

MASARYKOVA UNIVERZITA

PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA



BAKALÁŘSKÁ PRÁCE

Studium spektra hvězdy HD 74196

Kamila Kovačiková

Vedoucí bakalářské práce: doc. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D.

Brno 2009

Děkuji doc. Mgr. Jiřímu Krtičkovi, Ph.D za věnovaný čas, ochotu a cenné rady provázející vznik této práce. Dále pak Tygří partě a rodině.

Tuto práci věnuji svému otci.

Prohlašuji, že jsem svou bakalářskou práci napsala samostatně a výhradně s použitím citovaných pramenů. Souhlasím se zapůjčováním práce a jejím zveřejňováním.

V Brně dne

Kamila Kovačiková

Anotace

Bakalářská práce se zabývá hvězdou HD 71496, především jejím spektrem. Úvodní kapitola je zaměřena na spektroskopii, její historii, pojem absolutně černé těleso a vzhled a posuv spektrálních čar. Následuje kapitola pojednávající o hvězdách spektrální třídy B, jejich spektru, charakteristice a rozložení v Galaxii. Třetí kapitola o proměnných hvězdách rozebírá jejich rozdělení a shrnuje jejich vlastnosti. Poslední kapitola je věnována samotnému zpracování spektra hvězdy HD 71496, identifikaci spektrálních čar, fitování jejich profilu, zjišťování radiální rychlosti hvězdy, porovnání spektra s modelem absolutně černého tělesa a zkoumání periody proměnnosti hvězdy.

Klíčová slova: spektroskopie, spektrální čáry, absolutně černé těleso, spektrální třída B, proměnné hvězdy, radiální rychlost.

Anotation

The bachelor thesis deals with a star HD 71496, especially with its spectrum. First chapter is focused on the spectroscopy, its history, concept of black body and appearance and shift of spectral lines. Then chapter dealing with B type stars, their spectrum, characteristics and distribution in the Galaxy follows. The third chapter about variable stars discusses their classification and properties. The last chapter is devoted to processing of the spectrum of the star HD 71496 itself, identification of the spectral lines, fitting their profiles, finding out the star's radial velocity, comparing the spectrum to the black body model and study of star's variability period.

Keywords: spectroscopy, spectral lines, black body, B type stars, variable stars, radial velocity.

Obsah

Úvod	6
1 Úvod do spektroskopie	7
1.1 Historie	7
1.2 Absolutně černé těleso	8
1.3 Spektrální čáry	10
1.3.1 Vodíkové série	10
1.3.2 Posuv spektrálních čar	11
2 Hvězdy spektrální třídy B	13
2.1 Charakteristika spektra	13
2.1.1 Závislost zářivého výkonu	15
2.1.2 Hrana Balmerovy série	16
2.1.3 Emisní čáry	17
2.1.4 Oblast IR	18
2.1.5 Oblast UV	18
2.2 Rotace	19
2.3 Radiální rychlost	19
2.4 Magnetické pole	20
2.5 Rozdělení v galaxii	20
3 Proměnné hvězdy	22
3.1 Fyzické proměnné hvězdy	22
3.2 Geometrické proměnné hvězdy	24
3.2.1 Chemicky pekuliární hvězdy	24
3.3 Hvězda HD 74196	25
3.3.1 Hvězdokupa IC 2391	27
4 Praktická část	29
4.1 Zpracování spektra hvězdy HD 74196	29
4.1.1 Popis spektra a identifikace čar	29
4.1.2 Fitování profilů čar	32
4.1.3 Radiální rychlost hvězdy	37
4.1.4 Diskuse výsledků	38
4.2 Srovnání s modelem absolutně černého tělesa	38
4.3 Perioda proměnnosti	39
Závěr	42
Literatura	43

Úvod

Ačkoli je v mnoha astronomických databázích, jako je SIMBAD [31] či UVES [33], hvězda HD 74196 vedena jako cefeida, přesněji spíše pulzující proměnná hvězda typu β Cephei, výzkumy [8], [13] a zpracování dat ukazují, že jde o chemicky pekuliární hvězdu. Takto označená skupina hvězd se vyznačuje anomáliemi či „podivnostmi“ (anglicky peculiarities) ve spektru způsobenými povrchovými oblastmi, které se liší od zbytku hvězdy chemickým složením. HD 74196 se na Hertzsprungově-Russellově diagramu nachází v oblasti hlavní posloupnosti a se spektrální třídou B se řadí mezi mladé horké hvězdy s charakteristickými rysy a čarami ve spektru. Právě to je předmětem zkoumání spektroskopie, jež nám analýzou spektra dokáže o hvězdě leccos zajímavého prozradit.

Kapitola 1

Úvod do spektroskopie

Slovo spektroskopie pochází z latinského slova spectrum = obraz a řeckého scopos = pozorovat. Původně toto sousloví označovalo studium spektra za použití spektroskopu, v současné době je užíváno k popisu jakéhokoli studia, jehož předmětem je samotné spektrum, jeho vznik a vlastnosti. Vznik a vývoj spektroskopie mají obrovský vliv na svět, ve kterém žijeme. Díky ní jsme schopni porozumět jak mikroskopickému světu atomů, tak makroskopickému světu hvězd. Přispívá též k rozpoznání a kvantifikaci látek a materiálů, které obklopují nás samotné. Mnohými netušená praktická užití mají i ve věcech ovlivňujících každodenní život – například pomocí absorpční spektroskopie využívající principu pohlcování světla měřeným vzorkem můžeme zjistit obsah glukózy v krvi. V astrofyzice nám umožňuje pochopit stavbu vesmíru díky informacím, jež jsme schopni ze spektra získat – ať už se jedná o chemické složení hvězd, jejich teplotu, gravitační zrychlení, průmět rotační rychlosti či indukci magnetického pole.

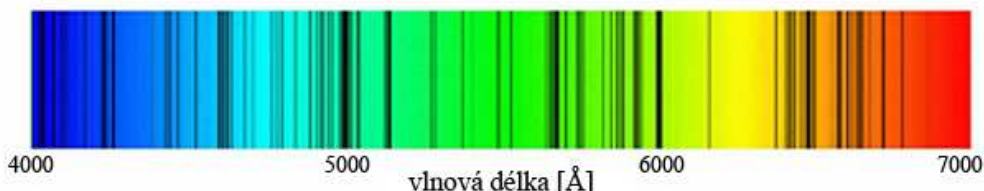
V této kapitole jsem čerpala především ze zdrojů [10], [14], [21], [32].

1.1 Historie

Přestože je spektrální povaha světla pozorovatelná na tak všedním objektu, jako je duha, bylo v minulosti nad schopnosti lidstva uvědomit si její důležitost. A ať už to byl anglický myslitel sir Isaac Newton či český lékař a fyzik Jan Marek Marci, kdo rozložením paprsku světla hranolem stál u zrodu spektroskopie, jisté je, že tak položili základy významného vědního odvětví. Roku 1666 Isaac Newton převedl, jak může být bílé sluneční světlo rozloženo do plynulé série barev, jež nazval slovem „spektrum“. Jeho experimentální pomůcky se skládaly z malé aparatury emitující paprsek světla, kolimační čočky, skleněného hranolu k samotné disperzi světla a stínítka, na které se výsledné spektrum zobrazovalo. Tento první spektroskop se v zásadě příliš neliší od přístrojů používaných dnes. Newtonova analýza světla se tak považuje za prvopočátek spektroskopie.

Joseph von Fraunhofer rozšířil roku 1814 Newtonovy poznatky zjištěním, že sluneční spektrum protíná velké množství jemných černých linií, které nyní nazýváme spektrální čáry. Fraunhofer použil ty nejzřetelnější jako první standardy pro srovnávání spektrálních čar. Též studoval spektra hvězd a planet, což vedlo k založení vědecké disciplíny zvané astrofyzika. Přes obrovské úspěchy, jež Fraunhofer za svůj necelých 40 let trvající život dosáhl, nikdy neporozuměl původu spektrálních čar. Tento objev učinil až Gustav Kirchhoff, který zjistil, že každý prvek a sloučenina má své charakteristické spektrum, tudíž studiem spektra neznámého zdroje můžeme určit jeho chemické složení. Až tímto rozvojem se spektroskopie stala váženou vědeckou disciplínou a následovalo mnoho studií spekter pozemských zdrojů, jako jsou

plameny, výboje či jiskry. Tyto objekty emitovaly jasné spektrální čáry odvíjející se od chemických prvků v nich obsažených. Léon Foucault roku 1848 pozoroval, že při průchodu plamenem obsahujícím sodík dojde k pohlcení žluté části světla emitovaného zdrojem za ním. To byla první demonstrace absorpčního spektra v laboratoři.



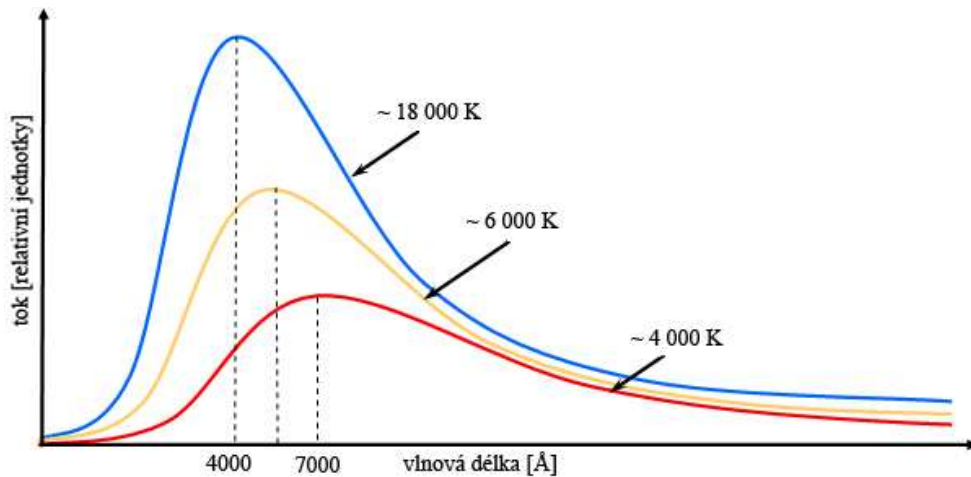
Obrázek 1.1: Sluneční čárové spektrum s absorpčními čarami (převzato z [o4])

Tato fakta Kirchhoff v roce 1859 použil k formulaci svého známého zákona o absolutně černém tělese, který stanoví, že poměr koeficientu emisivity k absorpčnímu koeficientu pro danou vlnovou délku závisí pouze na teplotě tělesa. Z toho vyplývá, že plyn vyzařující čárové spektrum absorbuje (za stejné teploty) spektrální čáry, jež vyzařuje. Kirchhoff a Bunsen pak správně interpretovali Fraunhoferovy čáry ve slunečním spektru jakožto absorpci spojitého spektra emitovaného horkými vnitřními vrstvami Slunce, která je způsobena prvky na chladnějším povrchu hvězdy. Poté už nic nebránilo analýze sluneční atmosféry.

Rozpoznáním, že každý atom a molekula má své charakteristické spektrum, Kirchhoff s Bunsenem ustavili spektroskopii vědeckým nástrojem k průzkumu atomové a molekulární struktury a založili odvětví spektrochemické analýzy složení materiálu. Tyto techniky jsou dnes užívány ke studiu pozemských i vesmírných objektů a staly se našimi jedinými prostředky ke studiu chemického složení hvězd (vyjma našeho Slunce, jehož chemické vlastnosti můžeme odhalit také rozborem hvězdného větru či studiem složení meteoritů).

1.2 Absolutně černé těleso

Fyzikální pojem absolutně černé těleso zavedl v roce 1862 Gustav Kirchhoff k popisu ideálního tělesa pohlcujícího veškeré přicházející záření. Laboratorní model sestává z nádoby o konstantní teplotě T s malým otvorem vedoucím do dutiny uvnitř. Světlo vniknuvší tímto otvorem dovnitř se po mnoha odrazech na stěnách dutiny pohltí – odtud název černé těleso, ačkoli mírně zavádějící, jelikož černá tělesa nezáří, kdežto absolutně černé těleso ano. Samotné stěny dutiny vyzařují fotony, na něž můžeme pohlížet jako na fotonový plyn o teplotě T , který je v tepelné rovnováze s okolními stěnami. Vyzařovací charakteristika takového tělesa je závislá jen a pouze na jeho teplotě. Čím vyšší je tato teplota, tím více absolutně černé těleso vyzařuje a maximum vyzařování se posouvá ke kratším vlnovým délkám, jak ilustruje obrázek 1.2. To souvisí se změnou barvy od červené přes teplejší žlutou a bílou k namodralé.



Obrázek 1.2: Vyzařovací charakteristika absolutně černého tělesa (převzato z [o2])

Celkové množství vyzařené energie přes všechny frekvence, tj. zářivý výkon, udává Stefanův zákon umožňující měřit povrchovou, tzv. efektivní teplotu těles ve vesmíru:

$$L = \sigma ST^4, \quad (1.1)$$

kde σ ...Stefanova-Boltzmannova konstanta $5,670400 \cdot 10^{-8} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2} \cdot \text{K}^{-4}$,

S ...plocha absolutně černého tělesa,

T ...teplota absolutně černého tělesa.

Efektivní teplota hvězd T_{ef} je pak definována jako teplota, kterou by měla koule o poloměru hvězdy zářící jako absolutně černé těleso vysílající do prostoru zářivý výkon L , který odpovídá zářivému výkonu hvězdy.

Se vzorcem popisujícím spektrum tepelného záření absolutně černého tělesa přišel roku 1900 Max Planck. Vysvětlil ho pomocí myšlenky kvantování vyzařované energie po fotonech o energii dané frekvencí (vlnovou délkou) záření vztahem $E = h\nu$ ($E = hc/\lambda$). Planckův zákon vyjadřující závislost monochromatické hustoty zářivého toku (tzv. tok záření) na frekvenci s parametrem teploty, který vysvětlil již dříve známý Stefanův zákon, zní:

$$B_\nu(\nu, T) = \frac{2\pi\nu^2}{c^2} \frac{h\nu}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad \text{resp.} \quad B_\lambda(\lambda, T) = \frac{2\pi c^2}{\lambda^5} \frac{h\nu}{e^{h\nu/kT} - 1}, \quad (1.2) \quad (1.3)$$

přičemž B_ν ...tok záření [$\text{W} \cdot \text{m}^{-2}$],

ν ...frekvence záření,

λ ...vlnová délka záření,

c ...rychlost světla ve vakuu $299\,792\,458 \text{ m} \cdot \text{s}^{-1}$,

h ...Planckova konstanta $6,62606896 \cdot 10^{-34} \text{ J} \cdot \text{s}$,

k ...Boltzmannova konstanta $1,380658 \cdot 10^{-23} \text{ J} \cdot \text{K}^{-1}$,

T ...teplota absolutně černého tělesa.

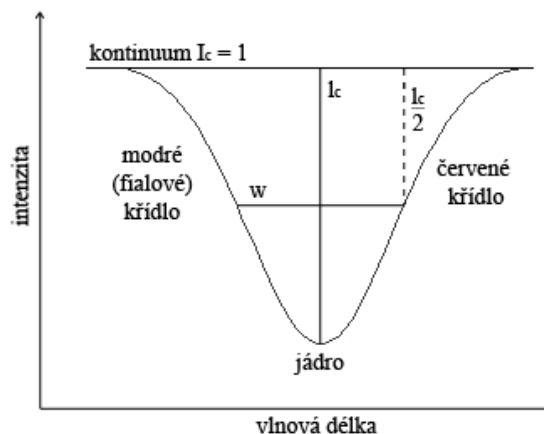
1.3 Spektrální čáry

V izolované čáře rozlišujeme centrální část zvanou jádro, doprovázenou z obou stran křídly, tedy více či méně rozšířenými částmi směřujícími do kontinua – hladiny spojitého spektra s relativní intenzitou 1. V některých případech, jako jsou například mezihvězdné čáry, mohou křídla téměř chybět. Schéma čáry ilustruje obrázek 1.3.

