

MASARYKOVA UNIVERZITA  
Přírodovědecká fakulta

**DIPLOMOVÁ PRÁCE**

Spektroskopické studium atmosféry hvězdy HD 152786

Brno 2007

Tereza Krátká

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

Tereza Krátká

Chtěla bych poděkovat doc. Vladimírovi Štefloví za vedení práce, užitečné rady, vstřícný přístup, čas a ochotu, Mgr. Michalovi Cenigovi, dr. Jiřímu Kubátovi a dr. Jiřímu Krtičkovi za praktickou pomoc v problematice spektrální analýzy a své rodině za podporu.

Děkuji!

## Abstract

In my Master thesis I analyse UVES Paranal Observatory Project spectrum of the late-type lithium star HD 152786 in order to get its physical characteristics, using Width code for abundance calculations and Synspec code for synthetic spectrum calculations. The theoretical part is focused on summary of present publications about the star and understanding of the lithium problem.

According to my analysis the studied object appears to be supergiant of spectral class K3 II eventually K3 Ib with effective temperature  $T_{ef} = 4500$  K, surface gravity  $\log g = 0,5$  cm/s<sup>2</sup> and metallicity of  $[Fe/H] = -0,41$ , which confirms that HD 152786 is metal-rich population I star. Obtained lithium abundance  $A_{Li^*} = 1,15$  does not correspond to values of lithium stars. From H-R diagram it can be estimate mass of the star of  $(6-9) M_{\odot}$  and than the evolutionary status must be close to change energy source in star's interior. As consistent with current theories the measured value of lithium abundance is with good agreement with the gussed status of the star.

## Abstrakt

Ve své diplomové práci se zabývám analýzou spektra lithiové hvězdy pozdního typu HD 152786, které bylo získáno v rámci projektu A Library of High-Resolution Spectra of Stars across the Hertzsprung-Russell Diagram na observatoři Paranal v Chile. Fyzikální charakteristiky hvězdy určuji pomocí programu Width pro výpočet zastoupení chemických prvků v atmosféře hvězdy a programu Synspec pro výpočet syntetického spektra. V teoretické části práce provádím podrobnou analýzu dosavadní literatury o zkoumané hvězdě a věnuji se pochopení problematiky lithiových hvězd.

Na základě analýzy se hvězda jeví jako veleobr spektrální třídy K3II případně K3Ib s efektivní teplotou  $T_{ef} = 4500$  K a povrchovým gravitačním zrychlením  $\log g = 0,5$  cm/s<sup>2</sup>. Zjištěná hodnota zastoupení železa  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,41$  ji řadí mezi hvězdy bohaté na kovy a potvrzuje příslušnost ke hvězdám populace I. Hodnota abundance lithia  $A_{\text{Li}^*} = 1,15$  ale neodpovídá zařazení hvězdy mezi hvězdy lithiové. Z polohy hvězdy v H-R diagramu lze odhadnout hmotnost  $(6-9) M_{\odot}$  a vývojové stadium je pak blízké změně zdroje termojaderné energie v nitru hvězdy. Vypočtená abundance lithia a odhad vývojového stadia jsou spolu podle současných teorií lithiových hvězd v dobré shodě.

# Obsah

<b>1</b>	<b>Úvod</b>	<b>6</b>
<b>2</b>	<b>Hvězda HD 152786</b>	<b>8</b>
2.1	Paralaxa, vzdálenost, hvězdná velikost . . . . .	10
2.2	Spektrální typ . . . . .	11
2.3	Efektivní teplota . . . . .	13
2.4	Povrchové tíhové zrychlení . . . . .	14
2.5	Chemické složení atmosféry . . . . .	14
<b>3</b>	<b>Problém lithia</b>	<b>16</b>
3.1	Kosmologická nukleosyntéza . . . . .	16
3.2	Dnešní obsah lithia . . . . .	19
3.3	Tvorba a destrukce lithia . . . . .	21
3.3.1	Hlavní posloupnost . . . . .	21
3.3.2	Spite plateau . . . . .	22
3.3.3	Lithioví obři . . . . .	23
3.3.4	Závěrečná stadia vývoje . . . . .	26
3.3.5	Obohacování mezihvězdné látky . . . . .	27
<b>4</b>	<b>Analýza spektra</b>	<b>28</b>
4.1	Proložení kontinua a normování spektra . . . . .	29
4.2	Identifikace čar . . . . .	34
4.3	Určení zastoupení chemických prvků programem Width . . . . .	36
4.4	Určení parametrů atmosféry programem Synspec . . . . .	38
<b>5</b>	<b>Diskuze</b>	<b>49</b>
5.1	Chemické složení . . . . .	49
5.2	Vývojové stadium . . . . .	51
<b>6</b>	<b>Závěr</b>	<b>53</b>
	<b>Přílohy</b>	<b>55</b>
	<b>Literatura</b>	<b>64</b>

# Kapitola 1

## Úvod

Astrofyzika studuje objekty, na které si ve většině případů nemůžeme sáhnout, ani s nimi provést jakýkoliv experiment. Nelze je zkoumat jinak než prostřednictvím světla a částic, které k nám od těchto objektů přicházejí. Téměř veškeré informace o vesmíru tak získáváme z toho, jak se zdroje elektromagnetického záření pohybují, jak jsou silné, jak se mění a jaké to záření vlastně je – tedy z jeho spektrální analýzy.

Možnost rozkladu světla hranolem byla známa již v sedmnáctém století. Na počátku století devatenáctého Joseph von Fraunhofer objevil spektrální čáry při rozkladu slunečního světla a také fakt, že různé látky mají spektra různá. Metody samotné spektrální analýzy se pak v průběhu devatenáctého století dále rozvíjely zejména za přispění Roberta Bunsena a Gustava Kirchhoffa. Výklad spektra objektů se tak stále zpřesňoval, až do poloviny století dvacátého, kdy byla objasněna souvislost se stavbou atomů, jejich teplotou, tlakem, hustotou a dalšími fyzikálními podmínkami, při nichž spektrum tělesa vzniká. Snaha o co nejpřesnější rozbor spektra zaměstnává astrofyziky samozřejmě dodnes.

Při studiu hvězd je výklad spektra značně problematický. Spektrum hvězdy vzniká z velké části v atmosféře, která obvykle tvoří jen nesmírně malou část jejího objemu (u Slunce jsou to asi dvě desetitisíciny jeho poloměru, u chladnějších hvězd více). Atmosféra hvězdy je navíc značně komplikovaný útvar, popis vzniku spektra umožňuje soustava rovnic, kterou je ovšem možné řešit jen za jistých aproximací. Přesný stav atmosféry v každém místě a čase nejsme schopni zjistit.

Přesto je spektrální analýza metoda, která nám poskytuje o hvězdě velké množství informací. Spektrum závisí na teplotě a hustotě, při které vznikalo, na přítomném gravitačním i magnetickém poli, na chemickém složení emitující látky, na rychlostech látky a to jak makroskopických tak i mikroskopických. Hvězdy jsou navíc tělesa v rovnováze a vyzáří právě tolik energie, kolik vyprodukují ve svých nitrech. Studium spekter hvězd se proto

v první polovině dvacátého století stalo základem pro studium hvězdné stavby, tvorbu modelů hvězd a současného chápání hvězdného vývoje.

Ve své práci se zabývám studiem jedné konkrétní hvězdy s katalogovým označením HD 152786. V první, teoretické části práce shrnuji současný stav výzkumu této hvězdy, uvádím a diskutuji její charakteristiky a vlastnosti. Dále se věnuji výkladu a uchopení problematiky zastoupení lithia ve vesmíru a ve hvězdách a uvádím různé teorie vysvětlující jeho nadbytek v některých hvězdách.

Druhá část práce je zaměřena na zpracování a analýzu intenzitního záznamu této hvězdy. Chemické složení atmosféry zjišťuji dvěma různými metodami spektrální analýzy a provádím diskuzi výsledků s ohledem na současný stav výzkumu této hvězdy i lithiových hvězd obecně.



## Kapitola 2

# Hvězda HD 152786

HD 152786 je hvězda ze souhvězdí Oltáře ( $\zeta$  Ara). Písmena HD značí katalog hvězd Henryho Drapera, 152786 je číslo hvězdy v tomto katalogu. V tabulce 2.1 se nachází další možná označení této hvězdy. V tabulce 2.2 jsou její hvězdné charakteristiky, jak je uvádí Astronomická databáze Simbad [1]. (V některých odborných člancích jsou uváděny hodnoty fyzikálních parametrů, které se od hodnot v databázi Simbad liší, tyto uvedu níže.)

$\zeta$ Ara
HD 152786
FK5 631
GC 22845
HIP 83081
HR 6285
IRAS 16544-5554
SAO 244315
SKY# 30589
TYC 8730-1439-1

Tabulka 2.1: Jiná označení hvězdy HD 152786 [1]

$\zeta$  Ara je zmiňována do současnosti ve více než 50ti člancích s různou tematikou. V žádném však není prováděna důkladná analýza jejího spektra a diskuze současných teorií. V této kapitole uvedu výsledky dosavadních odborných prací týkajících se této hvězdy a budu se podrobně zabývat jejími fyzikálními charakteristikami.

Hvězda je jasná zhruba jako  $\delta$  UMa. Hodnota hvězdné velikosti v oboru V se v literatuře pohybuje v intervalu (3,12–3,13) mag [4, 8, 9]. S podobnou nejistotou v řádu setin magnitud se setkáváme i u barevných indexů [4, 5, 10].

Souřadnice (2000.0) [2]	$\alpha = 16^{\text{h}} 58^{\text{m}} 37,21^{\text{s}}$ $\delta = -55^{\circ} 59' 24,51''$ $\lambda = 332,8^{\circ}$ $\beta = -8,2^{\circ}$
Vlastní pohyb [2]	$\mu_{\alpha} = -18,31 \text{ mas/yr}$ $\mu_{\delta} = -35,29 \text{ mas/yr}$
Paralaxa	$(5,68 \pm 0,91) \text{ mas}$ [2]
Radiální rychlost	$(-6,0 \pm 0,9) \text{ km/s}$ [3, 4]
Hvězdná velikost	ve filtru B: 4,770 mag ve filtru V: 3,127 mag
Barevný index [5]	$B - V = +1,60 \text{ mag}$ $U - B = +1,96 \text{ mag}$
Spektrální typ	K3 III [6]
Efektivní teplota	4350 K [7]
Logaritmus tíhového zrychlení ( $\log g$ )	1,50 $\text{cm/s}^2$ [7]
[Fe/H]	-0,40 [7]

Tabulka 2.2: Charakteristiky hvězdy HD 152786 [1]

Protože se  $\zeta$  Ara nachází na jižní obloze blízko roviny Galaxie, bývá řazena mezi takzvané „mladé obry galaktického disku“. Lze předpokládat, že na záření, které k nám od ní přichází, může mít velký vliv látka galaktického disku – dochází v jisté míře k mezihvězdné extinkci.

Hodnoty, které lze pro směr blízký směru k  $\zeta$  Ara najít v NASA/IPAC extragalaktické databázi [11], odkazují na článek autorů Schlegel, Finkbeiner a dalších z roku 1998 [12] a jsou uvedeny v tabulce 2.3. Extinkce pro barevný index ( $B - V$ ) je tedy  $E(B - V) = 0,262 \text{ mag}$  a pro index ( $U - B$ ) je  $E(U - B) = 0,293 \text{ mag}$ .

	U	B	V
Extinkce	1,423 mag	1,130 mag	0,868 mag

Tabulka 2.3: Hodnoty galaktické extinkce pro souřadnice  $\lambda = 332,91^{\circ}$ ,  $\beta = -8,12^{\circ}$  [11]

U této hvězdy nebyla detekována emise v rentgenové oblasti spektra a toky v mikrovlnné oblasti jsou zanedbatelné, což vede k závěrům, že at-

mosféra hvězdy zřejmě postrádá horkou korónu i chromosféru [13, 14]. Při studiu oblohy v infračervené oblasti spektra je  $\zeta$  Ara naopak rozsáhlý zdroj záření s hodnotou intenzity  $E_{60} = 1,8 \text{ Jy}$  [15]. Hvězda má navíc nenulovou polarizaci detekovaného záření [16]. Tato pozorování naznačují, že se v okolí hvězdy může nacházet větší množství mezihvězdného materiálu.

## 2.1 Paralaxa, vzdálenost, hvězdná velikost

Přibližně do poloviny devadesátých let je v literatuře uváděna a používána hodnota paralaxy  $0,044 \text{ as}$  a z ní vypočtená vzdálenost hvězdy  $22,7 \text{ pc}$  [9, 14]. Eggen publikoval v roce 1973 [4] absolutní bolometrickou hvězdnou velikost  $M_{bol} = -1,7 \text{ mag}$ . Hodnota absolutní hvězdné velikosti v oboru V, vypočtená z modulu vzdálenosti pro výše uvedené hodnoty, vychází  $M_V = 1,35 \text{ mag}$ . V práci autorů Slee, Stewart a dalších (1989) [13] je vypočtena hodnota poloměru hvězdy  $R_* = 21,9 R_\odot$ .

Družice Hipparcos [17] naměřila paralaxu jinou:  $0,00568 \text{ as}$  (viz. tabulka 2.2 a samotná práce Perryman, Lindegren a další z roku 1997 [2]) a charakteristiky hvězdy spojené s odhadem vzdálenosti je tedy nutné přehodnotit. Vzdálenost hvězdy nyní vychází na  $176 \text{ pc}$ . Z modulu vzdálenosti pro  $m_V = 3,12 \text{ mag}$  dostaneme  $M_V = -3,1 \text{ mag}$  a započteme-li mezihvězdnou extinkci, jak ji uvádí Schlegel, Finkbeiner a další (1998) [12], viz. tabulka 2.3, získáme snadno hodnotu  $M_V = -3,97 \text{ mag}$ . Jasiewicz, Parthasarathy a další (1999) [10] uvádí hodnotu absolutní hvězdné velikosti v oboru V  $M_V = -3,95 \text{ mag}$  a hodnotu bolometrické korekce  $-0,8 \text{ mag}$ . Náš odhad je tedy s touto prací v dobré shodě. Pasinetti, Pastori a další (2001) [18] získali hodnotu poloměru hvězdy  $R_* = 48 R_\odot$ .

Z měření družice Hipparcos tedy plyne, že  $\zeta$  Ara je jinou hvězdou, než jsme se dříve domnívali. Je téměř osmkrát dál, šestnáctkrát jasnější a má dvakrát větší poloměr. Shrnutí výše diskutovaných veličin uvádím v tabulce 2.4 a v kapitole 2.2 se k nim vrátím v souvislosti se spektrálním typem hvězdy.

Vzdálenost hvězdy	$176 \text{ pc}$ [2]
Absolutní hvězdná velikost v oboru V	$-3,95 \text{ mag}$ [10]
Bolometrická korekce	$-0,80 \text{ mag}$ [10]
Poloměr hvězdy	$48 R_\odot$ [18]

Tabulka 2.4: Další charakteristiky hvězdy HD 152786 (viz. text)

## 2.2 Spektrální typ

Do konce sedmdesátých let minulého století byla  $\zeta$  Ara řazena do spektrální třídy K5 [8, 19], novější práce uvádějí spektrální typ K3 [6, 10, 13]. Výjimku představuje článek z roku 1997 autorů Kwok, Volk a dalších [20]: analýzou nízkodisperzních spekter podle přítomnosti emisí a absorpcí a tvaru kontinua dospěli k údaji K4.

Ve spektru hvězd spektrálního typu K se vyskytují silné čáry kovů a rozvinuté pásy molekul CH a CN [21].

Až do současnosti je ve všech pracích uváděna u této hvězdy luminositní třída III, tedy třída obrů (giants). Tento závěr plyne ovšem z hodnoty paralaxy měřené před vypuštěním družice Hipparcos a ve světle novějších údajů z této astrometrické družice spadá hvězda do jiné, vyšší luminositní třídy.

Pro obry spektrálního typu K je typická hodnota absolutní hvězdné velikosti v oboru V blízka nule a hodnota zářivého výkonu řádově 100 zářivých výkonů Slunce [21]. Avšak absolutní hvězdná velikost  $\zeta$  Ara je  $-3,95$  mag a zářivý výkon je možné odhadnout pomocí následující rovnice:

$$L = 79,433 \cdot 10^{-0,4M_{bol}} L_{\odot}$$

$M_{bol}$  získáme započtením bolometrické korekce k hodnotě  $M_V$ , a tedy  $M_{bol} = -4,75$  mag [10]. Odhad zářivého výkonu je

$$L \doteq 6310 L_{\odot}$$

Taková hvězda už zřejmě mezi obry nepatří. Tuto skutečnost je také možné ilustrovat vynesáním polohy hvězdy do H-R diagramu, viz. obrázek 2.1 a další v příloze, obrázek 6.1. Výpovědní hodnota je pouze informativní a přibližná, ale věřím, že přesvědčivá – absolutní hvězdná velikost se zmenšila o 3 mag a zářivý výkon vzrostl o řád oproti hodnotám plynoucím z paralaxy změřené před družicí Hipparcos.

Hvězda se tedy svým zářivým výkonem i dalšími charakteristikami řadí spíše mezi jasné obry (bright giants) či veleobry (supergiants), což odpovídá luminositním třídám II až I(b).

Tuto domněnku potvrzují i hodnoty uvedené ve čtvrtém vydání Allen's Astrophysical Quantities z roku 2000 [22], uvádím je v tabulkách 2.5 a 2.6 pro srovnání s příslušnými hodnotami hvězdy. Odhad hmotnosti hvězdy v tabulce 2.6 je ovšem nepřesný. Vypočetla jsem ho z přibližného vztahu mezi hmotností, povrchovým tíhovým zrychlením, zářivým výkonem a efektivní teplotou hvězdy:

$$\log(M/M_{\odot}) = \log g + \log(L/L_{\odot}) - 4 \log T_{ef} + 10,61.$$

třída	$M_V$ [mag]	$(B - V)_0$ [mag]	$(U - B)_0$ [mag]	$T_{ef}$ [K]
III	+0,7 až -0,2	+1,00 až +1,50	+0,84 až +1,81	4660 až 4050
I	-6,0 až -5,8	+1,25 až +1,60	+1,17 až +1,80	4550 až 3990
ζ Ara	-3,95	+1,34	+1,67	~ 4350

Tabulka 2.5: Charakteristiky hvězd spektrální třídy K0 až K5 pro dvě luminositní třídy, jak jsou uvedeny v knize Allen's Astrophysical Quantities [21, 22]. Index 0 u barevných indexů znamená, že jde o hodnoty neovlivněné mezihvězdnou extinkcí (zčervenáním). Poslední řádek obsahuje hodnoty pro studovanou hvězdu (hodnoty barevných indexů jsou opraveny o extinkci podle Schlegela [12]).

