MASARYKOVA UNIVERZITA Přírodovědecká fakulta

Diplomová práce

HORKÉ HVĚZDY S P CYGNI PROFILY ČAR NA HR DIAGRAMU

Helena Hanzlová



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

Brno 2011

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

V Brně dne

.....

Helena Hanzlová

Děkuji především vedoucímu své práce doc. Mgr. Jiřímu Krtičkovi, Ph.D., za cenné rady, ochotu a trpělivost při konzultacích. Děkuju moc také mému příteli Márovi a mamince nejen za připomínky k této práci, ale i za psychickou podporu a za to, že trpělivě snášeli mé nálady.

Práce vznikla s podporou projektu specifického výzkumu MUNI/A/0968/2009.

Abstrakt:

Cílem této diplomové práce je určení oblasti HR diagramu, ve které se nacházejí hvězdy, v jejichž spektru je možné pozorovat profily čar typu P Cygni.

První kapitola se zabývá charakteristikami jednotlivých typů horkých hvězd, druhá kapitola přináší úvod do spektroskopie. Následuje kapitola věnovaná různým typům hvězdných větrů, nejvíce však hvězdnému větru horkých hvězd. Poslední kapitola teorie se věnuje P Cygni profilu.

V praktické části jsou porovnáváním hvězdných spekter s modelovými určeny čáry, ve kterých se objevil P Cygni profil. Následně byly obrazy hvězd s P Cygni profily v jednotlivých čarách naneseny do HR diagramu. Nakonec byl pro všechny hvězdy sestaven HR diagram, na kterém je jasně patrné rozložení hvězd s pozorovatelnými projevy hvězdného větru.

Klíčová slova: P Cygni profil, hvězdný vítr, horké hvězdy, spektrum

Abstract:

The purpose of this thesis is to determine the region of HR diagram, where are the stars, in whose spectra it is possible to observe the profiles of P Cygni type lines.

The first chapter deals with the characteristics of different types of hot stars, the second chapter gives an introduction to spectroscopy. The following chapter is devoted to the different types of stellar winds, but the most to stellar wind of hot stars. The last chapter of theory is devoted to the P Cygni profile.

In the practical part the lines, in which P Cygni profile appeared, are identified by comparing stellar spectra with a model. Subsequently, images of stars with P Cygni profiles of lines were plotted in the HR diagram. Eventually the HR diagram for all stars was compiled, where it is clearly evident the distribution of stars with observable manifestations of stellar wind.

Keywords: P Cygni profile, stellar wind, hot stars, spectrum

Obsah

	Úvo	d	7
1.	Hor	ké hvězdy	8
	1.1	Charakteristika	8
	1.2	HR diagram	9
		1.2.1 Horké hvězdy hlavní posloupnosti	9
		1.2.2 Obři a veleobři populace I	11
		1.2.3 Horizontální větev obrů populace II	12
		1.2.4 Horké hvězdy pod hlavní posloupností	13
		1.2.5 Hvězdy s emisními čarami	14
2.	Zář	ení a spektrum horkých hvězd 1	16
	2.1	Stručný popis záření	16
	2.2	Spektrum a spektrální třídy horkých hvězd	18
	2.3	Spektrální čáry	19
	2.4	Rozšíření a profily spektrálních čar	20
	2.5	Spektrální čáry hvězdného větru	22
3.	Hvě	zdný vítr 2	24
	3.1	Trochu historie	24
	3.2	Hlavní vlastnosti hvězdného větru	25
	3.3	Hvězdný vítr zářivých chladných hvězd	26
	3.4	Vítr hvězd slunečního typu	28
	3.5	Hvězdný vítr horkých hvězd	30
		3.5.1 Urychlování hvězdného větru horkých hvězd	30
		3.5.2 Pozorování hvězdného větru	33
4.	Co	se skrývá pod názvem P Cygni? 3	3 4
	4.1	Hvězda P Cygni	34
	4.2	P Cygni profil	34
		4.2.1 Kvalitativní vysvětlení	35
		4.2.2 Kvantitativní vysvětlení	36

5.	Zpr	acování	39
	5.1	Hvězdy a charakteristiky pro HR diagram	39
	5.2	Výběr spekter	42
	5.3	Syntetické spektrum	46
	5.4	Výsledky	49
	5.5	Diskuse výsledků	61
6.	Záv	ěr	63
\mathbf{Li}	terat	ura	64

Úvod

To, že hvězdy září, je jedna z jejich vlastností, o kterých není třeba pochybovat. Hvězdu však mohou kromě fotonů opouštět i částice hmoty. Hvězda ztrácí látku a její vývoj se typicky zpomaluje. Dalo by se říct, že hvězdný vítr je pro hvězdy zdravý, "žijí" s ním déle.

Únik látky z hvězd hraje zásadní roli nejen ve vývoji hvězd, ale i ve fyzice a chemii mezihvězdného prostředí. Návrat hmoty do mezihvězdného prostředí mění chemické složení galaxií. Dochází tak k obohacování prostředí o těžší prvky, což ovlivňuje vznik a vývoj budoucích hvězd. Mimo to ale dochází i k obohacování vesmíru jako takového. Vesmír díky větru rozkvétá. Částice reagují s mezihvězd-nou látkou, a vznikají tak překrásné útvary jako nejrůznější bubliny, obklopující horké hvězdy, nebo mlhoviny okolo WR hvězd. Hvězdnému větru vděčíme i za vznik asi nejkrásnějších astronomických objektů – planetárních mlhovin. Právě P Cygni profil je spektrální záznam věčně pohyblivého hvězdného větru.

KAPITOLA 1. HORKÉ HVĚZDY

V této kapitole bylo čerpáno především z těchto zdrojů: [18], [23] a [24]. Konkrétní hodnoty, pokud není uvedeno jinak, jsem převzala z [24].

1.1 Charakteristika

Hvězdy můžeme dělit podle různých kritérií. Jedním z těch zásadních je teplota, podle níž členíme hvězdy na dvě skupiny – na *chladné* a *horké hvězdy*. Mezníkem je efektivní teplota kolem 7000 K, což zhruba odpovídá spektrálnímu typu F2.

Tato teplota nebyla vybrána náhodně. U hvězd chladnějších převažuje v subfotosférických vrstvách přenos energie konvekcí, u teplejších (tedy horkých hvězd) naopak zářivou difuzí. Konvekce způsobuje promíchávání vnějších vrstev, čímž dochází ke vzniku i zániku silných lokálních magnetických polí. Ty způsobují nejrůznější projevy hvězdné aktivity, jako jsou fotosférické skvrny, erupce a protuberance. To vše můžeme sledovat např. u Slunce.

Naopak u horkých hvězd nepozorujeme žádnou hvězdnou aktivitu slunečního typu. Hvězdy nemají korónu, magnetická pole jsou globální a stabilní. Uplatňuje se zde zářivá difuze, která může vést ke vzniku chemicky pekuliárních hvězd (hvězdy hlavní posloupnosti typu A a pozdního B) či k hvězdnému větru urychlovanému zářením (např. spektrální typy O, B a veleobři spektrálního typu A).

Mezi horké hvězdy patří nejrůznější typy hvězd lišící se hmotností, zářivým výkonem i stářím. Horké hvězdy s větší hmotností zpravidla náleží k *populaci I*, tedy ke hvězdám, jejichž stáří obecně dosahuje nejvýše jen několik miliard let. Tyto hvězdy mají vyšší podíl těžších prvků a vyskytují se pouze v galaktickém disku. Ty nejmladší a nejhmotnější z nich, hvězdy spektrálních typů O a B, se ještě nevzdálily od místa svého vzniku ve spirálních ramenech¹, nacházíme je ve hvězdných asociacích a říkáme, že patří k *extrémní populaci I*.

 $^{^{1}}$ Toto se týká spirálních galaxií, například naší Galaxie. Velmi hmotné a zářivé hvězdy ale vznikají i v jiném typu galaxií – v nepravidelých galaxiích, například v mezigalaktickém mostě mezi navzájem splývajícími galaxiemi, v prstenci prstencových galaxií nebo v celém objemu tzv. starburst galaxií.

Hvězdy staré, s nízkým obsahem těžších prvků a velmi výstředními a chaotickými drahami, náleží k *populaci II*. Tyto hvězdy jsou rozptýleny po celé Galaxii a často se vyskytují v kulových hvězdokupách. V Galaxii tyto hvězdy nad svými mladšími protějšky početně i hmotnostně převládají, horkých hvězd je však mezi nimi velmi málo.

1.2 HR diagram

Hertzsprungův-Russellův (HR) diagram je základní diagram používaný v astronomii. Na vodorovnou osu nanášíme efektivní teplotu hvězd nebo veličiny s ní související (spektrální typ, barevný index), na svislou osu nanášíme absolutní hvězdnou velikost nebo logaritmus zářivého výkonu hvězd. Historickou zvláštností je to, že teplota ve směru vodorovné osy neroste, ale klesá. Horké hvězdy se proto nacházejí v levé části HR diagramu. Příklad HR diagramu je na obrázku 1.

Body (obrazy hvězd) nejsou po diagramu rozesety rovnoměrně, ale shlukují se do určitých skupin a pásů. Jednotlivé skupinky hvězd na diagramu se neliší pouze teplotou či zářivým výkonem, ale i dalšími vlastnostmi. Některé z těchto druhů horkých hvězd spolu s jejich charakteristikami jsou popsány dále.

1.2.1 Horké hvězdy hlavní posloupnosti

Nejvýraznější seskupení, které na HR diagramu objevíme, je hlavní posloupnost. Tímto stadiem projdou všechny hvězdy s hmotností nad 0,075 M_{\odot} , zároveň je to nejdelší životní etapa hvězd, hvězda zde stráví až 90 % svého aktivního života.

Pro hvězdy hlavní posloupnosti bez výjimky platí, že energetické ztráty způsobené vyzařováním jsou plně hrazeny energií uvolněnou z přeměny vodíku na helium v jádře hvězdy. Pro hvězdy s hmotností menší než 2 M_{\odot} , u nichž je centrální teplota menší než 18 milionů kelvinů, se termonukleární reakce dějí především prostřednictvím protonově-protonového (p-p) řetězce. U hvězd hmotnějších se nejvíce uplatňuje CNO cyklus, v němž jádra uhlíku, dusíku a kyslíku slouží jako katalyzátory.

Hvězda v jádře pozvolna spaluje vodík na helium a na HR diagramu se její obraz pomalu posouvá z *hlavní posloupnosti nulového stáří* (Zero Age Main Sequence, ZAMS), kde začínala, mírně doprava až ke *konečné hlavní posloupnosti* (Terminal Age Main Sequence, TAMS), kde její poklidná životní etapa končí.

Horké hvězdy hlavní posloupnosti na rozdíl od chladných hvězd rychle rotují, jejich rotační rychlost je typicky o řád, i o dva řády vyšší než u chladných hvězd.



Obrázek 1: HR diagram ([e1])

Nejrychleji rotují hvězdy spektrálních typů B5 až B8, průměrná rychlost zde dosahuje velikosti až 230 km/s. Výjimkou jsou chemicky pekuliární hvězdy, jejichž rotační rychlost většinou nepřesahuje 100 km/s.

Velice zajímavou skupinou hvězd, které patří mezi hvězdy hlavní posloupnosti, jsou tzv. *modří opozdilci*. Nacházíme je v centrálních částech kulových hvězdokup, kde vynikají svou jasností a namodralou barvou. Předpokládá se, že vznikly splynutím dvou hvězd, což by v hustých centrálních partiích hvězdokup nemuselo být tak nepravděpodobné. Při tomto jevu dojde k promíchání hvězdné látky, vodík se dostane i do středových částí nově vzniklé hvězdy, a ta se tak znova usadí na hlavní posloupnosti.

K hvězdám hlavní posloupnosti patří i několik typů proměnných hvězd. Mezi spektrálními typy A0 a F5, tedy tam, kde hlavní posloupnost protíná pás pulzační nestability, se nachází velmi početná skupina proměnných hvězd typu δ *Scuti.* Jejich světelné změny nejsou nikterak výrazné, amplituda se pohybuje v rozmezí od 0,003 mag do 0,9 mag, perioda je od 0,01 dne do 0,2 dne. Zato světelná křivka je velice komplikovaná, její tvar i amplituda se s časem silně mění. Je to způsobeno tím, že hvězdy pulzují současně v několika módech, přičemž kromě pulzací radiálních se uplatňují i neradiální.

V úzkém rozmezí spektrálních typů B0–B2 se nachází radiálně i neradiálně pulzující hvězdy, pojmenované po své představitelce β *Cephei*. Amplituda jejich světelných změn je od 0,01 mag do 0,3 mag a perioda pulzací je v intervalu 0,1 až 0,6 dne. Jejich jasnost je největší při nejvyšší teplotě a nejmenším poloměru hvězdy. Mechanismus pulzací je podobný jako u klasických cefeid (δ Cephei), i zde dochází k akumulaci zářivé energie, avšak u hvězd typu β Cephei je vysoká opacita aktivní vrstvy způsobená fotoionizací prvků skupiny železa.

1.2.2 Obři a veleobři populace I

Po vyhoření vodíku v jádře hvězda opustí hlavní posloupnost (v místě TAMS) a obraz hvězdy se postupně vydá směrem k pravému hornímu rohu HR diagramu. Energetické ztráty jsou hrazeny vodíkovými termonukleárními reakcemi probíhajícími ve slupce okolo heliového jádra, přičemž k zářivému výkonu hvězdy případně přispívají i jaderné reakce prvků těžších než vodík, probíhající ve vrstvách pod vodíkovou slupkou.

Podle Morganovy-Keenanovy klasifikace patří do této skupiny podobři (luminozitní třída IV), obři (III), nadobři (II), veleobři (Ib) a jasní veleobři (Ia). Hvězdy mají vysoký zářivý výkon, takže velice snadno dochází ke ztrátě hmoty prostřednictvím hvězdného větru. Jedním z typů hvězd, u kterých pozorujeme velmi silný hvězdný vítr, jsou *Wolfovy-Rayetovy hvězdy* (WR). Jsou to velmi horké hvězdy v pokročilém stádiu vývoje, jejichž počáteční hmotnost byla větší než 40 M_{\odot}. Poloměr je v rozmezí od 2 R_{\odot} do 20 R_{\odot}, efektivní teplota je typicky od 30 000 K do 70 000 K a zářivý výkon se pohybuje v řádech 10⁴–10⁶ L_{\odot}. Jejich spektrum je charakteristické širokými a intenzivními emisními čárami, které se tvoří v prudkém a hustém hvězdném větru. WR hvězdy kvůli větru téměř kompletně ztratily vodíkovou obálku, a dochází tak k odhalování povrchu hvězdy s prvky vzniklými jadernou syntézou. Podle spektra je dělíme na tři typy²: WN - pokud převládají čáry ionizovaného helia a dusíku; WC – nacházíme-li čáry helia, uhlíku a kyslíku a WO – mají-li hvězdy velmi silné čáry kyslíku.