Čáry ve spektru mohou být charakterizovány též číselně. Zavádíme zde pojmem centrální hloubka čáry I_c . K obtížnějšímu určení šířky čáry se užívá polovina centrální hloubky. Ekvivalentní šířka čáry W je definována jako

$$W = \int_{-\infty}^{\infty} \frac{I_c - I}{I_c} d\lambda, \quad (1.4)$$

kde I_c je hodnota intenzity odpovídající kontinuu, I intenzita dané čáry a integrace se obvykle provádí pouze přes krátký interval. Fyzikální rozměr ekvivalentní šířky je uváděn v μm či $\text{m}\text{\AA}$. Můžeme si ji představit jako plochu obdélníku o jednotkové výšce, jehož obsah je ekvivalentní integrálu intenzity záření, které je ze spojitého spektra čarou odstraněno.



Obrázek 1.3: Struktura spektrální čáry

1.3.1 Vodíkové série

Čáry vodíku jakožto nejrozšířenějšího prvku v kosmu se vyskytují ve spektrech hvězd velmi často, ať už mají emisní nebo absorpční profil. Vznikají při vázaně-vázaných přechodech, kdy při přechodu mezi energetickými hladinami elektrony vyzářují či pohlcují fotony o odpovídající vlnové délce spektrální čáry. Čáry vodíku se dělí do skupin neboli sérií rozdělených dle kvantového čísla energetických hladin, z nichž elektrony na vyšší energetické stavy excitují nebo na nichž povolené přechody z vyšších hladin končí. Série nesou označení po vědcích, kteří se studiem dané série zabývali, pro $n = 1$ mluvíme o Lymanově sérii (ultrafialová oblast spektra), $n = 2$ Balmerově (viditelná až blízka ultrafialová oblast), $n = 3$ Paschenově (infračervená oblast), $n = 4$ Brackettově, $n = 5$ Pfundově a $n = 6$ nese označení Humpreyho série. Pro vyšší

kvantová čísla nejsou série pojmenovány. Pomocí Rydbergovy formule lze vypočítat vlnové délky jednotlivých čar:

$$\frac{1}{\lambda} = R \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right), \quad (1.5)$$

kde λ ...vlnová délka čáry,

R ...Rydbergova konstanta $1,097373 \cdot 10^7 \text{ m}^{-1}$,

n_1 ...kvantové číslo nižší energiové hladiny,

n_2 ...kvantové číslo vyšší energiové hladiny.

U přechodu $n_2 = \infty$ vlnová délka čáry nabývá minimální velikosti, mluvíme o tzv. hraně série. S narůstajícím n_2 , tedy s klesající vlnovou délkou, se zmenšují rozestupy mezi jednotlivými čarami, které poté u hrany série tvoří těsný shluk. Za ní vzniká takzvaný skok nebo též diskontinuita, kdy pozorujeme pokles měřeného zářivého toku. Skok ve viditelné oblasti spektra – Balmerův při 3647 \AA – vzniká v důsledku nárůstu opacity (tj. schopnosti pohlcovat záření) pro fotony menších vlnových délek než je daná mez. Tyto fotony mají dostatečnou energii (3,4 eV a větší) k ionizaci atomů vodíku nacházejících se v excitovaném stavu s $n_1 = 2$. Velikost skoku závisí na obsahu neutrálních atomů vodíku, což zase závisí především na teplotě dané hvězdy. Spojité spektrum s vlnovými délkami menšími než je hodnota odpovídající Balmerovu skoku se nazývá Balmerovo kontinuum, totéž platí obdobně pro ostatní série.

Ve spektroskopii se pro detekci vodíku ve hvězdě užívá nejčastěji Balmerova série, hlavně nejintenzivnější šarlatově rudá $H\alpha$. Je to jedna z výrazných barev vesmíru, ačkoli při pohledu očima by se tak nezdálo, jelikož lidské oko na tuto barvu není nijak zvlášť citlivé (maximum citlivosti lidského oka leží u 550 nm ~ žlutozelená barva).

Balmerova série

přechod	název	λ [\AA]	barva
$3 \rightarrow 2$	$H\alpha$	6562,852	červená
$4 \rightarrow 2$	$H\beta$	4861,330	modrozelená
$5 \rightarrow 2$	$H\gamma$	4340,470	fialová
$6 \rightarrow 2$	$H\delta$	4101,740	fialová
$7 \rightarrow 2$	$H\epsilon$	3970,072	(UV)
$\infty \rightarrow 2$	hrana série	3647	(UV)

Tabulka 1.1 Vlnové délky Balmerovy série (zdroj [30])

1.3.2 Posuv spektrálních čar

Spektrální čáry odráží fyzikální podmínky té části hvězdné atmosféry, ve které vznikají. Z čehož vyplývá závislost tvaru spektrální čáry na faktorech, jako jsou tepelný pohyb částic, elektronový tlak, radiální rychlost či rotace hvězdy způsobující rozšíření čar,

nebo přítomnost elektrického (tzv. Starkův jev) či magnetického pole (tzv. Zeemanův jev) způsobující rozštěpení čar.

Určení radiální rychlosti hvězdy, jímž se tato práce zabývá ve čtvrté kapitole, se provádí pomocí posuvu spektrálních čar v důsledku vzájemného pohybu pozorovaného zdroje záření a detektoru. Využívá se zde Dopplerova jevu, jehož vlivem dochází k posunu vlnových délek spektrálních čar k červené oblasti spektra, pokud se studovaný vesmírný objekt od detektoru (Země) vzdaluje, respektive k modré oblasti spektra, pokud se přibližuje. Z jeho upraveného matematického zápisu vyplývá, že rozdíl vlnových délek závisí na rychlosti zdroje:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v_r}{c}, \quad (1.6)$$

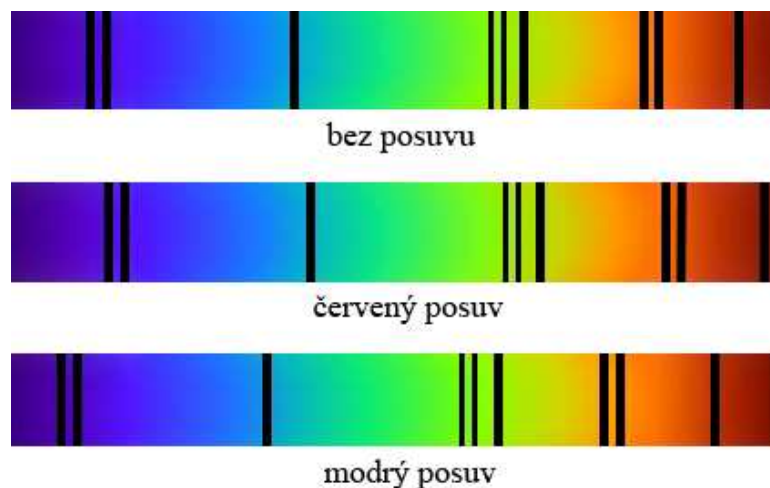
kde λ_0 ..laboratorní vlnová délka,

$\Delta\lambda$. posun středu čáry oproti laboratorní vlnové délce

v_r ... radiální rychlost zdroje,

crychlost světla ve vakuu $299\,792\,458\text{ m}\cdot\text{s}^{-1}$.

Porovnáním laboratorní či namodelované a naměřené vlnové délky jsme tak schopni zjistit rychlost pozorovaného objektu směrem k nám, tedy v radiálním směru. Tento vztah platí pouze pro rychlosti řádově menší než je rychlost světla. Při té je třeba brát v úvahu i efekty způsobené dilatací času.



Obrázek 1.4: Schéma posuvů spektrálních čar (převzato z [o5])

Kapitola 2

Hvězdy spektrální třídy B

Objekty náležící podle Harvardské spektrální klasifikace do spektrální třídy B mívají namodralou barvu a efektivní teplotu mezi 10 000 – 30 000 K. Jejich pozorovaná četnost v Galaxii je kolem 13 %, zatímco skutečná pouhá 2 %, což je dáno výběrovým efektem, který co do počtu zvýhodňuje zářivější hvězdy. Hvězdy s emisními čarami Balmerovy série nesou označení Be, jež představují kolem 10 % všech hvězd této skupiny. Taktéž zde existují hvězdy vykazující chemické anomálie u prvků, jako je například křemík, uhlík, dusík či kyslík nazývané chemicky pekuliární hvězdy. Kromě toho se ve spektrální třídě B hojně vyskytují podtrpaslíci, hvězdy horizontální větve H-R diagramu, a proměnné hvězdy typu β Cephei.

V této kapitole jsem čerpala především ze zdrojů [14], [16], [20], [21].

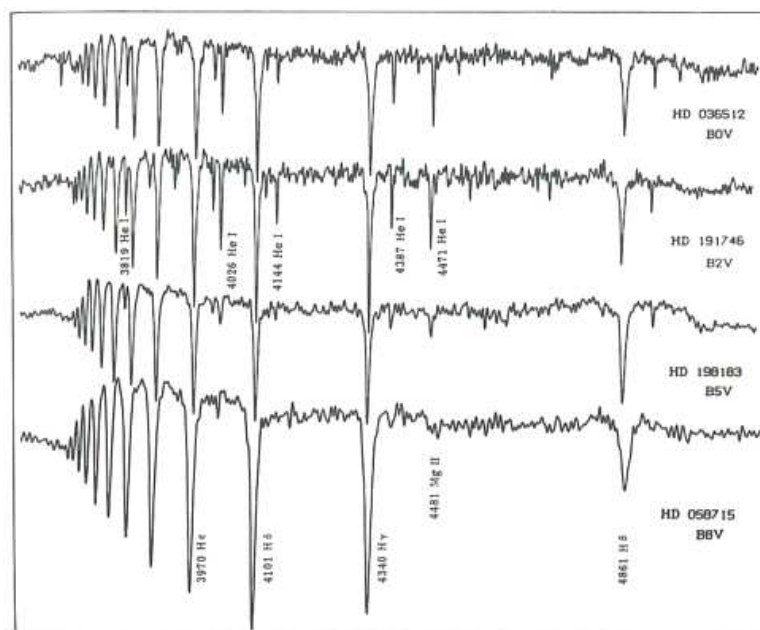
2.1 Charakteristika spektra

Ve spektru hvězd třídy B můžeme nalézt čáry neutrálního hélia He I, avšak žádné čáry helia ionizovaného (He II). Čáry He I dosahují svého maxima kolem podtřídy B2. Nejsilnější čáry vodíku se vyskytují až u A2, hélium a vodík tudíž v rámci třídy B vykazují opačný trend. Tabulka 2.1 obsahuje výčet ekvivalentních šířek silnějších čar. V oblasti 3 600 – 4 800 Å mají všechny spektrální čáry prvků vyjma vodíku ekvivalentní šířku menší než 1,3 Å.

typ	H I (H α) $\lambda = 6562$	H I (H γ) $\lambda = 4340$	H I (H β) $\lambda = 4860$	He I $\lambda = 4026$	He I $\lambda = 4471$	Mg II $\lambda = 4481$	C II $\lambda = 4267$
B0	3,5	3,5	3,8	1,0	1,0	0,1	0,1
B2	5	5,1	6,0	1,5	1,4	0,2	0,2
B5	6	6,7	7,5	0,8	0,8	0,3	0,2
B8	8	10,0	10,0	0,3	0,3	0,4	0,1
A0	10	13,6	14,0	0,1	0,1	0,4	

Tabulka 2.1: Vlnové délky a ekvivalentní šířky v Å vybraných silných čar hvězd hlavní posloupnosti (zdroj [14])

Tabulka 2.1 naznačuje, že pro spektrální klasifikaci můžeme v zásadě použít samotné čáry vodíku a neutrálního hélia. Ukazuje se nicméně, že Balmerovy čáry vodíku jsou pro vizuální klasifikaci příliš silné, musí se tudíž použít jiné, slabší čáry v oblasti 3600 – 4800 Å. Prvky odpovídající slabším čarám jsou vypsány v tabulce 2.2. Je z ní jasně patrné, že počet čar prvků detekovatelných ve spektru klesá směrem k pozdějším B-typům. Pro hvězdy mezi B5 a A0 zbývá pouze pár čar, musí se tedy při klasifikaci použít všechny.



Obrázek 2.1: Opačný trend sílicích vodíkových a od B2 slábnoucích héliových čar s klesající teplotou (zdroj [14])

B0 – B2	H	He I		C II		N II	N III	O II	Si III	Si IV
B2 – B5	H	He I	Mg II	C II	Si II					
B5 – A0	H	He I	Mg II	(Si II)						
A0	H		Mg II							

Tabulka 2.2: Čáry ve spektru hvězdy typu B v oblasti 3500 – 4800 Å (zdroj [14])

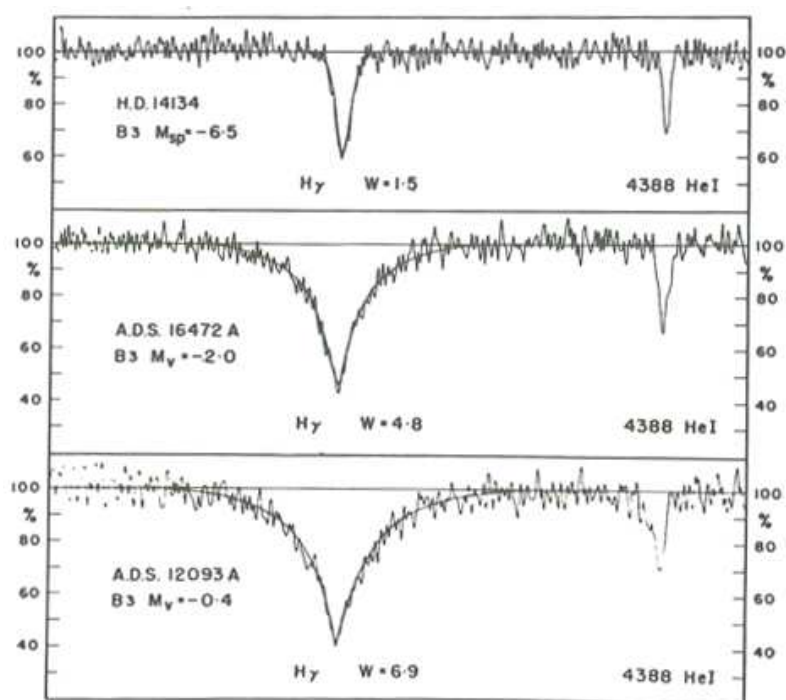
K určení spektrálního typu používá Morganova-Keenanova (též Yerkeská) klasifikace systém poměru intenzit čar prvků hélia, křemíku a hořčíku. Seznam užívaných poměrů je vypsán v tabulce 2.3. Užití jiných poměrů záleží na chování daného prvku. Anomálie lze pozorovat u chemicky pekuliárních hvězd. Pokud je známo, že se určitý prvek chová u určitého počtu hvězd abnormálně, neměl by být při klasifikaci užit.

