry. Od roku 1879 pomocí suché fotografické emulze získával spektra jasných hvězd. Základní práce v oblasti fotometrie a spektroskopie při sestavování fotometrických a spektrálních katalogů Harvardské observatoře vedl americký astrofyzik E. Ch. Pickering (1846-1919). Zdokonalil metodiku vizuální fotometrie, zavedl standardy - hvězdy pro stanovení nulového bodu škály

hvězdných magnitud. V osmdesátých letech přistoupil Pickering k hromadnému použití fotografie [11], při získávání fotografií spekter hvězd používal objektivní hranol. Roku 1884 byl zveřejněn katalog *Harvardské fotometrie*, který původně obsahoval údaje o čtyřech tisících hvězdách, později byl doplňován, roku 1913 soubor katalogů již obsahoval údaje z více než dvou milionů pozorování hvězd na celé obloze. V letech 1886 - 1889 byl sestaven a roku 1890 vydán na paměť H. Drapera tzv. HD katalog hvězdných spekter, jenž obsahoval spektra 10 351 hvězd ze severní oblohy. Při třídění spekter byla v katalogu použita Secchiho klasifikace, která byla dále rozvedena. Původní čtyři základní typy spekter byly dále rozděleny na celkem 16 tříd, označených A až Q (kromě J). Počátkem století v roce 1901 došlo k omezení počtu tříd, některé byly vzájemně spojeny. Byla zavedena spektrální klasifikace O, B, A, F, G, K, M a relativně řídké se vyskytující typy N, R a S. Společně s americkou astrofyzičkou A. J. Cannonovou (1863-1941) připravil Pickering fundamentální *Harvardský katalog hvězdných spekter*, který byl vydán v letech 1918 - 1924 a obsahoval spektra téměř 230 000 hvězd ze severní a jižní oblohy. Studium spekter hvězd přivedlo Pickeringa mimo jiné roku 1889 k objevu existence spektroskopických dvojhvězd.

První katalog hvězdných magnitud byl zveřejněn K. Schwarzschildem (1873-1916) v letech 1910 - 1912 pod názvem *Göttingenská fotometrie*. Počátky fotoelektrické fotometrie spadají do let 1906 - 1907.

Stanovení povrchové teploty hvězd umožnila znalost zákonů záření absolutně černých těles, zejména Stefanova-Boltzmannova zákona, experimentálně objeveného J. Stefanem (1835-1893) roku 1879 a teoreticky odvozeného L. E. Boltzmannem (1844-1906) roku 1884. Zákon vyjadřuje důležitou závislost mezi celkovou vyzářenou energií a efektivní teplotou černého tělesa.

2. Rozvoj teorie hvězdných atmosfér, H-R diagram

Záření hvězd bylo nejprve studováno u Slunce, neboť jde o jedinou hvězdu, jejíž povrch mohl být detailně sledován. První teorie stavby atmosfér a spekter hvězd vznikly na základě studia Slunce. S menšími změnami pak byly aplikovány k dalším hvězdám. Německý astrofyzik A. Schuster v pracích z let 1902 - 1905 vyzdvihl myšlenku, že ve vnějších vrstvách hvězd záření je přicházející z nitra pohlcováno atomy a dále částečně izotropně vyzářováno na stejné vlnové délce (proces rozptylu) a částečně vyzářováno na všech vlnových délkách v souladu s Planckovým zákonem (proces pravé absorpce).

Schuster společně s dalším německým astrofyzikem K. Schwarzschildem pracovali na počátku 20. století teorií stavby atmosfér a původu absorpčního spektra hvězd, která byla v podstatě shodná se současnými teoriemi. Mimo jiné vyložila vznik Fraunhoferovských čar ve spektru Slunce. Roku 1906 zavedl Schwarzschild do teorie koncepci zářivé rovnováhy v atmosférách, podle níž se přenos energie uskutečňuje především zářením, přenos konvekcí je zanedbatelný.

Další rozvoj teorie hvězdných atmosfér byl umožněn vývojem atomové fyziky, zejména Bohrovým modelem stavby atomu z roku 1913. Na základě Bohrovy atomární teorie vypracoval v letech 1920 - 1921 indický astrofyzik Meg

Ned Saha (1893-1956) teorii ionizace plynů [14], kterou aplikoval na studium hvězdných atmosfér. Podle této teorie je stav ionizace v atmosférách funkcí teploty a koncentrace elektronů plazmatu, což vyjadřuje Sahova rovnice.