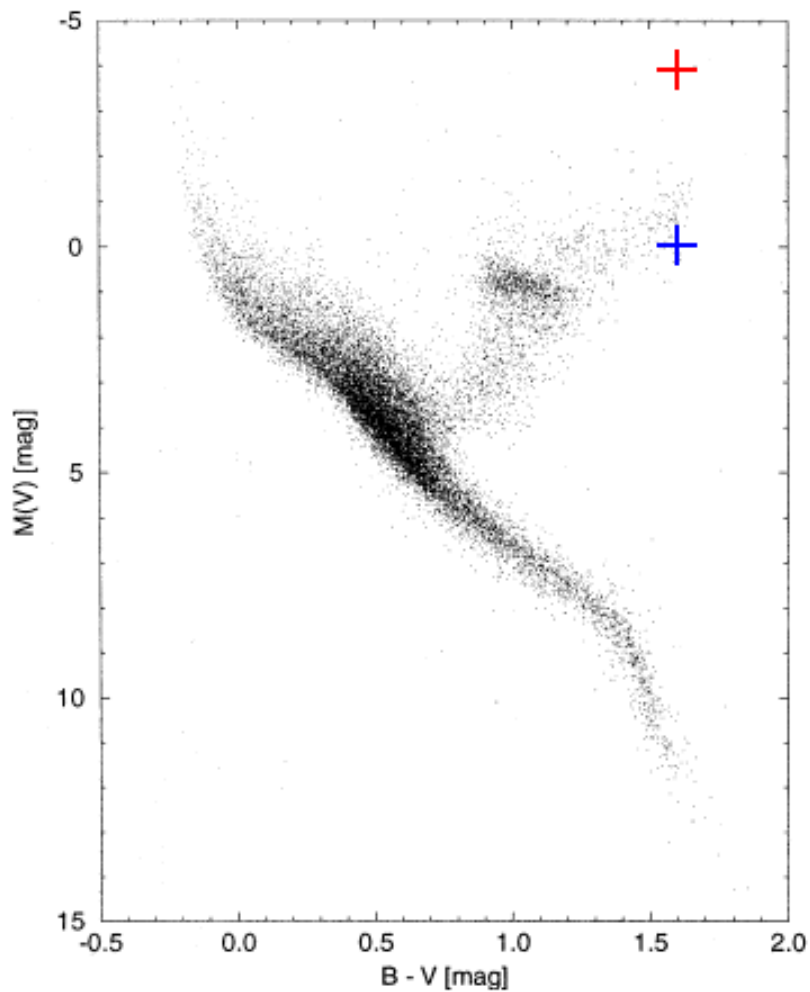
třída	$\log \frac{M}{M_\odot}$	$\log \frac{R}{R_\odot}$	$\log \frac{L}{L_\odot}$	$\log \frac{g}{g_\odot}$
III	+0,04 až +0,08	+1,17 až +1,40	+1,8 až +2,4	-2,3 až -2,7
I	+1,10	+2,30 až +2,60	+4,5 až +4,6	-3,5 až -4,1
ζ Ara	+0,3 až +1,5	+1,68	+3,8	-3,9 až -2,9

Tabulka 2.6: Charakteristiky hvězd spektrální třídy K0 až K5 pro dvě luminositní třídy, jak jsou uvedeny v knize Allen's Astrophysical Quantities [22]. Poslední řádek obsahuje hodnoty pro studovanou hvězdu (viz. text).

Odhad kriticky závisí na hodnotě logaritmu tíhového zrychlení, kterou známe jen přibližně. (Hodnoty v tabulce získáme po dosazení  $\log g = 0,5 \text{ cm/s}^2$  a  $T_{ef} = 4500 \text{ K}$ , respektive  $\log g = 1,5 \text{ cm/s}^2$  a  $T_{ef} = 3980 \text{ K}$ .)

Žádná práce se dosud skutečností, že ζ Ara není červeným obrem třídy III, blíže nezabývala. Pouze v práci Jasiewicz, Parthasarathy a další z roku 1999 můžeme v závěru najít větu: „HD 152786 byla shledána na lithium bohatým K veleobrem“ [10]. Veškerá odborná literatura ale dál uvádí hodnotu K3 III, stejně tak Astronomická databáze Simbad ([1], tabulka 2.2), přestože výsledky měření družice Hipparcos jsou známy již téměř deset let. Nelze se ale domnívat, že autoři článků pochybili – uvádějí správnou hodnotu absolutní hvězdné velikosti a údaj o spektrálním typu hvězdy ke svým závěrům nepotřebují.

Je také možné diskutovat přesnost, s jakou družice Hipparcos byla schopna paralaxy tak vzdálených hvězd měřit a jakou přesnost uvádí. Odhadovaná chyba u hvězd se vzdáleností do 100 pc je asi 10 %. U ζ Ara je zřejmě chyba větší. Mezi obry ale není možné řadit tuto hvězdu už přibližně od vzdálenosti 80 pc a přesnost měření družice bude jistě větší než těchto 50 %.



Obrázek 2.1: H-R diagram sestavený na základě měření družice Hipparcos [2] s vyznačenou polohou hvězdy  $\zeta$  Ara: *modrá* – přibližná poloha hvězdy v diagramu před družicí Hipparcos, *červená* – přibližná poloha hvězdy v diagramu podle družice Hipparcos

### 2.3 Efektivní teplota

Určení hodnoty efektivní teploty ze spektra hvězdy je samozřejmě zatíženo velkou nejistotou a co analýza spektra to jiná hodnota efektivní teploty.

Zařazení do spektrální třídy K II odpovídá přibližně interval efektivních teplot od 3600 K do 4400 K (interpolace hodnot z tabulky 2.5). Práce Volka a Cohena z roku 1989 [23] uvádí hodnotu 3310 K určenou z proložení spektra hvězdy Planckovou funkcí. Toto určení je ovšem už z principu nepřesné, uvážíme-li například, že hvězda je silně zčervenala.

Efektivní teplota, jak ji uvádí Astronomická databáze Simbad, byla určena v roce 1992 autory Johnes, Robinson a dalšími [7] z ekvivalentních šířek čtrnácti čar železa s různými excitačními potenciály. Ve stejné práci je ovšem uvedena i hodnota  $T_{ef} = 3980$  K, kterou autoři získali ze srovnání syntetického spektra s naměřenými daty. Jasiewicz, Parthasarathy a další (1999) [10] dospěli při analýze spektra k hodnotě  $(4270 \pm 200)$  K na základě teplotní škály pro G a K obry podle práce Ridgway, Joyce a další (1980) [24].

## 2.4 Povrchové tíhové zrychlení

Hodnota tíhového zrychlení je uváděna v již výše uvedených člancích zabývajících se analýzou spektra  $\zeta$  Ara: Johnes, Robinson a další (1992) [7] uvádějí hodnotu  $\log g = 1,5$  cm/s<sup>2</sup> určenou z předpokladu, že spektrální čáry neutrálního a jedenkrát ionizovaného železa musí odpovídat stejnému obsahu železa v atmosféře. Z fitování syntetického spektra v této práci pak plyne hodnota  $\log g = 0,75$  cm/s<sup>2</sup>. Jasiewicz, Parthasarathy a další (1999) [10] uvádí hodnotu  $(0,5 \pm 0,3)$  cm/s<sup>2</sup>, kterou vypočetli ze zářivého výkonu, efektivní teploty a hmotnosti hvězdy (tu volili  $2 M_{\odot}$  pro obvyklého červeného obra).

## 2.5 Chemické složení atmosféry

Ve spektru hvězdy HD 152786 je možné identifikovat poměrně silnou resonanční čáru lithia na vlnové délce 6707,8 Å. Ta nasvědčuje tomu, že se v atmosféře hvězdy nachází množství lithia, zřejmě větší než v atmosféře Slunce.

Množství či zastoupení chemických prvků v atmosférách hvězd lze udávat několika různými způsoby:

1. logaritmem poměru počtu částic jednoho prvku a počtu částic druhého prvku, nejčastěji pak vodíku:  $\log(N(A)/N(H))$ ,
2. výrazem  $[Fe/H] = \log(N(A)/N(H))_* - \log(N(A)/N(H))_{\odot}$ , který udává poměr daného prvku a vodíku ve zkoumané atmosféře vzhledem k poměru na Slunci,
3. abundancí prvku:  $A_A = \log \epsilon(A) + 12 = \log(N(A)/N(H)) + 12$ , což je množství částic prvku A v objemu látky, ve kterém se nachází  $10^{12}$  atomů vodíku.

Johnes, Robinson a další (1992) [7] uvádějí hodnoty  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,4$  a  $A_{\text{Li}} = 1,42$  určené z křivek růstu a  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,4$  a  $A_{\text{Li}} = 0,88$  z prokládání syntetického spektra. Jasniewicz, Parthasarathy a další (1999) [10] dospěli při analýze spektra k hodnotám  $[\text{Fe}/\text{H}] = +0,2$  a  $A_{\text{Li}} = 1,3$ .

V tabulce 2.7 jsou pro přehlednost uvedeny výše diskutované veličiny s citacemi.

$T_{ef}$ [K]	$\log g$ [ $\text{cm}/\text{s}^2$ ]	$[\text{Fe}/\text{H}]$	$A_{\text{Li}}$	citace
3310				1989 [23]
4350	1,50	-0,4	+1,42	1992 [7]
3980	0,75	-0,4	+0,88	
$(4270 \pm 200)$	$(0,50 \pm 0,30)$	+0,2	+1,30	1999 [10]

Tabulka 2.7: Některé důležité charakteristiky studované hvězdy, jak je uvádí literatura (viz. text)

Nadbytek lithia v atmosférách některých hvězd nebyl donedávna uspokojivě vysvětlen. Tímto typem chemické pekuliarit hvězd se zabývá kapitola 3.



## Kapitola 3

# Problém lithia

Lithium je nejlehčí kov a nejlehčí pevný prvek vůbec ( $\rho_{\text{Li}} = 1/2\rho_{\text{H}_2\text{O}}$ ), zároveň je to nejtěžší prvek, který ve větší míře vznikl při kosmologické nukleosyntéze spolu s vodíkem a heliem krátce po velkém třesku (viz. kapitola 3.1). Spolu s beryliem a borem patří k prvkům, jejichž výskyt ve vesmíru je abnormálně nízký, protože se už za nízkých teplot spalují na helium (viz. kapitola 3.3).

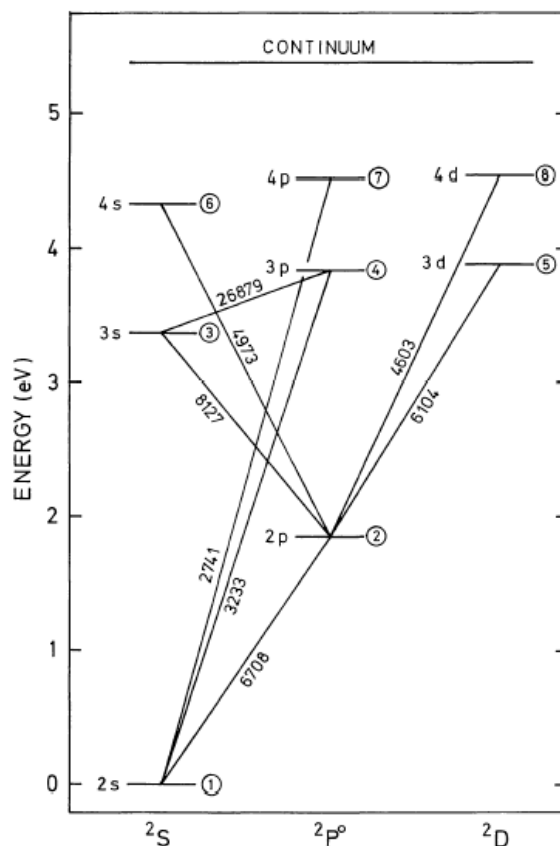
Lithium bylo objeveno v roce 1817. Patří mezi alkalické kovy, má tedy jen jeden valenční elektron, a je proto velmi reaktivní. Energie potřebná k ionizaci tohoto elektronu je relativně nízká, 5,39 eV (viz. obrázek 3.1) [26]. Vyskytuje se ve dvou stabilních isotopech,  ${}^6\text{Li}$  a častějším  ${}^7\text{Li}$ .  ${}^6\text{Li}$  je mnohem křehčí než  ${}^7\text{Li}$ , rozpadá se za nižších teplot a obtížněji vzniká. Poměr zastoupení isotopů lithia ve vesmíru leží v intervalu hodnot:  ${}^7\text{Li}/{}^6\text{Li} \sim 10\text{--}20$  [27, 28, 29]. Poměr isotopů ve sluneční soustavě je zhruba 12 [30].

Zatímco současné množství  ${}^6\text{Li}$  ve vesmíru lze vysvětlit interakcí kosmického záření s mezihvězdnou látkou (viz. kapitola 3.3.5),  ${}^7\text{Li}$  muselo ve větším množství vznikat již při kosmologické nukleosyntéze. Soudí se, že naprostá většina dnešního lithia ve vesmíru vznikla krátce po velkém třesku. [27]

### 3.1 Kosmologická nukleosyntéza

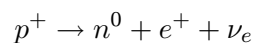
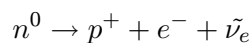
Podle teorie velkého třesku se v čase  $10^{-35}$  s vesmír skládal z elementárních částic – kvarků a antikvarků a částic silových interakcí. Páry částice–antičástice neustále vznikaly a zanikaly, v té době měl vesmír teplotu zhruba  $10^{27}$  K.

Jak se vesmír dál rozpínal a ochlazoval až na teplotu  $10^{12}$  K, ubývalo vysokoenergetických fotonů, ze kterých by mohly vznikat páry částice–antičástice, nedocházelo ke kreaci, ale pouze k anihilaci párů. Převahu hmoty nad antihmotou zajistily zřejmě nestabilní bosony X a jejich antičástice, při jejichž rozpadu vzniká více hmoty než antihmoty.



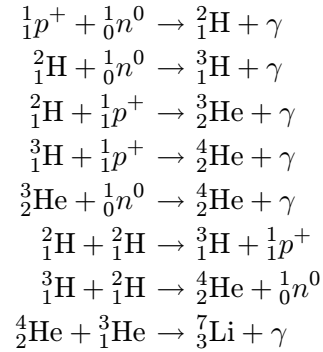
Obrázek 3.1: Grotrianův diagram pro atom lithia [25]

Po první mikrosekundě se vesmír ochladil již natolik, že se kvarky začaly spojovat v protony a neutrony. V čase 1 až 2 minuty po velkém třesku se vesmír skládal z protonů, neutronů, elektronů, neutrin, fotonů a částic vazeb. Zpočátku bylo protonů a neutronů stejně a měnily se jedny v druhé. Emitovaly a absorbovaly elektrony a neutrina při reakcích zvaných beta rozpad a inverzní beta rozpad:



Neutronů ale postupně ubývalo – jsou o málo hmotnější než protony ( $m_n/m_p = 1,001375$ ), je tedy energeticky náročnější je vytvořit a jsou to částice nestabilní s poločasem rozpadu asi 15 minut. Než se ale všechny neutrony přeměnily beta rozpadem na protony, elektrony a antineutrina, klesla teplota a hustota vesmíru natolik ( $10^2$  s,  $10^9$  K), že mohla začít vznikat

jádra atomů – kinetická energie klesla pod hodnotu vazebné energie nukleonů v jádře. Probíhaly následující reakce:



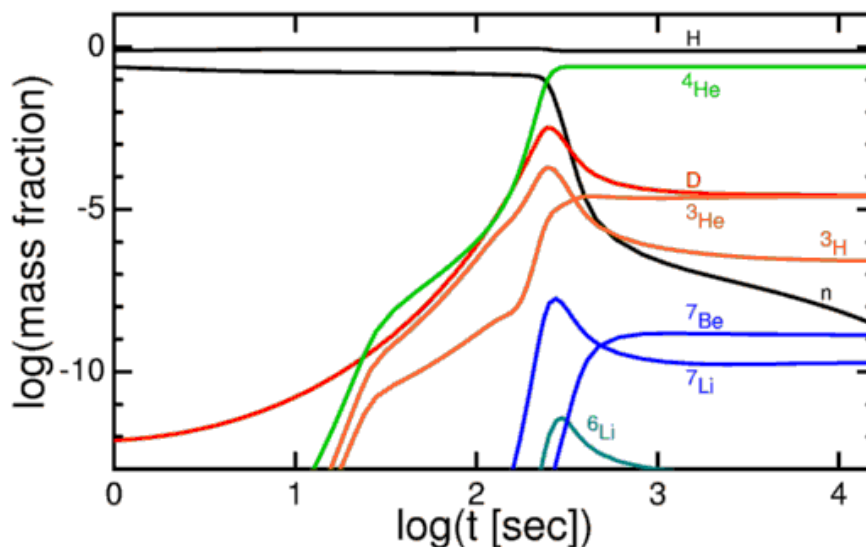
Při slučování jader byl poměr protonů ku neutronům zhruba 7 : 1. Z každých čtrnácti protonů a dvou neutronů mohlo tedy vzniknout jedno jádro  ${}^4_2\text{He}$  a zbylo 12 protonů, tedy 12 jader vodíku, poměr  $N(\text{H}) : N(\text{He})$  je tedy 12 : 1, hmotnostní poměr je ale  $m(\text{H}) : m(\text{He}) = 12 : 4 = 3 : 1$ . Hmotnost helia by tedy měla tvořit 1/4 celkové hmotnosti baryonové hmoty, což je v dobrém souladu se složením současného pozorovaného baryonového vesmíru: 98 % jader helia v něm pochází z kosmologické nukleosyntézy.

Při syntéze protonů a neutronů vznikala ale také další jádra. A kromě  ${}^4_2\text{He}$  pochází z počátku vesmíru také  ${}^2_1\text{H}$ ,  ${}^3_1\text{H}$ ,  ${}^3_2\text{He}$ ,  ${}^7_3\text{Li}$  a  ${}^7_4\text{Be}$ , snad i  ${}^6_3\text{Li}$ .

Obrázek 3.2 ukazuje přibližný časový vývoj zastoupení prvků krátce po velkém třesku. Jejich množství a vzájemné poměry při vzniku jsou stále předmětem diskuzí. Dnešní standardní model obsahuje už jen jeden volný parametr a tím je baryonová hustota (přesněji počáteční poměr baryonů k fotonům), kterou lze určit právě z počátečního zastoupení prvků, které vznikly při kosmologické nukleosyntéze. A naopak, budeme-li znát baryonovou hustotu, lze odhadnout počáteční abundance prvků.

Naprostá většina prací zabývajících se určením počátečního množství lithia ve vesmíru vychází z existence takzvané „Spite plateau“ (viz. kapitola 3.3.2, Spite a Spite 1982 [32]).

Bonifacio a Maloro (1997) [33] na základě pozorování těchto hvězd dospěli k hodnotě  $A_{\text{Li}} = (2,24 \pm 0,05)$ . Autoři Suzuki, Yoshii a další (2000) [34] uvádí hodnotu  $A_{\text{Li}} = (2,07 \pm 0,16)$  zjištěnou s ohledem na poslední modely vývoje chemického složení vesmíru po velkém třesku. Autoři Pinsonneault, Steigman a další (2002) [35] prezentují výsledek  $A_{\text{Li}} = (2,4 \pm 0,2)$  získaný z hodnoty „Spite plateau“ se započtením spotřebovávání lithia ve hvězdách, které ji tvoří.



Obrázek 3.2: Časový vývoj relativního hmotnostního zastoupení jader při kosmologické nukleosyntéze [27, 31]

A konečně Boesgaard, Novicki a další (2005) [36] uvádí hodnotu počáteční abundance lithia  $A_{\text{Li}} = (2,44 \pm 0,18)$ . Jejich výpočet vychází z proměření „Spite plateau“ na základě pozorování 100 hvězd a započtení galaktického chemického vývoje, ke kterému přispívá mnoho faktorů (viz. kapitola 3.3). Tento údaj je již v dobré shodě s hodnotou abundance lithia získanou z měření družice WMAP [37]:  $A_{\text{Li}} = (2,62 \pm 0,05)$  [36] (podrobněji v kapitole 3.3.2).

### 3.2 Dnešní obsah lithia

Současné množství lithia se od jeho původní hodnoty liší vlivem chemického vývoje vesmíru. Různé objekty nebo dokonce oblasti ve vesmíru mohly být přitom tímto vývojem ovlivněny různě, a proto i hodnoty abundance lithia se u nich liší.

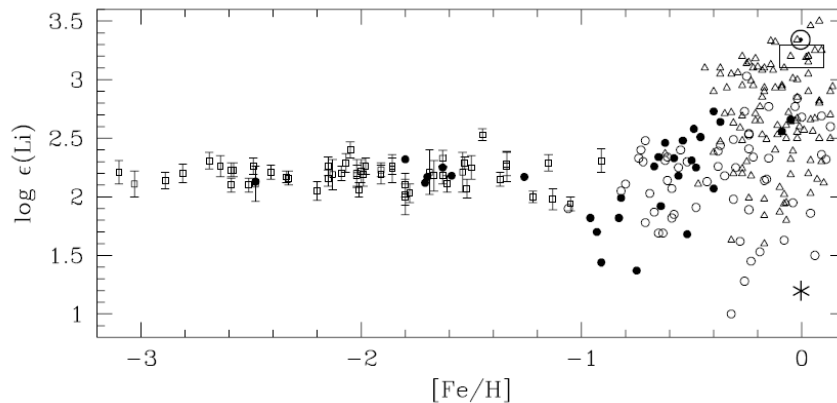
Pochopení problematiky lithia, která začíná právě u „Spite plateau“, úzce souvisí s nalezením správného kosmologického modelu vesmíru a je stěžejní pro porozumění chemickému vývoji Galaxie i procesům odehrávajícím se ve hvězdných nitrech.

V mezihvězdném materiálu se abundance lithia  $A_{\text{Li}}$  pohybuje v intervalu hodnot 3,1–3,3 [38, 39]. Ve sluneční soustavě dosahuje hodnoty až 3,3 [40, 41] a u mladých hvězd před vstupem na hlavní posloupnost pozorujeme hodnoty v intervalu  $A_{\text{Li}} = 3,0$ –3,3 [33, 42].