pro B0 – B2	$\frac{4552 \text{ \AA} (\text{Si III})}{4089 \text{ \AA} (\text{Si IV})}$
pro B3	$\frac{4128 - 30 \text{ \AA} (\text{Si II})}{4121 \text{ \AA} (\text{He I})}$
pro B5 – B8	$\frac{4128 - 30 \text{ \AA} (\text{Si II})}{4144 \text{ \AA} (\text{He I})}$
pro B8 – B9	$\frac{4481 \text{ \AA} (\text{Mg II})}{4471 \text{ \AA} (\text{He I})}$

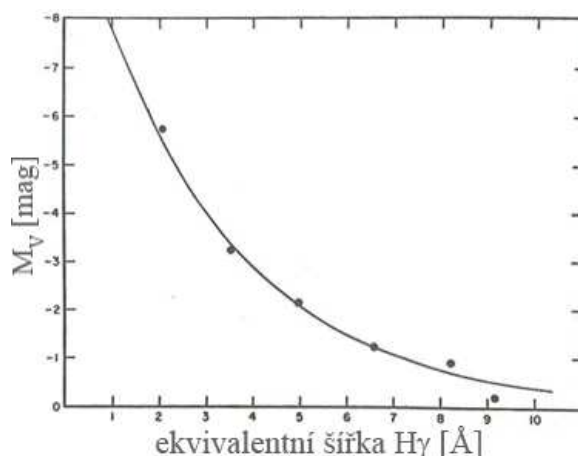
Tabulka 2.3: Poměry čar používané k určení spektrálního typu hvězd třídy B (zdroj [14])

2.1.1 Zářivý výkon

Kromě spektrálního typu se na vzhledu spektra a jeho čar může podílet i zářivý výkon hvězdy. Závislost profilů vodíkových čar na luminozitě byla objevena švédskou astronomickou školou ve dvacátých letech. Obrázek 2.2 ukazuje profily čáry $H\gamma$ tří hvězd stejného spektrálního typu, ovšem jiného zářivého výkonu. Z profilů čar je jasně vidět závislost ekvivalentní šířky W na výkonu dané hvězdy. Petrie [26] provedl dlouhou sérii přesných měření čáry $H\gamma$ a z výsledných dat sestavil hladkou závislost mezi ekvivalentní šířkou čáry a absolutní hvězdnou velikostí hvězdy (obrázek 2.3). Tato relace odstraňuje nutnost použití odhadů luminozních tříd a nahrazuje ji měřením dobře definované veličiny, což nám umožňuje získat větší přesnost v určování absolutních hvězdných velikostí. V zásadě může být pro měření použita jakákoli čára Balmerovy série, existují však určitá omezení. Zaprvé kontinuum musí být jasně rozlišitelné, což vyřazuje vyšší čáry série s kvantovým číslem n větším než 5, jež ho mají silně skloněné. Poté v sousedství nesmí ležet žádné jiné silné čáry, které se u Balmerovy série vyskytují u ranějších typů okolo čáry $H\delta$, ale není příliš těžké jejich vliv odečíst. A poslední podmínka zní žádné emisní složky ve spektru – ty se navíc těžko detekují. Nejlepším kompromisem je již zmíněná čára $H\gamma$. Závislost těchto měření na absolutní hvězdné velikosti je kalibrována s užitím dvojhvězd, otevřených hvězdokup a asociací, u kterých byly absolutní hvězdné velikosti objektů zjištěny pomocí jiných technik.



Obrázek 2.2: Profil čáry $H\gamma$ u tří hvězd třídy B s rozdílnou absolutní hvězdnou velikostí (zdroj [14])



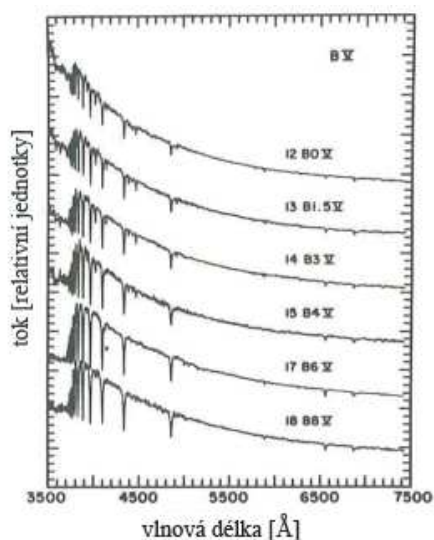
Obrázek 2.3: Závislost absolutní hvězdné velikosti na ekvivalentní šířce čáry (zdroj [14])

Nepřesnost u měření s čarami Balmerovy série spočívá v nárůstu jejich síly k A2 a následnému poklesu. V zásadě to znamená, že znalost ekvivalentní šířky například H β vede ke dvěma výsledkům, jeden k typu před a jeden k typu po A2. Kvůli tomuto je potřeba kromě ekvivalentní šířky čar série znát též spektrální typ; to vedlo k pokusům nahradit (odhadovaný) spektrální typ měřenou veličinou, aby se tak spektrální klasifikace zrušila úplně.

2.1.2 Hrana Balmerovy série

Vedle změn intenzit čar můžeme ve spektrech hvězd různých spektrálních podtříd též zaznamenat změnu velikosti hrany Balmerovy série. Její čáry se shlukují u $\lambda = 3647 \text{ \AA}$, směrem k delším vlnovým délkám jsou mezi jednotlivými čarami série větší rozestupy a tudíž i rozeznatelné kontinuum. Směrem ke kratším vlnovým délkám je kontinuum nedetekovatelné v důsledku přítomnosti četných vodíkových čar. Obrázek 2.4 ilustruje nárůst hrany Balmerovy série. Pokud jsou čáry vodíku silné, vytváří velký skok na hraně série a naopak.

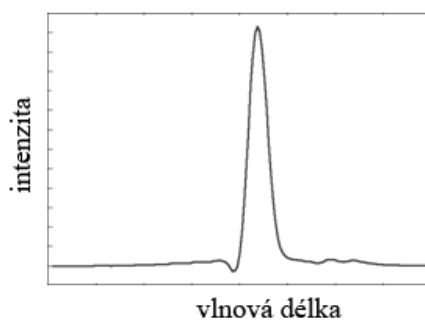
Vzhled shluku u hrany série závisí na charakteru čar – pokud jsou úzké (jako například u veleobrů), budou se jejich křídla překrývat méně než u širokých čar. Pomocí tohoto jevu můžeme rozlišit trpaslíka od veleobra jednoduchým určením poslední viditelné čáry Balmerovy série. Například pro rozlišení 40 \AA/mm jsou ve spektrech veleobrů vidět vodíkové čáry do $n = 24$, přičemž u obrů jen do $n = 18$ a u trpaslíků do $n \sim 14$. Tato čísla ovšem závisí na disperzi a rozlišení spektrografu.



Obrázek 2.4: Nárůst hrany série směrem k pozdějším typům třídy B (zdroj [14])

2.1.3 Emisní čáry

Ve spektrech mnohých hvězd třídy B se též vyskytují emisní čáry. Obvykle se jedná o čáry vodíku, držící se pravidla klesající intenzity čar se vzrůstajícím kvantovým číslem. Pokud má hvězda čáry Balmerovy série v emisi, jsou spolu s nimi často v emisi i čáry Paschenovy série. Kromě vodíku se také v emisi nejčastěji nachází čáry železa Fe II. Naproti tomu čáry neutrálního hélia He I zřídka. Tyto čáry se většinou pozorují u hvězd, jež zároveň vykazují emisní čáry vodíku. Další skupina hvězd, u nichž můžeme ve spektru nalézt emisní čáry – zvláště H α , jsou veleobři typu Ia, či méně častěji veleobři Ib. Takovéto emisní profily bývají většinou typu P Cygni, složené z emisní a absorpční složky vznikající ve hvězdném větru.



Obrázek 2.5: Typický profil emisní čáry veleobra P Cygni (obrázek převzat z [06])

2.1.4 Oblast IR

Blízkému infračervenému spektru dominuje Paschenova série a několik silných čar, jejichž výčet je uveden v tabulce 2.4. Čáry Paschenovy série, podobně jako Balmerovy, obecně sílí až do koncových podskupin třídy B. Čáry He I jsou nejvýraznější u B2. Infračervený vápníkový triplet (8498 Å, 8498 Å, 8662 Å) naopak sílí až k třídě A. Obvykle se některé z čar vyskytnou ve spektru Be hvězd jako emisní. Pokud se tak stane,

lze pozorovat též infračervený barevný exces, což je rozdíl mezi pozorovaným barevným indexem hvězdy a barevným indexem odpovídajícím jejímu spektrálnímu typu.

λ [Å]	prvek	λ [Å]	H (Paschenova série)
7065	He I	8204	hrana Paschenovy série
7772	O I	8545	P 15
8556	O I	8665	P 13
8498	Ca II	8860	P 11
8542	Ca II	9015	P 10
8662	Ca II	9229	P 9
8680	N I	9546	P 8
10830	He I	10049	P 7

Tabulka 2.4: Čáry v blízké infračervené oblasti spektra hvězd třídy B (zdroj [14])

2.1.5 Oblast UV

Tabulka 2.5 shrnuje v rozsahu vlnových délek 1050 – 2000 Å nejdůležitější čáry, jež mohou být užity k spektrální klasifikaci v této oblasti elektromagnetického spektra.

λ [Å]	prvek	charakteristika čáry
1175	C II	maximum u B1, ztrácí se u třídy B6 v křídle Lymanovy čáry $L\alpha$
1216	$L\alpha$	vodíková čára Lymanovy série pokud není ovlivněna mezihvězdnými efekty, vzrůstá její ekvivalentní šířka monotónně od 10 Å u O9 k 100 Å u B8
1265	Si II	viditelná od B1, vzrůstá směrem k B9
1300		splynutí (blend) čar Si III a Si II, (Si II později dominuje), sílí od B2 k B8, kde je už ke klasifikaci nepoužitelná kvůli $L\alpha$
1336	C II	maximum u typu B8
1400		blend čar Si IV na 1394 Å a 1403 Å s maximem na B1, mizí u B8
1465		neidentifikována (vyjma C III), výskyt kolem B2, sílí směrem k A
1548	C IV	silná u hvězd typu O, postupně slábne, u trpaslíků mizí u B2; její přítomnost ve středních B třídách značí veleobra
1608	Fe II	nejsilnější je čára s $\lambda = 1708$ Å, všechny čtyři čáry jsou u veleobrů třídy B výrazné a jeví malé variace v teplotách
1622		
1629		
1640		
1723	Al II	blend tří čar
1855	Al III	blendována s čárou na 1862 Å hliníku Al II
1891	Fe III	
1926	Fe III	
1967	Fe III	blend několika čar

Tabulka 2.5: Čáry v ultrafialové oblasti spektra hvězd třídy B (zdroj [14])

2.2. Rotace

Mnoho hvězd typu B má rozšířené čáry v důsledku rotace. Dosud největší objevené rotační rychlosti patří právě hvězdám z této spektrální třídy. Základní rozdělení průmětů rotačních rychlostí do směru pozorovatele je obsaženo v tabulce 2.6.

typ	hl. posloupnost (V)	obří (III)	veleobří (I)
B0	154	180	88
B2	146		
B5	184	57	40
B8	173	55	
A0	119	22	

Tabulka 2.6: Průměrné hodnoty $V_{\text{sin}i}$ v $\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$ hvězd třídy B (zdroj [14])

Hvězdy typu Be s emisními čarami vykazují často vysoké hodnoty průmětu rotační rychlosti $V_{\text{sin}i}$, kolem $450 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, nicméně neexistuje pravidlo, že všechny Be hvězdy rotují takto rychle. Na druhou stranu členky třídy B s malými $V_{\text{sin}i}$ mají často výstřední spektra (tzv. chemicky pekulární hvězdy). Těsné dvojhvězdy mají tendenci rotovat pomaleji než hvězdy, jež nejsou vázány v binárním systému. To způsobuje právě druhý společník, který synchronizuje periody rotace a vzájemného oběhu.

$V_{\text{sin}i}$ [$\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$]	spektroskopické dvojhvězdy	samotné hvězdy
0 – 100	53	91
100 – 200	39	39
200 – 300	8	18
300 – 400		8
400 - 500		4

Tabulka 2.7: Rozdělení počtu binárních systémů a samostatných hvězd v určitém vzorku podle velikosti průmětů rotačních rychlostí $V_{\text{sin}i}$ (zdroj [14])

Podíl vizuálních dvojhvězd, jejichž primární členka je spektrálního typu B, tvoří zhruba 20 %. Spektroskopických dvojhvězd je v současné době uváděno 40 %.

2.3 Radiální rychlost

Většina členů spektrální třídy B jeví malé radiální rychlosti. 95 % se pohybuje rychlostmi menšími než $36 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, zbylých 5 % tvoří tzv. „uprchlíci“ (např. hvězda binárního systému urychlená výbuchem jeho druhé složky) nebo staré hvězdy. Falešné vysoké radiální rychlosti lze naměřit u spektroskopických dvojhvězd, kdy je pozorována pouze část oběžné dráhy. U veleobrů lze při použití různých spektrálních čar dostat

různé radiální rychlosti. Ve většině případů jsou tyto odchylky malé, kolem $10 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, ovšem mimo Balmerovy vodíkové čáry. Nižší čáry (α , β) mají větší negativní rychlosti než vyšší čáry (γ ,...). Tomuto rozdílu rychlostí způsobeném hvězdným větrem se říká „Balmerův postup“ (anglicky Balmer progression).

2.4 Magnetické pole

Rané hvězdy vykazují odlišné vlastnosti co se týče povrchového magnetického pole než hvězdy pozdního typu – oproti jejich magnetickým polím, které mají lokální charakter a vyvíjí se v poměrně krátkých časových intervalech, pole horkých hvězd (jako jsou členky třídy B) se zřejmě mění pouze s vývojem hvězdy. Jsou ale pozorovány periodické změny pole, jež jsou interpretovány termínem šikmý rotátor – osa magnetického pole není symetrická s rotační osou hvězdy. Jak se hvězda otáčí, můžeme pozorovat změny uspořádání pole. Síla pole (sto až desítky tisíc Gaussů) zřejmě nesouvisí s rotační rychlostí hvězdy. Pouze kolem 5 % hvězd raného typu je magnetických, prakticky všechny jsou klasifikovány jako třídy B – F a patří do skupiny takzvaných chemicky pekulárních hvězd. To je též ovlivněno výběrovým efektem, neboť u takovýchto hvězd se pekuliarita předpokládá a přímo vyhledává.

2.5 Rozdělení v galaxii

Hvězdy třídy B se soustřeďují v rovině galaxie, což je zvlášť patrné, pokud započítáváme i hvězdy o vizuální hvězdné velikosti 10 – 11 magnitud. Jasnější hvězdy se v důsledku své blízkosti mohou nacházet i ve velkých galaktických šířkách. Pokud budeme pracovat pouze s hvězdami jasnějšími než 6,5 magnitud, zjistíme, že mají tendenci se shromažďovat kolem roviny nakloněné o 20° od galaktického rovníku. Tento soubor mladých hvězd se nazývá Gouldův pás, podle svého objevitele v roce 1879 Benjamin Goulde. Výzkumy naznačují, že se jedná o lokální deformaci galaktické struktury.

Další charakteristikou distribuce hvězd typu B je jejich shlukování na obloze, což je nejlépe patrné u tříd B0 – B3. To bylo v roce 1929 objeveno A. Pannekoekem a ve čtyřicátých letech interpretováno V. A. Ambartsumianem. Poukázal na to, že velmi mladé hvězdy typu B se nemohly příliš vzdálit od svého rodiště. Pro srovnání, objekt s rychlostí $1 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ se posune o 1 pc za 10^6 let.

