

Pokroky matematiky, fyziky a astronomie

Vladimír Vanýsek

Spektrální klasifikace hvězd

Pokroky matematiky, fyziky a astronomie, Vol. 3 (1958), No. 4, 442--447

Persistent URL: <http://dml.cz/dmlcz/137035>

Terms of use:

© Jednota českých matematiků a fyziků, 1958

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

SPEKTRÁLNÍ KLASIFIKACE HVĚZD

Dr. VLADIMÍR VANÝSEK, kandidát věd

Informace o fyzikálních vlastnostech hvězd získáváme především z veličin, které charakterisují jejich celkovou svítivost a teplotu. Proto fotometrie a spektrografie hvězd zůstává nejdůležitějším experimentálním oborem moderní astrofyziky.

Z okolnosti, že hvězdy se vzájemně liší jak co do povrchové teploty, tak co do velikosti a celkové massy, nutně vyplývá, že vzhled spektra je na první pohled různý. Není to snad jen rozdělení energie ve spektru dle Planckova zákona, ale i četnost, ostrost a intenzita absorpčních i emisních čar, které se ve hvězdných spektrech vyskytují. Hvězdné spektrum je hlavním parametrem, který je nezbytný, chceme-li zařadit hvězdu do určité skupiny hvězd. Okolnost, že teploty povrchu hvězd se pohybují v mezích 2000 až několik desítek tisíc stupňů, vymezuje nám jisté hranice, ve kterých se spektra co do vzhledu mění, přecházíme-li od jedné skupiny hvězd ke druhé. Tak během let bylo možno vytvořit spektrální klasifikaci hvězd, která zejména v posledním desetiletí nabyla fyzikálního významu.

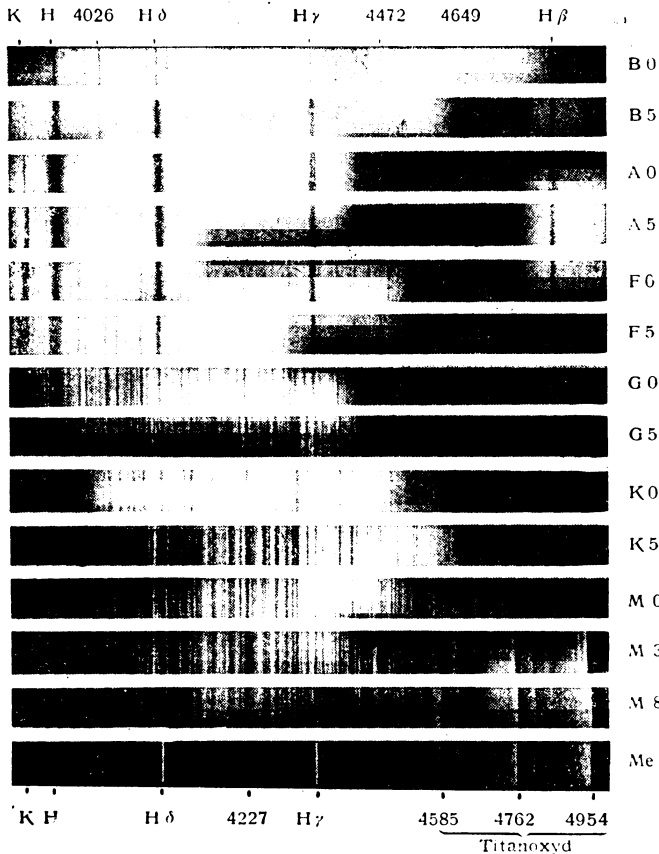
1. Metody hvězdné spektrografie

Na rozdíl od laboratorních spekter hvězdná spektra, zejména taková, která mají značnou dispersi, získáváme daleko obtížněji, neboť neustále zápasíme s nedostatkem světla. V podstatě možno rozdělit hvězdné spektrografy na tři skupiny:

a) Spektrografy šterbinové, které jsou v podstatě upravené laboratorní spektrografy připojené k velkým zrcadlovým dalekohledům. Šterbina spektrografu je umístěna v ohnisku dalekohledu, kde se též vytváří obraz hvězdy. Disperse bývá v oblasti čáry H_γ , kolem 100 až 250 Å/mm, maximální známá užitečná disperse je 2.9 Å/mm. Výhodou u tohoto uspořádání je, že je možno současně exponovat srovnávací zdroj pro stanovení vlnových délek, což je nutné, chceme-li určovat radiální rychlost hvězdy z dopplerovského posuvu čar. Avšak značnou nevýhodou je velká ztráta světla, jednak přímo v optice, jednak tím, že šterbina prochází jen část světla z obrazu hvězdy.

