## MASARYKOVA UNIVERZITA PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY

# Bakalářská práce

**BRNO 2021** 

LENKA WUDIOVÁ

# M A S A R Y K O V A U N I V E R Z I T A

PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY

# Studium spektra chemicky pekuliární hvězdy HD 142990

Bakalářská práce

Lenka Wudiová

Vedoucí práce: RNDr. Jan Janík, Ph.D. Brno 2021

## Bibliografický záznam

Autor:	Lenka Wudiová				
	Přírodovědecká fakulta, Masarykova univerzita				
	Ústav teoretické fyziky a astrofyziky				
Název práce:	Studium spektra chemicky pekuliární hvězdy HD 142990				
Studijní program:	Fyzika				
Studijní obor:	Astrofyzika				
Vedoucí práce:	RNDr. Jan Janík, Ph.D.				
Akademický rok:	2020/2021				
Počet stran:	53				
Klíčová slova:	chemicky pekuliární hvězda; spektrum; spektrální čára; ekvivalentní šířka; radiální rychlost; skvrny				

## **Bibliographic Entry**

Author:	Lenka Wudiová			
	Faculty of Science, Masaryk University			
	Department of Theoretical Physics and Astrophysics			
Title of Thesis:	Spectral study of chemically peculiar star HD 142990			
Degree Programme:	Physics			
Field of Study:	Astrophysics			
Supervisor:	RNDr. Jan Janík, Ph.D.			
Academic Year:	2020/2021			
Number of Pages:	53			
Keywords:	chemically peculiar star; spectrum; spectral line; equivalent width; radial velocity; spots			

### Abstrakt

V této bakalářské práci se zabývám studiem spektra magnetické chemicky pekuliární hvězdy HD 142990. Spektra naměřil v letech 2011 a 2012 Jan Janík prostřednictvím spektrografu FEROS namontovaného na 2.2 m dalekohledu na observatoři La Silla v Chile. Zaměřila jsem se na identifikaci spektrálních čar a jejich proměnnost. Z čar He I, Mg II a Si II, které vykazovaly proměnnost v ekvivalentní šířce a radiální rychlosti, jsem se pokusila určit rotační periodu hvězdy. Kvůli neúplnému pokrytí rotační fáze spektroskopickým pozorováním jsem však bez znalosti její hodnoty z předchozích prací nebyla schopna periodu jednoznačně stanovit. Fázové křivky ekvivalentní šířky zkoumaných čar jsem porovnala se světelnou a magnetickou křivkou a zjistila jsem, že nadbytek křemíku v podobě skvrn na povrchu hvězdy je hlavní příčinou jejích světelných změn. Z křivek radiálních rychlostí a ekvivalentních šířke těchto prvků jsem odhadla, že na povrchu hvězdy se nacházejí minimálně dvě skvrny helia a hořčíku a pravděpodobně také dvě skvrny křemíku. Radiální rychlost hvězdy jsem spočítala z posunu vlnové délky čáry Hβ. Čáry vodíku jsou však ve spektru této hvězdy značně tepelně a rotačně rozšířené, proto můj výsledek není přesný.

### Abstract

In this bachelor thesis I study the spectrum of magnetic chemically peculiar star HD 142990. The series of spectra was measured in 2011 and 2012 by Jan Janík using a FEROS spectrograph mounted on a 2.2 m telescope at the La Silla observatory in Chile. I focused on the identification of spectral lines and their variability. From the lines He I, Mg II and Si II which showed variability in the equivalent width and radial velocity, I attempted to determine the rotational period of the star. However, due to incomplete coverage of rotational phase by spectroscopic observations, I was not able to unambiguously identify the period without knowing its value from the previous papers. I compared the phase curves of the equivalent width of examined lines with the light and magnetic ones and I have found that the excess of silicone in form of spots on the star's surface is the main cause of its light variability. By comparing radial velocity and equivalent width phase curves I estimated that there are at least two spots of helium and magnesium on the star's surface and probably two spots of silicone as well. I calculated the stellar radial velocity from the wavelength shift of the line H $\beta$ . However, the hydrogen lines in the spectrum of this star are quite thermally and rotationally broadened so my result is not accurate.

# MUNI SCI

MASARYKOVA UNIVERZITA PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA KOTLÁŘSKÁ 2, 611 37 BRNO IČ: 00216224 DIČ: CZ00216224

## ZADÁNÍ BAKALÁŘSKÉ PRÁCE

Akademický rok: 2019/2020

Leake Wudinuć
Fyzika
Astrofyzika

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

Název práce:	Studium spektra chemicky pekuliární hvězdy HD 142990
Název práce anglicky:	Spectral study of chemically peculiar star HD 142990

#### Oficiální zadání:

Hvězda HD 142990 patří mezi nepříliš studované chemicky pekuliární hvězdy jižní oblohy. Cílem bakalářské práce je podrobné studium unikátní série spekter této hvězdy získané 2,2 m dalekohledem Evropské jižní observatoře v Chile. Výsledkem bakalářské práce by měl být základní popis hvězdného spektra, měla by být provedena identifikace čar ve spektru, nalezeny spektrální čáry vykazující proměnnost a určena radiální rychlost hvězdy.

#### Literatura:

· Z. Mikulášek, J. Krtička: Fyzika horkých hvězd, MU, 2007

Jazyk závěrečné práce:			
Vedoucí práce:	RNDr. Jan Janík, Ph.D.		
Konzultant:	prof. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D.		
Datum zadání práce:	9. 10. 2019		
V Brně dne:	28. 11. 2019		

Souhlasím se zadáním (podpis, datum):

Lenka Wudiová studentka RNDr. Jan Janík, Ph.D. vedoucí práce prof. Rikard von Unge, Ph.D. ředitel Ústavu teoretické fyziky a astrofyziky

### Poděkování

Chtěla bych poděkovat především vedoucímu mé bakalářské práce RNDr. Janu Janíkovi, Ph.D. za všechen čas a trpělivost, které mi při pomoci se zpracováním dat a s bakalářskou prací obecně věnoval.

### Prohlášení

Prohlašuji, že jsem svoji bakalářskou práci vypracovala samostatně pod vedením vedoucího práce s využitím informačních zdrojů, které jsou v práci citovány.

Brno 1.2.2021

Lenka Wudiová

### Obsah

1	Úv	od	1	1
2	Spe	ektro	skopie12	2
	2.1	His	torie1	3
	2.2	Abs	solutně černé těleso14	4
	2.3	Spe	ktrální klasifikace1	5
	2.4	Spe	2ktra	8
	2.4	.1	Druhy spekter	8
	2.4	.2	Spektrum vodíku1	9
3	Che	emic	ky pekuliární hvězdy20	0
	3.1	His	torie20	0
	3.2	Skl	oněný rotátor20	0
	3.3	Kla	sifikace CP hvězd2	1
	3.4	Příč	činy chemické pekuliarity2	2
	3.5	Co	lze ze spektra CP hvězdy zjistit?22	2
	3.5	.1	Ekvivalentní šířka2	2
	3.5	.2	Perioda2	3
	3.5	.3	Radiální rychlost24	4
4	HD	0 142		5
	4.1	Cha	arakteristiky hvězdy2	5
	4.2	Pře	dchozí zkoumání	б

5	Zj	pracov	vání dat	.28
	5.1	Úve	od	.28
	5.2	Zpr	acování spekter	.28
	5.3	Urč	čení periody	.31
	5.	3.1	Ekvivalentní šířka čar (metoda EW)	.31
	5.	3.2	Radiální rychlost čar (metoda RV)	.33
	5.	3.3	Výsledky	.35
	5.	3.4	Porovnání s výsledky z jiných prací	.38
	5.4	Ekv	vivalentní šířka vzhledem ke světelné a magnetické křivce	.40
	5.5	Důs	sledky rotace, radiální rychlost hvězdy	.42
	5.	5.1	Radiální rychlost hvězdy z čáry Hβ	.42
	5.	5.2	Křivky EW a RV	.43
	5.	5.3	Profil čar	.45
6	Za	ávěr		.47
7	Z	droje .		.49
8	Pì	řílohy		.52

#### 1 Úvod

Chemicky pekuliární hvězdy jsou předmětem intenzivního zkoumání již více než sto let. Astronomové v průběhu této doby zjistili, proč a jakými procesy na jejich povrchu dochází ke vzniku chemických anomálií, jak neobvyklé složení souvisí s proměnností těchto hvězd nebo jak jsou skvrny s vyšší abundancí prvku rozmístěny na jejich povrchu. Stále však ještě není vše pochopeno. Neexistují dvě chemicky pekuliární hvězdy, které by měli identické spektrum, studium každé z nich tedy může být zdrojem nových informací ať už o jedné konkrétní hvězdě, nebo o celé jejich skupině.

Jelikož není možné hvězdy zkoumat přímo už jen kvůli jejich vysoké povrchové teplotě, právě spektra, která v sobě skrývají mnoho podstatných údajů a charakteristik, jsou způsobem, jak se hvězdám přiblížit, aniž by astronomové museli opustit pohodlí zemského povrchu.

V mé bakalářské práci, která se studiem spektra jedné z nepříliš zkoumaných chemicky pekuliárních hvězd zabývá, budu mít možnost přispět k výzkumu této skupiny hvězd ať už jen potvrzením závěrů z předešlých zkoumání, nebo zjištěním nějaké její nové charakteristiky.

#### 2 Spektroskopie

Spektroskopie se zabývá studiem interakce hmoty a záření. Původně se zaměřovala pouze na viditelné spektrum, ale později se pole zkoumání rozšířilo na další vlnové délky elektromagnetické záření, od rádiových vln až po gama záření. Obecně zahrnuje jakékoliv vlnění, při jehož interakci vystupuje zářivá energie v závislosti na její vlnové délce či frekvenci. Spektroskopie má širokou škálu uplatnění, zejména ve fyzice, chemii a astronomii. Je charakteristická tím, že dokáže bezkontaktně získat informace o dané látce.

Elektromagnetické záření (viz obrázek 1) se podle vlnových délek dělí na rádiové, mikrovlnné, infračervené (IR), viditelné, ultrafialové (UV), rentgenové a gama záření. Každá skupina vlnových délek vyžaduje jiné metody zkoumání. Ozónová vrstva nepropouští vlnové délky menší než 300 nm, takže pro spektroskopii rentgenového a UV záření je nutné umístit detektory nad tuto vrstvu, např. na satelity. Rádiové signály sice doputují až na zemský povrch, ale jejich vlnová délka je mnohem větší než u viditelného záření. Na zachycení takového signálu byly sestrojeny velké radioteleskopy. Zařízení zachycující IR a optická záření jsou podobná, IR záření je však v zemské atmosféře pohlcováno vodou a oxidem uhličitým, což je částečně vyřešeno umístěním detektorů do vyšších nadmořských výšek.

Spektroskopie zakládá na měření závislosti intenzity záření na vlnové délce nebo frekvenci. Přístroje určené k tomuto měřením a jeho zpracování jsou spektrometry, spektrofotometry, spektrografy a spektrální analyzéry. Výsledkem spektroskopického zkoumání je spektrum, které lze definovat jako závislost intenzity záření na vlnové délce nebo frekvenci.



Obr. 1: Rozdělení elektromagnetického záření (zdroj [e6])

#### 2.1 Historie

S faktem, že kus skla – přesněji optický hranol – rozkládá světlo na barvy duhy, byli obeznámeni již antičtí Římané. Tradičně se za zakladatele spektroskopie považuje Isaac Newton. Ten však nebyl první, kdo v 17. stol. studoval světelné spektrum. Kromě jiných stojí za zmínku i český fyzik Jan Marek Marci. Před newtonovskou érou byly barvy považovány za to světlo, které se nachází mezi bílou a černou. Až právě Marci přišel s názorem, že světlo lze na jednotlivé barvy rozložit pouze prostřednictvím refrakce.