Shluk hvězd tříd O a raných B s obklopující mlhovinou nese označení OB asociace. Pokud osvětlují reflexní mlhovinu, nazývají se R asociace. Jestliže uskupení taktéž obsahuje poněkud pozdější hvězdy a je koncentrováno do malého objemu, mluvíme o takzvaných hvězdokupách. Stará hvězdokupa v sobě nemusí obsahovat žádné hvězdy třídy B.

Spolu s hvězdami třídy O hrají členky třídy B hlavní úlohu v ionizaci mezihvězdného materiálu. Vzhledem k tomu, že jsou horké hvězdy silným zdrojem energetického záření, ionizuje každá mladá hvězda jí obklopující plyn. Jelikož ionizační energie vodíku je 13,65 eV, což je ekvivalentní vlnové délce záření 912 \AA , všechno

záření kratší než tato hraniční vlnová délka je schopno ionizovat částice mezihvězdného vodíku. Vytvoří se tak kulová oblast ionizovaného vodíku nazývána Strömgrenova sféra, objevená v roce 1939 Bengtem Strömgrenem, nebo též oblast H II. Velikost těchto regionů výrazně závisí na teplotě centrální hvězdy. U velmi mladých hvězd (O6) se jedná o stovky parseků, u pozdějších typů, jako je B5, jde o několik parseků. Uvnitř oblasti H II probíhá rekombinace elektronů a protonů, v důsledku které se vytváří emisní čárové spektrum vodíku.

Členky spektrální třídy B mají velké absolutní hvězdné velikosti, což je činí viditelnými na velké vzdálenosti. Proto při součtu všech hvězd třídy B s vizuální hvězdnou velikostí 9 magnitud dojdeme k vysokému zastoupení. Na druhou stranu pokud místo viditelnosti vezmeme v potaz vzdálenost 100 pc, dojdeme k velmi malému zastoupení hvězd v okolí našeho Slunce.

kritérium	počet hvězd	% B hvězd vůči všem typům
m = 6,5 mag	1 760	17
m = 9 mag	17 000	8
r = 100 pc	50	1

Tabulka 2.8: Rozdělení hvězd třídy B v Galaxii (zdroj [14])

Co se týče rozdělení pozdních a raných hvězd typu B v Galaxii, u kritéria viditelnosti do 9 magnitud tvoří třídy B0 – B5 35 % (resp. B5 – B9 65 %) pozorovaných B hvězd, a co do vzdálenosti tvoří B0 – B5 8 % (resp. B5 – B9 92 %). Tento výběrový efekt je opět způsoben rozdíly v absolutních hvězdných velikostech zářivějších raných tříd a méně zářivých hvězd pozdních tříd.

Jelikož je většina hvězd spektrální třídy B příliš daleko na určení jejich vzdálenosti pomocí trigonometrické paralaxy, jsou jejich zářivé výkony určovány pomocí vzdáleností objektů ve stejných hvězdokupách a asociacích.

Kapitola 3

Proměnné hvězdy

Většina hvězd projde během svého vývoje několika fázemi, ve kterých u nich pozorujeme proměnnost, čili změnu jasnosti v závislosti na čase. Vynesením této závislosti do grafu získáme světelnou křivku dané proměnné hvězdy. Nejzákladnější charakteristika hvězdné proměnnosti je perioda, což je čas, během něhož hvězda vykoná celý cyklus změny jasnosti.

Podle mechanismu proměnnosti rozlišujeme hvězdy na fyzické a geometrické proměnné. U fyzických proměnných hvězd se mění jejich zářivý výkon v daném spektrálním oboru, kdežto u geometrických se mění prostorová hustota světelného toku v různých směrech, samotný tok zůstává konstantní.

V této kapitole jsem čerpala především ze zdrojů [11], [16], [20], [21].

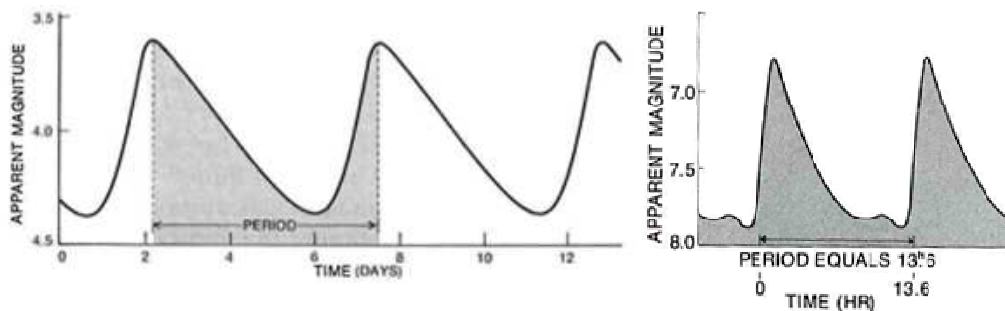
3.1 Fyzické proměnné hvězdy

V primárním zájmu astronomů leží fyzické proměnné hvězdy, jež mohou být zhruba rozděleny do dvou kategorií:

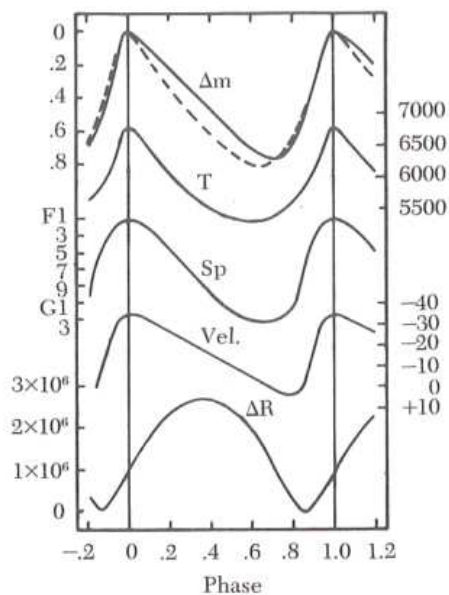
- a) pulzující hvězdy, jejichž atmosféry podstupují pravidelnou expanzi a kontrakci
- b) proměnné hvězdy jevící náhlé a výrazné změny jasnosti, např. v důsledku exploze

Světelné křivky pulzujících hvězd jeví souvislé změny v jasnosti. Navíc se periodicky mění jejich spektrum, což koresponduje se změnou efektivní teploty, jež může dosahovat až celé spektrální třídy. Spektrální čáry jeví proměnné Dopplerovy posuvy, z nichž mohou být odvozeny křivky radiálních rychlostí. Z periodických změn radiálních rychlostí můžeme zjistit, že se hvězda střídavě roztahuje a smršťuje. Některé typy pulzujících proměnných hvězd jako klasické cefeidy (typu δ Cephei) či dlouhoperiodické miridy (typu α Ceti) se na H-R diagramu sdružují do zhruba vertikální oblasti zvané pás nestability. Během svého vývoje se tedy hvězdy při průchodu tímto pásem stanou též na chvíli členkami skupiny proměnných hvězd. Měnící se časově závislé charakteristiky typicky pulzující proměnné hvězdy ilustruje obrázek 3.3.

Typů pulzujících hvězd je ovšem mnohem více, řadí se mezi ně též cefeidy populace II s označením W Virginis, krátkoperiodické cefeidy typu RR Lyrae, trpasličí cefeidy (typ δ Scuti), hvězdy typu β Cephei, typu RV Tauri, typu β Canis Majoris, polopravidelné proměnné hvězdy (SR), typu ZZ Ceti, typu γ Doradus či typu α Cygni (hvězda Deneb).



Obrázek 3.1., 3.2: Světelné křivky δ Cephei a RR Lyrae (zdroj [24])



Obrázek 3.3: Periodické změny parametrů typicky pulzující proměnné hvězdy. Světelné křivky zobrazují změnu relativní hvězdné velikosti Δm (přerušovaná křivka v případě konstantního poloměru), efektivní teploty T a s ní svázanou změnu spektrálního typu Sp , radiální rychlosti $Vel.$ a poloměru ΔR (zdroj [11])

Podobně jako kytarová struna po zabrnkání vydává tón závislý na její délce, napnutí a hustotě, tak také hvězda může oscilovat v přesných frekvencích, určených jejími fyzikálními charakteristikami. Perioda oscilací je často funkcí velikosti a hustoty dané hvězdy. Platí zde nepřímá úměra: čím je hvězda hustší, tím kratší je perioda jejich oscilací. Pozorování tento předpoklad potvrzují – řídké miridy pulzují stovky dní, naopak periody hustých trpaslíků jsou kratší než hodiny. Jednoduchá teorie pulsací by předpokládala, že pulzující hvězda by měla být nejžhavější (a tudíž nejjasnější) ve fázi největší komprese. Za povšimnutí stojí fakt, že změny v poloměru hvězdy se nijak významně na změně luminozity nepodílejí. Z obrázku 3.3 nicméně můžeme vyčíst, že ve skutečnosti má hvězda největší jasnost ve stadiu maximální expanze.

U druhé skupiny fyzických proměnných hvězd dochází v krátkém časovém intervalu k rapidnímu zvýšení jejich jasnosti. Tato „vzplanutí“ se často odehrávají mimo viditelnou část spektra – například 20. srpna 1980 bylo pozorováno zjasnění Proximy

Centauri v rentgenovém oboru. K této skupině patří eruptivní trpasličí, fuory (typ FU Orionis), hvězdy typu T Tauri, supernovy všech typů, novy, trpasličí novy či symbiotické hvězdy.

V určitém stadiu vykazuje většina hvězd dočasné nestability, jež je zařadí do skupiny proměnných hvězd, ale po větší část života hvězdy nehybně „sedí“ nebo pozvolna driftují na H-R diagramu. Časem jejich život skončí buďto výbuchem, nebo postupným vychladnutím. V obou případech unikne část hmoty, obohacená těžkými prvky, z níž se vytvoří nová populace, ale zbytek zůstane chycen v temném hvězdném vraku navždy.

3.2 Geometrické proměnné hvězdy

Geometrické proměnné hvězdy měnící svou svítivost při konstantním toku záření se rozdělují do dvou skupin a to na:

- a) členky vícenásobných systémů, jako jsou dvojhvězdy
- b) samotné rotující hvězdy

Například zákrytové dvojhvězdy, ať už jsou jednotlivé složky rozlišitelné či nikoli, projevují periodickou změnu jasnosti tím, že při oběhu svého partnera se hvězdy navzájem střídavě zastiňují, což způsobuje pokles v pozorované intenzitě záření hvězdy. Z toho vyplývá jasná relace mezi periodou změn jasnosti a periodou oběhu. Do této skupiny řadíme algolidy neboli hvězdy typu β Persei, typu β Lyrae či hvězdy typu W Ursae Majoris

Co se týče rotujících hvězd, kterých je ve vesmíru valná většina, je změna jasnosti způsobena natáčením různých oblastí s odlišnou charakteristikou. Například magnetické pole s osou dipólu odchýlenou od osy rotace hvězdy a povrchové skvrny s různým chemickým složením. Ty se nazývají chemicky pekuliární (CP) hvězdy, do kterých řadíme heliově proměnné hvězdy či hvězdy typu α^2 Canum Venaticorum. Členkou skupiny CP hvězd je i zkoumaná HD 74196 ([8], [13]).

3.2.1 Chemicky pekuliární hvězdy

Fotosféry zhruba 5 – 10 % hvězd horní oblasti hlavní posloupnosti v intervalu efektivních teplot 7 000 – 30 000 K vykazují výrazné anomálie v abundanci prvků svých atmosfér (oproti slunečnímu chemickému složení, ke kterému složení hvězd vztahujeme). O těchto hvězdách, jež nazýváme chemicky pekuliární, bylo vypracováno mnoho hypotéz objasňujících jejich pekuliaritu: povrchové jaderné reakce, slučování jader v nitru hvězdy či znečištění povrchu souputníkem, jenž vybuchl jako supernova. Dnes se vědci přiklání k Michaudově [19] hypotéze difúze způsobené zářivou silou. Je to široce rozšířený jev, který se objevuje v dostatečně klidných hvězdných atmosférách – to vyžaduje absenci konvekce a rychlé rotace hvězdy. Přítomnost magnetického pole přispívá k větší stabilizaci, jelikož brání neuspořádaným pohybům iontů.

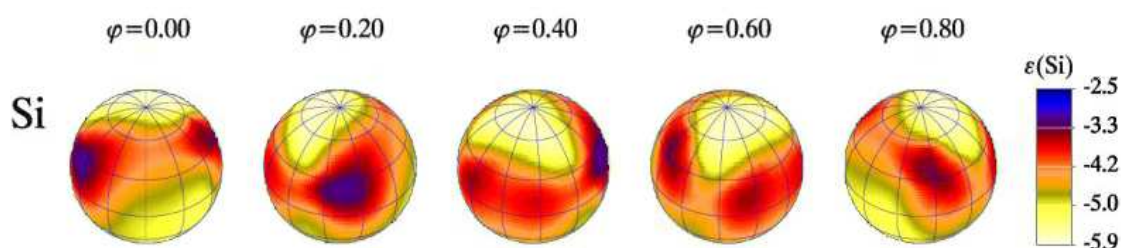
Původ magnetického pole, jež je pozorováno na povrchu mnohých CP hvězd, je stále nejasný. Dynamová teorie neobjasňuje, proč někdy intenzity těchto polí dosahují

vysokých hodnot a proč nesouvisí s rotací hvězdy. Lepší vysvětlení nabízí teorie zamrznutých polí, podle níž jsou pozorovaná magnetická pole pozůstatkem mezihvězdného magnetického pole. Skutečnost, že nezávisí na rotační rychlosti a skutečnost, že pouze malé procento hvězd na hlavní posloupnosti jsou magnetické, jsou pak vysvětleny změnami množství magnetického toku zachyceného během formování hvězdy. Nicméně stále není jasné, jestli a jak se tato pole vyvíjí během aktivního života hvězdy na hlavní posloupnosti.

Rozdělení chemicky pekulárních hvězd do tříd je poměrně složité a nejednotné. Běžně používaná kritéria klasifikace závisí na výskytu určitých prvků či jejich skupin a přítomnosti magnetického pole. Následuje rozdělení podle Prestona [27] doplněné Maitzenem [18].

CP	označení hvězd	anomální prvky	rotace	teplota [K]	mag. pole
1	Am	Ca II, Sc II, kovy	pomalá	7000 – 10000	zpravidla žádné
2	Ap, Bp, magnetické	Si, Cr, Sr, Eu	pomalá	8000 – 15000	velmi často velmi silné
3	HgMn	Hg II na 3984 Å, Mn	velmi pomalá	10 – 15000	žádné silné
4	He-slabé	nedostatek He	pomalá	13 – 20000	ano
5	He-slabé	nedostatek He			ne
6	He-silné	nadbytek He			ano
7	He-silné	nadbytek He			ne

Tabulka 3.1: Rozdělení chemicky pekulárních hvězd (zdroj [18],[20],[27])



Obrázek 3.4: Mapa povrchových skvrn křemíku α^2 Canum Venaticorum způsobujících různým natáčením k pozorovateli změnu jasnosti hvězdy (převzato z [o1])

CP hvězdy též často vykazují zároveň více než jen jeden druh pekuliarit. Například některé hvězdy s abnormálním zastoupením křemíku se jeví i jako He-slabé hvězdy apod.