Teorie ionizace společně s Boltzmannovou teorií excitace byly použity pro objasnění spektrální posloupnosti hvězd. Pomocí Sahovy teorie a Boltzmannovy rovnice bylo možno vypočítat mohutnost spektrálních čar různých iontů, která závisí na fyzikálních podmínkách ve hvězdných atmosférách. Saha vytvořil teorii, jež objasnila dříve intuitivně sestavenou spektrální posloupnost předchozích astrofyziků - pozorovatelů.

Na Sahovy práce ve 20. a 30. letech našeho století navázala řada dalších. Byli to zejména angličtí astrofyzikové A. Fowler (1868-1940), E. A. Milne (1896-1950), americký astrofyzik H. N. Russell (1877-1957) a německý astrofyzik A. Unsöld (nar. 1905).

Studiem hvězdných spekter obsažených v HD katalogu bylo zjištěno, že změna ve spektrech hvězd podél spektrální posloupnosti je podmíněna především teplotou a tlakem v atmosférách. Dále bylo zjištěno, že relativní intenzita spektrálních čar různých prvků ve spektru závisí rovněž na kvantitativním obsahu prvků. Vznikl nový směr astrofyzikálního výzkumu, studium chemického složení atmosfér.

První určení obsahu chemických prvků ve Slunci provedl roku 1929 Russell [12]. Stanovil obsah vodíku mnohem vyšší než obsah všech ostatních prvků, což se nepředpokládalo. V roce 1933 provedl Russell podrobnou teoretickou analýzu Fraunhoferovských čar se započtením změn koeficientu absorpce s vlnovou délkou.

Fyzikální podmínky v atmosférách hvězd s aplikací Sahovy teorie ionizace atomů pro záření hvězdných atmosfér studovala americká astrofyzička C. H. Payneová – Gaposchkinová (nar. 1900). Při srovnání obsahu chemických prvků u velkého počtu hvězd a Slunce dospěla k závěru, že relativní obsah prvků je konstantní a neodlišuje se od obsahu zjištěného u Slunce. Základní význam pro teorii hvězdných atmosfér mají její práce [10] - *Hvězdné atmosféry* z roku 1925 a *Hvězdy vysoké zářivosti* z roku 1930.

Identifikace čar ve spektrech kosmických těles se podstatně zlepšila zásluhou teoretického studia a laboratorního výzkumu stavby atomů a energetických hladin. Známým úspěchem při identifikaci čar bylo objasnění „záhadných“ čar - intenzivních zelených emisních čar pozorovaných ve spektrech plynných mlhovin a velmi intenzivních emisních čar pozorovaných ve spektru sluneční koróny. Byly připisovány neznámým chemickým prvkům „nebuliu“ v plynných mlhovinách a „koróniu“ v koróně Slunce. Po přepočtu vlnových délek patřících zakázaným čarám prvků v extrémně zředěném prostředí bylo zjištěno, že v případě nebulia jde o čáry především O II, O III, N II a dalších ionizovaných atomů (Bowen 1928) [2], v případě korónia byly identifikovány čáry Fe X, Fe XIV a dalších ionizovaných atomů například Ni, Cd (Grotrian 1941).

Shromáždění rozsáhlého souboru spekter hvězd a jejich systematizace podle spektrálních tříd umožnily na počátku 20. století zkoumat statistické závislosti mezi spektrální třídou a dalšími charakteristikami hvězd získávanými z fotometrických pozorování (například zdánlivou hvězdnou magnitudou, absolutní

magnitudou, zářivostí).

První upozornil na skutečnost, že u hvězd s povrchovou teplotou jako Slunce případně nižší existují dvě třídy hvězd výrazně se odlišující zářivostí, dánský astrofyzik E. Hertzsprung (1873-1967). Ve své práci [8] – *O záření hvězd* z roku 1905 uvádí rozdělení hvězd na posloupnost obrů a trpaslíků. Hertzsprung sestrojil diagram závislosti zdánlivé hvězdné magnitudy na barvě pro hvězdy hvězdokup Plejády a Hyády. Studoval vlastní pohyb velkého počtu hvězd v oblasti hvězdokup s cílem nalezení všech členů hvězdokup. Zjistil rozdíly ve hvězdném osídlení hvězdokup, které byly posléze objasněny jako odlišnosti ve stáří hvězdokup.