Mluvíme-li o hvězdném větru, nesmíme zapomenout na skupinu hvězd označovaných jako zářivé modré proměnné hvězdy (Luminous Blue Variable stars, LBV). Jsou to velice hmotní horcí veleobři, u nichž nepravidelně dochází k hromadnému úniku látky a při tom i ke zvýšení jasnosti. Patří sem hvězdy jako např. S Dor, η Carinae či právě P Cygni, kterou při jednom svém zjasnění objevil W. J. Blaeu a podle níž se P Cygni profil nazývá. Kvůli výronům hmoty se okolo hvězd tvoří rozsáhlé a husté obálky s efektivní teplotou 8000 K až 9000 K, hvězdy samotné přitom mají povrchovou teplotu přibližně od 20 000 K do 25 000 K. V klidové fázi jejich proměnnosti ve spektru nacházíme emisní čáry H, He, Fe i zakázané čáry železa.

1.2.3 Horizontální větev obrů populace II

Hvězdy populace II patří mezi nejstarší objekty, které ve vesmíru můžeme nalézt. Vyznačují se nízkým podílem těžších prvků a všeobecně nižší hmotností (do 0,8 M_{\odot}). Mezi hvězdami populace II dosahují nejvyšších efektivních teplot hvězdy ležící na HR diagramu na tzv. horizontální větvi obrů. Ti teplejší obři dosahují efektivních teplot až 10 000 K, zároveň mají menší poloměr i menší hmotnost než obři na chladném konci větve, cca 0,5 M_{\odot} . Zářivý výkon na jejich teplotě ani hmotnosti nezáleží, pro všechny tyto obry je zhruba stejný – kolem 80 L_{\odot}. Energii hvězdy získávají ze dvou zdrojů: přeměnou vodíku na helium ve slupce kolem heliového jádra a spalováním helia na těžší prvky v jádru hvězdy.

Tam, kde horizontální větev obrů protíná pás pulzační nestability, se nachází tzv. krátkoperiodické cefeidy neboli hvězdy typu *RR Lyrae*. Jsou to s největší pravděpodobností pouze radiálně pulzující hvězdy spektrálních typů A až F, s periodami světelných změn mezi 0,2–1,2 dny a amplitudami 0,2 mag až 2 mag. Ma-

 $^{^2}$ někdy se uvádějí jen dva typy – WN a WC

ximum expanzní rychlosti odpovídá maximu jasnosti, střední absolutní hvězdná velikost ve vizuálním oboru je pro všechny hvězdy stejná, $M_{\rm v} = 0,7$ magnitud.

1.2.4 Horké hvězdy pod hlavní posloupností

V levé části HR diagramu najdeme pod hlavní posloupností několik oblastí, kde se nacházejí hvězdy různých vlastností – jsou to horcí podtrpaslíci, jádra planetárních mlhovin a bílí trpaslíci. Horcí podtrpaslíci, neboli také *heliové hvězdy*, jsou málo hmotné objekty, ve kterých se v jádru spaluje helium na těžší prvky a kterým přísluší luminozitní třída VI. Jsou příslušníky tzv. heliové hlavní posloupnosti, kde se nacházejí chemicky homogenní hvězdy s nedostatkem vodíku. Předpokládá se, že se do tohoto stavu hvězda dostala poté, co ztratila svoji vodíkovou obálku – působením hvězdného větru či přenosem hmoty na druhou složku těsné dvojhvězdy.

Na konci fáze asymptotické větve obrů dochází k expanzi vnějších vrstev, při které se pomalu odhaluje centrální část hvězdy ($v_{exp} \approx 20 \text{ km/s}$). Hvězda se dostává do stádia, které bude trvat jen několik desítek tisíc let, při kterém budeme pozorovat planetární mlhovinu. V jejím středu se nachází tzv. *jádro planetární mlhoviny*, budoucí bílý trpaslík. Jádra planetárních mlhovin jsou extrémně horké hvězdy, jejich typická efektivní teplota je kolem 70 000 K, výjimečně však může dosáhnout i 250 000 K. Skládají se z elektronově degenerovaného uhlíkokyslíkového jádra o hmotnosti cca 0,5–0,6 M_☉, na něm leží slabá heliová vrstva a atmosféra bohatá na vodík. Svým krátkovlnným zářením budí k záření vnitřní část planetární mlhoviny, což se projevuje emisními čarami vodíku a iontů, i zakázanými čarami silně ionizovaných atomů kyslíku, neonu, atd.

V této oblasti HR diagramu se nejvíce hvězd nachází v oblasti bílých trpaslíků. Je to konečné stádium hvězd o počáteční hmotnosti větší než 0,4 M_{\odot} a menší než 11 M_{\odot} ([23]). Převážně jsou tvořeny nesmírně hustým a téměř izotermickým, elektronově degenerovaným plynem, na povrchu je jen slabá vrstvička ideálního plynu s vysokou opacitou.

Pokud je atmosféra bílých trpaslíků složená z vodíku, jsou v jejich spektru výrazné vodíkové čáry, mluvíme tak o bílých trpaslících typu DA. Patří sem hvězdy od nejteplejších, s efektivní teplotou nad 100 000 K, až po ty nejchladnější o teplotě cca 5000 K. Je-li atmosféra z helia, jedná se o bílé trpaslíky typů DO nebo DB. DO jsou bílí trpaslíci s efektivní teplotou nad 45 000 K a s výraznými čarami He II. Pokud se mezi nimi najdou hvězdy s čarami těžších prvků, označují se DOZ. Typ DB je charakteristický čarami neutrálního helia He I a efektivní teplotou od 11 000 K do 30 000 K. Pokud se ve spektru nenacházejí žádné

výrazné spektrální čáry, jde o typ DC, nejchladnější bílé trpaslíky s povrchovou teplotou do 11 000 K.

Poloměr R a hmotnost M bílých trpaslíků jsou svázány vztahem $R \sim M^{-1/3}$. Poloměr je řádově 10⁷ m, což odpovídá velikostem planet. Zato jejich hmotnost může teoreticky dosáhnout až 1,4 M_☉, přesněji $M_c = 1, 4$ (1 + X) M_☉, kde M_c je tzv. Chandrasekharova mez, neboli největší hmotnost bílého trpaslíka, a X je relativní hmotnostní zastoupení vodíku, které se ale u bílých trpaslíků blíží nule. Kvůli vysoké hustotě (střední hustota je 10⁹ kg/m³) je pro spektra těchto hvězd typické rozšíření čar tlakem a velký gravitační rudý posuv. Pulzační nestabilita se týká i bílých trpaslíků, jde o neradiálně pulzující hvězdy typu ZZ Ceti. Amplitudy jejich světelných změn se pohybují od 0,001 mag do 0,2 mag, perioda je od 30 s do 25 minut.

1.2.5 Hvězdy s emisními čarami

Spektrum horkých hvězd bývá většinou složené pouze z absorpčních čar, ale může obsahovat i čáry emisní. Kromě hvězd, u nichž emisní čáry vznikají ve hvězdném větru (např. WR hvězdy), existuje i další typ hvězd s emisními čarami. Jsou to hvězdy, u nichž se ve spektru alespoň jednou objevila některá z Balmerových čar jako čára emisní. Značí se to tak, že se za spektrální typ hvězdy napíše malé písmeno e. Pokud se objevují čáry zakázaných přechodů, e se vloží do hranatých závorek.

Emisní čáry vodíku i dalších prvků pozorujeme například u *Herbigových* Ae/Be hvězd. Tyto Ae a Be hvězdy jsou poměrně vzácné, nepravidelně proměnné hvězdy spektrálních tříd A a B. Jsou několikrát hmotnější než Slunce (od 1, 5 M_☉) a stejně jako chladné hvězdy typu T Tauri jsou ve stádiu gravitačního smršťování, které předchází vstupu na hlavní posloupnost. Na HR diagramu bychom je proto našli v oblasti podobrů (luminozitní třída IV). Hvězdy obecně jsou v této fázi vývoje jen velmi krátkou dobu, proto objevit Herbigovu Ae nebo Be hvězdu není příliš snadné. Nacházejí se zejména v OB asociacích obklopené difúzními mlhovinami, právě tam si jich v roce 1960 poprvé všiml astronom G.H. Herbig.

Emisní čáry můžeme nalézt ve spektru *B veleobrů*, které jsou jedny z nejjasnějších hvězd v Galaxii, nebo u tzv. *hvězd se závojem*. Tyto hvězdy s poetickým názvem nejsou nic jiného než rychle rotující hvězdy obklopené emitujícím diskem, klasické Be hvězdy. Zahrnují hvězdy typu B všech luminozitních tříd kromě veleobrů. Až 70 % Be hvězd jsou hvězdy proměnné, což se projevuje jak u světelné křivky, tak u samotného spektra. Může se měnit jen intenzita emisní čáry, ale často navíc dochází k tomu, že se místo emisní čáry objeví čára absorpční, a z Be hvězdy se tak stane "obyčejná" hvězda spektrálního typu B. Nebo se ve středu emisní čáry objeví úzká absorpční složka, hvězdám s tímto profilem se pak říká *shell* hvězdy.

Dalšími hvězdami s emisními čarami jsou B[e] hvězdy. Mezi B[e] hvězdy patří hvězdy nejrůznějších hmotností i stáří, od protoplanetárních mlhovin s nízkou hmotností, přes velmi mladé Herbigovy B[e] hvězdy, až po velmi hmotné veleobry se silným hvězdným větrem. Co spojuje tak rozdílné typy hvězd? Pozorovaný infračervený exces svědčí o existenci okolohvězdné prachové obálky o teplotě do tisíce kelvinů a hlavně se v jejich spektru nacházejí, kromě výrazných emisních čar Balmerovy série či iontu Fe II, i zakázané čáry, a to např. [O I], [Fe II], [He II] nebo [O III].

KAPITOLA 2.

Záření a spektrum horkých hvězd

V této kapitole jsem čerpala převážně z těchto zdrojů: [5], [13], [17], [18], [23], [24], [35] a [36].

2.1 Stručný popis záření

Na úvod druhé kapitoly bych se ráda velmi stručně zmínila o základních rovnicích popisujících záření v atmosférách hvězd. Jednotlivé vzorce jsem čerpala z [24].

Záření hvězd je elektromagnetické vlnění, které teoreticky můžeme popsat třemi způsoby ([16]). Existuje popis vlnový pomocí vektoru intenzity elektrického pole \vec{E} , popis kinetický na základě distribuční funkce fotonů a konečně makroskopický, pomocí intenzity záření. Tento poslední popis je nejpřijatelnější, pokud charakteristický rozměr systému je mnohokrát větší než vlnová délka záření. Jelikož pro popis záření ve hvězdných atmosférách je toto splněno, budu se dále zabývat tímto popisem.

Jednou z nejdůležitějších astrofyzikálních veličin je specifická intenzita záření $I(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t)$. Definuje se pomocí množství energie d ε , která v intervalu frekvencí $(\nu, \nu + d\nu)$ v čase t za čas dt projde jednotkovou plochou dS v bodě \vec{r} ve směru \vec{n} do prostorového úhlu d ω . Neboli

$$d\varepsilon = I(\vec{r}, \vec{n}, \nu, t) \, dS \, \cos\theta \, d\omega \, d\nu \, dt, \qquad (2.1)$$

kde θ je úhel mezi normálou k ploše dS a směrem \vec{n} . Tato intenzita vlastně představuje zářivou energii, která za jednotku času v jednotkovém intervalu frekvence vychází z jednotkové plochy kolmé na směr záření do jednotkového prostorového úhlu. Pro jednoduchost můžeme přepokládat, že atmosféry horkých hvězd jsou sféricky symetrické a stacionární. V takovémto případě závisí intenzita záření pouze na vzdálenosti od středu hvězdy r, úhlu θ a frekvenci ν . *Střední intenzita záření* je střední hodnota specifické intenzity přes všechny směry. Označíme-li $\cos \theta = \mu$, lze ji vyjádřit tímto vztahem:

$$J(r,\nu) = \frac{1}{2} \int_{-1}^{1} I(r,\mu,\nu) \,\mathrm{d}\mu.$$
(2.2)

Tok záření $\vec{F}(\vec{r},\nu)$ vyjadřuje množství energie, které prochází jednotkovou ploškou za jednotku času v jednotkovém intervalu frekvencí. V případě sféricky symetrického prostředí je nenulová pouze jeho radiální složka:

$$F(r,\nu) \equiv F_r(r,\nu) = 2\pi \int_{-1}^{1} I(r,\mu,\nu) \,\mu \,\mathrm{d}\mu.$$
(2.3)

Často se používá i celkový tok záření v celém frekvenčním oboru, ten se jednoduše získá integrací zářivého toku přes všechny frekvence:

$$F(r) \equiv \int_0^\infty F(r,\nu) \,\mathrm{d}\nu. \tag{2.4}$$

Během průchodu záření atmosférou dochází k pohlcování a opětovnému vyzařování fotonů nebo k rozptylu. Představme si elementární objem o základně dS a tloušťce ds, kterým prochází záření o intenzitě $I(r, \mu, \nu)$ ve směru normály k dS v prostorovém úhlu $d\omega$. Část energie $\delta\varepsilon$ v intervalu frekvencí $d\nu$, které je ze záření za čas dt tímto elementem pohlceno, se rovná

$$\delta \varepsilon = \chi(r, \mu, \nu) I(r, \mu, \nu) \,\mathrm{d}S \,\mathrm{d}s \,\mathrm{d}\omega \,\mathrm{d}\nu \,\mathrm{d}t, \qquad (2.5)$$

přičemž $\chi(r, \mu, \nu)$ je *extinkční (absorpční) koeficient*, který je dán součtem koeficientů pravé absorpce a absorpce způsobené rozptylem.

Tento objemový element záření pouze nepohlcuje, ale i vyzařuje. Množství energie $\delta \varepsilon$ v intervalu frekvencí d ν vyzářené do prostorového úhlu d ω ve směru \vec{n} za čas dt je rovno

$$\delta \varepsilon = \eta(r, \mu, \nu) \,\mathrm{d}S \,\mathrm{d}s \,\mathrm{d}\omega \,\mathrm{d}\nu \,\mathrm{d}t, \tag{2.6}$$

přičemž $\eta(r, \mu, \nu)$ se nazývá emisní koeficient. Absorpční i emisní koeficient jsou v pohybujícím se prostředí anizotropní (složka absorpčního koeficientu způsobená rozptylem není izotropní ani ve statickém prostředí), pro jednoduchost však toto zanedbáme a budeme uvažovat, že izotropní jsou. Pokud je v atmosféře celkem N procesů, v důsledku kterých je atmosféra schopna absorbovat a rozptylovat záření, je celkový extinkční koeficient dán součtem příspěvků jednotlivých procesů:

$$\chi(r,\mu,\nu) = \sum_{i=1}^{N} \chi_i(r,\mu,\nu) = \sum_{i=1}^{N} \sigma_i(r,\mu,\nu) \, n_i(r), \qquad (2.7)$$

kde $\sigma_i(r, \mu, \nu)$ je účinný průřez *i*-tého procesu a $n_i(r)$ je koncentrace částic schopných absorbovat záření v důsledku tohoto procesu. Pokud by byl absorpční koeficient dán pouze rozptylem záření na volných elektronech, měl by v tom případě tvar

$$\chi(r,\mu,\nu) = \sigma_{\rm Th} \, n_{\rm e},\tag{2.8}$$

kde $\sigma_{\rm Th}=6,65\cdot10^{-25}{\rm cm}^{-2}$ je účinný průřez Thomsonova rozp
tylu a $n_{\rm e}$ je koncentrace volných elektronů.