3.3 Hvězda HD 74196

Systematický hon na hvězdy se slabými čarami hélia He I vedený Jaschkem a kolektivem [15] vyústil v objev osmi nových kusů včetně HD 74196. Tato členka otevřené hvězdokupy IC 2391 je kromě názvu v katalogu Henryho Drapera označena

i jako HR 3448 (The Bright Star Catalogue), IC 2391 21 (Index Catalogue of Nebulae), či v katalozích družice Hipparchos jako HIP 42535. V tabulka 3.2 jsou shrnuty její základní vlastnosti.

rektascenze R	$8^{\text{h}} 40^{\text{m}} 17,46^{\text{s}}$
deklinace D	$-53^{\circ}00'55,43''$
paralaxa π	$(6,91 \pm 0,49)$ mas
spektrální typ	B7Vn
vizuální hv. velikost m_v	5,544 mag
hmotnost M	$3,5 M_{\odot}$
poloměr R	$2,79 R_{\odot}$
logaritmus efektivní teploty $\log(T_{\text{ef}}/1 \text{ K})$	4,108
logaritmus zářivého výkonu $\log(L/L_{\odot})$	2,275
logaritmus gravitačního zrychlení $\log g$ (CGS)	4,09
magnetická indukce B_{ef}	381 G
radiální rychlost v_{rad}	$(14,6 \pm 5) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$
vlastní pohyb v rektascenzi v_R	$(-25,47 \pm 0,58)$ mas/rok
vlastní pohyb v deklinaci v_D	$(23,17 \pm 0,44)$ mas/rok

Tabulka 3.2: Charakteristika hvězdy HD 74196 (zdroj [12], [31])

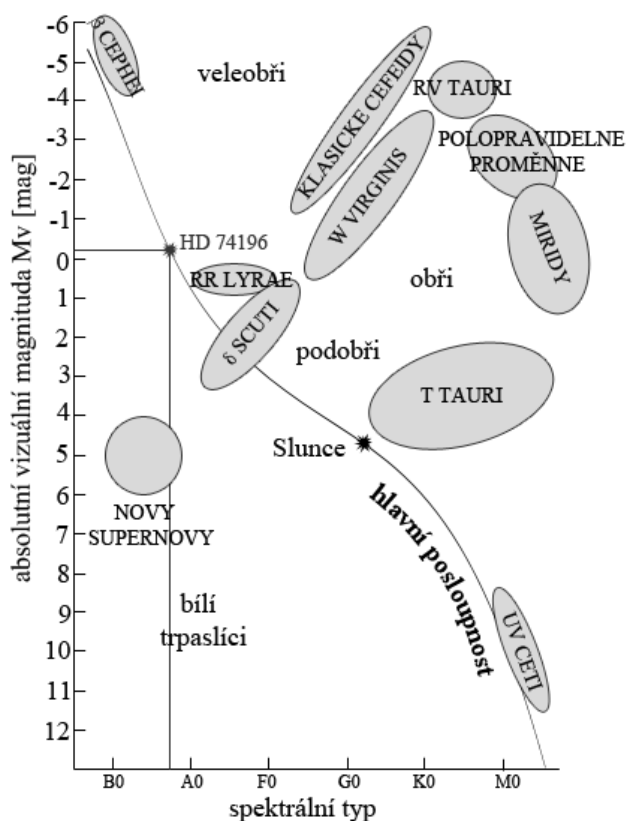
V značí třídu hlavní posloupnosti a písmeno n široké absorpční čáry z důvodu rotace. Též se můžeme setkat s jejím spektrálním označením B7VHe w, což značí slabé héliové čáry (anglicky tzv. He-weak stars) nebo též B7Vp značící chemické zvláštnosti (pekuliarit).

Z uvedené paralaxy 6,91 mas (obloukových milivteřin) = 0,00691" určíme vzdálenost hvězdy podle jednoduchého vzorce $r = \pi^{-1}$ na (145 ± 10) pc. Tato hodnota dobře koresponduje s hodnotou 148 pc uvedenou v [12] či se vzdáleností mateřské hvězdokupy IC 2391 $(147,7 \pm 5,5)$ pc jak uvádí [4].

Ze vztahu pro modul vzdálenosti $(m - M) = 5 \log(r) - 5$ můžeme spočítat absolutní hvězdnou velikost jako

$$M = m - 5 \log(r) + 5 = -0,26 \text{ mag},$$

s jejíž znalostí a se znalostí spektrálního typu lze vykreslit polohu hvězdy v H-R diagramu, což ilustruje obrázek 3.5.



Obrázek 3.5: Poloha hvězdy HD 74196 na H-R diagramu s proměnnými hvězdami (vytvořeno za použití [23], [o3])

Proměnnost He-slabých hvězd se týká povrchových vrstev, obecně lze tedy periodu změn určit z rotační rychlosti proměnné hvězdy. Jakate [13] uvádí hodnotu průmětu rotační rychlosti $V_{\text{sin}i} = 250 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, což, jak sám píše, je na hvězdu hlavní posloupnosti spektrálního typu B7 poměrně hodně (viz tabulka 2.6). Farthmann a kol. [6] uvádí dokonce $300 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

3.3.1 Hvězdokupa IC 2391

Této jasné otevřené hvězdokupy, známé též jako hvězdokupa o Velorum, nacházející se v souhvězdí Plachet si poprvé všiml perský astronom Al Sufi kolem roku 964 n. l. Francouzský astronom Abbé Lacaille ji poté v roce 1752 katalogizoval jako Lac II.5 [29]. Její věk se odhaduje na 36 milionů let a nejjasnější a nejteplejší složkou je hvězda o Velorum (HD 74195) o vizuální hvězdné velikosti 3,63 magnitud a spektrálního typu B3. Toto uskupení lze spatřit i bez pomoci dalekohledu pouhými očima, jelikož se ovšem souhvězdí Plachet nachází na jižní obloze, není tato hvězdokupa v zeměpisných šířkách České republiky pozorovatelná. Tabulka 3.3 shrnuje její základní vlastnosti.

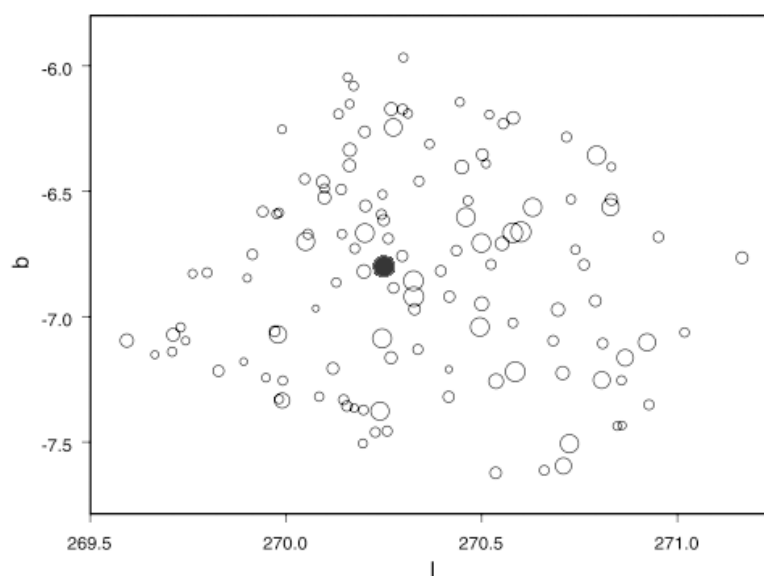
rektascenze	$8^{\text{h}} 40,6^{\text{m}}$
deklinace	$-53^{\circ}02'$
vzdálenost	$(147,7 \pm 5,5) \text{ pc}$
vizuální hv. velikost	2,5 mag
úhlová velikost	50'
radiální rychlost	$(16,04 \pm 2,53) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$
vlastní pohyb v rektascenzi	$(-25,05 \pm 0,34) \text{ mas/rok}$
vlastní pohyb v deklinaci	$(22,65 \pm 0,28) \text{ mas/rok}$

Tabulka 3.3: Charakteristiky hvězdokupy IC 2391 (zdroj [4] a [31])



Obrázek 3.6: Vpravo hvězdokupa IC 2391, nalevo 1° od ní NGC 2669 (zdroj [o7])

Galaktické souřadnice hvězdy HD 74196 jsou $l = 270,3256$ a $b = -06,8569$ (zdroj [4]). Její polohu v hvězdokupě (vyplněný kroužek) ilustruje obrázek 3.12:



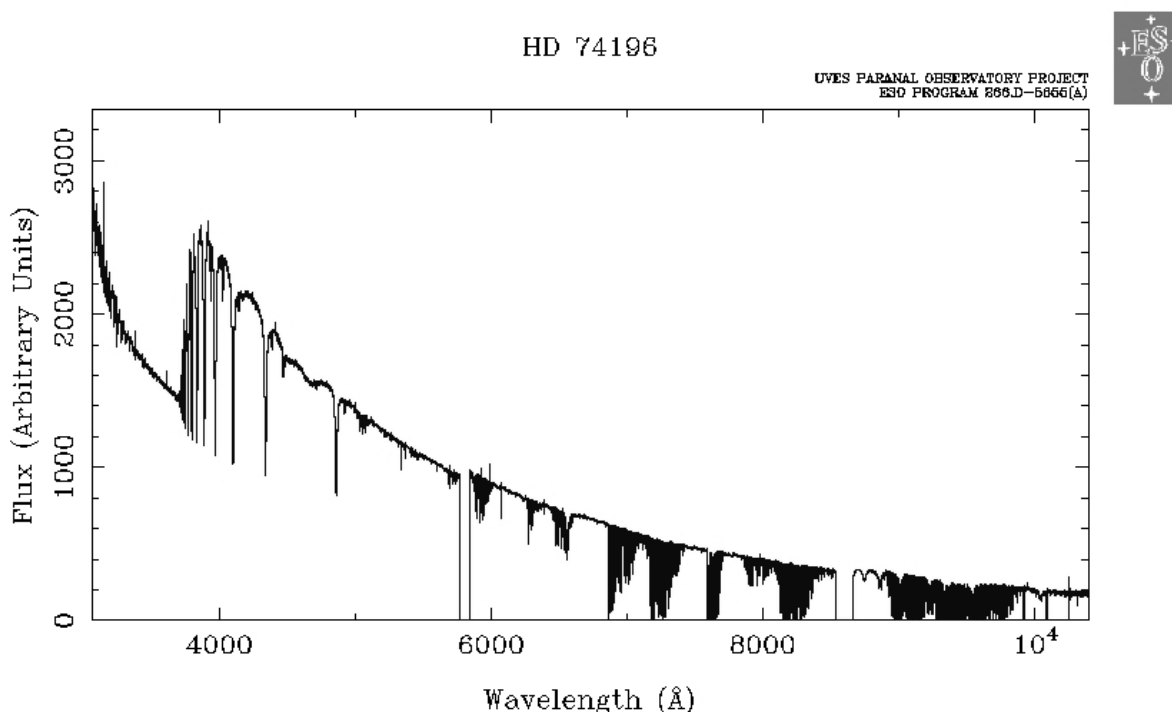
Obrázek 3.7: Vykreslení galaktických souřadnic hvězd v IC 2391, velikost kroužků odpovídá hvězdným velikostem podle USNO-B v R (zdroj [4])

Kapitola 4

Praktická část

4.1 Zpracování spektra hvězdy HD 74196

Z internetové knihovny spekter The UVES Paranal Observatory Project [33] jsem získala spektrum zkoumané hvězdy HD 74196 pořízené dalekohledem systému VLT o průměru 8,2 m na vrcholu hory Paranal při Evropské jižní observatoři v Chile, datum pozorování 12. 2. 2001, čas 5:03 – 5:32 UT. Interval vlnových délek 3000 – 10 000 Å je snímán s rozlišením 80 000, tedy 0,0875 Å/px. Data již byla opravena o atmosférickou extinkci (tj. odpočítání zeslabení vlivem zemské atmosféry) a byla též provedena kalibrace relativního toku.



Obrázek 4.1: Spektrum HD 74196 získané pomocí náhledového rozhraní SPI (zdroj [33])

4.1.1 Popis spektra a identifikace čar

V oblasti vlnových délek 5770 – 5840 Å a 8540 – 8661 Å jsou patrné jasné poklesy k nulovým hodnotám toku – v těchto oblastech nebyla data naměřena z důvodu mezery mezi dvěma sousedními CCD čipy. V oblasti na 3647 Å je jasně viditelný Balmerův skok, tj. rozdíl intenzity spojitého spektra na hraně Balmerovy série (více v kapitole 1.3.1). Malý Paschenův skok na 8204 Å je patrný až po velkém přiblížení.

Doc. Krťička namodeloval pomocí programu SYNSPEC spektrum hvězdy daného spektrálního typu B7. Výsledkem bylo 23 400 čar v rozsahu 3000 – 7998 Å. V tabulce 4.1 je výčet nejvýraznějších z nich. Nejsilnější byla čára O I na vlnové délce 7771,941 Å.

λ [Å]	prvek	předpokládaná ekvivalentní šířka čáry [mÅ]
3933,663	Ca II	163,2
3968,469	Ca II	117,9
4026,191	He I	nenamodelováno
4481,126	Mg II	122,2
4481,325	Mg II	119,6
4923,927	Fe II	109,0
5018,440	Fe II	113,4
5041,024	Si II	102,4
5055,984	Si II	112,2
5169,033	Fe II	112,2
5875,615	He I	171,2
5978,930	Si II	104,4
6347,109	Si II	179,7
6371,371	Si II	150,8
6678,150	He I	174,9
4267,259	C II	58,8
7771,941	O I	199,5
7774,161	O I	191,3
7775,390	O I	177,8
7877,054	Mg II	156,3
7896,042	Mg II	106,3
7896,366	Mg II	171,0

Tabulka 4.1: Identifikované čáry prvků ve spektru

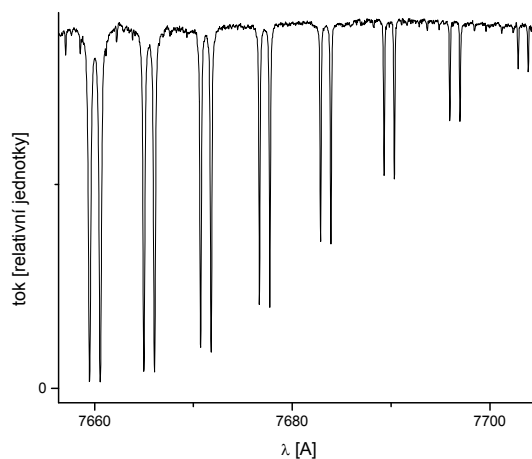
Ve zkoumaném spektru se kromě čar pocházejících z hvězdy nachází i tzv. telurické čáry, které jsou způsobeny molekulami v atmosféře Země. Například mezi vlnovými délkami 7592 – 7711 Å můžeme nalézt absorpční čáry atmosférického kyslíku O₂. Jejich zdvojení (viz obrázek 4.2) souvisí s rotačními a vibračními stavy molekul. V tabulce 4.2 jsou vypsány některé jejich vlnové délky a ekvivalentní šířky (zdroj [22]).

Kromě absorpčních čar se ve spektru hvězdy HD 74196 objevuje několik čar v emisi, čtyři nejviditelnější se vyskytují na vlnových délkách 4415 Å, 5929 Å, 5991 Å a 10358 Å. Jejich původ může být způsoben dopadem kosmického záření na detektor či nepřesným měřením v oblastech mezer mezi CCD čipy.

