MASARYKOVA UNIVERZITA
Přírodovědecká fakulta
Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

Diplomová práce

Brno 2019 Caiyun Xia

MASARYKOVA UNIVERZITA
PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA
ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY

Vývojové změny periody rotace horkých chemicky pekuliárních hvězd

Diplomová práce

Caiyun Xia

Vedoucí práce: prof. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D. **Brno 2019**

Bibliografický záznam

Autor:	Caiyun Xia Přírodovědecká fakulta, Masarykova univerzita Ústav teoretické fyziky a astrofyziky
Název práce:	Vývojové změny periody rotace horkých chemicky pekuliárních hvězd
Studijní program:	Fyzika
Studijní obor:	Teoretická fyzika a astrofyzika
Vedoucí práce:	prof. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D.
Akademický rok:	2018/2019
Počet stran:	x+58
Klíčová slova:	chemicky pekuliární hvězdy, horké hvězdy, magnetické pole, rotace, hvězdný vývoj

Bibliografický záznam

Autor:	Caiyun Xia Prírodovedecká fakulta, Masarykova univerzita Ústav teoretickej fyziky a astrofyziky
Názov práce:	Vývojové zmeny periódy rotácie horúcich chemicky pekuliárnych hviezd
Študijný program:	Fyzika
Študijný obor:	Teoretická fyzika a astrofyzika
Vedúci práce:	prof. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D.
Akademický rok:	2018/2019
Počet strán:	x+58
Kľúčové slová:	chemicky pekuliárne hviezdy, horúce hviezdy, magnetické pole, rotácia, hviezdny vývoj

Bibliografic Entry

Author:	Caiyun Xia Faculty of Science, Masaryk University Department of Theoretical Physics and Astrophysics
Title of Thesis:	Evolutionary changes of the rotational period of hot chemically peculiar stars
Degree Programme:	Physics
Field of Study:	Theoretical Physics and Astrophysics
Supervisor:	prof. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D.
Academic Year:	2018/2019
Number of Pages:	x+58
Keywords:	chemically peculiar stars, hot stars magnetic field, rotation, evolution of stars

Abstrakt:

V předložené diplomové práci studujeme vývojové změny periody rotace horkých, chemicky pekuliárních (CP) hvězd. V úvodních kapitolách teoretické části jsou stručně popsány vlastnosti horkých hvězd a dělení CP hvězd. Dále se věnujeme popisu magnetického pole CP hvězd a také možnostem vzniku tohoto magnetického pole. V praktické části se zaměrujeme na zpracování dat, která byla získána z literatury. Tato data jsme následně porovnávali s daty získanými pomocí programu BONNSAI. Z těchto dat jsme hledali souvislost mezi rotační periodou a relativním časem vývoje hvězd na MS.

Klíčová slova: CP hvězdy, horké hvězdy, magnetické pole, rotace, hvězdný vývoj

Abstrakt:

V predloženej práci študujeme vývojové zmeny periódy rotácie horúcich chemicky pekuliárnych (CP) hviezd. V úvodných kapitolách teoretickej časti su stručne popísané vlastnosti horúcich hviezd a delenie CP hviezd. Venujeme sa tiež popisu magnetického poľa CP hviezd a možnými scenármi vzniku tohto magnetického poľa. V praktickej časti sa venujeme spracovaniu dát, kroré sme získali z literatúry. Tieto dáta sme následne porovnali s dátami, ktoré sme získali z programu BONNSAI. Z týchto dát sme hľadali súvislosť medzi rotačnou periódou a relatívnym časom vývoja hviezd na MS.

Kľúčové slová: CP hviezdy, horúce hviezdy, magnetické pole, rotácia, hviezdny vývoj

Abstract:

In the presented thesis we study evolutionary changes of the rotational period of hot chemically peculliar (CP) stars. In the first chapters of theoretical part we give a brief information of hot stars and CP stars. We also describe magnetic field of CP stars and some theories which describe the origin of the field. The practical part is devoted to data processing from literature. We gave a comparison of this data to that obtained from program BONNSAI. From data we finally studied relationship between rotational period and their MS lifetime.

Keywords: CP stars, hot stars, magnetic field, rotation, evolution of stars

MASARYKOVA UNIVERZITA
Přírodovědecká fakulta

ZADÁNÍ DIPLOMOVÉ PRÁCE

Akademický rok: 2018/2019

Ústav: Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

Student: Bc. Caiyun Xia

Program: Fyzika

Obor: Teoretická fyzika a astrofyzika

Směr: Astrofyzika

Ředitel *Ústavu teoretické fyziky a astrofyziky* PřF MU Vám ve smyslu Studijního a zkušebního řádu MU určuje diplomovou práci s názvem:

Název práce: Vývojové změny periody rotace horkých chemicky pekuliárních hvězd

Název práce anglicky: Evolutinary changes of the rotational period of hot chemically peculiar stars

Oficiální zadání:
Horké chemicky pekuliární hvězdy (hvězdy s nadbytkem helia) mají jak hvězdný vítr, tak magnetické pole. V důsledku ztráty hybnosti prostřednictvím magnetického hvězdného větru dochází u těchto hvězd ke zpomalování rotace. Cílem diplomové práce je hledání vývojových změn rotační periody. Bude sestaven seznam chemicky pekuliárních hvězd s nadbytkem helia, který bude obsahovat parametry těchto hvězd (včetně rotační periody) získané z literatury. Na základě získaných parametrů bude určeno stáří jednotlivých hvězd. Pro hvězdy, které jsou členkami hvězdokup, bude určené stáří porovnáno s věkem hvězdokup. Bude hledána souvislost mezi stářím jednotlivých hvězd, jejich hmotností a rotační periodou.
Seznam odborné literatury:

- Meynet, G., Eggenberger, P., Maeder, A. 2011, A&A, 525, L11
- Mikulášek, Z., Krtička, J.: Fyzika horkých hvězd, MU, 2003
- Mikulášek, Z., Krtička, J., Henry, G. W. a kol. 2011, A&A, 534, L5
- Renson, P., Catalano, F. A. 2001, A&A, 378, 113
- ud-Doula, A., Owocki, S. P., Townsend, R. H. 2009, MNRAS, 392, 1022

Jazyk závěrečné práce: slovenština

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

Konzultant: prof. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.

Datum zadání práce: 1. 3. 2017

V Brně dne: 12. 5. 2019

Souhlasím se zadáním (podpis, datum):

.....	.....	.....
Bc. Caiyun Xia	prof. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D.	prof. Rikard von Unge, Ph.D.
student	**vedoucí práce**	**ředitel Ústavu teoretické fyziky a astrofyziky**

Poďakovanie

Na tomto mieste by som sa chcel poďakovať vedúcemu mojej diplomovej práce prof. Mgr. Jiřímu Krtičkovi, Ph.D. za odborné rady, vecné pripomienky, čas venovaný na opravu mojej práce, za pomoc a ochotu pri riešení problémov a navedenie k tej správnej ceste. Ďalej by som sa chcel poďakovať všetkým, ktorí si moju diplomovú prácu prečítali a pomohli mi s gramatickou a štylistickou úpravou práce.

Prehlásenie

Prehlasujem, že som svoju diplomovú prácu napísal samostatne a výhradne s použitím citovaných prameňov. Súhlasím so zapožičiavaním práce a jej zverejňovaním.

V Brne dňa 16.05.2019

.....
Caiyun Xia

Obsah

Úvod **13**

1 Horúce hviezdy **14**
1.1 PMS vývoj 15
1.2 Herbigove Ae/Be (HAeBe) hviezdy 16

2 Chemicky pekuliárne (CP) hviezdy **17**
2.1 CP1 hviezdy 20
2.2 CP2 hviezdy 21
2.3 CP3 (HgMn) hviezdy 22
2.4 CP4 (He wk) hviezdy 23
2.5 CP hviezdy so silnými čiarami He (He strong) 23
2.6 Hélium v CP hviezdach 24
2.7 Dôležitosť výskytu He pri určovaní T_{eff} a $\log g$ 24

3 Určovanie periódy rotácie CP hviezd **25**

4 Magnetické pole chemicky pekuliárnych hviezd **29**
4.1 Modely s magnetickým brzdením a diferenciálnou rotáciou 32
4.2 Modely s magnetickým brzdením a rotáciou tuhého telesa 33
4.3 Magnetické pole v Ap/Bp hviezdach 35
4.4 Teória jadrového dynama 36
4.5 Teória fosílneho poľa 37
4.6 Teória splynutím hviezd 37

5 Vetrom urýchľovaná magnetosféra z hmotných hviezd s magnetickým poľom **40**

6 Praktická časť **43**
6.1 BONNSAI (BONN Stellar Astrophysics Interface) 43
6.2 Spracovanie dát 44
6.3 Diskusia 60

7 Záver **61**

Literatúra **62**

Úvod

Astrofyzika hviezdneho vývoja študuje vlastnosti hviezdy meniace sa s časom a fyzikálne procesy, ktoré tieto zmeny spôsobujú. Štúdium hviezdneho vývoja je dôležitou súčasťou všetkých odvetví astrofyziky, a to od planét až po galaxie. Napríklad to, akým spôsobom Slnko ovplyvnilo klimatické podmienky našej planéty Zeme v minulosti a aké nastanú v budúcnosti vieme práve zo štúdia Slnka a jeho vývoja. Za najlepšie študované hviezdy sú považované hviezdy hlavnej postupnosti, kde v ich jadre dochádza k spaľovaniu vodíku. Napriek tomu však stále existuje niekoľko fyzikálnych procesov dôležitých pre vývoj hviezd, ako je napríklad difúzia, konvekcia alebo rotácia hviezdy, ktoré nie sú dobre preskúmané.

V súčasnosti je známych viac ako 8 000 chemicky pekuliárnych hviezd v našej Galaxii, z ktorých takmer polovica z nich patria do skupiny Ap alebo Am hviezd (Herdin a kol. 2016). Štúdium chemicky pekuliárnych (CP) hviezd nám umožňuje lepšie porozumieť fyzikálnym procesom, ktoré ovplyvňujú hviezdny vývoj. Prítomnosť difúznych procesov vedúca k chemickej pekuliarite CP hviezd môžeme zhrnúť následovne. Každý ión nachádzajúci sa v hviezde je sústavne tlačený gradientom tlaku fotónov, žiarivou silou prichádzajúca z jadra hviezdy do jej vonkajších častí hviezdy a súčasne tlačený smerom k jej vnútorným častiam vplyvom gravitačného pôsobenia. V prípade, že účinok žiarivej sily je väčší ako účinok gravitačného pôsobenia, pozorujeme prebytok iónov ťažších prvkov, v opačnom prípade zase deficit iónov v hviezdnej obálke.

Nezanedbateľné množstvo hviezd hlavnej postupnosti spektrálnych typov B a A vykazujú rôzne chemické pekuliarity v ich atmosfére, ktoré sú dôsledkom rozdeľovania chemických prvkov vo vonkajších vrstvách hviezdnej atmosféry. Ukazuje sa, že existuje súvislosť medzi rotáciou a vzhľadom chemickej pekuliarity B a A hviezd. Ukazuje sa, že približne 3/4 magnetických hviezd má periódu rotácie $P_{\mathrm{rot}} < 10$ d, zatiaľ čo $P_{\mathrm{rot}} > 100$ d predstavuje zhruba 10 % z nich (Mathys 2004).

Kapitola 1

Horúce hviezdy

Efektívna teplota hviezdy T_{eff} je veľmi dôležitým astrofyzikálnym parametrom používaný pri štúdii niektorých procesov. Udáva mieru celkového povrchového jasu, ktorý hrá dôležitú úlohu pri štúdii stavby a vývoja hviezd. Ukazuje sa, že práve efektívna teplota hviezdy hrá určujúcu rolu nielen v stave hviezdnych atmosfér, ale i v stave podpovrchových vrstiev, ktoré, z pochopiteľných dôvodov, nemôžeme pozorovať priamo. Na teplote hviezdy závisí hlavne, či sa tok energie prúdiaci z jadra hviezdy do okolitého priestoru v subfotosférických vrstvách bude prenášať prevážne žiarením (u horúcejších hviezd) alebo skôr konvekciou (u hviezd slnečného typu a chladnejšie) (Mikulášek 2011).

Na základe rôznych vlastností hviezd môžeme hviezdy aj rôzne rozdeliť do jednotlivých skupín. Tým najjednoduchším delením hviezd je na horúce a chladné. Toto delenie vychádza z kvantitatívnych a kvalitatívnych charakteristík, avšak hlavne podľa vonkajšieho chovania hviezdy. Za horúce hviezdy považujeme hviezdy ranejších spektrálnych typov ako F2 s efektívnou teplotou približne nad 7 000 K. Hviezdy typu F2 predstavujú akúsi deliacu čiaru medzi horúcimi a chladnými hviezdami. Naše Slnko s efektívnou teplotou pod 6 000 K je preto chladnou hviezdou, zatiaľ čo Sírius, Deneb alebo Vega sú predstaviteľmi horúcich hviezd (Mikulášek 2011).

V porovnaní s chladnými hviezdami je zastúpenie horúcich hviezd v našom najbližšom okolí len okolo 7 %. Toto je spôsobené nielen tým, že horúcich a hmotných hviezd vzniká menej v porovnaní s chladnými a málo hmotnými hviezdami, ale taktiež skutočnosťou, že hmotnejšie hviezdy strávia na hlavnej postupnosti podstatne kratšiu dobu. Avšak, pokiaľ by sme si vybrali iba tie najjasnejšie hviezdy na oblohe, približne 40 % z nich by boli klasifikované práve ako hviezdy horúce. Tento jav je spôsobený hlavne výberovým efektom, keďže

chladné hviezdy sú na oblohe málo jasné, aj keď by sa mohli nachádzať relatívne blízko od Slnka. Avšak horúce hviezdy budú jasnými objektmi na nočnej oblohe i napriek tomu, že sa nachádzajú vo veľkých vzdialenostiach (Mikulášek 2011).

Medzi hlavnými charakteristikami hviezdy patria hmotnosť M, žiarivý výkon L, polomer fotosféry (vrchná časť hviezdy, odkiaľ vychádza podstatná časť hviezdneho svetla) R, povrchové gravitačné zrýchlenie g a efektívna teplota T_{eff}. Na prevod medzi jednotlivými charakteristikami môžeme použiť nasledujúce dva vzťahy:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\mathrm{eff}}^4 \tag{1.1}$$

a

$$g = G\frac{M}{R^2}, \tag{1.2}$$

kde σ je Stefanova-Boltzmanova konštanta ($\sigma = 5.67 \cdot 10^{-8}$ Wm^{-2}K^{-4}) a G je gravitačná konštanta ($G = 6,67408 \cdot 10^{-11}$ m^{3}kg^{-1}s^{-2}).

Deliť hviezdy na horúce a chladné môžeme samozrejme podľa ich efektívnej teploty. Rozdeliť ich môžeme tiež podľa toho, či u nich existuje hviezdna aktivita slnečného typu a ďalej taktiež podľa výskytu aktívnych oblastí v povrchových vrstvách hviezdy, ktoré sú podmienené vznikom a následným rozpadom lokálnych magnetických polí. S tým ďalej súvisí i výskyt chromosfér, korón slnečného typu a rôzne prejavy hviezdnej aktivity, akými sú napríklad fotosférické škvrny, erupcie a protuberancie a taktiež i všeobecne pomalšia rotácia chladných hviezd. Naopak, pre horúce hviezdy je typická kľudná atmosféra a vyskytujú sa u nich stabilné, globálne magnetické pole a tiež rôzne prejavy procesov žiarivej difúzie, ktoré môžu viesť až k javu chemicky pekuliárnych hviezd alebo k žiareniu urýchľovanému hviezdnemu vetru.

1.1 PMS vývoj

Vývojová fáza hviezd pred hlavnou postupnosťou (PMS) sa označuje ako posledná fáza tvorby hviezdy po tom, ako sa vytvorí protohviezda a zároveň je to fáza hviezd pred vstupom na hlavnú postupnosť (MS). Na začiatku PMS fáze sa hviezda nachádza na mieste zrodu, ktoré nazývame birthline. Birthline je miesto na HR diagrame, kde hviezda začína byť viditeľná v optickom obore, po tom, čo sa zbaví podstatnej časti materiálu svojej protohviezdnej obálky po skončení akrécie materiálu na hviezdny povrch. V jadre hviezdy na birthline ešte neprebiehajú termojadrové reakcie. Hviezda sa začína vyvíjať pozdĺž stopy PMS v kva-

zistatickom gravitačnom zmršťovaní, ktoré je hlavným zdrojom energie hviezdy. Termojadrové reakcie v hviezde sa zapaľujú tesne pred koncom vývoja hviezdy na PMS fáze a prispievajú tak stále viac a viac energie na žiarivom výkone hviezdy. Zmršťovanie hviezd sa pomaly zastavuje po tom, čo sa hviezdy dostanú na hlavnú postupnosť nulového veku (ZAMS). Podľa Palla a Stahler (1990) by sme na PMS fáze nemali pozorovať žiadne hviezdy s hmotnosťou nad 8 $M_\odot$ vo viditeľnom obore. Len ako sa na hviezdu naakreuje dostatok okolitého materiálu, začína hviezda opúšťať birthline a začína sa vyvíjať na stope PMS. Každá hviezda vznikla z jedinečného jadra s určitou hmotnosťou a čo určuje konečnú hmotnosť hviezdy je hmotnosť zárodočného oblaku, z ktorého hviezdy vznikli.

1.2 Herbigove Ae/Be (HAeBe) hviezdy

Herbigove Ae/Be hviezdy sú stredne hmotné hviezdy pred vstupom na MS, a preto sú vývojovými predchodcami hviezd spektrálnych typov B a A hlavnej postupnosti. Vykazujú rôzne pozorované javy často spojené s ich magnetickou aktivitou a prítomnosťou okolohviezdnej obálky. Vysokoionizované čiary boli pozorované v spektrách niektorých hviezd (Bouret a kol. 1997) a taktiež bolo detekované röntgenové žiarenie prichádzajúce z HAeBe hviezd (Hamaguchi a kol. 2005). V aktívnych chladných hviezdach pochádzajú tieto javy z chromosféry alebo koróny.