Hodnota abundance pro atmosféru Slunce je  $A_{\text{Li}} = (1,05 \pm 0,10)$  [41]. Ze studií blízkých hvězd slunečního typu ale vyplývá, že je Slunce v tomto ohledu hvězdou spíše podprůměrnou s velmi nízkým obsahem lithia [43]. Staré hvězdy v halu naší Galaxie mají  $A_{\text{Li}} = (2,2 \pm 0,1)$  [32, 35] (viz. kapitola 3.3.2).

U většiny obrů klesla abundance konvekci a spalováním lithia pod hodnotu 1,5. Jen několik procent z nich má atmosféry bohaté na lithium a o těch pak mluvíme jako o tzv. lithiových hvězdách. Jejich abundance mohou přesahovat i hodnoty mezihvězdné látky (dále viz. kapitola 3.3.3). [42]

Hvězdy v mladých otevřených hvězdokupách mají téměř stejnou hodnotu zastoupení lithia, protože teprve nedávno vznikly ze stejného mezihvězdného materiálu (například [44]). U starších otevřených hvězdokup lze pozorovat výraznější rozptyl hodnot. V kulových hvězdokupách se nachází hvězdy velmi staré a vyvinuté, o nichž se soudí, že měly téměř stejné počáteční chemické složení a mají stejné stáří. Hvězdy kulových hvězdokup tvoří „Spite plateau“ [45].



Obrázek 3.3: Graf z práce Travaglio, Randich a další (2001) [46], v němž jsou uvedeny pozorované hodnoty abundancí lithia v závislosti na obsahu železa. Data pochází od následujících autorů: Fullbright (2000) [47] – *plné kruhy*, Bonifacio a Molaro (1997) [33] – *prázdné čtverce*, Balachandran (1990) [48] – *prázdné trojúhelníky*, Lambert a další (1991) [49] – *prázdné kruhy*. *Obdélník* reprezentuje oblast, kde se nachází hodnoty abundancí hvězd z otevřených hvězdokup, které nemají lithium spotřebováno. Meteoritická hodnota je prezentována *kruhem s tečkou* a *hvězda* odpovídá hodnotě pro sluneční fotosféru.

Graf na obrázku 3.3 uvedený v práci Travaglio, Randich a další (2001) [46] obsahuje mnoho observačních dat a přehledně znázorňuje jednotlivé hodnoty zastoupení lithia v různých objektech (viz. popis obrázku). Téměř

konstantní hodnota pro hvězdy chudé na železo (populace II) je již výše zmíněná „Spite plateau“, často interpretovaná jako počáteční hodnota zastoupení lithia ve vesmíru (podrobněji viz. kapitola 3.3.2).

V tabulce 3.1 shrnuji hodnoty uvedené v této a předešlé kapitole.

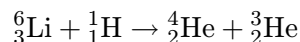
	$A_{\text{Li}}$	citace
Mezihvězdná látka	3,1–3,3	2000 [39]
Meteority ve sluneční soustavě	$(3,25 \pm 0,06)$	2005 [41]
Atmosféra Slunce	$(1,05 \pm 0,10)$	2005 [41]
Hvězdy typu T Tauri	3,0–3,3	1999 [33]
Spite plateau	$(2,2 \pm 0,1)$	2002 [35]
Obři	$< 1,5$	1994 [42]
Počáteční hodnota (hvězdy)	$(2,44 \pm 0,18)$	2005 [36]
Počáteční hodnota (WMAP)	$(2,62 \pm 0,05)$	2005 [36]

Tabulka 3.1: Dnešní zastoupení lithia ve vesmíru a zasoupení krátce po kosmologické nukleosyntéze určené pomocí hvězd populace II a z měření družice WMAP spolu s citacemi

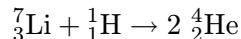
### 3.3 Tvorba a destrukce lithia

Obecně lze říci, že protohvězda či hvězda krátce po svém vzniku má ve své atmosféře takové zastoupení lithia, jaké měla mezihvězdná látka, ze které vznikla. Velká část látky ve hvězdě se ovšem po většinu jejího života nachází v místech s teplotou větší než  $10^6$  K, při které se lithium rozbíjí na helium těmito reakcemi:

pro  $T > 2 \cdot 10^6$  K:



pro  $T > 2,4 \cdot 10^6$  K:



#### 3.3.1 Hlavní posloupnost

U hvězd spektrálních typů F a pozdějších dochází k mohutnému konvektivnímu proudění, jímž je látka z relativně chladné atmosféry hvězdy dopravována do oblastí mnohem teplejších. Tímto způsobem lithia v atmosférách chladných hvězd výrazně ubývá, časová škála je přitom poměrně krátká, řádově  $10^9$  let pro hvězdy slunečního typu [26], záleží však na konkrétních

parametrech konvekce. Navíc čím je hvězda hmotnější, tím hlubší konvektivní zónu má (až po spektrální typ F). Soudí se, že konvekce u málo hmotných chladných hvězd hlavní posloupnosti nedosahuje dostatečně hluboko a lithium v atmosféře není nijak výrazně ředěno. Hodnoty zastoupení obou isotopů lithia v atmosféře konkrétní hvězdy dovolují odhadnout hloubku konvektivní zóny díky rozdílné minimální teplotě nutné pro jejich destrukci.

Hmotné a horké hvězdy na hlavní posloupnosti, ranější než spektrální třída F, konvektivní obálky postrádají, a proto u nich ke zředování obsahu lithia v této fázi vývoje nedochází a po opuštění hlavní posloupnosti a nástupu fáze červených obrů obsahují jejich atmosféry stejné množství lithia, jaké měly při vstupu na hlavní posloupnost.

V každé hvězdě hlavní posloupnosti i v jejích pozdějších vývojových stádiích dochází blízko oblastí termojaderného hoření k syntéze lithia a dalších těžších prvků slučováním jader helia (reakce  $3\alpha$ ). Lithium se v těchto místech ale okamžitě rozpadá zpátky na helium a po většinu života hvězdy nijak neovlivňuje složení povrchových vrstev.

### 3.3.2 Spite plateau

V roce 1982 manželé Spitoovi publikovali velmi překvapivý objev, že většina hvězd s malým obsahem kovů ( $[Fe/H] < -1,5$ ) v halu Galaxie s teplotami v intervalu  $5500\text{ K} < T_{ef} < 6300\text{ K}$  má téměř stejnou hodnotu abundance lithia [32]. Nejnovější měření hodnoty této takzvané „Spite plateau“ či „Li plateau“ uvádí  $A_{Li} \sim 2,2$  [28, 35, 50]. Dobře celou situaci ilustruje graf na obrázku 3.3.

Tímto tématem se zabývá velké množství odborných prací a stále se vedou živé diskuze, jejichž předmětem je hlavně míra disperze či šířka „Li plateau“ a existence či neexistence závislosti abundance lithia u hvězd hala na efektivní teplotě, hmotnosti nebo obsahu těžkých prvků.

V době objevu „Spite plateau“ se obecně soudilo, že původní – předgalaktická – hodnota abundance lithia leží v intervalu hodnot 3,0–3,3, kterých dosahuje mezihvězdná látka a jsou maximem u hvězd populace I. V halu Galaxie se však nachází hvězdy populace II, nejčastěji červení a bílí trpaslíci, dále hvězdy hlavní posloupnosti a podobří. Není jasné, proč by tyto hvězdy měly mít tak jednotnou hodnotu abundance lithia.

První vysvětlení předpokládalo, že nejstarší hvězdy v Galaxii prodělaly stejné, jednotné spotřebovávání lithia faktorem asi 10 z původní hodnoty 3,3 na hodnotu 2,2, která je u nich pozorována jako „Spite plateau“. Všechny mechanismy spotřebovávání lithia, které byly navrženy k vysvětlení tak velkého úbytku, jsou však kriticky závislé na teplotě i hmotnosti hvězdy. Vysoce konstantní hodnota abundance tak byla naopak argumentem teorií, že ve hvězdách populace II tyto procesy nemohou být účinné.

Druhou možnou interpretací plateau je jeho přímá korespondence s hodnotou počátečního zastoupení lithia. Dnešní abundance v mezihvězdné látce byly pak vysvětlovány obohacováním vesmíru lithiem (faktorem zhruba 10). Procesy, které produkují lithium jsou dobře známé, zabývám se jimi v následujících kapitolách.

V roce 2003 byly ovšem publikovány výsledky družice WMAP. Na základě jejích měření lze spočítat hodnotu baryonové hustoty vesmíru a z ní abundance lithia, kterou jsem již uvedla výše (tabulka 3.1). Měření WMAP naznačují, že počáteční zastoupení lithia se nezachovalo ani ve hvězdách galaktického hala ani v mezihvězdné látce.

Zdá se tedy, že se musí uplatňovat oba mechanismy navržené dříve. Ve hvězdách populace II muselo být lithium v nějaké míře spotřebováno (faktorem zhruba 2) a mezihvězdný materiál naopak byl a zřejmě stále je lithiem obohacován (faktor 4 až 7).

Nejnovější práce se zabývají hlavně přesnými výpočty a modelováním procesů ve hvězdách populace II, které by byly sto vysvětlit tolik podivnou jednotnou míru spotřebování lithia s minimálním rozptylem hodnot a jen velmi nevýraznou závislostí na jiných parametrech hvězd.

Podkladem pro tuto kapitolu byla práce Charbonnel a Primas (2005) [50].

### 3.3.3 Lithioví obři

Po nástupu hvězdy do fáze červeného obra začnou být vnější vrstvy velmi nestálé, dochází k obdobím mohutného promíchávání a ke konvekci. Lithium v povrchových vrstvách je tedy výrazně zředováno.

Z pozorování plyne, že většina červených obrů má opravdu nízkou nebo nedetekovatelnou abundance lithia, v některých případech dokonce menší než předpovídá standardní vývojový model stavby hvězd ( $A_{\text{Li}} \sim 1,5$ ). Nadměrné zředování lithia bývá vysvětlováno přítomností nějakého dodatečného promíchávacího mechanismu (tzv. extra-mixing) indukovaného například rotací [46].

Ovšem 2–5 % hvězd v této vývojové fázi má lithia mnohem více. Nazývají se lithiové či bohaté na lithium (lithium-rich) a jejich atmosféry vykazují hodnoty  $A_{\text{Li}} \sim (2-6)$ . Dnes známe takových hvězd asi 40 [42, 51, 52].

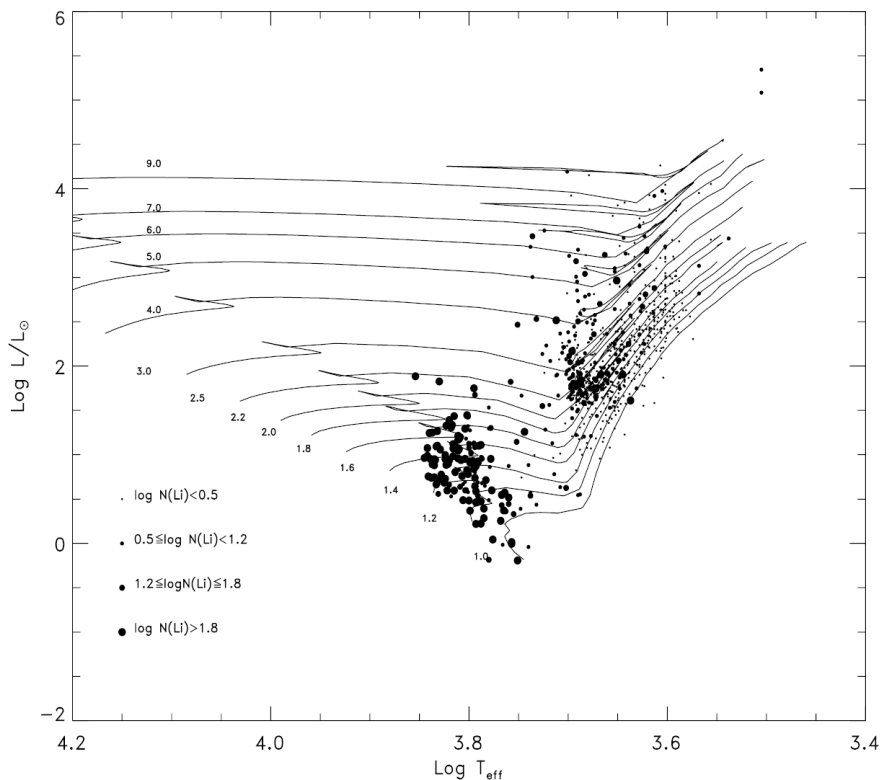
Malé množství hvězd s atmosférami bohatými na lithium lze vysvětlit v principu dvěma různými způsoby. Buď jde o velmi krátkou fázi vývoje, ke které dochází u každé hvězdy, nebo se týká pouze zlomku hvězd a souvisí tedy s velmi konkrétními fyzikálními podmínkami.

V této souvislosti bylo provedeno mnoho studií, zkoumajících závislost abundance lithia na různých parametrech hvězd (hmotnost, efektivní tep-



lota, stadium vývoje, rotace hvězdy, metalicita, chromosferická aktivita, apod.). Přímá korelace s jedním jediným parametrem nebyla prokázána.

**Hmotnost** Nejjasněji se dnes jeví vztah zastoupení lithia a vývojového stadia hvězdy s danou hmotností. Práce Mallik (1999) [53] tuto skutečnost dobře ilustruje mimo jiné H-R diagramem, který uvádím níže (obrázek 3.4). Hvězdy po odchodu z hlavní posloupnosti obsahují poměrně hodně lithia, které je po čas pobytu ve fázi červeného obra zředěno. Jen málo hvězd v pozdější fázi červených obrů má lithia nadbytek.

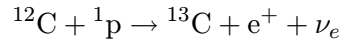


Obrázek 3.4: H-R diagram z práce Mallik (1999) [53] ukazuje polohy hvězd (určené z katalogu Hipparcos) spolu s abundancemi lithia znázorněnými velikostí bodů. Do grafu jsou také vyneseny vývojové trajektorie hvězd s hmotnostmi (1–9)  $M_{\odot}$ .

**Rotace** Práce de Medeiros, do Nascimento a další (2000) [54] uvádí, že obří s největším zastoupením lithia, ranější než G0 vykazují také největší rotační rychlosti. Naopak hvězdy chladné mají spíše malý obsah lithia a pomalou rotaci. Uvádí také, že na závislost rotace a obsahu lithia má nejspíše vliv hmotnost hvězdy.

Podle práce Böhm-Vitense (2004) [55] navíc může ve fázi obrů vlivem hlubokého promíchávání docházet ke zpomalování povrchové rotace hvězdy. Na povrch se totiž dostává látka s výrazně menším momentem hybnosti.

**$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$**  Jako indikátor hloubky promíchávání vnějších částí hvězdy se kromě lithia používá například i změna poměru izotopů uhlíku  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ . Za vysokých teplot se v nitru hvězd totiž mění uhlík  $^{12}\text{C}$  na  $^{13}\text{C}$ :  
pro  $T \sim 3 \cdot 10^7 \text{ K}$ :



Je-li tedy promíchávání dostatečně hluboké, poměr  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  v atmosféře hvězdy klesá k hodnotě 10 a níže. Při  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} > 25$  k výrazně hlubokému promíchávání nedošlo. Obecně platí, že pokud je abundance lithia v atmosféře hvězdy malá, je malý i poměr izotopů uhlíku a naopak. [39, 56]

Větší množství lithia  $A_{\text{Li}} > 2$  v atmosférách některých červených obrů je možné vysvětlit jako pozůstatek z období hlavní posloupnosti, kterou opustili teprve nedávno a látka v atmosféře ještě nebyla příliš naředěna látkou chudší na lithium. U mnohých obrů ale hodnota  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  vypovídá, že látka v atmosféře byla vystavena vysokým teplotám a původní lithium tak již muselo být zničeno.

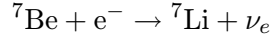
Obohacení lithiem může nastat vnějšími (pohlcení planety nebo bílého trpaslíka, blízký výbuch novy, apod.) nebo vnitřními procesy (syntéza čerstvého lithia, difuze). Pozorování ukazují, že uplatnění vnějších mechanismů je u hvězd vyjíměčně a pro většinu případů je nelze použít. Podobně difuze, která vyžaduje velmi klidnou atmosféru a přenos energie pouze zářením, nehraje v této záležitosti u červených obrů zřejmě žádnou roli. Uznávaná představa o mechanismu syntézy lithia v červených obrech je podána v práci Charbonnel a Balachandran (2000) [39]:

Z pozorování plyne, že ve hvězdách s malou hmotností  $M < 2,5 M_{\odot}$  probíhá syntéza lithia na vývojové křivce červených obrů poblíž zvýšeného zářivého výkonu (luminosity bump). Tehdy se za dodatečného velmi rychlého promíchávání (extra-mixing) může látka konvektivní obálky dostat do kontaktu s vnějšími vrstvami slupky hořícího vodíku. Tam prodělá částečnou jadernou syntézu a je opět odnášena vzhůru do povrchových vrstev hvězdy. Za vysokých teplot se slučují blízko vodíkové slupky dvě jádra helia na beryllium, beryllium je rychle odnášeno do chladnějších oblastí, kde se záchytem elektronu mění na lithium (Cameron-Fowlerův mechanismus [57]). Teplota už není tak vysoká a rozpad lithia na helium není možný. Reakce Cameron-Fowlerova mechanismu jsou tyto:

pro  $T > 10^7 \text{ K}$ :



pro  $T < 3 \cdot 10^6$  K:



Jak se ale cirkulace ve hvězdě prohlubuje, těžší prvky jsou hned rozkládány a přibývá uhlíku  ${}^{13}\text{C}$ . Tím fáze obohacování atmosféry lithiem končí a v krátké době hodnota lithia na povrchu opět klesne vlivem hluboké konvekce. Délka tohoto období bohatého na lithium je odhadována na  $\sim 10^5$  let.

U hvězd s vyšší hmotností začne v jádře hořet helium dřív, než vodíková slupka prohoří dostatečně vysoko, neobjeví se tedy ani žádné dodatečné promíchávání. Při hoření helia v jádře je obálka hvězdy velmi mělká a nedosahuje dostatečné teploty. Hvězdy s  $M > 2,5 M_\odot$  se tedy ve fázi červených obrů nemohou tímto způsobem stát bohatými na lithium. [39, 46]

### 3.3.4 Závěrečná stadia vývoje

Poté, co hvězda spálí helium ve svém jádře na uhlík a dusík, zůstává zdrojem energie heliová a nad ní vodíková slupka. Hoření je překotné, jádro se zmenšuje, obal nafukuje, prohlubuje se konvekce, velikost i výkon hvězdy roste. Hvězda se nachází ve stadiu asymptotické větve obrů (AGB). Z předchozích vývojových fází plyne, že se v její atmosféře nemůže nacházet žádné původní lithium. Přesto opět pozorujeme hvězdy s  $A_{\text{Li}} > 4$ .

Podle práce Charbonnel a Balachandran (2000) [39] pro hvězdy s libovolnou hmotností dochází v této fázi vývoje opět k prohloubení konvektivní obálky až k hranici hořící vodíkové slupky. Mohutná konvekce v těchto stadiích podpořená dodatečným promícháváním umožňuje syntézu lithia Cameron-Fowlerovým mechanismem. Hvězdy s  $M < 2,5 M_\odot$  se tedy již podruhé stávají hvězdami bohatými na lithium. Na hmotnosti hvězdy pak závisí, jak brzy po nástupu na AGB se produkce lithia spustí. Čím hmotnější hvězda, tím rychleji se vyvíjí a posouvá po AGB a Cameron-Fowlerův mechanismus je aktivní později.

Autoři Travaglio, Randich a další (2001) [46] a Maceroni, Testa a další (2002) [58] pak publikují výpočty modelů pro hvězdy AGB, konkrétní hmotnosti, metalicitu a věk. Například hvězda s  $M \sim 4 M_\odot$  po nástupu na AGB nejprve konvekci zničí zbylé lithium ve své atmosféře, pak následuje fáze výrazné produkce lithia a tepelných pulzací, která trvá zhruba  $10^5$  let, a po jejím skončení je lithium opět silně ničeno vysokými teplotami v nitru a k produkci již nedochází. Hvězda je pak obrem asymptotické větve ještě zhruba padesát tisíc let. [58]

Ventura (2001) [59] dospěl modelováním k odlišnému závěru, že hvězdy s  $M < 3,5 M_\odot$  nemohou ve fázi AGB Cameron-Fowlerovým mechanismem produkovat lithium, protože obálka nedosáhne dostatečné teploty.