Nezávisle na Hertzsprungovi dospěl roku 1910 Russell k závěru, že rozdíly v zářivostech hvězd jsou v korelaci s jejich spektrální třídou. Roku 1913 sestrojil diagram závislosti absolutní hvězdné magnitudy na spektrální třídě pro všechny hvězdy s tehdy známými paralaxami, který začal být nazýván H-R diagramem [13].

V letech 1913 - 1914 na základě tohoto diagramu zformuloval Russell svoji teorii vývoje hvězd, podle níž je základním zdrojem energie hvězd jejich gravitační potenciální energie uvolňovaná při smršťování. Celkový vývoj hvězd je pak určován nepřetržitým zvětšováním hustoty hvězd.

Úplnější H-R diagram zahrnující všechny hvězdy, pro které byly známy povrchové teploty a absolutní hvězdné magnitudy, byl sestrojen později po získání potřebných charakteristik hvězd. Bylo zjištěno podrobnější rozdělení hvězd do posloupnosti na H-R diagramu: hlavní posloupnost, obři, veleobři, podobři, podtrpaslíci a bílí trpaslíci.

V důsledku výběrového efektu byly lépe pozorovatelné hvězdy vysoké zářivosti, proto pro získání představ o relativním počtu hvězd v jednotlivých posloupnostech byly sestrojeny H-R diagramy pro hvězdy do určitých vzdáleností od Slunce. První H-R diagram pro hvězdy do vzdálenosti 5 pc od Slunce sestavil holandský astrofyzik Peter van de Kamp (nar. 1901) v roce 1953.

Od dvacátých let našeho století začal být H-R diagram využíván při studiu hvězdokup. Vycházelo se z myšlenky, že všechny hvězdy hvězdokupy se nachází přibližně ve stejné vzdálenosti od Země, a proto není nutno určovat jejich absolutní hvězdné magnitudy. H-R diagram lze sestrojit jako závislost zdánlivé hvězdné magnitudy a povrchové teploty, respektive barvy hvězd.

Novější H-R diagramy, zachycující závislost barva - zářivost byly sestrojeny americkými astrofyziky H. L. Johnsonem (nar. 1921), W. W. Morganem (nar. 1906) a jinými pro Plejády, Jesle a další hvězdokupy. Srovnání takových diagramů různých hvězdokup bylo využito pro stanovení relativních vzdáleností od slunce a pro určení skutečných rozdílů na hlavních posloupnostech různých hvězdokup, což umožňovalo ověřovat teorie vývoje hvězd.

Od roku 1925 americký astrofyzik R. J. Trumpler (1886-1956) studoval pomocí uvedených H-R diagramů větší počet otevřených hvězdokup. V tehdejší době se předpokládalo, že vývoj hvězd začíná od stadia červených obrů a teprve v dalším vývoji se hvězdy měly přesouvat na H-R diagram doleva a dále směrem dolů podél hlavní posloupnosti. Trumpler při studiu odhalil význam počáteční hmotnosti pro vývoj hvězd, dospěl k závěru, že existují rozdíly mezi

hmotnostmi hvězd ve hvězdokupách různých typů.

Trumplerovy práce podstatně změnily teorie vývojových křivek na H-R diagramu. Astrofyzika postupně dospěla k současné koncepci vývoje hvězd od hlavní posloupnosti k oblasti obrů. Takto předpokládaný vývoj hvězd znamená, že řada otevřených hvězdokup jsou relativně mladými hvězdnými soustavami.

Dánský astrofyzik B. Strömgren (1908-1987) rozvinul teorii vývoje hvězd vycházející z předpokladu, že zdrojem energie hvězd jsou termionukleární reakce, přesný mechanismus reakcí však nebyl ještě znám. Podle Strömgrena se hvězdy při vývoji přemísťují na H-R diagramu vpravo nahoru, od hlavní posloupnosti k oblasti obrů. Úhel sklonu vývoje křivky od hlavní posloupnosti závisel podle Strömgrena na obsahu vodíku ve hvězdě.

V roce 1937 srovnával americký astrofyzik G. K. Kuiper (1905-1973) na diagramu spektrum - zářivost pro otevřené hvězdokupy teoretické výpočty hvězdného vývoje provedené Strömgrenem s výsledky získanými pozorováním. Takto sestrojené diagramy měly velkou důležitost pro studium vývoje hvězd.

Pro přesné označení posloupnosti, na níž se daná hvězda v H-R diagramu nachází, byla zavedena roku 1943 Morganem ke spektrální třídě ještě římské číslice. Toto označení umožňovalo jednoznačné určení polohy hvězdy, celkem bylo zavedeno 8 tříd zářivosti - Ia, Ib, II, ... , VII.