Kapitola 2

Chemicky pekuliárne (CP) hviezdy

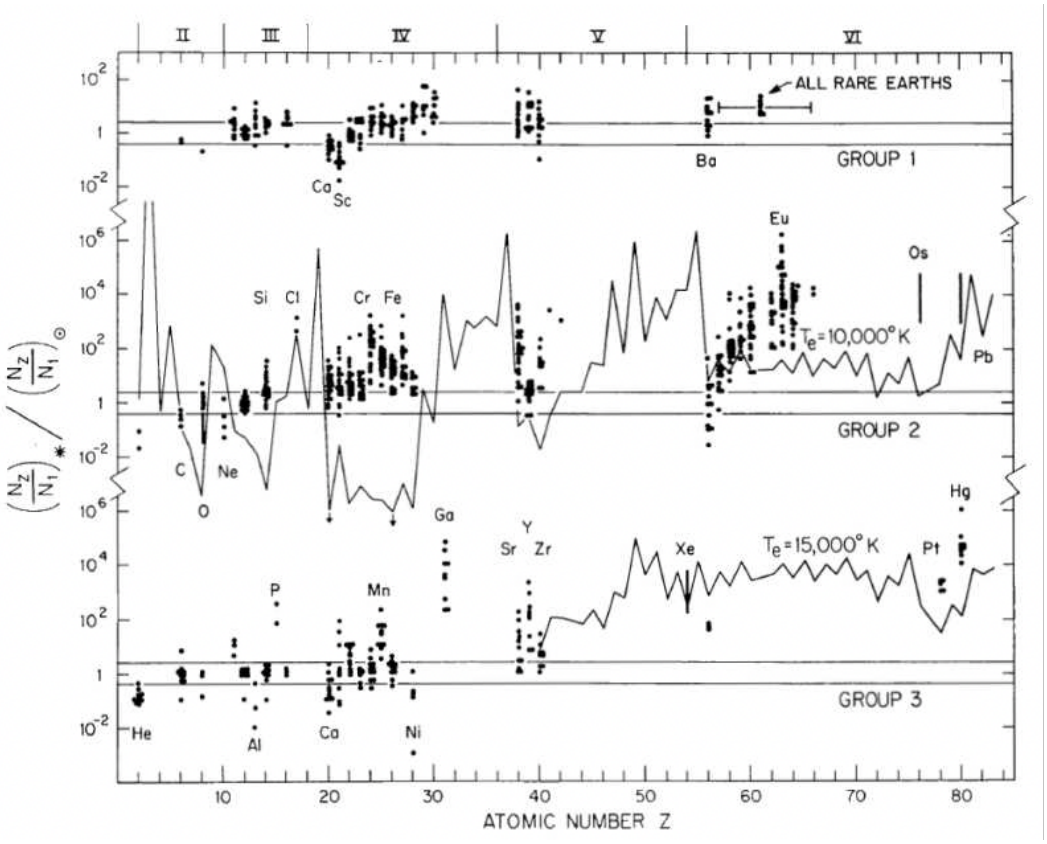
CP hviezdy sú hviezdy na hlavnej postupnosti, ktoré majú efektívnu teplotu v rozmedzí 7 000 – 25 000 K s anomálnym chemickým zložením povrchových vrstiev, ktoré je príčinou ich neobvyklých spektier (Mikulášek 2011). Pri nízkej teplote sa jav chemickej pekuliarity zoslabuje vzhľadom k hlbokej konvektívnej zóne, pri vysokej teplote tento jav zaniká z dôvodu silného hviezdneho vetra (Iliev a Budaj 2008).

V tabuľke 2.1 je uvedené hmotnostné zastúpenie chemických prvkov v 1000 kg normálnej, slnečnej, látky, voči ktorému vzťahujeme chemické zloženie hviezd. Niektoré prvky sa v spektre hviezdy nemusia prejavovať, i keď sú prítomné.

Tabuľka 2.1: Tabuľka hmotnostného zastúpenia chemických prvkov v 1000 kg normálnej, slnečnej, látky (Mikulášek 2011). Hodnoty sú uvedené v jednotkách kg.

H	He	iné prvky							ďalšie prvky
		O	C	Fe	Ne	N	Si	S	
733	249	8	3	1.6	1.2	0.9	0.7	0.5	2.1

Raná história štúdia CP hviezd je úzko spojená s históriou spektrálnej klasifikácie, keďže prvé CP hviezdy boli nájdené a určené práve pri klasifikácii hviezd. Prvé CP hviezdy boli odhalené ešte na prelome 19. a 20. storočia, ale až H. R. Morgan v roku 1933 začal so systématickými štúdiami týchto hviezd. CP hviezdy rozdelil podľa výskytu, či absencie určitých čiar a podľa dominantnej pekuliárnosti ich spektier. Anomálne spektrum odráža reálny prebytok alebo deficit príslušných prvkov v atmosfére hviezd.



Obr. 2.1: Pozorovaná abundacia prvkov spomedzi niektorých skupín CP hviezd so zvýraznenými charakteristickými čiarami pre danú skupinu hviezd. Prevzaté od Prestona (1974).

Chemické zloženie pekuliárnych hviezd sa líši od normálnych. CP hviezdy hlavnej postupnosti tvoria dobre známu skupinu anomálnych hviezd na hornej časti hlavnej postupnosti. Približne 10–15 % horúcich hviezd z hornej časti MS spektrálnych typov medzi B a F sú charakterizované pekuliárnou abundanciou jedného, prípadne i niekoľkých chemických prvkov (Netopil a kol. 2017). Typ pekuliárnosti hviezd súvisí s ich efektívnou teplotou, odchýlka v pozorovanom chemickom zložení je zviazaná s dejmi v povrchových vrstvách. Avšak je zrejmé, že hmotnosť, polomer, žiarivý výkon a charakteristiky určené vnútornou stavbou hviezdy sú u normálnych hviezd hlavnej postupnosti a CP hviezd tej istej efektívnej teploty identické. A preto musí byť počiatočné chemické zloženie CP hviezd štandardné. Pretože v opačnom prípade by znamenalo, že k vysvetleniu korelá-

cie medzi anomáliou a teplotou musí byť hmotnosť hviezdy presne definovaná jej počiatočným chemickým zložením. Ďalej by museli byť známi predchodcovia a nasledovníci CP hviezd, prvky ako je ortuť alebo mangán by museli byť uložené len v zlomku percenta hviezd, čo znamená, že by tieto prvky boli rozložené vo vesmíre krajne nerovnomerne. Taktiež by sme len ťažko vysvetľovali existenciu oddelených dvojhviezd so zložkami s rôznou pekuliárnosťou, nakoľko, ako vieme, dvojhviezdy vznikajú z toho istého zárodočného oblaku medzihviezdnej látky.

Hviezdy hlavnej postupnosti v teplotnom intervale 7 000 – 25 000 K sa vyznačujú relatívne kľudnými vonkajšími vrstvami. U hviezd s efektívnou teplotou pod 7 000 K spôsobuje nekľud fotosféry hviezd jej podpovrchová konvektívna zóna, vďaka ktorej sa premiešava podstatná vonkajšia časť hviezdy. U hviezd s teplotou nad 30 000 K sú horné vrstvy hviezdy rýchlo obrusované hviezdnym vetrom, čo neumožňuje javu chemickej anomálie sa dostatočne rozvinúť.

Pri vhodných podmienkách sú CP hviezdy bežne pozorované i v mladých otvorených hviezdokopách a asociáciách mladších ako 10^6 rokov. Otvorené hviezdokopy sú ideálnymi laboratóriami pre štúdium fyzikálnych vlastnosti CP hviezd. Pre jednotlivé členy hviezdokop môžeme predpokladať, že majú približne rovnaký vek a rovnaké chemické zloženie, nakoľko tieto hviezdy vznikli z rovnakého medzihviezdneho oblaku. A preto chemické zloženie hviezdokopy predstavuje tiež zloženie jednotlivých hviezd (Netopil 2013). A keďže priemer otvorených hviezdokop nie je veľký (≈15 pc, van der Bergh (2006)), hviezdy v týchto hviezdokopách sa nachádzajú približne v rovnakej vzdialenosti od Slnka. A preto vieme z porovnania jednotlivých objektov presnejšie určiť parametre otvorených hviezdokop, napríklad, použitím vývojových modelov.

Štandardná klasifikácia CP hviezd podľa Prestona (1974) je na metalické (CP1 alebo Am) hviezdy, magnetické (CP2 alebo Ap) hviezdy, HgMn (CP3) hviezdy a hviezdy so slabými čiarami He (CP4). V starších literatúrach sa môžeme ešte stretnúť so značením CP5, CP6 alebo CP7, avšak v súčasnosti sa toto značenie už takmer nepoužíva. Namiesto toho používame označenie He strong ako skupina chemicky pekuliárnych hviezd, a to hviezdy so silnými čiarami He s efektívnou teplotou 18 000 – 23000 K (Netopil a kol. 2008).

Tabuľka 2.2: Štandardná klasifikačná schéma CP hviezd podľa Prestona (1974).

CP skupina	dominujúca teplota [K]	klasické pomenovanie
CP1	7000 – 10000	metalické (Am)
CP2	8000 – 15000	magnetické (Ap)
CP3	10000 – 15000	HgMn
CP4	13000 – 20000	slabé čiary He

Tvrdí sa, že silné magnetické pole je zodpovedné za pomalú rotáciu týchto hviezd. Vďaka pomalej rotácie CP hviezd je ich atmosféra stabilná. Chýba u nich povrchová konvekčná zóna a výrazná strata hmotnosti. Stále je akceptovaný názor, že atómová difúzia je zodpovedná za pozorované abundančné anomálie CP hviezd (Michaud 1970). Magnetické pole bolo detekované a potvrdené len u CP2, CP4 a hviezd s nadbytkom He. Avšak, ukazuje sa, že magnetické pole nie je dôležité k vytvoreniu chemikálnych nehomogenít na povrchu hviezd, keďže táto vlastnosť bola pozorovaná aj u CP3 hviezd, ktoré pravdepodobne nemajú detekovateľné magnetické pole (Kochukhov 2011). Nemagnetické CP1 a CP3 hviezdy zvyčajne patria do dvojhviezdnych systémov a rotujú pomalšie ako hviezdy s normálnym chemickým zložením. To, či u CP1 a CP3 hviezd existuje detekovateľné magnetické pole alebo nie, je stále diskutabilné a vedú sa o tom rôzne spory.

2.1 CP1 hviezdy

Takmer všetky Am hviezdy sa nachádzajú v dvojhviezdnych systémov s kratšou dobou obehu, rádovo dní ($2 \leq P_{\rm ob} \leq 10$ d) (Abt a kol. 2002). Majú hmotnosť od 1.2 do 3 $M_\odot$ (rané hviezdy spektrálneho typu F a A). Predpokladá sa, že v dôsledku vzájomnej slapovej interakcie je rotácia hviezd v týchto sústavach spomalená natoľko, že je viazaná.
Abt a kol. (2002) ukázali, že medzi vlastnosť Am hviezd patrí:

- pomalá rotácia s medznou hodnotou 100 km/s,
- klesajúca abundančná anomália s rastúcou rotačnou rýchlosťou,
- vysoký podiel výskytu blízkych dvojhviezd medzi Am hviezdami,
- absencia Am dvojhviezd s veľmi krátkou periódou obehu ($P_{\rm ob} < 1.2$ d).

Am hviezdy vykazujú mierny prebytok Fe a niektorých ťažkých prvkov, ako je napríklad Sr a Ba a nedostatok ľahkých prvkov, ako je napríklad C, O, Ca a Sc (Landstreet 2013). Ich efektívna teplota T_{eff} sa pohybuje v rozmedzi od 7 000 do 10 000 K. Majú tenkú povrchovú konvektívnu zónu, ktorá zaisťuje, že vonkajšie vrstvy hviezd sú dobre premiešavané, čo umožňuje jednoduchšie pochopenie rýchlych zmien teploty a hustoty v týchto oblastiach.

2.2 CP2 hviezdy

Je všeobecne známe, že CP2 hviezdy rotujú v priemere pomalšie ako bežné hviezdy rovnakého spektrálneho typu (Zorec a Royer 2012). Rýchlosť rotácie a pekuliarita týchto hviezd počas ich pobytu na MS sa veľmi nemenia. Majú silné globálne magnetické pole s intenzitou až niekoľko kG, ktoré zabraňuje vzniku silnej konvekcie v hviezde. Väčšina hviezd s najdlhšími rotačnými periódami majú hmotnosť v rozmedzi 2 $\mathrm{M}_{\odot} < M < 2.5\ \mathrm{M}_{\odot}$ (Kochukhov a Bagnulo 2006).

Magnetické CP hviezdy (mCP) sú ideálnymi prírodnými atómovými a magnetickými laboratóriami k otestovaniu vývojových modelov atmosfér. Vykazujú nerovnomerné rozloženie chemických prvkov na ich povrchu, čo spôsobuje tvorbu škvŕn a periódy zvýšenej pozorovanej abundancie prvkov (Michaud a kol. 1981). Ako dôsledok rotácie pozorujeme periodické zmeny spektier a jasu CP2 hviezd. Ďalej vykazujú silné magnetické pole (až do 40 kG) a spektrálnu premennosť, ktorá je spojená s rotačnou periódou a premennosťou magnetického poľa.

Tieto hviezdy môžeme nájsť spomedzi hviezd hornej časti hlavnej postupnosti a je pre nich charakteristická prítomnosť povrchového magnetického poľa spolu s rôznymi abundančnými anomáliami. Vykazujú fotometrickú premennosť a sú tradične spojené s premennými hviezdami typu α^2 Canum Venaticorum (ACV premenné hviezdy). Podľa niektorých autorov sa s pribúdajúcim vekom magnetických hviezd klesá ich chemická pekuliarita (Fosati 2013).

Dôvod pomalej rotácie CP hviezd zatiaľ nie je známy, ale predpokladá sa, že je pravdepodobne dôsledkom nadmernej straty momentu hybnosti týchto hviezd ešte počas doby pred ich vstupom na hlavnú postupnosť (Stępień 2000).

Nutné podmienky pomalej rotácie hviezd:

- nízka hmotnosť hviezd a s tým súvisiaca dlhá PMS fáza,
- silné magnetické pole rádovo niekoľko kG,
- magnetický hviezdny vietor ostáva ešte dlhú dobu po opustení na PMS fáze, zatiaľ čo akrečný disk hviezdy stihne zmizнúť ešte počas jej vývoja na PMS fáze (Stępień a Landstreet 2002).

Landstreet a Mathys (2000) dospeli k záveru, že skoro všetky pomalé rotátory majú takmer rovnobežnú magnetickú a rotačnú os, kde pre kratšie periódy vykazujú tieto osi inklináciu 60 ° a viac.

Kochukhov a Bangulo (2006) ukázali, že staršie hviezdy rotujú pomalšie. Zistili, že hmotnejšie hviezdy ($M \geq 3$ M$_\odot$) nevykazujú významné zmeny momentu hybnosti počas MS, a preto súvislosť medzi vekom a rotačnou periódou je vysvetlená zmenou momentom zotrvačnosti počas hviezdneho vývoja. Taktiež našli dôkaz, že v porovnaní s menej hmotnými hviezdami majú hmotnejšie hviezdy ($M \geq 3$ M$_\odot$) silnejšie magnetické pole v ich podpovrchových častiach.

Niektoré mCP hviezdy majú rotačnú periódu v rozmedzi niekoľko rokov až sto rokov. Stępień (2000) vysvetlil, že iba hviezdy nízkej hmotnosti s odpovedajúcou dlhou časoškálou pred vstupom na MS môžu mať takú dlhú rotačnú periódu. Po odhodení okolohviezdneho disku, môže silný magnetický hviezdny vietor spomaliť rotáciu hviezdy a zvýšiť tak periódu jej rotácie rádovo na desiatky až stovky rokov. Ukazuje sa, že veľmi pomaly rotujúce mCP hviezdy sa vyskytujú medzi hviezdami so silným magnetickým poľom a s nižšou hmotnosťou (Stępień 2000).

2.3 CP3 (HgMn) hviezdy

HgMn hviezdy sú chemicky pekuliárne hviezdy neskorého spektrálneho typu B8 až A0 s efektívnou teplotou v rozmedzí 10 000 – 14 000 K a hmotnosťou medzi 2.5 – 5 M$_\odot$. Vykazujú silný nadbytok horčíka a/alebo mangánu (Schöller a Hubrig 2015). HgMn hviezdy sú väčšinou členmi dvojhviezdneho alebo viachviezdneho systému. Podľa katalógu Ghazaryan a Alecian (2017) je v súčasnosti známych viac ako 106 CP3 hviezd, mnohé z nich boli objavené v mladých asociáciách, ako je Sco-Cen alebo Orion OB1 (Schöller a Hubrig 2015). Schöller a kol. (2010) študovali veľký počet hviezd neskorého typu B s HgMn pekuliaritou. Z pozorovania 57 HgMn hviezd zistili, že 34 z nich sú členmi viacnásobného hviezdneho systému (25 dvojhviezdnych, 3 trojhviezdnych a 1 štvorhviezdny systém).

Premennosť spektrálnych čiar, ktoré pozurujeme u CP3 hviezd je spôsobená prítomnosťou škvŕn na ich povrchu. Aj keď na ich povrchu boli pozorované škvrny, silné a globálne magnetické pole u nich zatiaľ detekované nebolo. Prítomnosť slabého magnetického poľa bola pozorovaná u niektorých HgMn hviezd, avšak stále potrebujeme detailnejšie spektropolarimetrické pozorovania s vysokým rozlíšením k vyriešeniu problému ohľadom magnetického poľa u CP3 hviezd

(Korhonen 2013).

Ich rotačná perióda býva spravidla väčšia ako u hviezd rovnakého spektrálneho typu B. Patria medzi najpomalšie rotátory spomedzi hviezd na hornej časti hlavnej postupnosti a majú výnimočne stabilnú atmosféru s priemernou rotačnou rýchlosťou $v\sin i = 29$ km/s, čo spôsobuje, že ich spektrálne čiary sú veľmi ostré (Schöller a Hubrig 2015). Viac ako 2/3 HgMn hviezd patria do systému SB s prevladajúcou periódou obehu $P_{\rm ob} \approx 3 - 20$ d.

Bežné prvky vyskytujúce sa na zemskom povrchu v nich veľmi nenájdeme. Ale na druhej strane, vysoký obsah ťažkých prvkov, ako je W, Re, Os, Ir, Pt, Au, Hg, Tl, Pb alebo Bi, z nich robia ideálnymi prírodnými labolatóriami pre štúdium ťažkých prvkov. Taktiež sú najvhodnejšími objektmi k štúdiu izotopickej a hyperjemnej štruktúry. Vykazujú taktiež anomálnu izotopickú abundanciu prvkov ako je He, Hg, Pt, Tl, Pb a Ca.

2.4 CP4 (He wk) hviezdy

CP4 hviezdy sú chemicky pekuliárne hviezdy, v ktorých spektrum pozorujeme slabé spektrálne čiary hélia. Efektívna teplota týchto hviezd sa nachádza v rozmedzi 13 000 – 20 000 K. Sú to hviezdy spektálnych tried B2.5 –B7 s čiarami He, ktoré sú abnormálne slabé pre ich efektívnu teplotu. Na druhej strane u CP4 hviezd pozorujeme prebytok Si alebo Sr a Ti (Maeder a Eenens 2013).

2.5 CP hviezdy so silnými čiarami He (He strong)

CP hviezdy so silnými čiarami He patria medzi najhmotnejšie CP hviezdy a sú ranými členmi hlavnej postupnosti spektrálneho typu B1 až B2.5, kde výskyt He je vyšší ako u hviezd s podobnou efektívnou teplotou. Vykazujú silnú abundaciu He v ich atmosfére s pomerorom k H $\frac{n(\mathrm{He})}{n(\mathrm{H})} \approx 0.5$, zatiaľ čo bežný pomer abundacie He k H v atmosfére hviezd rovnakého spektrálneho typu je približne 0.1 (Zboril a kol. 1997). Ukazuje sa, že nadbytok He sa môže vyskytovať už spomedzi veľmi mladých hviezd s vekom len $4 \cdot 10^6$ rokov. Podobne ako Ap hviezdy, vykazujú tieto hviezdy prítomnosť magnetického poľa, ktoré je však približne až trikrát silnejšie v porovnaní s Ap hviezdami (Bohlender a kol. 1987). Taktiež vykazujú spektrálnu, svetelnú a magnetickú premennosť. Ich abundančné anomália sú spôsobené difúznymi mechanizmami zahŕňajúce súhru medzi žiarivou a gravitačnou silou v atmosfére za prítomnosti hviezdneho vetra. Ukazuje sa, že hviezdny vietor je nevyhnutnou podmienkou k hromadeniu He v atmosfére

hviezd, pretože v opačnom prípade by sa He začalo klesať do podpovrchových častí hviezdy (Vauclair 1975).