V roce 1666 Isaac Newton publikoval svá pozorování rozkladu bílého světla na jednotlivé barvy. Zjistil, že hranol tyto barvy nevytváří, ale je pouze nástrojem pro jejich získání z bílého světla. To, že každá barva se láme pod jiným úhlem, byl jeden ze závěrů, které na základě těchto pozorování učinil. To jej vedlo k úvaze, že jestliže lze světelný paprsek rozdělit, musí být světlo složené z miniaturních částic. Tento částicový charakter světla byl později doplněn vlnovou teorií. Také ukázal, že světelný paprsek určité barvy nezmění své vlastnosti při lomu či rozptylu. Barvy, které vnímáme, jsou tedy výsledkem interakce již barevného světla s objekty okolo nás.

Newton pro svá pozorování jako zdroj bílého světla využíval plamen a hvězdy včetně Slunce. Začátkem 19. stol. byl zkonstruován první spektrometr, který umožnil zaostřit sluneční spektrum na stínítko. To bylo také poprvé, co byly ve spektru Slunce pozorovány tmavé čáry. Podrobnějším studiem těchto čar se zabýval J. von Fraunhofer. Odtud plyne jejich název – Fraunhoferovy čáry. Fraunhofer sestrojil difrakční mřížku, která mu umožnila změřit vlnové délky spektrálních čar. Ve spojení s dalekohledem získal nástroj pro studium spekter hvězd. Změřil a označil více než 500 čar ve spektru Slunce, prozatím však jejich existenci neuměl vysvětlit. Jeho komplexní zkoumání spekter vedlo k založení vědecké disciplíny zvané astrofyzika.

V polovině 19. stol. J. B. L. Foucault experimentálně dokázal, že čáry o stejných vlnových délkách v absorpčním a emisním spektru odpovídají stejnému prvku. Jeho experimenty byly první demonstrací absorpčního spektra v laboratoři.

Teoretické vysvětlení původu tmavých čar ve spektru podali v 60. letech 19. stol. G. Kirchhoff a R. Bunsen. Zjistili, že každý prvek či molekula mají své charakteristické spektrum a že tmavé čáry jsou způsobeny absorpcí určitých vlnových délek při průchodu světla sluneční atmosférou. Pomocí plamenu jako zdroje světla získali spektra několika chemických prvků. Svými objevy přispěli k tomu, že se spektroskopie stala uznávanou vědeckou disciplínou, jelikož díky jejich zkoumání bylo možné ze spekter hvězd určit jejich chemické složení.

V roce 1885 J. Balmer objevil, že pozorované čáry v optickém spektru vodíku tvoří jednu z více sérií čar, přičemž každou lze charakterizovat celým číslem, čímž položil základ Bohrově teorii stavby atomu. V důsledku přechodu elektronů vodíku mezi druhou a vyšší energiovou hladinou vznikají ve viditelné a blízké UV části spektra výrazné čáry. Tyto čáry, které jsou označeny řeckými písmeny, nesou jméno podle jejich objevitele a tvoří Balmerovu sérii. Později byly v UV oblasti objeveny čáry Lymanovy série odpovídající přechodu elektronů mezi první a vyšší hladinou, v IR oblasti Paschenova série čar (přechod mezi třetí a vyšší hladinou) a další.

N. Bohr vysvětlil vznik spektrálních čar jako přechodu elektronů mezi energiovými hladinami a svou teorii publikoval začátkem 20. stol. Dále se v průběhu minulého století v rámci rozvoje spektroskopie pracovalo hlavně na zlepšování spektroskopických přístrojů, např. větší disperze a stabilita spektrografů. Dokonalejší přístroje umožnily přesně definovat mnoho kalibračních čar a tím přispět ke zpřesnění zpracování spektroskopických pozorování.

#### 2.2 Absolutně černé těleso

Kirchhoff také formuloval zákon o vyzařování, který říká, že spojité spektrum vyzařované reálným tělesem závisí na jeho teplotě a absorpční schopnosti. Pro popis vyzařování definoval absolutně černé těleso (AČT) jako idealizovaný objekt, jehož povrch pohlcuje veškeré záření na něj dopadající. Lze jej aproximovat dutým tělesem s velmi malým otvorem. Do dutiny vniká záření, které je postupně stěnami tělesa pohlceno. Stěny kromě pohlcování také záření neustále emitují a toto záření, které dutinou uniká ven, má vlastnosti záření AČT. Hvězdy lze považovat za AČT, jelikož objem, ve kterém záření vzniká, je mnohem větší v porovnání s povrchem, kterým záření uniká do okolí, povrch hvězd je tedy "otvorem do dutiny".

AČT nevyzařuje na všech vlnových délkách se stejnou intenzitou. Na konci 19. stol. W. Wien objevil vztah mezi vlnovou délkou maximální intenzity záření a teplotou. Nese podle něj název Wienův posunovací zákon:

$$\lambda_{max}T = b, \tag{1}$$

ve kterém  $\lambda_{max}$  značí vlnovou délku maxima spektrální hustoty vyzařování, *T* teplotu AČT a  $b = 2.898 \cdot 10^{-3} \text{ m} \cdot \text{K}$  Wienovu konstantu. Důsledkem tohoto zákona je zabarvení AČT, které se se stoupající teplotou mění od červeného přes žluté, bílé až po modré. Záření AČT je graficky znázorněno na obrázku 2. Barvy křivek odpovídají zabarvení tělesa o dané teplotě.



Obr. 2: Záření absolutně černého tělesa (zdroj [e7])

Ve stejném období L. Boltzmann a J. Stefan popsali celkové množství vyzářené energie v závislosti na teplotě AČT, tj. jeho celkový zářivý výkon *L*:

$$L = \sigma ST^4, \tag{2}$$

kde  $\sigma = 5.670400 \cdot 10^{-8} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2} \cdot \text{K}^{-4}$  je Stefanova-Boltzmannova konstanta, *S* povrch tělesa a *T* jeho teplota. Jedná se o Stefanův-Boltzmannův zákon, který je jedním ze stěžejních zákonů astrofyziky. Umožňuje totiž na dálku měřit povrchovou teplotu kosmických objektů.

Roku 1899 M. Planck vyslovit hypotézu, že AČT nemůže pohlcovat a vyzařovat energii v libovolném množství, ale nespojitě po kvantech. Každému kvantu přiřadil energii úměrnou frekvenci záření s konstantou úměrnosti  $h = 6.62607015 \cdot 10^{-34} \text{ J} \cdot \text{s}$  zvanou Planckova konstanta (E = hv, resp.  $E = hc/\lambda$ ). Na základě této hypotézy o rok později sestavil rovnici popisující záření AČT ve všech oblastech vlnových délek – Planckův zákon, který udává závislost monochromatické hustoty zářivého toku neboli toku záření  $B_v(v,T)$  AČT na teplotě a frekvenci:

$$B_{\nu}(\nu,T) \left[ W \cdot m^{-2} \right] = \frac{2\pi\nu^2}{c^2} \frac{h\nu}{e^{h\nu/kT} - 1}.$$
 (3)

 $v = c/\lambda$  je frekvence, jinak také vyjádřena jako podíl rychlosti světla  $c = 299792458 \text{ m} \cdot \text{s}^{-1}$ a vlnové délky záření  $\lambda$ ,  $k = 1.380649 \cdot 10^{-23} \text{ J} \cdot \text{K}^{-1}$  je Boltzmannova konstanta a *T* teplota AČT.

#### 2.3 Spektrální klasifikace

Spektrální klasifikace je klasifikace hvězd založená na jejich spektrálních charakteristikách. Již během 19. stol. si astronomové povšimli, že velké množství spekter vykazuje pouze malé odlišnosti. Snažili se tedy o klasifikaci hvězd na základě jejich spektrálních vlastností, která by umožnila lépe porozumět hvězdám obecně. Jednou z prvních a nejznámějších je harvardská

spektrální klasifikace z počátku 20. stol., která je z velké časti zásluhou A. J. Cannon. Spektrální třídy (typy) jsou popsány písmeny O, B, A, F, G, K a M a seřazeny podle efektivní (povrchové) teploty – ve třídě O nalezneme horké hvězdy, ve třídě M ty nejstudenější (viz tabulka 1). Každá třída je dále rozdělena na deset částí označených čísly 0-9 tak, že např. hvězdy spektrálních tříd O9 a B0 jsou si teplotou velmi blízko. Obrázek 3 ukazuje sílu spektrálních čar jednotlivých spektrálních typů.

spektrální typ	povrchová teplota	barva	charakteristické čáry
0	>25 000 K	modrá	H, He I, He II
В	10 000-25 000 K	modrobílá	H, He I, není He II
А	7 500-10 000 K	bílá	H, Ca II, není He I, He II
F	6 000-7 500 K	žlutobílá	H, kovy (Ca II, Fe atd.)
G	5 000-6 000 K	žlutá	H, kovy, některé molekuly
Κ	3 500-5 000 K	oranžová	kovy, některé molekuly
М	<3 500 K	červená	kovy, molekuly (TiO, C <sub>2</sub> )

Tab. 1: Harvardská spektrální klasifikace (zdroj [e8], upraveno)



*Obr. 3: Síla spektrálních čar charakteristických pro jednotlivé spektrální třídy (zdroj [e9])* 

Harvardská klasifikace je jednodimenzionální klasifikace, která hvězdy dělí pouze na základě jejich povrchové teploty. Postupem času byla vyvinuta dvoudimenzionální MK spektrální klasifikace, na které se podíleli W. W. Morgan a P. C. Keenan. Tato klasifikace dělí hvězdy nejen podle teploty (zde se spektrální třídy shodují s harvardskou klasifikací), ale i podle jejich zářivého výkonu do sedmi luminozitních tříd popsaných číslicemi I(a/b) až VII

luminozitní třída	hvězda
Ia	jasní veleobři
Ib	veleobři
II	nadobři
III	obři
IV	podobři
V	hvězdy hlavní posloupnosti
VI	podtrpaslíci
VII	bílí trpaslíci
Tab 2. Lumi	nozitní třídy (zdroj [e101)

(viz tabulka 2). Nejvyšší zářivý výkon mají hvězdy luminozitní třídy Ia. MK klasifikace je nejpoužívanější spektrální klasifikací současnosti.

Tab. 2: Luminozitní třídy (zdroj [e10])

#### → GAIA'S HERTZSPRUNG-RUSSELL DIAGRAM



Obr. 4: HR diagram (zdroj [e11])

Závislost absolutní hvězdné velikosti na spektrální třídě hvězdy objevil začátkem 20. stol. E. Hertzsprung, na nějž později navázal H. N. Russell. Výsledkem jejich práce byl Hertzsprungův-Russellův (HR) diagram, do kterého jsou hvězdy vyneseny na základě jejich povrchové teploty a zářivého výkonu či absolutní hvězdné velikosti. Jak lze vidět na obrázku 4, hvězdy nejsou v HR diagramu rozmístěny rovnoměrně, shlukují se do několika větví, což souvisí s jejich vývojem.

#### 2.4 Spektra

Výsledkem procesu pozorovaného záření spektroskopickým přístrojem je elektromagnetické spektrum, které lze definovat jako závislost intenzity záření na vlnové délce nebo frekvenci. Signál od kosmických těles k nám obvykle přichází ve formě fotonů o různých vlnových délkách a spektrum představuje rozklad právě tohoto polychromatického záření na řadu monochromatických záření. Spektra hrají důležitou roli v bezkontaktním zkoumání vzdálených objektů, jelikož poskytují informace o povrchových vlastnostech hvězdy.

#### 2.4.1 Druhy spekter

Rozlišujeme několik druhů spekter v závislosti na jejich původu. Spojité spektrum neboli kontinuum je souvislý pás vlnových délek. Lze jej získat např. rozkladem bílého světla. Je to také spektrum vyzařované absolutně černým tělesem (viz podkapitola 2.2).