Roku 1957 upozornil americký astrofyzik A. R. Sandage (nar. 1926) na další možnou interpretaci H-R diagramu. Při sestrojení souhrnného diagramu pro větší počet hvězdokup lze z bodu odklonu od hlavní posloupnosti a z rozložení hvězd na H-R diagramu srovnáním určit stáří jednotlivých hvězdokup (čím je hvězdokupa starší, tím níže je diagramu místo odklonu od hlavní posloupnosti).

3. Vývoj teorie stavby nitra hvězd

Astrofyzika se od počátku 20. století rovněž začala zabývat studiem nitra hvězd. První modely hvězd sestrojil švýcarský astrofyzik a fyzik R. Emden (1862-1940). Aplikoval závěry termodynamiky na plynné koule - hvězdy, rozpracoval teorii polytropní rovnováhy, vytvářené působením gravitačního tlaku a vnitřního tlaku plynů. Emdenem zkoumané polytropní koule dávaly řadu hvězdných modelů s postupně se zvětšující koncentrací hvězdné látky ke středu. Teoretické metody Emdena a vypočítané tabulky, uvedené v práci *Plynné koule* z roku 1907 se staly základem pro další výzkum v oblasti stavby nitra hvězd.

Zásadní výsledky podal anglický astrofyzik A. S. Eddington (1882-1944). Vypracoval první ucelenou teorii stavby nitra hvězd [5], přestože mu nebyly přesně známy fyzikální procesy vedoucí k uvolňování energie. Při tvorbě teorie vycházel z myšlenky, že přenos energie v nitru hvězd se uskutečňuje zářením [4]. Propočítal fyzikální podmínky v nitru hvězd, vlastnosti ideálního plynu při vysokých hustotách a teplotách, úplné ionizaci. Studium absorpce záření odhalil význam koeficientu opacity pro vnitřní stavbu hvězd. Z podmínek zářivé a hydrostatické rovnováhy odvodil roku 1924 známý vztah hmotnost - zářivost pro hvězdy hlavní posloupnosti [6]. Ukázal na neudržitelnost Helmholtzovy kontrakce jako zdroje energie hvězd. Výsledky získané při studiu stavby nitra hvězd shrnul ve své práci *Vnitřní stavba hvězd* z roku 1926.

Na Eddingtonovy práce navázal indický astrofyzik S. Chandrasekhar (nar. 1910), který studoval vlastnosti plyných koulí jako důsledek nejobecnějších fyzikálních zákonů, zejména zkoumal vlastnosti hvězdné látky při extrémně vysokých teplotách a tlacích v nitru hvězd. Eddingtonovi se v rámci jeho teorie stavby nitra hvězd nepodařilo vyložit stavbu hvězdy 40 Eridian B - bílého trpaslíka. V letech 1930 - 1935 vytvořil Chandrasekhar teorii bílých trpaslíků, objasnil rovnováhu v jejich nitru na základě stavové rovnice pro degenerovaný plyn. Navazoval přitom na teorii anglického matematika a fyzika R. H. Fowlera (1889-1944), který roku 1926 dokázal, že plyn při vysokých hustotách jaké existují v nitru hvězd je degenerován a na vlastnosti elektronů má zásadní vliv Pauliho princip. V roce 1931 Chandrasekhar publikoval výpočty maximální limitní hmotnosti bílého trpaslíka, nyní nazývané Chandrasekharova mez; jeho teorie stavby nitra hvězd je shrnuta v práci *Úvod do nauky o stavbě hvězd* z roku 1939.

Nezávisle na Chandrasekharovi uveřejnil v roce 1932 výpočet maximální hmotnosti bílého trpaslíka sovětský teoretický fyzik L. D. Landau (1908-1968). Na Landauovy výpočty navázal roku 1938 americký fyzik J. R. Oppenheimer (1904-1967) při teoretickém studiu neutronových hvězd.

Základním problémem teorie stavby nitra hvězd v první třetině 20. století bylo určení zdrojů energie hvězd. Správně bylo předpokládáno, že energie je uvolňována při termonukleárních reakcích, ale jejich přesný mechanismus nebyl znám. Po zamítnutí nesprávných teorií předpokládajících, že hvězdy při vývoji výrazně ztrácejí hmotnost, bylo navrženo, že základním zdrojem energie je transmutace prvků.

