

MASARYKOVA UNIVERZITA

PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA

BAKALÁŘSKÁ PRÁCE

MODELOVÁNÍ ČASOVÉHO VÝVOJE
OBÁLKY KOLEM BE HVĚZDY 60 CYG

KLÁRA ŠEJNOVÁ

BRNO 2007

Prohlašuji, že jsem bakalářskou práci vypracovala samostatně, za použití uvedené literatury a podle pokynů vedoucího práce.

V Brně dne:

Podpis:

Poděkování

Na tomto místě bych chtěla poděkovat hlavně mému vedoucímu Pavlovi Koubskému a Viktorovi Votrubovi za velikou pomoc a podporu. Mamince, Luce a Terce za krásná slova a Zdendovi za typografii.

Anotace

Hvězda 60 Cyg prošla v minulém období poměrně výraznou změnou spektra. Tato práce se zabývá modelováním disku kolem Be hvězdy 60 Cyg za použití programu SHELLSPEC. Program SHELLSPEC je schopen interpretovat spektrální data (elektronová hustota, rozměry obálky, teplota). V práci je popsán vliv jednotlivých parametrů disku na profil čáry $H\alpha$ a srovnání namodelovaných profilů $H\alpha$ s pozorovanými profily hvězdy 60 Cyg. Z parametrů modelovaného disku jsem se pokusila popsat časový vývoj chování obálky kolem hvězdy 60 Cyg.

Annotation

Star 60 Cyg has come through relatively pronounced change in spectrum in the recent time. This work concerns with modelling of a disk around the Be star 60 Cyg by SHELLSPEC code. SHELLSPEC code is able to interpret spectral data (electron density, shell geometry, temperature). I've described influence of several parameters of the disk over $H\alpha$ line's profile and comparison of model profiles of $H\alpha$ line with observed profiles of the star 60 Cyg. I've tried to describe time progress of behaviour of the shell around the star 60 Cygni from parameters of disk's model.

Obsah

1	Úvod	7
2	Spektrum	8
2.1	Elektromagnetické záření	8
2.2	Historie objevu spektra	9
2.3	Spektrální klasifikace hvězd	10
2.4	Způsoby pozorování spekter	12
3	Spektrální analýza	13
3.1	Typy spekter	13
3.2	Spektrum vodíku	14
3.3	Profil spektrálních čar	15
3.4	Rozšíření spektrálních čar	16
3.4.1	Dopplerovo rozšíření	16
3.4.2	Zeemanův jev	16
3.4.3	Starkův jev	16
3.4.4	Rozšíření rotací	17
3.4.5	Rozšíření tlakem	17
4	Be hvězdy	18
4.1	Co jsou Be hvězdy?	18
4.2	Emise	18
4.3	Proměnnost Be hvězd	19
4.3.1	Dlohodobá proměnnost	19
4.3.2	Střednědobá proměnnost	19
4.3.3	Rychlé změny	20
4.3.4	V/R poměr	20
4.4	Příčiny vzniku Be fenoménu	20
4.4.1	Model rotační nestability	20
4.4.2	Pulsační hypotéza	21
4.4.3	Disk stlačovaný hvězdným větrem	21
4.4.4	Dvojhvězdná hypotéza	21
4.5	60 Cygni	23

5	Modelování spektra v programu Shellspec	24
5.1	Program SHELLSPEC	24
5.1.1	Vstupní soubory	24
5.1.2	shellspec.in	25
5.1.3	Výstupní soubory	27
5.2	Modelování spektra v programu SHELLSPEC	27
5.2.1	Parametry	28
5.2.2	Vliv parametrů disku na profil čáry	29
5.2.3	Výsledky modelování profilu	34
5.3	Pozorovaný časový vývoj obálky	37
6	Závěr	38
	Literatura	39

Kapitola 1

Úvod

Be hvězdy jsou rychlerotující B hvězdy, které mají ve spektru emisní čáry vodíku. Jsou to hvězdy, které se nacházejí na hlavní posloupnosti Hertzsprungově-Russellově diagramu nebo v její blízkosti.

Z pozorování v různých oborech elektromagnetického spektra bylo zjištěno, že v rovině rovníku Be hvězd se nachází disk, který se rozprostírá do vzdálenosti několika poloměrů hvězdy. I po dlouhé historii pozorování, není vznik obálek (disku) kolem Be hvězd vysvětlen. Existuje několik hypotéz, které se pokouší Be fenomén vysvětlit, ale žádná zatím nepopisuje vznik disku tak, aby platila obecně.

Program SHELLSPEC je schopen interpretovat spektrální data (elektronová hustota, rozměry obálky, teplota). Pokusila jsem se tímto programem namodelovat profily $H\alpha$ hvězdy 60 Cygni a zjistit vlastnosti obálky kolem této hvězdy.

Kapitola 2

Spektrum

2.1 Elektromagnetické záření

Elektromagnetické záření je příčným vlněním, kde proměnné vektory magnetické indukce a elektrické intenzity jsou vzájemně kolmé a současně kolmé ke směru šíření (tzv. Poyntingův vektor). Na záření můžeme nahlížet jako na vlnu i jako na proud částic. Jako vlnu je charakterizuje rychlost šíření (pro vakuum je rovna rychlosti světla c), vlnová délka λ a frekvence ν . Tyto veličiny jsou spolu vázané relací:

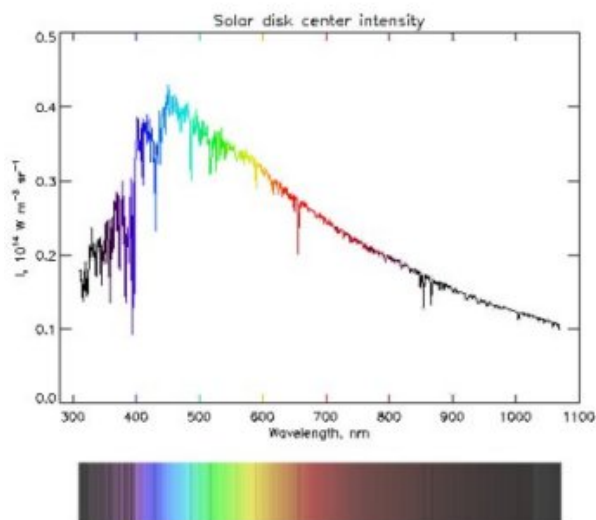
$$\lambda = \frac{c}{\nu}$$

Částice elektromagnetického záření je foton, který má energii:

$$E = h\nu$$

Pokud má záření pouze jednu vlnovou délku, mluvíme o monochromatickém záření, ale reálné zdroje vždy vysílají záření o různých vlnových délkách.

Spektrum zahrnuje elektromagnetické záření všech vlnových délek, které dělíme na rádiovou oblast, mikrovlnou, infračervenou, viditelnou, ultrafialovou, rentgenovou a gama oblast. Jestliže se ve spektru vyskytují všechny vlnové délky a jejich intenzita je hladkou funkcí, pak mluvíme o spojitém spektru. Příklad spektra je na obrázku 2.1, který jsem převzala z [19].



Obrázek 2.1: Sluneční spektrum

2.2 Historie objevu spektra

Vůbec první, kdo se pokoušel o rozklad světla, byl Jan Marek, kterému se podařilo rozložit světlo na jednotlivé barvy pomocí hranolu. Ale teprve Fraunhofer a po něm Kirchhoff zdokonalili v 19. století použití rozkladu světla ve fyzice a astronomii.

Joseph von Fraunhofer v roce 1814 experimentoval s různými typy hranolů. Díky tomu objevil ve slunečním spektru tisíce tmavých čar různé šířky a intenzity. Od té doby se těmito čarám říká Fraunhoferovy čáry. Teoretické vysvětlení původu Fraunhoferových čar podal později německý fyzik Gustav Robert Kirchhoff.

Základy hvězdné spektroskopie položili Robert Bunsen a Gustav Robert Kirchhoff, kteří jako první systematicky pozorovali pozemské látky. Ze svých pozorování se dozvěděli, že pevné látky a kapaliny vyzařují spojité spektrum a plyny spektrum čárové. Dokázali, že každý prvek má charakteristický soubor vlnových délek, tedy mají spektrum ojedinelé, což nám umožňuje jejich identifikaci.

Později přešli k pozorování kosmických objektů. Ve slunečním spektru je zaujal výrazný čárový dublet, nacházející se ve stejné oblasti jako sodíkový dublet. Pro potvrzení domněnky, že vlnové délky čar jsou identické, vložili před spektroskop namířený ke Slunci plamen hořáku do žluta obarvený soli. Předpokládali, že čára bude potlačena, ale zjistili, že se ještě více prohloubila.

Po několika sériích pokusů Kirchhoff roku 1859 předložil řešení, které vysvětlilo vzhled slunečního i hvězdného spektra. Na pozadí hustého žhavějšího, pravděpodobně kapalného nebo pevného prostředí uvnitř Slunce se promítá řidší a chladnější plyn, který absorbuje procházející záření přednostně v těch vlnových délkách, na nichž sám září. Tímto způsobem identifikoval ve slunečním spektru sodík, vodík, vápník, chrom a železo.

Kirchhoffovy zákony spektroskopie

1. Horká pevná látka, kapalina nebo hustý plyn pod velkým tlakem vyzařují spojité spektrum.
2. Horký, řídký plyn vyzařuje emisní spektrum.
3. Spojité spektrum, které prochází chladným, řídkým plynem se změní na absorpční spektrum.

Ve stejném roce 1859 předložil Kirchhoff objev rovnováhy mezi pohlceným a vyzařovaným zářením absolutně černého tělesa. Kirchhoff zjistil, že intenzita vyzařování je určena jen teplotou tělesa. Na tuto myšlenku navázal W. Wien objevem zákona, který byl ale experimentálně ověřen jen pro vysoké teploty a malé vlnové délky. Nepřesnost doplnil J. W. Rayleigh svým zákonem, který zase neplatil pro vysoké teploty a malé vlnové délky. Tuto rozpolcenost sjednotil roku 1905 Max Planck objevem obecného zákona záření absolutně černého tělesa, přičemž platnost obou předchozích zákonů zůstala nezměněna.

Astronom Norman Lockyer a chemik Edward Frankland opravili Kirchhoffovy zákony a prokázali, že vzhled spekter nezávisí pouze na chemickém složení, ale i na hustotě a teplotě objektu. Každý prvek má své charakteristické čárové spektrum, ale jejich intenzita a poloha závisí i na fyzikálních podmínkách kolem objektu.

2.3 Spektrální klasifikace hvězd

S rostoucím počtem pozorovaných spekter hvězd vznikla potřeba spektra nějakým způsobem rozdělit. Spektra s podobnými vlastnostmi byla zařazena do jednotlivých skupin. Nejvhodnější klasifikací je tzv. Harvardská klasifikace, doplněná různými dodatky, kterou zavedli E. C. Pickering a A. Cannonová počátkem 20. století. Jejich práce obsahovala 225 300 hvězd. Vodítkem k rozdělení je výskyt a intenzita spektrálních čar. Jedná se hlavně o čáry Balmerovy série, čáry vápníku, čáry kovů a u chladných hvězd molekulární pásy.