2.2 Spektrum a spektrální třídy horkých hvězd

Spektrum je funkce zastoupení záření podle vlnové délky. Definujeme ho jako spojité, pokud obsahuje všechny vlnové délky a intenzita záření se vzhledem k vlnové délce mění jen pomalu. Spojitě září kapaliny a pevné látky. Fotony spojitého záření vznikají i v plynech při vázaně-volných přechodech či volně-volných přechodech, takto je tvořeno tzv. kontinuum.

Pro spektroskopii je nejdůležitější čárové spektrum hvězd. Jeho zkoumání nám umožní získat informace jak o obsahu chemických prvků v atmosféře hvězdy, tak i o jejím fyzikálním stavu. Základní vlastnosti čárového spektra popisují dva zákony, které v polovině 19. století zformulovali pánové Kirchhoff a Bunsen. První zákon říká, že jednotlivé prvky v plynném stavu mají spektrum složené z čar, jejichž počet a vlnové délky jsou za různých podmínek (teploty, tlaku, hustoty) vždy stejné, mění se jen jejich intenzita. Druhý zákon objasňuje tvorbu absorpčního a emisního spektra. Jestliže plyn, který se nachází mezi zdrojem záření a pozorovatelem, je chladnější než zdroj, vznikají absorpční čáry; je-li teplejší, vznikají čáry emisní.

Ve skutečnosti je problém poněkud složitější. Označme podíl koeficientů emise $\eta(r, \nu)$ a absorpce $\chi(r, \nu)$ jako zdrojovou funkci S,

$$S(r,\nu) = \frac{\eta(r,\nu)}{\chi(r,\nu)}.$$
(2.9)

Předpokládejme homogenní, planparalelní, opticky tenkou vrstvu plynu. Pokud na tuto vrstvu dopadá záření s intenzitou menší než je zdrojová funkce vrstvy, nebo na ni nedopadá žádné záření v daném intervalu frekvencí, ve spektru pozorujeme emisní čáry. Jestli na tuto vrstvu dopadá záření s intenzitou větší než je zdrojová funkce vrstvy, vznikají čáry absorpční.

Podle zastoupení a intenzity čar hvězdy rozdělujeme do spektrálních tříd. O, B, A a F jsou "klasické" spektrální třídy náležející horkým hvězdám, pro Wolfovy-Rayetovy hvězdy se také často uvádí samostatná spektrální třída W. V tabulce 1 jsou uvedeny základní charakteristiky spekter horkých hvězd.

Tabulka 1: Charakteristické čáry horkých hvězd podle spektrálních typů, čerpáno z $[23],\,[24]$ a[36]

Тур	Charakteristika spektra				
W	silné emisní čáry He I, He II,				
	C II, C III, C IV, N III, N IV, N V, O III, O IV				
0	silné čáry He II,				
	He I, H I, O III, N III, C III, Si IV				
В	He I, k pozdějším typům zesiluje H I,				
	C II, O II, N II, Fe III, Mg III				
А	u raných typů silné H I, k pozdějším typům narůstají čáry Ca II,				
	slabé, ale početné čáry ionizovaných kovů				
F	silné čáry Ca II, slabší H I,				
	Fe I, Cr I, Fe II, Ti II				

2.3 Spektrální čáry

Spektrální čára se skládá z *jádra*, což je její vnitřní část, a dvou *křídel*, které na jádro navazují a spojují ho s *kontinuem*. Kontinuum je hladina odpovídající úrovni spojitého spektra, jejíž relativní intenzitu klademe přesně rovnu 1.

Sílu čáry neboli míru celkové absorpce nebo emise čáry nám vyjadřuje *ekvivalentní šířka čáry*. Značí se W_{λ} , vyjadřuje se v jednotkách vlnové délky a je definovaná jako

$$W_{\lambda} = \int_{-\infty}^{\infty} \frac{I_{c}(\lambda) - I(\lambda)}{I_{c}(\lambda)} d\lambda \approx \int_{-\infty}^{\infty} \frac{I_{c}(\lambda_{0}) - I(\lambda)}{I_{c}(\lambda_{0})} d\lambda, \qquad (2.10)$$

kde $I_c(\lambda)$ značí intenzitu kontinua a λ_0 je vlnová délka středu čáry. Ekvivalentní šířka čáry je úměrná množství záření, které absorpční čára ubrala ze spojitého spektra. Závisí tedy na počtu absorbujících (nebo emitujících) částic. Mámeli normované spektrum, můžeme si ji představit pomocí obdélníku jednotkové

výšky o obsahu stejném, jako má daná čára. Jeho šířka, a tedy i plocha, je ona ekvivalentní šířka čáry.

Spektrální čára vznikající přechodem ze základní energiové hladiny na nejbližší vyšší hladinu se nazývá *rezonanční* ([13]). Poloha rezonančních čar ve spektru závisí na stupni ionizace – rezonanční čáry neutrálních nebo málo ionizovaných prvků jako Na I, Ca II, Fe II atd. leží ve viditelné oblasti, při vyšší ionizaci leží především v ultrafialové oblasti spektra. Ve hvězdném větru je většina atomů v základním stavu, proto zde rezonanční čáry atomů nabývají na důležitosti.

2.4 Rozšíření a profily spektrálních čar

Spektrální čára vzniká při vázaně-vázaném přechodu mezi dvěma diskrétními kvantovými stavy atomu či iontu. Foton, který je vyzářen nebo pohlcen při takovýchto přechodech, by měl mít vlnovou délku přesně odpovídající energetickému rozdílu ΔE mezi dvěma kvantovými stavy podle vztahu $\lambda = hc/\Delta E$. Čára by byla ideálně ostrá, hodnota intenzity čáry by byla omezena jen na jednu jedinou vlnovou délku λ . Kvůli konečné době, po kterou i izolovaný atom zůstává v excitovaném stavu, však dochází podle Heisenbergova principu neurčitosti k "rozmazání" energiových hladin, a dochází tak k *přirozenému rozšíření*. Přirozená šířka čáry je nezávislá na vlnové délce a její hodnota řádově odpovídá 10^{-5} nm ([36]).

S přirozeným rozšířením souvisí *srážkové rozšíření* neboli rozšíření tlakem. V předchozím případě jsme předpokládali atom, na který nepůsobí vnější síly. V případě horkých hvězd však musíme uvažovat přítomnost dalších částic, které atom ovlivňují nejen přímými nepružnými srážkami, ale hlavně prostřednictvím Coulombovské interakce. Každá takováto "srážka" zkracuje dobu, po kterou je elektron na vyšší hladině, a čím kratší doba, tím větší rozšíření čáry. Profil, který bychom našli u čar rozšířených pouze v důsledku konečného trvání excitace, je popsán *Lorentzovým profilem*:

$$\phi(\nu) = \frac{\frac{\Gamma}{4\pi^2}}{(\nu - \nu_0)^2 + (\frac{\Gamma}{4\pi})^2},$$
(2.11)

kde ν_0 je frekvence středu čáry a Γ je útlumový parametr pracující s pravděpodobností spontánní deexcitace, průměrnou frekvencí srážek a udávající šířku čáry.

Srážkové rozšíření spektrálních čar se uplatňuje v prostředí s vysokou koncentrací částic, a je tedy tím větší, čím vyšší je tlak a hustota. Porovnáme-li dvě hvězdy stejného spektrálního typu a různé luminozitní třídy, často zjistíme, že hvězda s menším zářivým výkonem má širší čáry. Je to způsobeno tím, že hvězdy s menším zářivým výkonem mají obvykle hustší atmosféry a větší gravitační zrychlení, a tím pádem i větší srážkové rozšíření čar.

Naopak pro látku s nízkou hustotou a vysokou teplotou je významné *tepelné rozšíření*. Je to rozšíření spektrálních čar v důsledku Dopplerova jevu vznikajícím při neuspořádaném tepelném pohybu vyzařujících částic. Profil čáry rozšířené pouze tímto způsobem má tvar *Gaussovy funkce*:

$$\phi(\nu) = \frac{1}{\sqrt{\pi}\Delta\nu_{\rm D}} e^{-\frac{(\nu-\nu_{\rm O})^2}{\Delta\nu_{\rm D}^2}},$$
(2.12)

kde $\Delta \nu_{\rm D}$ je Dopplerovská pološířka dána vztahem

$$\Delta\nu_{\rm D} = v_{\rm t} \frac{\nu_0}{c} = \sqrt{\frac{2kT}{m}} \frac{\nu_0}{c},\tag{2.13}$$

přičemž $v_{\rm t}$ udává typickou rychlost tepelného pohybu částic.



Obrázek 2: Tvar čáry daný tepelným rozšířením (Gaussův profil) nebo srážkovým rozšířením (Lorentzův profil) ([24])

Další dva způsoby rozšíření vznikají také v důsledku Dopplerova jevu. Kromě rozšíření způsobeným neuspořádaným pohybem jednotlivých částí hvězdné atmosféry se u hvězd uplatňuje také *rotační rozšíření* vznikající v důsledku rotace hvězdy. Přibližující se polokoule hvězdy způsobuje rozšíření čáry ke kratším vlnovým délkám, vzdalující se polokoule k delším vlnovým délkám. V ideálním

případě, kdy by osa rotace byla kolmá na směr k pozorovateli, bychom dokázali z rozšíření čáry určit přímo rotační rychlost hvězdy $v_{\rm rot}$. Poněvadž většina hvězd je vůči nám různě skloněná, dokážeme určit pouze průmět rotační rychlosti $v_{\rm rot} \sin i$, kde *i* je inklinace, tedy úhel mezi osou rotace a směrem k pozorovateli. Z toho plyne, že rotační rozšíření nemusíme pozorovat u všech rotujících hvězd. Průmět rotační rychlosti je nulový, pokud sin i = 0, což je v případě, kdy pól hvězdy míří přímo na nás.

Vliv na vzhled čar má také magnetické pole. Je-li pole hvězdy slabé (nebo máme-li spektrograf s malou disperzí), je čára pouze rozšířená. Je-li magnetické pole hvězdy silné, rozštěpí se spektrální čáry na dvě nebo tři složky, záleží na směru magnetických siločar vzhledem k pozorovateli. Rozšíření nebo rozštěpení čar magnetickým polem hvězdy se nazývá Zeemanův efekt. Obdobným jevem, ovšem způsobený elektrickým polem, je Starkův efekt.

Zmínila jsem Lorentzův profil způsobený konečnou dobou, po kterou je elektron vybuzen na vyšší hladině, a Gaussův profil, vznikající neuspořádaným tepelným pohybem. Pokud se tyto dva typy rozšíření objevují současně, což je skoro vždy, je výsledný profil dán konvolucí těchto profilů. Jádro je gaussovské, ale křídla kopírují Lorentzův profil. Této funkci se říká *Voigtův profil*.

2.5 Spektrální čáry hvězdného větru

Spektrální čáry, které ve větru vznikají, mohou být absorpční, emisní i kombinací obojího. Protože vznikají v pohybujicím se prostředí, jsou, na rozdíl od fotosférických čar, v důsledku Dopplerova jevu rozšířeny nebo posunuty na jinou vlnovou délku. Existuje pět způsobů, jakými se spektrální čáry hvězdného větru formují ([18]).

Prvním z nich je tzv. čárový rozptyl. Atom ve hvězdném větru absorbuje foton z hvězdy, nastává fotoexcitace a po velmi krátké době (pro nízké energiové hladiny typicky 10^{-9} s až 10^{-10} s) spontánní deexcitace na původní energiovou hladinu. V soustavě pohybující se s prostředím má reemitovaný foton zhruba stejnou frekvenci jako foton před absorbcí. Z vnějšího pohledu to vypadá, že foton byl pouze rozptýlen do jiného směru. Jestli čárový přechod nastává ze základní energiové hladiny, rozptyl i čáry dostanou přívlastek *rezonanční*. Právě rezonančním čárovým rozptylem vzniká většina pozorovaných P Cygni profilů.

Pokud iont ve hvězdném větru narazí na volný elektron, nastává rekombinace, a to nejčastěji na základní hladinu. V některých případech se iont rekombinuje do excitovaného stavu a pak postupně fotodeexcituje až na základní hladinu za vzniku čárových fotonů, převážně z infračerveného oboru spektra. Emisní čáry hvězdného větru nacházíme u hvězd, které za rok ztrácejí veliké množství hmoty (řádově $10^{-6} M_{\odot}$) a zároveň platí $v_{\infty} \gg v_{\rm t}$, $v_{\rm t}$ je rychlost tepelného pohybu atomů. Tyto čáry vznikají pouze v dostatečně hustém prostředí – vítr WR hvězd je hustý i v relativně velké vzdálenosti od hvězdy, zato u ostatních typů horkých hvězd se emisní čáry tvoří pouze v nejnižších vrstvách hvězdného větru nedaleko od hvězdy.

Velká většina atomů ve hvězdném větru se nachází v základním stavu. U těch zbývajících může nastat situace, kdy se excitovaný atom po absorpci fotonu dostane na ještě vyšší energiovou hladinu. Poté dojde ke spontánní deexcitaci na nižší hladinu za vytvoření jiného fotonu. Tento proces, patřící k pravé absorpci, se kvůli nedostatku excitovaných atomů se ve hvězdném větru uplatňuje jen minimálně.

Excitace atomu může nastat i srážkou s jiným atomem. Atom poté opět deexcituje na nižší energiovou hladinu za vyzáření fotonu. Kinetická energie atomu se tedy přemění na energii fotonu. Tento proces vzniku emisních čar je nejúčinnější v horkém plazmatu, protože atomy zde mají velkou kinetickou energii a srážky tu jsou velice časté. Najdeme je nejčastěji v horkých chromosférách a korónách, tedy převážně u hvězd slunečního typu.

Ve větru chladných hvězd nacházíme velmi silné a úzké molekulové emisní čáry způsobené maserovým zářením. Maserové záření vzniká díky stimulované emisi. Foton se srazí s excitovaným atomem a vyvolá emisi dalšího fotonu o stejné frekvenci i směru, jaký má on sám. Opakováním tohoto procesu vzniká obrovský počet fotonů o stejné energii pohybujících se ve stejném směru. Aby toto nastalo, musí se ve větru nacházet hodně excitovaných atomů a zároveň nesmí být ve směru pohybu fotonů rychlostní gradient, neboť Dopplerův jev by stimulovanou emisi omezil.

Pro hvězdný vítr horkých hvězd jsou nejdůležitější první dva způsoby tvorby spektrálních čar. Při čárovém rozptylu se vytváří profil P Cygni a převážně rekombinací elektronů vznikají emisní čáry větru jako např. H α , Paschenova a Brackettova série vodíku a čáry He II.

Kapitola 3. Hvězdný vítr

O tom, že hvězdy září, není pochyb. Z atmosfér některých hvězd nemusí odcházet jen fotony, ale i částice hmoty. Neustálé proudění hmoty z hvězd nazýváme hvězdným větrem. Rozlišujeme tři základní typy hvězdných větrů. Hvězdný vítr urychlovaný absorpcí záření na prachových částicích, typický pro chladné obry a veleobry. Pak hvězdný vítr slunečního typu, neboli koronální vítr, který je důsledkem rozpínání horké koróny. Konečně hvězdný vítr horkých hvězd, urychlovaný rozptylem záření v čarách těžších prvků.

V této kapitole jsem čerpala především z: [14], [15], [18], [24], [26] a [29].