Koncem dvacátých let bylo dokázáno, že v centrálních oblastech Slunce jsou teploty dostatečně vysoké, aby zde mohly probíhat termonukleární reakce. V letech 1937 - 1940 americký astrofyzik G. Gamov (1904-1968) rozpracoval teorii vývoje hvězd založenou na termonukleárních reakcích [7]. Kvantitativní teorie termonukleárních zdrojů hvězdné energie byla vytvořena v letech 1938 - 1939 německými fyziky C. von Weizsäckerem (nar. 1912) [p16] a H. Bethem (nar. 1906) [1] žijícím v USA.

Další rozvoj teorie stavby nitra hvězd a termonukleárních reakcí je spojen se jménem amerického astrofyzika M. Schwarzschilda (nar. 1912). Na základě rozpracování problematiky chemického složení nitra hvězd, vycházející z obou základních řetězců termonukleárních reakcí - pp řetězce a CNO cyklu vyložil podrobnou teorii stavby nitra hvězd.

V padesátých letech propočítal modely červených obrů s nestejným složením, charakteristickým pro pozdní vývojová stadia. Společně se Sandagem vyložil rychlý „odchod“ hvězd z hlavní posloupnosti do oblasti obrů na základě modelu s vodíkovým slupkovým zdrojem a izometrickým jádrem, které se smršťuje. Teorii vývoje hvězd Schwarzschild shrnul v práci *Stavba a vývoj hvězd* z roku 1958.

Na Gamovovu teorii vzniku chemických prvků z konce čtyřicátých let navázali americký astrofyzik W. A. Fowler (nar. 1911) a angličtí astrofyzici F. Hoyle (nar. 1915), E. M. Burbidgeová (nar. 1919) a G. R. Burbidge (nar. 1925), kteří vytvořili ucelenou teorii o původu chemických prvků ve vesmíru. Výsledky shr-

nuli v práci [31] - *Syntéza prvků ve hvězdách* z roku 1957. Vyložili vznik prvků až po železo v termonukleárních reakcích a dále dokázali, že těžší prvky než železo vznikají při reakcích neutronů s jádry prvků skupiny železa.

LITERATURA

- [1] Bethe, H. A., *Energy Production in Stars*, Physical Review 55, 1939, 434-456.
- [2] Bowen, I. S., *The Origin of the Nebular Lines and the Structure of the Planetary Nebulae*, Astrophysical Journal 67, 1928, 1-15.
- [3] Burbidge, E. M., Burbidge, G. R., Fowler, W. A., Hoyle, F., *Synthesis of the Elements in Stars*, Reviews of Modern Physics 29, 1957, 547-650.
- [4] Eddington, A. S., *On the Radiative Equilibrium of Stars*, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 77, 1916-1917, 16-35, 596-612.
- [5] Eddington, A. S., *The Internal Constitution of the Stars*, Nature 106, 1920, 14-20.
- [6] Eddington, A. S., *On the Relation between the Masses and Luminosities of the Stars*, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society 84, 1924, 308-332.
- [7] Gamow, G., *Nuclear Reactions in Stellar Evolution*, Nature 144, 1939, 575-577.
- [8] Hertzsprung, E., *Zur Strahlung der Sterne*, Zeitschrift für wissenschaftliche Photographie 3, 1905, 429-442.
- [9] Huggins, W., *Spectra of Nebulae*, June, 1897.
- [10] Payne, C. H., *The Relative Abundances of the Elements*, Stellar Atmospheres, Harvard Observatory Monograph no. 1. Cambridge, Mass.: Harvard University Press 1925, chap. 13.
- [11] Pickering, E. Ch., *Stellar Photography*, Memoirs of the American Academy of Arts and Sciences, Vol. 11, 1886.
- [12] Russell, H. N., *On the Composition of the Sun's Atmosphere*, Astrophysical Journal 70, 1929, 11-82.
- [13] Russell, H. N., *Relations between the Spectra and other Characteristics of Stars*, Popular Astronomy 22, 1914, 275-294.
- [14] Saha, M. N., *Ionization in the Solar Chromosphere*, Philosophical Magazine 40, 1920, 479-488.
- [15] Secchi, a., *On Stellar Spectrometry*, Report of the British Association for the Advancement of Science, 1868.
- [16] Weizsäcker, C. F., *Elementumwandlung in den Sternen*, Physikalische Zeitschrift 39, 1938, 633-646.