2.6 Hélium v CP hviezdach

Premennosť héliového spektra je veľmi zaujimavá, pretože premennosť zahŕňa prvok, ktorý je pravdepodobne prvotný a tiež je to najrozšírenejší prvok vo vesmíre, hneď za vodíkom. Zvýšená abundancia He sa všeobecne vyskytuje medzi hviezdami spektrálneho typu B, hlavne medzi hviezdami so silnými čiarami He a medzi hviezdami so slabými čiarami He. Čiary He sú bežne slabšie v najchladnejších a silnejšie v najhorúcejšich CP hviezdach. Predpokladá sa, že vo fotosfére hviezd je nedostatok alebo nadbytok He z dôvodu difúznych procesov.

Sargent a Jugaku (1961) ako prví identifikovali ^{3}He v spektre hviezdy 3 Centauri A. Hartoog (1979) si uvedomil, že mnoho abundančných anomálií hviezdy 3 Cen A bolo podobných s hviezdou horizontálnej vetvy Feige 86. Získal spektrum hviezdy Feige 86 a zistil, že má naozaj prebytok ^{3}He.

2.7 Dôležitosť výskytu He pri určovaní $T_{\rm eff}$ a $\log g$

Podľa Leckrone a kol. (1974) je z dôvodu pekuliárnej abundancie kovu (prvok ťažší ako He) rozdelenie intenzity CP hviezd rozdielne od rozdelenia intenzity hviezd hlavnej postupnosti s rovnakým Balmerovým skokom.

Hauck a North (1993) došli k záveru, že klasické fotometrické metódy sú dostatočne spoľahlivé k určovaniu efektívnej teploty héliových CP hviezd.

Leone a Manfrè (1997) zistili, že niekoľko modelov sa môže zhodovať v profilu jednej čiary a došli k záveru, že efektívna teplota a gravitačný potenciál hviezd so slabými čiarami He musia byť určené súčasne s abundanciou He v hviezde. Ukazuje sa, že určovanie gravitačného zrýchlenia na povrchu hviezd je veľmi citlivé na obsah He na povrchu hviezd. Leone a Manfrè (1997) zistili, že pokiaľ sa profily čiar Hβ zhodujú so slabými čiarami He, znamená to, že hviezda má chemické zloženie slnečného typu s efektívnou teplotou pod 10 000 K.

Kapitola 3

Určovanie periódy rotácie CP hviezd

Chemická pekuliarita a magnetizmus nie sú jedinými charakteristickými vlastnosťami, ktoré pozorujeme v Ap/Bp hviezdach. Mnohé magnetické hviezdy hlavnej postupnosti majú niekoľkokrát dlhšie rotačné periódy (typicky niekoľko dní) v porovnaní s nemagnetickými hviezdami (niekoľko hodín až dní). Predpokladá sa, že magnetické brzdenie je zodpovedné za túto pomalú rotáciu, a to hlavne počas PMS vývoja, kedy hviezda môže predať moment hybnosti s jeho hmotným akrečným diskom (Stępień, 2000). Alternatívou k tomuto modelu je rýchle miznutie magnetického poľa počas raných fázi PMS vývoja pre najrýchlejšie rotátory kvôli silnej turbulencii, ktorá je vyvolaná diferenciálnou rotáciou vyvinutou pod hviezdnym povrchom, podobne ako je to v hviezdach slnečného typu (Lignières 1996). Tento model hovorí, že iba pomalé rotátory si môžu zachovať ich počiatočné magnetické pole a vyvinúť sa ako magnetické hviezdy na hlavnú postupnosť.

Hviezdy vznikajú gravitačným kolapsom z hustých časti molekulového oblaku. Každá hviezda dedí nielen hmotu z materského oblaku, ale taktiež aj časť jeho momentu hybnosti a dôsledkom čoho hviezdy rotujú. Počas celého pobytu hviezdy na MS, je jej moment hybnosti viacmenej konštatný. Okrem momentu hybnosti je aj rotačná perióda hviezdy určená jej aktuálnym polomerom a vnútorným rozložením jej hmoty a momentu hybnosti.

Anomálna abundancia prvkov na povrchu CP hviezd je spôsobená hydrodynamickými procesmi, ktoré prebiehajú v žiarivej obálke hviezd so silným magnetickým poľom (Michaud a Proffitt 1993), a to hlavne žiarivou difúziou a gravitačným usadzovaním prvkov.

K tomu, aby sme tieto zmeny detekovali, potrebujeme pozorovať tieto hviezdy po dobu, ktorá mnohonásobne prevyšuje životnosť ľudskej populácie.

Rotácia je kľúčová vlastnosť hviezd, ktorá je spojená s mnohými vlastnostnosťami hviezd. Je spojená s hmotnosťou a vývojovým štádiom hviezdy, a preto túto vlastnosť môžeme použiť pri získavaní relevantných informácií skúmaných objektov. Pozorovaná rovníková rotačná rýchlosť sa mení od niekoľko m/s pre málo hmotné hviezdy až po 400 km/s pre najhmotnejšie hviezdy. Vo všeobecnosti sú horúce hviezdy s efektívnou teplotou nad 7 000 K rýchle rotátory, zatiaľ čo chladnejšie hviezdy sú zase pomalými rotátormi s typyckými periódami rádovo desiatky dní (Zorec a Royer 2012).

V dôsledku rotácie hviezdy dochádza k jej sploštenia, čoho dôsledkom je rozvoj tzv. meridionálnych prúdov, ktoré hviezdu premiešavajú podobne ako konvenkcia (Netopil 2017). Predpokladá sa, že pomalá rotácia (rovníková rýchlosť rotácie) $V_{\mathrm{rot}} < 120$ km/s (Murphy 2014) je nutnou, aj keď pravdepodobne nie dostačujúcou podmienkou pre vývoj chemickej pekuliarity (Zorec a Royer 2012), pretože nie je napríklad známa hviezda spektrálneho typu A, ktorá by mala rotačnú rýchlosť menšiu ako 40 km/s a ktorá by nebola pekuliárna.

Ukazuje sa, že pomalá rotácia týchto hviezd úzko súvisí s pekuliaritou Am a Ap hviezd. Pokiaľ je prítomné magnetické pole vo veľkom merítku, môže toto pole silne ovplyvňovať difúziu a taktiež pozorovanú abundančnú anomáliu a diferenciáciu medzi magnetickými Ap a nemagnetickými Am hviezdami. Pomalá rotácia je pravdepodobne dôsledkom magnetického brzdenia pred vstupom na hlavnú postupnosť v prípade jednohviezdneho systému alebo slapovej synchronizácie v prípade dvojhviezdnych systémoch (Iliev a Budaj 2008).

Predpokladalo sa, že slapové javy v dvojhviezdnych systémoch a komplexné vzájomné pôsobenia medzi binaritou, rotáciou a magnetizmom hrajú rozhodujúcu úlohu v procese javu chemickej pekuliarity. Existuje jasný dôkaz zvýšeného množstva Li medzi chladnými trpaslíkmi neskorého typu a obrami v tesných dvojhviezdach, čo naznačuje veľmi rozdielne miešanie v obálke slapovo spojených hviezd na rozdiel od samostatnej hviezdy (Spite a kol. 1994, Costa a kol. 2002).

Momentálne ešte dobre nepoznáme slapový mechanizmus pre spomaľovanie rotácie Am hviezd. Avšak, existujú dve rozdielne teórie pre slapovú synchronizáciu a cirkularizáciu, a to dynamická prílivová teória (Zahn 1977) a hydrodynamický mechanizmus (Tassoul a Tassoul 1992). Dynamická prílivová teória môže synchronizovať rotáciu hviezd so žiarivou obálkou s obežnou dobou do niekoľkých dní. Efektívnejší je hydrodynamický mechanizmus, ktorý môže spomaliť rotáciu hviezdy v systémoch s obežnou dobou hviezd až 100 dní.

Magnetické CP hviezdy s globálnym magnetickým poľom a škvrnami na ich povrchu s periódou, ktorá je rovná rotačnej perióde hviezdy môžu byť vhodným nástrojom, ako zmeny periódy zistiť. Kombináciou dát zo súčasných a historických fotometrických, spektroskopických a spektropolarimetrických pozorovaní dokážeme určiť vývoj rotácie s veľkou presnosťou. Škvrny na povrchu hviezd, kde je abundancia výrazne odlišná od tých miest, kde je fotosféra nenarušená, nám poskytujú vzťažnú sústavu spojenú s magnetickou štruktúrou týchto hviezd (Shore a Adelman 1974).

Vďaka skloneným magnetickým a rotačným osiam hviezd, môžeme pozorovať rôznu fotometrickú, spektrálnu a magnetickú premennosť a následne použiť ich periodicitu k určovaniu periódy rotácie týchto hviezd. Je všeobecne známe, že rotačná perióda magnetických chemicky pekuliárnych (mCP) hviezd je podstatne dlhšia ako rotačná perióda hviezd rovnakého spektrálneho typu na hlavnej postupnosti s porovnateľnými hmotnosťami. U niektorých hviezd bolo zistené, že dochádza k spomaľovaniu ich rotácie. Pyper a kol. (1998) ukázali, že u hviezdy CU Vir s rotačnou periódou $P = 0.5206$ d došlo k spomaľovaniu jej rotačnej periódy o 0.005 % medzi rokmi 1983 až 1987. Adelman a kol. (2001) zase zistili, že u hviezdy 56 Ari s rotačnou periódou $P = 0.7279$ d dochádza k spomaľovaniu rýchlosti jej rotácie o 2 s za každých 100 rokov.

Fotometricky a spektroskopicky premenné chemicky pekuliárne hviezdy sú optimálnymi labolatóriami pre štúdium vývoji rotačných vlastnosti hviezd na hlavnej postupnosti. Väčšina známych CP hviezd majú stálu rotačnú periódu, avšak niektoré z nich, napríklad V901Ori, CU Vir, BS Cir a ďaľšie, vykazujú isté premennosti v perióde ich rotácie (Mikulášek a kol. 2011, 2015). Očakáva sa, že rotačná perióda mCP hviezd by mala monotónne rásť s vekom z dôvodu zväčšovania polomeru hviezdy v porovnaní s jej hodnotou na ZAMS (Adelman 2002). Avšak ukazuje sa, že rovníkova rotačná perióda CP hviezd počas ich pobytu na MS je z vývojových modelov približne konštantná (Meynet a Maeder 2000).

Kedže najväčší príspevok momentu hybnosti hviezdy je z ich žiarivej obálky, nie je známe, či rotačný pomer v jadre hviezdy je spomaľovaný rovnakým tempom. S tým, ako dochádza k nárastu polomeru hviezdy, klesá aj intenzita magnetického poľa. Turbulencie vo vonkajších vrstvách hviezdnej obálky, s tým ako narastá v smere k vetvi obrov, môže spôsobiť najprv lokálny a následne taktiež globálny rozpad magnetického poľa.

Hviezdy strávia prevážnu časť svojho života na hlavnej postupnosti (MS), kde v jadrách týchto hviezd dochádza k spaľovaniu vodíka. Počas tejto fáze nedochádza k zmene momentu hybnosti samostatnej hviezdy, pokiaľ hviezda nestráca svoju hmotnosť. Toto naznačuje, že zmeny periódy hviezdnej rotácie by sa mali

objavovať na časovej škále zmien momentu zotrvačnosti, ktoré je rádovo $10^7 - 10^9$ rokov (Meynet a Maeder 2000). Spôsob, ktorým môžeme toto otestovať je napríklad pomocou mCP hviezd, ktoré majú netypické chemické zloženie a sú najvhodnejšie k štúdiu vývoja rotačných zmien hviezd hornej časti MS. Prvky v ich atmosfére sú koncentrované do veľkých a stabilných oblastí škvŕn. S tým, ako hviezda rotuje, pozorujeme periodické zmeny spektra, jasu alebo magnetického poľa. Použitím dát hviezd zo súčasných pozorovaní a ich kombináciou s archívom sme schopní zostaviť vývoj ich rotácie s vysokou presnosťou. Fotometrické pozorovania (Mikulášek a kol. 2011) naznačujú, že naše predpoklady sú správne a rotačné periódy a svetelné krivky väčšiny hviezd na hornej časti MS sa nemenia na časovej škále aspoň desiatky rokov. Avšak, existuje medzi nimi aj malá podskupina horúcich mCP hviezd, ktoré majú stabilný tvar svetelnej krivky a spektroskopickej premennosti, ale vykazujú premenné periódy rotácie (Townsend a kol. 2010).

Veľmi rýchlo rotujúca kremíková mCP hviezda HD 124224 (CU Vir) má nie veľké, dipolárne magnetické pole s intenzitou na jej póle $B_{\rm p} = 3$ kG, ktoré je naklonené pozdĺž jej rotačnej osi $\beta = 74\,^\circ$, inklinačný uhol $i = 43\,^\circ$ (Trigilio a kol. 2000). Je prvou známou hviezdou MS, korá vykazuje premennosť rádiovej emisie a pripomína tak pulzary (Trigilio a kol. 2011). Vykazuje taktiež svetelné zmeny a premennosť spektrálnych čiar H I, He I, Si II a iónov ďalších prvkov. Pyper a kol. (1998) objavili prudký nárast jej periódy z 0.5206778 d na 0.52070854 d, ktoré nastalo v roku 1984. Pyper a Adelman (2004) diskutovali o dvoch možných scenáriach vysvetlenia pozorovaného O-C diagramu, a to postupne sa meniaca perióda alebo dve konštantné periódy. Trigilio a kol. (2008) pozorovali ďalší nárast periódy rádiových pulzov o 1.12 s. Avšak merania z roku 2010 naznačujú zníženie periódy. Rýchlosť spomaľovania môžeme vyhodnotiť použitím charakteristického času spomaľovania rotácie, τ, ktorý je daný vzťahom $\tau = P/\bar{\dot{P}}$, kde $P(t)$ je okamžitá rotačná perióda v čase t a $\bar{\dot{P}}$ je stredná rýchlosť rotačného spomaľovania. Podľa Mikulášek a kol. (2011) sa jej perióda mení spojite a čas spomaľovania jej rotácie je $\tau \sim 6 \times 10^5$ rokov, čo je o dva rády menšia ako je odhadovaný vek hviezdy 9×10^7 rokov (Kochukhov a Bagnulo 2006).

Mladá, horúca hviezda HD 37776 (V901 Ori) nachádzajúca sa v emisnej hmlovine IC 432 má mimoriadne silné, globálne a komplexné magnetické pole (B $\approx$ 20 kG) (Kochukhov et al. 2011). Ukazuje sa, že pozorované mierne svetelné zmeny sú spôsobené škvrnami s nadbytkom kremíka a hélia (Krtička a kol. 2007). Mikulášek a kol. (2008) odhalili nepretržité cyklické zmeny jej rotácie, čoho následkom je nárast jej rotačnej periódy z 1.5387 dňa o neuveriteľných 17.7 s za dobu 31 rokov.

Kapitola 4

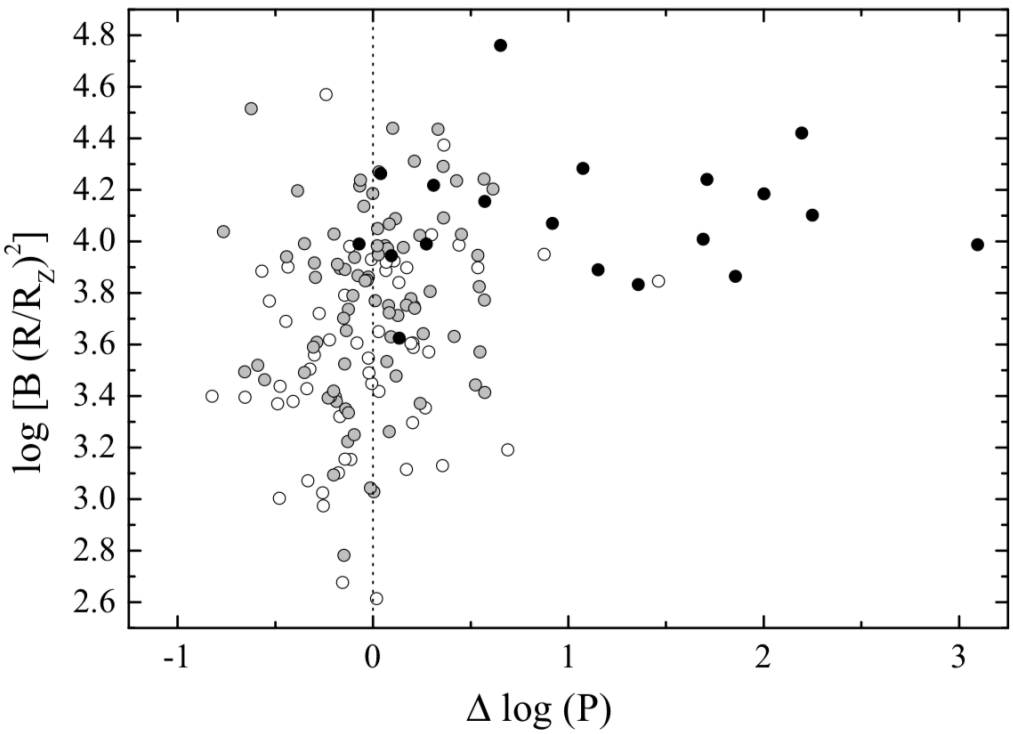
Magnetické pole chemicky pekuliárnych hviezd

Značné množstvo CP hviezd spektrálnych tried B a A vykazuje silné povrchové magnetické pole od 500 G až do 40 kG. V ranej kontrakčnej fáze tvorby hviezd môžeme pozorovať turbulentné dynamo, ktoré môže poskytovať až niekoľko kG silné magnetické pole. Hneď ako začne hviezda žiariť, vytvorené pole sa môže zamrznúť vnútri hviezdy a byť viditeľné na povrchu až keď sa stratí konvektívna obálka hviezdy. Táto myšlienka je podporovaná zisteniami od Dikpati a kol. (2006), ktorí ukázali, že oscilačné dynamo slnečnej konvektívnej zóny môže viesť k vytvoreniu stacionárneho magnetického poľa vnútri žiarivej časti Slnka.

Konvektívne hviezdy rôznych typov majú tendenciu mať časovopremenné magnetické pole s malou škálou interpretované ako dôsledok dynamového deja spôsobený diferenciálnou rotáciou a konvekčnou nestabilitou. Pre porovnanie, stredne hmotné hviezdy hlavnej postupnosti s hmotnosťou $1.5\ \mathrm{M}_\odot < M < 6\ \mathrm{M}_\odot$, ktoré majú malé konvektívne jadro a žiarivú obálku, buď nemajú žiadne detekovateľné pole alebo majú stále magnetické pole s veľkou škálou, napríklad Ap hviezdy (Aurière a kol. 2007). Mnoho z týchto hviezd majú približne dipolárne pole, avšak niektoré z nich majú ešte komplexnejšie pole, ako je napríklad θ Sco (Donati a kol. 2006).

Chemicky pekuliárne hviezdy, a to CP2, CP4 a CP hviezdy so silnými čiarami He majú stabilné a silné magnetické pole. Babcock (1947) ako prvý detekoval magnetické pole u CP hviezd, konkrétne u hviezdy HD 118022 (78 Vir). Ukazuje sa, že čím silnejšie je magnetické pole, tým pomalšia je rotácia hviezdy z dôvodu magnetického brzdenia hviezdy.

Na obrázku 4.1 je znázornená závislosť intenzity magnetického na rotačnej perióde CP hviezd. Z tohto merania sa ukázalo, že v porovnaní s rýchlejšie rotujúcimi hviezdami je stredná hodnota magnetického poľa u pomalšie rotujúcich hviezd približne dvakrát väčšia (Netopil a kol. 2017).