Opakem kontinua jsou spektra čárová (spektra atomů plynů) a pásová spektra neboli spektra molekul. Tato spektra lze dále rozdělit na emisní a absorpční podle jejich vzniku. Je-li zdrojem záření určitá látka, její spektrum se vyznačuje barevnými čarami či pásy na tmavém pozadí v závislosti na jejím složení. Atomy látky jsou nějakým impulzem, např. tepelným, excitovány. Při přechodu elektronu na nižší stavy atom emituje foton o takové vlnové délce, která odpovídá energii přechodu elektronu. Energie fotonu a jeho vlnová délka jsou spojeny výše zmíněným vztahem  $E = hc/\lambda$ . Soubor vyzářených fotonů (spektrum) je pro tuto látku charakteristický.

Naopak absorpční spektra vznikají, pokud bílé světlo látkou prochází. Látka absorbuje fotony elektromagnetického záření bílého světla o takové energii, která odpovídá energii přechodu elektronu mezi dvěma stavy v atomu prvku, ze kterého se látka skládá. Ve spektru kontinua se objeví tmavé spektrální čáry, které nesou informaci o složení této látky. Všechna výše zmíněná spektra jsou zobrazena na obrázcích 5. Právě na zkoumání absorpčních a emisních spekter je spektroskopie založena.





Obr. 5: Druhy spekter; a) kontinuum, b) pásové, c) emisní, d) absorpční (zdroj [e12], upraveno)

#### 2.4.2 Spektrum vodíku

Vodík je nejběžnějším prvkem ve hvězdných atmosférách. V důsledku jeho přítomnosti je umožněn hvězdný vývoj. Spektrální čáry vodíku a jejich intenzita tedy naznačují, v jaké části života se hvězda nachází. Jak jsem již zmínila v podkapitole 2.1, za objevem vodíkových čar v pozorovatelném oboru spektra stojí Balmer, po němž je také pojmenovaná série čar odpovídající přechodu elektronu mezi druhou a vyšší energiovou hladinou atomu vodíku. Čím je energiová hladina vyšší, tím je energie přechodu větší a vlnová délka čáry kratší. V optickém oboru spektra lze nalézt prvních pět čar Balmerovy série (viz tabulka 3), zbytek se nachází v UV oblasti. Čáry se s klesající vlnovou délkou zhušťují až ke hraně Balmerovy série, jejíž vlnová délka odpovídá ionizační energii vodíku. Za hranou následuje Balmerovo kontinuum, ve kterém se již žádné čáry Balmerovy série nevyskytují. V oblasti hrany Balmerovy série dochází k poklesu intenzity kontinua, tzv. Balmerovu skoku, který je vyvolán zvýšenou absorpcí za hranou Balmerovy série.

přechod	název	λ [Å]	barva
3→2	Ηα	6562.852	červená
4→2	Нβ	4861.362	modrozelená
5→2	Ηγ	4340.462	modrá
6→2	Нδ	4101.740	fialová
7→2	Ηε	3970.072	fialová
∞→2	hrana série	3646	UV

Tab. 3: Balmerova série

#### 3 Chemicky pekuliární hvězdy<sup>1</sup>

Chemicky pekuliární hvězdy (CP hvězdy) se vyznačují anomálním chemickým složením povrchových vrstev a tedy neobvyklými (pekuliárními) spektry. Jsou to hvězdy s efektivní teplotou 7 000 až 30 000 K nacházející se v horní části hlavní posloupnosti. Za chemicky pekuliární lze označit hvězdu, jejíž chemické složení vnějších vrstev se liší od chemického složení Slunce. Její vnitřní složení se pravděpodobně neliší od složení ostatních hvězd stejného spektrálního typu. Chemická pekuliarita se vyskytuje u hvězd spektrálních tříd F2 až B0 o hmotnostech 1.5 až 15  $M_{\odot}$ .

#### 3.1 Historie

První hvězdou označenou za chemicky pekuliární byla  $\alpha^2$  CVn. Koncem 19. stol. A. Maury nalezla v jejím spektru neobvykle silné čáry dubletu Si II, a naopak slabší vápníkové čáry. Tato hvězda s neobvyklým spektrem se tedy stala předmětem spektroskopického zkoumání té doby. Začátkem 20. stol. byly u některých čar zjištěny změny intenzity a radiální rychlosti, které svou periodou odpovídaly periodě zjištěné ze světelné křivky. Ve druhé čtvrtině 20. stol. W.W. Morgan a poté A. J. Deutsch ukázali, že tato fotometrická a spektroskopická proměnnost je společné všem do té doby známým chemicky pekuliárním hvězdám.

#### 3.2 Skloněný rotátor

Poté, co bylo roku 1947 nejen u této hvězdy objeveno silné proměnné magnetické pole, které ve více případech vykazovalo i změnu polarity, představil W. Stibs model skloněného rotátoru, který proměnnost hvězdy vysvětloval. Skloněný rotátor je model hvězdy se zhruba dipólovým magnetickým polem, jehož osa je skloněna pod úhlem  $\beta$  vzhledem k ose rotace. Sklon osy je konstantní a magnetické pole, které je zamrzlé do plazmatu, rotuje společně s hvězdou. Příčinou proměnnosti i změn polarity magnetického pole je tedy různé natočení magnetického pole hvězdy k pozorovateli. Spektroskopické změny byly vysvětleny existencí skvrn na povrchu hvězdy s odlišným množstvím prvku, změny ve světelné křivce byly naopak zdůvodněny fotometrickými skvrnami s rozdílným rozložením energie ve spektru. Model skloněného rotátoru je dnes všeobecně užívaným modelem CP hvězd.

<sup>&</sup>lt;sup>1</sup> V této kapitole jsem čerpala zejména ze skript Fyzika horkých hvězd I, Mikulášek, MU, Brno 2011

#### 3.3 Klasifikace CP hvězd

CP hvězdy se dělí podle své chemické pekuliarity (viz tabulka 4). λ Boo hvězdy spektrální třídy A jsou charakteristické slabými čarami kovů. Am-Fm neboli metalické hvězdy spektrálních tříd A a F nemají žádné pozorovatelné změny či měřitelné magnetické pole, vyznačují se však silnými čarami kovů (Fe, Ti, Cr) a většinou se vyskytují ve dvojhvězdném systému s vázanou rotací. Ap hvězdy jsou magnetickými hvězdami (mCP) a lze je rozdělit do šesti skupin:  $\lambda$ 4200-Si, Mn, Si, SiCrEu a Sr. Křemíkové a manganové mCP hvězdy vytváří kategorii Bp hvězd. Ty manganové hvězdy, které nejsou magnetické a nemění se, tvoří oddělenou skupinu HgMn hvězd a lze je označit za vysokoteplotní variantu CP1 hvězd. Další dvě třídy zakládají na abundanci helia. Spektra He-weak hvězd obsahují slabé čáry helia a obvykle vykazují anomální poměr He<sup>3</sup>/He<sup>4</sup>. Naopak hvězdy, v jejichž spektru lze nalézt velmi silné čáry helia, jehož abundance může někdy převýšit i vodík, se nazývají He-strong hvězdy. He-weak a He-strong hvězdy jsou vysokoteplotní variantou CP2 hvězd. Výše zmíněné rozdělení CP hvězd je Prestonova-Maitznerova (PM) klasifikace. CP hvězdy však nejde jednoznačně definovat a rozdělit, často se setkáváme s hvězdami, které vykazují pekuliaritu více tříd. Také neexistuje jasná hranice mezi normálními a CP hvězdami, spousta hvězd odpovídá přechodnému typu.

název	PM	charakteristika	spektrální	povrchová
naze v	klasifikace	enarakteristika	typ	teplota
λ Boo		slabé čáry Mg II a kovů	40-F0	7 500 až
λ Βου		slabe eary wig if a kovu	A0-10	9 000 K
Am Em	CP1	slabé čáry Ca II a/nebo Sc II,	A0 E4	7 000 až
AIII-I'III	CFI	nadbytek kovů	A0-1'4	10 000 K
An Dn	CP2	nadbytek Sr, Cr, Eu	D6 E1	7 000 až
Ар-Бр		a/nebo Si	<b>D</b> 0-Г4	16 000 K
UaMn		nadhutak Ug II a/naha Mn II	B6 A0	10 500 až
ngivili	CF3	haddytek fig it a/hebb will fi	D0-A0	16 000 K
He week	ık CP4,5 sla	slabé čáry He I vzhledem ke	01 00	14 000 až
пе-weak		spektrálnímu typu hvězdy	D2-D0	20 000 K
He strope	CP 6,7	silné čáry He I vzhledem ke	ЪĴ	20 000 až
ne-strong		spektrálnímu typu	D∠	25 000 K

Tab. 4: Klasifikace CP hvězd (Smith, 1996, upraveno)

#### 3.4 Příčiny chemické pekuliarity

Dodnes uznávaná hypotéza o příčinách chemických pekuliarit pochází ze druhé poloviny 20. stol. (Michaud, 1970 a další) a chemickou pekuliaritu vysvětluje jako důsledek zářivé difuze. Prvky s velkým účinným průřezem (např. kovy) stoupají do vyšších vrstev atmosféry hvězdy, a naopak opticky neaktivní prvky klesají a usazují se v jejich spodnějších vrstvách. Tento proces je velmi pomalý. Jak jsem již zmínila výše, chemická pekuliarita je záležitostí hvězd o teplotě 7 000 až 30 000 K. Anomálie v povrchovém složení se u hvězd této teploty vyvinuly díky relativně klidným vnějším vrstvám, které nejsou výrazně promíchávány konvekcí nebo obrušovány hvězdným větrem. CP hvězdy jsou povětšinou pomalými rotátory s rotační rychlostí nepřesahující 90 km·s<sup>-1</sup>. Pomalá rotace je nutnou a snad i postačující podmínkou pro vznik chemických anomálií.

Stabilizaci vnějších vrstev napomáhá i přítomnost globálního magnetického pole. Jeho původ je dnes nejčastěji vysvětlován jako pomalu se rozpadající pozůstatek mezihvězdného magnetického pole zamrzlého do zárodečného materiálu hvězdy.

#### 3.5 Co lze ze spektra CP hvězdy zjistit?

S rozvojem spektroskopie v průběhu 20. stol., zejména zavedením CCD techniky, bylo možné získat velmi kvalitní spektra, a tedy přesně změřit různé charakteristiky spektrálních čar a hvězdy obecně. Spektra jsou zdrojem rozličných informací o povrchových vrstvách hvězdy, lze z nich například získat informaci o periodě rotace a rotační rychlosti hvězdy, její radiální rychlosti, abundanci prvků v atmosféře a v případě CP hvězd je navíc možné zjistit počet a topologii skvrn, a dokonce i velikost a topologii magnetického pole hvězdy. Níže uvádím pouze ty charakteristiky a metody určení, kterými se budu zabývat v praktické části této práce.

#### 3.5.1 Ekvivalentní šířka

Jednou z důležitých charakteristik spektrální čáry je její ekvivalentní šířka (EW, angl. *Equivalent Width*). Je to míra kvanta elektromagnetického záření, které je světlu odebráno ve formě absorpční čáry. Tvar absorpční čáry se mění v závislosti na tomto kvantu energie. Pro změření ekvivalentní šířky je nutné spektrum nejprve normalizovat na 1. Ekvivalentní šířka je pak definována jako šířka obdélníku o výšce 1, který má stejný obsah jako spektrální čára pod kontinuem (viz obrázek 6).



Obr. 6: Ekvivalentní šířka spektrální čáry (zdroj [e13])

#### 3.5.2 Perioda

Periodu rotace lze ze spektra CP hvězd určit díky tomu, že některé prvky se na jejich povrchu vyskytují ve skvrnách. Ekvivalentní šířka spektrální čáry prvku se mění v závislosti na tom, zda je k nám hvězda natočena skvrnou (větší EW) nebo oblastí beze skvrny (menší EW). Cyklický vývoj ekvivalentní šířky tedy umožňuje rotační periodu určit.