V současné době existuje 13 skupin, každá z nich je označena velkým písmenem: (Q, P, W,) O, B, A, F, G, K, M, (S, R, N). Písmena v závorkách označují skupiny hvězd s méně známou spektrální třídou. Posloupnost spektrálních tříd určuje klesající teplotu od písmena Q do N.

Skupina P zahrnuje plynné mlhoviny, skupina Q novy a Wolfovy-Rayetovy hvězdy jsou ve skupině W, které se od ostatních hvězd liší přítomností širokých a intenzivních čar, mezi nimiž se nalézají i čáry ionizovaného helia.

Spektra chladných hvězd typu S jsou velmi podobné hvězdám typu K a M. Oproti nim ale obsahují množství molekulárních pásů. Hvězdy ze skupin R, N se někdy označují jako C, protože se u nich velmi často objevují výrazné pásy uhlíkatých sloučenin.

Do nejdůležitějších spektrálních tříd O až M spadá přes 99 % všech hvězd.

Spektrální klasifikace hvězd

označení	barva	teplota [K]	charakteristika
O	modrá	> 30 000	spojité spektrum, absorpční čáry ionizovaného helia
B	modrobílá	11 000–30 000	absorpční čáry neutrálního helia, Balmerovy série vodíku a ionizovaného kyslíku
A	bílá	7 500–11 000	silné čáry Balmerovy série vodíku, objevují se čáry ionizovaného vápníku a čáry kovů
F	bíložlutá	5 900–7 500	čáry Balmerovy série slábnou, zesilují se čáry ionizovaného vápníku a kovů
G	žlutá	5 200–5 900	velmi silné čáry ionizovaného vápníku, početné čáry kovů, hlavně železa
K	oranžová	3 900–5 200	silné čáry kovů, slabé absorpční molekulové pásy
M	oranžovočervené	2 500–3 900	silné pásy molekul, TiO

Každá spektrální skupina je ještě rozdělena do dalších 10 podskupin, které jsou označeny čísly: 0, 1, 2, ..., 9 a píšou se hned za velké písmeno.

Dalším doplněním bylo popsání různých zvláštností spekter. K velkým písmenům označujícím spektrální skupinu byly doplněny předpony nebo přípony. Před označení se například může psát: sd, d, wd, sg, g, c. Tyto zkratky se používají při rozlišení hvězd se stejnou povrchovou teplotou. A za označením se používají f, p, e, n, s, k, m, v, pec, které označují typ spektra. Například písmeno **f** označuje spektrum se širokými emisními čarami vodíku v horkých hvězdách nebo písmeno **m** označuje spektrum s čarami různých kovů, **e** ukazuje na přítomnost emisních čar.

Od druhé poloviny 20. století se nejvíce používá zdokonalené Morganovy-Keenanovy klasifikace, kde se Harvardská klasifikace doplňuje o luminozitní třídy, které zhruba udávají polohu hvězdy v Hertzsprungově-Russellově diagramu:

Ia	jasní obři	IV	podobři
Ib	veleobři	V	hvězdy hlavní posloupnosti
II	nadobři	VI	podtrpaslíci
III	obři	VII	bílí trpaslíci

2.4 Způsoby pozorování spekter

Spektroskopie je věda, která se zabývá rozkladem světla a jeho studiem. Spektroskopie je zdrojem informací o chemickém složení, rotaci, pohybu, teplotě nebo magnetickém poli vesmírných objektů. V současnosti už není astronomická spektroskopie omezena pouze na viditelné světlo, ale zabírá všechny druhy elektromagnetického záření. Měřicí technika je spektrometrie a zařízení, kterým můžeme toto měření provést je spektrometr, spektrograf, spektroskop aj.

Spektrometr je optické zařízení, používané na měření vlastností světla přes specifickou část elektromagnetického spektra. Spektrometr je ve spektroskopii používán pro měření vlnových délek spektrálních čar a jejich intenzit.

Spektrograf je optický přístroj, který rozkládá světlo nebo jiný druh záření ve spektrum. Astronomické spektrografy pracují ve spojení s dalekohledy. Většina dalekohledů na světě má spektrograf, kterým můžeme zjistit chemické složení a fyzikální vlastnosti vesmírných těles nebo určit jejich radiální rychlost z Dopplerova posuvu. Základní rozdělení spektrografů je štěrbinový a bezštěrbinový.

Štěrbínový – Obraz zdroje vytvořený dalekohledem dopadá na úzkou vstupní štěrbinu, která vybere z obrazu úzký proužek a prošlý rozbíhavý proužek se v kolimátoru přemění na rovnoběžný svazek. Tento svazek poté dopadá na hranol nebo mřížku – hranolový, mřížkový spektrograf.

Bezštěrbinový – V některých případech zdroj září pouze na několika emisních čarách, proto nemusíme používat štěrbinu. Na snímku se místo pruhu s úzkými spektrálními čarami objeví monochromatické obrazy zdroje v těch vlnových délkách, které odpovídají spektrálním čarám zdroje. Jedná se například o planetární mlhoviny aj. Někdy můžeme vypustit i kolimátor a místo bodových obrazů pozorujeme spektra objektů. Objektívni hranol je nejjednodušším bezštěrbinovým spektrografem.

Spektrum lze zachytit různými detektory. První detektory, které se používaly, bylo oko (spektroskop) a fotografická deska (spektrograf), které vystřídal moderní elektronické detektory jako například CCD (Charge-Couple Device) (spektrograf) či fotonásobič (spektrometr).

K této kapitole jsem čerpala hlavně z [3], [4], [17].

Kapitola 3

Spektrální analýza

Rozborem spektra kosmických objektů lze získat mnoho informací, a proto spektrální analýza je v současnosti nejdůležitější metodou v astrofyzice. Podle přítomnosti spektrálních čar a jejich intenzity, můžeme zjistit chemické složení zdroje záření. Z celkového průběhu intenzity ve spektru lze určit radiální rychlost, povrchovou teplotu hvězdy, která souvisí s barvou a její spektrální třídou.

3.1 Typy spekter

Čárové spektrum Obsahuje čáry odpovídající jen některým vlnovým délkám. Vzniká jako důsledek přechodů, které jsou spojeny s vyzářením (emisní spektrum) či pohlcením (absorpční spektrum) fotonu o energii odpovídající rozdílu příslušných energetických hladin.

Emisní spektrum vysílají například emisní mlhoviny, absorpční spektrum se tvoří ve fotosférách hvězd. Jako příklad můžeme uvést Fraunhoferovo spektrum.

Emisní spektrum Spektrum tvořené emisními čarami. Vzniká přechodem elektronů z vyšších hladin na nižší, kdy dochází k emisi fotonu. Energie fotonu odpovídá elektronovým hladinám pro daný plyn. Pozorujeme pak emisi určitých čar, odpovídající nejrůznějším přechodům mezi stavy. Pro mírnou teplotu existuje pouze první excitovaný stav a vidíme jen jednu silnou emisní čáru. Při zvyšující se teplotě se postupně objevují další čáry.

Be hvězdy jsou hvězdy, u kterých se ve spektru objevují emisní čáry, vznikající v rozsáhlých obálkách kolem hvězdy.

Absorpční spektrum Spektrum, ve kterém na pozadí spojitého spektra pozorujeme pouze absorpční čáry. Absorpční čáry vznikají, když světlo prochází chladnější částí atmosféry. Molekuly, atomy, ionty, které jsou v atmosféře, mohou pohltit pouze takové procházející fotony, jejichž energie odpovídá hladinám energie atomů, molekul. Světlo je o tyto fotony ochuzeno. Ve spektru tyto fo-

tony „vidíme“ jako tmavé čáry na vlnových délkách, odpovídajících vlnovým délkám fotonů.

Většina hvězd má absorpční spektrum.

Spojité spektrum Spojité spektrum (kontinuum) se po rozložení ve spektrografu ve viditelném oboru jeví jako barevný pás s barvami od červené po fialovou. Spektrum je velmi málo závislé na vlnové délce. Intenzita se s vlnovou délkou mění jen zcela pomalu. Tvar tohoto spektra je výrazně ovlivněn teplotou.

Zvýší-li těleso svoji teplotu, přesouvá se maximum intenzity ke kratším vlnovým délkám. Rozložení zářivého toku ve spektru absolutně černého tělesa je dáno Planckovým zákonem:

$$I(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1}$$

můžeme také psát:

$$I(\nu, T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}$$

kde c je rychlost světla, λ vlnová délka, h Planckova konstanta, k Boltzmanova konstanta, ν kmitočet, I intenzita, T teplota.

3.2 Spektrum vodíku

Vodík je nejrozšířenější prvek ve vesmíru a jeho absorpční nebo emisní spektrum se často nalézá u nejrůznějších kosmických objektů.

U tohoto spektra jsou velmi důležité přechody, kdy alespoň jedna z hladin odpovídá stavu $n = 1, 2, 3, 4$. Přechody mezi jednotlivými hladinami $n_a \leftrightarrow n_b$ tvoří série: Lymanova, Balmerova, Paschenova, Brackettova, ... série. Lymanova série se vztahuje k přechodu na $n_a = 1$, Balmerova $n_a = 2$, Paschenova $n_a = 3$ a Brackettova $n_a = 4$ atd.

Lymanova série			Balmerova série		
n_b	λ [nm]	označení	n_b	λ [nm]	označení
2	121,57	L α	3	656,3	H α
3	102,58	L β	4	486,2	H β
4	97,25	L γ	5	434,1	H γ
∞	91,2	hrana série	∞	364,4	hrana série

Paschenova série

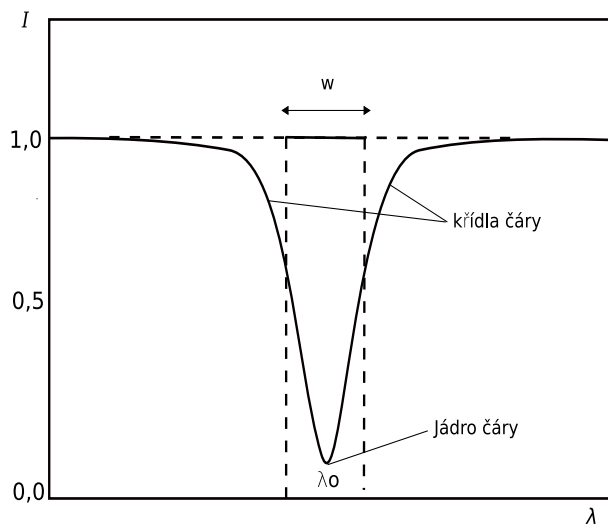
n_b	λ [nm]	označení
4	1 875,1	$P\alpha$
5	1 281,8	$P\beta$
6	1 093,8	$P\gamma$
∞	820,4	hrana série

3.3 Profil spektrálních čar

U spektrálních čar rozeznáváme jejich vnitřní centrální část – *jádro*, rozšířené Dopplerovým rozšířením a *křídla čáry*, která navazují na jádro a jsou vytvářena útlumem¹ nebo Starkovým jevem.