Obr. 4.1: Graf závislosti intenzity magnetického poľa na rotačnej perióde CP hviezd. Čierne bodky zobrazujú merania stredných hodnôt intenzity magnetického poľa. Šedé bodky predstavujú odhady založené na rotačných fázových krivkách longitudinálnej intenzite magnetického poľa. Biele kružky znázorňujú štvorec intenzity longitudinálneho magnetického poľa. Zvislá čiarkovaná čiara oddeľuje rýchlo rotujúce (na ľavej strane) a pomaly rotujúce hviezdy (na pravej strane od zvislej čiarkovanej čiary). Prevzaté od Netopil a kol. (2017).

Taktiež sa ukazuje, že pri pomalšej rotácii je zastúpenie Fe vyššie, čo naznačuje, že difúzia je efektívnejšia, keďže pomalá rotácia a magnetické pole stabilizuje hviezdnu atmosféru. Najnápadnejšou charakteristikou mnohých CP hviezd

je prítomnosť silného fosílneho magnetického poľa na ich povrchu, prípadne pod ich povrchom. Ukazuje sa, že magnetické pole CP hviezd je prítomné u hviezd už vo fáze pred ich vstupom na hlavnú postupnosť (Wade a kol. 2007) a počas ich vývoja na hlavnej postupnosti intenzita tohto poľa postupne klesá (Landstreet a kol. 2007).

V chladných a málo hmotných hviezdach je ich magnetické pole vysoko premenné a všadeprítomné, veľmi podobné ako v prípade Slnka a ukazuje sa, že je tvorené dynamom slnečného typu. Podpovrchové vrstvy chladných hviezd sú konvektívne a interakciou s hviezdnou diferenciálnou rotáciou môžu pohyby plazmy v konvektívnej vrstve generovať komplexné magnetické pole, aké môžeme pozorovať na jej povrchu. Dôsledkom toho bolo zistené, že intenzita magnetickej aktivity hviezd závisí na jej rotačnej perióde.

V prípade hviezd hlavnej postupnosti s nízkou hmotnosťou a čiastočne konvektívnych hviezd s nízkou hmotnosťou pred vstupom na hlavnú postupnosť pozorujeme pole, ktoré je sústredené v malej ploche povrchu a je spojené s chladnými škvrnami, ako sú napríklad škvrny hviezd pozorovateľné nielen na Slnku, ale aj na povrchoch iných hviezd pomocou fotometrickej premennosti. Magnetické pole môže mať tiež veľký vplyv na vývoj hviezd počas rôznych fáz tvorby a vývoja hviezd v interakcii s prostredím v jej blízkom okolí, ako je napríklad výtrysk hmoty, magnetosférická akrécia alebo vietor nesúci magnetické pole.

Mnoho priamych pozorovaní naznačuje, že magnetické pole by malo byť prítomné okolo hmotných hviezd. Simulácie podpovrchových konvektívnych zón hmotných hviezd od Cantiello (2010) naznačujú dynamom generované magnetické pole rádovo kG. Magnetické brzdenie na Slnku je spôsobené účinkom častíc slnečného vetra pozdĺž magnetických siločiar presahujúce až za hranice hviezdneho povrchu (Meynet a kol. 2011). Táto súvislosť spôsobuje krútiaci moment na vrchných vrstvách Slnka, čoho následkom je spomaľovanie jeho rotácie. Môže byť takýto proces prítomný tiež v hmotných hviezdach, ktoré vykazujú dostatočne silné magnetické pole?

Townsend a kol. (2010) zistili, že hviezda σ Ori E podlieha rotačnému brzdeniu. Charakteristický čas spomaľovania jej rotácie 1.34 miliónov rokov je v dobrej zhode s teoretickými predpokladmi založenými na magnetohydrodynamických simuláciach straty momentu hybnosti hviezdneho vetra urýchľovaný na magnetických siločiarach. Malé množstvo hviezd vykazujú povrchové vlastnosti, ako je napríklad nízka povrchová rýchlosť a silné povrchové obohatenie prvkov, ktoré nie je možné vysvetliť súčasnými rotačnými hviezdnymi modelmi, pokiaľ daná hviezda nie je obor alebo nadobor. Aj keď počet týchto hviezd nie je veľký a niektoré z nich sú už pravdepodobne na záverečnom štádiu vývoja na MS (Maeder

a kol. 2009), stále sa oplatí skúmať fyzikálne príčiny tohto chovania.

Ud Doula a kol. (2008) zistili, že celková strata momentu hybnosti sa dá vyjadriť pomocou výrazu:

$$\frac{\mathrm{d}J}{\mathrm{d}t} = \frac{2}{3}\dot{M}\Omega R_*^2 \left[0.29 + (\eta_* + 0.25)^{\frac{1}{4}}\right]^2, \tag{4.1}$$

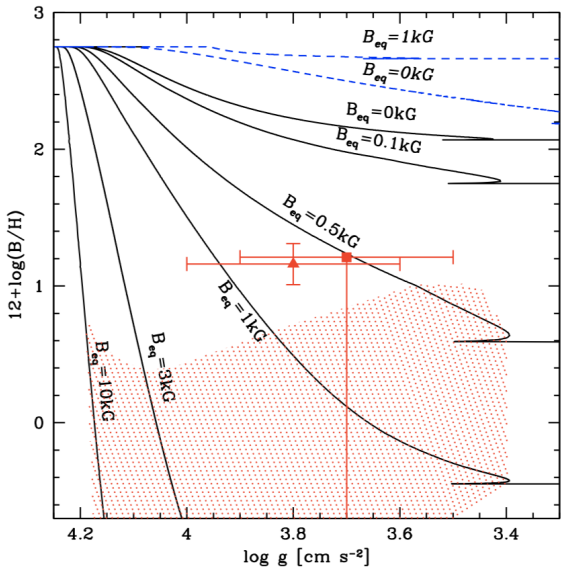
kde parameter η_* určuje pomer hustoty magnetickej energie a hustoty energie hviezdneho vetra pri hviezdnom povrchu, R_* je polomer hviezdy, $\dot{M}$ je rýchlosť straty hmotnosti a Ω je uhlová rýchlosť hviezdy. Ud-Doula a kol. (2009) zistili, že aplikovaním tohto vzorca na hviezdu σ Ori E získavame charakteristický čas spomaľovanie jej rotácie 1 milión rokov, čo je v dobrej zhode s pozorovaním (Townsend a kol. 2010). Efekt magnetického brzdenia závisí hlavne na tom, ako prebieha prenos moment hybnosti vnútri hviezdy (Meynet a kol. 2011)
Uvažujeme dva limitné prípady:

- diferenciálna rotácia: prenos momentu hybnosti je urýchľovaný meridionálnymi prúdmi a nestabilitami spôsobený šmykom vonkajších vrstiev. Aj keď pravdepodobne tieto dva efekty nie sú dostatočné na to, aby viedli k rotácii hviezd odpovedajúca tuhému telesu.

- rotácia tuhého telesa: rotácia odpovedajúca tuhému telesu sa prejavuje u hviezd počas celého vývoja na MS, pokiaľ je u hviezd prenos momentu hybnosti dostatočne účinný. Chemické prvky sú v tomto prípade prenášané meridionálnymi prúdmi.

4.1 Modely s magnetickým brzdením a diferenciálnou rotáciou

Na obrázku 4.2 vidíme, že na rozdiel od modelov bez magnetického brzdenia sú u modelov s magnetickým brzdením prítomné silné zmeny povrchovej abundancie B. Toto je zapríčinené tým, že magnetické brzdenie vytvára rýchlu diferenciálnu rotáciu vonkajších vrstiev hviezdy, a preto spôsobuje miešanie vonkajších vrstiev spôsobený šmykom. Súčasne s tým však rýchlo klesá jej povrchová

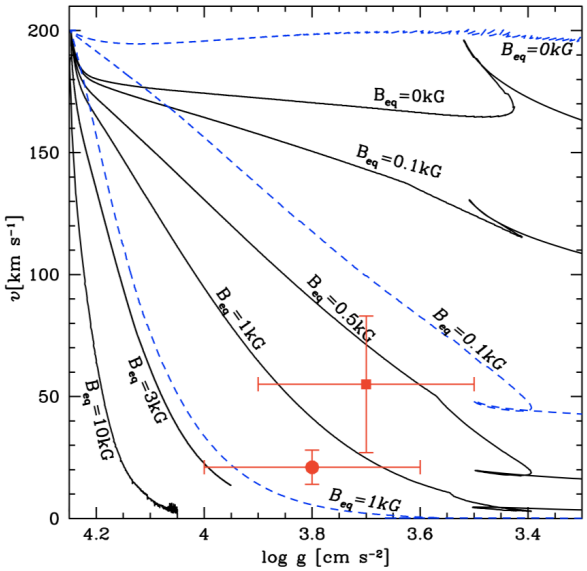


Obr. 4.2: Graf závislosti vývoja abundacie B na povrchu hviezdy. Červeným krížom sú znázornené pozície dvoch hviezd s počiatočnou hmotnosťou 9 a 11 $M_{\odot}$. Hviezdy v červenej oblasti majú prítomné silné miešanie chemických prvkov počas hlavnej postupnosti a ich povrchová rýchlosť je menšia ako 50 km/s. Prevzaté od Meynet a kol. (2011).

rýchlosť. Aj keď súčasné modely nám neposkytujú dokonalý zhodný fit s datami, vidíme, že magnetické brzdenie sa javí ako vhodné vysvetlenie hviezd, u ktorých je prítomné silné miešanie prvkov, nízka povrchová rýchlosť a vysoké gravitačné zrýchlenie. Približne 70 % celkovej straty momentu hybnosti hviezd z ich jadra počas celej doby ich vývoja je spôsobený práve pri pobytu na hlavnej postupnosti (Hirschi a kol. 2004).

4.2 Modely s magnetickým brzdením a rotáciou tuhého telesa

Chemické prvky v tomto modeli už nie sú prenášané miešaním vonkajších vrstiev spôsobené šmykom, ako to bolo v prípade modelu s diferenciálnou rotáciou, ale prenášané meridionálnymi prúdmi. Aj keď meridionálne prúdy sú zodpovedné za prenos chemických prvkov, kľúčovou vlastnosťou miešania chemických prvkov v modeloch rotácie tuhého telesa je rýchle zníženie uhlovej rýchlosti hviezdy Ω,



Obr. 4.3: Graf závislosti modelového vývoja rovníkovej rýchlosti rotácie hviezd na log g s rôznymi intenzitami magnetického poľa na povrchu hviezdy. Červeným krížom sú znázornené pozície dvoch hviezd s počiatočnou hmotnosťou 9 a 11 $M_{\odot}$. Z tohto grafu vidíme, že pre modely s magnetickým brzdením a rotáciou tuhého telesa, klesá rovníkova rýchlosť rotácie oveľa rýchlejšie ako v prípade diferenciálnej rotácie (s danou hodnotou magnetického poľa na rovníku (B_{eq})). Prevzaté od Meynet a kol. (2011).

keď na jej povrchu dôjde k magnetickému brzdeniu a súčasne zoslabne aj intenzita miešania prvkov. Čiže takýto model by predpovedal, že hviezdy budú na konci fáze MS s nízkou povrchovou rýchlosťou a slabým, prípadne žiadnym povrchovým obohatením chemických prvkov (Meynet a kol. 2011). Tieto hviezdy by tiež mohli vzniknúť z vývoja protohviezd s malou počiatočnou rotačnou rýchlosťou. Avšak vnútorné štruktúry týchto hviezd na konci fáze MS budú rozdielne, pokiaľ hviezda bola pomalým rotátorom alebo pôvodne bola hviezda rýchlym rotátorom, ale časom sa jej rotačná rýchlosť znížila. Hviezdy z rýchlorotujúcich protohviezd majú zvyčajne väčšie jadro.

Obr. 4.3 ukazuje modelový vývoj rovníkovej rýchlosti na povrchu hviezdy získaný použitím rôznych hodnôt magnetického poľa. Na obrázku 4.3 môžeme vidieť, že pre modely s magnetickým brzdením a rotáciou tuhého telesa klesá rovníkova rýchlosť rotácie oveľa rýchlejšie ako to je v prípade modelu s diferenciálnou rotáciou (s danou hodnotou magnetického poľa).

4.3 Magnetické pole v Ap/Bp hviezdach

Každá charakteristika Ap hviezd, ako je napríklad typ a miera pekuliarity alebo geometria a intenzita magnetického poľa, sa pravdepodobne mení s časom. Ap hviezdy sa na HR diagrame nachádzajú prevážne na hlavnej postupnosti, ale môžeme ich tiež nájsť aj na PMS fáze (Alecian a kol. 2008). Borra (1981) na základe merania magnetického poľa hviezd v asociácii Orión OB1 zistil, že intenzita povrchového magnetického poľa klesá s vekom hviezdy. North a Cramer došli v roku 1984 k záveru, že magnetické pole Ap hviezd s hmotnosťou $M > 3$ M$_\odot$ klesá s časom.

Ap a Bp hviezdy na hornej časti hlavnej postupnosti vykazujú rôzne typy chemických anomálií, ktoré sa systematicky menia s ich efektívnou teplotou. Tieto abundančné anomálie sa výrazne líšia od anomálií Am a HgMn hviezd, čo znamená, že prítomnosť magnetického poľa v Ap a Bp hviezdach má silný vplyv na typ anomálií. Pri ich povrchu pravdepodobne neprebieha konvekcia, prípadne ak áno, tak iba nevýrazne. Abundancia ľahkých prvkov v atmosfére týchto hviezd, ako je O, Mg a Si zostáva počas vývoja týchto hviezd na hlavnej postupnosti približne rovnaká, zatiaľ čo zastúpenie Fe klesá a zastúpenie He zase rastie (Landstreet 2013).

Medzi hviezdami hlavnej postupnosti s vyššou hmotnosťou $M > 1.5$ M$_\odot$ pozorujeme stabilné (aspoň niekoľko rokov až desiatky rokov) a silné magnetické pole ($3 \cdot 10^2 - 3 \cdot 10^4$ G) u približne 10 % hviezd spektrálneho typu B a A, avšak s veľmi odlišnou charakteristikou oproti chladným hviezdam (Alecian 2008). Ukazuje sa, že existenciu tohto magnetického poľa môžeme pravdepodobne vysvetliť podľa teórie jadrového dynama alebo podľa teórie fosílneho poľa. Momentálne preferovaná teória predpokladá pôvod fosílneho magnetického poľa, ktoré je pozostatkom medzihviezdneho magnetického poľa zamrznuté v hviezdnej plazme.

Teória jadrového dynama hovorí, že magnetické pole vzniká v konvektívnom jadre Ap/Bp hviezd hlavnej postupnosti a následne sa toto pole dostáva z jadra hviezd na ich povrch. Teória fosílneho poľa zase hovorí o tom, že magnetické pole hviezd je pozostatkom polí prítomných v materskom medzihviezdnom oblaku, prípadne toto pole vzniklo ešte pred vstupom na hlavnú postupnosť pôsobením dynama, ktoré prestalo pracovať (Alecian a kol. 2008). To znamená, že magnetické pole dokáže, aspoň čiastočne, odolať náhlym javom sprevadzajúci zrod hviezd a taktiež toto pole môže pretrvať počas celého ich vývoja, až do konca pobytu na hlavnej postupnosti.

4.4 Teória jadrového dynama

Vnútorné časti hviezd hlavnej postupnosti spektrálneho typu B a A sú tvorené konvektívnym jadrom, ktoré je obklopené veľkou žiarivou obálkou (Alecian 2013). Predpokladalo sa, že podobne ako v prípade konvektívnej obálky Slnka by magnetické pole mohlo vzniknúť v jadre hviezdy a následne sa šíriť cez žiarivú obálku hviedy a vytvoriť tak magnetické pole, ktoré pozorujeme u niektorých hviezd spektrálneho typu B a A. Ukazuje sa však, že táto hypotéza nemôže vysvetliť magnetické vlastnosti pozorované u hviezd typu B a A a je vysoko nepravdepodobná z niekoľkých dôvodov (Alecian 2013). Magnetické pole na povrchu Ap a Bp hviezd je veľmi silné, stabilné, pozorované z malého zlomku hviezd a detekované len vo veľmi žiarivých hviezdach pred vstupom na hlavnú postupnosť. Taktiež pozorujeme veľmi silné magnetické pole ($B_\mathrm{p} > 10^4$ G) u hviezd s periódou rotácie niekoľko dní na rozdiel od dynamového magnetického poľa slnečného typu, ktoré je premenlivé, slabšie a ktoré predpokláda, že magnetické pole u pomaly rotujúcich sa hviezd by malo byť najmenšie vzhľadom k výskytu diferenciálnej rotácie.

Predpokladá sa, že magnetické pole na Slnku a ostatných chladných hviezdach je generované dynamovým mechanizmom, kde Coriolisova sila spojená s hviezdnou rotáciou odchýľuje konvektívne pohyby v rekombinačných zónach vodíka a hélia (ud Doula a Owocki 2002). V atmosfére horúcich hviezd ostáva vodík plne ionizovaný, a preto u týchto hviezd spolu s neprítomnosťou silných konvektívnych zón spojené s vodíkovou rekombináciou neuvažujeme prítomnosť silného dynamom generovaného magnetického poľa. Avšak, ak uvažujeme všeobecne rýchlu rotáciu väčšiny horúcich hviezd, dynamom generované magnetické pole u týchto hviezd je stále pravdepodobné, napríklad v tenkej, slabej konvektívnej zóne blízko povrchu spojené s rekombináciou plne ionizovaného hélia. Okrem toho sa predpokladá, že vo vnútorných častiach hviezdy, v jadre takto hmotných hviezd prebieha silná konvekcia. Cassinelli a MacGregor (2000) navrhli model, kde dynamom generovaný magnetický tok z vnútorných častí hviezdy sa môže vznášať a urýchľovať tak difúziu k jej povrchu počas časovej škále niekoľko miliónov rokov. Tento model predpokladá prítomnosť magnetického poľa na povrchu horúcich hviezd, ktoré sa u hviezd vyvinulo ešte pred hlavnou postupnosťou nulového veku.

4.5 Teória fosílneho poľa

Vďaka pozorovaným magnetickým vlastnostiam u hviezd s vysokou hmotnosťou, ako napríklad magnetické pole, ktoré je schopné odolávať ohmickému rozpadu, sa prikláňame k teórii fosílneho poľa (Alecian 2013). Predpokláda sa, že toto pole vzniklo ešte v dobe vzniku hviezdy. Síce ešte stále nepoznáme detaily fyzikálneho pôvodu tohto poľa, ale môžeme predpokladať dve rôzne scenárie. Prvým je, že magnetické pole je generované počas plne konvektívnej fáze protohviezdneho vývoja hviezd strednej hmotnosti. Toto novogenerované pole by sa mohlo uvoľniť do zoskupenia veľkých rozmerov vnútri žiarivej obálky, len čo sa dostane k fázi pred vstupom na hlavnú postupnosť.

Druhé scenárium tvrdí, že magnetický tok našej Galaxie spájajúci materský molekulárny oblak, v ktorom sa formulujú hviezdy a je rozmetaný počas vzniku protohviezdy, sa stane veľkorozmerným a pomaly sa rozpadajúcim magnetickým poľom, ktoré pozorujeme na povrchu hviezd hlavnej postupnosti. Predpokladá sa, že magnetické pole z fosílneho poľa vnútri hviezd nie je sústavne obnovované. Ukazuje sa, že fosílne pole hviezd môže byť veľmi stabilné vnútri žiarivých hviezd a v prípade, že by toto pole bolo pozorované z ich povrchu, boli by podobné tými veľkorozmerovými štruktúrami, čo boli detekované na povrchoch B a A hviezd (Alecian 2013).