3.1 Trochu historie

Dlouhou dobu se únik hmoty do mezihvězdného prostoru spojoval pouze s novami, supernovami či s jádry planetárních mlhovin. Roku 1929 upozornil C. S. Beals na podobnost spekter nov a Wolfových-Rayetových hvězd a v roce 1935 zjistili Adams a MacCormack pohyby hmoty u rudých obrů a veleobrů, i když změřená rychlost nedosahovala únikové rychlosti. Tato pozorování naznačovala, že unikání hmoty nemusí být jen záležitostí výjimečných událostí jako záblesky nov atd., ale naopak poměrně běžným jevem. V tom případě by se musely upravit teorie týkající se atmosfér a hvězdného vývoje i fyzika a chemie mezihvězdného prostředí.

Na základě pozorování polární záře a dalších geomagnetických jevů v zemské atmosféře vyplývalo, že magnetosféra je ovlivňována nabitými částicemi slunečního původu. Eugene Parker ztotožnil tyto částice s expandující korónou a nazval je *slunečním větrem* (1958, 1960). Tento termín se ujal a jeho obměna *hvězdný* vítr se užívá jako synonymum pro časově ustálenou ztrátu hmoty z hvězd.

Parkerova teorie trvale expandující sluneční koróny měla hodně odpůrců, ale naštěstí byla publikována v době, kdy ji bylo možné ověřit přímým měřením v meziplanetárním prostoru. První přímé měření slunečního větru proběhlo v roce 1959 na sovětských měsíčních sondách Luna 2 a 3 a v roce 1961 na americké družici Explorer 10. Pochybnosti o slunečním větru jako trvalém jevu zmizely při letu kosmické sondy Mariner 2 k Venuši v roce 1962. Během devadesátidenního letu byly nepřetržitě registrovány částice slunečního větru a podařilo se také doložit, že úkazy na Slunci ovlivňují hustotu a rychlost slunečního větru.

První přesvědčivý důkaz existence hvězdného větru chladných hvězd získal v roce 1956 A. J. Deutsch při studiu dvojhvězdného systému α Her. Ve spektru jasnější složky – rudého veleobra – byly už v roce 1935 zaznamenány silné rezonanční čáry posunuté vůči ostatním fotosférickým čarám. Zjištěný posuv čar však odpovídal rychlosti více než desetkrát menší, než je úniková rychlost z fotosféry této hvězdy. Deutch pořídil sérii spetrogramů i sekundární složky, z nichž vyvodil, že obíhá v rozsáhlé expandující obálce rudého veleobra, a to ve vzdálenosti 700 AU. Zatímco tedy expanzní rychlost v atmosféře veleobra je menší než rychlost úniková, ve vzdálenost 700 AU je změřená rychlost rozpínající se obálky již větší a ze systému tak může unikat hmota.

3.2 Hlavní vlastnosti hvězdného větru

Pro jednoduchost předpokládejme, že hvězdný vítr je homogenní, stacionární a sféricky symetrický. Dvě nejdůležitější vlastnosti větru, které z jeho spektra můžeme vyčíst, jsou rychlost ztráty hmoty a konečná rychlost.

Rychlost ztráty hmoty M nám říká, jaké množství látky za jednotku času opouští hvězdu, tedy kolik hmotnosti hvězda za určitý čas ztratí. Vyjadřujeme ji v hmotnostech Slunce za jeden rok. Čím větší má hvězda zářivý výkon, tím rychleji prostřednictvím hvězdného větru ztrácí svou hmotnost; pro horké hvězdy platí, že rychlost ztráty hmoty je úměrná přibližně druhé mocnině zářivého výkonu hvězdy.

Hmotnost hvězdy určuje, jak se bude hvězda dále vyvíjet, proto se znalost M netýká pouze hvězdného větru, ale i hvězdy samotné. Jako v jiných případech i zde platí zákon zachování hmotnosti:

$$\dot{M} = 4\pi r^2 \rho(r) v(r), \qquad (3.1)$$

který vyjadřuje, jak rychlost ztráty hmoty M souvisí s hustotou ρ a rychlostí v větru v bodě vzdáleném r od středu hvězdy. Znamená to, že materiál ve hvězdném větru nevzniká ani nezaniká a že tedy množství látky, které za jednu sekundu projde sférou daného poloměru, je v každé vzdálenosti od středu hvězdy stejné.

Konečná rychlost v_{∞} je rychlost hvězdného větru ve velké vzdálenosti od hvězdy. Její velikost závisí převážně na únikové rychlosti od hvězdy. Hodnota konečné rychlosti se pohybuje od desítek kilometrů za sekundu v případě větru

zářivých chladných hvězd až po několik tisíc kilometrů za sekundu u horkých hvězd.

Rychlost hvězdného větru s rostoucí vzdálenosti od povrchu hvězdy narůstá. Rozdělení rychlosti hvězdného větru podle vzdálenosti od hvězdy přibližně popisuje tzv. β -zákon:

$$v(r) \simeq v_0 + (v_\infty - v_0)(1 - \frac{R}{r})^{\beta}.$$
 (3.2)

Tento zákon obecně popisuje nárůst rychlosti v se vzdáleností r od poloměru hvězdy R, od malé rychlosti ve fotosféře hvězdy ($r = R, v = v_0, v_0 \leq 1$ km/s) až po konečnou rychlost v_{∞} ve velkých vzdálenostech od hvězdy. Protože platí, že $v_0 \ll v_{\infty}$, můžeme ho zjednodušit na tvar:

$$v(r) \simeq v_{\infty} (1 - \frac{R}{r})^{\beta}.$$
(3.3)

Parametr β popisuje, jak prudce rychlost se vzdáleností narůstá. Pro O a B hvězdy se tento parametr pohybuje mezi hodnotami 0,7 a 1, pro A veleobry v rozmezí 3 až 4 ([17]). Typická hodnota pro hvězdný vítr horkých hvězd je 0,8. Ta znamená, že rychlost větru strmě roste a už ve vzdálenosti 3 R od povrchu hvězdy dosahuje téměř 80 % konečné rychlosti. Oproti tomu vítr chladných hvězd má o poznání menší zrychlení, což odpovídá větším hodnotám β ([18]).

Rychlost ztráty hmoty \dot{M} se nejčastěji zjišťuje z emisních čar hvězdného větru (nejlépe z H α nebo v případě zářivých chladných hvězd z čar molekuly CO) a konečnou rychlost větru, případně rozdělení rychlosti ve větru lze odvodit z modré hrany saturovaného P Cygni profilu nebo ze šířky či profilu maserových čar zářivých chladných hvězd.

3.3 Hvězdný vítr zářivých chladných hvězd

Chladné hvězdy s vysokým zářivým výkonem ztrácejí hmotnost prostřednictvím hvězdého větru. Stejně jako u horkých hvězd je za to zodpovědné silné zářivé pole, avšak samotný mechanismus je odlišný. Vítr zářivých chladných hvězd je urychlován absorpcí (rozptylem) fotonů na částečkách prachu. Budeme-li uvažovat zjednodušující předpoklad, že se fotony pohybují od hvězdy pouze v radiálním směru, zatímco reemise může nastat v jakémkoli směru, dostaneme tak důvod, proč dochází ke zrychlování zrnka prachu radiálně směrem od hvězdy. Prachová zrnka jsou schopná absorbovat záření v širokém intervalu vlnových délek, proto se o tomto typu větru říká, že je poháněný kontinuem. Toto je také důvod, proč, na rozdíl od horkých hvězd, zde Dopplerův jev nehraje roli.

Hvězdný vítr urychlovaný prachem se netýká všech chladných hvězd, ale pouze zářivých červených obrů a veleobrů a hvězd asymptotické větve obrů (AGB, mezi ně patří dlouhoperiodické proměnné miridy a silné infračervené a maserové zdroje – hvězdy OH/IR). Zářivý výkon musí být velmi vysoký, aby mohl být dostatek fotonů k urychlování větru, pro AGB hvězdy je výkon větší než $10^4 L_{\odot}$ a pro veleobry dokonce větší než $10^5 L_{\odot}$. Efektivní teplota těchto hvězd je v rozmezí od 2000 K do 3000 K. Teplota musí být nízká, neboť při vyšší teplotě hvězdy by se prach nevytvořil nebo by vysublimoval. Co se týká hmotnosti těchto hvězd, červení obři a AGB hvězdy mají hmotnost mezi 0,4 M_{\odot} a 8 M_{\odot}, červení veleobři nad 8 M_{\odot}

Prach je složen ze zrnek o velikosti do 0,1 μ m, které lze podle složení v zásadě rozdělit do dvou skupin: grafitový prach, vyskytující se u hvězd bohatých na uhlík, pro něž platí C/O > 1; a prach silikátový, vznikající u hvězd bohatých na kyslík, pro něž platí, že C/O < 1. Prach u hvězd bohatých na uhlík je složen z amorfního uhlíku, případně z SiC, MgS či Fe. Křemíkatý prach je tvořen různými sloučeninami křemíku jako například Mg₂SiO₄ nebo MgSiO₃. Ve vesmíru je kyslík běžnějším prvkem než uhlík, proto hvězdy s normálním chemickým složením atmosféry (např. veleobři spektrálního typu M) patří mezi kyslíkaté hvězdy s křemíkatým větrem.

Pokud zanedbáme změnu teploty prachu kvůli srážkám či chemickým reakcím, je teplota prachu určována zářivou rovnováhou mezi absorpcí dopadajícího záření a následnou reemisí do větších vlnových délek. Přerozdělení energie rozptylem na prachových částicích způsobuje pozorovaný infračervený a rádiový exces.

Hvězdný vítr chladných hvězd však není tvořen pouze prachem, dokonce až dvěstěkrát hmotnější složkou větru je plyn (kromě vodíku a helia je početné zastoupení například molekul CO či CN ([18])). Musí být tedy nějaký mechanismus, pomocí něhož dochází k přenosu hybnosti z prachu na plyn. Oním mechanismem není nic jiného než třecí síla. Jak jsou prachové částice urychlovány, sráží se s molekulami plynu a "táhnou" je za sebou. Aby mohlo docházet k přenosu hybnosti mezi prachem a plynem, nesmí být rozdíl rychlostí těchto dvou složek příliš vysoký, jinak by zrnko prachu nevydrželo srážky s molekulami plynu a rozpadlo by se. Zároveň nesmí být hustota větru příliš nízká, v tom případě by počet srážek mezi plynem a prachem poklesl natolik, že by nedocházelo k efektivnímu přenosu hybnosti, a vznikl by tak čistě prachový vítr (podobně vzniká čistě metalický vítr u některých horkých hvězd). Největší rychlost ztráty hmoty mají hvězdy asymptotické větve obrů, \dot{M} dosahuje až 10^{-4} M_{\odot} za rok (tzv. supervítr). Co činí tyto hvězdy tak výjimečné, že disponují tak velkou rychlostí ztráty hmoty?

Jak jsem již zmínila, efektivní teplota hvězdy a její pole záření určují, v jaké vzdálenosti od hvězdy a jestli vůbec se prachová zrna utvoří. Na hustotě látky zase závisí, jestli bude docházet k efektivnímu přenosu hybnosti mezi prachovými částicemi a molekulami plynu. Hustota látky se ale se vzdáleností od hvězdy snižuje. A jsme u toho, proč hvězdy AGB tak rychle ztrácejí svou hmotnost. Mají totiž mechanismus, který zajistí, že v místě kondenzačního poloměru (tedy tam, kde dochází k utváření prachových zrn, průměrně vrstva o teplotě zhruba 1500 K nacházející se typicky ve vzdálenosti dvou, tří poloměrů hvězdy) bude hustota natolik vysoká, že dojde ke vzniku pracho-plynného větru. Oním tajemným mechanismem, který látku zahušťuje, jsou pulzace hvězd.

Díky pulzacím se vypuzuje velké množství hvězdné látky do prostoru kolem hvězdy. Pokud by nedocházelo ke kondenzování prachových částic, látka by spadla zpět na hvězdu. Jakmile se ale prach vytvoří, je unášen směrem od hvězdy. Kombinací rozptylu záření na prachových částicích, které prach urychlují, a pulzací, které látku zahušťují natolik, že dochází k dostatečnému přenosu hybnosti na plyn, vzniká vítr zářivých chladných hvězd.

Rychlost ztráty hmoty se pohybuje v rozmezí od 10^{-8} do 10^{-4} M_☉ za rok, tedy podobně jako u horkých hvězd. Jinak to je ale s konečnou rychlostí, ta bývá desetkrát až stokrát nižší než u horkých hvězd, u červených obrů a veleobrů se pohybuje do 160 km/s, u AGB hvězd dokonce jen do 25 km/s. Velká rychlost ztráty hmoty při tak nízké rychlosti větru se dá vysvětlit tím, že hvězdný vítr chladných hvězd je poměrně dost hustý.

3.4 Vítr hvězd slunečního typu

V předchozí kapitole jsem se zmínila o zářivých chladných hvězdách, které mají vítr urychlovaný absorpcí na prachových částicích. I méně zářivé chladné hvězdy však mohou mít hvězdný vítr. Podmínkou je, aby hvězdy měly horkou korónu, vítr těchto hvězd je takzvaný *koronální vítr*. V případě našeho Slunce mu pak říkáme sluneční vítr.

Tento typ větru vzniká díky tepelné expanzi horké koróny, je to vítr poháněný gradientem tlaku plynu způsobeným vysokou teplotou koróny. Zatímco efektivní teplota Slunce dosahuje hodnoty 5779 K, teplota koróny je v řádu milionů kelvinů. Předpokládá se, že prvotní příčina ohřívání koróny tkví v dynamovém mechanismu těchto hvězd. Magnetické pole zesílené rotací v centru hvězdy za-

mrzává do plazmatu, konvekcí je vynášeno k povrchu hvězdy, kde disipuje. Při disipaci vznikají magnetohydrodynamické vlny, které se šíří fotosférou a v oblasti chromosféry a koróny se rozpadnou. Při rozpadu se uvolní velké množství mechanické a elektromagnetické energie, a dojde tak k ohřevu plazmatu. Tak nějak je nejspíše transportována energie z centra hvězdy až ke koróně, ikdyž přesná příčina známa není ([24]).

Korónu bychom teoreticky mohli najít u všech nedegerovaných hvězd chladnějších než cca 7000 K, neboť u těchto hvězd převládá v podpovrchových vrstvách přenos energie konvekcí. Úvaha to ale není správná, chladné hvězdy s vysokým zářivým výkonem mají ztrátu hmoty prostřednictvím hvězdného větru urychlovaným prachem natolik velkou, že se zde koróna nestačí vytvořit. Horkou korónu a koronální hvězdný vítr tak můžeme najít u hvězd méně svítivých – u chladných hvězd hlavní posloupnosti pozdějších spektrálních typů než F5 a u hvězd mezi F5 IV a K1 III.