Profil čáry se vztahuje ke *kontinuu*, tj. úroveň spojitého spektra s relativní intenzitou 1. Plocha reálné spektrální čáry, vyjádřená v jednotkách vlnové délky, se nazývá *ekvivalentní šířka čáry* w . Udává množství záření, které ze spojitého spektra odstraní absorpční čára. Čára se změní na pruh o stejné ploše. Profil čáry je vidět na obrázku 3.1.

U slabých čar pozorujeme pouze jádro čáry.



Obrázek 3.1: Profil a ekvivalentní šířka spektrální čáry

¹Pokles amplitudy oscilací časem

3.4 Rozšíření spektrálních čar

3.4.1 Dopplerovo rozšíření

Dopplerův jev Jedná se o změnu vlnové délky záření, která je způsobena vzájemným pohybem pozorovatele a zdroje záření. V případě, když se zdroj od nás vzdaluje, vlnová délka je posunuta k červenému konci spektra, zdá se nám delší. Naopak, když se k nám zdroj přibližuje, je posunuta k modrému konci a jeví se nám kratší.

Velikost posuvu $\Delta\lambda$ závisí na rychlosti zdroje vzhledem k pozorovateli:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{\nu}{c}$$

kde λ je vlnová délka záření vysílaného nehybným zdrojem, c je rychlost světla, ν rychlost. Tento vzorec platí jen pro $\nu \ll c$, když toto neplatí, musíme použít relativistický tvar rovnice:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \left(\frac{c + \nu}{c - \nu} \right)^{1/2} - 1$$

Dopplerův jev se pozoruje ve všech oborech elektromagnetického záření. Pochopení tohoto jevu znamenalo obrovský průlom v poznávání vesmíru. Díky němu můžeme určit radiální rychlosti vesmírných objektů, oběžné rychlosti a hmotnosti dvojhvězd nebo jej využít pro hledání exoplanet.

Dopplerovo rozšíření tepelným pohybem Rozšíření spektrální čáry v důsledku tepelného pohybu absorbujících atomů. Atomy, které se pohybují od nás, vysílají svoji čáru posunutou k červenému konci spektra. Přibližující se atomy mají čáry posunuty k modrému konci.

Tepelný pohyb je v každém plynu či plazmatu, proto se s ním setkáváme velmi často.

Další příčinou Dopplerova rozšíření může být i turbulence nebo konvekce ve hvězdné atmosféře.

3.4.2 Zeemanův jev

Rozštěpení spektrálních čar magnetickým polem se nazývá Zeemanův jev. Je-li plyn s čárovým spektrem v magnetickém poli, tak může dojít k tomu, že se jednotlivé čáry rozštěpí na dvě někdy i tři čáry (doublet, triplet). Způsob rozštěpení čar závisí na směru magnetického pole vůči pozorovateli a na jeho intenzitě. To nám dovoluje ve spektru měřit velikost a směr magnetického pole v pozorovaném zdroji. Je-li magnetické pole slabé, pozorujeme u čar pouze rozšíření.

3.4.3 Starkův jev

Rozštěpení nebo rozšíření spektrálních čar způsobené elektrickým polem nazýváme Starkův jev. Je-li velikost Starkova jevu přímo úměrná intenzitě elektrického pole

mluvíme o lineárním Starkově jevu, při silných polích je velikost úměrná druhé mocnině intenzity a mluvíme o kvadratickém Starkově jevu.

Nejvíce se Starkův jev projevuje u spektrálních čar vodíku a s rostoucím protonovým číslem klesá. V proměnlivém elektrickém poli plazmatu, kde se kolem zářícího atomu neustále pohybují nabití ionty a elektrony, působí rozšíření čar – atomární Starkův jev. Rozšíření je úměrné hustotě iontů a elektronů v plazmatu, je i ukazatelem tlaku ve hvězdné atmosféře.

3.4.4 Rozšíření rotací

Při každé rotaci hvězdy se část povrchu přibližuje, část vzdaluje, takže pozorované čáry jsou posunuty k červenému nebo modrému konci spektra. U hvězd pozorujeme záření z celého disku, a proto se rotace projeví ve spektru jako rozšíření čar. Velikost rozšíření závisí na rychlosti rotace a úhlu, pod jakým je rotační osa objektu vůči nám skloněna, tzv. inklinace neboli sklon. Spektrální čáry vznikající poblíž okraje hvězdy se oproti původní hodnotě ze středu hvězdy λ posunou o $\Delta\lambda$, jejíž hodnotu můžeme vypočítat ze vztahu:

$$v \sin i = c \frac{\Delta\lambda}{\lambda}$$

Největší rozšíření pozorujeme, je-li osa k pozorovateli kolmá. Míří-li osa přímo k pozorovateli, rozšíření rotací nenastává vůbec.

3.4.5 Rozšíření tlakem

Posunutí závisí jak na tlaku, tak na prvku samém. S rostoucím tlakem roste rozšíření čar a při velmi vysokém tlaku dochází k tomu, že čárové spektrum přejde do spektra spojitého. Naopak při malém tlaku jsou čáry velmi ostré. Takže i při pouhém pohledu na spektrum můžeme hrubě odhadnout tlak v atmosféře hvězdy.

V hustém prostředí, kde dochází k velmi častým srážkám, způsobí srážky změny hladin energie v atomech a tím se snižuje ostrost a zvětšuje rozšíření spektrálních čar.

K této kapitole jsem čerpala hlavně z [3], [4], [17].

Kapitola 4

Be hvězdy

4.1 Co jsou Be hvězdy?

Be hvězdy jsou rychlerotující hvězdy třídy B všech luminozitních tříd kromě velelobrů. Be hvězdy vykazují, nebo v minulosti vykazovaly, přítomnost emisní čáry vodíku a jiných prvků, příklad části spektra Be hvězdy je na obrázku 4.1, který jsem převzala z [20]. Jedná se především o čáry H I, He I, Fe II a někdy také Si II a Mg II.

Jsou to hvězdy, které leží na hlavní posloupnosti v H-R (Hertzsprungově-Rusellově) diagramu nebo v její blízkosti. Hvězdy typu B se řadí do třídy Be ihned, co se u nich objeví emisní čára. Vymizí-li emisní čára a hvězda má spektrum třídy B, pořád tuto hvězdu označujeme jako hvězdu třídy Be, jelikož se u ní může emisní čára znovu objevit.

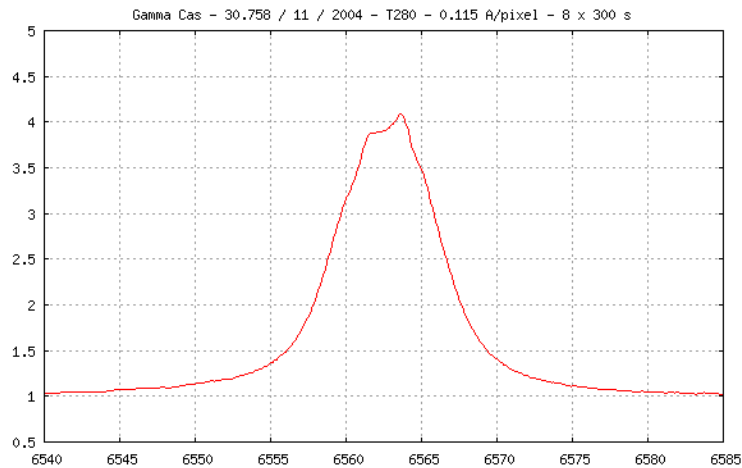
První Be hvězdy byly pozorovány otcem Angelem Secchim. V roce 1866 pozoroval emisní čáry u hvězdy γ Cassiopeiae – archetyp Be hvězdy, ale až o 120 let později Collins (1987) zavedl definici Be hvězdy: „hvězdy třídy B všech luminozitních tříd kromě velelobrů, jejichž spektrum má nebo někdy mělo jednu nebo více Balmerových čar v emisi“, která se používá dodnes.

V roce 1886 bylo známo pouze 5 Be hvězd. Katalogy Merilla a Burwellové v roce 1949 už obsahovaly asi 1088 Be hvězd. A Wackerling jich v roce 1970 shromáždil téměř 3000.

K této kapitole jsem čerpala hlavně z [3], [18].

4.2 Emise

Z pozorování v různých oborech elektromagnetického spektra bylo zjištěno, že v rovině rovníku Be hvězd se nachází disk, který se rozprostírá do vzdálenosti několika poloměrů hvězdy. Emisní čáry ve spektru se vysvětlují přítomností tenké obálky, která má tvar tenkého disku v oblasti rovníku, což potvrzují numerické výpočty i pozorování.



Obrázek 4.1: Příklad spektra Be hvězdy γ Cas

Můžeme pozorovat různé profily emisních čar, podle toho, z jakého úhlu se na hvězdu díváme, viz obrázek 4.3. Při $i > 0^\circ$ vidíme obvykle dva emisní vrcholy, protože pozorujeme záření z obálky, kde se jedna část k nám přibližuje a druhá vzdaluje. Při pohledu na pól hvězdy vidíme pouze jeden emisní vrchol.

Otázkou je, jak je možné, že si některé B hvězdy dokázaly za fotosférou vytvořit tak hustou obálku, která umožňuje vznik silné emise – Be fenomén. I po dlouhé historii pozorování, Be fenomén (vznik Be hvězd) není ještě objasněn.

Be fenomén se také objevuje u tříd O a A, které jsou známé jako Oe a Ae hvězdy.

4.3 Proměnnost Be hvězd

Jednou z nejdůležitějších charakteristik je jejich proměnnost (změny ve spektru, intenzitě záření a polarizaci). Frekvence změn v profilech čar pokrývá širokou časovou oblast. Od rychlých změn v profilu čary měnících se během několika hodin nebo minut, až po dobu, kdy se profil nemění několik let. Existuje několik typů proměnnosti.

4.3.1 Dlohodobá proměnnost

Dlouhodobá proměnnost je typ proměnnosti, kdy se hvězda třídy B mění na hvězdu třídy Be a naopak. To znamená, že ve spektru hvězdy se objevuje a časem opět mizí emisní čára. Vyskytují se i domněnky, že všechny hvězdy typu B jsou typu Be, ale ne všechny projevily emisní aktivitu.

4.3.2 Střednědobá proměnnost

Střednědobé změny trvají většinou několik týdnů až měsíců. Většinou se jedná o periodické změny radiální rychlosti, intenzity spektrálních čar a jasnosti. Často se

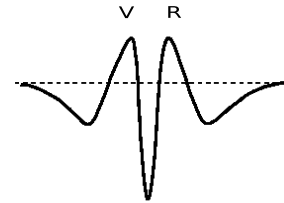
jedná o důsledky podvojnosti hvězdného systému. Druhá složka může přispívat k Be fenoménu.