Jelikož je Cameron-Fowlerův mechanismus na rychlost a hloubku konvekce velmi citlivý, malou změnou parametrů dospívají modelové výpočty k odlišným závěrům. Mechanismus produkce lithia a obohacování hvězdných atmosfér tímto prvkem, jak jsem jej popsala, je obecně uznávaný, diskuze se vedou o detailech výpočtů tak, aby modely odpovídaly všem pozorovaným skutečnostem.

### 3.3.5 Obohacování mezihvězdné látky

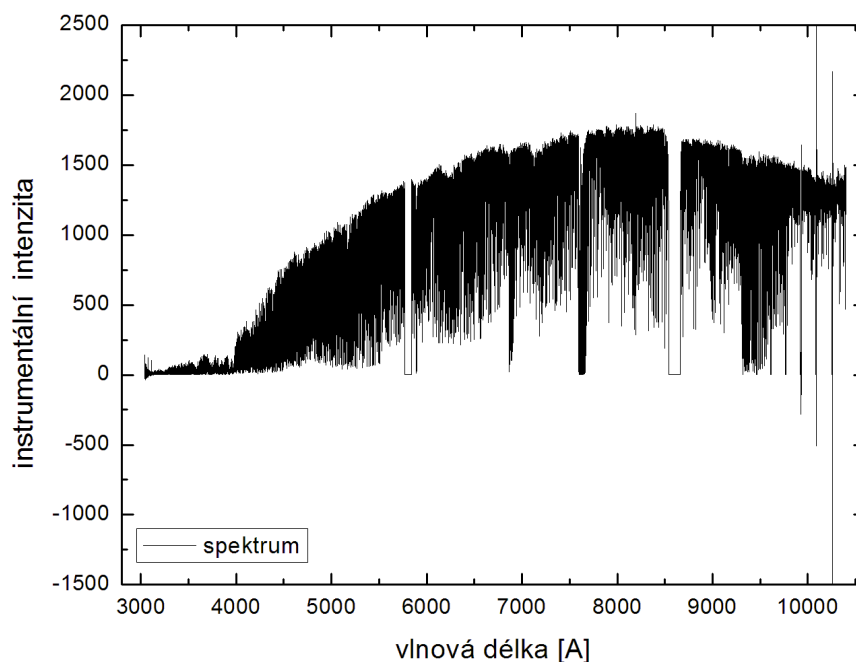
Jak zmiňuji v kapitolách 3.1 a 3.2, mezihvězdná látka obsahuje většinou několiknásobně více lithia, než kolik ho pozorujeme ve hvězdách a kolik ho vzniklo při kosmologické nukleosyntéze, ať už tuto hodnotu určíme družicí WMAP nebo ze „Spite plateau“. Nabízí se tedy otázka, jakým způsobem byla mezihvězdná látka obohacena o lithium.

Ke vzniku lithia dochází přímo v mezihvězdné látce. Vlivem dopadu kosmického záření se těžší atomy rozpadají na lehčí a stabilnější. K obohacování mezihvězdného materiálu o lithium dochází samozřejmě také při výbuchu novy a supernovy. A ukazuje se, že obzvláště účinným prostředkem je ztráta hmoty u hvězd asymptotické větve obrů. Ty produkují velké množství lithia a zároveň u nich dochází k mohutnému hvězdnému větru podpořenému případně i termálními pulzacemi ke konci vývojové fáze. Tyto hvězdy se zbaví většiny své hmoty, která je jaderným vývojem již značně ovlivněna. Posledním článkem v obohacování mezihvězdné látky lithiem jsou červení obři ve fázi produkce lithia, u kterých ke ztrátě hmoty také dochází. Podrobné výpočty ukazují, že tyto uvedené mechanismy vysoké množství lithia pozorované v mezihvězdné látce mohou zajistit. [46, 58, 59]

## Kapitola 4

# Analýza spektra

Spektrum hvězdy HD 152786, které ve své práci analyzuji, bylo pořízeno 10. července 2001 v rámci programu Evropské jižní observatoře na Paranal Observatory v Chile. Projekt nazvaný „A Library of High-Resolution Spectra of Stars across the Hertzsprung-Russell Diagram“ [60] poskytl vysoce disperzní spektra zhruba čtyř stovek hvězd napříč Hertzsprung-Russellovým diagramem v širokém rozsahu vlnových délek s vysokým poměrem signál/šum (S/N), která byla po redukci zpřístupněna veřejnosti na síti.



Obrázek 4.1: Neupravené spektrum hvězdy HD 152786 z Paranal Observatory [60]

Spektrum bylo nasnímáno pomocí zrcadlového teleskopu Kueyen o průměru zrcadla 8,2 m na alt-azimutální montáži – jednoho ze čtyř teleskopů tvořících VLT (Very Large Telescope); a spektrografu UVES (UV-Visual Eschelle Spectrograph). Autoři uvádí typický poměr S/N 300–500 v oboru V. Rozlišení spektra je přibližně 60 bodů na nanometr (6 bodů na ångström). Spektrum nemá zkalibrované hodnoty intenzity, ta je udávána v instrumentálních jednotkách (viz. obrázek 4.1), a také není opraveno o radiální rychlost hvězdy, která činí  $-6$  km/s, což odpovídá posunu o  $0,14$  Å v oblasti lithiové čáry  $6707,8$  Å. Nicméně oprava o radiální rychlost je podstatná až při identifikaci čar a prokládání reálného spektra spektrem syntetickým.

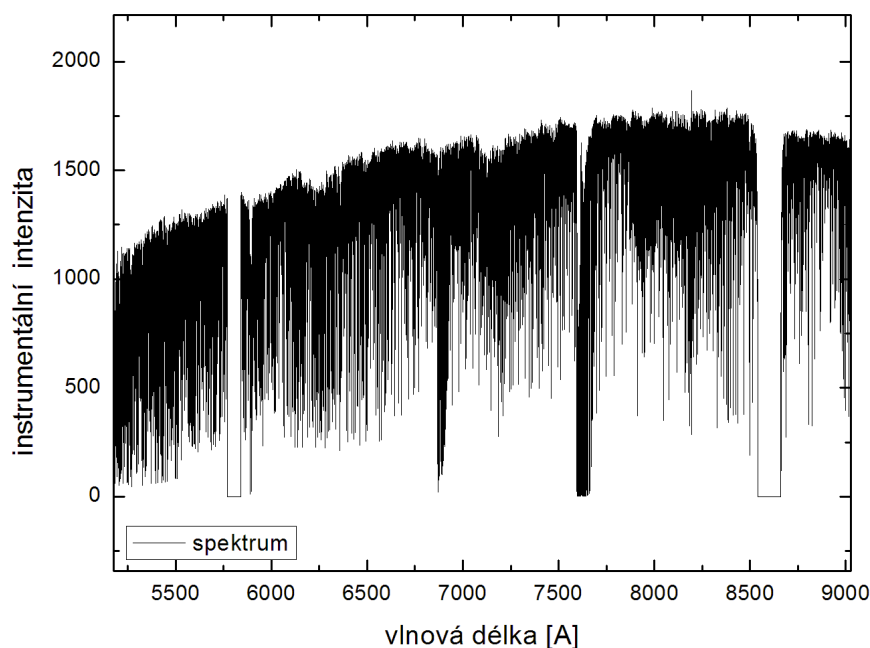
## 4.1 Proložení kontinua a normování spektra

Pro určení zastoupení jednotlivých prvků v emitující látce, pro práci s ekvivalentními šířkami čar i pro prokládání syntetického spektra je nutné mít intenzitu správně nakalibrovanou. Prvním krokem při zpracování je tedy zpravidla normování intenzity záření na rozsah hodnot od nuly do jedné, kde hodnota 1 odpovídá kontinuu – spojitému spektru bez absorpčních či emisních čar, a hodnota 0 vyjadřuje, že všechno záření kontinua bylo absorbováno. Takto zkalibrované spektrum je pak možno srovnávat se spektry z jiných přístrojů a detektorů.

Ocitáme se tedy před úkolem zvolit nejvhodnější funkci, kterou budeme kontinuum získaného spektra atmosféry hvězdy  $\zeta$  Ara prokládat.

Jako první smělý odhad se jistě nabízí Planckova funkce. Bylo mnohokrát ověřeno, že hvězdy v prvním přiblížení září jako absolutně černá tělesa. Bohužel pro dobrý odhad průběhu kontinua to nestačí. Atmosféry hvězd jsou v silné termodynamické nerovnováze, dochází v nich k přesunům makroskopických objemů látky, vznikají a zanikají magnetická pole, objevují se skvrny (zvláště u chladných hvězd) a jiné projevy hvězdné aktivity. Záření, které k nám od hvězd přichází, je navíc modulováno mezihvězdným prostředím. Nejvíce tento efekt postihuje hvězdy blízko roviny Galaxie, mezi které  $\zeta$  Ara patří.

Mnohem častěji se proto při normování spektra používají pro proložení kontinua polynomické funkce druhého, často i třetího řádu. Pomocí nich je možné mnohem přesněji vystihnout všechny detaily spektra. Naopak nevýhodou tohoto přístupu je, že ztrácíme informaci o tom, co se v atmosféře hvězdy děje, kterou bychom měli, pokud by bylo možné popsat záření v kontinuu Planckovou funkcí.



Obrázek 4.2: Neupravené spektrum hvězdy HD 152786 – výřez

	rozsah [Å]	počet bodů kontinua
část 1	4764–5800	27
část 2	5827–6839	35
část 3	6602–8500	29

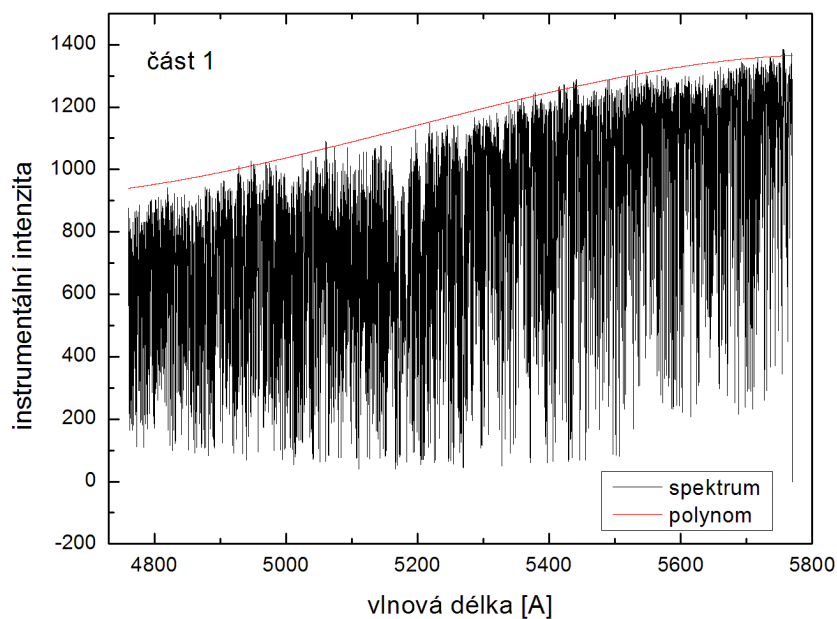
Tabulka 4.1: Prokládání kontinua – rozdělení (viz. text)

V našem případě se zdá vhodné použít polynom třetího stupně, protože při bližším prohlédnutí spektra zjistíme relativně velké nerovnosti a propady v úrovni kontinua (viz. obrázek 4.2), které ve většině případů nejsou způsobeny zvýšenou koncentrací čar či přítomností molekulárních pásů, a nejedná se tedy o pokles intenzity oproti kontinuu. Pro další zpřesnění jsem rozdělila spektrum na tři části (viz. přehledová tabulka 4.1).

Z celého spektra jsem vybrala 91 hodnot náležících kontinuu (rozložení viz. tabulka 4.1) a každou část spektra zvlášť jsem proložila polynomem třetího stupně  $A + B_1x + B_2x^2 + B_3x^3$ , nejlepší výsledky jsem získala pro hodnoty koeficientů, které uvádím v tabulce 4.2.

část 1:	$A = 60322 \text{ u}$ $B_2 = 6,90 \cdot 10^{-3} \text{ u}/\text{Å}^2$ $\chi^2/DoF = 254$	$B_1 = -35,3 \text{ u}/\text{Å}$ $B_3 = -4,43 \cdot 10^{-7} \text{ u}/\text{Å}^3$
část 2:	$A = 22358 \text{ u}$ $B_2 = 1,78 \cdot 10^{-3} \text{ u}/\text{Å}^2$ $\chi^2/DoF = 116$	$B_1 = -10,7 \text{ u}/\text{Å}$ $B_3 = -0,956 \cdot 10^{-7} \text{ u}/\text{Å}^3$
část 3:	$A = 22268 \text{ u}$ $B_2 = 1,23 \cdot 10^{-3} \text{ u}/\text{Å}^2$ $\chi^2/DoF = 124$	$B_1 = -8,8 \text{ u}/\text{Å}$ $B_3 = -0,57 \cdot 10^{-7} \text{ u}/\text{Å}^3$

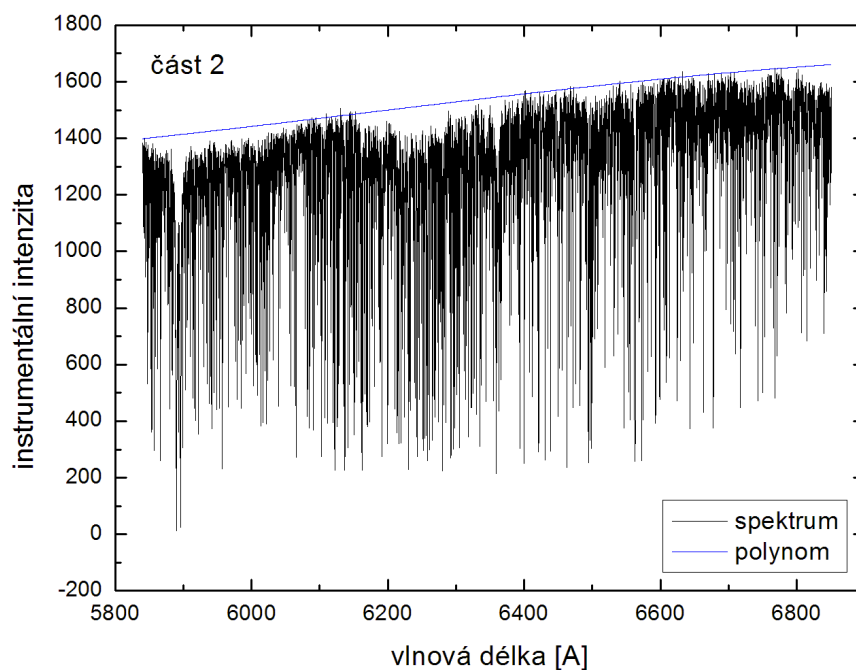
Tabulka 4.2: Koeficienty polynomů použitých pro aproximaci kontinua ( $u =$  jednotka instrumentální intenzity) a přesnost proložení



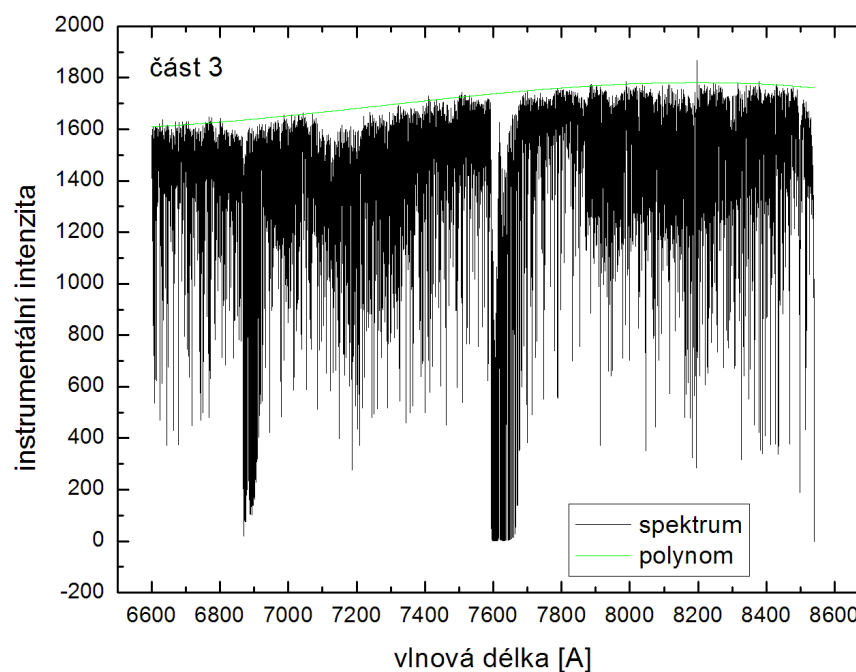
Obrázek 4.3: Spektrum – část 1 (černá) s proloženým polynomem (červená)

V grafech 4.3 až 4.6 jsou výsledky proložení i následného normování spektra. Normování probíhá přirozeně tak, že se hodnoty instrumentální intenzity pro každou vlnovou délku vydělí hodnotou proložené funkce kontinua.

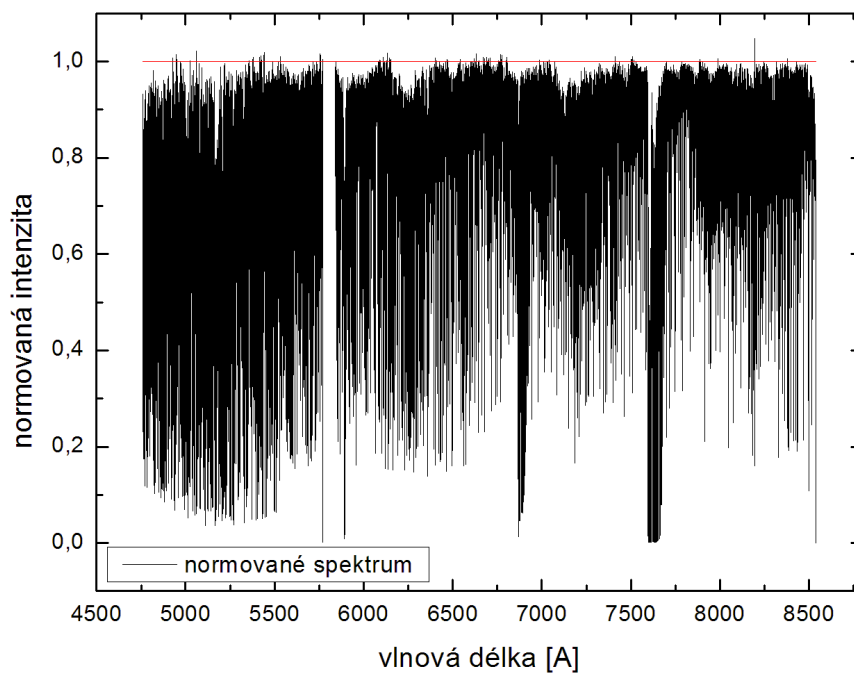




Obrázek 4.4: Spektrum – část 2 (černá) s proloženým polynomem (modrá)



Obrázek 4.5: Spektrum – část 3 (černá) s proloženým polynomem (zelená)



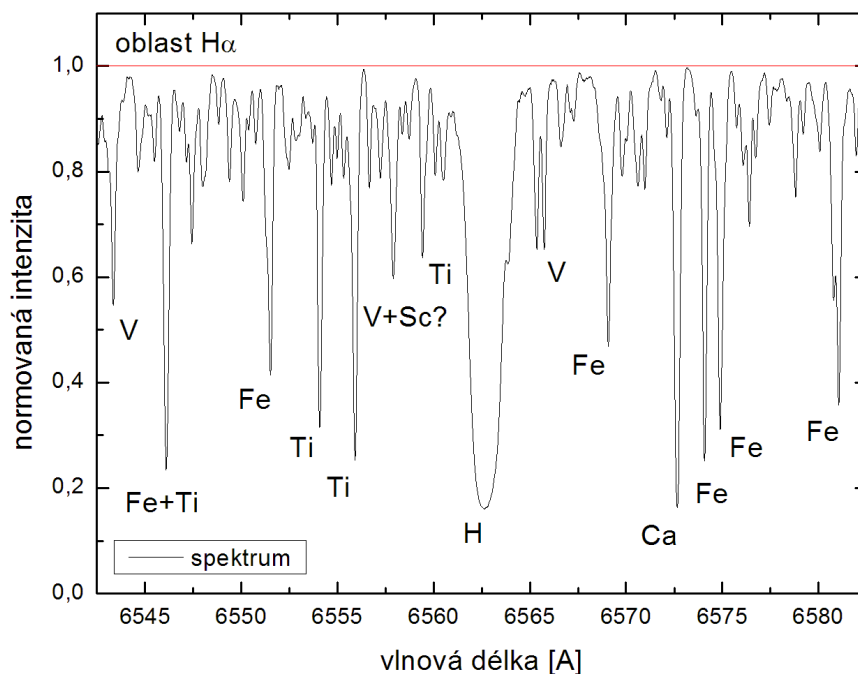
Obrázek 4.6: Normované spektrum celé

Části spektra dvě a tři se kolem vlnové délky  $6700 \text{ \AA}$  překrývají. Jedná se o oblast důležité spektrální čáry Li I  $6707,8 \text{ \AA}$ , kde je zapotřebí zabývat se přesností proložení kontinua a porovnat výsledná normovaná spektra, při použití dvou různých polynomů pro část 2 a část 3. A zjišťujeme, že obě normovaná spektra jsou spolu v dobré shodě – na škále intenzity 0 až 1 není rozdíl mezi nimi větší než jedno procento (příloha, obrázek 6.2). V dalším zpracování pro oblast lithiové čáry až do  $6800 \text{ \AA}$  používám druhou část spektra, nachází se v ní totiž více čar vybraných pro další analýzu než v části 3.