Obrázek 3: Nižší vrstvy koróny Slunce o teplotě zhruba milion kelvinů. Pozorováno družicí SOHO na čáře Fe IX/X, $\lambda = 171$ Å. Jsou zde vidět koronální díry (tmavé oblasti), středně jasné klidné oblasti i několik erupcí a protuberancí. ([e8])

Podíváme-li se na korónu Slunce z blízka, nejlépe v rentgenové nebo ultrafialové oblasti, najdeme na ní tři typy oblastí: *oblast uzavřených magnetických smyček*, zde pozorujeme nejrůznější erupce a protuberance, částice však neopouštějí hvězdu, tato oblast dosahuje teploty typicky $2 \cdot 10^6$ K; jejich protiklad jsou *klidné oblasti* o teplotě cca milion kelvinů, je to zdroj *pomalého slunečního větru* (zhruba 300 km/s); třetí oblastí jsou *koronální díry*, ze kterých pochází *rychlý sluneční vítr* (asi 700 km/s). Průměrná rychlost slunečního větru je zhruba 500 km/s, v klidné fázi slunečního cyklu může poklesnout jen na hodnotu 300 km/s. Konečná rychlost ostatních hvězd slunečního typu je podobná, pohybuje se nejčastěji mezi 400–800 km/s. Rychlost ztráty hmoty není větší než $2 \cdot 10^{-14}$ M_{\odot} za rok, takže Slunce za celý pobyt na hlavní posloupnosti (cca deset miliard let) ztratí zanedbatelných 0,01 % své původní hmotnosti ([27]).

3.5 Hvězdný vítr horkých hvězd

Posledním typem hvězdného větru je hvězdný vítr horkých hvězd. Pro usnadnění dalšího popisu budu předpokládat, že hvězda září jako bodový zdroj, nenastává vícenásobný rozptyl ani překrývání jednotlivých čar.

3.5.1 Urychlování hvězdného větru horkých hvězd

Společnou vlastností horkých hvězd je vysoká efektivní teplota a s tím spojený vysoký zářivý tok. S intenzivním polem záření souvisí dvě síly: zářivá síla způsobená *rozptylem záření na volných elektronech* a především síla způsobená *čárovým rozptylem*. Obě tyto síly se podílejí na urychlování hvězdného větru.

Zářivá síla na jednotkový objem f_z je obecně způsobená předáváním hybnosti fotonů okolní látce prostřednictvím absorpce nebo rozptylu. Má velikost

$$f_{\rm z} = \frac{1}{c} \int_0^\infty \chi(r,\nu) F(r,\nu) \,\mathrm{d}\nu.$$
(3.4)

S použitím vztahů (2.8) a (2.4) pro opacitu a zářivý tok můžeme napsat vztah pro velikost síly způsobené rozptylem záření na volných elektronech jako

$$f_{\rm z,e} = \frac{\sigma_{\rm Th} \, n_{\rm e} \, F(r)}{c}.\tag{3.5}$$

Zářivý tok F je spjat se zářivým výkonem hvězdy L vztahem

$$F(r) = \frac{L}{4\pi r^2},\tag{3.6}$$

kde r je vzdálenost od středu hvězdy, zároveň zářivé zrychlení způsobené rozp
tylem na volných elektronech se rovná podílu zářivé síl
y $f_{\rm z,e}$ a hustoty ρ . Po dosazení střední molekulové h
motnosti $\mu_{\rm e} = \rho/n_e$ pro velikost zářivého zrychlení dostáváme

$$g_{\rm e} = \frac{f_{\rm z,e}}{\rho} = \frac{\sigma_{\rm Th}L}{c\mu_{\rm e}\,4\pi r^2}.\tag{3.7}$$

Porovnáme-li toto zrychlení s opačně orientovaným gravitačním zrychlením $g = -GM/r^2$, dostaneme tzv. *Eddingtonův parametr* Γ :

$$\Gamma = -\frac{g_{\rm el}}{g} = \frac{L\sigma_{\rm Th}}{4\pi\mu_{\rm e}GM}.$$
(3.8)

Jelikož se v této rovnici vyskytují buďto konstanty nebo proměnné, které se příliš nemění, je i Eddingtonův parametr v atmosféře dané hvězdy téměř konstantní a pro horké hvězdy menší než jedna (pro WR hvězdy nebo LBV je Eddingtonův parametr roven téměř jedné, tyto hvězdy se tedy velmi přibližují Eddingtonově limitě ([30])). Síla způsobená rozptylem záření na volných elektronech významně snižuje výsledné efektivní gravitační zrychlení g_c , a s tím i velikost únikové rychlosti v_u . Ty pak nabývají tvaru:

$$g_{\rm c} = g + g_{\rm el} = -\frac{GM(1-\Gamma)}{r^2},$$
 (3.9)

$$v_{\rm u} = \sqrt{\frac{2GM(1-\Gamma)}{r}}.$$
(3.10)

Co vítr urychluje především, je síla způsobená čárovým rozptylem, přesněji absorpcí UV fotonů v rezonančních čarách těžších prvků. Pro hvězdy s efektivní teplotou vyšší než 50 000 K to jsou hlavně atomy Si, S, P; pro hvězdy v rozmezí efektivních teplot 40 000–25 000 K to jsou C, N, O a pro hvězdy s efektivní teplotou mezi 25 000 K a 6000 K jsou dominantní prvky skupiny železa ([18]). Tato zářivá síla je několikrát větší než gravitační a v případě opticky tenkého prostředí může být řádově až tisíckrát větší ([24]).

Jak čárový rozptyl vzniká, je popsáno v podkapitole 2.5. Klíč k urychlování větru je v tom, že foton přilétá ze směru od hvězdy, ale po absorbci a následné reemisi iontem je foton vyzářen do náhodného směru. Dochází tak k tomu, že po absorpci fotonu je iont urychlen směrem od hvězdy, a pravděpodobnost, že by byl zpomalen na svou původní rychlost – vyzářením fotonu přímo ve směru svého pohybu, je velice malá. O kolik se změnila radiální rychlost atomu, můžeme snadno odhadnout ze zákona zachování hybnosti. Budeme-li předpokládat, že atom i foton se pohybují směrem od hvězdy, že rychlost atomu je podstatně menší než rychlost světla a $h\nu_0 \ll mc$, kde ν_0 je frekvence fotonu ve vztažné soustavě pohybujícího se atomu a m je hmotnost atomu, dospějeme k tomuto výsledku:

$$\dot{v_{\rm r}} - v_{\rm r} = \frac{h\nu_0}{mc} (1 - \cos\alpha),$$
(3.11)

přičemž na levé straně rovnice je rozdíl radiálních rychlostí atomu po reemisi fotonu v_r a před absorpcí v_r a α značí úhel mezi směrem letu původního fotonu a reemitovaného.

Hvězdný vítr je tvořen převážně vodíkem a heliem: na tisíc iontů vodíku typicky připadá sto iontů helia, 1200 volných elektronů a jen jeden nebo dva ionty těžších prvků ([15]). Nabízí se otázka, proč dochází k urychlování větru zrovna na tak málo zastoupených iontech? Je to proto, že tyto prvky mají mnohem více čar, ve kterých může docházet k čárovému rozptylu, než helium nebo vodík. Většina vodíku a helia bývají ve větru plně ionizovány a k urychlení větru nijak přispívat nemohou a v případě He II zase leží jeho nejsilnější čáry v extrémně ultrafialové oblasti, kde je malý tok záření.

Atom těžkého prvku je urychlen a pro dostatečně hustý vítr je pomocí Coulombovských srážek hybnost přenášená na ostatní částice větru. Pro hvězdný vítr s nižší hustotou nebo s menším zastoupením těžších prvků přestává docházet k efektivnímu přenosu hybnosti na pasivní složkou větru a část energie se spotřebuje na ohřátí větru. Je-li hvězdný vítr velice řídký nebo s opravdu malým podílem kovů, dojde k oddělení aktivní složky větru od pasivní, a vzniká tak čistě metalický vítr (spektrální typ A) ([15]).

Velmi důležitou roli v urychlování hvězdného větru horkých hvězd hraje Dopplerův jev. Ve statické atmosféře by byla většina fotonů, nutná pro určitý energiový přechod, absorbována nebo rozptýlena ionty nedaleko od hvězdy a pro vzdálenější vrstvy by byl čárový rozptyl potřebný k urychlení větru pro danou čáru potlačen. Ale vzhledem k tomu, že se vnější atmosférické vrstvy pohybují se zrychlením a zároveň je radiální rychlost atomů větší než tepelná rychlost, jeví se díky Dopplerově jevu mateřská hvězda iontům čím dál víc červenější, a tak pro stejnou čáru musí absorbovat stále energetičtější fotony (vzhledem ke statické soustavě). Ve výsledku proto atomy absorbují záření, které nebylo zeslabeno vrstvami pod nimi.

Toto platí pro hvězdy spektrálních typů O a B, pro obry a veleobry spektrálního typu A a jádra planetárních mlhovin. U WR hvězd je situace poněkud složitější, neboť je pro ně třeba uvažovat mnohonásobný rozptyl i absorpci záření ve spojitém spektru.

3.5.2 Pozorování hvězdného větru

Hvězdný vítr ovlivňuje záření hvězdy v různých spektrálních oborech. Hvězdný vítr horkých hvězd je silně nadzvukový, proto se v něm vytvářejí rázové vlny. Rázová vlna způsobí, že se látka hvězdného větru ohřeje tak, že začne zářit v rentgenovém oboru. Hvězdy s ionizovaným větrem (což se týká většiny horkých hvězd s hvězdným větrem) vykazují přebytek záření v kontinuu v dlouhovlnném oboru spektra. Tento infračervený a rádiový exces způsobený převážně volněvolnou emisí ve větru je ovšem poměrně slabý. V ultrafialovém a viditelném oboru se hvězdný vítr projevuje emisními čarami anebo P Cygni profily čar.

Rychlost ztráty hmoty se běžně zjišťuje z emisních čar (nejčastěji z H α). Může být určena i z P Cygni profilu, ale museli bychom znát přesný poměr ionizace a excitace daného iontu i jeho zastoupení ve větru. Rychlost ztráty hmoty odvozená z pozorování se u horkých hvězd pohybuje od 10⁻⁹ M_o za rok v případě některých jader planetárních mlhovin, přes 10⁻⁶ M_o/rok u horkých hvězd typů O a B, až po 10⁻⁴ M_o/rok u některých WR nebo LBV hvězd ([17]).

Konečnou rychlost větru lze nejlépe získat z modré hrany saturovaného P Cygni profilu. Konečná rychlost větru horkých hvězd se pohybuje od několika stovek kilometrů za sekundu (např. LBV) až po 3000 km/s, u jader planetárních mlhovin dokonce až do 4000 km/s.

Hodnota konečné rychlosti závisí na únikové rychlosti a efektivní teplotě hvězdy. Poměr konečné rychlosti k rychlosti únikové je pro hvězdy typů O, B a A téměř konstantní a jeho velikost se pohybuje pouze okolo tří hodnot ([17], [18] a [19]): hvězdy s efektivní teplotou nad 21 000 K mají v_{∞}/v_{u} zhruba 2,6, hvězdy o efektivní teplotě mezi 21 000 K a 10 000 K mají tento poměr 1,3 až 1,4 a hvězdy pod 10 000 K mají konečnou rychlost menší nebo rovnu únikové $(v_{\infty}/v_{u} = 0,7-1)$. Diskontinuita u efektivní teploty 21 000 K (blízko spektrálního typu B1) je způsobená hlavně tím, že u teplejších hvězd je vítr urychlován převážně vysoce ionizovanými, opticky tlustými čárami C, N nebo O, a u hvězd s T_{ef} mezi 21 000 K a 10 000 K je zářivá síla způsobená hlavně rozptylem ve velkém množství čar méně ionizovaných a opticky tenkých. Velkou roli zde hraje rekombinace železa Fe IV na Fe III ([30]).

Závislost poměru konečné rychlosti a únikové na teplotě nejeví u WR hvězd nebo jader planetárních mlhovin skokové změny a pohybuje se v rozmezí od 1,5 do 4 (WN hvězdy) nebo od 3 do 5 u jader planetárních mlhovin.

Kapitola 4.

Co se skrývá pod názvem P Cygni?

V této kapitole jsem převážně čerpala z: [17], [18], [24] a [e2].

4.1 Hvězda P Cygni

Hvězda P Cygni je poměrně nenápadnou hvězdou o hvězdné velikosti 4,82 mag nacházející se v souhvězdí Labutě. Poprvé byla zaznamenána dánským astronomem, matematikem a kartografem Willemem Janszoonem Blaeuem v srpnu roku 1600, když po dobu šesti měsíců zářila jako hvězda o pozorované hvězdné velikosti tří magnitud. Nebylo divu, že si Blaeu myslel, že objevil novou hvězdu, tedy novu. P Cygni však nadále měnila svoji jasnost, až si vysloužila přezdívku "permanentní nova". Dnes víme, že to je veleobr třídy Ia spektrálního typu B1 a že patří mezi první objevené zářivé modré proměnné hvězdy (LBV).

Na konci 19. století si americký astronom James Edward Keeler všiml velkého počtu neobvyklých emisních čar této hvězdy. Ty byly později identifikovány i u jiných hvězd, avšak název tohoto charakteristického spektrálního profilu čar byl zachován – P Cygni profil.

4.2 P Cygni profil

P Cygni profil je zajímavý čárový profil skládající se z absorpční složky v modré oblasti čáry a emisní složky v červené oblasti čárového profilu. Rychlosti látky spočtené z dopplerovského rozšíření absorpční složky nám dávají hodnoty několikanásobně větší než jsou únikové rychlosti z povrchu hvězdy. Je to tedy ukazatel rozpínající se obálky, ať už při explozích nov a supernov, anebo "jen" hvězdného větru.

4.2.1 Kvalitativní vysvětlení

Jak vzniká P Cygni profil, je ukázáno na obrázcích 4 a 5. Představme si model sféricky symetrického hvězdného větru, jehož rychlost se vzdáleností od hvězdy roste. Prostor okolo hvězdy je vzhledem k vnějšímu pozorovateli (předpokládejme, že to jsme my) rozdělen do tří částí: oblast O zakrytá hvězdou, oblast F, která naopak zakrývá hvězdu, a oblast H, která vyplňuje zbylý prostor kolem hvězdy.



Obrázek 4: Schématické znázornění vzniku P Cygni profilu ([18])

V oblasti F jsou fotony mateřské hvězdy v důsledku rozptylu ve větru vychýleny ze svých původních tras (které směřovaly k nám), a dochází tak k absorpci. Jelikož se toto děje při pohybu k nám, dochází díky Dopplerově jevu k rozšíření a posunutí čáry ke kratším vlnovým délkám. Pozorujeme tak širokou absorpční čáru v modré části čárového profilu, jejíž šířka odpovídá Dopplerovu posunu pro rychlosti mezi $-v_{\infty}$ a 0, přičemž $-v_{\infty}$ je nejvyšší rychlost, kterou vítr dosáhne (znaménko je dáno konvencí, rychlost ve směru k nám je záporná, od nás kladná).

Ačkoli původní směr fotonů v oblasti H mířil mimo nás, část záření se k nám ve hvězdném větru rozptýlí. To vytváří emisní profil s dopplerovským posunem pro rychlosti mezi $-v_{\infty}$ a v_{∞} s největším rozdělením pro hodnotu 0. Tento profil je téměř symetrický, k rozptylu dochází se stejnou pravděpodobností ve větru přibližujícím se k nám jako ve větru od nás se vzdalujícím. Jemná nesymetričnost

je způsobená tím, že fotony rozptýlené z oblasti O se k pozorovateli nedostanou, takže červená část emisního profilu je o trochu slabší než část modrá.

Složením emisního profilu a absorpčního profilu v modré oblasti čáry dostaneme P Cygni profil (viz obrázek 5).