4.3.3 Rychlé změny

Rychlé změny jsou pozorované u raných hvězd typu Be. Změny probíhají pouze několik hodin či minut. Někdy dochází i k násobení period, tento případ byl pozorován například u hvězdy μ Cen. Nejlépe toto vysvětluje hypotéza o neradiální pulsaci, viz podkapitola 4.4.2. Samotná pulsace hvězdy nestačí na to, aby vytvořila dostatečně tlustý disk, v kterém by vznikla pozorovaná emise. Mohla by být alespoň potřebným doplňujícím mechanismem tvorby disku a emise.

4.3.4 V/R poměr

U většiny Be hvězd jsou emise v obou křídlech stejně velké, ale existuje i významná část asi 1/3 Be hvězd, u kterých můžeme pozorovat tzv. violet-to-red poměr V/R , kdy se poměry obou emisí mění. Často se to vysvětluje tím, že na disku se vyskytuje jednoramenná hustotní vlna. Pokud se vlna k nám přibližuje, tak $V/R > 1$, když se vzdaluje pak $V/R < 1$. U Be hvězd se může měnit od $V = R$ až po V/R proměnnost a zase nazpátek.



Cykly mohou trvat i několik let. Proměnnost se ale může odehrávat na kratší časové škále i pouze několik dní, kdy dochází k rychlé tvorbě obálky. Pozorovaly se například při vzplanutích na μ Cen. Cyklické změny trvající několik dní mohou být důsledkem podvojnosti hvězdy.

Obrázek 4.2: V/R poměr

4.4 Příčiny vzniku Be fenoménu

Jak vzniká obálka, která rotuje kolem hvězdy? Aby se vytvořil dostatečně silný disk, v kterém vzniká emise, musí z fotosféry nějakým způsobem unikat dostatek materiálu, aby umožnil vznik disku. Zároveň je potřeba dodat disku moment hybnosti. Existuje několik hypotéz, které tento jev vysvětlují.

4.4.1 Model rotační nestability

Již v roce 1931 si Struve myslel, že emise pochází z disku kolem hvězdy. Snažil se přijít na to, jak dochází ke vzniku Be fenoménu. Zjistil, že absorpční čáry Be hvězd jsou velmi široké, širší než u klasických hvězd. Byl si vědom toho, že čím jsou čáry širší, tím je rotační rychlost hvězdy větší. Domníval se, že hvězda rotuje tak rychle, že dochází k uvolnění materiálu z fotosféry, který poté tvoří disk. Předpokládal, že rotační rychlost dosáhne kritické hodnoty, kdy dochází k rovnováze mezi gravitační a odstředivou silou a obálka pak vzniká rotační nestabilitou.

Ze současných pozorování vyplývá, že rovníková rotační rychlost u Be hvězd dosahuje pouze 70–80 % kritické rychlosti. Navíc Struveova myšlenka nevysvětluje

cyklické vznikání a zanikání disku. Rotace je jistě důležitou součástí ve vzniku disku, ale není to jediný mechanismus.

V poslední době se ale ukazuje, že při těchto měřeních byl špatně započítán vliv gravitačního zrychlení. Je tedy možné, že Be hvězdy rotují mnohem rychleji než se doposud myslelo. Jejich rotační rychlost by mohla být velmi blízká kritické rychlosti, ale stále neexistuje vysvětlení vzniku disku. Potřebným mechanismem by mohla být pulzace, hvězdný vítr nebo tlak záření.

Díky modelu rotační nestability dokázal Struve vysvětlit několik profilů emisních čar, obrázek 4.3. Můžeme tak dělit Be hvězdy na hvězdy s dvěma emisními křídly, Be shell hvězdy a pole-on hvězdy.

4.4.2 Pulsační hypotéza

Pulsace je způsobena změnami hydrostatické rovnováhy ve vnějších vrstvách hvězdy. Pulsace může být radiální nebo neradiální. Neradiální pulsace znamená, že některé části hvězdného povrchu se pohybují periodicky dovnitř, zatímco jiné se současně se stejnou periodou pohybují ven. Nejjednodušší pulsací je radiální pulsace, která nastává, když hvězda osciluje kolem rovnovážné polohy a mění svůj poloměr rovnoměrně ve všech směrech. Radiální pulsace je pouze speciálním případem neradiální pulsace.

Ve spektrech Be hvězd často pozorujeme rychlé změny v profilech čar. Tyto změny mohou být vysvětleny neradiální pulsací. Zastánci této hypotézy tvrdí, že neradiální pulzace mohou být chybějícím mechanismem k vyvržení materiálu a vzniku disku. Například u hvězdy μ Cen jsou pozorovány neradiální pulzace v různých módech.

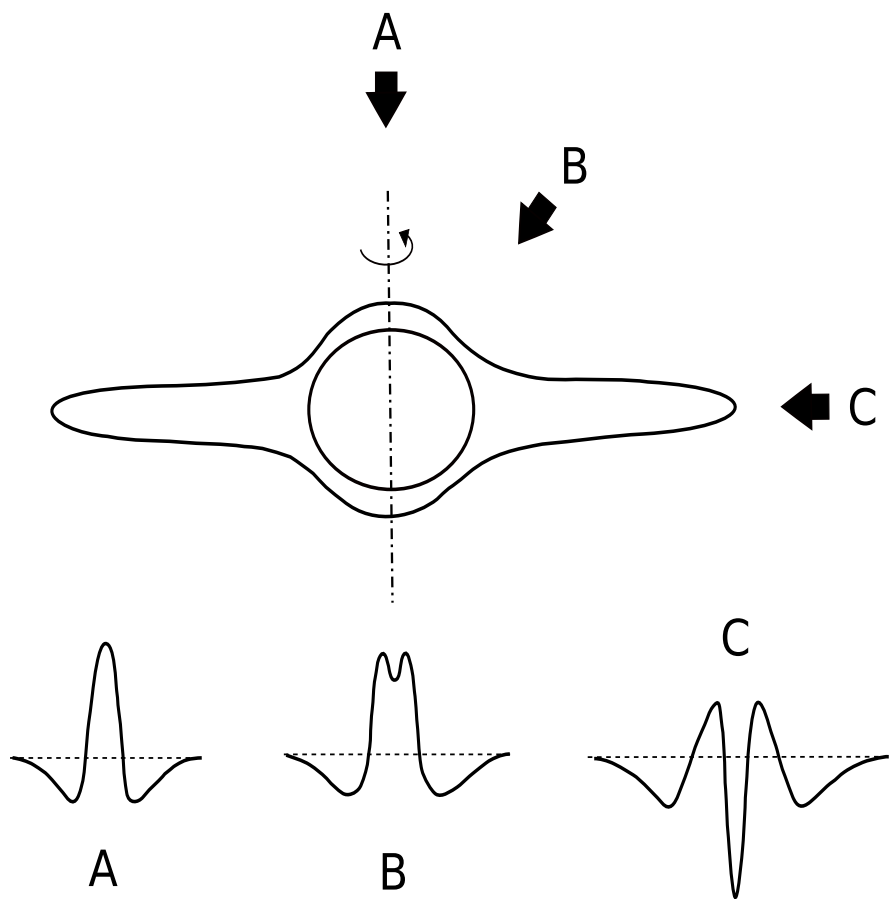
4.4.3 Disk stlačovaný hvězdným větrem

U horkých hvězd dochází k zářivému urychlování hvězdného větru. V této hypotéze, viz článek [14], se předpokládá, že v důsledku rotace se hvězdný vítr soustředí v rovníkové oblasti. Podrobnější numerické výpočty však ukázaly, že disk okolo Be hvězd nevzniká důsledkem hvězdného větru. Přestože je snažší materiál vynést do okolí hvězdy v oblastech rovníku, je hvězdný vítr v této oblasti díky gravitačnímu ztemnění slabší než na polárních oblastech, viz článek [15].

Existují i různé modifikace tohoto modelu. Ukazuje se, že některé Be hvězdy mají silné magnetické pole, které je schopno ovlivnit dynamiku hvězdného větru. Disk by mohl vzniknout tím, že dipólové magnetické pole by soustředilo hvězdný vítr směrem k rovníku. Magnetohydrodynamické simulace, ale opět nevytváří disky, které by se shodovaly s disky pozorovanými.

4.4.4 Dvojhvězdná hypotéza

V této hypotéze, viz článek [13], se předpokládá, že všechny Be hvězdy jsou dvojhvězdy.



Obrázek 4.3: **A** – pole-on hvězdy, **B** – Be hvězdy s emisními křídly, **C** – Be shell hvězdy

Disk může vznikat přenosem hmoty ve dvojhvězdě. K přenosu hmoty by mělo dojít v důsledku změny poloměru, během vývoje hvězdy. Zvýšenou rotační rychlost pozorovanou u Be hvězd bychom pak mohli vysvětlit jako důsledek přenosu momentu hybnosti mezi složkami.

I když mnohé Be hvězdy jsou dvojhvězdy, nejsou u sebe tak blízko, aby docházelo k přenosu látky a momentu mezi složkami. Navíc pouze 1/3 Be hvězd se nachází ve dvojhvězdné soustavě, proto nemůžeme brát tuto hypotézu obecně platnou pro všechny Be hvězdy.

Stále neexistuje teoretický model, který by platil pro vznik disku Be hvězdy.

4.5 60 Cygni

Hvězda 60 Cyg (V1931 Cyg, HD 200310, HR 8053, MWC 360; B1 Ve, $V = 5,37$ m, $v \sin i = 320 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$) byla známá jako hvězda s emisními čarami ve spektru dlouhou dobu.

Plaskett a Pearce ji v roce 1931 označili jako spektroskopickou dvojhvězdu s radiální rychlostí $57 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, ale bez jakékoli informace o periodě.

Harmanec a spol. v roce 1986 určili periodu změn radiální rychlosti na hodnotu 2,48 d. V roce 1998 Hubertová a Floquetová analyzovaly fotometrii této hvězdy z Hipparca a určily periodu na pouhých 0,3 d.

Hvězda 60 Cyg patří k velmi zajímavým Be hvězdám. Dochází u ní ke změnám ve spektru v nejrůznějších časových škálách. Dlouhodobé změny souvisí se vznikem a zánikem obálky. Střednědobé změny se projevují především díky změnám radiální rychlosti.

V roce 2006 Doubek potvrdil, že se jedná o spektroskopickou dvojhvězdu a určil periodu střednědobých změn na $(146,3 \pm 0,2)$ d a krátkodobých na 0,5 d, viz [3].