## 4.2 Identifikace čar

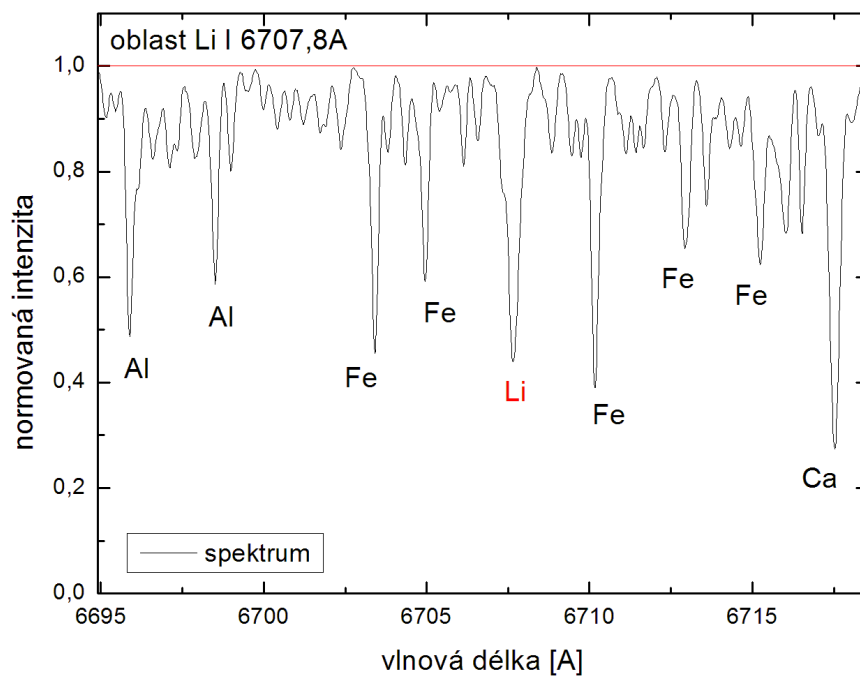
V této kapitole uvedu některé důležité spektrální čáry či oblasti ve spektru, kterých je dobré si povšimnout nebo ke kterým se v další analýze vrátím.

Pro identifikaci čar jsem použila katalog čar slunečního spektra z roku 1966 od autorů Moore, Minnaert a Hougst [61] a jako pomocný materiál práci Štefl z roku 1985 [62], obsahující spektrální čáry K obrů. Před identifikací je důležité uvědomit si posun spektra způsobený radiální rychlostí hvězdy (tabulka 2.2), který (jak už bylo výše zmíněno) se pohybuje v řádu desetin angströmů.

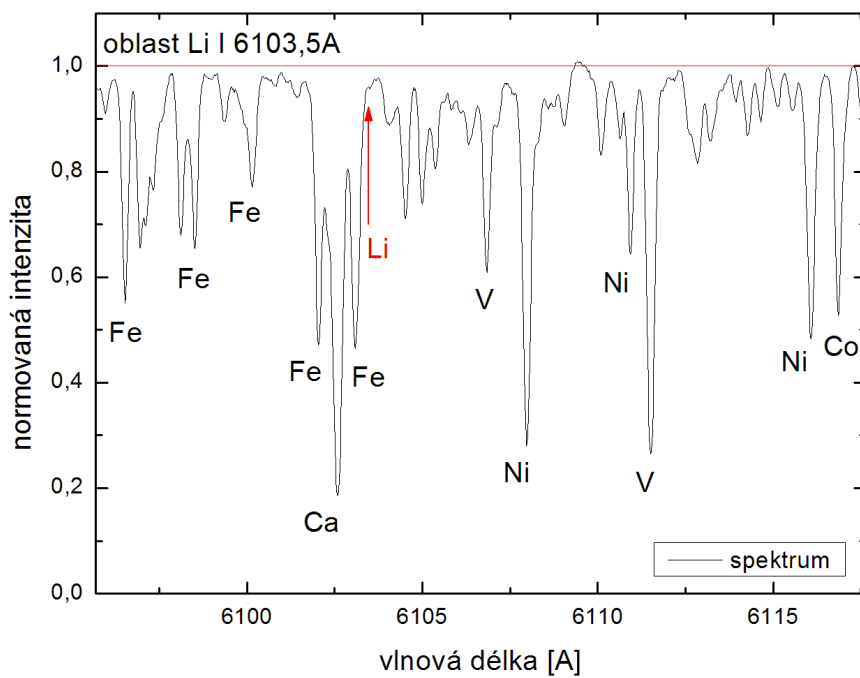


Obrázek 4.7: Identifikace čar v oblasti čáry H $\alpha$

Na obrázku 4.7 je výřez normovaného spektra v oblasti vodíkové čáry H $\alpha$  6562,8 Å a je provedena identifikace okolních čar. Podobně v grafu 4.8 je oblast lithiové rezonanční čáry 6707,8 Å s identifikovaným okolím. Vlnová délka 6103,5 Å příslušející druhému významnému přechodu v lithiovém obalu se v grafu 4.9 nachází blízko středu a je označena *červenou šipkou*. Jak je ale možné si povšimnout, tato absorpční čára není ve spektru rozeznatelná. Stejně jako u Li I 6103,5 Å nedochází k pozorovatelné absorpci ani u zbyvajících lithiových čar (jejich výpis pro oblast zpracovávaného spektra uvádím v příloze, tabulka 6.1).



Obrázek 4.8: Oblast čáry LiI 6707,8 Å



Obrázek 4.9: Oblast čáry LiI 6103,5 Å

Pro samotnou spektrální analýzu popsanou v následujících dvou kapitolech bylo nutné vybrat množství čar příslušejících různým chemickým prvkům, pomocí kterých byl pak prováděn výpočet abundancí a porovnávání spektra se spektrem syntetickým. V závislosti na metodách výpočtu bylo vhodné vybrat takové čáry, které nejsou takzvaně blendované – nejsou ve spektru překryty či slity s jinými spektrálními čarami, a jde tedy o čáry samostatné. Bohužel ve spektrech chladných hvězd je čar velmi mnoho a neblendované čáry jsou spíše vzácným jevem. Pro výpočet obsahu vybraných chemických prvků byly proto za předpokladu symetrie použity i čáry s prokazatelným překrytím z jedné strany (bližší popis v následující kapitole).

Abundance byla zjišťována pro železo, kobalt, nikl, titan, vanad, vápník, hliník a lithium. Uvádím přehledovou tabulku 4.3 a úplný výpis vybraných čar včetně odhadu ekvivalentních šířek (postup viz. následující kapitola) je uveden v příloze, v tabulkách 6.2 až 6.4.

	Fe	Co	Ni	Ti	V	Ca	Al	Li
počet čar	12	7	12	15	17	9	3	1

Tabulka 4.3: Počet vybraných čar pro spektrální analýzu programem Width

### 4.3 Určení zastoupení chemických prvků programem Width

První metoda spektrální analýzy, kterou jsem použila, je metodou standardní a používá se již dlouho. Vychází ze základního předpokladu, že velikost spektrální čáry odpovídá počtu absorpcí na dané vlnové délce v atmosféře hvězdy. A pokud známe teplotu a tíhové zrychlení v daném místě (případně další fyzikální parametry látky) a víme, který atom na této vlnové délce absorbuje záření, je možné na základě Boltzman-Sahovy rovnice odhadnout počet těchto atomů.

Místo pojmu „velikost spektrální čáry“, který jsem výše použila, se samozřejmě pracuje s pojmem ekvivalentní šířka čáry (dále EW = equivalent width). EW je šířka, kterou má obdélník o stejném obsahu plochy jako daná spektrální čára, jehož výška v normovaném spektru je 1 – to znamená, že na daných vlnových délkách bylo všechno záření absorbováno.

Ve spektru hvězdy jsem pro 8 vybraných prvků vyhledala vhodné čáry, určila jsem souřadnice jejich levého a pravého okraje (případně středu u blendovaných čar) a spočetla EW pomocí programu Eqwidth. Tento program napsal Michal Ceniga, který se zabýval ve své diplomové práci podobným tématem a výpočet EW již zpracoval [26]. Eqwidth používá obdélníkového

pravidla a umožňuje také zjistit EW čáry, která je z jedné strany blendovaná tak, že určí plochu neblendované poloviny a vynásobí ji dvěma. Obdélníkové pravidlo z principu nepočítá EW přesně a jde tedy spíše o odhad těchto hodnot. EW vybraných čar jsou uvedeny v příloze, v tabulkách 6.2 až 6.4.

Kuruczův program Width pro určení zastoupení prvků ve hvězdě byl publikován v roce 1970 jako verze 5 (podle tehdejší páté verze programu Atlas). A od svého vzniku nebyl nijak výrazně upravován. Abundance jsou zde zjišťovány srovnáváním naměřených a vypočtených ekvivalentních šířek vybraných spektrálních čar. Dokumentace k tomuto programu není na síti k dispozici, bližší informace lze získat například z článku Castelli z roku 2005 [63]. Při svých výpočtech jsem pracovala s verzí programu Width6 [64].

Postup výpočtu abundancí prvků z EW byl následující:

1. nejprve je třeba vypočítat model hvězdné atmosféry: Kuruczův model počítá program Atlas9 [64] – do vstupního souboru zadáme hodnoty  $T_{ef}$  a  $\log g$ , výstupem je pak soubor označený *fort.8* s vlastním modelem atmosféry;
2. výpočet probíhá pro každý prvek zvlášť, z Kuruczových seznamů spektrálních čar *GF5080.DAT* a *GF4850.DAT* [64] se do vstupního souboru vypíší v kýženém tvaru charakteristiky vybraných čar a doplní se hodnota EW pro každou čáru v jednotkách  $10^{-2}$  Å;
3. program Width spočítá z modelu atmosféry a EW čar daného prvku abundanci tohoto prvku. Výsledky výpočtu uvádím v tabulce 4.4.

Zastoupení hliníku a lithia se ale takto nepodařilo zjistit. Program Width potřebuje pro výpočet alespoň tři spektrální čáry, které u lithia nejsou ve spektru k dispozici a všechny čáry hliníku nebylo možné použít.

A (prvek)	$\log \epsilon(A)_*$	$A_{A*}$	$A_{A\odot}$	$[A/H]_W$
Ca	$(-4,93 \pm 0,42)$	7,07	$(6,31 \pm 0,04)$	+0,76
Ti	$(-5,77 \pm 0,48)$	6,23	$(4,90 \pm 0,06)$	+1,33
V	$(-6,21 \pm 0,40)$	5,79	$(4,00 \pm 0,02)$	+1,79
Fe	$(-3,66 \pm 0,26)$	8,34	$(7,45 \pm 0,05)$	+0,89
Co	$(-5,66 \pm 0,43)$	6,34	$(4,92 \pm 0,08)$	+1,42
Ni	$(-4,88 \pm 0,44)$	7,12	$(6,23 \pm 0,04)$	+0,89

Tabulka 4.4: Zastoupení vybraných chemických prvků podle programu Width (sluneční abundance z Asplund, Grevesse a další 2005 [41])

## 4.4 Určení parametrů atmosféry programem Synspec

Druhou metodou analýzy spektra hvězdy  $\zeta$  Ara je výpočet syntetického spektra programem Synspec autorů Hubený a Lanz a jeho porovnání se spektrem reálným – naměřeným. Synspec využívá modelů atmosfér vypočtených dříve programem Tlusty [65] nebo je možné použít jiné publikované modely, jako například síť Kuruczových modelů [64]. Zdroje opacity (v kontinuu nebo vlivem atomárních i molekulárních čar) si uživatel může plně nastavit sám, stejně jako libovolnou rotační rychlost hvězdy, instrumentální profil čar či turbulentní rychlost v atmosféře. [66]

Vlastní práce s programem probíhala v následujících krocích:

1. vypočtení Kuruczova modelu atmosféry chladné hvězdy programem Atlas9 pro požadovanou efektivní teplotu  $T_{ef}$  a  $\log g$  (viz. předchozí kapitola, krok 1), a vložení modelu do vstupního souboru *atl.7*;
2. editace parametrů ve vstupním souboru *kobr.s.55* – měnila jsem rozsah vlnových délek, pro které program syntetické spektrum počítá, a turbulentní rychlost;
3. editace parametrů spektra ve vstupním souboru *rvs.5* – měnila jsem velikost rychlosti rotace, hodnotu instrumentálního profilu čar; znovu se zde také zadává rozsah vlnových délek pro výpočet;
4. do vstupního souboru *atl.5* se znovu zapíše hodnoty  $T_{ef}$  a  $\log g$  a je možné měnit zastoupení chemických prvků v atmosféře dvěma způsoby: záporné číslo udává abundanci prvku ve hvězdě jako násobek abundance sluneční, kladné číslo pak udává přímo poměr počtu částic daného prvku a počtu částic prvku referenčního (přednastaveným referenčním prvkem je vodík), tedy hodnotu  $\epsilon(A)$ ; je zde možné také nastavit model LTE nebo NLTE a další detaily výpočtu, které jsem při svých výpočtech neměnila;
5. s výše uvedenými vstupními soubory provedl program Synspec výpočet;
6. výstupní soubor *kobr.s.11* obsahuje nyní body syntetického spektra jako řadu uspořádaných dvojic  $x, y$  a výstupní soubor *kobr.s.12* nabízí další informace o spektru (podrobný popis započtených spektrálních čar).

Podrobnější informace o celém programu je možné najít na internetových stránkách programu Tlusty [66] a v manuálu k programu [67].

Při posuzování podobnosti syntetického spektra s reálným jsem nejčastěji kontrolovala spektrální čáry vybrané pro výpočet v programu Width (jsou uvedeny v příloze, v tabulkách 6.2 až 6.4). Reálné spektrum jsem opravila o radiální rychlost.

## Profil čar

Nejprve jsem určila kombinaci parametrů ovlivňujících tvar a rozšíření spektrálních čar tak, aby se čáry syntetického spektra profilem co nejvíce podobaly čarám spektra reálného. Těmito parametry jsou hodnota instrumentálního profilu, turbulentní a rotační rychlost.

V grafu 4.10 je blízká oblast čáry Fe I 6703,6 Å a několik křivek syntetického spektra s různými hodnotami instrumentálního profilu, turbulentní rychlosti a rychlosti rotace. Všechny křivky jsou spočteny pro  $T_{ef} = 4350$  K a  $\log g = 1,50$  cm/s<sup>2</sup>, jak je v hlavičce grafu uvedeno. Z tohoto grafu i z následného zpracování se ukázala být nejvhodnější kombinace hodnot, kterou uvádím v tabulce 4.5.

Instrumentální profil	0,2
Turbulentní rychlost	−3 km/s
Rotační rychlost	6 km/s

Tabulka 4.5: Zvolené parametry syntetického spektra ovlivňující rozšíření spektrálních čar

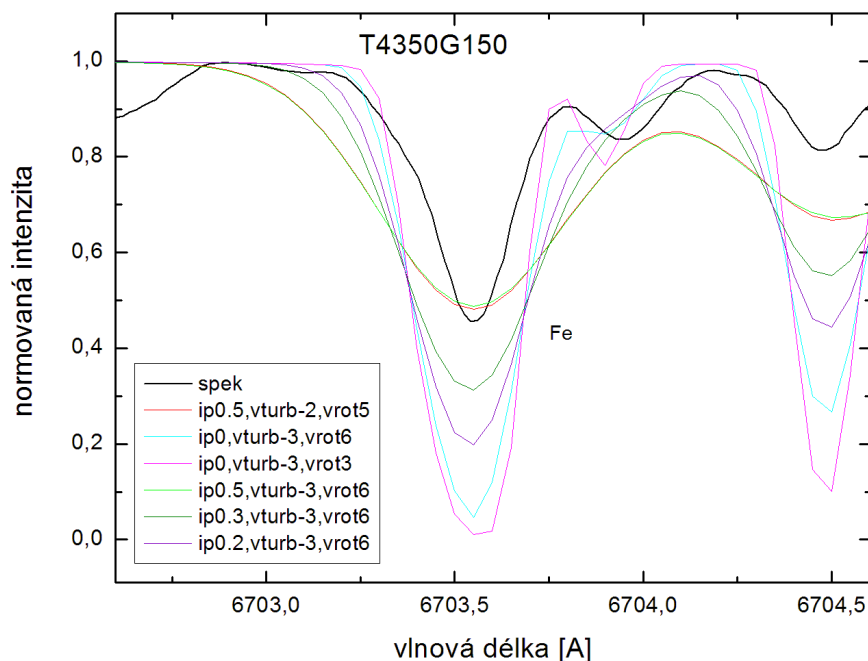
## Efektivní teplota, tíhové zrychlení, zastoupení železa

Dalším krokem bylo určení efektivní teploty, logaritmu povrchového tíhového zrychlení a zastoupení železa v atmosféře zkoumané hvězdy. U všech těchto fyzikálních veličin máme k dispozici informativní údaje z literatury a jsou uvedeny v tabulce 2.7. Použila jsem tedy jako první odhad tyto hodnoty z odborné literatury a porovnávala takto vypočtené syntetické spektrum se spektrem reálným.

Vliv změny teploty a tíhového zrychlení na hloubku čar je opačný: s rostoucí teplotou hloubka čar klesá, protože přibývá excitovaných i ionizovaných atomů, které se už nemůžou daného přechodu účastnit, zatímco s rostoucím tíhovým zrychlením hloubka čar roste, přibývá interakcí částic (srážkové deexcitace a rekombinace – přibývá pravé absorpce), energie fotonů se více převádí na energii kinetickou.