4.6 Teória splynutím hviezd

Diferenciálna rotácia a konvekcia sú kľúčovými vlastnosťami hviezdneho magnetického dynama (Tout a Pringle 1992). Podľa Regös a Tout (1995) magnetické dynamo urýchľuje prenos energie a momentu hybnosti z obežnej dráhy k obálke hviezd a taktiež urýchľuje silný hviezdny vietor, ktorý odhaľuje hviezdnu obálku. Bez ohľadu na to však očakávame, že na konci vývoja spoločnej obálky (CE) sa buď jádra špirálovite zlúčia, alebo je celá hviezdna obálka odfúknutá preč, z dôvodu veľmi silného magnetického poľa v blízkosti horúceho degenerovaného jadra.

Toto pole môže preniknúť cez nedegenerovaný povrch jadra a byť tam zamrznuté ako sa postupne ochladzuje a zmršťuje. Čím je pole bližšie k jadru na konci vývoja spoločnej obálky, tým je väčšia diferenciálna rotácia v spoločnej obálke a tým pádom očakávame silnejšie zamrznutie v magnetickom poli.

Ďalej očakávame, že najsilnejšie magnetické pole bieleho trpaslíka vznikne v jadrách systémov, ktoré sa zlúčila počas vývoja v spoločnej obálke. Zložka

hlavnej postupnosti sa pravdepodobne rozpustí do obrovskej obálky, keď sa stočí do špirály dostatočne hlboko, že jeho hustota je porovnateľná s jeho okolím.

Ak predpokladáme, že zostavajúca obálka má špecifickú uhlovú hybnosť z pôvodnej obežnej dráhy, jej rotačná perióda by sa mala znížiť rádovo z rokov na niekoľko dní. Silné magnetické pole vzniká v skutočnosti vývojom v spoločnej obálke, ktorá je zodpovedná za zmenšovanie obežnej dráhy dvojhviezd v rámci obra k trpaslíkom. Degenerované jadro sa preto ocítne v centre rýchlorotujúceho obra, ktorého rotácia sa pravdepodobne spojila s rotáciou degenerovaného jadra. Takýto obor vytvára silné dynamo a pomerne rýchlo spomaľuje svoju rotáciu, rádovo $10^4 - 10^5$ rokov (Tout a Pringle 1992). A preto, okrem zriedkavých prípadov, keď je obálka takmer úplne vyvrhnutá pri zlúčovaní jadier, neočákavame, že by sa HFMWD (biely trpaslík so silným magnetickým poľom) začali rýchlo rotovať, ako sa objavia z obálky obra. Z dôvodu malého rozmeru degenerovaného jadra je jeho moment zotrvačnosti zanedbateľný v porovnaní so zostavajúcou obálkou. Točivý moment, ktorý zostal v obálke, je závislý na vlastnostiach procesu CE a taktiež je závislý na počiatočných podmienkach systému.

HFMWD sú pomalými rotátormi, pričom niektoré z nich môžu mať rotačnú periódu až 100 rokov (Wickramasinghe a Ferrario 2000). Systémy, ktoré sa objavia so širším oddelením, by mali mať slabšie magnetické pole. Uvedomujeme si, že pokiaľ nevieme presný mechanizmus vývoja spoločnej obálky, musíme očakávať škálu magnetických polí spojených s daným konečným rozdelením. To je potom v súlade so skutočnosťou, že poláry s najdlhšími periódami majú tendenciu mať vysoké magnetické pole. V prípade, že je magnetické pole dostatočne silné, úplne zastaví rotáciu bieleho trpaslíka na obežnej dráhe.

Hlavný rozdiel našej hypotézy je, že na rozdiel od vývoja samostatnej hviezdy je silná diferenciálna rotácia nevyhnutnou vlastnosťou vývoja spoločnej obálky. Náš predpoklad je, že každé prítomné prírodné fosílne pole je zničené alebo nanajvýš slúži ako počiatočné pole pre magnetické dynamo vo fáze CE. Skutočnosť, že nebol detekovaný žiadny biely trpaslík s povrchovým magnetickým poľom cez 3 MG v oddelených dvojhviezdnych systémov naznačuje, že všetky biele trpaslíky so silným magnetickým poľom pochádzajú z dvojhviezdnych systémov (Tout a kol. 2008). Je možné, že pôvod silného magnetického poľa bielych trpaslíkov súvisí s magnetickým dynamom vo fáze spoločnej obálky počas vývoja dvojhviezdy.

Systémy s najsilnejšími magnetickými poľami vznikajú z fáze CE buď ako splynuté jednotlivé hviezdy, alebo v kontakte s ich sekundárnou zložkou blízko ich Rochelovho laloku, čo spôsobuje, že sú ťažko detekovateľné ako kataklyzmické premenné. Tiež predpokladáme výskyt bielych trpaslíkov so silným mag-

netickým poľom pochádzajúcich zo systémov, ktoré sa zlúčili počas fáze CE. Absencia magnetických kataklyzmicky premenných hviezd (MCV) medzi oddelenými dvojhviezdnymi systémami nás vedie k záveru, že všetky biele trpaslíky so silným magnetickým poľom vznikli týmto spôsobom (Tout a kol. 2008).

Kapitola 5

Vetrom urýchľovaná magnetosféra z hmotných hviezd s magnetickým poľom

Magnetické pole hrá dôležitú rolu v dynamike toku plynov okolo izolovanej hviezdy s magnetickým poľom a akretujúceho disku. Množstvo hviezd obsahuje silné magnetické pole. V mladých hviezdach s nízkou hmotnosťou je magnetické pole aj viac ako tisíckrát silnejšie ako v prípade Slnka (Romanova a Owocki 2016). Taktiež sa očakáva, že majú silnejší koronálny výtrysk hmoty a hviezdny vietor, ktorý môže byť urýchľovaný tepelne alebo magneticky. V hviezdnom vetre urýchľovaný magnetickým poľom je zrýchlenie hmoty k vetru určené gradientom tlaku magnetického poľa.

Hviezdy spektrálneho typu O, B a A s hmotnosťou $M > 5$ $M_\odot$ majú silný hviezdny vietor urýchľovaný žiarivou silou hviezdy (Romanova a kol. 2016). Vysoký žiarivý výkon týchto hviezd urýchľuje silný hviezdny vietor v dôsledku rozptylu žiarenia hviezdneho kontinua v čiarach (ud Doula a kol. 2009).

Všetky, priamo detekované, hviezdy so sklonenými dipólmi, silným magnetickým poľom a hviezdnym vetrom vykazujú tiež jasné periodické rotačné zmeny medzi röntgenovou emisiou a tvarou čiar typu P Cygni (ud Doula a kol. 2009). V porovnaní s chladnejšími hviezdami je rotácia raných hviezd rýchlejšia s odvodenými periódickými zmenami typicky 1 až niekoľko dní a projekciou rotačnej rýchlosti ($v \sin i$) 100 – 200 km/s.

Odchádzajúci hviezdny vietor si so sebou nesie moment hybnosti, čo spôsobuje, že rotácia hviezdy sa začne spomaľovať. Vietor s magnetickým poľom vyvíja brzdný krútiaci moment, ktorý je výrazne väčší ako v prípade nemagne-

tického hviezdneho vetra. Z hľadiska povrchovej uhlovej rýchlosti a miery úbytku hmotnosti hviezdy je doležitá celková miera straty momentu hybnosti, ktorá je daná ako

$$\frac{\mathrm{d}J}{\mathrm{d}t} = \frac{2}{3}\dot{M}\Omega R_*^2 \left[0.29 + (\eta_* + 0.25)^{\frac{1}{4}}\right]^2, \tag{5.1}$$

kde R_A je Alfvénov polomer, ktorý je definovaný ako miesto, kde radiálna zložka magnetického poľa a hviezdny vietor majú rovnakú hustotu energie. Parameter η_* určuje mieru pomeru hustoty magnetickej energie a kinetickej energie hviezdneho vetra. Pre dipólové magnetické pole je pokles hustoty magnetickej energie prudší ako hustota hmoty hviezdneho vetra a energie, čo znamená, že za Alfvénovým polomerom R_A vždy dominuje hviezdny vietor.

Parameter η_* môžeme vyjadriť pomocou vzťahu

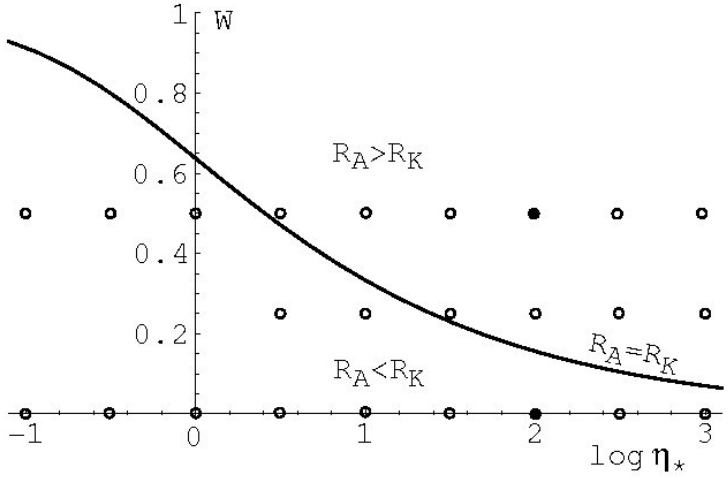
$$\eta_* = \frac{B_{\mathrm{eq}}^2 R_*^2}{\dot{M} v_\infty}, \tag{5.2}$$

kde B_{eq} je sila magnetického poľa na magnetickom rovníku R_*. Pre hviezdu, kde B_{eq} je nenulová, dostávame $\eta_* > 0$. Pre $\eta_* \ll 1$ je $R_A \to R_*$ a pre $\eta_* \gg 1$ dostávame $R_A \to \sqrt{\eta_*} R_*$ (ud Doula a kol. 2009). Pre $\eta_* < 1$ spôsobuje magnetické pole iba malé poruchy hviezdneho vetra. Pre $\eta_* > 1$ je únik hviezdneho vetra poblíž magnetického rovníku zachytený vo vnútri Alfvénovho polomeru uzavretými magnetickými siločiarami a vytvára okolohviezdnu magnetosféru vyplnená hviezdnym vetrom.

R_{A} reprezentuje polomer, pri ktorom rýchlosť hviezdneho vetra v prekračuje lokálnu Alfvénovu rýchlosť V_{A}. Alfvénov polomer R_{A} taktiež charakterizuje maximálny polomer, kde hustota energie magnetického poľa stále dominuje nad hustotou energie hviezdneho vetra a je iba mierne (20 – 30 %) nad maximálnym rozsahom blízkych slučiek v magnetosfére (ud Doula a kol. 2008). V rotujúcom hviezdnom vetre sa tieto blízke smyčkové oblasti snažia spolurotovať ako tuhé teleso s hviezdou a v tomto prípade je Alfvénov polomer R_{A} mierne nad maximálnym polomerom pre spolurotáciu hviezdneho vetra blízko hviezdneho rovníka.

Zachovanie momentu hybnosti únikom častíc prostredníctvom hviezdneho vetra pre nemagnetické rotujúce hviezdy spôsobuje, že azimutálna rýchlosť blízko hviezdneho rovníka klesá s polomerom ako $v_\phi \sim 1/r$, čo znamená, že rotačný efekt hrá dôležitú úlohu vo vonkajšom vetre. W je pomer rýchlosti rotácie a rýchlosti obehu $W = \frac{v_{\mathrm{rot}}}{v_{\mathrm{ob}}}$, kde $v_{\mathrm{rot}} = R_*\Omega$ a $v_{\mathrm{ob}} = \sqrt{\frac{GM_*}{R_*}}$. Aby sa vyhli problémami spojené s rotačným skreslením a sploštenym hviezdnym povrchom, ud-Doula a kol. (2008) obmedzili simulácie na prípady $W \leq 0.5$. Bolo zistené,

že dynamický vývoj uvezneného magnetosférickeho materiálu závisí hlavne na parametre W a taktiež na relatívnej veľkosti Keplerovho a Alfvénovho polomeru. Materiál, ktorý neudrží odstredivá sila nachádzajúci sa vo vzdialenosti menšej ako R_{K} sa bude snažiť vrátiť naspäť k hviezde, ale materiál podržaný v rotácii tuhého telesa pri polomeri väčší ako R_{K} bude pôsobiť odstredivou silou, ktorá prevažuje nad silou gravitačnou, a preto bude materiál tlačený smerom k vonkajším častiam hviezd.



Obr. 5.1: Závislosť pomeru rotačnej rýchlosti na parametri η_*. Táto závislosť ukazuje riešenie 2 rozdielnych modelov, a to dynamickú a hydrostatickú magnetosféru. Krivka predstavuje parameter η_*, pri ktorej je hodnota $R_{\mathrm{A}} = R_{\mathrm{K}}$ pre dipólový prípad. Prevzaté od ud-Doula (2008).

Obr. 5.1 ukazuje závislosť pomeru rotačnej rýchlosti na parametri η_*. Obrázok ukazuje riešenie 2 rozdielnych modelov, a to dynamickú a hydrostatickú magnetosféru. Krivka predstavuje parameter η_*, pri ktorej je hodnota $R_{\mathrm{A}} = R_{\mathrm{K}}$ pre dipólový prípad. Modely, ktoré sa nachádzajú v oblasti pod touto krivkou majú pomalú rotáciu a/alebo parameter η_* s malou hodnotou, a preto je hodnota $R_{\mathrm{A}} < R_{\mathrm{K}}$. Gravitačná sila materiálu nachadzajúci sa v oblasti pod touto krivkou je väčšia ako sila odstredivá, čo spôsobuje, že materiál padá smerom k hviezde. Naopak, modely nachádzajúce sa v oblasti nad touto krivkou majú rýchlu rotáciu a/alebo parameter η_* s väčšou hodnotou, a preto je hodnota $R_{\mathrm{A}} > R_{\mathrm{K}}$. V tejto oblasti prevažuje sila odstredivá nad silou gravitačnou a materiál korotuje spolu s hviezdou.

Kapitola 6

Praktická časť

6.1 BONNSAI (BONN Stellar Astrophysics Interface)

BONNSAI, rozhranie hviezdnej astrofyziky, je program používajúci metódu bayesovskej štatistiky, ktorý dokáže porovnávať všetky dostupné pozorovania súčasne s hviezdnymi modelmi, pokiaľ dopredu berieme do úvahy neistoty vstupných hodnôt, ako je napríklad počiatočná hmotnostná funkcia a rozdelenie rýchlosti rotácie hviezdy. K získaniu hviezdnych parametrov používa štatistická metóda hviezdne modely s pozorovanými dátami.

Tento program je schopný z databáze určiť pravdepodobnosť rozdelenia základných hviezdnych parametrov, ako je počiatočná hmotnosť a vek hviezdy. Taktiež dokáže predpovedať parametre, ktoré meraním neboli určené a ďalej testovať hviezdne modely k pochopeniu hviezdneho vývoja.

Program môže byť použitý s ľubovoľnými ďaľšími modelmi. V súčasnosti je to napríklad model hmotných hviezd hlavnej postupnosti Galaxie a Veľkého a Malého Magellanovho oblaku. Schneider a kol. (2014) tiež ukázal, že hviezdne modely musia zahŕňať rotáciu z dôvodu zväčšovania hviezdneho polomeru odstredivou silou až o niekoľko %. Odhadovaná efektívna teplota získana z BONNSAI by sa mala zhodovať s pozorovaniami pre hviezdy chladnejšie ako 25 000 K. V prípade horúcejších hviezd a s hmotnosťou nad 10 $M_\odot$ je odhadovaná teplota v priemere o 1 100 K nižšia ako teplota získaná z pozorovania.

V našej práci sme použili model BONN-MW od Brott a kol. (2011), nakoľko nami študované CP hviezdy sú členmi Galaxie. Kompletný návod tohto programu je popísaný v práci Schneider a kol. (2014).

6.2 Spracovanie dát

V našej práci študujeme zmeny vo vývoji periódy rotácie horúcich CP hviezd, a to konkrétne CP hviezd so silnými čiarami He (He strong). Z rôznych zdrojov sme zostavili zoznam 89 hviezd ako možných kandidátov CP hviezd so silnými čiarami He uvedené v tabuľke 6.2. Hodnoty získané z literatúry sme porovnali s hodnotami z programu BONNSAI (Schneider a kol. 2014), uvedené v tabuľke 6.3. V programe BONNSAI sme použili model BONN-MW od autora Brott a kol. (2011).

Ako vstupné hodnoty merania sme do programu BONNSAI zadávali efektívnu teplotu T_{eff}, povrchové gravitačné zrýchlenie log g, prípadne i rotačnú rýchlosť hviezdy $v\sin i$. Z týchto hodnôt sme následne získali všetky parametre hviezd, ktoré sú uvedené v tabuľke 6.3. V tabuľke 6.5 uvádzame zoznam CP hviezd so silnými čiarami He a literatúru, odkiaľ sme získali jednotlivé parametre daných hviezd.

Dĺžku pobytu hviezdy na hlavnej postupnosti sme určili zo vzťahu:

$$\log(\tau_{\mathrm{MS}}) = \mathrm{A_{rot}} \cdot \log(M) + \mathrm{B_{rot}}, \tag{6.1}$$

z modelu Ekström a kol. (2012) so započítaním rotácie hviezdy. Vo vzťahu 6.1 je M počiatočná hmotnosť hviezdy v okamihu vstupu hviezdy na hlavnú postupnosť a $\mathrm{A_{rot}}$ a $\mathrm{B_{rot}}$ sú rotačné parametre hviezdy v závislosti na jej hmotnosti.

Predpokladáme, že hviezdy v našej práci zatiaľ stratili iba zanedbateľnú časť svojej hmoty (čo odpovedá CP hviezdam), a preto namiesto počiatočnej hmotnosti vo vzťahu 6.1 používame ich aktuálnu hmotnosť. V závislosti na aktuálnej hmotnosti hviezdy sme z tabuľky 6.1 použili príslušné koeficienty $\mathrm{A_{rot}}$ a $\mathrm{B_{rot}}$.

Tabuľka 6.1: Rotačné parametre hviezd v závislosti na ich hmotnosti.

M [$\mathrm{M_\odot}$]	$\mathrm{A_{rot}}$	$\mathrm{B_{rot}}$
1.25 – 3	-2.776	9.938
3 – 7	-2.444	9.761
7 – 15	-1.763	9.186
15 – 60	-0.775	8.004

Rotácia je hlavnou príčinou rozšírovania spektrálnych čiar u väčšiny hviezd (Mikulášek a kol. 2009). Analýzou týchto spektrálnych čiar sme schopní určiť

hodnotu $v\sin i$, kde v je rovníková rýchlosť hviezdy v km/s a i je inklinácia rotačnej osi. Táto rýchlosť závisí na polomeru a rotačnej perióde hviezdy a je daná následujúcim vzťahom (Mikulášek a kol. 2009):

$$P = 50.613 \cdot \frac{R}{v}, \tag{6.2}$$

kde R je polomer hviezdy v jednotkách $R_\odot$, v je rovníková rýchlosť hviezdy v km/s, i je inklinácia rotačnej osi a P rotačná perióda hviezdy v dňoch. Z dôvodu, že samotnú hodnotu P u niektorých hviezd nie sme schopní určiť, predstavuje naša hodnota P medznú hodnotu $P/\sin i$ pre hodnotu $i = 90\ °$. Ak predpokladáme, že smery rotačných osi hviezd v Galaxii sú rozdelené náhodne, môžeme určiť strednú hodnotu rotačnej periódy hviezd s rozdielnou efektívnou teplotou zo strednej hodnoty $\langle v\sin i\rangle$. Hodnoty rotačnej periódy P získané zo vzťahu 6.2 sú v tabuľke 6.2 označené symbolom *.