Kapitola 5

Modelování spektra v programu Shellspec

Cílem mé práce byla aplikace programu SHELLSPEC na spektra pořízená dvoumetrovým dalekohledem v Ondřejově. Program SHELLSPEC je schopen interpretovat spektrální data (elektronová hustota, rozměry obálky, teplota). Hvězda 60 Cyg prošla v minulém období poměrně výraznou změnou spektra a mým úkolem dále bylo popsat chování obálky v tomto období. Pro tuto kapitolu jsem hlavně čerpala z manuálu [1].

5.1 Program SHELLSPEC

Program SHELLSPEC byl vytvořen pro výpočet zářivého toku objektu, pohybujícího se směrem od pozorovatele. Rozptýlené světlo z centrálního tělesa můžeme vysvětlit tím, že prochází skrz opticky tenké prostředí. Intenzity jsou pak určeny 2D projekcí povrchů trojrozměrných objektů. Tento předpoklad zahrnuje LTE (lokální termodynamická rovnováha z anglického Local Thermodynamic Equilibrium). Zvolený (ne)průhledný objekt, jako je skvrna, disk, jet, shell nebo hvězda, tak i prázdný prostor, můžeme definovat v 3D a můžeme vymodelovat spektrum.

Ačkoliv hlavním úkolem tohoto programu je určit zářivý tok směrem k pozorovateli ve zvoleném opticky tenkém prostředí, můžeme programem také spočítat i světelnou křivku či studovat různé objekty a různé jevy kolem nich.

5.1.1 Vstupní soubory

Seznam všech vstupních souborů:

<i>shellspec.in</i>	hlavní vstupní soubor
<i>line.dat</i>	data pro spektrální čáry
<i>shellspec.mod</i>	vstupní model obálky
<i>abundances</i>	abundance
<i>starspec1</i>	spektrum primární hvězdy
<i>starspec2</i>	spektrum druhé hvězdy
<i>starspec3</i>	spektrum třetí hvězdy

5.1.2 shellspec.in

SHELLSPEC.IN je hlavním vstupním souborem, kde můžeme popsat geometrii, dynamiku, optické vlastnosti pohybujícího se objektu vztahujícího se k obálce nebo modelu, který se může týkat objektů různých typů. Do tohoto souboru je také možné nahrát už dříve spočítaný model z jiného souboru.

Definujeme zde různé objekty:

STAR – HVĚZDA – Centrální neprůhledné těleso, které může rotovat jako pevné těleso se zadanou inklinací rotační osy. Můžeme ho považovat za absolutně černé těleso nebo může mít vlastní spektrum. Může být obklopeno diskem, který je popsán níže.

COMPANION – PRŮVODCE – Stejně vlastnosti jako u hvězdy.

SPOT – SKVRNA – Sférické těleso, které může rotovat jako pevné těleso se zadanou inklinací rotační osy. Navržen je tak, aby bylo možné modelovat hlavně skvrny na akrečním disku, rotační mezihvězdné obálce nebo třetím tělese.

DISC – DISK – Má tvar rotačního klínu nebo tvar cylindru obklopující centrální hvězdu. Je omezen dvěma sférickými mezemi: vnitřní a vnější poloměr (R_{in} , R_{out}).

STREAM – PROUD – Má tvar cylindru s jednotnou rychlostí. Je navržen pro modelování přenosu proudu.

JET – VÝTRYSK – Má tvar jednoho nebo dvou protilehlých kuželů vystupujících ze středu. Stejně jako u disku, je omezen dvěma mezemi, vnějším a vnitřním poloměrem.

SHELL – OBÁLKA – Má tvar obálky obklopující centrální těleso.

BACKGROUND – POZADÍ – Navržen pro větší flexibilitu programu a pro zaplnění prostoru kolem hvězdy, kde se nevyskytuje ani jedno z předešlých těles.

Takto vypadá samotný *shellspec.in*, kde můžeme měnit parametry objektů, které jsem popsala výše:

```

#alam1[A]  alamm[A]  alams[A]  cutoff[A]
6513.8    6611.8    0.2    50.
# imodel  ithom  irayl  ipart  ichemc  irotat  eps  ielnd
1        1        1        1        1        1        1.d0  1
#ionu  ior  iot  offset
1    81  41    0.
#phase1[deg]  phasen[deg]  nphase  dinc[deg]
0.            360.            0        22.84
# dd [pc]
203.
#lunt1  xunt1  yunt1
0        1.        1.
#lunt2  xunt2  yunt2
0        1.        1.
#lunt3  xunt3  yunt3
0        1.        1.
#nbodf1  nbodf2  nbodf3  rmodfx  rmodfy  rmodfz  gainfx  gainfy  gainfz
80  80  40            15.  15.  5.            1.02  1.02  1.02
#nbod1  nbod2  nbod3  rmodx  rmody  rmodz  gainx  gainy  gainz
80  40  80            15.  5.  15.            1.02  1.02  1.02
##ISTAR* *ICOMP* *ISPOT* *IDISC* *ISM* *IJET* *ISHELL*
1        0        0        2        0        0        0
#rstar[R_sol]  Tstar[K]  eMstar[M_sol]  ----- central star -----
1.95            27000.            5.63
#xstar  ystar  zstar  vrotst[km/s]
0.        0.        1.        320.
#vxst[km/s]  vyst[km/s]  vzst[km/s]
0.            0.0        0.
# dlst  dgst  ffst
0.5  0.  0.
#vrxc  vryc  vrzc  vrotcp[km/s]  rcp[R_sol]  ----- companion -----
0.  0.  1.  43.  5.87
#xcp[R_sol]  ycp[R_sol]  zcp[R_sol]  vxcp[km/s]  vycp[km/s]  vzcp[km/s]
22.63  0.  0.  0.  134.  0.
# tempcp[K]  dlcp  dgcp  ffc  qq
4600.  0.8  0.08  1.  0.2261
#vrxc  vryc  vrzc  vrotsp[km/s]  rsp[R_sol]  ----- spot -----
0.  0.  1.  0.  5.87
#xsp[R_sol]  ysp[R_sol]  zsp[R_sol]  vxsp[km/s]  vysp[km/s]  vzsp[km/s]
0.  0.  11.  0.  0.  0.
# tempsp[K]  denssp  anesp  vtrbsp
4361.  3.e15  3.e14  0.
#adisc[deg,R_sol]  rindc[R_sol]  routdc[R_sol]  ----- disc -----
2.0  2.  20.0
#xdisc  ydisc  zdisc
0.  0.  1.
#vxdc[km/s]  vydc[km/s]  vzdc[km/s]
0.  0.0  0.
#tempdc  densdc  anedc  vtrbdc  edendc  itdc
7000.  13.e-15  21.e9  30.  0  1
#v1sm  v2sm  rsm  ----- stream -----
250.  530.  3.
#x1sm  y1sm  z1sm  x2sm  y2sm  z2sm
10.  1.5  0.  0.  3.  0.
#tempsm  denssm  anesm  vtrbsm

```

```

8000.      20.e-15      21.e9      50.
#xjet yjet zjet ajet[deg] rinjt[R_sol] routjt[R_sol] vjt[km/s] ---- jet ---
1.      0.      2.      9.      3.      10.      360.
#tempjt      densjt      anejt      vtrbjt
10200.      0.9e-11      0.5e13      10.
#rinsh[R_sol] routsh[R_sol] vsh[km/s] ----- shell ----
6.5      7.4      40.
#evelsh rcsh
0.5      4.
#tempsh      denssh      anesh vtrbsh
9500.      0.14e-11      0.57e12      10.
#temp0      dens0      ane0      v0[km/s] ----- background ----
4000.      0.e0      1.e9      0.

```

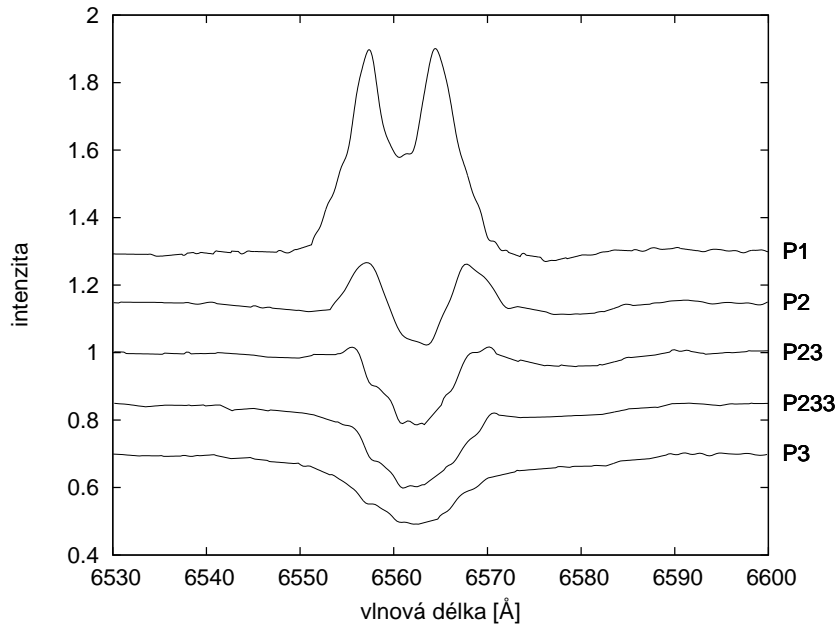
5.1.3 Výstupní soubory

Seznam všech výstupních souborů:

- shellspectrum* obsahuje detailnější informace s několika oddělenými bloky. Každý blok obsahuje 6 sloupců: (1) vlnová délka – lambda [Å], (2) radiální rychlost [km · s⁻¹], (3) F_ν [erg/cm²/s/Hz], (4) F_λ [erg/cm²/s/cm], (5) normovaný tok, (6) normovaný tok posunutý v ose y pro každou rotaci o hodnotu "offset" pro jednodušší vykreslení
- fort.xx* 2D-xy projekce obálky v různých fázích. Každý soubor odpovídá jedné fázi – xx = 21, ..., 25. Jsou tu opět bloky se sloupci, které přísluší (1) x [cm], (2) y [cm], (3) I_ν [erg/cm²/s/Hz/sterad]
- shellspec.out* spektrum obálky, soubor obsahuje více detailní výstup různých veličin
- lightcurve* Obsahuje bloky se čtyřmi sloupci: (1) fáze, (2) radiální rychlost [km · s⁻¹], (3) magnituda = $-2,5 \log_{10} F_\lambda$, (4) normovaný tok

5.2 Modelování spektra v programu SHELLSPEC

Prvním úkolem bylo seznámit se s tím, jak pracuje program SHELLSPEC. Poté, co zjistím, jak program funguje, se pokusit namodelovat profily Be hvězdy 60 Cygni, které jsem měla k dispozici. Spektra 60 Cygni byla pořízena dvoumetrovým dalekohledem na hvězdárně v Ondřejově v rozsahu několika let, [3]. Pozorovaná spektra a profily H α (P1, P2, P23, P233 a P3) jsou na obrázku 5.1.