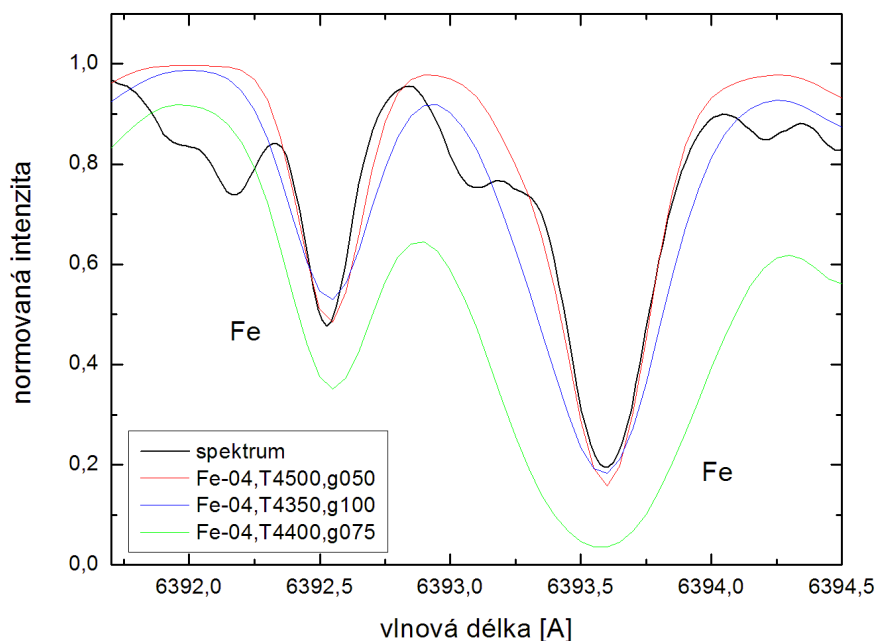
V grafu 4.11 je dvojice železných čar a je možné detailně porovnat reálné a tři různá syntetická spektra (větší oblast spektra se stejnými křivkami uvá-





Obrázek 4.10: Blízká oblast čáry FeI 6703,6 Å a několik křivek syntetického spektra s různými hodnotami instrumentálního profilu (ip), turbulentní rychlosti (vturb) a rychlosti rotace (vrot) pro  $T_{ef} = 4350$  K a  $\log g = 1,50$  cm/s<sup>2</sup>

dím v příloze, v grafu 6.3). Abundance železa je pro tyto tři křivky stejná a její hodnota je blízká hodnotě uvedené v literatuře. Pro  $T_{ef} = 4400$  K a  $\log g = 0,75$  cm/s<sup>2</sup> je syntetické spektrum (*zelená čára*) velmi nevyhovující a zřetelně se nekryje se spektrem reálným. Podobně při hodnotách  $T_{ef} = 4350$  K a  $\log g = 1,00$  cm/s<sup>2</sup>, které zhruba uvádí literatura, se spočtená křivka (*modrá čára*) reálné sice již blíží více, ale není vyhovující. Čáry jsou méně ostré než čáry reálného spektra a rozšířenější, zřejmě vlivem většího tíhového zrychlení, než je to, při němž čáry ve skutečnosti vznikají. U těchto hodnot efektivní teploty a tíhového zrychlení nehraje příliš významnou roli ani zastoupení železa. Hodnota tíhového zrychlení musí být zřejmě menší než  $\log g = 0,75$  cm/s<sup>2</sup>. Tomuto požadavku a i samotnému spektru vyhovuje křivka třetí, *červená*, pro hodnoty  $T_{ef} = 4500$  K a  $\log g = 0,50$  cm/s<sup>2</sup>. Po kontrole vybraných čar železa (příloha, tabulky 6.2 až 6.4), mnoha dalších spektrálních čar různých prvků a celkové prohlídce spektra se zdají být nejvhodnější hodnoty  $T_{ef}$ ,  $\log g$  a  $[\text{Fe}/\text{H}]$  uvedené v tabulce 4.6.



Obrázek 4.11: Fe I 6392,5 Å a Fe I 6393,6 Å a tři spočtené modely spektra (viz. text)

Efektivní teplota	4500 K
Povrchové tíhové zrychlení	0,5 cm/s <sup>2</sup>
[Fe/H]	-0,4

Tabulka 4.6: Fyzikální podmínky atmosféry získané ze syntetického spektra

### Chemické složení atmosféry

Do vstupního souboru *atl.5* jsem dosazovala přímo hodnoty  $\epsilon(\text{Å})$ . Pro různé čáry jednotlivých prvků jsem porovnávala spektrum naměřené a syntetické a snažila jsem se dosáhnout co největší shody. Výsledné syntetické spektrum spolu s reálným je uvedeno v grafech 4.12 až 4.23 (syntetické spektrum je vykresleno červeně).

Pro prvky kobalt a hliník je ve spektru možné najít jen velmi málo čar, a ty jsou navíc většinou blendované. Určení abundance u těchto prvků tedy není nijak přesné. U hliníku je k dispozici dokonce jenom jedna neblendovaná čára 6698,7 Å (obrázek 4.13).

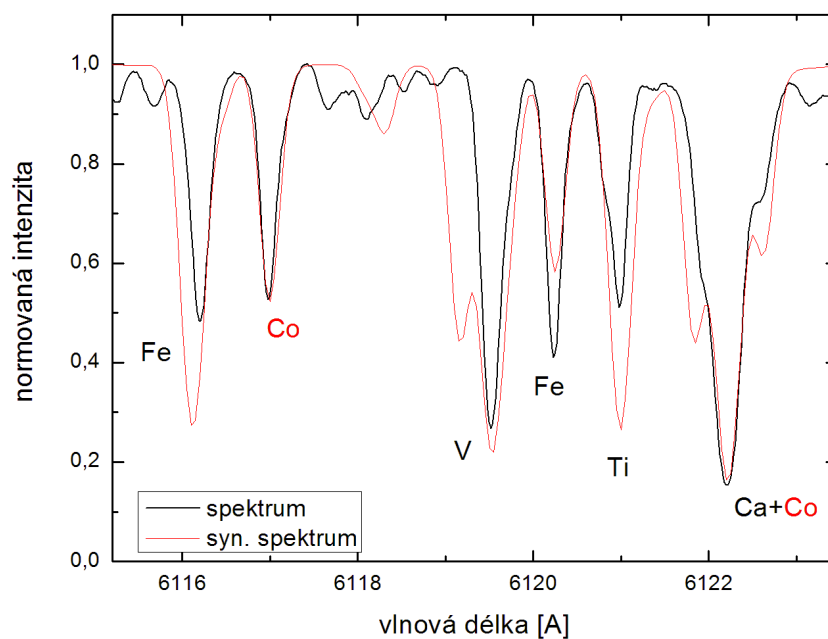
Různé hloubky čar u jednoho konkrétního prvku při stejné abundanci je možné vysvětlit předpokladem lokální termodynamické rovnováhy, který zřejmě nedává vždy správné výsledky, či nějakým jiným předpokladem a zjednodušením v použitém modelu.

Hodnotu abundance železa jsem ještě mírně upravila oproti hodnotě z tabulky 4.6 na základě porovnání spektra se spektrem syntetickým při započítání příslušných abundancí u všech uvažovaných prvků (což při prvních úvahách o zastoupení železa v atmosféře nebylo možné).

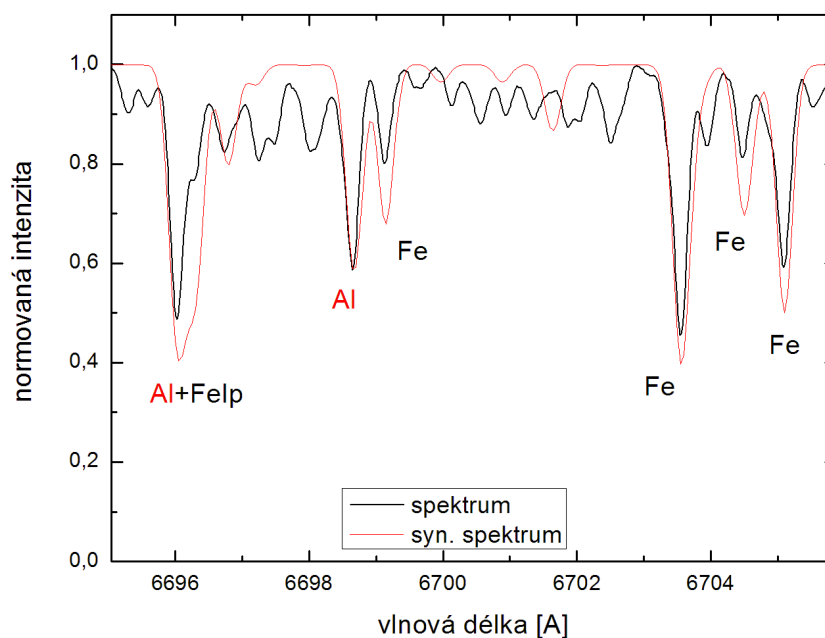
Všechny výsledné hodnoty  $\epsilon(A)$  pro syntetické spektrum v grafech 4.12 až 4.23 se nachází v tabulce 4.7. V kapitole 5 se jim budu dále věnovat.

A (prvek)	$\epsilon(A)_*$	$A_{A*}$	$A_{A\odot}$	$[A/H]_S$
Li	$1,4 \cdot 10^{-11}$	1,15	$(1,05 \pm 0,10)$	+0,10
Al	$4,0 \cdot 10^{-7}$	5,60	$(6,37 \pm 0,06)$	-0,77
Ca	$8,0 \cdot 10^{-7}$	5,90	$(6,31 \pm 0,04)$	-0,41
Ti	$8,0 \cdot 10^{-7}$	5,90	$(4,90 \pm 0,06)$	+1,00
V	$9,0 \cdot 10^{-8}$	4,95	$(4,00 \pm 0,02)$	+0,95
Fe	$1,1 \cdot 10^{-5}$	7,04	$(7,45 \pm 0,05)$	-0,41
Co	$6,0 \cdot 10^{-8}$	4,78	$(4,92 \pm 0,08)$	-0,14
Ni	$2,0 \cdot 10^{-7}$	5,30	$(6,23 \pm 0,04)$	-0,93

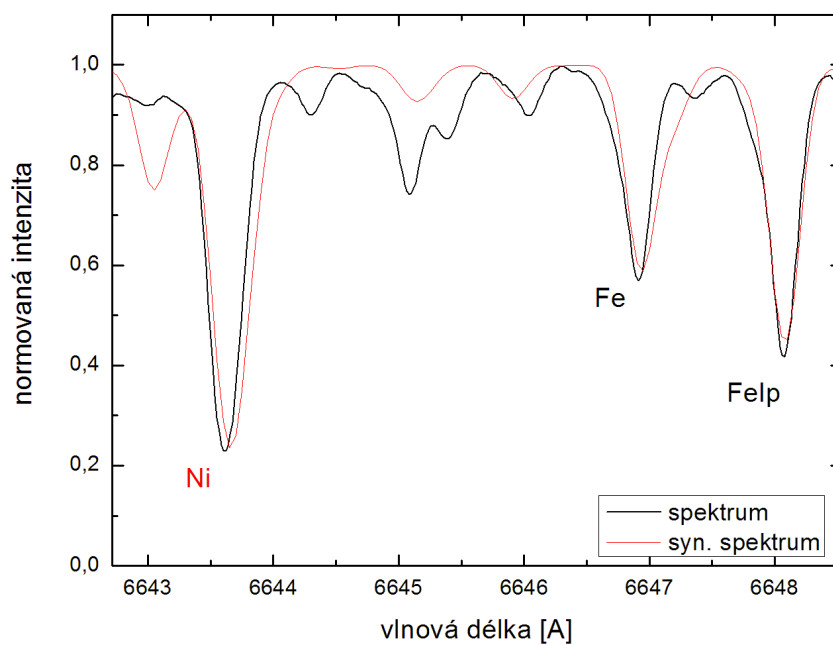
Tabulka 4.7: Zastoupení vybraných chemických prvků získané programem Synspec (sluneční abundance z Asplund, Grevesse a další 2005 [41])



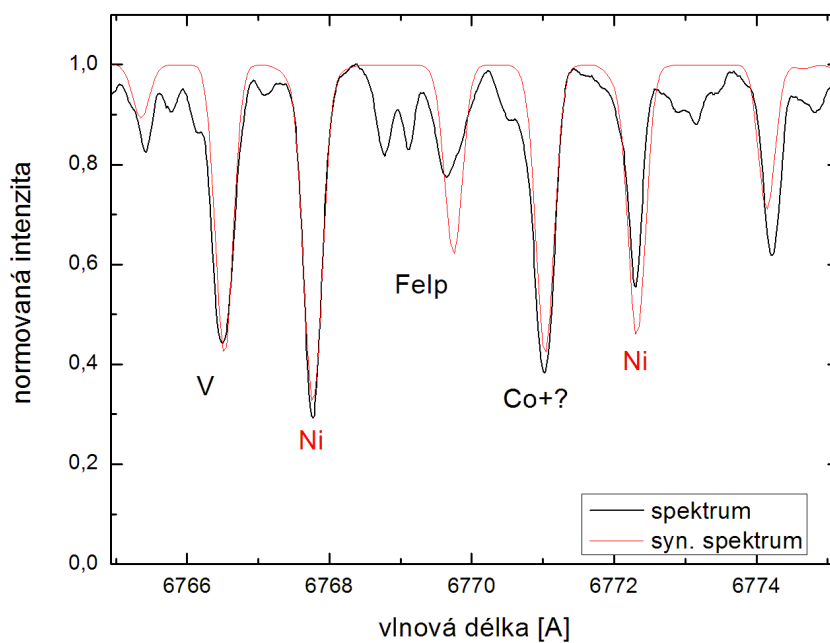
Obrázek 4.12: Co I 6117,0 Å, Co I 6122,6 Å a blízké okolí – proložení výsledným syntetickým spektrem



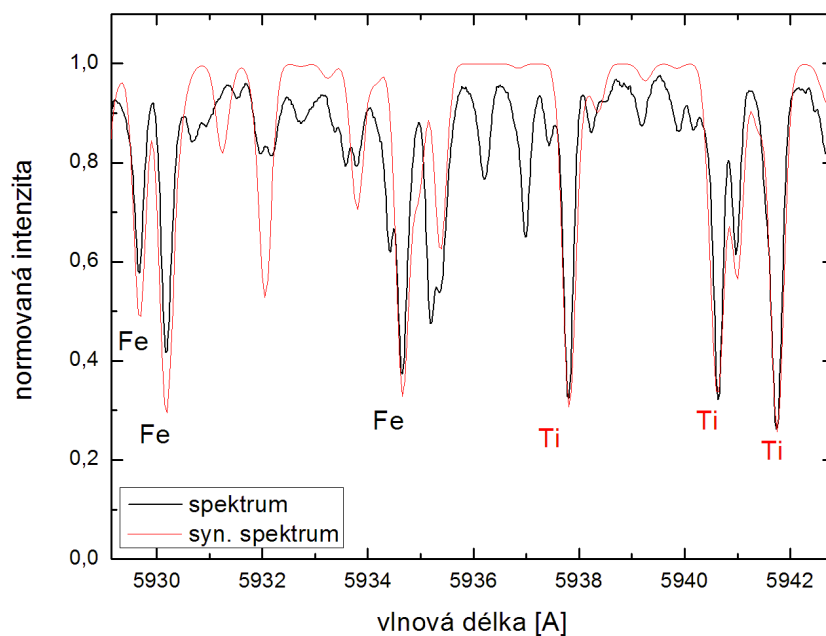
Obrázek 4.13: Al I 6696,0 Å, Al I 6698,7 Å a blízké okolí – proložení výsledným syntetickým spektrem



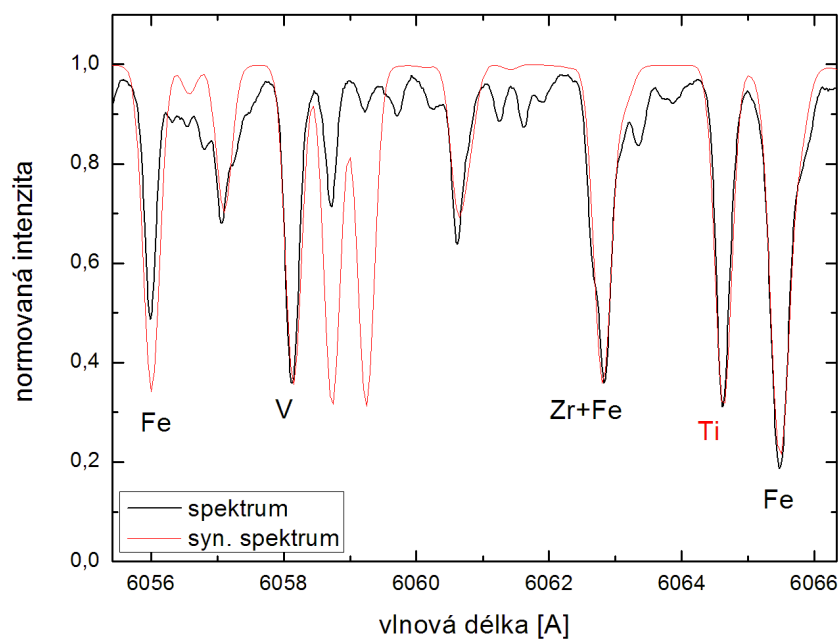
Obrázek 4.14: Ni I 6643,6 Å a blízké okolí – proložení výsledným syntetickým spektrem



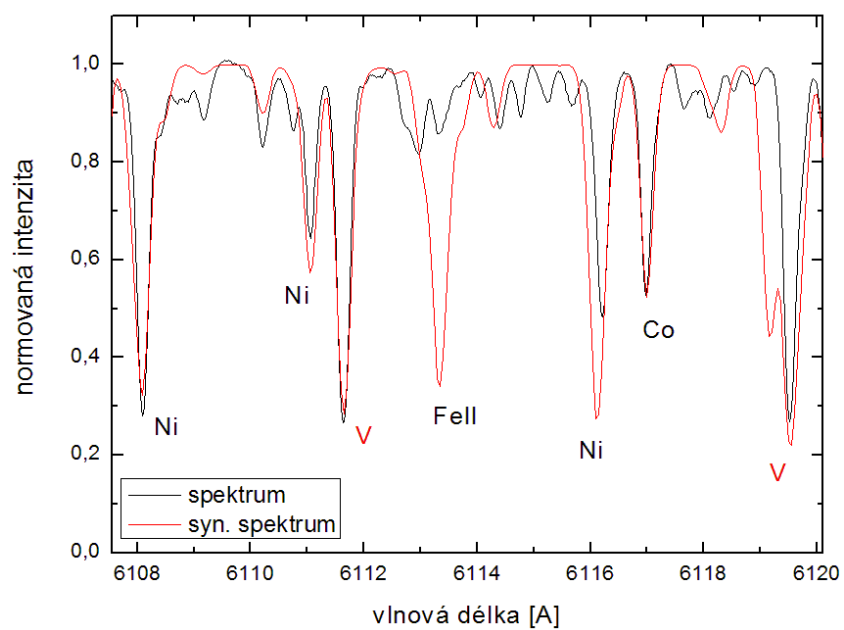
Obrázek 4.15: Ni I 6767,8 Å, Ni I 6772,3 Å a blízké okolí – proložení výsledným syntetickým spektrem



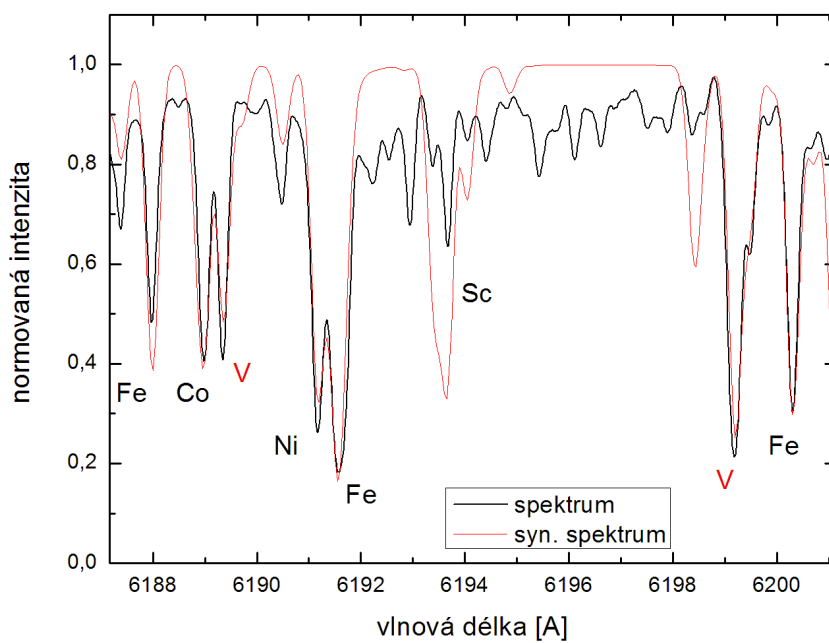
Obrázek 4.16: TiI 5937,8 Å, TiI 5940,7 Å, TiI 5941,8 Å a blízké okolí – proložení výsledným syntetickým spektrem