Obrázek 5: Schématické znázornění vzniku P Cygni profilu ([18])

4.2.2 Kvantitativní vysvětlení

Alternativně lze vysvětlit P Cygni profil pomocí představy, podle které prostor okolo hvězdy rozdělíme na velké množství geometricky i opticky tenkých slupek.

Vezměme si jednu slupku o vnitřním poloměru r a tloušťce Δr s expanzní rychlostí o velikosti od v do $v + \Delta v$. Hvězdný vítr v této slupce izotropicky rozptyluje fotony hvězdy, což způsobuje vznik čárového profilu s úzkou, k modré oblasti spektra posunutou absorpční složkou a širokou emisní složkou (viz obrázky 6 a 7).



Obrázek 6: Geometrie slupky (vytvořeno podle [18]). Vektor rychlosti vmíří k pozorovateli.



Obrázek 7: Absorpce $A(\nu)$ a emise $E(\nu)$ vzniklé rozptylem záření v jedné slupce (nahoře). Výsledný čárový profil tenké slupky – od absorpční složky je odečtena emise vznikající v téže oblasti a emisní složka je bez emise z oblasti zakryté hvězdou (dole) (([18]), mírně upraveno).

Pro každou slupku bude její čárový profil vypadat trochu jinak. Složením absorpce a emise ve všech slupkách dostaneme výsledný P Cygni profil.

Pomocí této představy můžeme vydedukovat, jak by vypadal P Cygni profil, pokud by se absorbující ionty nacházely v různých vzdálenostech od hvězdy.

Aby vznikl P Cygni profil, musí být sloupcová koncentrace absorbujících iontů větší než zhruba 10¹⁵ iont \cdot cm⁻² ([18]). Pokud je až do vzdálenosti $r_{\rm a}$ od středu hvězdy, kde vítr dosahuje rychlosti $v_{\rm a}$, koncentrace iontů nižší nebo se ionty nevyskytují vůbec, slupky s rychlostí menší než $v_{\rm a}$ k vytvoření P Cygni profilu nepřispějí. Výsledný profil je tak složen z absorpční složky mezi rychlostmi $-v_{\infty}$ a $-v_{\rm a}$ a složky emisní mezi $-v_{\rm a}$ a v_{∞} , která v rozmezí rychlostí $-v_{\rm a}$ a $v_{\rm a}$ má zhruba konstantní intenzitu.

Pokud se iont, na kterém dochází k rozptylu fotonu, vyskytuje v dostatečné koncentraci pouze do vzdálenosti $r_{\rm b}$, kde vítr dosahuje rychlosti $v_{\rm b}$, slupky s rychlostmi většími než $v_{\rm b}$ k vytvoření P Cygni profilu nepřispějí. Dostáváme tak poměrně úzký čárový profil, z něhož konečnou rychlost větru nelze získat.

Jestli se iont nachází pouze blízko hvězdy, absorpční složka profilu bude větší než emisní složka, neboť hvězda zakrývá podstatnou část oblasti, ve které se emisní profil utváří.

Kapitola 5.

Zpracování

5.1 Hvězdy a charakteristiky pro HR diagram

Hvězdy, v jejichž spektrech jsem hledala známky hvězdného větru, jsem si vybrala na základě článku [4]. Tento článek se zabývá zastoupením atomů kyslíku v galaktickém disku, ale pro mě bylo podstatné, že zde uvedené hvězdy byly proměřené spektrografem STIS. Celkem byla použita spektra 47 hvězd spektrálních typů O a B, luminozitních tříd I až V.

Abych mohla tyto hvězdy umístit na HR diagram, hledala jsem pro každou z nich jejich efektivní teplotu a zářivý výkon. Bohužel tyto hodnoty se v různých zdrojích lišily a pro některé hvězdy nebyly uvedeny vůbec, proto jsem se rozhodla obě tyto charakteristiky určit podle spektrálního typu. Pro většinu hvězd jsem použila spektrální typ uvedený v databázi SIMBAD ([e5]). U hvězdy HD 14434 jsem spektrální typ nalezla v článku [9], u hvězdy HD 91983 v článku [8], u hvězdy HD 147888 v [10] a u hvězd HD 37367 a HD 212791 v [37]. Pro hvězdu HD 36841 jsem nikde nenašla luminozitní třídu, pro určení jejích charakteristik jsem ji považovala za hvězdu hlavní posloupnosti.

Pro hvězdy spektrálního typu O byly efektivní teplota, zářivý výkon i další charakteristiky jako hmotnost nebo gravitační zrychlení určeny na základě článku [22]. V tomto článku jsou všechny parametry odvozené pouze pro luminozitní třídy I, III a V, pro podobry (II) a nadobry (IV) jsem brala průměrnou hodnotu z okolních luminozitních tříd.

Pro hvězdy spektrálního typu B jsem efektivní teploty získala podle [e7]. Zářivý výkon a další parametry $(M, \log g)$ byly pro hvězdy spektrálního typu B určeny na základě článku [34]. Zde jsou hledané charaktekteristiky uvedeny pro všechny luminozitní třídy, pro hvězdy na pomezí dvou spektrálních typů (např. B1,5) jsem vzala průměrnou hodnotu z těchto dvou typů.

V tabulce 2 je ke každé hvězdě uveden její spektrální typ, hmotnost zaokrouhlená na celé číslo, efektivní teplota zaokrouhlená na řád stovek a logaritmus zářivého výkonu zaokrouhlený na dvě desetinná místa. Přípony za luminozitní třídou blíže popisují vzhled spektra (např. n značí neostré čáry, p neobvyklé spektrum atd.).

Hvězda	Sp. typ	$M [{ m M}_{\odot}]$	$T_{\rm ef}$ [K]	$\log \frac{L}{L_{\odot}}$
HD 1383	B1 II	19	22400	4,86
HD 12323	ON9 V	17	32900	4,77
HD 13268	08 V	21	34900	$4,\!96$
HD 14434	O6.5 V	28	37900	$5,\!23$
HD 27778	B3 V	7	18700	$3,\!34$
HD 36841	08	21	34900	$4,\!96$
HD 37021	B1 V	13	25400	$4,\!22$
HD 37061	B1 V	13	25400	$4,\!22$
HD 37367	B2 V	10	22000	$3,\!78$
HD 37903	B1.5 V	11	23700	$4,\!00$
HD 43818	B0 II	25	27500	$5,\!14$
HD 52266	O9 V	17	32900	4,77
HD 63005	O6 V	31	38900	$5,\!32$
HD 71634	B5 III	6	15000	$_{3,10}$
HD 72754	B2 Ia	35	18500	5,50
HD 75309	B1 IIp	19	22400	$4,\!86$
HD 79186	B5 Ia	25	13600	$5,\!14$
HD 91824	O7 $V((f))$	25	36900	$5,\!14$
HD 91983	B1 III	17	24000	$4,\!62$
HD 111934	B1.5 Ib	22	19700	$5,\!02$
HD 116852	O9 III	22	31800	$5,\!21$
HD 122879	B0 Ia	50	26000	5,78
HD 147888	B3.5 V	6	17900	$3,\!19$

Tabulka 2: Parametry hvězd

Hvězda	Sp. typ	$M [{ m M}_{\odot}]$	$T_{\rm ef}$ [K]	$\log \frac{L}{L_{\odot}}$
HD 148594	B8 Vnn	3	11900	2,06
HD 152590	O7.5 V	23	35900	$5,\!05$
HD 156110	B3 Vn	7	18700	$3,\!34$
HD 157857	O6.5 III(f)	32	37100	$5,\!54$
HD 165955	B3 Vnp	7	18700	$3,\!34$
HD 175360	B6 III	5	14100	$2,\!86$
HD 185418	B0.5 V	16	27700	$4,\!46$
HD 190918	O9.5 Iab, WN+	28	30500	$5,\!57$
HD 192035	B0 III-IV(n)	23	29300	4,96
HD 192639	O7 Ib(f)	38	35000	5,75
HD 198478	B2.5 Ia	32	17400	$5,\!42$
HD 198781	B0.5 V	16	27700	$4,\!46$
HD 201345	ON9 V	17	32900	4,77
HD 203532	B3 IV	8	17900	$3,\!54$
HD 206773	B0 V	20	30000	4,70
HD 207198	O9 IIe	26	31600	$5,\!41$
HD 208440	B1 V	13	25400	$4,\!22$
HD 210809	O9 Iab	30	31400	5,61
HD 212791	B3 V	7	18700	$3,\!34$
HD 220057	B2 IV	11	21200	$4,\!02$
HD 232522	B1 II	19	22400	4,86
HD 308813	O9.5 V	16	31900	$4,\!68$
BD + 53 2820	B0 IVn	22	29500	$4,\!86$
CPD -69 1743	B1 Vn	13	25400	4,22

Tabulka 3: Pokračování tabulky 2

5.2 Výběr spekter

Rezonanční čáry nejdůležitějších prvků se vyskytují převážně v UV oblasti, proto se i P Cygni profily, vznikající rezonančním přechodem, objevují hlavně v této oblasti spektra. UV záření ale zemská atmosféra téměř nepropouští, proto je třeba data získávat ze spektrografů umístěných mimo Zemi. Spektra použitá v této práci byla získána ze spektrografu STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph) nacházejícího se na palubě Hubbleova vesmírného dalekohledu (HST).

Tento spektrograf je součástí HST od roku 1997. V roce 2004 v důsledku poruchy přestal pracovat, ale v roce 2009 byl znovu uveden do provozu. Skládá se ze tří detektorů: CCD pro viditelnou a blízkou infračervenou oblast spektra, NUV MAMA (Near Ultraviolet Multi-Anode Microchannel Array) pro blízkou UV oblast a konečně FUV MAMA (Far Ultraviolet Multi-Anode Microchannel Array) pro dalekou UV oblast ([e3]).

Archiv spekter je k dispozici na [e9]. Použila jsem spektra z detektoru FUV MAMA (viz tabulka 4). Pokud byly pro danou hvězdu k dispozici dvě spektra, bylo vybráno spektrum s větším rozsahem.

Na ukázku jsem vybrala čtyři spektra, dvě mají rozsah 1150–1710 Å a dvě 1163–1357 Å (obrázky 8 až 11). První spektrum z dvojice je bez rozpoznatelných účinků větru, druhé je naopak s dobře patrnými P Cygni profily čar. Ve spektrech jsou velmi početné úzké čáry vznikající v mezihvězdném prostředí, tzv. interstelární čáry. Na vlnové délce $\lambda = 1215,668$ Å se nachází velice výrazná čára neutrálního vodíku L α .



Obrázek 8: UV spektrum hvězdy HD 208440 bez pozorovatelných P Cygni profilů



Obrázek 9: UV spektrum hvězdy HD 91824, P Cygni profil na dubletu N V



Obrázek 10: UV spektrum hvězdy HD 36841 bez pozorovatelných P Cygni profilů



Obrázek 11: UV spektrum hvězdy HD 210809, P Cygni profily na čarách C III, N V, Si IV a C IV

Tabulka 4: Spektra použitá ze STIS

Hvězda	Data	Rozsah [Å]	Hvězda	Data	Rozsah [Å]
HD 1383	O6LZ01010	1150-1710	HD 152590	O6LZ67010	1150-1710
HD 12323	O63505010	1150-1710	HD 156110	O5C01K010	1163-1357
HD 13268	O63506010	1150-1710	HD 157857	O5C04D010	1163-1357
HD 14434	O63508010	1150-1710	HD 165955	O63599010	1150-1710
HD 27778	O59S01020	1163-1357	HD 175360	O5C047010	1163-1357
HD 36841	O63516010	1150-1710	HD 185418	O5C01Q010	1163-1357
HD 37021	O59S02010	1163-1357	HD 190918	O6359J010	1150-1710
HD 37061	O59S03010	1163-1357	HD 192035	O6359K010	1150-1710
HD 37367	O5C013010	1163-1357	HD 192639	O5C08T010	1163-1357
HD 37903	O59S04010	1163-1357	HD 198478	O5C06J010	1163-1357
HD 43818	O5C07I010	1163-1357	HD 198781	O5C049010	1163-1357
HD 52266	O5C027010	1163-1357	HD 201345	O6359P010	1390-1581
HD 63005	O63531010	1150-1710	HD 203532	O5C01S010	1163-1357
HD 71634	O5C090010	1163-1357	HD 206773	O5C04T010	1163-1357
HD 72754	O5C03E010	1163 - 1357	HD 207198	O59S06020	1163-1357
HD 75309	O5C05B010	1163-1357	HD 208440	O5C06M010	1163-1357
HD 79186	O5C092010	1163-1357	HD 210809	O6359T010	1150-1710
HD 91824	O5C095010	1163-1357	HD 212791	O5C04Q010	1163-1357
HD 91983	O5C08N010	1163-1357	HD 220057	O5C01X010	1163-1357
HD 111934	O5C03N010	1163-1357	HD 232522	O5C08J010	1163-1357
HD 116852	O8NA03020	1163-1357	HD 308813	O63559010	1150-1710
HD 122879	O6LZ57010	1390-1587	BD +53 2820	O6359Q010	1150-1710
HD 147888	O59S05010	1163-1357	CPD -69 1743	O63566010	1150-1710
HD 148594	O5C04A010	1163-1357			

5.3 Syntetické spektrum

Aby byly ve spektrech bezpečně poznány projevy hvězdného větru, bylo třeba je porovnat se spektry modelovými. Na stránkách SYNSPECU [e4] se nacházejí NLTE, planparalelní modely atmosfér odpovídající spektrálním typům O a B ([20], [21]). Pro různé chemické složení jsou zde spektra různých teplot a hodnot gravitačního zrychlení.

Vybírala jsem spektra s chemickým složením odpovídajícím Slunci. Spektra pro O hvězdy jsou v rozmezí efektivních teplot 27 500 K až 55 000 K, vždy po 2500 K, a spektra B hvězd jsou v rozmezí efektivních teplot 15 000 K až 30 000 K po 1000 K. Hodnoty gravitačního zrychlení jsou po intervalech $\Delta \log g = 0.25$. Pro každou hvězdu bylo zvoleno spektrum s nejbližší efektivní teplotou a logaritmem gravitačního zrychlení.

Aby se modelové spektrum co nejvíce přiblížilo spektru získaného z HST (samozřejmě bez účinků hvězdného větru), bylo třeba uvažovat kromě rozšíření čar tlakem (vlivem gravitace) i rozšíření čar rotací hvězdy.

V tabulce 5 je ke každé hvězdě uvedena hodnota logaritmu gravitačního zrychlení a průmět rotační rychlosti ($v_{\rm rot} \sin i$). Hodnoty gravitačního zrychlení jsem určila podle spektrálního typu hvězdy z [22] a [34] a průměty rotační rychlosti jsem většinou získala z [8]. Index u rotační rychlosti značí jiný zdroj – b je [11] a c je [28]. U zbývajících šesti hvězd (index a) jsem hodnoty $v_{\rm rot} \sin i$ nemohla najít, proto jsem je odhadla z [24]. V těchto skriptech jsou uvedeny typické hodnoty rotační rychlosti pro některé spektrální typy horkých hvězd. Protože pozorujeme pouze průmět rotační rychlosti do našeho směru, hodnoty tam uvedené jsem zmenšila na hodnotu $v_{\rm rot} \sin 45^{\circ}$.

Následnou konvoluci syntetického spektra jsem provedla v programu ROTIN3 ([e4]).