Obrázek 5.1: Profily čáry $H\alpha$

5.2.1 Parametry

Pracovala jsem hlavně se vstupním souborem SHELLSPEC.IN, kde můžeme měnit parametry hvězdy, disku, druhé složky pokud se jedná o dvojhvězdu, aj. Soubor SHELLSPEC.IN jsem popsala v podkapitole 5.1.2.

Pro mou práci jsem potřebovala pouze hvězdu s diskem, proto jsem ostatní objekty neuvažovala. To znamená, že výchozí nastavení parametrů jsem změnila z

```
##ISTAR* *ICOMP* *ISPOT* *IDISC* *ISM* *IJET* *ISHELL*
1          1          1          2          0          0          0
```

na

```
##ISTAR* *ICOMP* *ISPOT* *IDISC* *ISM* *IJET* *ISHELL*
1          0          0          2          0          0          0
```

Poté jsem pracovala pouze s hvězdou (`star`) a diskem (`disk`). Parametry pro hvězdu byly konstantní, měnila jsem pouze parametry u disku. Z diplomové práce [3] jsem použila parametry pro hvězdu 60 Cyg: $T = 27\,000\text{ K}$, $v \sin i = 320\text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, $\log_{10} g = 4$, kde g je v jednotkách $\text{cm} \cdot \text{s}^{-2}$.

Pro porozumění chování změny profilu čáry $H\alpha$, jsem postupně měnila jeden parametr a ostatní nechala beze změny. Například, když jsem chtěla změnit vnější

poloměr disku, nahradila jsem jen číslo u `routdc` za jiné:

```
#adisc[deg,R_sol]  rindc[R_sol]  routdc[R_sol]  ----- disc -----
2.0                2.            8.0
```

```
#adisc[deg,R_sol]  rindc[R_sol]  routdc[R_sol]  ----- disc -----
2.0                2.            10.0
```

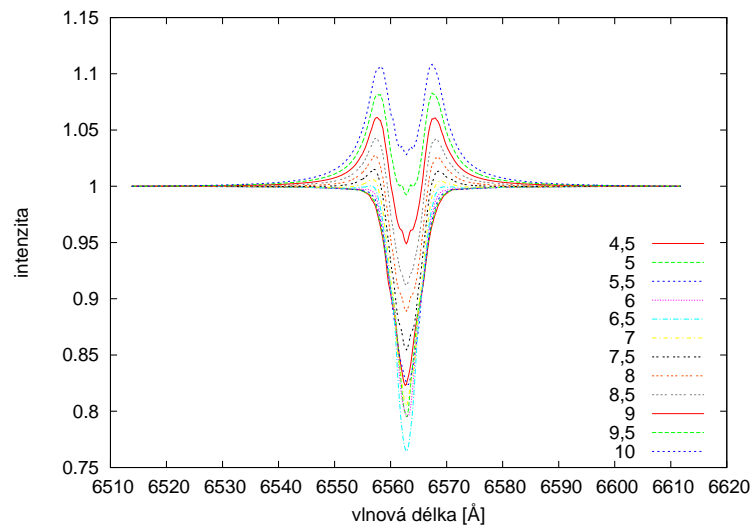
Na obrázcích 5.2 až 5.7 je 6 grafů, kde je na každém vidět, jak se mění profil při změně jednoho ze šesti parametrů. V tabulce 5.1 jsou uvedeny základní parametry disku, které jsem postupně po jednom všechny změnila. Například, když jsem změnila vnější poloměr, ostatní parametry měly stejné hodnoty jako v tabulce 5.1, pouze jsem zaměňovala hodnotu vnějšího poloměru.

Základní parametry disku	
Vnější poloměr	$R_{\text{out}} = 6 R_{\odot}$
Vnitřní poloměr	$R_{\text{in}} = 2,5 R_{\odot}$
Teplota	$T = 7\,500 \text{ K}$
Hustota	$\rho = 35 \cdot 10^{15} \text{ g} \cdot \text{cm}^{-3}$
Inklinace	$i = 70,84^{\circ}$
Mikroturbulence	$v_{\text{trb}} = 25 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$

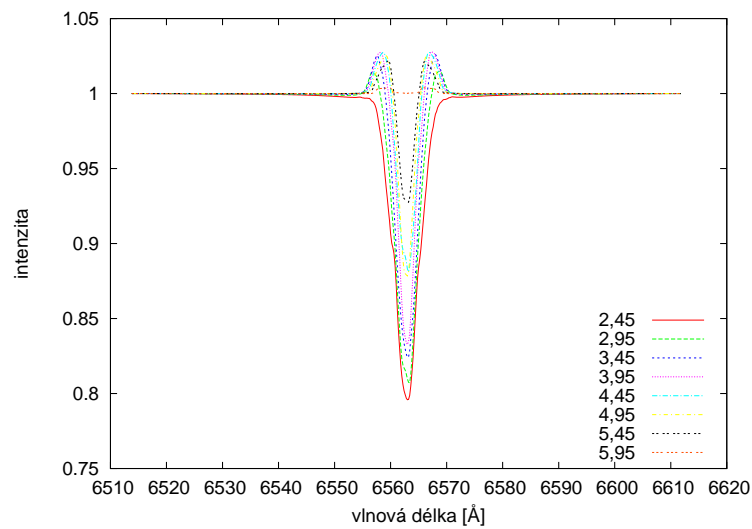
Tabulka 5.1: Parametry disku

5.2.2 Vliv parametrů disku na profil čáry

Na obrázku 5.2 je znázorněno, jak parametr `rout` (vnější poloměr) ovlivňuje profil čáry. Můžeme si všimnout, že postupným zvětšováním vnějšího poloměru začíná čistá absorpce přecházet ve dva vrcholy, které jsou v emisi, postupně se dostává do emise i jádro mezi těmito dvěma vrcholy. Srovnáme-li to s vlivem, který má vnitřní poloměr, (obrázek 5.3) zjistíme, že je mnohem větší. Vnější poloměr k emisi přispívá mnohem více než poloměr vnitřní.

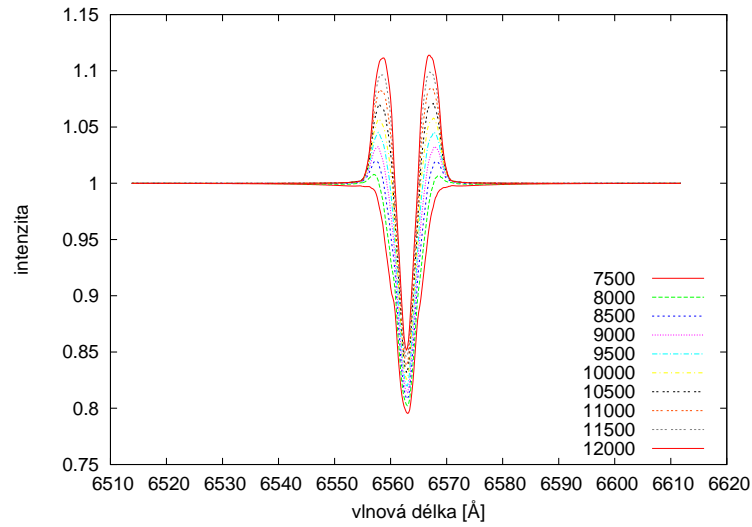


Obrázek 5.2: Vliv vnějšího poloměru od $4,5 R_{\odot}$ do $10 R_{\odot}$ na vzhled profilu.



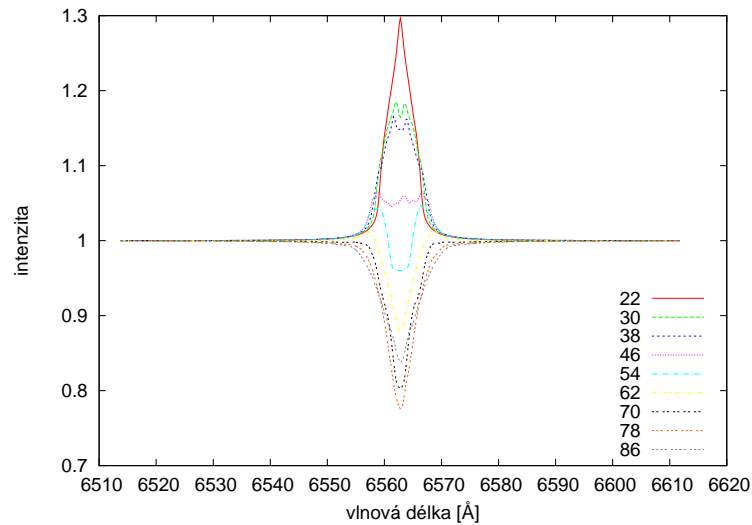
Obrázek 5.3: Vliv vnitřního poloměru od $2,45 R_{\odot}$ do $5,95 R_{\odot}$ na vzhled profilu.

Další parametr, který hodně ovlivňuje profil je teplota (obrázek 5.4). Platí to samé jako u vnějšího poloměru, čím větší teplota, tím větší emise. Už ale neplatí, že se centrální jádro dostane do emise tak rychle. Tedy vliv teploty na centrální jádro je menší než u vnějšího poloměru.



Obrázek 5.4: Vliv teploty od 7 500 K do 12 000 K na vzhled profilu čáry.

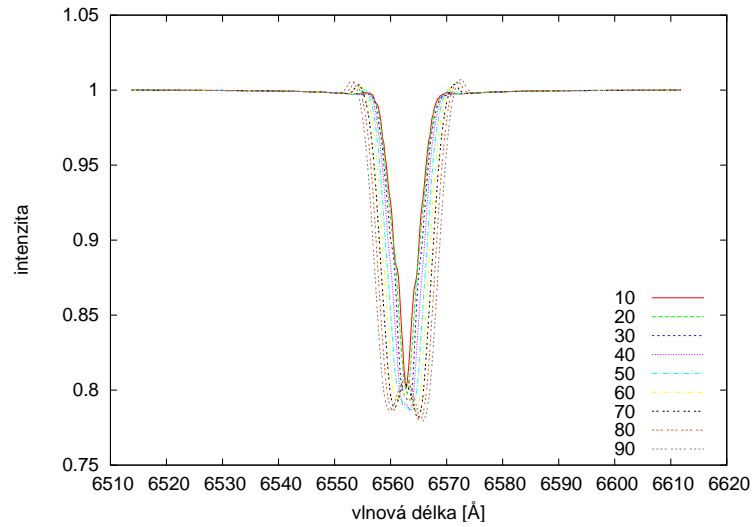
Na obrázku 5.5 je vidět vliv inklinace na profil čáry. Se zvětšujícím se úhlem mezi rotační osou a směrem od pozorovatele se emise zvětšuje. Postupně se dva vrcholy spojí v jeden, při nejmenším úhlu má pouze jeden vrchol.