b) K podstatně menší ztrátě světla dochází v systému bezšterbinových spektrografů, kde poblíž ohniska velkého objektivu je svazek paprsků jednoduchou optikou proměněn ve svazek rovnoběžný, který pak prochází přes hranol či mřížku do světelné komory. Tohoto uspořádání se používá zejména tam, kde světla je málo, nebo kde objekty nejsou bodové (na příklad planetární mlhoviny a podobně). Disperse nebývá velká.

c) Pro vlastní spektrální klasifikaci užívá se systému nejjednoduššího — objektivního hranolu. Před objektiv astrografické komory umístí se stejně velký hranol, jehož lámavý úhel je závislý především na jeho rozměrech a nebývá větší než 16° (průměrně 3 až 6°). V ohniskové rovině astrografu se pak vytvoří místo bodových obrazů hvězd jejich spektra. Disperse závisí jednak na úhlu hranolu a jednak na ohniskové délce komory. Průměrně bývá 250—500 Å/mm.



Obr. 1. Hvězdná spektra.

Ztráta světla je minimální a velkou výhodou je i to, že se současně zachytí spektra všech dostatečně jasných hvězd, pokud jsou v zorném poli komory. Touto metodou byla provedena spektrální klasifikace většiny hvězd, u kterých jsou spektra vůbec známa. Metoda je omezena toliko tím, že je velmi obtížné zhotovit hranoly větších rozměrů. Hranol o průměru 60 cm a lámavém úhlu několika stupňů je vzácností a existuje na světě jen v několika exemplářích. V poslední době se tato obtíž obchází tím, že Schmidovy komory, které jak známo mají velmi dobrou optickou definici obrazů hvězd (vytváří ohybové kotoučky o průměru 0,03 mm), jsou opatřeny skleněným klínem, jehož úhel je menší než 1° a je snadno zhotovitelný z kvalitní skleněné desky. Spektra

pak bývají dlouhá toliko několik desetin milimetrů, disperse je několik tisíc Å/mm, avšak to postačí, aby pomocí těchto mikrospekter bylo možno provést alespoň hrubou klasifikaci slabých hvězd. Jak tedy patrně, i velmi prosté pomůcky mohou velmi dobře posloužit tam, kde jde toliko o kvalitativní zařazení hvězdy do určité spektrální třídy.

2. Jednopermetrové spektrální klasifikace

Od roku 1886 se v Harvardu shromáždžovala spektra hvězd, získaná nevelkou dvacetcentimetrovou komorou s objektivním hranolem. Počet spekter, které z tohoto materiálu byly studovány a oklasifikovány, jde do několika milionů. Podobný materiál, i když nikoli v takovém rozsahu, byl získán i na jiných observatořích. Koncem minulého a počátkem našeho století bylo navrženo několik klasifikací, ze kterých sluší především vzpomenout klasifikačního systému McCleanova a Mauryové. Prvá ze zmíněných klasifikací rozeznávala šest tříd, druhá pak 22 skupin. Obě dvě měly jako parametr barvu nebo teplotu hvězd. V roce 1890 Pickering označil spektra hvězd písmeny *A* až *Q*. Tuto klasifikaci podrobila revisi Cannonová, která sloučila v podstatě klasifikaci Pickeringovu a Mauryové a tím vytvořila dodnes používaný harvardský systém. Parametr je zde teplota hvězdy a jednotlivé spektrální třídy jsou označovány písmeny v pořadí podle sestupující teploty:

(P — W) — O — B — A — F — G — K — M — S — (R — N),

kde třídy *O* až *M* jsou nejčtetnější. Každá třída pak má jednotlivé skupiny označené indexem 0 až 9. Mimo to připojují se i malá písmena před označení spektrální třídy, která označují charakter hvězdy, nebo vzhled spektra:

- n* — absorpční linie jsou nejasné (nebulous),
- s* — absorpční linie jsou ostré (sharp),
- c* — absorpční linie jsou velmi ostré a prozrazují velkou svítivost hvězdy,
- g* — absorpční linie prozrazují typické vlastnosti hvězdného obra (giant),
- d* — patrné vlastnosti trpaslíka (dwarf),
- e* — ve spektru jsou emisní linie,
- k* — ve spektru jsou absorpční čáry mezihvězdného vápníku,
- p* — zvláštní vzhled spektra (peculiar),
- w* — patrné vlastnosti bílého trpaslíka.

Můžeme tedy nalézt takového označení: *B5n*, *gGo*, *wA5* a podobně. Povrchová teplota hvězd *O* je kolem 30 000 °K, hvězd *M* kolem 2500°. Jak bylo již naznačeno, spektrální třídy *P*, *W*, *S*, *R*, *N*, jsou velmi málo čtetné. Dle Draperova katalogu, který je úplný téměř do 9. hvězdné třídy, nalézáme 3% hvězd třídy *B*, třídy *A* 27%, *F* 10%, *G* 16%, *K* 37%, *M* 7%.

Tato klasifikace je typické jednopermetrové třídění hvězd do skupin podle povrchové teploty. Ve skutečnosti však pro moderní astrofysiku již plně nevyhovuje.

Počátkem tohoto století našel Hertzsprung — a později Russel rozpracoval podrobněji — závislost mezi spektrální třídou a svítivostí. Na základě tehdy známých paralax jasnějších hvězd, u kterých již tehdy byla provedena klasifikace, našel, že existují dvě rozdílné závislosti mezi svítivostí a spektrální třídou — posloupnost hlavní — a posloupnost obrů. Tak vznikl známý Hertzsprungův-Russelův diagram, který byl důležitou pomůckou na počátku moder-

ního astrofyzikálního bádání a ukázal, že problém roztrídění hvězd dle určitých pozorovaných znaků je mnohem složitější, než se původně předpokládalo.

Průběhem let se též metoda třídění spekter zdokonalila hlavně v tom, že se začalo užívat objektivního měření poměru intenzit čar, citlivých na teplotu. Jsou to převážně čáry železa a vápníku a poměr intenzity určitých párů čar je rozhodujícím parametrem při zařazení hvězdy do spektrální třídy. Poměr intenzit čar je současně též parametrem absolutní hvězdné velikosti, tudíž i svítivosti. Pro upřesnění obrazu o fyzikálních vlastnostech hvězd bylo však nutno hledat nový systém klasifikace, který byl nalezen ve vícerozměrné klasifikaci Morganové a v poslední době i Chalongově.

3. Vícerozměrné systémy klasifikace hvězdných spekter

Před několika lety začal používat Morgan a spolupracovníci nového systému ve spektrální klasifikaci. Podle autorů nazývá se tento systém MKK (Morgan, Keenan, Kellmann). Je to systém dvourozměrný, odvozený v podstatě z původního harvardského systému. Ukázalo se totiž, že rozdělení hvězd na dvě posloupnosti v Hertzsprungově-Russelově diagramu se během času, se vzrůstem materiálu rozrostlo o další „větve“, takže HR diagram se dnes stal již nepřehledným a nepraktickým, pokud je sestaven pro všechny možné skupiny hvězd dosud pozorované.

Morgan proto dělí každou podtřídou jednotlivých spektrálních tříd do pěti skupin, charakterisujících svítivost hvězdy. V původní klasifikaci rozeznávali jsme toliko rozdělení pomocí písmen *d* a *g*, které určovali přibližně svítivost hvězdy a nahrazovali tak částečně druhý rozměr v původní klasifikaci. Morgan toto rozdělení zpřesnil. Schéma jeho klasifikace je asi takové:

Ia	ϵ										
Ib											
II											
III				α							
IV											
V	τ										
	B0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	A0...