Ekvivalentní šířka není jediným parametrem spektrální čáry, který se v důsledku rotace mění. Skvrna na povrchu hvězdy má vzhledem k nám jistou radiální rychlost. Pokud se nachází na okraji hvězdy, je tato rychlost v extrému, pokud je k nám natočena přímo, rychlost je rovna radiální rychlosti hvězdy. Jak se radiální rychlost skvrny  $v_r$  mění lze zjistit z posunu vlnové délky středu čáry v důsledku Dopplerova jevu (zde v upraveném zápisu), ke kterému dochází, pokud se zdroj světla a pozorovatel vzájemně pohybují:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{v_r}{c}.$$
(4)

 $\lambda_0$  je laboratorní vlnová délka čáry,  $\Delta\lambda$  posun jejího středu oproti  $\lambda_0$  a *c* rychlost světla. Tento upravený vztah pro Dopplerův jev nám říká, že pokud se k nám hvězda skvrnou určitého prvku přitáčí, pozorujeme kratší vlnovou délku, tzn. vlnová délka čar tohoto prvku je posunuta k modré oblasti spektra, naopak pokud se hvězda od nás skvrnou odvrací, pozorované vlnové délky jsou větší a čáry jsou posunuty k červené oblasti spektra. Radiální rychlost čar prvků ve skvrnách se stejně jako jejich ekvivalentní šířka v závislosti na rotační fázi hvězdy cyklicky mění a z jejich změn je možné periodu rotace zjistit. Dopplerův jev je graficky znázorněn na obrázku 7.

#### 3.5.3 Radiální rychlost

Při pozorování vesmírných objektů z různých míst na povrchu Země se tento objekt i pozorovatel vůči sobě pohybují. Aby bylo možné porovnávat jednotlivá měření, je nutné pozorovatele "přemístit" do nějakého bodu, vůči kterému se pak určí pohyb vesmírného tělesa. K tomu slouží heliocentrická korekce, která měření opraví o rotaci pozorovatele na zemském povrchu kolem Slunce a radiální rychlost hvězdy je tedy vztažena ke Slunci.

U CP hvězd lze jejich radiální rychlost zjistit z prvků, které jsou na jejich povrchu rozloženy rovnoměrně. Radiální rychlost jejich čar je v závislosti na rotaci konstantní a rovná se radiální rychlosti hvězdy. Zejména u horkých hvězd je vhodné radiální rychlost určovat z čar těžších prvků, např. kovů, jelikož tyto čáry tolik nepodléhají teplotnímu rozšíření. Radiální rychlost hvězdy se vypočítá stejně jako radiální rychlost skvrn, a to z upraveného vztahu pro Dopplerův jev (4).



Obr. 7: Dopplerův jev (zdroj [e14])

#### 4 HD 142990

Hvězda HD 142990 je magnetická chemicky pekuliární hvězda nacházející se v souhvězdí Štíra. Tato hvězda netvoří zdánlivý útvar, který vzniká spojením nejjasnějších hvězd souhvězdí jako např. sedm hvězd Velkého vozu, ale spadá do jeho oblasti vytčené na obloze. Štír je souhvězdím jižní oblohy, proto jej v Česku lze pozorovat pouze v některých ročních obdobích, přesněji na přelomu jara a léta. Souhvězdí Štíra kvůli jeho poloze z naší zeměpisné šířky nikdy nevidíme celé, ale konkrétně HD 142990 lze v tomto období roku zahlédnout pár stupňů nad obzorem, a to i pouhým okem. S ohledem na přesnost získaných dat je však výhodnější uskutečňovat pozorování hvězd jižní oblohy na jižní polokouli.

#### 4.1 Charakteristiky hvězdy

Jeden ze základních parametrů hvězdy, její teplota, je určován pomocí barevných indexů. Jedná se o rozdíl pozorovaných hvězdných velikostí ve dvou různých oblastech vlnových délek, tzv. filtrech. Nejčastěji používanými jsou filtry U (střední vlnová délka 364 nm), B (442 nm) a V (540 nm) a jejich rozdíly (U-B) a (B-V), které se označují jako barevné indexy. Přesné určení teploty, zářivého výkonu a dalších parametrů podstatných pro umístění hvězdy do HR diagramu a odhad stadia jejího vývoje není u CP hvězd jednoduchou záležitostí. Chemické anomálie mají vliv na přerozdělení energie v povrchových vrstvách hvězdy a její tok k pozorovateli, čímž ovlivňují barvu hvězdy. Standardní určení teploty z jejich barevných indexů tedy může vést k chybným výsledkům. Cidale (2007) ve své práci uvádí několik hodnot teploty získaných z různých barevných indexů a fitováním modelového spektra charakteristického pro hvězdu dané teploty. Hodnoty se pohybují mezi 16 500 K a 18 500 K. Podle teploty se tedy jedná o modrou až modrobílou hvězdu hlavní posloupnosti spektrální třídy B5V. Její další charakteristiky jsou uvedeny v tabulce 5.

Většina CP hvězd je pomalými rotátory, protože právě nízká rotace je předpokladem pro vznik chemických anomálií na jejich povrchu. Je proto překvapující, že u HD 142990, která je klasifikována jako rychlý rotátor s rotační rychlostí 125 km·s<sup>-1</sup> (Abt, 2002), se chemická pekuliarita vyvinula. Tento fenomén byl pozorován u dalších tří hvězd (Glagolevskij, 2007) a je důkazem toho, že i u rychlých rotátorů lze nalézt natolik stabilní atmosféry, ve kterých by probíhala zářivá difuze, v jejímž důsledku se chemické anomálie vytváří.

	zdroj			
jména v jiných katalozích		V913 Sco, HIP 78246		
souhvězdí		Štír		
rektascenze $\alpha$		15h 58m 34.87		
deklinace $\delta$		-24° 49' 53.39	[e2] (2018)	
paralaxa p		6.8413±0.2048 mas		
spektrální typ		B5V		
pozorovaná hvězdná	á velikost $m_V$	5.43 mag	[a5](2002)	
honormá in dour	(U-B)	-0.65 mag	[63] (2002)	
barevne indexy	(B-V)	-0.09 mag		
povrchová teplota T	eff	16 500-18 500 K	Cidale (2007)	
hmotnost $M/M_{\odot}$		$4.902 \pm 0.260$		
zářivý výkon $L/L_{\odot}$		$2.765 \pm 0.114$	Hubrig (2007)	
poloměr $R/R_{\odot}$		2.97±0.43		
vzdálenost d		150 pc		
radiální rychlost $v_r$		-12.1±3.4 km·s <sup>-1</sup>	Gontcharov (2006)	
rotační rychlost <i>v</i> sin <i>i</i>		125 km·s <sup>-1</sup>	Abt (2002)	
efektivní magnetické pole $B_e$		1304.3±255.3 G	Bychkov (2005)	
inklinační úhel <i>i</i>		54.6°	$D_{00}(2010)$	
úhel mezi rotační a magnetickou osou $eta$		89.84°	Das (2019)	

Tab. 5: Parametry HD 142990

#### 4.2 Předchozí zkoumání

Hvězda HD 142990 je magnetická chemicky pekuliární He-weak hvězda. Na neobvykle slabé čáry helia v jejím spektru poprvé narazil Garrison (1967), který také u CP hvězd upozornil na rozpor v řádu desetin mezi spektrálním typem MK klasifikace a tím, který určil z *UBV* fotometrie. Zásadní zkoumání spektra HD 142990 uskutečnili o deset let později Pedersen a Thomsen (1977), kteří odhalili spektrální a fotometrickou proměnnost hvězdy a z variability ekvivalentní šířky čáry He I 4026 Å odhadli možné rotační periody HD 142990 na 0.492(3), 0.976(15) dne a 40 dní. Tato poslední však byla posléze zamítnuta kvůli vysoké rotační rychlosti hvězdy. Také zjistili, že fotometrické minimum odpovídá maximu ekvivalentní šířky této čáry. Zkoumáním vodíkových čar objevil Borra (1983) silné proměnné magnetické pole s měnící se polaritou, pomocí jehož variability potvrdil existenci dvou možných period

uvedených v práci Pedersena. Jeho výsledky však favorizovaly delší periodu, kterou zpřesnil na 0.97843(8) dne. Dva roky nato uskutečnil Borra (1985) fotometrická pozorování v *UBV* filtrech, jejichž analýzou dospěl k periodě 0.315488, kterou vysvětlil jako rezonanční periodu kratší periody určené z magnetických měření v jeho předchozí práci 0.492585(15) dne. Společným problémem těchto měření bylo neúplné fázové pokrytí rotační periody, které vedlo k možné existenci menších period. Až Bohlenderovi (1993), který během jedné noci provedl pouze další čtyři měření magnetického pole, se spojením svých výsledků a těch, které publikoval Borra, podařilo zjistit, že perioda HD 142990 je blízká jednomu dni, a odhadnul ji na 0.98292(2) dne. Borra i Bohledner určili velikost magnetického pole prostřednictvím měření stupně kruhové polarizace křídel vodíkových čar Balmerovy série.

Na fotometrická a spektroskopická zkoumání hvězdy navázali Catalano a Leone (1996), kteří u ní také objevili přebytek křemíku. Nejlepší fit kombinace dříve uskutečněných a nově publikovaných fotometrických *ubvy* měření získali pro periodu 0.979070(11) dne. Také potvrdili protifázi fotometrické křivky a křivky ekvivalentní šířky čáry He I 4026 Å.

Bychkov (2005) shromáždil všechna do té doby publikovaná magnetická data, sestrojil fázovou křivku změn magnetického pole a periodu rotace určil na 0.9791(12) dne. Nová měření magnetického pole HD 142990 s vysokou přesností ze středních částí vodíkových čar a jejich Stokesových profilů I a V uskutečnil až Shultz (2018). Odhalil, že magnetické pole této hvězdy není dipolární, ale dipolární složka v něm převládá. Jeho přesná topologie však nebyla objasněna. Z těchto měření také obdržel periodu 0.978876(6) dne. Svá měření spojil s měřením Bohlendera a Borra a s výslednou periodou 0.978832(2) dne tato a fotometrická data z družice Hipparcos nafázoval. Zjistil, že maximum magnetické křivky se téměř shoduje s fotometrickým minimem. O rok později se ve své práci (Shultz, 2019) zaměřil konkrétně na periodu HD 142990. Zkombinoval periody určené v průběhu posledních 40 let z fotometrických a magnetických měření (viz podkapitola 5.3.4) a objevil, že rotační perioda se cyklicky mění.

#### 5 Zpracování dat

#### 5.1 Úvod

Data byla získána v rámci pozorovacích programů 087.D-0099(A) a 089.D-0153(A), které se uskutečnily v letech 2011 a 2012. Spektra napozoroval J. Janík na observatoři La Silla. La Silla je prvním z několika pozorovacích stanovišť ESO v Chile a leží v nadmořské výšce 2400 m. Spektra byla pozorována prostřednictvím spektrografu FEROS namontovaného na teleskopu MPG/ESO o průměru 2.2 m. Spektrograf FEROS s vysokou rozlišovací schopností (R~48000) zaznamenává data v rozmezí blízkého UV až IR záření (350 až 920 nm), čímž pokrývá celou viditelnou oblast.

Spektra byla stažena z archivu ESO – Evropské jižní observatoře [e1]. Jedná se o absorpční spektra o vlnových délkách 389.8 až 822.9 nm. V archivu ESO je pro tuto hvězdu k dispozici celkem 286 spekter, 232 z UVESu a 54 z FEROSu. Zpracovávat budu 52 spekter z FEROSu, která odpovídají pozorováním v rozmezí 1.8.2011 až 20.8.2012, v HJD 2455775.48390 až 2456159.60150. Počet pozorování během jednotlivých nocí je uveden v tabulce 6. Spektra byla opravena o heliocentrickou korekci. Přehled a parametry spekter lze nalézt v příloze 1.