Radiální rychlosti hvězd se pohybují řádově v desítkách km/s (přesné hodnoty lze zjistit například v katalogu [12]). Posun vlnové délky ($\Delta\lambda$) oproti laboratorní (λ) zjistíme ze vztahu $\Delta\lambda = \lambda \cdot \frac{v}{c}$, kde se za v dosadí radiální rychlost a cje rychlost světla ve vakuu. Posun vlnové délky vychází řádově v setinách až desetinách Å, proto radiální rychlosti hvězd nebylo třeba uvažovat.

Na obrázcích 12–14 jsou ukázky variant P Cygni profilu. U hvězdy HD 63005 je na dubletu C IV vidět klasický tvar P Cygni profilu, složený z emisní složky a složky absorpční, posunuté ke kratším vlnovým délkám. Na obrázcích 13 a 14 je patrná pouze absorpční složka P Cygni profilu. U hvězdy HD 1383 došlo vlivem větru k vytvoření asymetrického profilu čar Si IV. Čára C III hvězdy HD 111934 je zase dopplerovsky rozšířená ke kratším vlnovým délkám.

Hvézda	$\log g$	$v_{\rm rot} \sin i$	Hvězda	$\log g$	$v_{\rm rot} \sin i$
		$[\rm km/s]$			$[\rm km/s]$
HD 1383	3,31	77	HD 152590	3,92	63
HD 12323	3,92	124	HD 156110	4,06	150^{b}
HD 13268	3,92	303	HD 157857	3,63	106
HD 14434	3,92	388	HD 165955	4,06	200^{a}
HD 27778	4,06	121	HD 175360	3,84	144
HD 36841	3,92	154	HD 185418	4,00	180^a
HD 37021	4,00	265	HD 190918	$3,\!19$	111
HD 37061	4,00	137	HD 192035	3,81	133
HD 37367	4,06	22	HD 192639	3,40	108
HD 37903	4,03	200	HD 198478	$2,\!58$	48
HD 43818	3,39	73	HD 198781	4,00	249
HD 52266	3,92	257	HD 201345	3,92	88
HD 63005	3,92	74	HD 203532	3,89	170^{a}
HD 71634	3,81	130^{a}	HD 206773	4,00	411
HD 72754	2,68	47	HD 207198	3,38	86
HD 75309	3,31	110^{a}	HD 208440	4,00	124
HD 79186	2,22	52	HD 210809	3,23	112
HD 91824	3,92	63	HD 212791	4,06	160
HD 91983	3,71	116	HD 220057	3,88	160^{a}
HD 111934	3,09	65	HD 232522	3,31	90
HD 116852	$3,\!53$	132	HD 308813	3,92	197^{c}
HD 122879	3,05	88	BD +53 2820	3,88	145
HD 147888	4,07	175	CPD -69 1743	4,00	120
HD 148594	4,07	257			

Tabulka 5: Průměty rotační rychlosti a gravitační zrychlení hvězd Hvězda $\log a |v_{ret} \sin i|$ Hvězda $\log a |v_{ret} \sin i|$



Obrázek 12: P Cygni profil na čáře C IV u hvězdy HD 63005



Obrázek 13: Asymetrická absorpce u dubletu Si IV hvězdy HD 1383



Obrázek 14: Rozšíření čáry C III způsobené hvězdným větrem u hvězdy HD 111934

5.4 Výsledky

P Cygni profily a další odlišnosti od vymodelovaného spektra byly patrny pouze u těchto čar: He II, C II, C III, C IV, Si III, Si IV a N V.

Čára	C III	Si III	N V	C II	Si IV	C IV	He II
λ	1175,710	1206,510	1238,821	1334,532	1393,760	1548,202	1640,474
[Å]		1206,530	1242,804	1335,708	1402,770	1550,774	

Tabulka 6: Čáry hvězdného větru ([e6] a [18])

V tabulce 7 je ke každé hvězdě uvedeno, jestli se v dané čáře nachází P Cygni profil, skládající se z absorpční i emisní složky – písmeno P; pouze absorpční složka P Cygni profilu, rozpoznatelná podle své asymetričnosti a/nebo rozšíření ke kratším vlnovým délkám – A; emisní čára – E; nějaká větší odlišnost od syntetického spektra, u které jsem si nebyla jistá – ?. Pokud rozsah naměřeného spektra neumožňuje zobrazit danou čáru, je uvedeno písmeno n; je-li daná čára ve spektru zobrazena a není pozměněna hvězdným větrem, je označena x.

Hvězda	C III	Si III	N V	C II	Si IV	C IV	He II
HD 1383	х	х	x	х	А	А	х
HD 12323	x	х	A	x	х	х	х
HD 13268	х	х	Р	х	х	Р	х
HD 14434	х	х	Р	х	х	Р	х
HD 27778	х	х	x	x	n	n	n
HD 36841	х	х	x	х	х	х	х
HD 37021	х	х	х	х	n	n	n
HD 37061	x	х	x	x	n	n	n
HD 37367	х	х	x	x	n	n	n
HD 37903	х	х	x	х	n	n	n
HD 43818	Р	х	Р	x	n	n	n
HD 52266	х	х	Р	x	n	n	n
HD 63005	х	х	Р	х	х	Р	х
HD 71634	х	х	x	х	n	n	n
HD 72754	x	х	x	x	n	n	n
HD 75309	х	х	х	х	n	n	n
HD 79186	х	А	x	A	n	n	n
HD 91824	x	х	Р	x	n	n	n
HD 91983	х	х	х	х	n	n	n
HD 111934	А	Р	x	х	n	n	n
HD 116852	Р	х	P	x	n	n	n
HD 122879	n	n	n	n	Р	Р	n
HD 147888	х	х	x	x	n	n	n

Tabulka 7: P Cygni profily

Hvězda	C III	Si III	N V	C II	Si IV	C IV	He II
HD 148594	х	х	х	х	n	n	n
HD 152590	х	х	Р	x	х	Р	x
HD 156110	х	х	х	x	n	n	n
HD 157857	Р	х	Р	х	n	n	n
HD 165955	х	х	х	х	х	х	x
HD 175360	х	х	х	х	n	n	n
HD 185418	х	х	х	x	n	n	n
HD 190918	х	х	Р	x	х	Р	Е
HD 192035	х	х	х	х	х	А	х
HD 192639	Р	х	Р	x	n	n	n
HD 198478	х	А	х	Р	n	n	n
HD 198781	х	х	х	х	n	n	n
HD 201345	n	n	n	n	х	х	n
HD 203532	х	х	х	x	n	n	n
HD 206773	х	х	А	х	n	n	n
HD 207198	Р	х	Р	x	n	n	n
HD 208440	х	х	х	x	n	n	n
HD 210809	Р	х	Р	х	Р	Р	x
HD 212791	х	х	х	x	n	n	n
HD 220057	х	х	х	x	n	n	n
HD 232522	х	х	х	x	n	n	n
HD 308813	х	х	х	x	х	х	х
BD $+53\ 2820$	А	х	Р	х	А	Р	x
CPD -69 1743	х	х	х	х	х	?	х

Tabulka 8: Pokračování tabulky 7

Čára C III se objevila ve spektrech 45 hvězd, u 6 hvězd měla profil P Cygni a u dvou hvězd se ukázala jen jeho absorpční složka. Všechny tyto hvězdy kromě HD 111934 mají zároveň P Cygni profil i u dubletu N V. Jen dvě hvězdy mají spektrum naměřené až do vlnové délky 1710 Å, přičemž zároveň vykazují P Cygny profily (alespoň absorpční složku) i u dubletů Si IV a C IV (HD 210809 a BD +53 2820).

Pouze tři hvězdy mají u čáry Si III odlišnost od syntetického spektra způsobenou větrem – u hvězdy HD 111934 se projevil P Cygni profil v klasickém tvaru a u hvězd HD 79186 a HD 198478 jen jeho absorční složka. V těsné blízkosti se však nachází velice silná čára neutrálního vodíku L α ($\lambda = 1215,668$ Å), která velmi ovlivňuje vzhled okolního spektra, což zhoršuje vizuální identifikaci.

Nejvyšší počet P Cygni profilů, 14, se objevil u dusíkového dubletu N V, u dvou dalších hvězd se ukázala pouze absorpční složka a dvě hvězdy mají spektrum naměřené mimo tuto vlnovou délku. Z výsledků je patrné, že všechny hvězdy, které mají klasický P Cygni profil u dubletu N V a zároveň jejich spektrum je v rozsahu do 1710 Å (celkem sedm hvězd), mají P Cygni profil i u dubletu C IV.

P Cygni profil čáry C II se objevil jen u hvězdy HD 198478, absorpční složku vykazuje hvězda HD 79186, dvě hvězdy mají rozsah spektra mimo tuto vlnovou délku.

Pouze u 16 hvězd jsou ve spektru naměřeny čáry Si IV a C IV. U dubletu Si IV se P Cygni profil objevil dvakrát a dvakrát pouze jeho absorpční složka. U dubletu C IV osmkrát, absorpční složka dvakrát a u jedné hvězdy jsem si nebyla jistá, zda se jedná o čáru větru (CPD -69 1743).

Na čáře ionizovaného helia He II se neobjevil P Cygni profil ani jednou, zato se tu u jediného zástupce Wolfových-Rayetových hvězd objevila výrazná emisní čára (HD 190918).

Jak tyto čáry souvisí se spektrálním typem hvězd, je vidět v tabulkách 9–14. V horní části tabulky jsou hvězdy, u kterých jsem v dané čáře určila P Cygni profil, pod vodorovnou čarou se nacházejí hvězdy s pouhou absorpční částí P Cygni profilu a v případě tabulky 14 (čára C IV) je poslední řádek věnován hvězdě CPD -69 1743, u které jsem si nebyla jistá, zda se jedná o projev hvězdného větru.

Hvězda	Sp. typ	Hvězda	Sp. typ
HD 43818	B0 II	HD 192639	O7 Ib(f)
HD 116852	O9 III	HD 207198	O9 IIe
HD 157857	O6.5 III(f)	HD 210809	O9 Iab
HD 111934	B1.5 Ib	BD +53 2820	B0 IVn

Tabulka 9: C III

Čára C III se objevuje u všech hvězd typu O až po hvězdy spektrálního typu B6, nejsilnější je u hvězd B1. P Cygni profil lze nalézt pro veleobry mezi spektrálními typy O4 I a B0,5 Ia, pro obry od O8 a nadobry od O9,5 ([7]). Hvězdy, u kterých jsem v této čáře nalezla projev hvězdného větru, leží v rozmezí spektrálních typů O6,5 až B1,5, od podobrů až po nejjasnější veleobry.

rasana r	0. 01 111
Hvězda	Sp. typ
HD 111934	B1.5 Ib
HD 79186	B5 Ia
HD 198478	B2.5 Ia

Tabulka 10: Si III

Čára Si III u velmi horkých hvězd chybí, nejvíce je ovlivněna hvězdným větrem u veleobrů O7–B1 ([33]). Hvězdy ze zkoumaného vzorku, které vykazovaly P Cygni profil v této čáře, jsou spektrálních typů od B1,5 po B5, všechny tři jsou veleobři.

Hvězda	Sp. typ	Hvězda	Sp. typ
HD 13268	08 V	HD 152590	O7.5 V
HD 14434	O6.5 V	HD 157857	O6.5 III(f)
HD 43818	B0 II	HD 190918	O9.5 Iab, WN+
HD 52266	O9 V	HD 192639	O7 Ib(f)
HD 63005	O6 V	HD 207198	O9 IIe
HD 91824	O7 V((f))	HD 210809	O9 Iab
HD 116852	O9 III	BD +53 2820	B0 IVn
HD 12323	ON9 V	HD 206773	B0 V

Tabulka 11: N V

Dublet N V je nejsilnější pro veleobry spektrálního typu O3, s menší teplotou i nižším zářivým výkonem hvězd je stále méně výrazný, zaniká u typu B1,5 ([31]). P Cygni profil se velmi často objevuje u všech hvězd typu O až po B1, a to jak u veleobrů, tak obrů či hvězd hlavní posloupnosti. U chladnějších hvězd hlavní posloupnosti se nejčastěji objevuje už jen absorpční složka P Cygni profilu ([33]). Nejteplejší hvězda, u které jsem v této čáře určila P Cygni profil, je spektrálního typu O6, nejchladnější jsou B0, jsou zde zastoupeny hvězdy všech luminozitních tříd (I–V).

Tabulka 12: C II

Hvězda	Sp. typ	
HD 198478	B2.5 Ia	
HD 79186	B5 Ia	

Dublet C II se obecně vyskytuje u hvězd od B0 až po A hvězdy, podle [31] je nejsilnější u B2, [7] uvádí spetrální typ B8. U hvězd mezi B1 Ia a B2 Ia je nejvíce ovlivněná hvězdným větrem ([7]), ale podle [33] není výjimkou P Cygni profil ani u B hvězd hlavní posloupnosti. V mé práci jsou obě hvězdy spektrálního typu B a luminozitní třídy Ia.

Hvězda	Sp. typ	Hvězda	Sp. typ
HD 122879	B0 Ia	HD 210809	O9 Iab
HD 1383	B1 II	BD +53 2820	B0 IVn

Tabulka 13: Si IV

Dublet Si IV je spolu s dubletem C IV jedním z nejcitlivějších indikátorů hvězdného větru O a B hvězd. Čáry Si IV se obecně objevují u hvězd od spektrálního typu O6,5 po B6 ([7]), [31] uvádí O3–B9, nejsilnější je u O9 veleobrů. Se snižujícím se gravitačním zrychlením zesilují. P Cygni profily se u těchto čar se objevují převážně u veleobrů, a to do B0,5, absorpční složka je patrná až do spektrálního typu B8 ([33]). P Cygni profil klasického tvaru se v případě mnou zkoumaných hvězd objevil u veleobrů tříd O9 a B0, absorpční složku jsem nalezla u raných B hvězd (luminozitní třídy II a IV).

Hvězda	Sp. typ	Hvězda	Sp. typ		
HD 13268	08 V	HD 152590	O7.5 V		
HD 14434	O6.5 V	HD 190918	O9.5 Iab, WN+		
HD 63005	06 V	HD 210809	O9 Iab		
HD 122879	B0 Ia	BD +53 2820	B0 IVn		
HD 1383	B1 II	HD 192035	B0 III-IV(n)		
CPD -69 1743	B1 Vn				

Tabulka 14: C IV

Dublet C IV je velmi výrazný pro hvězdy typu O, nejsilnější je pro veleobry typu O3 ([31]). S vyšší luminozitní třídou a nižší teplotou jeho síla klesá, i když patrný je až do spektrálního typu B9. P Cygni profily se nejčastěji nacházejí u O hvězd, od hvězd hlavní posloupnosti až po veleobry. Absorpční složka P Cygni profilu se pozoruje do spektrálního typu B1 ([7]). Tato čára měla P Cygni profil u pozdních O hvězd a raných B hvězd, od hvězd hlavní posloupnosti až po veleobry. Jaké je rozložení hvězd s P Cygni profilem v jednotlivých čarách na HR diagramu, je vidět na následujících grafech (obrázky 15 až 20). Pro lepší orientaci na grafech byla vytvořena tato symbolika:

- A: daná čára má profil P Cygni skládající se z absorpční a emisní složky
- B: v dané čáře se objevuje pouze absorpční složka P Cygni profilu
- C: v dané čáře je patrná větší odlišnost od syntetického spektra, možná způsobená větrem
- D: tato čára není ve spektru naměřena, ale hvězda má hvězdný vítr a je pravděpodobné, že by tato čára mohla mít P Cygni profil
- E: hvězda má hvězdný vítr, ale tato čára nemá P Cygni profil (ani pouhou absorpční složku)
- F: hvězda by mohla mít hvězdný vítr, ale tato čára nemá P Cygni profil



Obrázek 15: C III



Obrázek 16: Si III



Obrázek 17: N V



Obrázek 18: C II



Obrázek 19: Si IV



Obrázek 20: C IV

P Cygni profily jsem nalezla u 17 hvězd, pouze jeho absorpční složka se objevila u 5 hvězd, celkem tedy u 22 hvězd byla zjištěna přítomnost hvězdného větru (a u jedné hvězdy jsem si nebyla jistá). Pozorovatelný hvězdný vítr mají hvězdy obou spektrálních typů (a WR hvězda), od hvězd hlavní posloupnosti až po jasné veleobry.