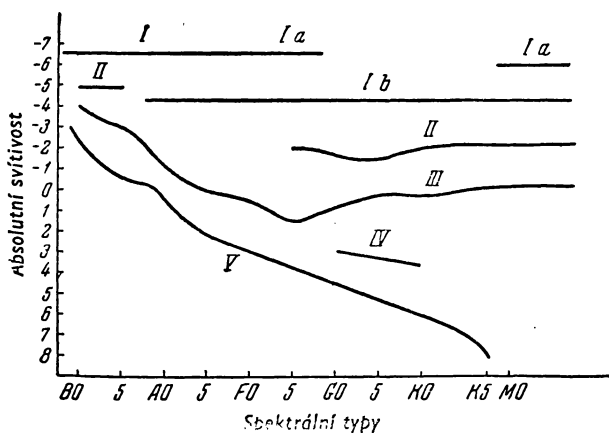
Umístění hvězd v tomto schématu na příklad je takovéto:

$\epsilon \rightarrow \epsilon$ Orionis dle nové klasifikace B0 Ia
 $\tau \rightarrow \tau$ Scorpíi B0 V
 $\alpha \rightarrow \alpha$ Virgilis B3 III

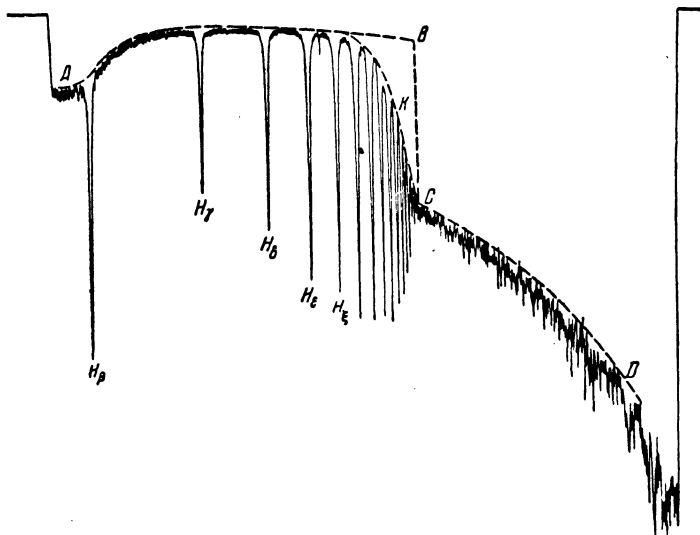
Srovnáváme-li skupiny I až V se starou klasifikací, vidíme, že nový systém je přesnější a účelnější a lépe určuje i polohu hvězdy v HR diagramu.

Co do vlastnosti hvězd patří do skupiny Ia jasní nadobří. Skupina Ib obsahuje normální nadobry, II obry s velkou svítivostí, III normální obry, IV podobry a V trpaslíky hlavní posloupnosti. Podtrpaslíky a bílé trpaslíky možno pak zařadit do skupiny VI a VII, která se však v nové klasifikaci běžně neuzívá, ježto jde o málo početnou skupinu hvězd.

Určení do jaké skupiny patří hvězda dle systému MKK, je možné prostě tím, že si zjistíme, jakou má hvězda absolutní svítivost, a pak jednoduše přiřadíme k původnímu označení dle Harvardské klasifikace příslušné číslo skupiny, která není v podstatě ničím jiným než jiným vyjádřením absolutní



Obr. 2. H-R diagram s vyznačenými skupinami dle klasifikace MKK.