HJD	počet pozorování
2455775	11
2455776	12
2455777	10
2455778	6
2455779	4
2456154	3
2456158	4
2456159	5

Tab. 6: Počet pozorování HD 142990 během jednotlivých nocí

#### 5.2 Zpracování spekter

Spektra jsem zpracovávala v programu *SPLAT-VO*, který umožňuje určení parametrů spektrálních čar prostřednictvím jejich proložení Gaussovou, Lorentzovou či Voigtovou funkcí. Pomocí seznamu výrazných spektrálních čar v databázi NIST [e4] jsem ve spektru hvězdy identifikovala čáry uvedené v tabulce 7. Čáry, které jsou v tabulce zvýrazněny, jsem použila k určení rotační periody. Vzájemnou intenzitu čar porovnává obrázek 8, ve kterém jsou také

modře zaznačeny oblasti telurických čar. Část spektra s vlnovou délkou vyšší než cca 685 nm je silně ovlivněna telurickými čarami, které komplikují identifikaci spektrálních čar hvězdy. V této oblasti se však nenacházejí žádné silné spektrální čáry hvězdy, které by pro mě byly ze spektrálního hlediska zajímavé. Obrázek mi byl také indikátorem při výběru čar ke zkoumání jejich proměnnosti, zvolila jsem ty nejsilnější čáry typické pro spektrální typ hvězdy, konkrétně tři čáry jak He I, tak Si II, a jedinou identifikovanou čáru Mg II, jejíž síla je však porovnatelná s šesti předchozími.

Světelný tok spekter jsem normalizovala na 1, hodnota 1 na ose *y* tedy představovala kontinuum a spektrální čára prohlubeň v kontinuu, jejíž minimum se nacházelo mezi 1 a 0. Čáru jsem proložila Gaussovou funkcí, která ze tří výše zmíněných funkcí nejlépe kopírovala profil čáry. Tímto proložením jsem získala vlnovou délku středu čáry a její ekvivalentní šířku. Jelikož jsem ke zpracování měla k dispozici 52 spekter, obdržela jsem 52 hodnot těchto parametrů každé ze zkoumaných spektrálních čar. Zpětně jsem vyřadila tři spektra, jejichž proložení bylo natolik nepřesné, že by hodnoty jejich parametrů značně zkreslovaly výsledky. Jednalo se o spektra č. 5, 6 a 7 (viz příloha 1), jejichž vysoký šum byl způsoben špatnými pozorovacími podmínkami.

λ [Å]	čára	č.	λ [Å]	čára	č.
3970.072	Нε	1	4861.362	Нβ	12
4026.191	He I	2	4921.931	He I	13
4101.740	Нδ	3	5015.678	He I	14
4120.820	He I	4	5055.981	Si II	15
4128-30	Si II	5	5466.868	Si II	16
4143.760	He I	6	5875.615	He I	17
4340.462	Hγ	7	5978.929	Si II	18
4387.929	He I	8	6347.103	Si II	19
4471.479	He I	9	6371.359	Si II	20
4481.325	Mg II	10	6562.852	Ηα	21
4713.146	He I	11	6678.152	He I	22

Tab. 7: Čáry identifikované ve spektru HD 142990



*Obr. 8: Spektrum hvězdy HD 142990 (čísla označují identifikované čáry, modře zvýrazněny telurické čáry)* 

#### 5.3 Určení periody

#### 5.3.1 Ekvivalentní šířka čar (metoda EW)

Spektrální čáry určitých prvků ve spektrech CP hvězd jsou vhodné zejména k určení periody rotace díky tomu, že jejich ekvivalentní šířka se periodicky mění v důsledku nerovnoměrného rozložení těchto prvků na jejich povrchu. Chybu ekvivalentní šířky  $\Delta EW$  jsem spočítala dle vztahu Leoneho (1995):

$$\Delta EW = \frac{1}{2} \left( 2 \frac{\nu_e \sin i}{c} \lambda \right) \frac{1}{S/N'}$$
(5)

kde  $v_e \sin i$  je promítnutá rychlost rotace, která byla odhadnuta na 125 km·s<sup>-1</sup> (Abt, 2002),  $\lambda$  laboratorní vlnová délka zkoumané čáry, *c* rychlost světla a *S/N* podíl signálu a šumu (angl. *Signal/Noise*). Výraz v závorce vlastně udává celkové rozšíření spektrální čáry v důsledku rotace a převrácená hodnota *S/N* relativní odchylku měření. Přesné hodnoty *S/N* pro jednotlivá spektra jsou uvedeny v příloze 1. Čáry vyšších vlnových délek mají větší chyby v ekvivalentní šířce, jelikož více podléhají rotačnímu rozšíření. Tabulka 8 uvádí průměrnou poměrnou chybu ekvivalentní šířky pro jednotlivé čáry. Pro čáry Si II vyšších vlnových délek, které jsou navíc oproti čarám He I a Mg II slabší, je poměrná chyba pochopitelně větší.

čá	ira [Å]	$\Delta EW/EW$
	4026.191	0.0200
He I	4471.479	0.0174
	4921.931	0.0154
Mg II	4481.325	0.0277
	5055.984	0.0740
Si II	6347.103	0.0636
	6371.359	0.0710

Tab. 8: Průměrná poměrná chyba ekvivalentní šířky

Program *Peranso*, který jsem pro určení periody z časové změny ekvivalentní šířky použila, nabízí řadu metod zpracování časových dat v závislosti na počtu pozorování a jejich rozložení v čase. Data z různých časových období jsou poskládána tak, že vytvoří periodickou křivku, jejíž perioda odpovídá periodě rotace hvězdy. Výsledkem analýzy je periodogram, který zobrazuje možné periody v závislosti na parametru  $\theta$ . Nejvyšší hodnota tohoto parametru odpovídá nejpravděpodobnější (prominentní) periodě. Z dostupných metod jsem použila analýzu *ANOVA* (Schwarzenberg-Czerny, 1996), která data nejen proloží sérií harmonických

funkcí, ale i na ně aplikuje analýzu rozptylu (angl. *ANalysis Of Variance*) pro co nejpřesnější výsledek. V porovnání s klasickou Fourierovou analýzou je *ANOVA* citlivější na detekci vrcholů a potlačení alias period a je obzvláště vhodná pro analýzu dat nerovnoměrně rozložených v čase. Počet harmonických funkcí je volitelným parametrem. Pro všechny spektrální čáry jsem po vzoru Catalana a Leoneho (1996) zvolila dvě.



Obr. 9: Periodogram (metoda EW)

čára [Å]				
	He	e I		
4026.191 4471.479				
<i>P</i> [d]	θ	<i>P</i> [d]	θ	
0.9661±0.0018	35.47	$0.4908 \pm 0.0004$	75.95	
0.9783±0.0018	35.16	0.9713±0.0018	62.58	
$0.9610 {\pm} 0.0018$	34.66	$0.9661 \pm 0.0018$	61.18	
$0.9837 {\pm} 0.0018$	34.36	$0.4953 {\pm} 0.0004$	56.53	
$0.9731 {\pm} 0.0018$	34.26	$0.9783 {\pm} 0.0018$	55.11	

		1	
He I		Mg II	
4921.931		4481.325	
<i>P</i> [d]	θ	<i>P</i> [d]	θ
0.9766±0.0018	35.14	0.6521±0.0008	40.35
$0.4864 \pm 0.0004$	31.94	0.3278±0.0002	39.96
$0.4908 \pm 0.0004$	29.28	$0.4895 \pm 0.0004$	38.46
$0.4825 {\pm} 0.0004$	27.83	$0.4908 {\pm} 0.0004$	38.03
$0.9713 {\pm} 0.0018$	27.67	$0.6560 \pm 0.0008$	37.11
		0.9801±0.0016	36.83
-	Si	II	
5055.981		6347.103	
<i>P</i> [d]	θ	<i>P</i> [d]	θ
0.4895±0.0004	52.68	0.6545±0.0008	22.25
0.9801±0.0018	49.99	$0.6584 {\pm} 0.0008$	21.49
$0.4926 \pm 0.0004$	48.83	$0.6505 {\pm} 0.0008$	21.19
$0.9713 {\pm} 0.0018$	48.30	$0.6560 \pm 0.0008$	19.77
$0.4881 {\pm} 0.0004$	47.78		
-	Si	II	
6347.103		6371.359	
<i>P</i> [d]	θ	<i>P</i> [d]	θ
0.6600±0.0008	19.73	0.9713±0.0035	10.98
$0.3283 {\pm} 0.0002$	19.42	$0.4895 {\pm} 0.0009$	10.78
$0.6641 \pm 0.0008$	19.22	$0.9678 {\pm} 0.0035$	10.55
0.9801±0.0016	19.00	0.9610±0.0035	10.45
		0.9783±0.0035	10.41

Tab. 9: Prominentní periody (metoda EW)

#### 5.3.2 Radiální rychlost čar (metoda RV)

Nehomogenní rozložení jistých prvků na povrchu CP hvězd společně s její rotací má vedle změn ekvivalentní šířky čar za následek i změnu jejich radiální rychlosti. Střed čáry osciluje kolem rovnovážné polohy, která odpovídá radiální rychlosti hvězdy, podle toho, zda se hvězda k pozorovateli natáčí místem s větším množstvím prvku nebo se od něj odvrací. Rotační

periodu lze tedy určit i ze změn radiální rychlosti spektrálních čar. Radiální rychlost hvězdy  $v_r$  jsem z posunu vlnových délek čar  $\Delta\lambda$  vypočítala úpravou vztahu (4):

$$v_r \,[\mathrm{km} \cdot \mathrm{s}^{-1}] = \frac{\Delta \lambda}{\lambda_0} c, \qquad \delta v_r = \frac{\delta \lambda}{\lambda_0} c, \tag{6}, (7)$$

kde  $\Delta \lambda = \lambda - \lambda_0$ ,  $\lambda$  je naměřená a  $\lambda_0$  laboratorní vlnová délka čáry,  $\delta \lambda$  odchylka středu čáry a *c* rychlost světla v km·s<sup>-1</sup>. Stejně jako v předchozím případě jsem k určení periody využila analýzu *ANOVA* v programu *Peranso*.



Obr. 10: Periodogram (metoda RV)

čára [Å]				
	He	e I		
4026.191 4471.479				
<i>P</i> [d]	θ	<i>P</i> [d]	θ	
0.4881±0.0004	121.9	0.4881±0.0004	237.0	
$0.4889 \pm 0.0004$	117.2	0.9801±0.0018	170.3	
$0.4912 \pm 0.0004$	115.3	0.4912±0.0018	164.5	
0.9801±0.0018	110.2	$0.4895 {\pm} 0.0004$	144.6	
$0.4868 {\pm} 0.0004$	109.4	0.4926±0.0004	142.4	

He I		Mg II	
4921.931		4481.325	
<i>P</i> [d]	θ	<i>P</i> [d]	θ
0.4851±0.0004	117.4	0.4881±0.0004	147.4
$0.4895 {\pm} 0.0004$	112.2	$0.4895 {\pm} 0.0004$	145.5
0.9801±0.0017	88.81	0.9801±0.0018	145.1
$0.4868 {\pm} 0.0004$	87.83	$0.4912 \pm 0.0004$	136.2
0.4912±0.0004	85.66	$0.9713{\pm}0.0018$	121.0
	Si	II	
5055.981		6347.103	
<i>P</i> [d]	$\theta$	<i>P</i> [d]	θ
$0.4881 \pm 0.0004$	137.6	0.4895±0.0004	200.6
$0.4895 {\pm} 0.0004$	136.6	$0.4912 {\pm} 0.0004$	186.6
$0.4912 \pm 0.0004$	133.6	$0.4868 {\pm} 0.0004$	176.0
0.9801±0.0018	127.4	$0.4881 {\pm} 0.0004$	170.3
0.4926±0.0004	116.0	0.9801±0.0018	140.6
	Si	Π	
	6371	.359	
<i>P</i> [d]	$\theta$	<i>P</i> [d]	θ
0.4895±0.0004	44.19	0.4851±0.0004	39.83
$0.4881 {\pm} 0.0004$	43.15	$0.4912 {\pm} 0.0004$	39.73
$0.4868 {\pm} 0.0004$	42.21	0.9713±0.0018	38.53
$0.4838 \pm 0.0004$	41.00	$0.9801 {\pm} 0.0018$	37.78