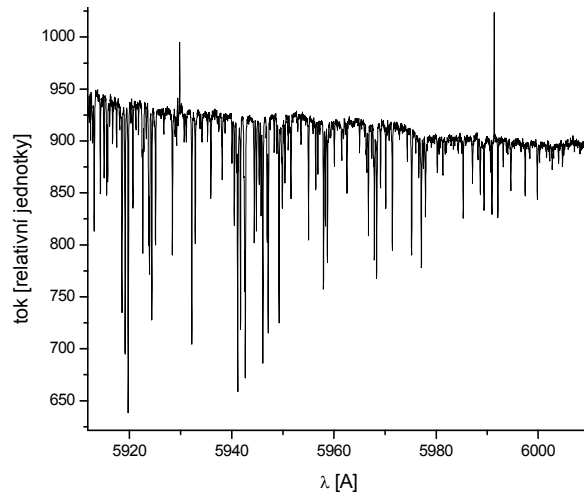
Použitím dat z databáze UVES jsem spektrum vykreslila v programu Origin a označila jasně viditelné Balmerovy čar vodíku, vodíkové čáry Paschenovy série a nejvýraznější čáry iontů. To ilustruje obrázek 4.4.

λ [Å]	ekvivalentní šířka čáry [mÅ]	λ [Å]	ekvivalentní šířka čáry [mÅ]
6562,808	4020	7616,146	833
7593,695	193	7620,996	1030
7593,997	226	7623,288	1055
7594,507	288	7624,500	1240
7595,235	446	7627,054	1165
7595,770	299	7628,225	1490
7596,228	425	7631,016	1310
7596,503	485	7632,168	1500
7597,438	845	7636,192	1310
7598,650	1120	7636,328	1350
7598,847	1120	7639,585	1170
7600,066	1530	7640,707	1220
7600,493	1530	7644,200	1010
7601,697	1210	7645,312	1060
7602,363	1430	7649,035	842
7603,556	1250	7650,135	918
7603,556	1250	7650,135	918
7604,453	1500	7654,094	756
7605,635	1480	7655,182	747
7606,767	1530	7659,370	657
7607,933	1510	7660,454	645
7609,302	1450	7664,872	521
7610,455	1330	7665,944	468
7612,060	1390	7670,600	307
7613,194	1120	7671,669	307
7615,061	985	7677,619	214

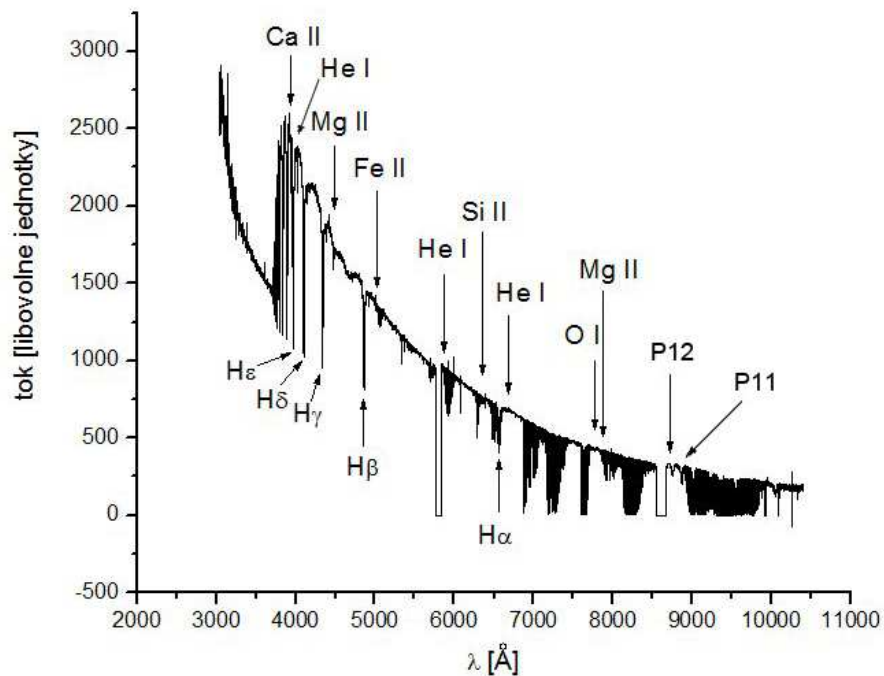
Tabulka 4.2: Výčet pozorovaných telurických čar



Obr 4.2: Telurické čáry O₂ ve spektru



Obrázky 4.3: Emisní čáry ve spektru studované hvězdy



Obrázek 4.4: Spektrum HD 74196 s označením identifikovaných čar

4.1.2 Fitování profilů čar

K zjištění radiální rychlosti je třeba znát posun vlnových délek čar ve spektru $\Delta\lambda$ oproti laboratorním vlnovým délkám λ_0 . To lze zjistit fitováním, tj. proložením vhodnou funkcí, v tomto případě byla zvolena Gaussova funkce

$$y = y_0 + A \cdot e^{-\frac{(x-\lambda_0-\Delta\lambda)^2}{2w^2}}, \quad (1.7)$$

přičemž y ... světelný tok, λ_0 ... laboratorní vlnová délka
 y_0 ... světelný tok v kontinuu, $\Delta\lambda$... rozdíl vlnových délek,
 A ... rozdíl $|y_0 - y_c|$, w ... šířka čáry.
 x ... vlnová délka v Å,

Tabulka 4.3 shrnuje čáry, jež byly vyřazeny ze zpracovávání z důvodu jejich splýnutí (blendování), původu z mezihvězdného prostředí, přílišné zašumělosti, nejisté identifikaci, jelikož se jejich vzhled lišil od modelu, nebo se mi je nepodařilo proložit, neboť kvůli příliš malé ekvivalentní šířce splývaly s kontinuem. Z vodíkových sérií jsem použila pouze Balmerovu, Paschenova by mohla být ovlivněna špatnou kalibrací v infračervené oblasti spektra.

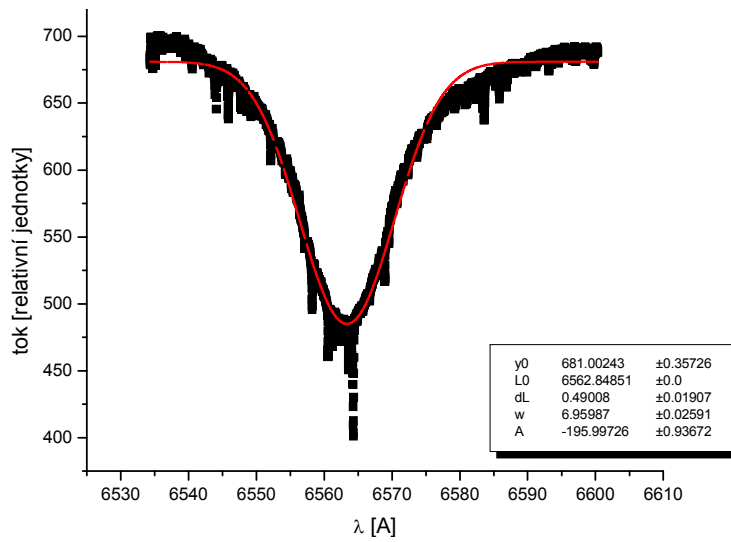
λ [Å]	prvek	předpokládaná ekvivalentní šířka čáry [mÅ]	důvod vyřazení
3933,663	Ca II	163,2	z mezihvězdného prostředí
3968,469	Ca II	117,9	z mezihvězdného prostředí
4481,126	Mg II	122,2	blendování
4481,325	Mg II	119,6	blendování
4923,927	Fe II	109,0	nejistá identifikace
5018,440	Fe II	113,4	příliš malá ekvivalentní šířka
5041,024	Si II	102,4	příliš malá ekvivalentní šířka
5055,984	Si II	112,2	blendování
5169,033	Fe II	112,2	příliš malá ekvivalentní šířka
5875,615	He I	171,2	příliš zašumělá
4267,259	C II	58,8	blendování
5978,930	Si II	104,4	příliš malá ekvivalentní šířka
6347,109	Si II	179,7	příliš malá ekvivalentní šířka
6371,371	Si II	150,8	příliš malá ekvivalentní šířka
7771,941	O I	199,5	blendování
7774,161	O I	191,3	blendování
7775,390	O I	177,8	blendování
7877,054	Mg II	156,3	příliš malá ekvivalentní šířka
7896,042	Mg II	106,3	příliš malá ekvivalentní šířka
7896,366	Mg II	171,0	blendování

Tabulka 4.3: Čáry vyřazené ze zpracování

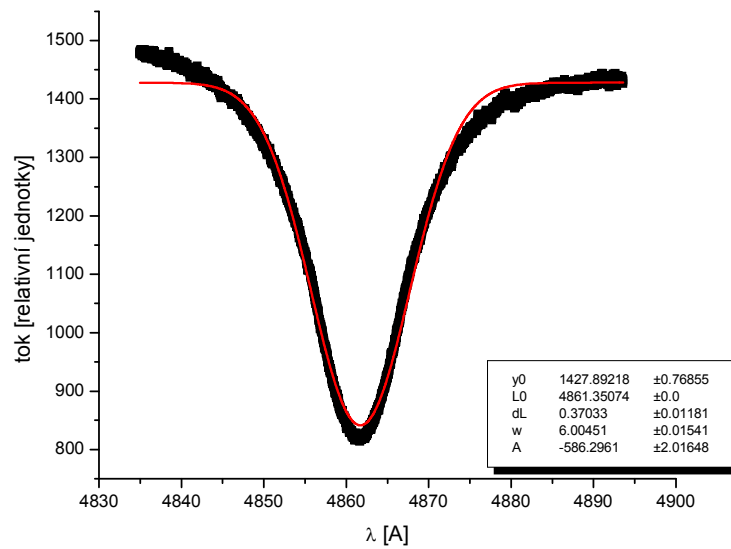
Z čar prvků těžších než vodík jsem tedy proložila pouze čáru He I s $\lambda = 6678,150$ Å [30] a čáry Ca II s $\lambda = 3933,663$ Å a $\lambda = 3968,469$ Å pro zjištění radiální rychlosti mezihvězdného prostředí. Následuje tabulka a obrázky čar proložených danou Gaussovou funkcí.

λ [Å]	prvek	λ [Å]	prvek
3970,072	He	4026,191	He I
4101,740	H δ	6678,150	He I
4340,470	H γ		
4861,330	H β		
6562,852	H α		

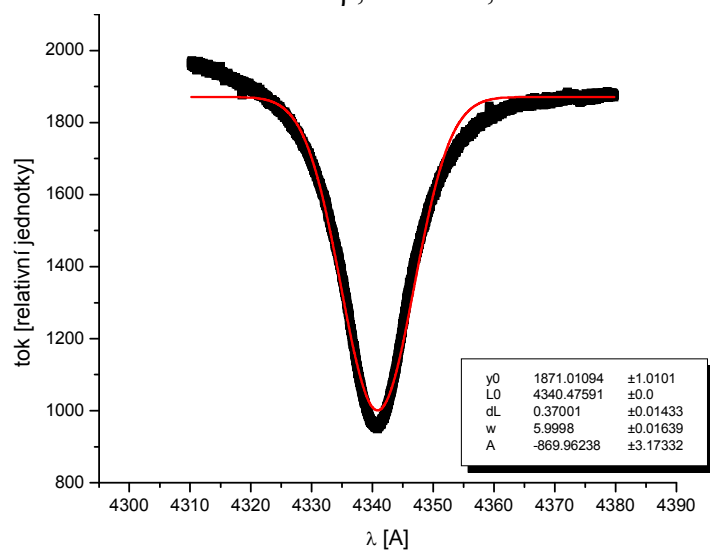
Tabulky 4.4, 4.5: Čáry použité k fitování



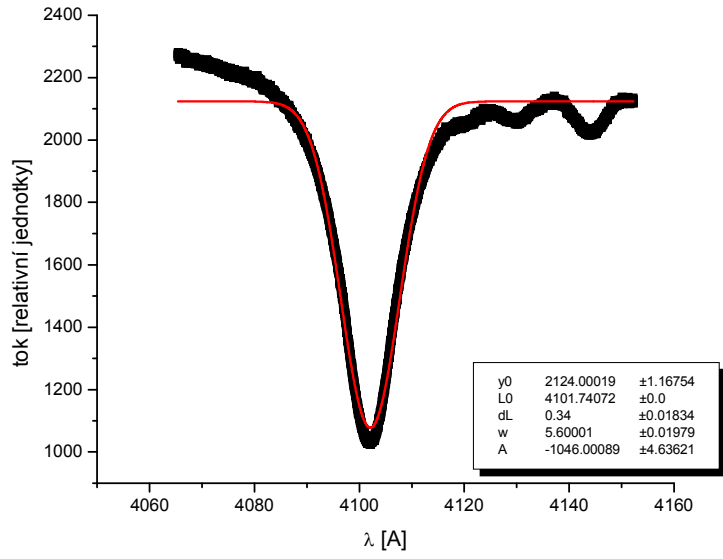
Obrázek 4.5: H α , $\lambda = 6562,852 \text{ \AA}$



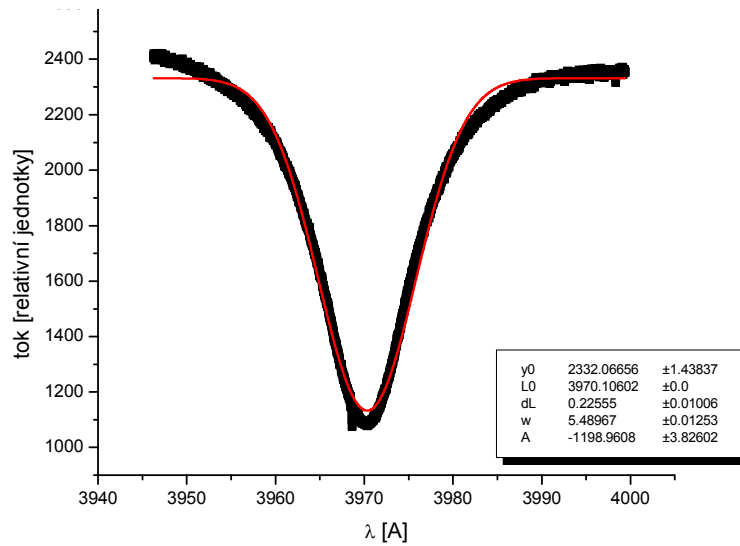
Obrázek 4.6: H β , $\lambda = 4861,330 \text{ \AA}$



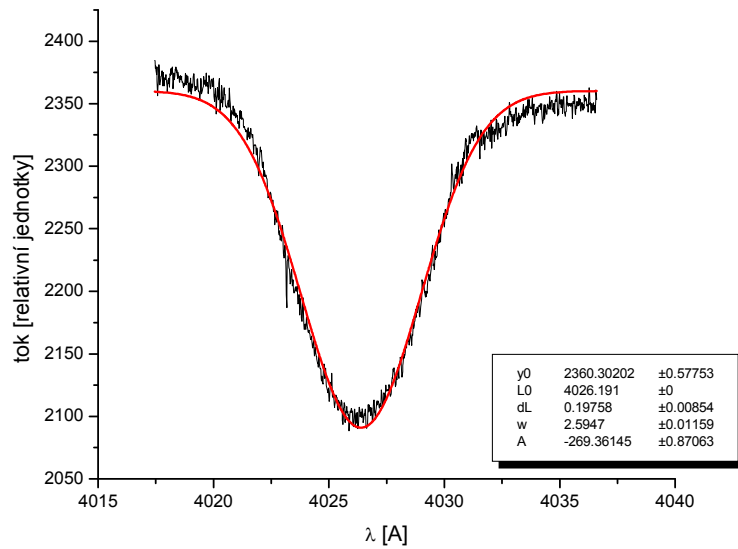
Obrázek 4.7: H γ , $\lambda = 4340,470 \text{ \AA}$