Vek hviezdy nie je možné určiť priamo z merania, môžeme získať iba jeho odhad. Ukazuje sa, že priemerná neistota určenia veku hviezd sa nachádza v intervale od -35 % do +42 %, a to v závislosti na hmotnosti hviezd. Avšak, vzhľadom k silnej závislosti na vývojovej fáze hviezd, relatívna neistota pri určení veku hviezd môže byť aj vyššia ako 120 % pre hviezdy blízko ZAMS, zatiaľ čo pre hviezdy v pokročilom štádiu vývoja na MS je táto neistota okolo 20 % a menej (Valle a kol. 2015).

Preto z dôvodu veľkej neistoty pri určení veku hviezd uvádzame v tabuľke 6.3 ich hodnoty zaokrúhlené na celé číslo, pokiaľ je naša získaná hodnota veku hviezd z programu BONNSAI väčšia ako 1 Myr. V prípade, že je získaná hodnota veku hviezd menšia ako 1 Myr, uvádzame hodnoty bez zaokrúhľovania.

Tabuľka 6.2: Zoznam CP hviezd so silnými čiarami He s niektorými ich parametrami zostavený z databáze od rôznych autorov. Zoznam autorov uvádzame v tabuľke 6.5. Posledný stĺpec tabuľky predstavuje P rotačnú periódu hviezd. Pri hviezdach, kde rotačná perióda P nie je známa sme použili vzťah 6.2 ($P = 50.613 \cdot \frac{R}{v}$). Takto získané hodnoty P sú v tabuľke 6.2 označené symbolom *.

HD	log (Teff/1 K)	log g [cgs]	vek [Myr]	hviezdokopa/ asociácia	V [mag]	R [$R_\odot$]	P [d]
23478	4.30±0.04	4.2±0.2			6.67	2.7	1.0498(4)
33331	4.12	4.08			6.9		1.14700
35039	4.33	3.56			4.74		
35078	4.30	4.15			10.4		
35912	4.26±0.02	4.08±0.10			6.38	4.4	0.89786
36430	4.26	4.21			6.2		
36485	4.28±0.05	4.0±0.1			6.85	4.5	1.47775
36982	4.37±0.04	4.0±0.2		Ori OB1	8.4	2.5	*1.6
37017	4.37±0.04	4.1±0.1		Ori OB1	6.55	3.9	0.90120
37041	4.54	4.30	2		5.02	8.93	
37479	4.35±0.04	3.95±0.15		σ Ori	6.7	3.77	1.190847
37776	4.37±0.02	4.12±0.10		IC 432	6.96	3.87	1.5387(3)
38500	3.77	4.03					
45677	4.34±0.01	3.90			8.1	6.6	
47777	4.34±0.04	4.2±0.1	8.3	NGC 2264	7.93	3.6	2.640426
52559	4.24	3.31			6.58		
55522	4.24±0.02	4.2±0.2			5.9	3.3	2.729(1)
56139	4.34	3.63	22.5		4.01	6.2	1.371906
57219	4.18	3.5		Collinder 135	5.11	9.5	*40.1
58260	4.29±0.04	3.50±0.20		Collinder 135	6.7		1.66
60344	4.34	3.83			7.9	8.4	*1.6
64740	4.38±0.02	4.02±0.10			4.63	6.3	1.33026
66522	4.29±0.05	4.01±0.40			7.2	4.6	23.3
66765	4.30±0.03	4.00±0.20		Vel OB2	6.7	5.3	1.61
68450	4.35				6.44		
92938	4.19	4.02	17.2	IC 2602	4.82		
96446	4.30±0.02	4.00±0.10			6.7	4.5	0.85137(5)
100340	4.40±0.02	3.57±0.25	9.2		10.12		
105435	4.35	3.92	21.5	Sco-Cen	2.57	6.5	*1.3
108483	4.20	4.25	25.3	Sco-Cen	3.91	4.5	*1.7
110879	4.26	4.47	15.1	Sco-Cen	3.05		
120640	4.28	4.05		Sco-Cen	5.77		

Tabuľka 6.2: Zoznam CP hviezd so silnými čiarami He s niektorými ich parametrami zostavený z databáze (pokračovanie).

HD/BD/CPD	log(Teff/1 K)	log g [cgs]	vek [Myr]	hviezdokopa/ asociácia	V [mag]	R [$R_\odot$]	P [d]
121743	4.32±0.06	4.0±0.3	18.0	Sco Cen OB	3.75	4.7	*3
121790	4.33	4.15			3.79	3.74	
122980	4.32	4.22	9.10	Sco-Cen	4.35		
124448	4.21	2.20			10		
125823	4.28±0.05	4.0±0.2			4.42	3.6	8.812
125924	4.34±0.04	3.5±0.2			9.27	8.1	*6.4
128220	4.63	4.5			8.5	1.2	
133518	4.29	4			6.4		
142990	4.25	4.19		Sco-Cen	5.43	3.1	0.97907
144218	4.3	4.27	6.30		4.92		
144941	4.34	3.50			10.1		
145792	4.16	4.06		Sco-Cen	6.4		0.84780
149257	4.39	4.19		NGC 6178	8.5		
156324	4.34±0.06	4.0±0.3	7		8.81	5.1	1.58
156398	3.99		1.02		6.67		
156424	4.34±0.06	4.0±0.3		Sco OB4 as	8.9	4.8	*16.2
160641	4.59	2.6			9.9	7.9	0.7
163472	4.36±0.02	4.2±0.1			5.82	4.1	3.638833
164492Cb	4.40±0.01	3.90±0.15	13.5	NGC 6514	6.8	6.5	1.3699
164769	4.52	4.37			9.2		
168476	4.15	1.50			9.3		
168785	4.34	3.74			8.5		*2.7
169467	4.21	4.12	24.1		3.51	3.3	*8.4
174638	4.12	2.50	23		3.42	15.2	*11.8
175156	4.22	3.04		Sco-Cen	5.1		
175191	4.26	3.87	31.4		2.05	4.5	*1.4
177003	4.28	4.18			5.4		1.83500
184927	4.31±0.02	3.9±0.1			7.5	4.3	9.53102(7)
186205	4.30±0.07	4.0±0.2			8.54	4.9	*49.6
193924	4.23	3.7			1.92		
208266	4.38	3.6		Cep OB2	8.1		14
209339	4.36	3.34		Cep OB2	6.8		
260858	4.28	4.22			9.10		
264111	4.33	3.87			9.65		
320156	4.17				9.9		
+10° 2179	4.20	2.80			9.93		
−27° 1791	4.36	4.53±0.11			9.3		2.64119(42)
−46° 4639	4.34±0.01	4.52±0.11			10.02		
−57° 3509	4.38±0.01	4.05±0.10		NGC 3293	10.68	5.0	
−62° 2124	4.37±0.01	3.95±0.10		IC 2944	11.04	5.8	2.62809(5)
−69° 2698	4.40±0.01	3.90±0.10			9.32		

Tabuľka 6.3: Zoznam CP hviezd so silnými čiarami He s niektorými ich parametrami získané pomocou programu BONNSAI. Nakoľko vek hviezdy nie je možné určiť priamo z merania a ukazuje sa, že priemerná neistota určenia veku hviezd sa nachádza v intervale od -35 % do +42 %, a to v závislosti na hmotnosti hviezd. Avšak, vzhľadom k silnej závislosti na vývojovej fáze hviezd môže byť relatívna neistota pri určení veku hviezd môže byť aj vyššia ako 120 % pre hviezdy blízko ZAMS (Valle a kol. 2015). Preto z dôvodu veľkej neistoty pri určení veku hviezd uvádzame v tabuľke 6.3 ich hodnoty zaokrúhlené na celé číslo, pokiaľ je naša získaná hodnota veku hviezd z programu BONNSAI väčšia ako 1 Myr. Pre získané hodnoty veku hviezd menšie ako 1 Myr, uvádzame hodnoty bez zaokrúhľovania.

HD	log(Teff/1 K)	log g [cgs]	vek [Myr]	M [$M_\odot$]	R [$R_\odot$]	log ($L/L_\odot$)
23478	4.26±0.04	4.23±0.08	10±10	5.80±1.12	3.07±0.45	3.10±0.32
33331	4.11±0.02	4.13±0.06	81±38	3.40±0.28	2.67±0.31	2.26±0.17
35039	4.33±0.01	3.71±0.09	22±2	9.00±0.48	6.79±0.90	3.92±0.10
35078	4.30±0.02	4.12±0.11	20±5	6.80±0.82	3.82±1.01	3.28±0.22
35912	4.23±0.04	4.13±0.13	24±12	5.20±1.00	3.87±1.42	2.90±0.32
36430	4.23±0.04	4.12±0.08	20±14	5.2±1.03	3.09±0.77	2.96±0.30
36485	4.26±0.04	3.78±0.08	33±11	6.80±0.78	5.55±0.59	3.53±0.15
36982	4.33±0.04	4.11±0.08	0.3±0.3	8.00±1.45	4.02±0.90	3.52±0.28
37017	4.34±0.04	4.11±0.08	14±5.5	8.60±1.70	4.71 ±1.41	3.78±0.38
37041	4.54±3.11	4.21±0.04	0.02±0.02	20.00±2.31	5.75±0.40	4.67±0.13
37479	4.32±0.04	4.16±0.07	7±6.6	7.4±1.05	3.70±0.30	3.39±0.19
37776	4.36±0.04	3.96±0.08	12±5	9.2±1.16	5.24±0.49	3.85±0.17
38500	3.88±0.04	3.13±0.09	37±14	3.0±0.8	5.55±0.30	3.49±0.23
45677	4.34±0.02	3.92±0.10	17±3	9.20±0.36	5.38±0.59	3.82±0.09
47777	4.34±0.02	4.20±0.07	8±5	7.60±0.69	3.58±0.39	3.40±0.12
52559	4.23±0.02	3.30±0.03	32±7	7.80±1.03	9.70±1.41	3.83±0.21
55522	4.24±0.01	4.12±0.04	33±6	5.40±0.17	3.34±0.15	2.97±0.05
56139	4.34±0.02	3.68±0.10	18±3	9.80±1.09	7.34±1.06	4.06±0.16
57219	4.15±0.04	4.16±0.16	58±34	4.00±0.74	3.74±1.44	2.53±0.36
58260	4.27±0.05	3.88±0.26	22±9	7.00±1.59	4.65±1.63	3.50±0.42
60344	4.33±0.04	3.63±0.08	16±4	10.2±1.51	8.04±0.81	4.11±0.17
64740	4.39±0.02	4.12±0.09	12±4	10.60±0.81	4.75±0.67	3.94±0.15
66522	4.28±0.03	4.12±0.08	27±9	7.00±0.58	3.91±0.58	3.35±0.16
66765	4.29±0.03	4.13±0.13	22±10	6.40±0.93	3.47±0.62	3.25±0.27
68450	4.33±0.04	4.25±0.07	13±5	7.40±1.45	3.73±1.44	3.43±0.33
92938	4.16±0.04	4.24±0.10	48±27	4.00±0.69	2.68±0.69	2.50±0.31
96446	4.32±0.02	4.11±0.13	16±7	7.80±0.59	4.08±0.70	3.50±0.16
100340	4.39±0.03	3.66±0.15	11±2	13.00±1.90	8.20±1.60	4.43±0.24
105435	4.33±0.04	3.85±0.11	15±6	9.00±1.30	5.78±0.97	3.84±0.21

Tabuľka 6.3: Zoznam CP hviezd so silnými čiarami He s niektorými ich parametrami získané pomocou programu BONNSAI (pokračovanie).

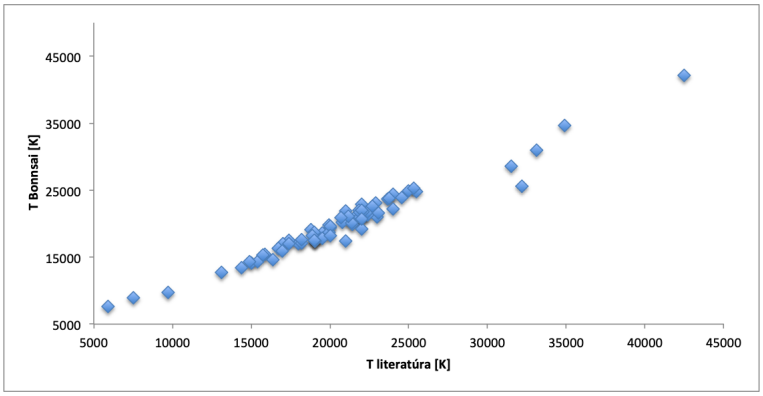
HD/BD/CPD	log ($T_{\rm eff}$/1K)	log g [cgs]	vek [Myr]	M [$M_\odot$]	R [$R_\odot$]	log(L/ $L_\odot$)
108483	4.19±0.04	4.24±0.07	25±2	4.40±0.85	2.67±0.53	2.78±0.17
110879	4.25±0.05	4.23±0.07	15±2	5.20±1.08	2.93±0.56	2.82±0.28
120640	4.24±0.05	4.12±0.13	20±12	5.60±1.24	3.17±0.73	3.01±0.35
121743	4.24±0.07	4.12±0.12	15±15	4.80±1.09	2.98±0.62	3.06±0.49
121790	4.30±0.04	4.12±0.04	7±7	7.00±1.03	3.74±0.33	3.35±0.16
122980	4.31±0.04	4.11±0.01	9±1	6.8±1.26	3.43±0.69	3.29±0.28
124448	4.23±0.03	2.18±0.15	5±0.4	29.00±2.38	70.22±10.32	5.53±0.08
125823	4.27±0.03	4.08±0.13	32±14	6.00±0.39	3.65±0.46	3.19±0.09
125924	4.34±0.02	3.53±0.10	16±3	11.20±1.28	9.35±1.53	4.25±0.17
128220	4.63±0.01	4.12±0.02	0.02±0.02	36.40±5.18	8.42±0.80	5.32±0.14
133518	4.25±0.04	4.11±0.14	19±10	6.00±1.31	3.62±1.03	3.10±0.35
142990	4.23±0.03	4.11±0.13	18±18	5.40±0.49	3.36±0.53	2.91±0.13
144218	4.27±0.04	4.27±0.07	18±11	5.8±1.20	2.81±0.39	3.10±0.32
144941	4.32±0.04	4.11±0.12	15±8	8.00±0.92	4.09±0.30	3.77±0.17
145792	4.13±0.03	4.26±0.11	67±37	3.4±0.35	2.55±0.65	2.26±0.22
149257	4.38±0.03	4.23±0.07	13±6	9.00±1.12	3.79±0.40	3.66±0.19
156324	4.32±0.04	4.21±0.11	12±12	7.00±1.22	3.68±1.86	3.44±0.31
156398	3.99±0.02	3.35±0.12	188±20	3.67±0.20	6.47±1.05	2.57±0.10
156424	4.32±0.04	4.21±0.11	16±9	7.00±1.22	3.68±1.86	3.44±0.31
160641	4.46±0.03	2.71±0.03	3±1	53.60±9.06	46.76±9.43	6.15±0.10
163472	4.36±0.01	4.02±0.09	15±3	9.2±0.32	4.78±0.52	3.79±0.08
164492Cb	4.40±0.01	4.02±0.12	11±2	10.60±0.69	5.25±0.95	4.01±0.17
164769	4.50±0.04	4.14±0.11	0.02±0.01	16.20±3.82	5.78±1.13	4.49±0.30
168476	4.12±0.03	1.66±0.13	3.3±0.2	34±1.44	168.6±25.1	5.95±0.03
168785	4.32±0.04	4.12±0.18	16±10	7.2±1.31	4.68±1.31	3.47±0.36
169467	4.21±0.04	4.22±0.07	24±2	4.80±1.00	2.71±0.43	2.86±0.26
175156	4.16±0.04	3.34±0.04	50±19	5.60±1.22	8.14±1.47	3.36±0.37
175191	4.26±0.03	4.11±0.10	31±4	6.2±1.19	3.52±0.87	3.09±0.23
177003	4.24±0.05	4.12±0.10	18±13	5.40±1.08	3.17±0.77	3.01±0.36
184927	4.28±0.03	4.11±0.11	18±10	6.60±0.70	3.51±0.54	3.27±0.16
186205	4.29±0.03	4.11±0.12	21±8	7.2±0.71	3.80±0.61	3.38±0.18
193924	4.20±0.05	4.18±0.16	42±24	4.60±0.90	3.54±1.41	2.8±0.38
196025	4.24±0.02	4.33±0.02	0.3±0.3	5.20±0.18	2.62±0.15	2.79±0.09
208266	4.34±0.05	4.17±0.11	11±7	8.40±1.99	3.54±1.14	3.70±0.39
209339	4.33±0.05	4.12±0.09	13±6	8.80±2.18	4.43±1.80	3.77±0.41
260858	4.24±0.05	4.11±0.08	16±14	5.40±1.10	2.99±0.57	3.01±0.35
264111	4.30±0.04	4.15±0.15	16±9	7.00±1.38	3.52±0.87	3.38±0.35
320156	4.16±0.03	4.29±0.08	62±24	3.8±0.56	2.98±2.68	2.39±0.27
+10° 2179	4.17±0.04	3.32±0.11	29±19	9.2±2.1	3.92±1.07	3.73±0.41
−27° 1791	4.36±0.01	4.30±0.02	0.08±0.09	7.80±0.39	3.37±0.21	3.43±0.09
−46° 4639	4.34±0.01	4.27 ±0.05	0.10±0.11	7.60 ±0.328	3.29±0.18	3.36±0.05
−57° 3509	4.38 ±0.01	4.09±0.09	13±2	9.20±0.34	4.37±0.44	3.77±0.11
−62° 2124	4.38±0.01	3.99±0.10	15±1	9.49±0.36	5.05±0.66	3.89±0.10
−69° 2698	4.40±0.01	3.92±0.08	10±1	11.60±0.71	5.97±0.60	4.14±0.11

Tabuľka 6.4: Porovnanie hodnôt veku hviezd, ktoré sú členmi hviezdokopy alebo asociácie. Druhý stĺpec predstavuje vek hviezd z literatúry, v 3. stĺpci sú hodnoty veku hviezd získané z programu BONNSAI. Posledný stĺpec predstavuje vek hviezdokopy z literatúry.

HD/CPD	vek [Myr]	vek BONNSAI [Myr]	hviezdokopa/ asociácia	vek hviezdokopy [Myr]
36982		0.29	Ori OB1	12
37017		14	Ori OB1	12
37479		7	σ Ori	3
37776		12	Ori OB1	12
47777	8.3	8	NGC 2264	3
57219		58	Collinder 135	25.5
58260		22	Collinder 135	25.5
66765		24	Vel OB2	20
92938	17.2	48	IC 2602	32.1
105435	21.5	15	Sco-Cen	16
108483	25.3	25	Sco-Cen	16
110879	15.1	15	Sco-Cen	16
120640		20	Sco-Cen	16
121743	18	15	Sco Cen OB	15
122980	9.1	9	Sco-Cen	16
125823		32	Sco-Cen	16
142990		18	Sco-Cen	16
145792		67	Sco-Cen	16
149257		15	NGC 6178	17.7
156324	7	12	Sco OB4	6.6
156424		16	Sco OB4	6.6
164492Cb	13.5	11	NGC 6514	23.3
175156		50	Sco-Cen	16
208266		12	Cep OB2	12
209339		13	Cep OB2	12
-57° 3509	13.8	13	NGC 3293	10.3
-62° 2124	16.4	15	IC 2944	6.6

Tabuľka 6.5: Zoznam literatúry, z ktorých bol zostavený náš katalóg CP hviezd so silnými čiarami He.