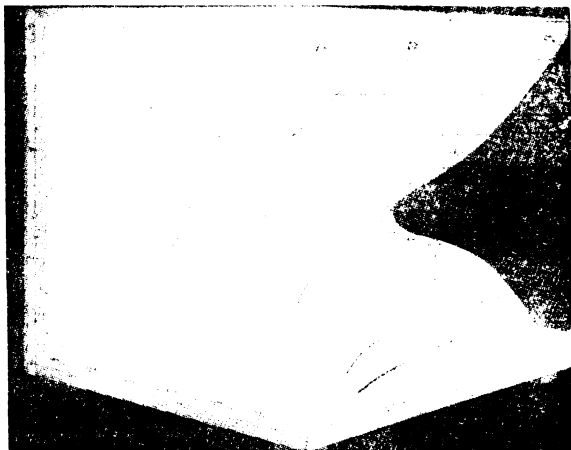
Obr. 3. Mikrofotogram spektra Vegy. Body B a C vyznačují rozdíl v měřených veličinách celkové intenzity před Balmerovou diskontinuitou a za ní (ve smyslu zleva od dalších vlnových délek ke kratším).

hvězdné velikosti. Známe-li pro určitou hvězdu paralaxu a tím i vzdálenost určíme známou metodou absolutní hvězdnou třídu a pak dle zdokonaleného HR diagramu nalezneme příslušnou skupinu. Tím nepozbývá významu původní nejrozšířenější klasifikace Harvardská, jde vlastně toliko o její zdokonalení. Ten kdo zařazuje hvězdu, která již byla klasifikována dle starého systému, nemusí mít vůbec k dispozici spektrum oné hvězdy, stačí, když si určí její absolutní hvězdnou velikost.

Poněkud složitějším systémem, ale po fyzikální stránce mnohem lepším, je systém Chalongův, vypracovaný v konečné formě teprve nedávno. Jeho princip tkví v tom, že používá jako kriteria skoku v intenzitě spojitého spektra hvězd na hraně Balmerovy serie. Povšimneme-li si průběhu intenzity spojitého spektra, vidíme, že v okolí vlnové délky 3700 Å, tedy na hraně Balmerovy serie, nastává směrem do ultrafialové části spektra náhlý pokles. Tento pokles nazýváme Balmerovou diskontinuitou. Jestliže označíme intenzitu spojitého spektra před poklesem u hrany serie I_B a po poklesu I_C , pak poměr logaritmu intenzit

$$D = \log \frac{I_B}{I_C}$$

je jeden z charakteristických parametrů. Druhý parametr je vlnová délka λ_1 , kde intenzita spojitého spektra je rovná přibližně střední hodnotě mezi I_B a I_C . Parametry λ_1 , D , jsou charakterisujícími veličinami pro Chalongovu klasifikaci. Samy o sobě však mohou být dvojnásobně značné pro hvězdy O a B s velkou povrchovou teplotou, nebo A a F s nižší povrchovou teplotou. Samo změření poměru intenzit nestačí a je nutno odhadnout příslušnost hvězdy k té či oné třídě zhruba předem z celkového charakteru spektra.



Obr. 4. Trojrozměrný diagram dle Chalongovy trojrozměrné klasifikace. Na zborcené ploše Σ leží většina vyšetřovaných hvězd. Na osách jsou jednotlivé parametry, D , λ , Φ_B .

Hlavní výhoda této klasifikace tkví v tom, že plyne přímo z fyzikálních podmínek panujících na povrchu hvězdy. Nevýhodou je, že vyžaduje přímé změření spekter jednotlivých hvězd dokonalou fotometrickou metodou.

Disperse, kterou užíval sám Chalonge a jeho spolupracovník Barbier, není velká — přibližně 250 Å/mm. Je však nutné používat optiky, která nepohlcuje příliš ultrafialové záření. Chalonge užíval v Haute Provence 80-cm zrcadlo ve spojení s křemenným spektrografem a na vysokohorské observatoři na Jungfraujoch zrcadlo o průměru toliko 25 cm s bezšterbinovým křemenným spektrografem.

Dalším zdokonalením Chalongovy klasifikace bylo zavedení třetího parametru — absolutního gradientu intenzity v oboru 3800—4600 Å. Tento parametr označuje písmenem Φ_B . Každá hvězda může být tudíž umístěna do třírozměrového diagramu, kde, jak se ukázalo, většina hvězd leží na ploše Σ .

Je pochopitelné, že po technické stránce je uvedená klasifikace velmi náročná a jen nepatrný počet hvězd mohl být podobným způsobem studován. Nicméně se zdá, že pro otázky astrofyzikální bude nutno volit cestu naznačenou Chalongem.