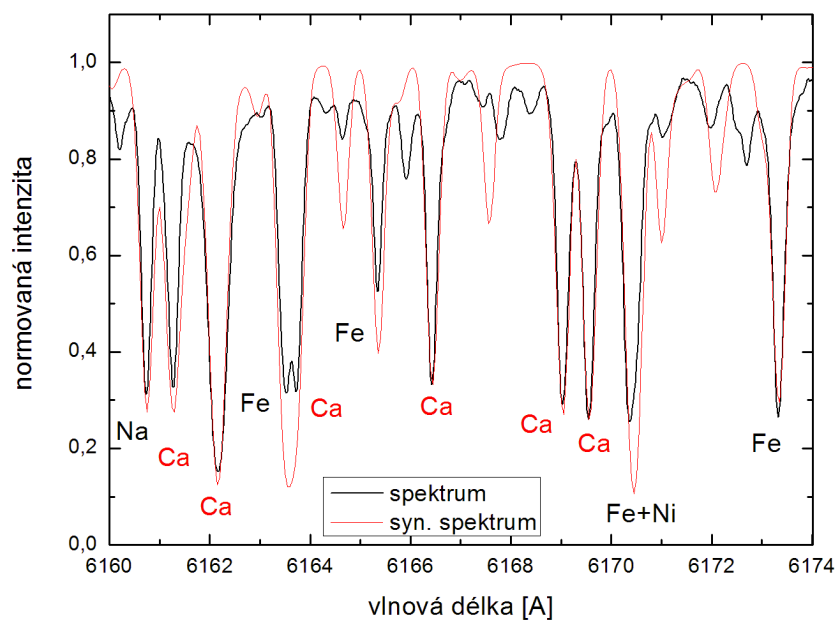
Obrázek 4.17: TiI 5937,8 Å a blízké okolí – proložení výsledným syntetickým spektrem



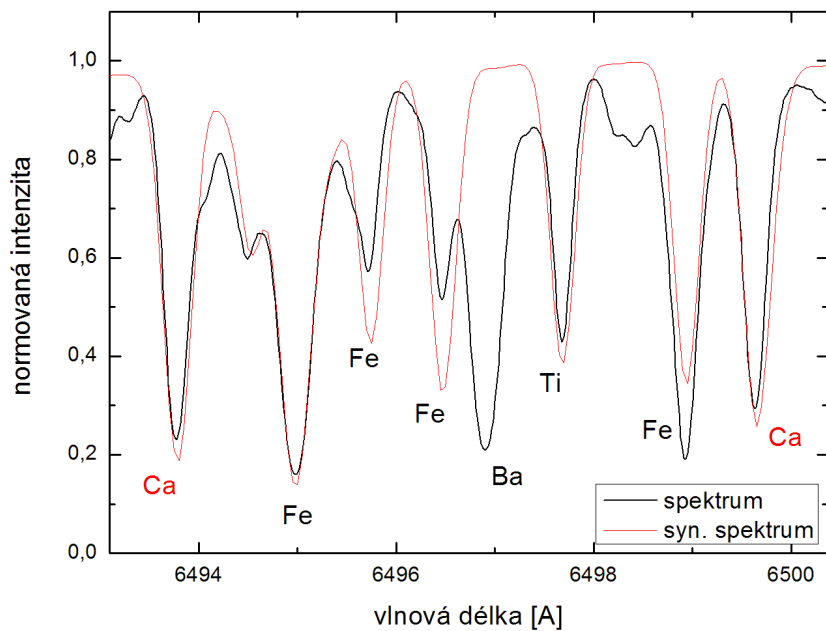
Obrázek 4.18: VI 6111,7 Å, VI 6119,5 Å a blízké okolí – proložení výsledným syntetickým spektrem



Obrázek 4.19: VI 6189,4 Å, VI 6199,2 Å a blízké okolí – proložení výsledným syntetickým spektrem

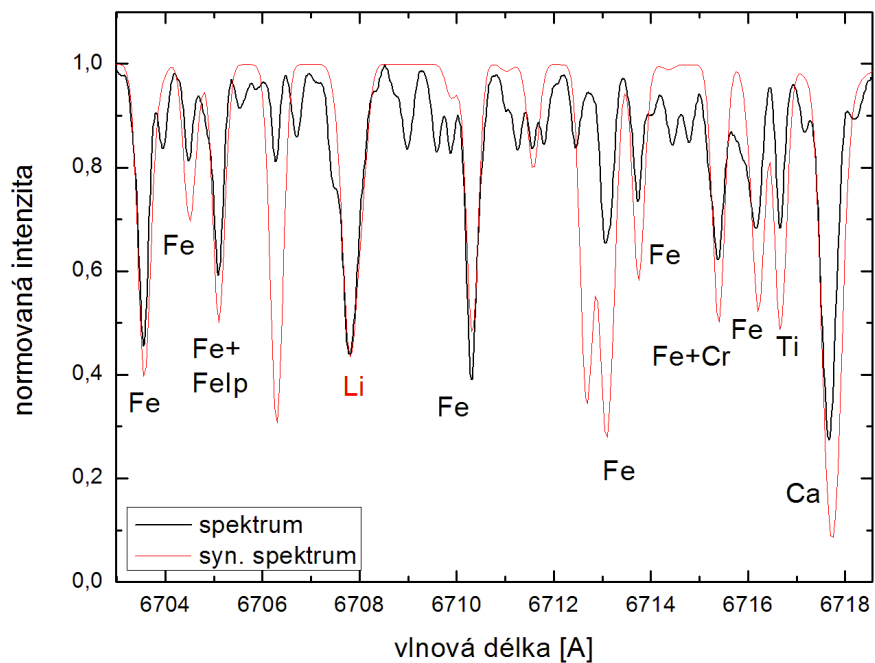


Obrázek 4.20: Ca I 6161,3 Å, Ca I 6162,2 Å, Ca I 6163,8 Å, Ca I 6166,4 Å, Ca I 6169,0 Å, Ca I 6169,6 Å a blízké okolí – proložení výsledným syntetickým spektrem

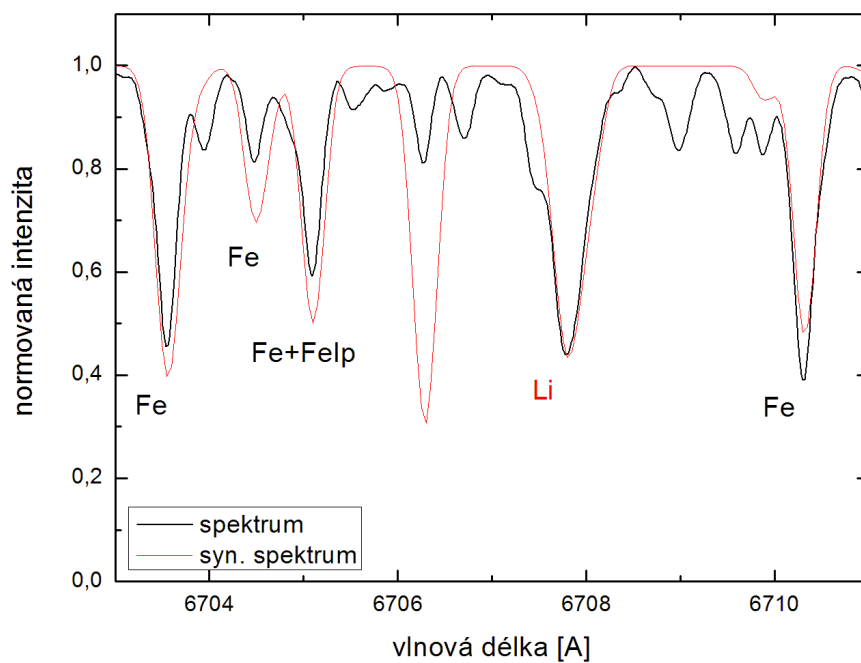


Obrázek 4.21: Ca I 6493,8 Å, Ca I 6499,7 Å a blízké okolí – proložení výsledným syntetickým spektrem





Obrázek 4.22: Li I 6707,8 Å a blízké okolí – proložení výsledným syntetickým spektrem



Obrázek 4.23: Li I 6707,8 Å – proložení výsledným syntetickým spektrem

# Kapitola 5

## Diskuze

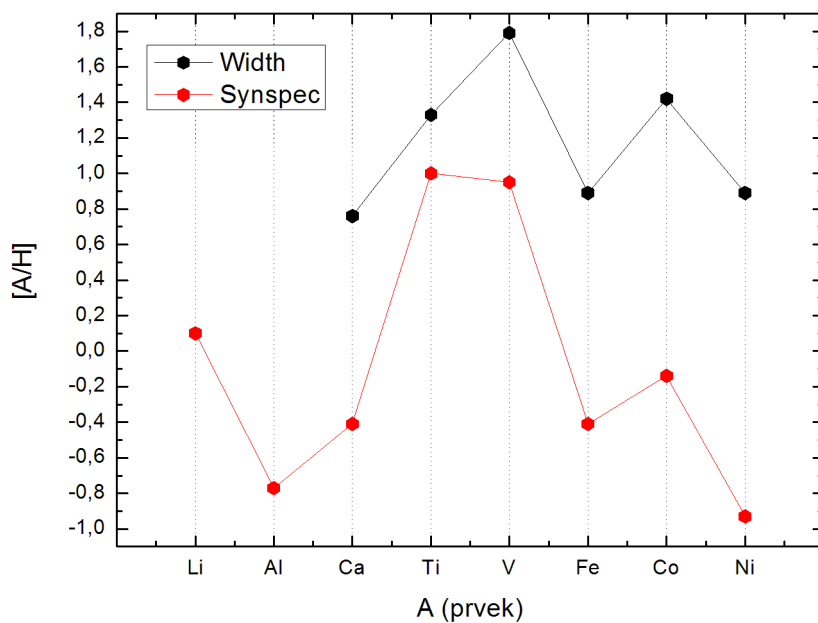
### 5.1 Chemické složení

Výsledky analýzy spektra programem Width a programem Synspec jsou shrnuty v tabulkách 4.4 a 4.7.

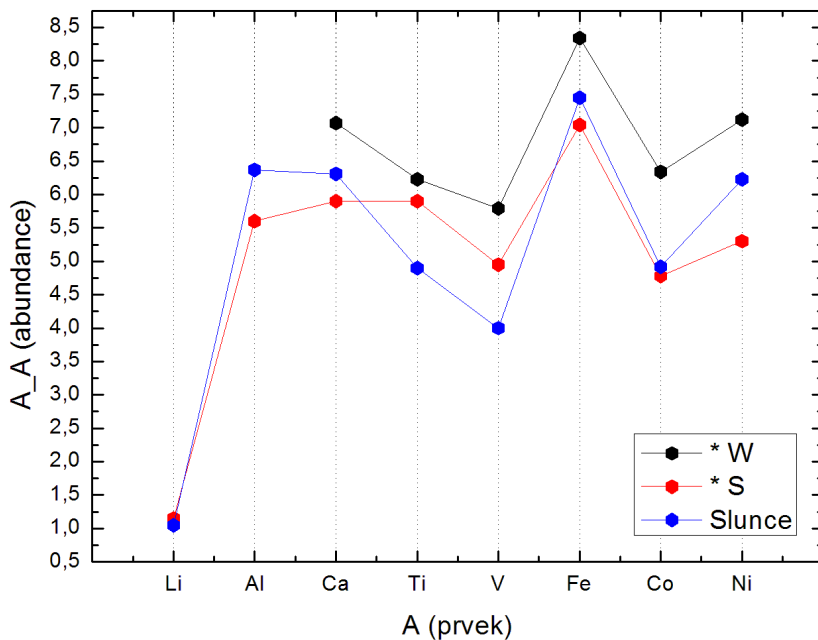
Program Width spolu s hodnotou  $\log \epsilon(A)_*$  uvádí i chybu jejího výpočtu, která byla u všech prvků menší než 10 %. Při srovnávání naměřeného spektra se syntetickým z programu Synspec u konkrétních čár prvků jsem mohla odhadnout krajní hodnoty, pro které jsem ještě schopna rozlišit, zda si spektra odpovídají či ne. Ve většině případů se takto určená chyba pohybovala do 20 %. Vyjímkou je nejistota téměř 50 % u niklu a nepřesnost určení abundance hliníku a kobaltu, pro které je ve spektru jen velmi málo rozlišitelných spektrálních čar a nejistotu si tak odhadnout netroufám.

Z hodnot v tabulkách 4.4 a 4.7 jsou vyneseny dva grafy na obrázcích 5.1 a 5.2. Spojení bodů v grafech nemá žádný fyzikální smysl, slouží pro zvýraznění vzájemného rozložení bodů. Je možné si povšimnout, že hodnoty zastoupení jednotlivých prvků spočtené programem Width a Synspec jsou oproti sobě výrazně posunuty jedním směrem. Lze tedy usuzovat na nějakou hrubou či systematickou chybu, ke které při jednom z výpočtů dochází.

Při určování zastoupení jednotlivých prvků programem Width je nutných mnoho přípravných výpočtů a kroků, ve kterých se lze snadno dopustit chyby: přesné proložení kontinua, výběr konkrétních spektrálních čar, přesné určení jejich polohy a výpočet jejich ekvivalentní šířky. Program Width je také vhodný spíše pro případ velkého počtu čar daného prvku, které jsou ve spektru k dispozici, což nebylo při mé analýze vždy splněno. Hodnoty  $[A/H]$  prvků určené programem Width jsou navíc pouze kladné a není k tomu žádný důvod – očekáváme spíše, že chemické složení atmosféry hvězdy  $\zeta$  Ara se od složení Slunce nebude příliš lišit, nebude výrazně větší, jak bylo programem Width spočteno. Na základě těchto úvah jsem dospěla k závěru, stejně jako Ceniga [26], že hodnoty abundancí spočtené programem Width jsou nadhodnocené.



Obrázek 5.1: Graf hodnot  $[A/H]$  pro jednotlivé prvky spočtené programem Width a Synspec (viz. tabulky 4.4, 4.7)



Obrázek 5.2: Graf hodnot  $A_{A^*}$  pro jednotlivé prvky spočtené programem Width a Synspec a hodnot  $A_{A_{\odot}}$  pro Slunce [41]

Ze srovnání reálného spektra a spektra spočteného programem Synspec plyne, že hvězda  $\zeta$  Ara má ve své atmosféře méně kovů skupiny železa než Slunce (viz. obrázek 5.2). Hodnota  $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,41$  ji řadí mezi hvězdy bohaté na kovy [40].

Abundance lithia získaná pro atmosféru  $\zeta$  Ara je nižší, než bychom při znalosti dosavadních publikovaných hodnot čekali:  $A_{\text{Li}^*} = 1,15$ . Připomínám, že Johnes, Robinson a další (1992) [7] uvádějí hodnotu  $A_{\text{Li}} = 1,42$  a  $A_{\text{Li}} = 0,88$ , Jasiewicz, Parthasarathy a další (1999) [10] dospěli k hodnotě  $A_{\text{Li}} = 1,3$ . Hodnota  $A_{\text{Li}^*} = 1,15$  je jen o málo větší než hodnota příslušná atmosféře Slunce. Na základě mojí analýzy spektra tedy nelze potvrdit zařazení hvězdy  $\zeta$  Ara mezi hvězdy lithiové.

## 5.2 Vývojové stadium

Jak je zřejmé z teorie v kapitole 3, pro vysvětlení přítomnosti konkrétního množství lithia v atmosféře hvězdy je zcela základní znalost jejího vývojového stadia.

Výpočet hmotnosti v kapitole 2.2 pomocí zářivého výkonu, efektivní teploty a logaritmu povrchového tíhového zrychlení nám dovolil rozmezí hmotností hvězdy odhadnout jen velmi nepřesně:  $(2-32) M_{\odot}$ . Z tabulky 2.6 a závěru, že hvězda patří do luminositní třídy II případně Ib, zdůvodněného ve stejné kapitole, plyne, že hmotnost hvězdy lze odhadnout zhruba na  $10 M_{\odot}$ .

Vyneseme-li si polohu hvězdy  $\zeta$  Ara do H-R diagramu s vývojovými trajektoriemi pro různé hmotnosti hvězd, jaký je například na obrázku 3.4, získáme již poměrně malý interval:  $(6-9) M_{\odot}$ .

Z polohy hvězdy v H-R diagramu s vývojovými trajektoriemi lze usuzovat na několik možností vývojového stadia hvězdy  $\zeta$  Ara:

1. v případě, že jde o hvězdu s hmotností asi  $6 M_{\odot}$ , řadí ji její vysoký zářivý výkon mezi hvězdy značně vyvinuté, v závěrečném stadiu vývoje na asymptotické větvi obrů. Hvězda má degenerované uhlíko-dusíkaté jádro a zdrojem energie jsou termojaderné reakce probíhající v heliové a vodíkové slupce nad ním. Vnější vrstvy hvězdy jsou neklidné, dochází k výraznému promíchávání, ztrátě hmoty a tepelným pulzacím. Do atmosféry se může dostávat lithium, vytvořené syntézou na hranici hořící vodíkové obálky.
2. jde-li o hvězdu s vyšší hmotností ( $\sim 9 M_{\odot}$ ) a daným zářivým výkonem, pak se nachází na konci vývojové fáze červených obrů. Uvnitř

hvězdy je již velmi hmotné degenerované heliové jádro, zdrojem energie je vodíková slupka, výkon reakcí roste, zároveň se ale hvězda nafukuje a klesá její efektivní teplota. Brzy dojde k zapálení helia v jádře a hvězda přejde na horizontální větev obrů. Taková hvězda by nadbytek lithia v atmosféře mít neměla, neboť ve fázi obrů u ní syntéza tohoto prvku není možná, a naopak je konvekci zředován.

3. spadá-li hmotnost hvězdy  $\zeta$  Ara do intervalu  $6 M_{\odot} < M < 9 M_{\odot}$ , nachází se mezi koncem stadia červeného obra a začátkem nástupu na asymptotickou větev obrů, časově blízko změně zdroje energie ve svém nitru – brzy dojde nebo nedávno došlo k sejmutí degenerace heliového jádra anebo brzy dojde či nedávno došlo k degeneraci uhlíko-dusíkového jádra. Hvězda v těchto obdobích nemá možnost obohatit svou atmosféru o lithium.

Je tedy možné uzavřít tyto úvahy tvrzením, že zkoumaná hvězda má hmotnost zhruba  $(6-9) M_{\odot}$  a její vývojové stadium je proto blízke změně zdroje termojaderné energie v jejím nitru. Hvězda může být starým červeným obrem, mladou či starou hvězdou horizontální větve obrů anebo mladou hvězdou asymptotické větve obrů. Syntéza lithia podle dosavadních modelů a teorií je možná pro tyto případy jen na asymptotické větvi obrů.

Malá hodnota abundance lithia pro atmosféru hvězdy  $\zeta$  Ara, která ani v literatuře nepřekračuje hodnotu 1,5, je tedy v dobrém souhlasu se závěry o vývojovém stadiu hvězdy.

Uvedené rozmezí hmotností navíc dovoluje odhadnout spektrální typ hvězdy na hlavní posloupnosti. Hvězda měla na hlavní posloupnosti efektivní teplotu přibližně  $(19-24) \cdot 10^3$  K, což odpovídá třídě B [22].  $\zeta$  Ara byla tedy hvězdou nesmírně zářivou bez konvekce v atmosféře. Při opuštění hlavní posloupnosti se v její atmosféře nacházelo stejně velké množství lithia, jaké obsahovala mezihvězdná látka, ze které vznikla. Toto lithium bylo ale během fáze červeného obra silně zředěno. Celý vývoj takto hmotných hvězd je velmi rychlý, pobyt hvězdy na hlavní posloupnosti netrvá ani půl miliardy let [68] a i další fáze jsou velmi překotné.

## Kapitola 6

### Závěr

Ve své práci jsem se zabývala studiem hvězdy ze souhvězdí Oltáře s katalogovým označením HD 152786. V první části jsem provedla shrnutí dosavadní literatury o této hvězdě a podrobně jsem se věnovala problematice lithiových hvězd, mezi které je tato hvězda řazena. V experimentální části práce jsem provedla analýzu spektra hvězdy naměřeného v rámci projektu Paranal Observatory dalekohledem Kuyene v Chile.

Fyzikální objasnění původu lithiových hvězd bylo ještě donedávna otázkou, na kterou nebylo možné dát obecně platnou odpověď. Dnes jsou již mnohé souvislosti známé a existuje uznávaná představa vývoje zastoupení lithia ve hvězdách i vesmíru. Málo prostudovaná a velmi jasná hvězda HD 152786 je nadmíru zajímavým zástupcem této problematiky.