Tab. 10: Prominentní periody (metoda RV)

#### 5.3.3 Výsledky

=

\_

=

Z publikovaných prací o HD 142990 – např. Catalano a Leone (1996, 0.97907(1) dne) a Shultz (2018, 0.978832(2) dne) – vím, že perioda HD 142990 je blízká jednomu dni. Výsledky v tabulkách 9 a 10 však nejsou jednoznačné. Periodogramy 9 a 10 pro obě metody určení periody vykazují jistý šum v okolí prominentních period. V tabulkách 9 a 10 lze vidět, že některé prominentní periody podobných hodnot se v parametru  $\theta$  liší jen minimálně, a tedy existuje více vzájemně si blízkých period vyhovujících časovému rozložení dat. Tento jev je pozorovatelný zejména u čar He I 4026.191 Å a Si II 6371.359 Å při určení periody metodou

EW. Důvodem je, že časová prodleva mezi sérií spektroskopických dat naměřených během po sobě jdoucích nocí a zbytkem dat je více než rok (viz tabulka 6). Pokud bych použila pouze spektra z 2455775 až 2455779 HJD, periodogram by měl podobu hladké křivky bez šumu a výsledkem by byla pouze jedna hodnota prominentní periody v oblasti výrazných vrcholů periodogramu. Shultz (2019) zjistil, že perioda HD 142990 není konstantní a že se v průběhu let pravděpodobně cyklicky mění. Ve své práci uvedl zmenšování periody o 0.58(1) s/rok. Jelikož používám data ze dvou pozorovacích cyklů, které jsou od sebe časově vzdálené zhruba rok, podle vztahů, které ve své práci Shultz uvádí, jsem spočítala změnu ve fázi  $\Delta f$ , kterou proměnnost periody způsobuje (vycházela jsem z efemeridy (10)). Tato změna vyšla v řádu tisícin ( $\Delta f = 0.003$ ) a v porovnání s nejistotou zde určené periody je zanedbatelná, není tedy příčinou rozptylu prominentních period. Průměrné nesprávné periody, na které se budu dále odkazovat při jejich vysvětlení, jsou uvedeny v tabulce 11.

P [d]				
metoda EW	metoda RV			
$0.6565 {\pm} 0.0008$				
$0.4893 {\pm} 0.0004$	$0.4883 {\pm} 0.0004$			
$0.3281 {\pm} 0.0002$				

Tab. 11: Průměrné nesprávné periody určené metodou EW a RV

Periodu blížící se periodám uvedených ve dříve publikovaných pracích jsem spočítala z tučně vyznačených period v tabulkách 9 a 10 (v periodogramech 9 a 10 jsou znázorněny červenou šipkou). Ne vždy jsem pro výpočet použila periodu blížící se skutečné s nejvyšším parametrem  $\theta$ . V případě, že si periody byly v parametru  $\theta$  dostatečně blízké, tj. poměr menšího ku většímu parametru  $\theta$  neklesl pod 0.95, použila jsem tu, která více odpovídala skutečnosti. Periody určené metodou EW a RV mi vyšly:

$$P_{EW} = (0.9778 \pm 0.0063) \,\mathrm{d},\tag{8}$$

$$P_{RV} = (0.9788 \pm 0.0057) \,\mathrm{d.} \tag{9}$$

Pominu-li nesprávné periody, z porovnání periodogramů i zjištěných period pro obě metody je jasné, že metoda RV je jednoznačnější. Parametr  $\theta$  zde dosahuje vyšších hodnot, rozptyl blízkých možných period je menší a chyba určení periody nižší. HD 142990 je rychle rotující horká hvězda, její spektrální čáry jsou tedy značně teplotně i rotačně rozšířeny. Nafitovat kontinuum čar takových hvězd je obtížné, a i malé odchylky ve fitování mohou způsobit značné rozdíly v hodnotách ekvivalentní šířky a vlnové délky středu čáry. Fitem kontinua je však nejvíce ovlivněna právě ekvivalentní šířka, proto je perioda určená metodou EW méně přesná.

Problém s nesprávným určením periody ze spekter, která mám k dispozici, spočívá v neúplném fázovém pokrytí. Prominentnost menších period v tabulkách 9 a 10 je způsobena tím, že spektroskopická pozorování nepokrývají všechny fáze rotace hvězdy. Pokud se navíc na povrchu hvězdy vyskytuje více než jedna skvrna zkoumaných prvků, prominentnost menších period je nasnadě. Jelikož je perioda rotace blízká jednomu dni a pozorování byla uskutečněna ve zhruba stejném časovém rozpětí během několika po sobě jdoucích nocí (viz tabulka 6), pozorované fáze rotace hvězdy byly vesměs shodné. Shodou okolností i série o rok mladších pozorování připadla na téměř tu jistou fázi rotace. Fázové pokrytí spekter získaných spektrografem FEROS je vidět na obrázku 11. Body v grafu jsou fázovány s efemeridou (10), jejíž volba je vysvětlena v podkapitole 5.4. Všechna naměřená spektra odpovídají fázím 0 až 0.05 a 0.55 až 1. Z těchto spektroskopických pozorování tedy není možné zjistit, jak se ekvivalentní šířka či poloha středu čáry mění ve fázích 0.05 až 0.55, proto analýza ANOVA vyhodnotila některé periody jako pravděpodobnější než skutečnou periodu. Problém s neúplným fázovým pokrytím pro FEROS by se dal částečně vyřešit doplněním spektroskopickými daty z UVESu, která by pokrytí fáze zvýšila z 50 na téměř 70 % a tím by měla eliminovat pravděpodobnost poloviční periody. Se stejným problémem se potýkali i Pedersen a Thomsen (1977), kteří jako první z variace ekvivalentní šířky čáry He I 4026.191 Å odhadli periodu rotace na 0.492(3) a 0.976(15) dne, ale již nedokázali blíže specifikovat, která je ta skutečná.



Obr. 11: Fázové pokrytí spektrografů FEROS a UVES pro HD 142990 (fázováno s efemeridou (10))

Čas mezi pozorováními během jednotlivých nocí je pro všechny pozorovací dny zhruba stejný a je blízký periodě rotace. To má za následek vznik zdánlivých, tzv. alias period. Zdánlivá perioda  $P_k$  je definována jako  $1/P_k = 1/P + k/P_v$ , kde  $P_v$  je vzorkovací perioda neboli právě čas mezi pozorováními a k je celé kladné číslo. Zdánlivé periody zjištěných period jsou uvedeny v tabulce 12. Je zřejmé, že perioda 0.3281 dne je zdánlivou periodou. Podobná hodnota byla výsledkem fotometrických zkoumaní Borra (1985), který objevil periodu 0.315488 dne. Tuto hodnotu, očividně v rozporu s předchozími periodami 0.492(3) dne (Pedersen a Thomsen, 1977) a 0.492585(15) dne (Borra, 1983), vysvětlil jako rezonanční periodu  $P_{res} = P/(1 + P)$  výše zmíněné periody 0.492585(15) dne určené ze změn velikosti magnetického pole.

Tabulka 12 poskytuje vysvětlení existence periody 0.3281 dne, neobjasňuje však periodu 0.6565 dne. V periodogramech je tato perioda, co se týče prominentnosti, většinou zrcadlovým obrazem periody 0.3281 dne a je také důsledkem rozložení pozorování v čase.

$P_{v}$ [d]		0.9826
<i>P</i> [d]	0.9778	0.9788
k	$P_k$	[d]
1	0.4901	0.4903
2	0.3270	0.3271
3	0.2453	0.2454
4	0.1963	0.1964
T 1 10	71/ 1. /	. 1

Tab. 12: Zdánlivé periody

#### 5.3.4 Porovnání s výsledky z jiných prací

Shultz (2019) zjistil, že perioda HD 142990 není konstantní, ale cyklicky se mění. Hodnota změny  $\dot{P}$ , kterou spočítal z period určených během posledních 40 let z fotometrických a magnetických dat, je  $\dot{P} = -0.58(1)$  s/rok. Tabulka 13 udává shrnutí těchto period společně s pracemi, ve kterých byly publikovány (doplněno periodou zjištěnou v této práci). Pro určení některých period bylo použito více datasetů, první sloupec tedy udává střední hodnotu roku pozorování, druhý sloupec střední hodnotu HJD datasetů. Ve čtvrtém sloupci je uveden rozdíl period v sekundách od periody 0.97892(2), kterou zjistil Bowman (2018). Informaci o tom, jaký typ dat byl pro určení jednotlivých period použit, lze nalézt ve čtvrtém sloupci (P – fotometrická, M – magnetická, S – spektroskopická). Do grafu na obrázku 12, který ukazuje vývoj rotační periody během posledních 40 let, byly vyneseny rozdíly v periodě pro tučně vyznačené periody z tabulky 13. Stejný graf, který sestrojil i Shultz ve výše zmíněné práci, jsem doplnila periodou (9) zjištěnou ze spektroskopických dat v této práci, abych mohla porovnat, zda odpovídá cyklické povaze jejího časového vývoje.

rok	HJD	<i>P</i> [d]	$\Delta P$ [s]	typ dat	zdroj
1976	2442826	0.976(2)	-252±172	Р	Pedersen a Thomsen (1977)
1981	2444948	0.98292(2)	345±2	Μ	Bohlender (1993)
1981	2444948	0.97910(4)	15±3	Μ	Shultz (2019)
1986	2446774	0.97907(1)	13±1	Р	Catalano a Leone (1996)
1991	2448307	0.97904(4)	10±4	Р	Dubath (2011)
1991	2448307	0.97901(4)	8±4	Р	Shultz (2019)
1993	2449155	0.97902(5)	9±4	Р	Shultz (2019)
1995	2449896	0.978891793(6)	-2.437±0.0005	Р	Shultz (2019)
1997	2450529	0.978832(2)	-7.6±0.2	Р	Shultz (2018)
1997	2450529	0.979855(5)	80.8±0.4	Р	Shultz (2019)
2007	2454245	0.97890(5)	-1±4	Р	Shultz (2019)
2007	2454387	0.9789(1)	-2±8	Р	Wraight (2012)
2011	2455843	0.9788(57)	-10±492	S	tato práce
2014	2456933	0.97892(2)	0±2	Р	Bowman (2018)
2015	2457227	0.97887(6)	-4±5	М	Shultz (2019)

Tab. 13: Přehled rotačních period HD 142990 publikovaných v ostatních pracích (zdroj: Shultz, 2019, upraveno)



Obr. 12: Vývoj rotační periody HD 142990 (zdroj: Shultz, 2019, upraveno)

Po porovnání periody, kterou jsem zjistila ze změny radiální rychlosti čar prvků nerovnoměrně rozložených na povrchu hvězdy (9), s periodami určenými z fotometrických a magnetických změn mohu konstatovat, že spektroskopická metoda jejího určení je nejméně přesná. Nepřesnost mého výsledku je jistě ovlivněna neúplným pokrytím celé fáze hvězdy, ale značnou roli tu hraje i deformace čar v důsledku povrchové teploty a rotace hvězdy.