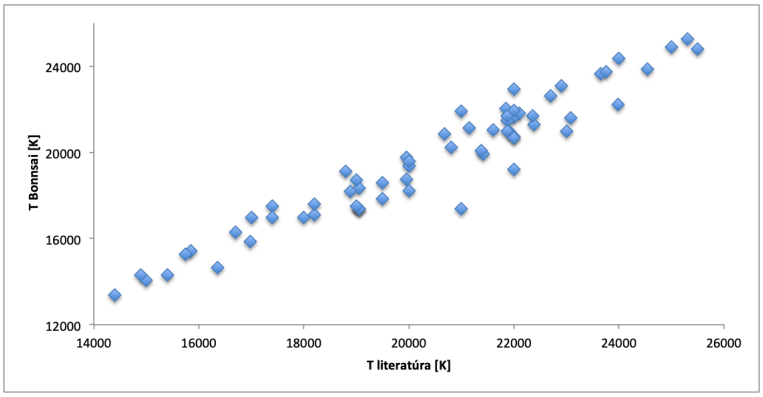
HD	literatúra	HD/BD/CPD	literatúra
23478	[64]	142990	[55] [59]
33331	[38] [58] [60]	144218	[66]
35039	[1] [25] [67] [70]	144941	[60]
35078	[26]	145792	[55]
35912	[55] [66]	149257	[66]
36430	[60]	156324	[7] [55]
36485	[55] [79]	156398	[82]
36707	[60]	156424	[7] [55]
36982	[55] [60]	160641	[40] [60]
37017	[16] [37] [55] [60] [79]	163472	[55]
37041	[24]	168785	[79]
37479	[16] [55] [60] [79]	164492Cb	[21]
37776	[16] [49] [55] [58] [79]	164769	[60]
38500	[79]	165207	[79]
45677	[15]	168476	[60] [68]
47777	[19] [55]	169467	[60]
52559	[27]	174638	[44]
55522	[55] [60]	175156	[79]
56139	[22] [67] [79]	175191	[79]
57219	[60]	177003	[14] [58] [60]
58260	[16] [55] [60] [79]	181615	[33] [39] [50]
60344	[16] [60] [79]	182032	[79]
63357	[79]	184927	[55] [58] [60]
64740	[16] [55] [60] [79]	185842	[60]
66522	[55] [60] [79]	186205	[55] [60]
66765	[7] [16] [55]	191746	[60]
67625	[79]	192517	[79]
68450	[60] [79]	193924	[60]
92938	[58] [60] [79]	196025	[66]
96446	[42] [60] [79]	207538	[66]
100340	[65]	208266	[60]
105435	[79]	209339	[60]
108483	[60] [79]	218970	[70]
110879	[79]	223128	[27] [66]
111301	[55]	231591	[60]
120640	[60]	260858	[60] [79]
121743	[7] [55] [70]	264111	[16] [68] [79]
121790	[79]	320156	[70]
122980	[79]	$+10°$ 2179	[68]
124448	[60] [68] [79]	$-27°$ 1791	[32] [79] [80]
125823	[59]	$-46°$ 4639	[79]
125924	[71]	$-57°$ 3509	[57]
127493	[59]	$-62°$ 2124	[12] [29]
128220	[60]	$-69°$ 2698	[80]
133518	[60] [79]		



Obr. 6.1: Porovnanie hodnôt efektívnej teploty získané z literatúry s teoretickými hodnotami z programu BONNSAI.

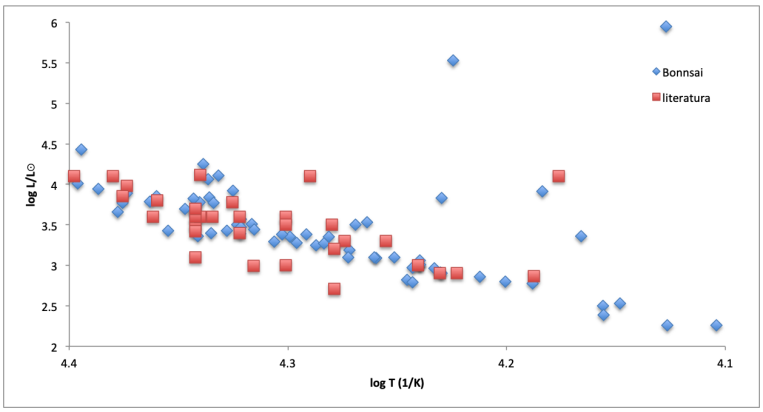
Z použitej literatúry sme zostavili zoznam 89 hviezd, ktoré by mohli byť kandidátmi hviezd so silnými čiarami He. Avšak z obr. 6.1 je vidieť, že niektoré hviezdy sa nachádzajú mimo oblasti parametrov hviezd s možným nadbytkom He. Nakoľko v našej práci študujeme CP hviezdy a hodnota ich efektívnej teploty by sa mala nachádzať v teplotnom intervale približne 7 000 – 25 000 K, čo hviezdy HD 37041 (34 900 K), HD 38500 (5 900 K), HD 127493 (41 900 K), HD 128220 (42 500 K), HD 160641 (31 500 K), HD 164769 (33 100 K) a HD 207538 (32 200 K) nespĺňajú, vylúčili sme ich z ďaľšieho skúmania.

Z dôvodu, že CP hviezdy v našej práci, ktoré študujeme by mali byť zároveň CP hviezdami so silnými čiarami He a ich efektívna teplota by nemala byť menšia ako $T_{\mathrm{eff}} < 14000$ K, vylúčili sme ďaľšie 2 hviezdy, a to HD 33331 (13 100 K) a HD 156398 (9 700 K).



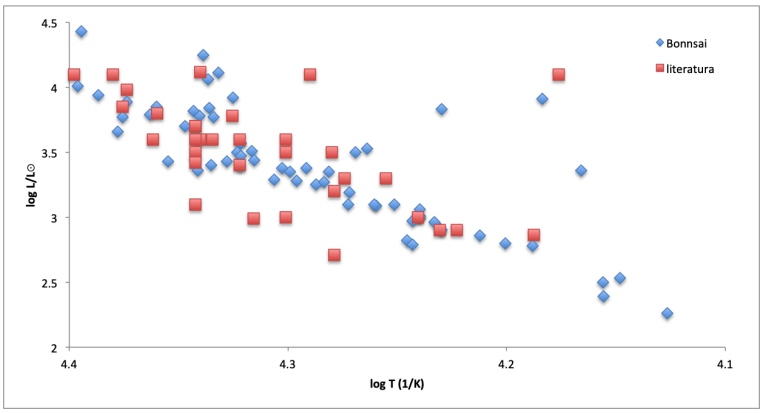
Obr. 6.2: Porovnanie hodnôt efektívnej teploty získané z literatúry s hodnotami z programu BONNSAI po vylúčení hviezd s efektívnou teplotou, ktoré neodpovedajú hviezdam so silným nadbytkom He.

V obr. 6.2 porovnávame pozorovanú efektívnu teplotu hviezd s teoretickými hodnotami z hviezdnych modelov. Naša pozorovaná efektívna teplota je v súlade s teplotou z teoretických modelov pre hodnoty menšie ako 25 500 K, aj keď Schneider a kol. (2014) ukazuje, že pozorovaná teplota hviezd je v priemere o 1 062±330 K vyššia v porovnaní s teoretickými hodnotami.

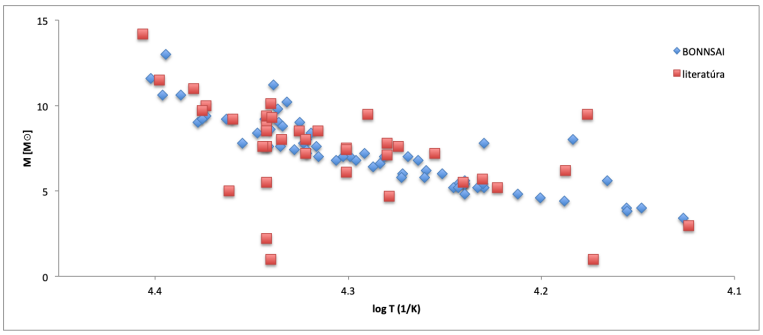


Obr. 6.3: Závislosť žiarivého výkonu hviezd na teplote hviezd. Modrou farbou sú vykreslené hodnoty získané z programu BONNSAI, červenou farbou sú vykreslené hodnoty od autorov uvedené v tabuľke 6.5.

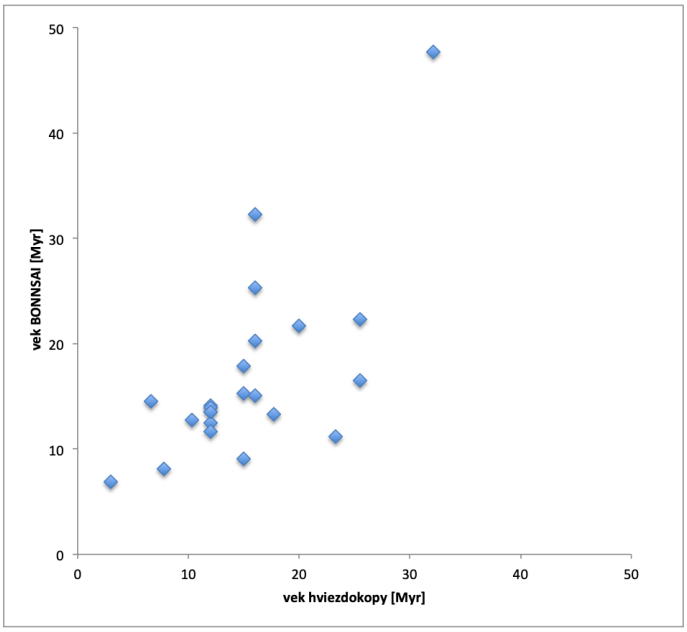
V obr. 6.3 je vidieť, že sa dve hviezdy, konkrétne HD 124448 s žiarivým výkonom log $(L/\mathrm{L}_\odot) = 5.53$, log $g = 2.2$ a HD 168476 s log $(L/\mathrm{L}_\odot) = 5.95$, log $g = 1.5$, nachádzajú pravdepodobne mimo hlavnú postupnosť. Z tohto dôvodu sme vylúčili tieto dve hviezdy taktiež z ďaľšieho skúmania.



Obr. 6.4: Závislosť žiarivého výkonu hviezd na teplote hviezd s vylúčenými hviezdami, ktoré sú pravdepodobne mimo hlavnú postupnosť. Modrou farbou sú vykreslené hodnoty získané z programu BONNSAI, červenou farbou sú vykreslené hodnoty od autorov uvedené v tabuľke 6.5.



Obr. 6.5: Závislosť hmotnosti hviezd na teplote hviezd. Modrou farbou sú vykreslené hodnoty získané z programu BONNSAI, červenou farbou sú vykreslené hodnoty od autorov uvedené v tabuľke 6.5.

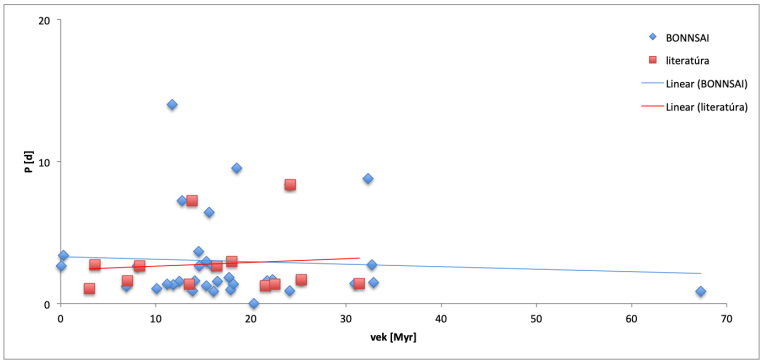


Obr. 6.6: Porovnanie medzi hodnotami veku hviezd z literatúry s hodnotami z programu BONNSAI. V grafe sú vykreslené iba hviezdy, ktoré sú členmi hviezdokopy alebo asociácie.

V obr. 6.6 porovnávame vek hviezd získané z programu BONNSAI s hodnotami veku hviezdokop alebo asociácií, kde sa jednotlivé hviezdy nachádzajú.

Otvorené hviezdokopy sú ideálnymi laboratóriami pre štúdium fyzikálnych vlastnosti CP hviezd. Pre jednotlivé členy hviezdokop môžeme predpokladať, že majú približne rovnaký vek a rovnaké chemické zloženie, nakoľko tieto hviezdy vznikli z rovnakého medzihviezdneho oblaku. A preto chemické zloženie hviezdokopy predstavuje tiež zloženie jednotlivých hviezd (Netopil 2013). A keďže priemer otvorených hviezdokop nie je veľký (≈15 pc, van der Bergh (2006)), hviezdy v týchto hviezdokopách sa nachádzajú približne v rovnakej vzdialenosti od Slnka. A preto vieme z porovnania jednotlivých objektov presnejšie určiť parametre otvorených hviezdokop, napríklad, použitím vývojových modelov.

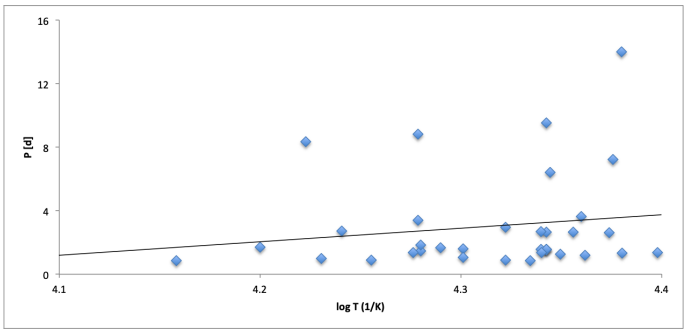
Nesúlad medzi vekom hviezdokop a teoretickým vekom hviezd môže byť spôsobený tým, že relatívna neistota určenia pri určení veku hviezd môže byť aj vyššia ako 120 % pre hviezdy blízko ZAMS (Valle a kol. 2015).



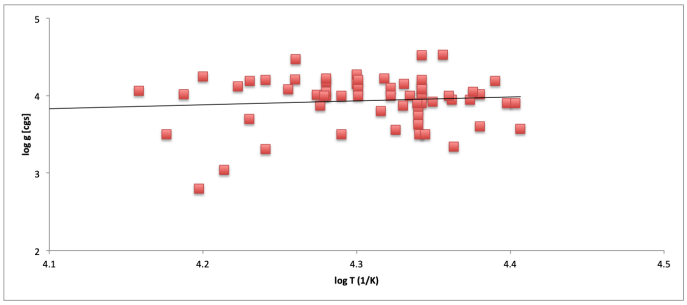
Obr. 6.7: Závislosť periódy rotácie na veku hviezd. Modrou farbou sú vykreslené hodnoty získané z programu BONNSAI, červenou farbou sú vykreslené hodnoty získané z literatúry. Hodnoty P na osi y predstavujú pozorované hodnoty rotačnej periódy hviezd. Čiary predstavujú lineárny fit.

V obr. 6.7 je patrne vidieť, že u hviezd dochádza pravdepodobne k zvýšovaniu rotačnej periódy v závislosti na veku hviezd z literatúry. Zvýšovanie rotačnej periódy hviezd môže byť spôsobený nielen magnetickým brzdením hviezd, ale taktiež stratou momentu hybnosti prostredníctvom silného magnetického hviezdneho vetra.

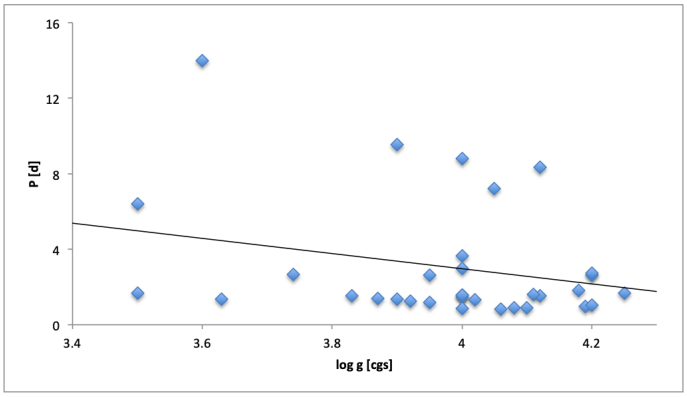
Naopak, v závislosti na teoretických hodnotách veku hviezd dochádza k miernemu poklesu rotačnej periódy hviezd. Táto nezhoda medzi pozorovanými a teoretickými hodnotami je pravdepodobne spôsobené chybným určením veku hviezd z hviezdnych modelov, nakoľko Valle (2015) ukázal, že relatívna neistota určenia pri určení veku hviezd môže byť aj vyššia ako 120 % pre hviezdy blízko ZAMS.



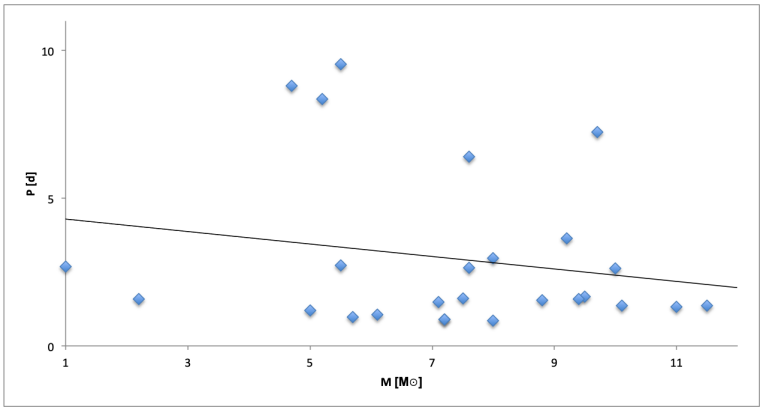
Obr. 6.8: Závislosť periódy na teplote hviezd. Vykreslené sú hodnoty z literatúry. Čiara predstavuje lineárny fit.



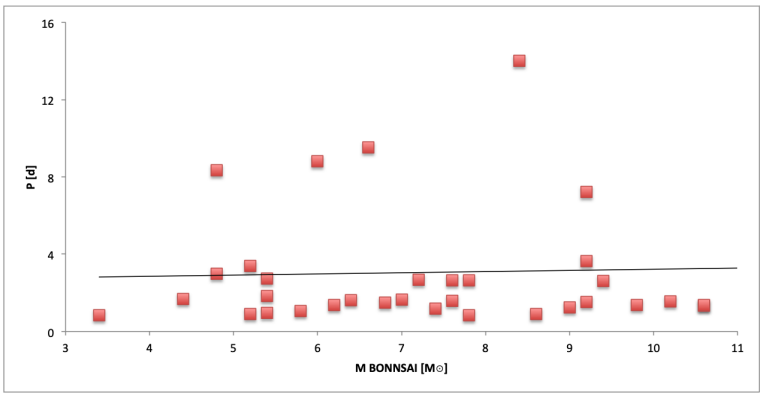
Obr. 6.9: Závislosť teploty na gravitačnom zrýchlení hviezd. Vykreslené sú hodnoty z literatúry. Čiara predstavuje lineárny fit.