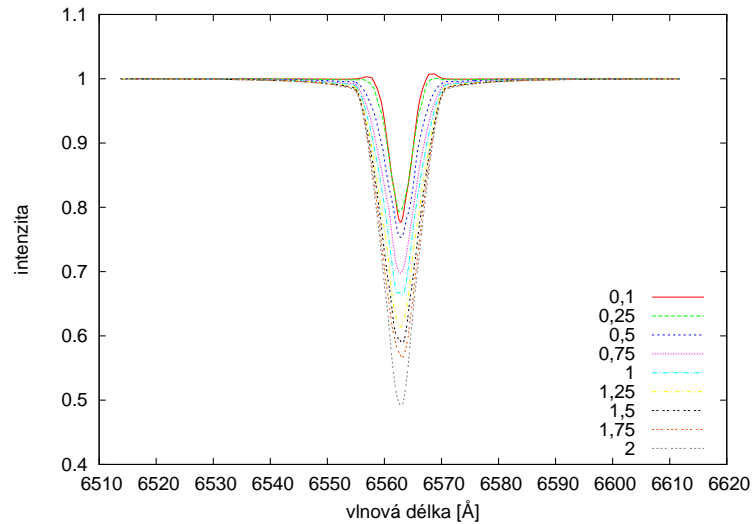
Obrázek 5.5: Vliv inklinace od $i = 22^\circ$ do $i = 86^\circ$ na vzhled profilu.

Vliv parametru $vtrbdc$ (mikroturbulence) je znázorněn na obrázku 5.6. Mikroturbulence způsobuje rozšíření čáry a při mikroturbulenci s větším číslem se začíná centrální jádro dělit. Podobný vliv na čáru má i parametr $adisc$ (pološírka disku), který také způsobuje rozšíření čáry. Rozdíl je hlavně ve velikosti absorpce. Pokud

je pološířka disku hodně malá, například $0,1 R_{\odot}$, pak absorpce je malá, pro větší hodnoty je absorpce větší, viz obrázek 5.7.



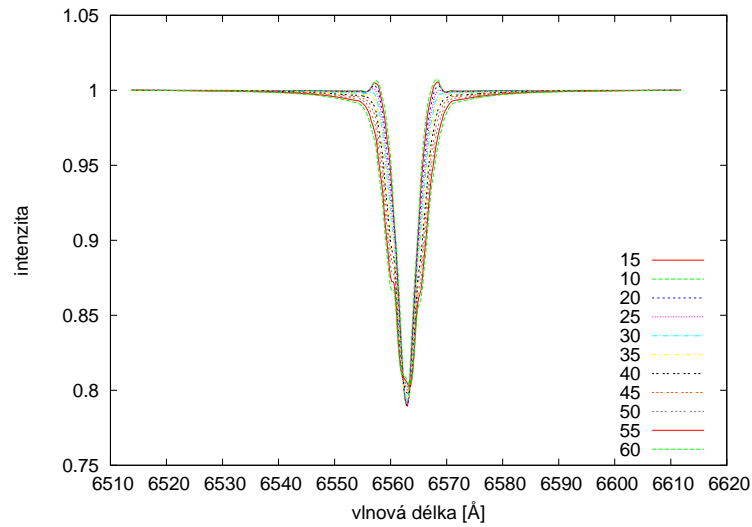
Obrázek 5.6: Vliv mikroturbulence od $v_{trb} = 10 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ do $v_{trb} = 90 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ na vzhled profilu čáry.



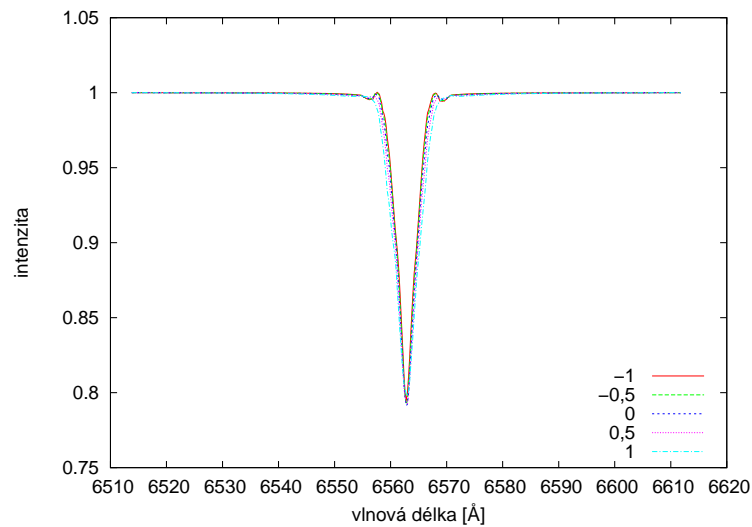
Obrázek 5.7: Vliv pološířky disku od $0,1 R_{\odot}$ do $2 R_{\odot}$ na vzhled profilu čáry.

Na obrázku 5.8 vidíme jak parametr $densdc$ (hustota) mění profil čáry. Tento parametr hlavně ovlivňuje křídla čáry, s rostoucí hustotou je čára užší a absorpční profil má malý náznak emise v obou křídlech.

Hustotní koeficient, parametr ρ mění profil jen velmi málo, obrázek 5.8. Při vysokém koeficientu jsou křídla široká a jádro má absorpci menší než když je koeficient malé číslo.



Obrázek 5.8: Vliv hustoty od $\rho = 15 \cdot 10^{-15} \text{ g} \cdot \text{cm}^3$ do $\rho = 60 \cdot 10^{-15} \text{ g} \cdot \text{cm}^3$



Obrázek 5.9: Vliv hustotního koeficientu od -1 do 1 na vzhledu profilu.

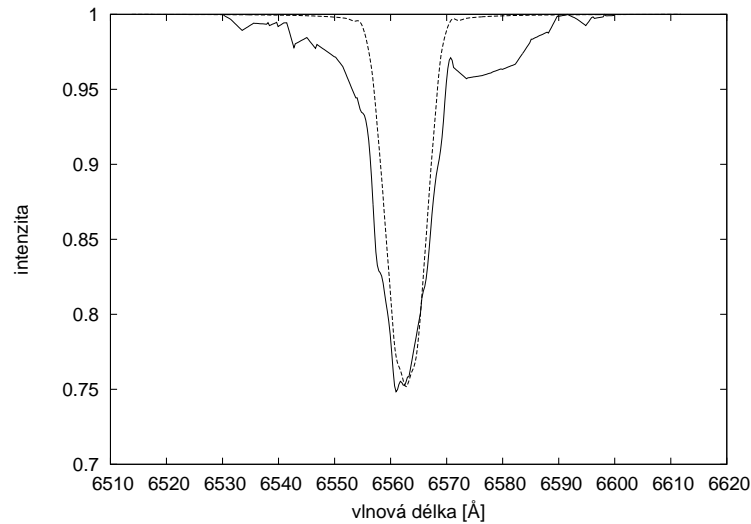
Výsledné grafy jsem získala z výstupního souboru `shellspectrum` a využila jsem pouze prvního a pátého sloupce, které určují vlnovou délku λ v Å (první sloupec) a normovanou intenzitu (pátý sloupec), viz 5.1.3. Jiných proměnných jsem nepoužívala, chtěla jsem pouze závislost intenzity na vlnové délce, abych mohla lehce srovnávat modelovaná spektra s pozorovanými.

Pro zpracování grafů jsem použila program `gnuplot`, [22].

5.2.3 Výsledky modelování profilu

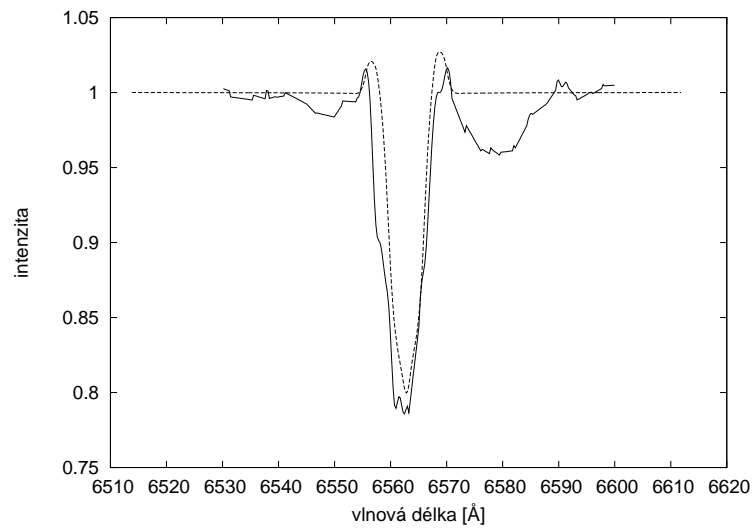
Díky grafům na obrázcích 5.2 až 5.7 jsem získala představu, jak parametry mění profil čáry $H\alpha$. Pozorovaná spektra jsem měla k dispozici, obrázek 5.1. U některých z grafů na obrázcích 5.2 až 5.7 byly profily podobné profilům získaným na hvězdárně v Ondřejově.

Parametry r_{out} s malou hodnotou nebo T pro malé teploty měnily profil tak, že se blížily profilu P233. Pro modelování profilu P233 jsem tedy použila malý vnější parametr a malou teplotu. Postupně jsem upravovala i ostatní parametry, aby modelované spektrum souhlasilo co nejlépe s pozorovaným, obrázek 5.10. Teplotu jsem určila na 7 000 K, vnější poloměr na $5,6 R_{\odot}$, vnitřní poloměr $2,5 R_{\odot}$, pološířku disku $adisc = 0,25 R_{\odot}$, mikroturbulenci $v_{trb} = 65 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$, inklinaci $70,84^{\circ}$, hustotní koeficient 0. Seznam parametrů je v tabulce 5.2.3.



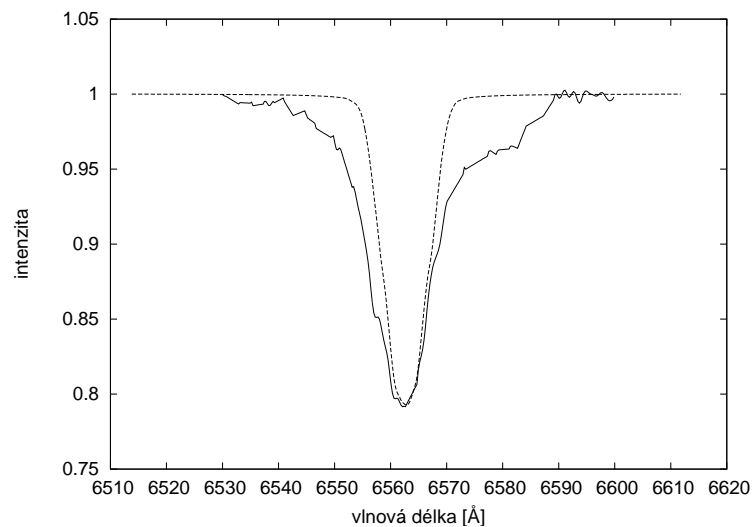
Obrázek 5.10: Namodelovaný profil P233: pozorované spektrum je vyznačeno plnou čarou a modelované čarou přerušovanou.