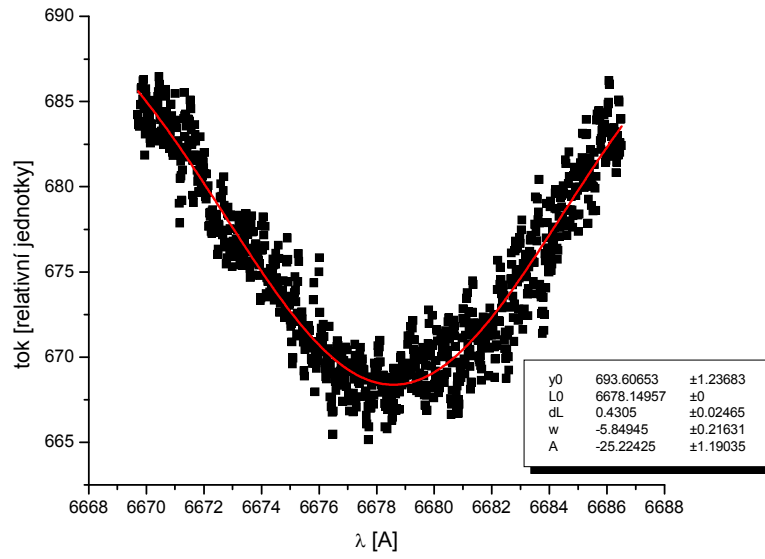
Obrázek 4.8: H δ , $\lambda = 4101,740 \text{ \AA}$



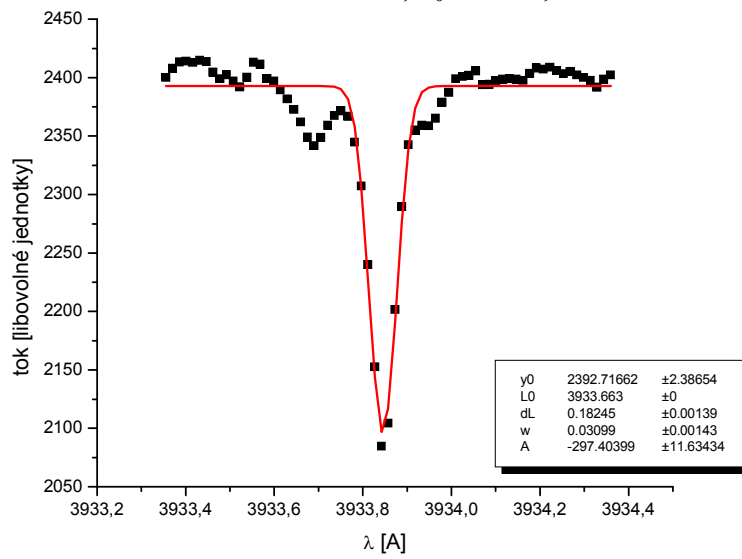
Obrázek 4.9: H ϵ , $\lambda = 3970,072 \text{ \AA}$



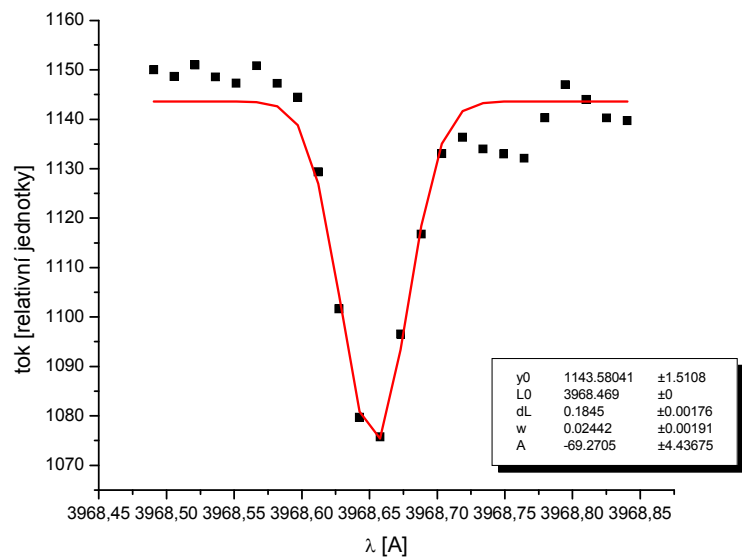
Obrázek 4.10: He I, $\lambda_0 = 4026,191 \text{ \AA}$



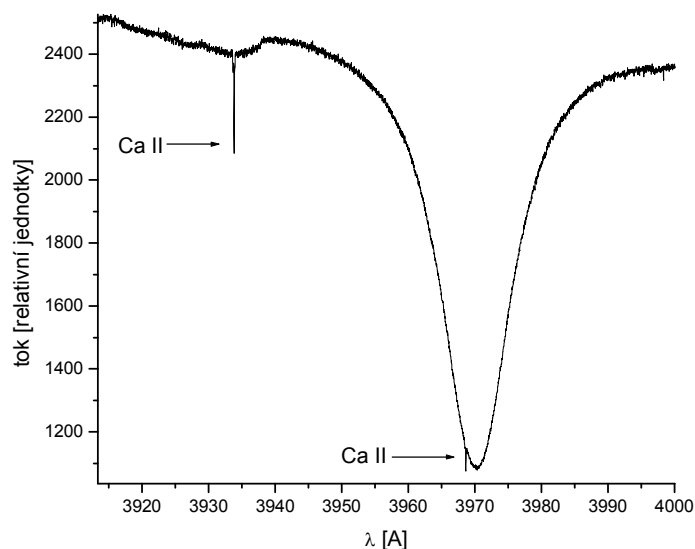
Obrázek 4.11: He I, $\lambda_0 = 6678,15 \text{ \AA}$



Obrázek 4.12: Ca II, $\lambda = 3933,663 \text{ \AA}$



Obrázek 4.13: Ca II, $\lambda = 3968,469 \text{ \AA}$



Obrázek 4.14: Příklad vyřazených čar vápníku Ca II pocházejících z mezihvězdného prostředí, což je patrné na jejich úzkém, rotací nerozšířeném profilu

4.1.3 Radiální rychlost hvězdy

Radiální rychlost hvězdy můžeme vypočítat využitím Dopplerova jevu z posunu vlnových délek čar ve spektru oproti laboratorním vlnovým délkám. Posun vlnových délek $\Delta\lambda$ zjištěný pomocí fitování se dosadí do vztahu (1.6), z nějž se spočítá radiální rychlost hvězdy. Výsledný vzorec tedy vypadá následovně:

$$v_r = c \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0}, \quad \delta_{v_r} = \frac{c \cdot \delta_{\Delta\lambda}}{\lambda_0} \quad (1.8) \quad (1.9)$$

přičemž $\Delta\lambda$ je posun vlnových délek oproti laboratorním či namodelovaným hodnotám λ_0 a v_r je hledaná radiální rychlost. Následující tabulka shrnuje výsledky získané fitováním 5 vodíkových čar a 3 čar prvků, z toho 2 (Ca II) z mezihvězdného prostředí.

čára	λ_0 [Å]	$\Delta\lambda$ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	v_r [km·s ⁻¹]	δ_{v_r} [km·s ⁻¹]
Hε	3970,072	0,226	0,010	17,04	0,76
Hδ	4101,740	0,340	0,018	24,87	1,32
Hγ	4340,470	0,370	0,014	25,57	0,97
Hβ	4861,330	0,370	0,012	22,83	0,74
Hα	6562,852	0,490	0,019	22,40	0,87
He I	4026,191	0,198	0,008	14,73	0,60
He I	6678,150	0,431	0,025	19,31	1,12
Ca II	3933,660	0,182	0,001	13,90	0,08
Ca II	3968,470	0,185	0,002	13,94	0,15

Tabulka 4.6: Parametry identifikovaných čar

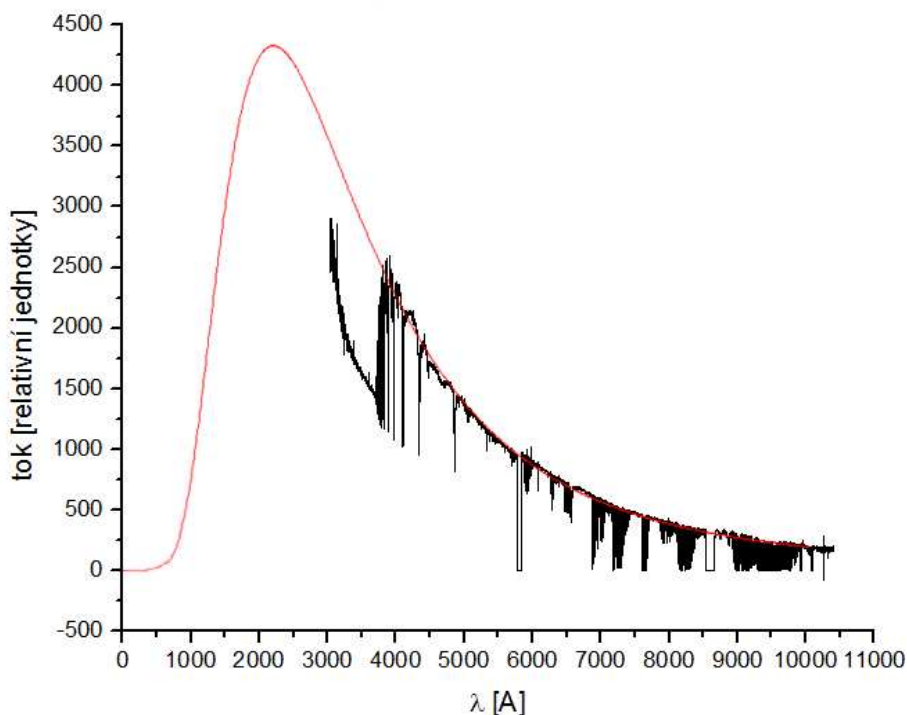
4.1.4 Diskuse výsledků

Čáry stejných prvků by u CP hvězd měly vykazovat stejné radiální rychlosti. Čára He I na 4026,191 Å není jednoduchá (viz [30]), což bude pravděpodobně příčinou, proč je její radiální rychlost odlišná od hodnoty získané z čáry He I na 6678,150 Å. Výslednou radiální rychlost hvězdy jsem tedy určila pouze z vodíkových čar. Překrytí čáry He čárou vápníku Ca II na 3968,469 Å mohlo způsobit zkreslení výsledku a tudíž odchýlení hodnoty radiální rychlosti od ostatních čar Balmerovy série. Statistické zpracování zbylých rychlostí čtyř vodíkových čar dává výsledek $(23,9 \pm 0,8) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

Nejnovější nalezená měření Levata [17] uvádí u zkoumané hvězdy HD 74196 průměrnou radiální rychlost $v_r = 5 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, jednotlivá měření se ovšem pohybovala v rozmezí -24 až $30 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, což odpovídá teorii proměnných rychlostí, tedy pohybu – jících se skvrn na povrchu hvězdy. S rychlostí $(14,6 \pm 5) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ uvedenou v databázi SIMBAD [31] koresponduje hodnota od Buscombea [1] $v_r = 15 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$. Mnou spočítaná velikost radiální rychlosti z vodíkových čar Balmerovy série se nejvíce přibližuje k hodnotě $v_r = 24,9 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ uvedené Feinsteinem [7]. Rychlost mezihvězdného prostředí z vápníkových čar vyšla $(13,92 \pm 0,02) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, což dobře odpovídá rychlosti hvězdo – kupy $(16,04 \pm 2,53) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ uvedené v [31].

4.2 Srovnání s modelem absolutně černého tělesa

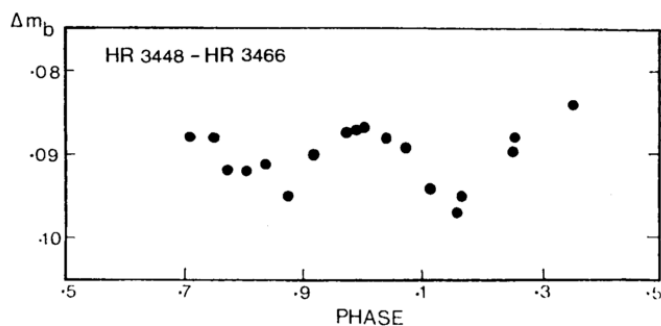
V následujícím obrázku je proloženo spektrum HD 74196 Planckovou funkcí (1.3) absolutně černého tělesa o teplotě $T = 12\,800 \text{ K}$ [12], tedy stejné teploty jakou má studovaná hvězda. Graf záření absolutně černého tělesa byl normován na 5000 Å , tj. tak, aby byl v tomto místě zářivý tok stejný jako tok hvězdy. Jak je z obrázku vidět, průběh kontinua ve viditelné oblasti poměrně odpovídá spektru AČT. Velký rozdíl nastává v oblasti Balmerova skoku z důvodu zvýšení opacity způsobeného ionizací vodíkových atomů. Hvězdy sice můžeme v prvním přiblížení považovat za zářiče typu absolutně černého tělesa, ale jejich atmosféra, z které k nám záření přichází, není oproti modelu AČT v termodynamické rovnováze. Záření k nám přichází z různých hloubek s různou teplotou či hustotou. To způsobuje dané rozdíly v obou grafech.



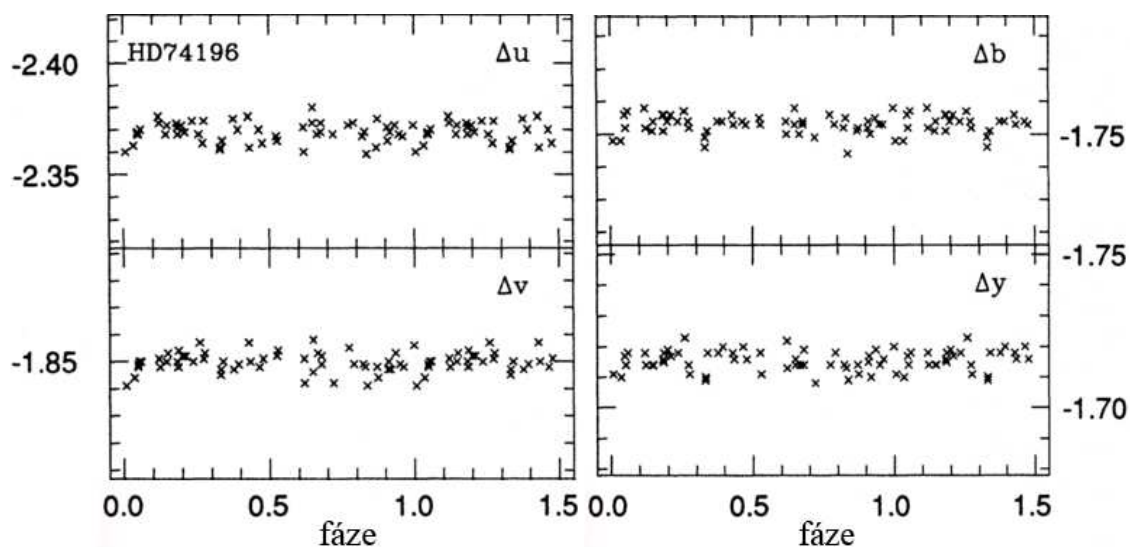
Obrázek 4.12. Srovnání vyzařování absolutně černého tělesa (červená křivka) se skutečným spektrem hvězdy HD 74196

4.3 Perioda proměnnosti

V literatuře jsem nenašla informace o spektroskopii HD 74196 s vysokým rozlišením či měření jejího magnetického pole. Pedersen a Thomsen [25] neobjevili v jasnosti ani v ekvivalentní šířce čáry He I s $\lambda = 4026 \text{ \AA}$ žádnou proměnnost, jež je mezi He-slabými a He-silnými hvězdami častým jevem. Malou amplitudu světelných změn $\Delta m_b = 0,01$ s periodou 0,388 dne v Strömgenově filtru b našel Jakate [13]. Přes nedostatečné pozorování nutné k přesnému stanovení periody bylo číslo $P = 0,388$ dne určeno pomocí statistické techniky hledání period. S takovýmto výsledkem by se HD 74196 řadila k héliově slabým hvězdám s nejmenší známou periodou. V práci Catalana a Leonea [3] se ovšem světelné variace nepodařilo potvrdit. Žádnou fotometrickou periodu nenalezl ani Mikulášek (zdroj [28], soukromé sdělení).