#### 5.4 Ekvivalentní šířka vzhledem ke světelné a magnetické křivce

Obrázek 13 ukazuje, jak se ekvivalentní šířka zkoumaných čar mění vzhledem ke světelné křivce a křivce magnetického pole. Fotometrická data pocházejí z družice Hipparcos [e3] a byla naměřena v letech 1990 až 1993. Měření pro magnetické pole jsem převzala z prací Borra (1983) (BLT83, naměřeno 1978-1982), Bohlendera (1993) (BLT93, naměřeno 1988) a Shultze (2018) (ESPaDOnS, naměřeno 2011-2017) a v obrázku jsou rozlišena barevně. Data jsou fázována s efemeridou

$$JD(H_p \max) = 2443563.00(5) + 0.978832(2)E,$$
 (10)

kde  $JD(H_p \text{ max})$  je JD maxima světelné křivky. Tuto efemeridu použil Shultz (2018) a vybrala jsem si ji proto, že jeho perioda se velmi blíží periodě, kterou jsem zjistila z radiální rychlosti čar (9), ale je přesnější. Dalším důvodem je, že Shultz ve své práci používá stejná fotometrická i magnetická data. Body v grafech na obrázku 13 jsem proložila sinusoidou 2. řádu

 $y(phase) = A_0 + A_1 \sin(2\pi * phase + \varphi_1) + A_2 \sin(4\pi * phase + \varphi_2),$ která, lépe než obyčejná sinusoida, reprezentuje světelná a magnetická data a změnu ekvivalentní šířky. Šedé přerušované čáry značí polohu maxima a sekundárního minima světelné křivky.

Fotometrické změny na povrchu hvězdy jsou způsobeny fotometrickými skvrnami s rozdílným rozložením energie ve spektru. V případě HD 142990 se fotometrické maximum téměř shoduje s minimem ekvivalentní šířky čar He I a Mg II a její maximum skoro odpovídá sekundárnímu minimu světelné křivky. Konkrétně výsledky pro čáru He I 4026.191 Å jsou v dobré shodě s výsledky Catalana a Leoneho (1996). Naopak fotometrické minimum je téměř shodné s maximem ekvivalentní šířky čar Si II. Tato shoda ve fázi naznačuje, že nadbytek Si II, který ve stejné práci Catalano zmiňuje, v určitých oblastech povrchu hvězdy je hlavní příčinou světelných změn HD 142990. K poznatku, že křemík a helium jsou v protifázi došel i Krtička (2013). Propady u křivek ekvivalentní šířky v oblasti bez dat samozřejmě nejsou reálné a jsou důsledkem pozorování nekompletní fáze.



Obr. 13: Změna ekvivalentní šířky čar vzhledem ke světelné a magnetické křivce (fázováno s efemeridou (10))

Jelikož spektra, která jsem zpracovávala, byla naměřena v letech 2011 a 2012 a fotometrická data pocházejí z let 1990-1993, posun ve fázi jednotlivých datasetů je již znatelný. Fázový posun  $\Delta f_C$  ekvivalentní šířky vzhledem ke světelné křivce jsem spočítala stejně jako v části 5.3.4 a má hodnotu  $\Delta f_C = -0.138$ . Z průsečíků přerušovaných čar a křivek ekvivalentních šířek na obrázku 13 jsem určila průměrný fázový posun  $\Delta f_O = -0.128(66)$ (viz tabulka 14,  $f_{min}$  a  $f_{max}$  udává fázovou polohu přerušovaných čar). Fázový posun odečtený z grafu je relativně blízký tomu vypočítanému a mírná odchylka může mít příčinu v nesprávné poloze extrému ekvivalentní šířky kvůli nepřesnému fitu kontinua čar. Magnetická křivka dobře kopíruje fázové rozmístění dat z ESPaDOnS. Tato data byla naměřena ve stejném desetiletí jako zpracovávaná spektra, křivka ekvivalentní šířky by tedy neměla být znatelně fázově posunutá vzhledem ke křivce magnetické.

čára [Å]		$f_{min}$	f <sub>max</sub>
		0.782	1
		Δ	fo
	4026.191	-0.079	-0.084
He I	4471.479	-0.131	-0.164
	4921.931	-0.160	-0.192
Mg II	4481.325	-0.276	0.004
	5055.984	-0.135	-0.096
Si II	6347.103	-0.108	-0.067
	6371.359	-0.163	-0.140

Tab. 14: Fázový posun vzhledem ke světelné křivce

Magnetické pole, které přispívá ke vzniku chemických anomálií hvězdy, má také za následek nehomogenní rozložení prvků na jejím povrchu. Z obrázku 13 lze vidět, že skvrny helia a hořčíku se nacházejí v oblasti magnetického rovníku, jelikož je ekvivalentní šířka čar He I a Mg II největší zhruba v místě nulového magnetického pole. Naopak čáry Si II jsou nejširší poblíž negativního extrému magnetického pole, skvrny křemíku tedy leží blízko jižního magnetického pólu. Shultz (2018) zjistil, že magnetické pole HD 142990 je multipolární s převládající dipolární složkou, ale jeho topologie dosud není objasněna. Jelikož je znám úhel mezi rovinou pozorování a osou rotace  $i = 54.6^{\circ}$  a úhel mezi rotační osou a osou magnetického pole  $\beta = 89.84^{\circ}$  (Das, 2019), je možné topologii magnetického pole ze spektroskopických pozorování několika kompletních fázových cyklů této hvězdy určit.

#### 5.5 Důsledky rotace, radiální rychlost hvězdy

#### 5.5.1 Radiální rychlost hvězdy z čáry Hβ

Vodík je po povrchu CP hvězd na rozdíl od některých prvků rozložen rovnoměrně, poloha středu vodíkové čáry se tedy během rotace nemění. Proto je možné z vodíkových čar radiální rychlost hvězdy určit. Pro určení jsem vybrala čáru Hβ 4861.362 Å. Radiální rychlost a její odchylku jsem spočítala ze vztahů (6) a (7):

$$v_r = (-6.5 \pm 1.6) \,\mathrm{km \cdot s^{-1}}.$$
 (11)

Tato radiální rychlost se značně liší od rychlosti  $-12.1\pm3.4$  km·s<sup>-1</sup>, kterou uvádí Gontcharov (2006), ale je potřeba vzít v úvahu, že vodíkové čáry velmi podléhají teplotnímu a rotačnímu rozšíření, proto radiální rychlost z nich určená není tak přesná jako z čar těžších prvků. Jelikož

jsou ale ostatní prvky identifikované ve spektru hvězdy na jejím povrchu rozloženy nerovnoměrně, nelze bohužel radiální rychlost ze spektrálních čar určit přesněji.

#### 5.5.2 Křivky EW a RV

Na obrázku 14 je znázorněno, v jakém fázovém vztahu jsou křivky změny ekvivalentní šířky a radiální rychlosti čar. Svislá šedá přerušovaná čárá značí polohu minima či maxima ekvivalentní šířky čáry a stejná vodorovná čára odpovídá radiální rychlosti hvězdy (11). Kromě dvou čar Si II se čáry se protínají na křivce radiální rychlosti nebo v její těsné blízkosti (mírné nepřesnosti mohou být důsledkem nesprávného fitu kontinua čar). Nepřesný fit kontinua se výrazněji projevuje u čar Si II 5055.981 Å a Si II 6371.359 Å, jejíž křivky ekvivalentní šířky mají oproti ostatním značně posunuté maximum.



Obr. 14: Křivky změny RV a EW zkoumaných čar (fázováno s efemeridou (10))

Ve fázi, kdy je hvězda k pozorovateli natočena skvrnou s větším množstvím prvku než v ostatních oblastech jejího povrchu, tedy ve fázi, kdy radiální rychlost skvrny odpovídá radiální rychlosti hvězdy, je ekvivalentní šířka čar tohoto prvku maximální. Jelikož hvězda nebyla pozorována ve všech svých rotačních fázích, maximum ekvivalentní šířky bylo jasně zaznamenáno pouze u křemíkových čar a částečně u čar helia a hořčíku. Maximum odpovídá zhruba fázi 0.9, kdy je k pozorovateli hvězda skvrnou křemíku natočena přímo. Minimum ekvivalentní šířky čar He I a Mg II v téže fázi značí, že hvězda k pozorovateli sice není natočena skvrnami helia a hořčíku přímo, ale klesající, resp. rostoucí charakter ekvivalentní šířky čar těchto prvků v okolních fázích naznačuje, že na povrchu hvězdy se nacházejí nejméně dvě skvrny helia a hořčíku. Maximum ekvivalentní šířky čar těchto dvou prvků pravděpodobně nastává kolem fáze 0.65, což zhruba odpovídá průsečíkům přerušovaných čar. Čáry Si II mají kolem této fáze ekvivalentní šířku minimální, ale menší intenzita čar, vyšší chyba ekvivalentní šířky a nepřesný fit kontinua jsou důvodem toho, že minimum není jasně zřetelné, u čáry Si II 6371.359 Å jej dokonce v této oblasti není možné definovat vůbec. Lze ale předpokládat, že i skvrny křemíku se na povrchu hvězdy vyskytují minimálně dvě. V tabulce 15 jsou uvedeny fáze  $f_1$  a  $f_2$ , ve kterých je radiální rychlost jednotlivých čar rovna radiální rychlosti hvězdy (na obrázku 14 jsou to průsečíky křivky radiální rychlosti s vodorovnou přerušovanou čárou).

čára [Å]		fáze	
	սս [/ ւ]	$f_1$	$f_2$
	4026.191	0.643	0.907
He I	4471.479	0.632	0.867
	4921.931	0.664	0.807
Mg II	4481.325	0.649	0.852
	5055.984	0.621	0.819
Si II	6347.103	0.582	0.897
	6371.359	0.631	0.855

Tab. 15: Fáze radiální rychlosti čar odpovídající radiální rychlosti hvězdy

Obrázek 15 ukazuje, že i když je vodík na povrchu hvězdy rozložen rovnoměrně, jeho ekvivalentní šířka se mění. Příčinou je výskyt skvrn s větším množstvím jiných prvků na povrchu hvězdy. Skvrna ve fázi, kdy je k pozorovateli natočena přímo, zastíní rovnoměrně rozložený vodík, což způsobí právě pokles ekvivalentní šířky jeho čáry. Šedé přerušované čáry na obrázku 15 značí polohu minima ekvivalentní šířky. Druhé výraznější minimum ve fázi 0.846 se téměř shoduje s průměrným maximem ekvivalentní šířky čar Si II ve fázi 0.857

(určeno z dat v tabulce 15). První méně ostré minimum ve fázi 0.699 by mělo odpovídat fázi 0.647, kdy je k pozorovateli hvězda přitočena skvrnami helia a hořčíku. Průběh ekvivalentní šířky teplotně výrazně rozšířené čáry vodíku je citlivý na fit kontinua čáry, je tedy pravděpodobné, že rozdíl ve fázích byl způsoben právě nepřesným fitem kontinua.



Obr. 15: Změna ekvivalentní šířky čáry Hβ

#### 5.5.3 Profil čar

Profil čar prvků, které jsou na povrchu hvězdy rozloženy nerovnoměrně v podobě skvrn, se mění v závislosti na natočení hvězdy k pozorovateli. Obrázek 16 porovnává profily zkoumaných spektrálních čar ve fázích hvězdy, pro které mám dispozici spektroskopická pozorování, v závislosti na jejich radiální rychlosti. I zde je vidět, že ve fázích 0.05 až 0.55 nebyla hvězda pozorována. Přerušovaná čára označuje  $\pm v \sin i$ , jejíž hodnotu 125 km·s<sup>-1</sup> jsem již zmínila v části 5.3.1, a vymezuje hranice rotačního rozšíření čar. Okraje čar Mg II a Si II rotačnímu rozšíření odpovídají, přesah u čar He I je způsoben teplotním rozšířením, které je pro lehčí prvky výraznější než pro prvky těžší.