Obrázek 21 ukazuje rozmístění obrazů mnou zkoumaných hvězd na HR diagramu. Písmeno P značí, že se ve spektru hvězdy nachází alespoň jeden P Cygni profil, skládající se z absorpční a emisní složky; písmeno A znamená, že se ve spektru hvězdy objevila alespoň jedna čára, která byla vlivem větru asymetrická nebo rozšířená ke kratším vlnovým délkám; otazník patří hvězdě, u které jsem s jistotou nedokázala říct, jestli má nebo nemá hvězdný vítr, a křížek znamená, že hvězda nemá pozorovatelný hvězdný vítr.



Obrázek 21: HR diagram a hvězdný vítr

5.5Diskuse výsledků

Jednou z prvních prací, zabývající se větrem horkých hvězd a polohou jejich obrazů na HR diagramu, je práce pánů Snowa a Mortona [33] z roku 1976. Zjistili, že téměř všechny hvězdy s absolutní hvězdnou velikostí nad $M_{\rm bol} \approx -6$ mag, tedy nad $\log L \approx 4,3 \, \mathrm{L}_{\odot}$, ztrácejí hmotnost prostřednictvím hvězdného větru. Ze 47 hvězd pouze jedna hvězda mající hvězdný vítr ležela pod touto hranicí a jedna hvězda nevykazující ztrátu hmoty naopak zase nad touto hranicí. Z toho vyplývá, že téměř všechny O hvězdy by měly mít hvězdný vítr ($M_{\rm bol} \approx -6 \, {\rm mag}$ leží zhruba u třídy B0,5 V), zároveň i všichni OB veleobři by měli mít hvězdný vítr ($M_{\rm bol} \approx -6 \, {\rm mag}$ odpovídá hvězdě spektrálního typu B9 Ib).

O hranici $M_{\rm bol}\approx-6$ mag se zmiňují ještě další články: [25] z roku 1976 či [6] z roku 1978, [2] z roku 1980, [3] z roku 1982 či [32] z roku 1994.

Z 16 hvězd typu O (přesněji je to 15 O hvězd a 1 WR hvězda) jsem 13 identifikovala jako hvězdy, které mají hvězdný vítr, u tří hvězd jsem P Cygni profil nenalezla. J
sou to hvězdy: HD 36841 (O8, $\log \frac{L}{L_{\odot}} = 4,96$), HD 201345 (ON9 V, $\log \frac{L}{L_{\odot}} = 4,77$) a HD 308813 (O9,5 V, $\log \frac{L}{L_{\odot}} = 4,68$). U sedmi z osmi veleobrů jsem nalezla známky hvězdného větru, výjimkou je

hvězda HD 72754 (B2 Ia, $\log \frac{L}{L_{\odot}} = 5,50$).

Kromě těchto čtyř výše jmenovaných hvězd je ještě pět hvězd se zářivým výkonem vyšším než udává hranice $\log L \approx 4,3 \, \mathrm{L}_{\odot}$, u kterých jsem žádnou z variant P Cygni profilu nepozorovala. Jsou to hvězdy: HD 75309 (B1 IIp, $\log \frac{L}{L_{\odot}} = 4,86$), HD 91983 (B1 III, $\log \frac{L}{L_{\odot}} = 4,62$), HD 185418 (B0,5 V, $\log \frac{L}{L_{\odot}} = 4,46$), HD 198781 (B0,5 V, $\log \frac{L}{L_{\odot}} = 4,46$) a hvězda HD 232522 (B1 II, $\log \frac{L}{L_{\odot}} = 4,46$) 4,86). Nenašla jsem žádnou hvězdu, která by měla spektrum ovlivněné hvězdným větrem a zároveň měla nižší zářivý výkon než udává zmíněná hranice (u hvězdy CPD -69 1743, spektrálního typu B1 Vn, $\log \frac{L}{L_{\odot}} = 4, 22$, si ovšem nejsem jistá). Faktorů, proč devět hvězd leží nad touto hranicí, a přesto jsem u nich nenašla

známky hvězdného větru, je více. Efektivní teplotu i zářivý výkon jsem určovala podle spektrálních typů. U některých hvězd byl ve starších článcích uveden jiný spektrální typ než na stránkách SIMBADu ([e5]). Zároveň jsem se během své práce setkala i s tím, že se na stránkách SIMBADu spektrální typ u určitých hvězd v průběhu času změnil. V práci jsem pak použila spektrální typ k datu 15.4 2011. Je proto možné, že mnou použitý spektrální typ nemusí být ten definitivní, a že hvězda má tedy ve skutečnosti nižší zářivý výkon.

Velkou roli hraje i samotné určování charakteristik ze spektrálního typu. Spektrální typy jsou definovány podle výskytu jednotlivých jevů ve spektru. K přiřazení efektivní teploty k jednotlivým spektrům jsou nutné modely atmosfér, které se liší svou složitostí, neboť postupem času vznikají modely zahrnující více jevů. Mnou používané kalibrace jsou z let 1981 ([34]), 1991 ([e7]) a 2005 ([22]), proto mnou určené efektivní teploty a zářivé výkony nemusejí odpovídat skutečným hodnotám těchto hvězd.

Dalším faktorem je určitě skutečnost, že sedm z devíti výše zmíněných hvězd je znevýhodněno menším rozsahem naměřeného spektra. Je tedy možné, že by se P Cygni profil objevil až v čarách mimo mnou prověřené spektrum.

V neposlední řadě hraje důležitou roli fakt, že P Cygni profil má široký rozsah tvarů. Bezpečně lze poznat klasický P Cygni profil sestávající ze složky absorpční i emisní. Vyskytuje-li se pouze samotná absorpční složka P Cygni profilu, lze ji poznat daleko hůře. Od čáry nepoznamenané větrem se dá odlišit, pokud má asymetrický profil anebo je Dopplerovým jevem rozšířena ke kratším vlnovým délkám. Pokud má však hvězda malou konečnou rychlost hvězdného větru nebo se na vzniku spektra podílí více faktorů, na čáře není dobře patrné, zda se na jejím vzhledu podepsal hvězdný vítr.

Možností jak zpřesnit, které hvězdy s vyšším zářivým výkonem mají nebo nemají pozorovatelný hvězdný vítr, by bylo zkoumáním profilu čáry $H\alpha$ ve viditelné oblasti spektra.

Kapitola 6.

ZÁVĚR

Ve své práci jsem se zabývala rozložením obrazů horkých hvězd, které mají pozorovatelné známky hvězdného větru, na HR diagramu. Cílem bylo hledat v UV spektrech projevy hvězdného větru, konkrétně P Cygni profil. Jako vzorek posloužilo 47 hvězd spektrálních typů O a B, luminozitních tříd I–V.

Porovnáním spekter získaných ze spektrografu STIS s modelovými spektry bylo u 22 hvězd rozpoznán P Cygni profil (a u jedné hvězdy jsem si nebyla jistá). Tento profil byl nalezen u šesti rezonančních čar – C III, Si III, N V, C II, Si IV, C IV. U jediné zástupkyně WR hvězd byla nalezena i emisní čára He II. Pro čáry kovů byly dále sestrojeny grafy poukazující na umístění obrazů hvězd na HR diagramu. Na závěr byl vytvořen HR diagram, rozlišující, u kterých hvězd jsem pozorovala projevy hvězdného větru.

Nejnižší zářivý výkon hvězdy, u kterého jsem bezpečně určila známky hvězdného větru, je u log $L = 4, 7 L_{\odot}$. Nad hodnotou zářivého výkonu log $L = 4, 96 L_{\odot}$ mají všechny hvězdy, kromě hvězdy HD 72754, ve svém UV spektru profily čar typu P Cygni. Hodnota zářivého výkonu, která na HR diagramu dělí oblast horkých hvězd na hvězdy s hvězdným větrem a bez větru, se v odborné literatuře udává kolem hodnoty log $L \approx 4, 3 L_{\odot}$. Čím může být tato odlišnost způsobená, je diskutováno v podkapitole 5.5.

Literatura

[1] Abbott D. C.: The domain of radiatively driven mass loss in the H-R diagram, IAU 83, 237–239 (1979)

[2] Abbott D. C.: The theory of radiatively driven stellar winds. I. A physical interpretation, ApJ 242, 1183–1207 (1980)

[3] Abbott D. C., Bohlin R. C., Savage B. D.: Copernicus observations of the N V resonance doublet in 53 early-type stars, ApJSS 48, 369–393 (1982)

[4] Cartledge S. I. B., Lauroesch J. T., Meyer D. M., Sofia U. J.: The homogeneity of interstellar oxygen in the galactic disk, ApJ 613, 1037–1048 (2004)

[5] Carroll B. W., Ostlie D. A.: An Introduction to Modern Astrophysics, Pearson Addison-Wesley, San Francisco (2007)

[6] Conti P. S.: Mass loss in early-type stars, ARA&A 16, 371–392 (1978)

[7] Cox A. N.: Allen's astrophysical quantities, Springer-Verlag New York (2000)

[8] Glebocki, R., Gnacinski, P.: Catalog of Stellar Rotational Velocities, CSSS
 13, 571G (2005); VizieR On-line Data Catalog: III/244

[9] Gordon K. D., Cartledge S., Clayton G. C.: FUSE Measurements of Far-Ultraviolet Extinction. III. The Dependence on R(V) and Discrete Feature Limits from 75 Galactic Sightlines, ApJ 705, 1320–1335 (2009)

[10] Hohle M. M., Neuhauser R., Schutz B. F.: Masses and luminosities of Oand B-type stars and red supergiants, AN 331, 349–360 (2010); VizieR On-line Data Catalog: J/AN/331/349

[11] Hurwitz M., Bowyer S.: Coronal gas in the halo. II. Orfeus observations of galactic halo stars, ApJ 465, 296–311 (1996)

[12] Kharchenko N. V., Scholz R. D., Piskunov A. E., Roeser S., Schilbach
E.: 2nd Cat. of Radial Velocities with Astrometric Data, AN 328, 889 (2007);
VizieR On-line Data Catalog: III/254

[13] Kleczek J.: Velká encyklopedie vesmíru, Academia, Praha (2002)

[14] Koubský P.: *Kapitoly z astronomie*, Hvězdárna a planetárium Mikuláše Koperníka, Brno (1981)

[15] Krtička J., Kubát J.: Radiatively Driven Winds of OB Stars – from Micro to Macro, editoři S. Štefl, S. P. Owocki, A. T. Okazaki: Active OB-Stars: Laboratories for Stellar & Circumstellar Physics, 153–164, San Francisco: ASP Conf. Ser (2007)

[16] Kubát J.: Fyzika hvězdných atmosfér, Brno (2009) [Skripta]

[17] Kudritzki R. P., Puls J.: *Winds from hot stars*, Institut für Astronomie und Astrophysik der Universität München, Mnichov (2000)

[18] Lamers H. J. G. L. M., Cassinelli J. P.: Introduction to stellar winds, Cambridge University Press (1999)

[19] Lamers H. J. G. L., Snow T. P., Lindholm D. M.: Terminal velocities and the bistability of stellar winds, ApJ 455, 269–285 (1995)

[20] Lanz, T., Hubeny, I.: A Grid of Non-LTE Line-blanketed Model Atmospheres of O-Type Stars, ApJS, 146, 417–441 (2003)

[21] Lanz, T., Hubeny, I.: A Grid of NLTE Line-blanketed Model Atmospheres of Early B-Type Stars, ApJS, 169, 83–104 (2007)

[22] Martins F., Schaerer D., Hillier D. J.: A new calibration of stellar parameters of Galactic O stars, A&A 436, 1049—1065 (2005)

[23] Mikulášek Z., Krtička J.: Základy fyziky hvězd, ÚTFA PřF MU, Brno (2005) [Skripta]

[24] Mikulášek Z., Krtička J.: Fyzika horkých hvězd, ÚTFA PřF MU, Brno (2007) [Skripta]

[25] Morton D. C.: Copernicus observations of P-Cygni profiles in hot stars, MSRSL 9, 221–229 (1976)

[26] Owocki S.: Radiatively Driven Stellar Winds from Hot Stars, Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics, Nature Publishing Group and Institute of Physics Publishing (2000) [27] Owocki S.: Stellar Wind Mechanisms and Instabilities, EAS 13, 163–250 (2004)

[28] Penny L. R., Sprague A. J., Seago G., Gies D. R.: *Effects of Metallicity* on the Rotational Velocities of Massive Stars, ApJ 617, 1316–1322 (2004)

[29] Puls J., Sundqvist J. O., Najarro F., Hanson M. M.: *Mass loss from OB-stars*, AIP Conference Proceedings, Volume 1171, 123–135 (2009)

[30] Puls J., Vink J. S., Najarro F.: Mass loss from hot massive stars, A&ARv 16, 209–325 (2008)

[31] Smith Neubig M. M., Bruhweiler F. C.: Ultraviolet Spectral Classification of O and B Stars in the Large Magellanic Cloud, AJ 117, 2856–2867 (1999)

[32] Snow T. P., Lamers H. J. G. L. M., Lindholm D. M., Odell A. P.: An atlas of ultraviolet P Cygni profiles, ApJSS 95, 163–299 (1994)

[33] Snow T. P., Morton D. C.: Copernicus ultraviolet observations of mass-loss effects in O and B stars, ApJSS 32, 429–465 (1976)

[34] Straižys V., Kuriliene G.: Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks, Ap&SS 80, 2, 353–368 (1981)

[35] Široký J.: Astronomie a astrofyzika, PřF UP, Olomouc (1979) [Skripta]

[36] Vanýsek V.: Základy astronomie a astrofyziky, Academia, Praha (1980)

[37] Wright C. O., Egan M. P., Kraemer K. E., Price S. D.: The Tycho-2 Spectral Type Catalog, AJ 125, 359–363 (2003); VizieR On-line Data Catalog: III/231

Elektronické zdroje

- [e1] http://www.stars.astro.illinois.edu
- [e2] http://www.peripatus.gen.nz/astronomy/objpcyg.html
- [e3] http://www.stsci.edu/hst/stis/
- [e4] http://nova.astro.umd.edu/Tlusty2002/tlusty-frames-models.html
- [e5] http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/sim-fbasic
- [e6] http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html
- [e7] http://www.barransclass.com/astr1070/projects/constellation/spectral_temps.html
- [e8] http://sohowww.nascom.nasa.gov/gallery/
- [e9] http://archive.stsci.edu/scrapbook.php