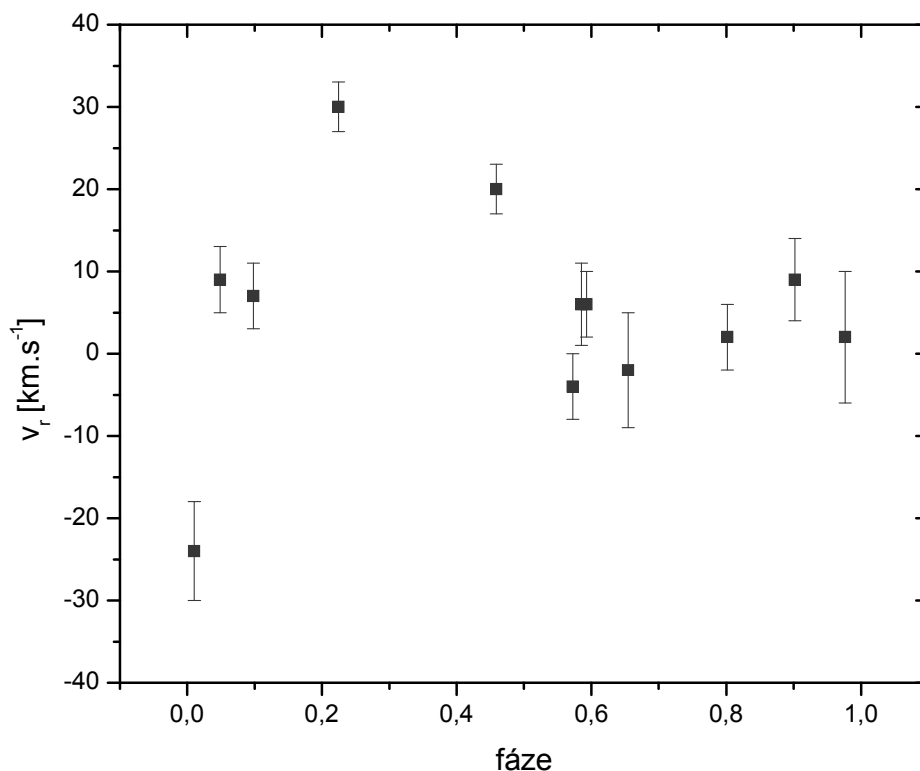


Obrázek 4.13: Fázový diagram HD 74196 s periodou $P = 0,388$ dní (zdroj [13])

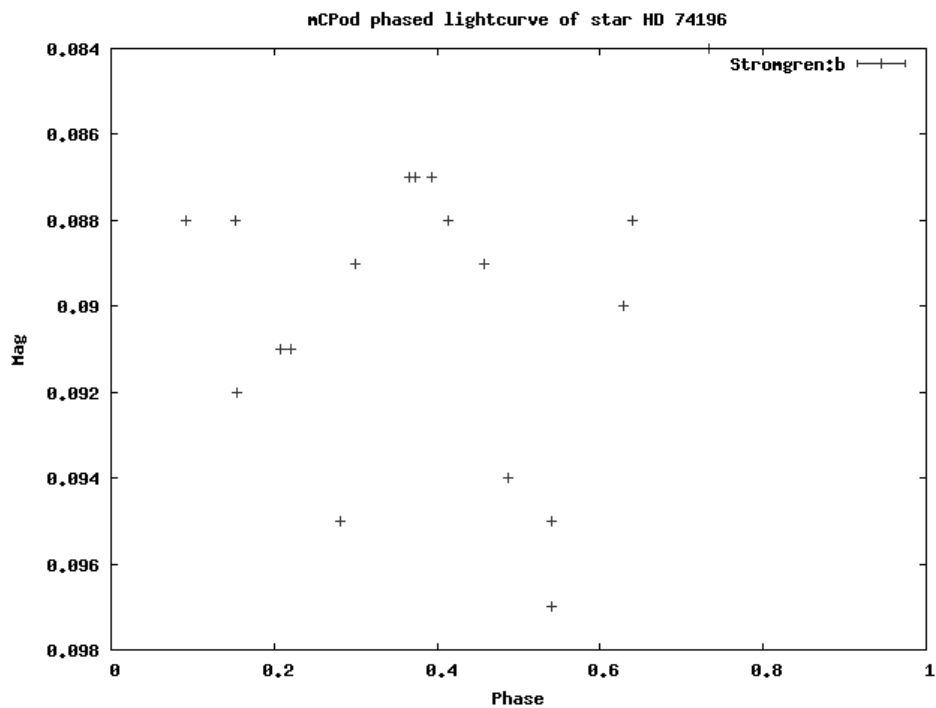


Obrázek 4.14: Fázový diagram HD 74196 podle Catalana a Leoneho (zdroj [3])

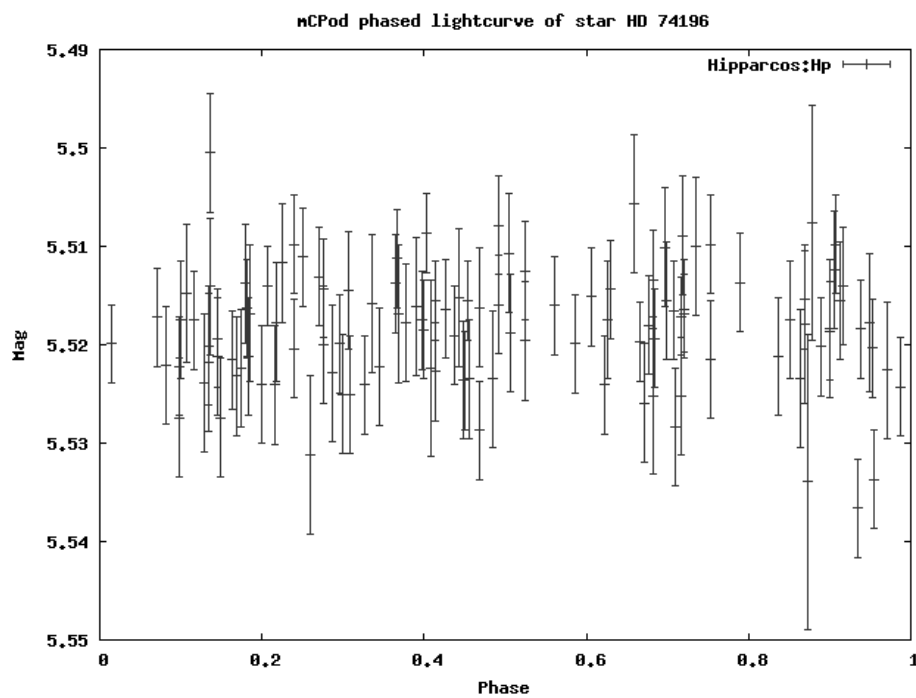
S periodou $P = 0,388$ dne a za použití dat Levata [17] jsem vykreslila graf závislosti radiálních rychlostí na fázi (obrázek 4.15) a za použití dat databáze fotometrických pozorování mCPod [28] graf závislosti hvězdné velikosti na fázi (obrázky 4.16, 4.17). Pokud by Jakateho perioda odpovídala skutečnosti, měl by být ve výsledném zobrazení patrný trend zobrazující variabilitu hvězdy HD 74196, což není. Periodu 0,388 dne tak lze označit za nejspíše falešnou. K určení správné hodnoty periody by mohla vést data z Levata [17].



Obrázek 4.15: Závislost v_r na fázi za použití dat z Levata [17]



Obrázek 4.16: Fázový diagram HD 74196, Strömgrenův filtr b, mCPod [28]



Obrázek 4.17: Fázový diagram HD 74196, filtr Hipparchos H_p , mCPod [28]

Závěr

Cílem bakalářské práce byl základní popis konkrétního hvězdného spektra, provedení identifikace čar ve spektru a určení radiální rychlosti hvězdy. Ve spektru jsem identifikovala vodíkovou Balmerovu a Paschenovu sérii a též 22 čar prvků namodelovaných pomocí programu SYNSPEC. Z nich muselo být 20 ze zpracování vyřazeno: 1 z důvodu zašumění, 1 z důvodu nejasného původu (odlišnosti od namodelovaného spektra), 8 z důvodu blendování, 2 z důvodu mezihvězdného původu a 8 z důvodu splývání s kontinuem – to je způsobeno velkým rozšířením profilů čar z důvodu vysoké rotační rychlosti hvězdy. Gaussovou funkcí jsem tak proložila pouze profily 5 vodíkových čar Balmerovy série a profily 2 čar prvku He I. K tomu jsem proložila 2 čáry mezihvězdného vápníku Ca II. To z Dopplerova posuvu spektrálních čar vedlo k získání hodnot radiálních rychlostí hvězdy a mezihvězdného prostředí.

Bylo též provedeno srovnání spektra s modelem absolutně černého tělesa a zpochybnění periody proměnnosti HD 74196 uvedené Jakatem [13].

Z tak malého počtu výsledných dat radiálních rychlostí lze obtížně učinit jisté závěry. Hlavní možnost ověření pekuliarity hvězdy spočívá v analýze jejího chemického složení. Co se týče ověření pomocí radiálních rychlostí získaných z jednotlivých čar různých prvků – měly by se lišit jak velikostí, tak i znaménkem, rychlosti stejných prvků by ovšem měly vykazovat stejné charakteristiky. Pro dosažení relevantních výsledků by bylo potřeba více vhodných profilů čar k fitování a další studium jejich charakteristik.

Literatura

- [1] Buscombe W.: Stellar spectra in galactic cluster IC 2391, 1965, MNRAS, 129, 411
- [2] Bychkov V.D., Bychkova L.D., Madej J.: Catalogue of averaged stellar effective magnetic fields. I. Chemically peculiar A and B type stars, 2003, A&A, 407, 631
- [3] Catalano F.A., Leone F.: Light variability of some helium-weak stars, 1996, A&A, 311, 230
- [4] Dodd, R. J.: Data mining in the young open cluster IC2391, 2004, MNRAS, 355, 959
- [5] Emerson D.: Interpreting Astronomical Spectra, John Wiley & Sons, Chichester 1996
- [6] Farthmann M., Dreizler S., Heber U., Hunger K.: Stratification of helium in the photospheres of the helium-weak stars HD 28843 and HD 49333, 1994, A&A, 291, 919
- [7] Feinstein, A.: The Southern Galactic Cluster IC 2391, 1961, PASP, 73, 410
- [8] Groote, D., Kaufmann, J. P.: Infrared magnitudes (JHKLM) for 105 chemically peculiar A- and B-stars, 1983, A&AS, 53, 91
- [9] Hacar B.: Úvod do obecné astronomie, SPN, Praha 1963
- [10] Halliday D., Resnick R., Walker J.: Fyzika, VUTIUM Brno 2006
- [11] Holliday K.: Introductory Astronomy, John Wiley & Sons, Chichester 1998
- [12] Hubrig, S.; Schöller, M.; Schnerr, R. S.; González, J. F.; Ignace, R.; Henrichs, H. F.: Magnetic fields of B and Herbig Ae stars measured with FORS1 at the VLT, 2005, ASPC, 337, 236
- [13] Jakate Sh. M.: On the Photometric Variability of Omicron Vel and of the He-weak Star HR 3448, 1979, IBVS, 1536, 1
- [14] Jaschek C., Jaschek M.: The Classification of stars, Cambridge University Press 1978
- [15] Jaschek, M.; Jaschek, C.; Arnal, M.: Helium-Weak Stars, 1969, PASP, 81, 650
- [16] Kochukov O., Bagnulo S.: Evolutionary state of magnetic chemically peculiar stars, 2006, A&A, 450, 763
- [17] Levato, H.: Radial velocities in the open cluster IC 2391, 1988, Ap&SS, 146, 361
- [18] Maitzen, H. M.: A note on the relation between magnetic fields and the 5200 Å feature in helium-weak stars, 1984, A&A, 138, 493

- [19] Michaud, G.: Diffusion Processes in Peculiar a Stars, 1970, ApJ, 160, 641
- [20] Mikulášek Z., Krtička J.: Fyzika horkých hvězd, skripta Brno 2007
- [21] Mikulášek Z., Krtička J.: Úvod do fyziky hvězd a hvězdných soustav, skripta Brno 2005
- [22] Moore Ch. E., Minnaert M. G. J., Houtgast J.: The Solar Spectrum 2935 Å to 8770 Å, U.S. Government Printing Office, Washington, D.C. 1966
- [23] Pasachoff J. M.: Astronomy – from the Earth to the Universe , Saunders College Publishing, Forth Worth 1995
- [24] Pasachoff J. M.: Contemporary Astronomy, W.B. Saunders Company, Filadelfie 1977
- [25] Pedersen, H.; Thomsen, B.: Spectrum and photometric variability of He-weak and He-strong stars, 1977, A&AS, 30, 11
- [26] Petrie, R. M.: The absolute magnitudes of the B stars determined from hydrogen-line absorption, 1952, AJ, 57, 164
- [27] Preston, G. W.: The chemically peculiar stars of the upper main sequence, 1974, ARA&A, 12, 257
- [28] <http://astro.physics.muni.cz/mcpod/>
- [29] <http://messier.obspm.fr/xtra/ngc/i2391.html>
- [30] http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/index.html?cgi-bin/nist_datacmd.pl?EL
- [31] <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- [32] <http://web.mit.edu/spectroscopy/>
- [33] <http://www.sc.eso.org/santiago/uvespop/>

Obrázky

- [o1] Kochukhov, O. a kol.: Doppler Imaging of stellar magnetic fields. III. Abundance distribution and magnetic field geometry of alpha 2 CVn, 2002, A&A, 389, 420
- [o2] <http://astronomy.swin.edu.au/cms/astro/cosmos/B/Blackbody+Radiation>
- [o3] <http://universe-review.ca/F08-star.htm>
- [o4] <http://www.adlerplanetarium.org/education/resources/sunearth/crd04.shtml>
- [o5] <http://www.astro.virginia.edu/class/oconnell/astr121/121supps2-3.html>
- [o6] <http://www.astrosurf.com/~buil/us/peculiar2/pcygni.htm>
- [o7] <http://www.hawastsoc.org/deepsky/vel/index.html>