Profily P23 a P3 se od P233 moc neliší. Profil P23, obrázek 5.11, má náznak emise v obou křídlech. Pro získání emise jsem musela zvětšit vnější poloměr i teplotu. Teplotu jsem určila na 7 500 K, vnější poloměr $7,5 R_{\odot}$. Ostatní parametry jsou v tabulce 5.2.3.



Obrázek 5.11: Namodelovaný profil P23: pozorované spektrum je vyznačeno plnou čarou a modelované čarou přerušovanou

Profil P3, obrázek 5.12, má větší absorpci a je užší než P233, tedy menší vnější poloměr. Vnější poloměr jsem stanovila na $5,093 R_{\odot}$, teplota se oproti profilu P233 moc nezměnila, určila jsem ji na 7 000 K. Inklinace se v případě P3 zvětšila o 2° , $i = 72,84^{\circ}$. Zbylé parametry jsou uvedeny v tabulce 5.2.3.

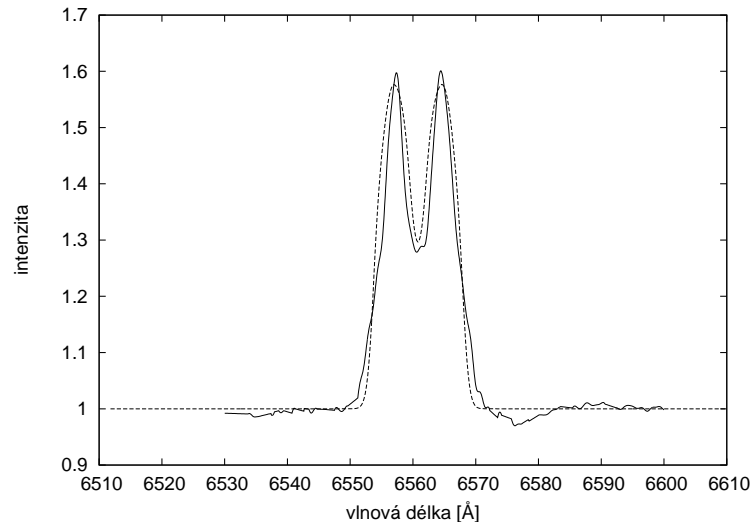


Obrázek 5.12: Namodelovaný profil P3: pozorované spektrum je vyznačeno plnou čarou a modelované čarou přerušovanou

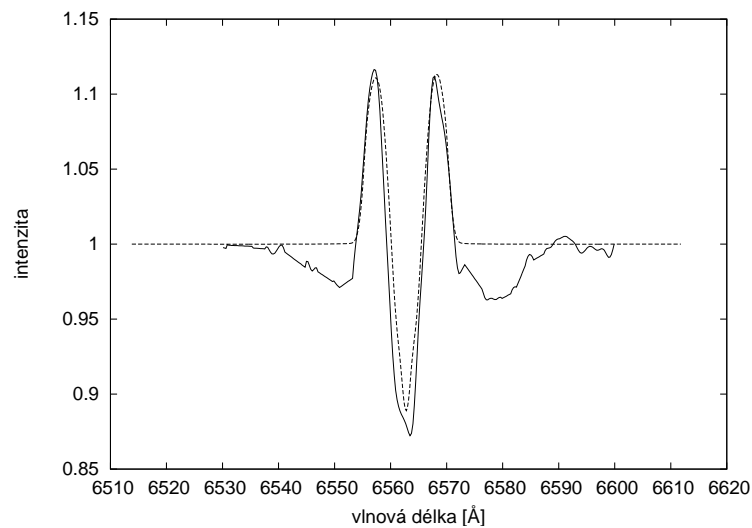
Profily P2 a P1 už vykazují silnou emisi, obě křídla jsou v emisi. U P2 je centrální absorpce pod hladinou kontinua zatímco u P1 už je nad. Pro získání emise a širší

čáry, jsem musela teplotu a mikroturbulenci zvýšit. Pro profil P1, obrázek 5.13, jsem teplotu určila na $T = 22\,500\text{ K}$, aby profil co nejlépe souhlasil s pozorovaným profilem, vnější poloměr pak $6,5 R_{\odot}$, mikroturbulenci $72\text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$.

U profilu P2, obrázek 5.14, emise nebyla tak silná, což znamenalo, že teplota musí být menší, $11\,000\text{ K}$. Mikroturbulence $60\text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ vnější poloměr mi vyšel stejně jako u profilu P1. Ostatní parametry profilů P1 a P2 jsou v tabulce 5.2.3.



Obrázek 5.13: Namodelovaný profil P1: pozorované spektrum je vyznačeno plnou čarou a modelované čarou přerušovanou



Obrázek 5.14: Namodelovaný profil P2: pozorované spektrum je vyznačeno plnou čarou a modelované čarou přerušovanou

profil	R_{out} [R_{\odot}]	T [K]	i [$^{\circ}$]	ρ [$\text{g} \cdot \text{cm}^3$]	a_{disc} [R_{\odot}]	v_{trb} [$\text{km} \cdot \text{s}^{-1}$]	e_{dendc}
P1	6,5	22 500	70,84	40	0,1	72	1
P2	6,5	11 000	70,84	20	0,3	60	1
P23	7,5	7 500	70,84	30	0,25	55	0
P233	5,6	7 000	70,84	45	0,25	65	0
P3	5,093	7 000	72,84	45	0,25	68	0

Tabulka 5.2: Parametry pro namodelované profily P1 až P3.

5.3 Pozorovaný časový vývoj obálky

Nyní, když známe pozorované i namodelované spektrum a výchozí parametry, můžeme se pokusit popsat pozorovaný časový vývoj obálky kolem Be hvězdy 60 Cyg. Z tabulky 5.2.3, kde je souhrn nejdůležitějších parametrů pro každý namodelovaný profil, můžeme určit, jak se parametry a disk časově mění.

Měli bychom pozorovat, že při ochlazování disku se poloměr pomalu zvětšuje a jeho rotace se zmenšuje. Nejjednoduššímu modelu, tedy rozpínajícímu se disku, při kterém dochází k jeho ochlazování, odpovídají pouze profily (P1, P2, P233). Zbylé dva (P233, P3) již s tímto modelem nesouhlasí. Lze soudit, že je podstata sledovaného jevu mnohem komplikovanější a použitý fyzikální popis v programu SHELLSPEC je příliš zjednodušený. Abychom mohli dále rozhodnout, je třeba dalších zpřesňujících informací o studované hvězdě.

Kapitola 6

Fáver

Be hvězdy jsou rychle rotující B hvězdy, u kterých se ve spektru objevuje emise Balmerovy čáry. Předpokládá se, že emise vzniká v disku, který rotuje kolem hvězdy v rovině rovníku. Jak přesně disk vzniká a zaniká není dosud vysvětleno.

Mým úkolem bylo pokusit se popsat časový vývoj obálky, přesněji disku, kolem Be hvězdy 60 Cyg, která v minulosti prošla výraznou změnou ve spektru. Pro popis vývoje jsem používala program SHELLSPEC, který je schopen interpretovat spektrální data.

Program obsahuje několik vstupních souborů, kde můžeme měnit vlastnosti hvězdy, disku, jetů, aj. Hlavním vstupním souborem byl `shellspec.in`, kde se mění parametry objektů, pro mě hlavně hvězdy a disku. Nejdříve jsem změnila parametry disku, abych zjistila jak ovlivňují vzhled profilu čáry. Poté, co jsem znala jejich vliv, jsem mohla začít porovnávat modelované profily s pozorovanými.

Po namodelování profilů, které dobře souhlasily s pozorovanými, jsem se mohla pokusit o popsání časového vývoje disku. Bohužel ze získaných parametrů nelze soudit na skutečnou podstatu dějů, probíhajících ve hvězdném disku. Je třeba dalšího studia a pozorování, abychom mohli model zpřesnit.

Literatura

- [1] BUDAJ, J. AND RICHARDS, M. T.: A decription of the SHELLSPEC code, Contrib. Astron. Obs. Skalnaté Pleso 34, 1–30, 2004
- [2] BUDAJ, J. AND RICHARDS, M. T.: Contribution Astronomical Observatory Skalnaté Pleso 34, 167, 2004
- [3] DOUBEK, J.: Spektroskopie Be hvězdy 60 Cyg
Diplomová práce MFF UK 2006
- [4] VANÝSEK, V.: Základy astronomie a astrofyziky, Academia Praha 1980
- [5] GUTH, VL., LINK, F., MOHR, J. M., ŠTERNBERK, B.: Astronomie I, Nakladatelství československé akademie věd, Praha 1954
- [6] GUTH, VL., LINK, F., MOHR, J. M., ŠTERNBERK, B.: Astronomie II, Nakladatelství československé akademie věd, Praha 1954
- [7] ŠIROKÁ, M., ŠIROKÝ, J.: Kapitoly z astrofyziky, Knihovna všeobecného vzdělání 1973
- [8] KLECZEK, J.: Velká encyklopedie vesmíru, Academia Praha 2002
- [9] MACHÁČEK, M.: Fyzika pro gymnázia Astrofyzika, Prometheus 1998
- [10] RYBIČKA, J.: \LaTeX pro začátečníky, Brno 2003
- [11] KOUBSKÝ, P., ET AL.: Spectral and Light variability of Be star 60 Cygni, ASP Conference Series, vol. 214, 2000
- [12] PORTER, J. M., RIVINIUS, T.: Classical Be stars, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 115:1153–1170, 2003
- [13] KŘÍŽ, S., HARMANEC, P.: A Hypothesis of the binary origin of Be stars, Vol.26(1975), No. 2
- [14] BJORKMAN, J. E., CASSINELLI, J. P.: The Wind Compressed Disk Model of Be Stars (Invited Paper), Nonisotropic and Variable Outflows from Stars, ASP Conference Series, Vol. 22, 1992

- [15] OWOCKI, S. P., CRANMER, S. R., GAYLEY, K. G.: Inhibition FO Wind Compressed Disk Formation by Nonradial Line-Forces in Rotating Hot-Star Winds, *Astrophysical Journal Letters* v.472, p.L115, 1996
- [16] WISNIEWSKI, J.P., ET AL.: Toward mapping the detailed density structure of classical Be circumstellar disks, *The Astrophysical Journal*, 656: L21–L24, 2007
- [17] MIKULÁŠEK, Z.: *Fyzika hvězd a hvězdných soustav*, skripta Brno 2000
- [18] MIKULÁŠEK, Z., KRTOČKA, J.: *Fyzika horkých hvězd*, skripta Brno 2007
- [19] <http://astroneu.Cozm/plasma-redshift-1>
- [20] <http://www.astrosurf.com/buil/us/bestar.htm>
- [21] <http://sphericalcube.com/thesis/thesis.php>
- [22] <http://www.gnuplot.info>