Z obrázku 14 jsem zjistila, že mezi fázemi 0.8 a 0.9 lze na povrchu hvězdy pozorovat dvě skvrny helia a hořčíku. To se shoduje s profilem čar těchto prvků na obrázku 16. V této fázi je v jejich profilu zřetelný propad, který odpovídá tomu, že skvrny nejsou k pozorovateli natočeny přímo. Jedna skvrna se v důsledku rotace hvězdy k pozorovateli přibližuje, její profil je tedy vychýlen doleva vzhledem k radiální rychlosti hvězdy, vychýlení doprava v případě druhé skvrny naopak znamená, že se od pozorovatele skvrna odvrací. Stejně tak to platí u čar Si II s tím rozdílem, že ve fázi 0.9 je pozorovatelná pouze jedna skvrna křemíku natočená přímo k pozorovateli a profil těchto čar je tedy víceméně hladký. Podle obrázku 14 je kolem fáze 0.65 k pozorovateli hvězda natočena skvrnou helia a hořčíku a v profilu čáry se propad nevyskytuje. Naopak lze v této fázi s největší pravděpodobností pozorovat dvě skvrny křemíku. Barevně vyznačené profily čar odpovídají fázím, ve kterých podle obrázku 14 dosahuje ekvivalentní šířka jednotlivých čar minima (oranžová) a maxima (růžová).



Obr. 16: Profil zkoumaných čar v závislosti na fázi hvězdy

#### 6 Závěr

Cílem této práce bylo určit některé charakteristiky magnetické chemicky pekuliární hvězdy HD 142990 z jejího spektra. K dispozici jsem měla 52 spektroskopických pozorování uskutečněných ve dvou časových vlnách, které jsou od sebe vzdáleny zhruba rok. Ze zpracování jsem kvůli vysokému šumu vyřadila tři spektra. Ve spektru jsem identifikovala nejsilnější spektrální čáry charakteristické pro spektrální třídu hvězdy a následně jsem určila ty, které vykazovaly proměnnost. Jednalo se o čáry helia, hořčíku a křemíku. Pro zpracování jsem vybrala jak tři čáry He I, tak Si II a jedinou identifikovanou čáru Mg II. Zkoumala jsem změnu jejich ekvivalentní šířky a radiální rychlosti.

Pomocí programu *Peranso* jsem z časové závislosti ekvivalentní šířky a radiální rychlosti určila periodu rotace HD 142990. Přesnější výsledek jsem získala metodou radiální rychlosti:

#### $P = (0.9788 \pm 0.0057) \,\mathrm{d}.$

Určení periody těmito dvěma metodami však nebylo jednoznačné a bez znalosti period publikovaných v předchozích pracích bych ji zjistit nedokázala. Obdržela jsem totiž řadu menších zdánlivých period, které se jevily pravděpodobnější než skutečná perioda rotace. Jejich příčinou je opakované pozorování hvězdy v podobných fázích, které dohromady pokrývaly pouze polovinu její fáze.

Tuto periodu jsem porovnala s periodami zjištěnými v průběhu posledních 40 let z fotometrických a magnetických dat. Metoda určení periody ze spekter je nejméně přesná, ale v tomto případě její přesnost ovlivňuje i neúplné pokrytí rotační fáze. Nejistota periody zjištěné v této práci je v přepočtu na sekundy natolik velká, že nemohu určit, zda tato perioda odpovídá svému cyklickému vývoji.

Fázové změny ekvivalentní šířky souvisí se změnami světelnými i magnetickými. Zjistila jsem, že hlavní příčinou světelných změn hvězdy je nadbytek křemíku v některých oblastech na jejím povrchu. Maximální jasnost hvězdy je detekována ve fázi, kdy je k pozorovateli natočena oblastí se skvrnou tohoto prvku. Také jsem potvrdila, že křemík a helium jsou vůči sobě v protifázi. Z fázové křivky ekvivalentní šířky a magnetického pole jsem odhadla, že helium a hořčík se hromadí v oblasti rovníku magnetického pole a křemík v oblasti jižního magnetického pólu hvězdy.

Velikost radiální rychlost hvězdy jsem určila z čáry Hβ, protože vodík je na povrchu hvězdy rozložen rovnoměrně:

$$v_r = (-6.5 \pm 1.6) \,\mathrm{km \cdot s^{-1}}$$

Určení radiální rychlosti z čar vodíku však není nejpřesnější, jelikož profil těchto čar je značně teplotně a rotačně rozšířen. Přesněji bych radiální rychlost získala z čar kovů jako hořčík a křemík, tyto prvky se však na povrchu hvězdy vyskytují ve skvrnách, v důsledku čehož mají jejich čáry proměnnou radiální rychlost, proto jsem musela použít právě čáry vodíku.

I když je vodík na povrchu hvězdy rozložen rovnoměrně, ekvivalentní šířka jeho čar není konstantní a klesá v důsledku jeho zastínění skvrnou prvku v nadbytku, tedy ve fázích, kdy je touto skvrnou hvězda k pozorovateli natočena.

Ze změn radiálních rychlostí čar vzhledem ke změnám jejich ekvivalentní šířky jsem zjistila, že na povrchu HD 142990 se nacházejí minimálně dvě skvrny helia a hořčíku a pravděpodobně také dvě skvrny křemíku. Pokud bych měla k dispozici spektroskopická pozorování pokrývající celou fázi rotace hvězdy, z fázových křivek ekvivalentní šířky čar a jejich radiálních rychlostí by se dal určit počet a topologie skvrn na povrchu hvězdy.

Předmětem pro další zkoumání je jistě topologie skvrn prvků, které jsou na povrchu hvězdy rozloženy nerovnoměrně. Toho lze docílit pozorováním kompletní fáze hvězdy. Spojením poznatků týkajících se rozložení helia, hořčíku a křemíku na povrchu hvězdy v závislosti na jejím magnetickém poli a znalosti topologie skvrn těchto prvků je možné zmapovat magnetické pole a zpřesnit tím jeho multipolární charakter.

#### 7 Zdroje

- Abt H. A., Levato H., Grosso M., 2002, ApJ, 573, 359
- Bohlender D. A., Landstreet J. D., Thompson I., 1993, A&A, 269, 355
- Borra E. F., Beaulieu A., Brosseau, D., Shelton, I., 1985, A&A, 149, 266
- Borra E. F., Landstreet J. D., Thompson I., 1983, ApJ, 53, 15
- Bowman D. M., Buysschaert B., Neiner C., Pápics P. I., Oksala M. E., Aerts C., 2018, A&A, 616, A77
- Bychkov V. D., Bychkova L. V., Madej J., 2005, A&A, 430, 1143
- Catalano F. A., Leone F., 1996, A&A, 311, 230
- Cidale L. S., Arias M. L., Torres A. F., Zorec J., Frémat Y., Cruzado A., 2007, A&A, 468, 263
- Das B., Chandra P., Shultz M. E., Wade G. A., 2019, ApJ, 877, 123
- Dubath P., Rimoldini L., Süveges M., Blomme J., López M., Sarro L. M., De Ridder J., Cyupers J., Guy L., Lecoeur I., Nienartowicz K., Jan A., Beck M., Molawi N., De Cat P., Lebzelter T., Eyer L., 2011. MNRAS, **414**, 2602
- Garrison R. F., 1967, ApJ, 147, 1003
- Glagolevskij Y. V., Leushin V. V., Chountonov G. A., 2007, AstBu, 62, 319
- Gontcharov G. A., 2006, AstL, 32, 759
- Hubrig S., North P., Schöller M., 2007, AN, 328, 475
- Krtička J., Janík J., Marková H., Mikulášek Z., Zverko J., Prvák M., Skarka M., 2013, A&A, **556**, A18
- Leone F., Lanzafame A. C., Pasquini L., 1995, A&A, 293, 457
- Levato H., Malaroda S., Morrell N., Solivella G., 1987, ApJS, 64, 487
- Michaud G., 1970, ApJ, 160, 641

Mikulášek Z., 2011, Fyzika horkých hvězd I, skripta MU, Brno

Pedersen H., Thomsen B., 1977, A&A, 30, 11

Schwarzenberg-Czerny A, 1996, ApJ, 460, 107

Shultz M. E., Rivinius Th., Das B., Wade G. A., Chandra P., 2019, MNRAS, 486, 5558

Shultz M. E., Wade G. A., Rivinius Th., Neiner C., Alecian E., Bohlender D., Monin D., Sikora J., 2018, MNRAS, **475**, 5144

Smith K. C., 1996, Ap&SS, 237, 77

Wraight K. T., Fossati L., Netopil M., Paunzen E., Rode-Paunzen M., Bewsher D., Norton A. J., White G. J., 2012, MNRAS, **420**, 757

Elektronické zdroje

- [e1] Archiv ESO: http://archive.eso.org/eso/eso\_archive\_main.html
- [e2] Gaia DR2: https://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=I/345
- [e3] Hipparcos: https://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR6-source=I/311
- [e4] Databáze NIST: https://physics.nist.gov/PhysRefData/Handbook/Tables/findinglist\_a.htm
- [e5] Fotometrická data: https://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR?-source=II/237
- [e6] https://ozonedepletiontheory.info/what-is-radiation.html
- [e7] https://astronomy.swin.edu.au/cosmos/b/blackbody+radiation
- [e8] https://www.cfa.harvard.edu/~pberlind/atlas/htmls/note.html
- [e9] https://quantumredpill.wordpress.com/2013/03/09/spectral-lines/
- [e10] https://www.enchantedlearning.com/subjects/astronomy/stars/startypes.shtml
- [e11] https://sci.esa.int/web/gaia/-/60198-gaia-hertzsprung-russell-diagram
- [e12] https://commons.wikimedia.org/wiki/File:Spectral-lines-continuous.svg
- [e13] https://astronomy.swin.edu.au/cosmos/e/equivalent+width
- [e14] https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/spectra\_info.html

# 8 Přílohy \_\_\_\_\_

č. spektra	$HJD^{1}$	fáze <sup>2</sup>	$t_{exp}$ [s]	S/N
01	2455775.48390	0.5883	240	241
02	2455775.50155	0.6064	240	255
03	2455775.51759	0.6227	240	239
04	2455775.53009	0.6355	240	234
05	2455775.54595	0.6517	240	17
06	2455775.55300	0.6589	240	19
07	2455775.56954	0.6758	240	63
08	2455775.58129	0.6878	240	197
09	2455775.59293	0.6997	240	195
10	2455775.60871	0.7158	240	159
11	2455775.62103	0.7284	480	274
12	2455776.49104	0.6172	240	269
13	2455776.50357	0.6300	240	290
14	2455776.52086	0.6477	240	231
15	2455776.53674	0.6639	240	255
16	2455776.55644	0.6841	240	275
17	2455776.56905	0.6969	240	231
18	2455776.58432	0.7125	240	226
19	2455776.59642	0.7249	240	223
20	2455776.61147	0.7403	240	246
21	2455776.63052	0.7597	240	236
22	2455776.64622	0.7758	240	217
23	2455776.66244	0.7923	240	230
24	2455777.47823	0.6258	480	375
25	2455777.50327	0.6514	480	405
26	2455777.52099	0.6695	480	375
27	2455777.54586	0.6949	480	385
28	2455777.56384	0.7132	480	389
29	2455777.58841	0.7383	480	359
30	2455777.60660	0.7569	480	353
31	2455777.63104	0.7819	480	331

32	2455777.65543	0.8068	480	331
33	2455777.67976	0.8317	480	290
34	2455778.49204	0.6615	480	333
35	2455778.50962	0.6795	480	367
36	2455778.53409	0.7045	480	380
37	2455778.55159	0.7223	480	340
38	2455778.57603	0.7473	480	302
39	2455778.59380	0.7655	480	284
40	2455779.54381	0.7360	480	332
41	2455779.56121	0.7538	480	315
42	2455779.58610	0.7792	480	306
43	2455779.62027	0.8141	480	276
44	2456154.54323	0.8451	480	301
45	2456154.56125	0.8635	480	308
46	2456154.58347	0.8862	480	295
47	2456158.57962	0.9688	480	345
48	2456158.59111	0.9805	480	331
49	2456158.63850	0.0289	480	323
50	2456158.64952	0.0402	480	329
51	2456159.45036	0.8583	480	185
52	2456159.60150	0.0128	480	331

*Příloha 1: Přehled a parametry spekter (<sup>1</sup> HJD vztaženo k začátku expozice,*  ${}^{2}$  fázováno s efemeridou (10))