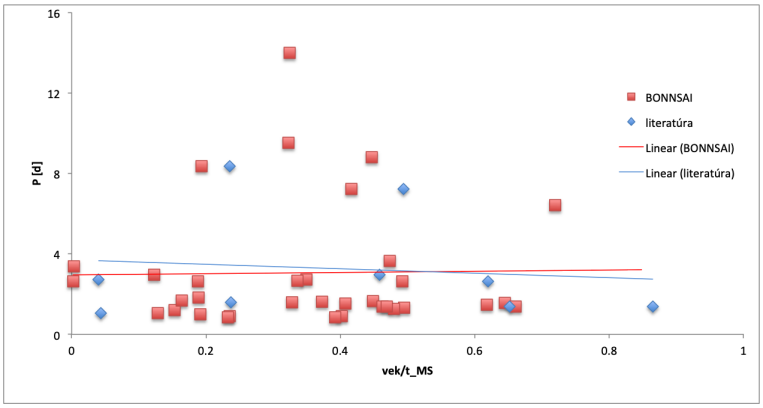
Obr. 6.10: Závislosť periódy na gravitačnom zrýchlení hviezd. Vykreslené sú hodnoty z literatúry. Vykreslená závislosť je v súlade s výsledkami rotačných vlastnosti mCP hviezd od Netopila a kol (2017).



Obr. 6.11: Závislosti hmotnosti na rotačnej perióde hviezd, kde hodnoty M a P sú získané z literatúry. Čiara predstavuje lineárny fit.



Obr. 6.12: Závislosť hmotnosti na rotačnej perióde hviezd, kde hodnoty M sú z programu BONNSAI a hodnoty P sú získané z literatúry. Čiara predstavuje lineárny fit.



Obr. 6.13: Závislosť rotačnej periódy hviezd na relatívnom čase hviezd strávený na hlavnej postupnosti. Červenou farbou sú zobrazené hodnoty získané z programu BONNSAI, modrou farbou sú zobrazené hodnoty prevzaté z literatúry. Hodnoty rotačných periód hviezd sú získané z literatúry a hodnoty dĺžky vývoja hviezd na MS sme získané zo vzťahu 6.1 (Ekström a kol. 2012). Čiary predstavujú lineárny fit.

Na obr. 6.13 je znázornená závislosť rotačnej periódy hviezd na relatívnom čase hviezd strávený na hlavnej postupnosti z programu BONNSAI a z literatúry. Rôzne teórie hovoria o možnom spomaľovaní rotácie u mCP hviezd. Podľa Mikuláška a kol. (2013) môže byť toto spomaľovanie spôsobené magnetickým brzdením a stratou momentu hybnosti hviezdy prostredníctvom silného magnetického hviezdneho vetra.

Avšak, na obr. 6.13 je táto závislosť pre hodnoty z literatúry mierne klesajúca. Toto je pravdepodobne spôsobené chýbou v určovaní veku z vývojových modelov, ktorá je podľa Valle (2015) viac ako 120 % pre hviezdy blízko ZAMS. Pre hodnoty získané z programu BONNSAI je závislosť síce mierne rastúca, ale veľmi nevýrazna.

6.3 Diskusia

V obr. 6.7 je vidieť, že dochádza k miernemu nárastu rotačnej periódy na veku hviezd pre hodnoty získané z literatúry. Toto je v súlade s teóriami, že u mCP hviezd dochádza k vývoji rotačnej periódy počas ich vývoja na MS. Mikulášek a kol. (2013) diskutuje o možných príčinách zmien v rotačnej perióde hviezd, pričom všetky príčniny predpokladajú, že magnetické CP hviezdy rotujú ako tuhé teleso. Zmeny v rotačnej perióde môžu byť spôsobené zmenami polomeru a rozdelením hmotnosti počas vývoja na MS alebo spôsobené stratou momentu hybnosti prostredníctvom magnetického hviezdneho vetra.

Naopak, zo získaných parametrov hviezd z vývojových modelov sa nám nepodarilo potvrdiť, že spomaľovanie rotácie u CP hviezd so silným nadbytkom He v závislosti na veku ich vývoja skutočne prebieha.

Na obr. 6.13 je závislosť rotačnej periódy hviezd na relatívnom čase na MS pre hodnoty z literatúry mierne klesajúca. Toto je pravdepodobne spôsobené chýbou v určovaní veku z vývojových modelov. Pre hodnoty získané z programu BONNSAI je závislosť síce mierne rastúca, ale veľmi nevýrazna.

Táto nezhoda medzi hodnotami z literatúry a teoretickým modelom z programu BONNSAI je spôsobená pravdepodobne chybným určením veku hviezd z vývojových modelov hviezd, nakoľko Valle (2015) ukázal, že relatívna neistota určenia pri určení veku hviezd môže byť aj vyššia ako 120 % pre hviezdy blízko ZAMS.

Kapitola 7

Záver

Predmetom tejto diplomovej práce je štúdium vývojových zmien periódy rotácie chemicky pekuliárnych hviezd s nadbytkom hélia. Od rôznych autorov sme zostavili katalóg 89 chemicky pekuliárnych hviezd, ktoré by mohli byť kandidátmi CP hviezd so silnými čiarami He. V tabuľke 6.5 uvádzame zoznam literatúry, odkiaľ sme získali jednotlivé parametre hviezd. Získané parametre hviezd z literatúry sme následne porovnali s parametrami hviezd získané z programu BONNSAI. Avšak po detailnejšom skúmaní týchto hviezd sme vylúčili 11 z nich, a to z dôvodu, že parametre týchto hviezd sa pravdepodobne nachádzajú mimo oblasti parametrov hviezd s možným nadbytkom He.

Z parametrov hviezd z literatúry v obr. 6.7 sa ukazuje, že rotačná perióda u CP hviezd so silnými čiarami He rastie s vekom ich vývoja na MS, čo je v súlade s pozorovaniami (Townsend a kol. 2010). Naopak, pre parametre hviezd, ktoré sme získali z vývojových modelov hviezd sa ukázalo, že rotačná perióda u CP hviezd so silnými čiarami He klesá s vekom ich vývoja na MS.

Avšak, na druhej strane, v obr. 6.13 je závislosť rotačnej periódy na relatívnom čase hviezd strávený na MS pre hodnoty z literatúry mierne klesajúca. Pre hodnoty získané z programu BONNSAI táto závislosť síce mierne rastie, ale veľmi nevýrazne. Táto nezhoda medzi pozorovaným a teoretickým modelom mohla byť spôsobená pravdepodobne chybným určením veku hviezd z vývojových modelov.

To, či u CP hviezd v našej práci skutočne dochádza k spomaľovaniu rotácie počas ich vývoja na MS, či už prostredníctvom silného magnetického hviezdneho vetra alebo magnetickým brzdením, môže byť predmetom pre ešte detailnejšie štúdium týchto hviezd v ďalších prácach.

Literatúra

[1] Abt, H. A. a kol.: *Rotational Velocities of B Stars*. ApJ 573, s. 359. 2002.

[2] Ahmad, A., Jeffery, C. S.: *Physical Parameters of Helium-Rich Subdwarf B Stars from Spectral Energy Distributions*. A&A 413, s. 323, 2004.

[3] Ahmad, A., Jeffery, C. S.: *Spectroscopic Analyses of Helium-Rich Subdwarf B Stars*. ASP Conference Series 334, 2005.

[4] Ahmad, A., Jeffery, C. S.: *Helium-Rich Subdwarf B Stars*. ASP Conference Series 391, 2008.

[5] Alecian, E. a kol.: *Magnetism in Pre-MS Intermediate-mass Stars and the Fossil Field Hypothesis*. CAOSP 38, s. 235, 2008.

[6] Alecian, E.: *Magnetic Fields Along the Pre-Main Sequence Phase*. Putting A Stars into Context, s. 84, 2013.

[7] Alecian, E. a kol.: *Magnetic Massive B Stars Discoveries in the MiMeS HARPSpol Survey*. A&A 567, s. 28, 2014.

[8] Arlt, R.: *The Generation and Stability of Magnetic Fields in CP Stars*. CAOSP 38, s. 163, 2008.

[9] Bagnulo, S. a kol.: *Measurements and Modelling of Magnetic Fields of Chemically Peculiar Stars*. CAOSP 38, s. 201, 2008.

[10] Braithwaite, J.: *The Stability of Poloidal Magnetic Fields in Rotating Stars*. A&A 469, s. 275, 2007.

[11] Braithwaite, J.: *Non-dipolar Magnetic Field in Ap Stars*. CAOSP 38, s. 179, 2008.

[12] Castro, N. a kol.: *B Field in OB stars (BOB): The Outstandingly Strong Magnetic Field in the Evolved He-strong Star CPD -62 °2124*. A&A 597, s. 6, 2017.

[13] Catanzaro, G.: *Helium Stratification in HD 145792: A New He Strong Star*. MNRAS 385, s. 33, 2008.

[14] Catanzaro, G., Leone, F., Catalano, F. A.: *Variability of the HeI 5876 Å Line in Early Type Chemically Peculiar Stars*. A&A 134, s. 211, 1999.

[15] Cidale, L. a kol.: *BCD spectrophotometry of stars with the B[e] phenomenon. I. Fundamental parameters.* A&A 368, s. 160, 2001.

[16] Cidale, L. S. a kol.: *Fundamental Parameters of He-Weak and He-Strong Stars*. A&A 468, s. 263, 2007.

[17] Ekström, S. a kol.: *Grids of Stellar Models with Rotation - I. Models from 0.8 to 120* $M_\odot$ *at Solar Metallicity (Z = 0.014)*. A&A 537, s. 146, 2012.

[18] Fossati, L.: *Chemical Abundance Studies of CP Stars in Open Clusters*. Putting A Stars into Context, s. 19, 2013.

[19] Fossati, L.: *Two Spotted and Magnetic Early B-type Stars in the Young Open Cluster NGC 2264 Discovered by MOST and ESPaDOnS0*. A&A 562, s. 143, 2014.

[20] Glagolevskij, Y. V.: *Age Variation of Helium Abundance in He-rich Stars*. Bull. Spec. Astrophys. Obs. 46, s. 118, 1998.

[21] González, J. F. a kol.: *B Fields in OB Stars (BOB): The Magnetic Triple Stellar System HD 164492C in the Trifid Nebula*. MNRAS 467, s. 437, 2017.

[22] Harmanec, P.: *On the Nature of the Be Phenomenon - I. The Case of* ω *Canis Majoris*. A&A 334, s. 558, 1998.

[23] Herdin, A. a kol.: *Chemically Peculiar Stars as Seen with 2MASS*. A&A 585, s.67, 2016.

[24] Hillenbrand, L. A.: *On the Stellar Population and Star-forming History of the Orion Nebula Cluster*. ApJ 113, s.1733, 1997.

[25] Hohle, M. M. a kol.: *Masses and luminosities of O- and B-type stars and red supergiants*. Astronomische Nachrichten 331, s. 349, 2010.

[26] Houk, N., Swift, C.: *Michigan Catalogue of Two-dimensional Spectral Types for the HD Stars, Vol. 5.* 1999.

[27] Huang, W. a kol.: *A stellar Rotation Census of B Stars: from ZAMS to TAMS.* ApJ 722, s. 605, 2010.

[28] Hubrig, S. a kol.: *Magnetic Fields in Massive Stars.* CAOSP 38, s. 223, 2008.

[29] Hubrig, S. a kol.: *Rotationally Modulated Variability and Pulsations of the He-Rich Star CPD -62°2124 with an Extraordinarily Strong Magnetic Field.* MNRAS 472, s. 400, 2017

[30] Hümmerich, S. a kol.: *New Photometrically Variable Magnetic Chemically Peculiar Stars in the ASAS-3 Archive.* ApJ 152, s.104, 2016.

[31] Iliev, I. Kh., Budaj, J.: *Am Stars in Binary Systems.* CAOSP 38, s. 129, 2008.

[32] Järvinen, S. P. a kol.:*Detection of Magnetic Fields in He-Rich Early B-Type Stars Using HARPSpol.* A&A 618, s. 2, 2018.

[33] Kipper, T., Klochkova, V. G.: *HIGH-RESOLUTION SPECTROSCOPY OF THE HYDROGEN- DEFICIENT BINARY υ SGR.* Baltic Astronomy 21, s. 219, 2012.

[34] Kochukhov, O.: *Magnetic Fields, Spots and Weather in Chemically Peculiar Stars.* CAOSP 38, s. 191, 2008.

[35] Korhonen, H.: *Element Spots in HgMn Stars.* Putting A Stars into Context, s. 173, 2013.

[36] Landstreet, J. D.: *Diffusion in A and B Stars.* Putting A Stars into Context, s. 230, 2013.

[37] Leone, F.: *Helium in Chemically Peculiar Stars.* CAOSP 23, s. 1, 1993.

[38] Leone, F., Catanzaro, G.: *A Spectroscopic Study of Some Suspected Chemically Peculiar Stars.* A&A 331, s. 627, 1998.

[39] Leushin, V. V.: *Atmospheric Iron Abundance in the Primary Component of υ Sgr.* Astronomy Letters 27, s. 634, 2001.

[40] Lynas-Gray, A. E. a kol.: *Non-radial Pulsations in the Extreme Helium star HD 160641*. MNRAS 227, s. 1073, 1987.

[41] Maeder, A., Meynet, G.: *Magnetic Braking of Stellar Cores in Red Giants and Supergiants*. A&A 243, s. 148, 1991.

[42] Matthews, J. M., Bohlender, D. A.: *The Helium-strong Star HD96446 - A Rapid Rotator and Possible Pulsator?*. ApJ 793, s. 123, 2014.

[43] Meynet, G. a kol.: *Massive Star Models with Magnetic Braking*. A&A 505, s.11, 2011.

[44] Mennickent, R. E.; Djurašević, G.: *On the accretion disc and evolutionary stage of β Lyrae*. MNRAS 432, s. 799, 2013.

[45] Mikulášek, Z., Krtička, J.: *Základy fyziky hvězd*. Brno: skriptá MU, 2005.

[46] Mikulášek, Z. a kol.: *Rotational Periods of Magnetic Chemically Peculiar Stars*. arXiv:0905.2565, 2009.

[47] Mikulášek, Z.: *Fyzika horkých hvězd I*. Brno: skriptá MU, 2011.

[48] Mikulášek, Z. a kol.: *Surprising Variations in the Rotation of the Chemically Peculiar Stars CU Virginis and V901 Orionis*. A&A 534, s. 5, 2011.

[49] Mikulášek, Z. a kol.: *Ap Stars with Variable Period*. Putting A Stars into Context, s. 270, 2013.

[50] Netolický, M. a kol.: *The circumbinary dusty disk around the hydrogen-deficient binary star υ Sagittari*. A&A 499, s. 827, 2009.

[51] Netopil, M.: *The Incidence of Magnetic Chemically Peculiar Stars in Open Clusters*. Dizertačná práca, 2013

[52] Netopil, M. a kol.: *An Investigation of the Rotational Properties of Magnetic Chemically Peculiar Stars*. MNRAS 468, s. 2745, 2017.

[53] North, P. L. a kol.: *The Evolution of Ap Stars*. CAOSP 38, s. 375, 2008.

[54] Paunzen, E. a kol.: *The (Non-)variability of Magnetic Chemically Peculiar Candidates in the Large Magellanic Cloud*. A&A 556, s. 12, 2013.

[55] Petit, V. a kol.: *A Magnetic Confinement Versus Rotation Classification of Massive-Star Magnetospheres*. MNRAS 429, s. 398, 2013.

[56] Preston, G. W.: *The Chemically Peculiar Stars of the Upper Main Sequence*. Annual Reviews 12, s. 257, 1974.

[57] Przybilla, N. a kol.: *B fields in OB stars (BOB): Detection of a Magnetic Field in the He-strong Star CPD -57 °3509*. A&A 587, s. 7, 2016.

[58] Renson, P., Catalano, F. A.: *Ap Stars Periodicity*. A&A 378, s. 113, 2001.

[59] Renson, P., Catalano, F. A.: *Fifth Supplement to the Catalogue of Observed Periods of Ap Stars*. A&A 378, s. 113, 2001.

[60] Renson, P., Manfroid, J.: *Catalogue of Ap, HgMn and Am stars*. A&A 498, s. 961, 2009.

[61] Romanova, M. M., Owocki, S. P.: *Accretion, Outflows, and Winds of Magnetized Stars*. Space Science Reviews 191, s. 339, 2016.

[62] Schneider, F., R., N. : *BONNSAI: a Bayesian Tool for Comparing Stars with Stellar Evolution Model*. A&A 570, s. 66, 2014.

[63] Schöller, M., Hubrig, S.: *Magnetic Chemically Peculiar Stars*. arXiv:1501.04225, 2015.

[64] Sikora, J. a kol.: *Confirming HD 23478 as a New Magnetic B Star hosting an Hα-bright Centrifugal Magnetosphere*. MNRAS 451, s. 1928, 2015.

[65] Silva, M. D. V., Napiwotzki, R.: *Ejection Velocities of high Galactic Latitude Runaway Stars.*. MNRAS 411, s. 2596, 2011.

[66] Simón-Díaz, S. a kol.: *III. New observational clues to understand macroturbulent broadening in massive O- and B-type stars*. A&A 597, s. 22, 2017.

[67] Soubiran, C. a kol.: *The PASTEL catalogue: 2016 version*. A&A 591, s. 118, 2016.

[68] Stephenson, C. B.: *The Helium-Rich star HD 264111*. ApJ 149, s. 35 2017.

[69] Stępień, K., Lipski, Ł.: *Effective Temperatures of Magnetic CP Stars: Semi-Fundamental Data*. CAOSP 38, s. 353, 2008.

[70] Tetzlaff, N. a kol.: *A catalogue of young runaway Hipparcos stars within 3 kpc from the Sun*. MNRAS 410, s. 190, 2011.

[71] Tobin, W., Kaufmann, J. P.: *Analysis of the three high-velocity B stars HD 125924, 165955 and CPD - 72° 1184*. MNRAS 207, s. 369, 1984.

[72] Townsend, R. H. D. a kol.: *Discovery of Rotational Braking in the Magnetic Helium-Strong Star Sigma Orionis E*. ApJ 714, s. 318, 2010.

[73] Tout, C. A. a kol.: *Binary Star Origin of High Field Magnetic White Dwarfs*. MNRAS 387, s. 897, 2008.

[74] ud-Doula, A., Owocki, S.: *Dynamical Simulations of Magnetically Channelled Line-driven Stellar Winds. I. Isothermal, Nonrotating, Radially Driven Flow*. ApJ 576, s. 413, 2002 .

[75] ud-Doula, A. a kol.: *Dynamical Simulations of Magnetically Channelled Line-Driven Stellar Winds. II. The Effects of Field-Aligned Rotation*. MNRAS 385, s. 97, 2008.

[76] ud-Doula, A. a kol: *Dynamical Simulations of Magnetically Channelled Line-Driven Stellar Winds. III. Angular Momentum Loss and Rotational Spin-Down*. MNRAS 392, s. 1022, 2009.

[77] Valle, G. a kol: *Uncertainties in Asteroseismic Grid-based Estimates of Stellar Ages. SCEPtER: Stellar CharactEristics Pisa Estimation gRid*. A&A 575, s. 12, 2015.

[78] Walborn, N. R.: *A Survey of Spectral Morphology and Rotational Velocities among the Helium-Rich Stars*. ApJ 268, s. 195, 1983.

[79] Zboril, M. a kol.: *Properties of He-Rich Stars - Their Evolutionary State and Helium Abundance*. A&A 324, s. 949, 1997.

[80] Zboril, M., North, P.: *Properties of He-Rich Stars - II. CNO Abundances and Projected Rotational Velocities*. A&A 345, s. 244, 1999.

[81] Zboril, M.: *Properties of He-Rich stars - Model Atmospheres and Diagnostic Tools*. A&A 363, s. 1051, 2000.

[82] Zorec, J., Royer, F.: *Rotational velocities of A-type stars. IV. Evolution of rotational velocities*. A&A 537, s. 120, 2012.