Na základě shrnutí poznatků o zkoumané hvězdě jsem mohla učinit závěr, že hvězda zřejmě není červeným obrem spektrální třídy K3 III, jak bylo až doposud uváděno. Z paralaxy naměřené družicí Hipparcos plyne osmkrát větší vzdálenost, než jaká byla uváděna před touto družicí, a hvězda HD 152786 patří tedy spíše mezi nadobry nebo veleobry do spektrální třídy K3 II až K3 Ib.

Ze spektra hvězdy HD 152786 jsem pomocí programu Synspec určila zastoupení lithia, hliníku, vápníku, titanu, vanadu, železa, kobaltu a niklu (viz. tabulka 4.7) a fyzikální parametry atmosféry – efektivní teplotu  $T_{ef} = 4500$  K a povrchové tíhové zrychlení  $\log g = 0,5$  cm/s<sup>2</sup>. Tyto výsledky jsou v dobré shodě s dosavadními pracemi. Zastoupení prvků určené programem Width se jeví nadhodnocené. Program Width při podobných analýzách nedává dobré výsledky a není pro ně zřejmě příliš vhodný [26].

Zastoupení železa  $[Fe/H] = -0,41$  odpovídá hvězdě bohaté na kovy a spolu s polohou blízko roviny Galaxie potvrzuje, že se jedná o hvězdu populace I.

Hodnota abundance lithia, kterou jsem určila pomocí programu Synspec, je  $A_{\text{Li}^*} = 1,15$ . Na základě této analýzy tedy hvězdu nelze řadit mezi hvězdy lithiové, přestože zjištěná hodnota abundance není výrazně v rozporu s hodnotami v literatuře.

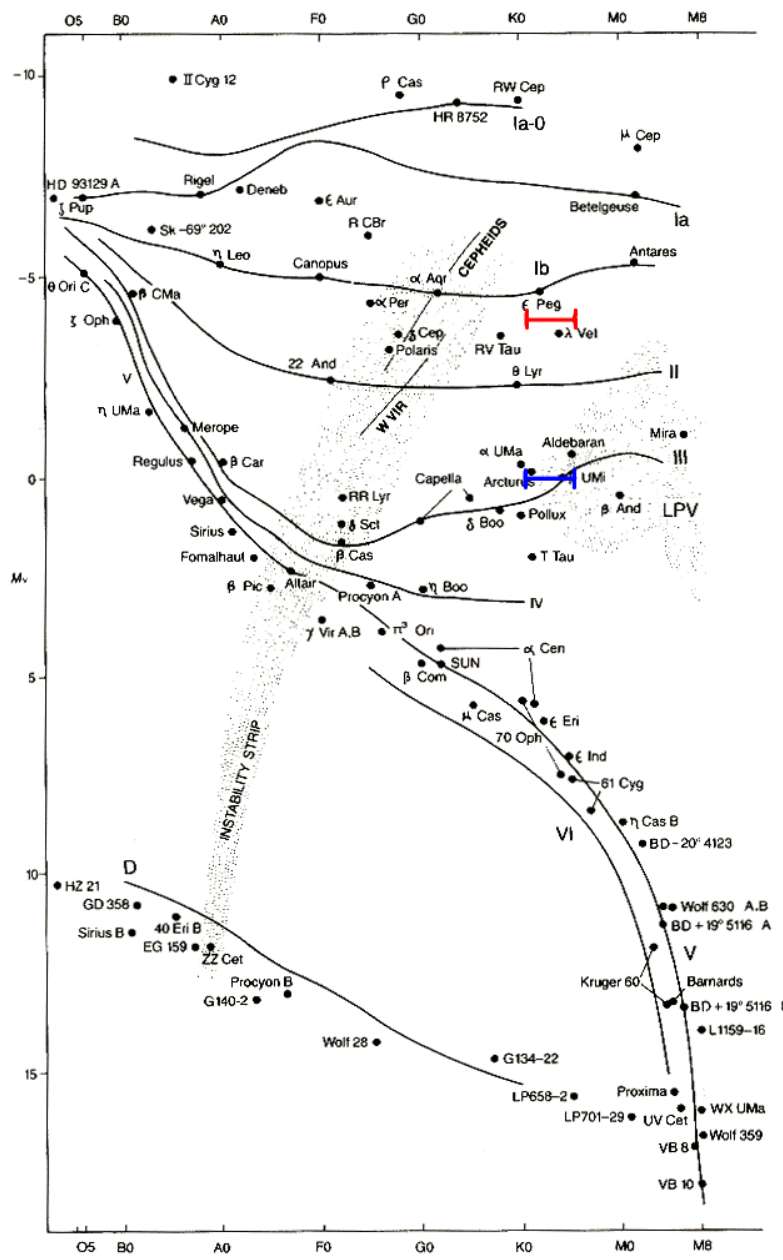
Z polohy hvězdy HD 152786 v H-R diagramu a znalosti jejích fyzikálních charakteristik jsem odhadla její hmotnost na  $(6-9) M_{\odot}$ . Taková hvězda na hlavní posloupnosti spadala do spektrální třídy B. Nynější vývojové stadium je blízké změně zdroje termojaderné energie v jejím nitru – může jít o starého červeného obra, mladou či starou hvězdu horizontální větve obrů anebo mladou hvězdu asymptotické větve obrů. Syntéza lithia podle dnešních teorií je možná pro tyto případy jen na asymptotické větvi obrů. Tyto závěry jsou tedy v souladu s nalezenou hodnotou abundance lithia.

Studiem spektra hvězdy HD 152786 jsem zjistila chemické a fyzikální podmínky v její atmosféře a na základě odborných publikací jsem upřesnila představu o její hmotnosti a vývojovém stadiu.

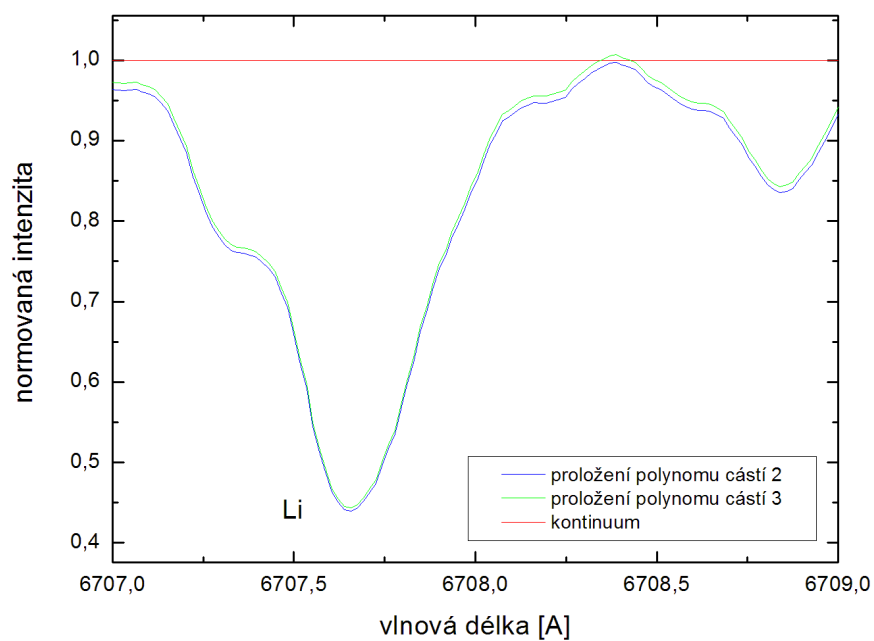
Abychom mohli získat podrobnější informace o stavbě této hvězdy, dějích, které se v ní odehrávají, a mechanismech tvorby lithia, které mohou být aktivní, bylo by potřeba více pozorovacích dat i z jiných oborů spektra. Bylo by vhodné zjistit poměry izotopů lithia a uhlíku pro zjištění hloubky, typu a historie promíchávání vnějších vrstev. Měření hustoty zářivého toku od hvězdy by nám umožnilo přesnější odhad jejího zářivého výkonu. Fotometrickým pozorováním by měla být prověřena proměnnost hvězdy, ke které by mohlo docházet například na asymptotické větvi obrů. A konečně mnohé by mohly odhalit také modelové výpočty se započtením NLTE efektů a nejnovějších poznatků o stavbě hvězd.

# Přílohy





Obrázek 6.1: H-R diagram [69] s vyznačenou polohou hvězdy  $\zeta$  Ara: *modrá* – přibližná poloha hvězdy v diagramu před družicí Hipparcos, *červená* – přibližná poloha hvězdy v diagramu podle družice Hipparcos (kapitola 2.2)



Obrázek 6.2: Detail spektra v oblasti Li I 6707,8 Å normovaného dvěma různými polynomy (kapitola 4.1)

$\lambda$ [Å]	Relat. intenzita	$(E_i - E_k)/(hc \cdot 10^2)$ [cm <sup>-1</sup> ]	Konfigurace	$g_i - g_k$
4602,83	13	14903,66–36623,38	1s22p–1s24d	2–4
4602,89	13	14904,00–36623,40	1s22p–1s24d	4–6
4602,89	13	14904,00–36623,38	1s22p–1s24d	4–4
4760,00				
4971,66	8	14903,66–35012,06	1s22p–1s24s	2–2
4971,75	8	14904,00–35012,06	1s22p–1s24s	4–2
5271,00				
5315,00				
5395,00				
5440,00				
6103,54	320	14903,66–31283,08	1s22p–1s23d	2–4
6103,64		14904,00–31283,12	1s22p–1s23d	4–6
6103,65	320	14904,00–31283,08	1s22p–1s23d	4–4
6707,76	3600	0–14904,00	1s22s–1s22p	2–4
6707,91	3600	0–14903,66	1s22s–1s22p	2–2
8126,23	48	14903,66–27206,12	1s22p–1s23s	2–2
8126,45	48	14904,00–27206,12	1s22p–1s23s	4–2

Tabulka 6.1: Čáry lithiových přechodů v intervalu vlnových délek 4500–8500 Å [70] (kapitola 4.2)

prvek	blend	levý okraj [ $\text{\AA}$ ]	ekvivalentní šířka [ $\text{m\AA}$ ]
Co	r	4813,1832	134,1
Ti	r	4820,1186	187,5
V	r	4826,9931	334,7
Ti	n	4840,5140	243,0
H	n	4860,4380	1204,1
Ni	n	5032,4641	100,1
Ni	r	5035,1042	141,3
Ti	r	5037,9360	252,8
Ti	r	5039,5289	332,6
Ni	l	5083,9828	122,8
V	n	5240,5744	111,3
Ni	r	5388,0953	106,4
Ti	r	5388,9065	139,9
Ti	n	5425,9269	205,6
Ni	n	5462,1950	103,4
Co	l	5483,2273	226,8
V	r	5507,3864	107,7
Ca	l	5512,8583	182,1
Co	l	5530,6605	156,4
Al	n	5556,6927	81,1
Ni	l	5587,7397	185,3
V	l	5592,8429	102,4
Ni	n	5593,4476	87,1
V	l	5625,8957	184,7
V	l	5627,5181	201,2
V	n	5668,0192	161,8
V	n	5670,4823	216,4
Ti	n	5739,2133	92,3

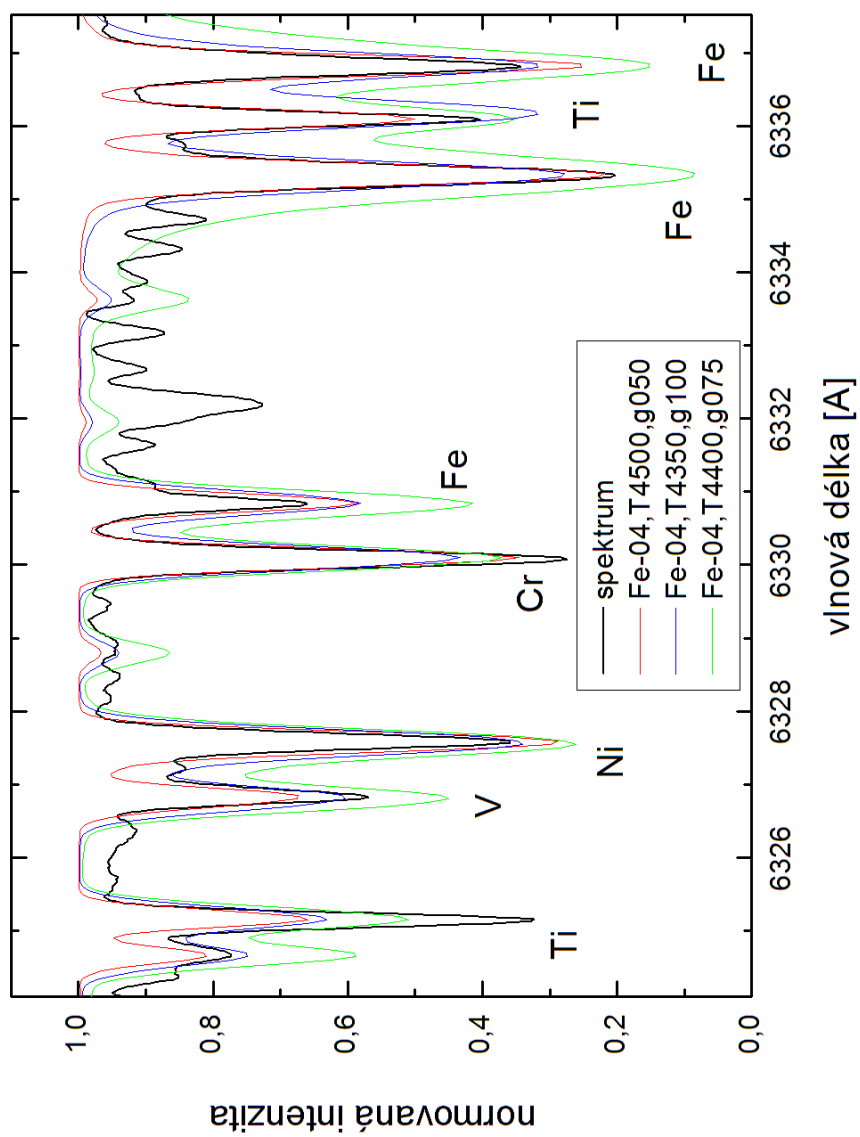
Tabulka 6.2: Vybrané spektrální čáry z části 1, r = blend zprava, l = blend zleva, n = bez blendu (kapitola 4)

prvek	blend	levý okraj [ $\text{\AA}$ ]	ekvivalentní šířka [ $\text{m\AA}$ ]
Ti	l	5937,6802	148,9
Ni	r	6011,9116	123,5
V	n	6039,3480	194,7
V	n	6057,8013	165,3
Ti	n	6064,2949	175,1
Ni	r	6085,9689	78,3
Ti	n	6090,8608	133,5
Co	l	6093,0021	153,3
V	n	6111,2988	197,8
Co	n	6116,6085	121,8
V	r	6119,2024	179,8
Fe	r	6119,9510	116,6
Ti	n	6125,8352	200,7
V	l	6150,0161	224,2
Fe	n	6151,2869	173,3
Ca	r	6168,6958	191,3
Co	r	6188,6115	169,3
V	r	6198,7957	253,8
Ni	r	6204,2447	91,1
Fe	r	6322,3290	203,6
Ti	l	6325,0274	162,9
Ni	l	6327,4646	171,4
Fe	n	6336,4650	201,9
V	r	6349,0168	130,2
Fe	l	6393,4616	362,0
Fe	l	6411,5146	216,7
Fe	r	6420,9502	278,0
Ca	l	6438,9335	283,1
Co	l	6454,8452	90,3
Ca	r	6455,1760	160,5
Ca	l	6471,5229	179,2
Fe	l	6475,4921	163,6
Ca	r	6493,4233	238,3
Ca	l	6499,4990	204,5
Ti	l	6554,0757	227,0
Ti	l	6555,9211	217,8
H	r	6561,4049	1450,1
Ca	n	6572,2854	311,4
Fe	n	6573,8696	205,6
Ni	n	6585,9514	159,2
Ti	l	6598,9558	205,3

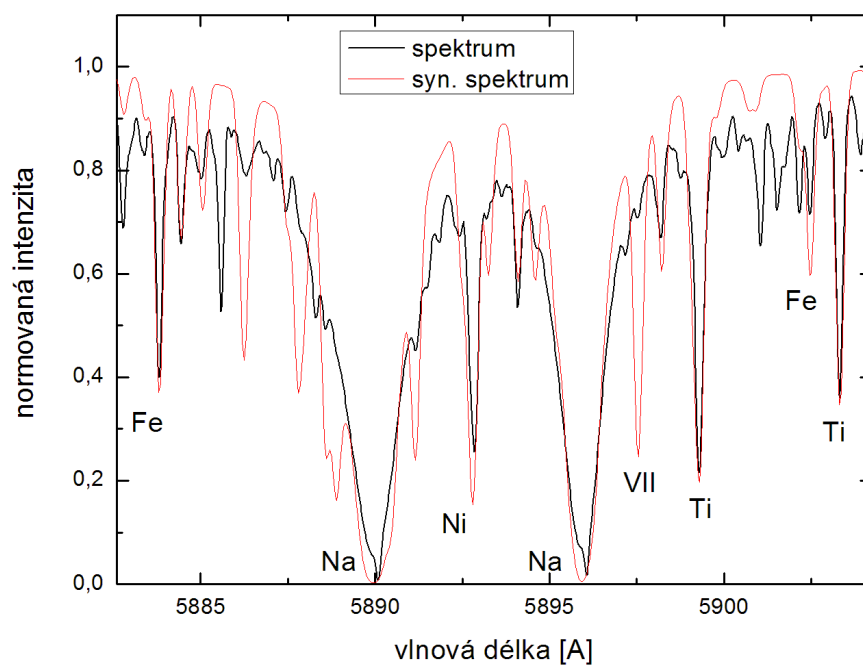
Tabulka 6.3: Vybrané spektrální čáry z části 2, r = blend zprava, l = blend zleva, n = bez blendu (kapitola 4)

prvek	blend	levý okraj [ $\text{\AA}$ ]	ekvivalentní šířka [ $\text{m\AA}$ ]
V	l	6605,8149	146,2
Ni	n	6643,1743	262,2
Fe	n	6646,3253	128,0
Al	r	6695,6098	133,8
Al	l	6698,5171	94,6
Li	l	6707,6567	274,9
Fe	n	6749,7861	205,2
V	l	6766,3594	220,0
Ni	n	6767,2647	226,2
Co	l	6770,8857	202,6
Co	r	6814,4454	218,9
Fe	n	6842,3839	88,1
Ca	l	7202,0487	213,4

Tabulka 6.4: Vybrané spektrální čáry z části 3, r = blend zprava, l = blend zleva, n = bez blendu (kapitola 4)



Obrázek 6.3: Oblast kolem 6328 Å – tři spočtené modely spektra (kapitola 4.4)



Obrázek 6.4: Oblast sodíkového dubletu NaI 5889,99 Å a NaI 5895,94 Å s proloženým výsledným syntetickým spektrem (červená)



# Literatura

- [1] Astronomická databáze Simbad, <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- [2] Perryman M. C., Lindegren L. a Kovalsky J., *The Hipparcos Catalogue*, A&A **323**, L49–L52, 1997
- [3] Wilson R. E., *General Catalogue of Stellar Radial Velocities*, Carnegie Inst. Washington D. C. Publ. **601**, 0, 1953
- [4] Eggen O. J., *Luminosity and velocity distribution of high luminosity stars near the Sun II*. Pub. Astron. Soc. Pacific **85**, 379–386, 1973
- [5] Johnson H. L., Iriarte B., Mitchell R. I. a Wisniewski W. Z., *UBVRIJKL photometry of the bright stars*, Comm. Lunar Plan. Lab. **4**, 99, 1966
- [6] Houk N. a Cowley A. P., *Catalogue of two dimensional spectral types for the HD stars, Vol. 1*, Michigan Spectral Survey, Ann Arbor, Dep Astron., Univ. Michigan, 1975
- [7] Johnes K. L., Robinson R. D., Slee O. B. a Stewart R. T., *Spectroscopic investigation of cool giants and the authenticity of their reported microwave emission*, Mon. Not. R. Astron. Soc. **256**, 535–544, 1992
- [8] Clark J. P. A. a McCluze R. D., *A photoetric measurement of magnesium for late type stars*, Pub. Astron. Soc. Pacific **91**, 507–518, 1979
- [9] Hoffeit D. a Jaschek C., *Bright Star Catalogue 4th edition*, Yale University Observatory, New Haven, Connecticut, 1982
- [10] Jasniewicz G., Parthasarathy M., de Laverny P. a Thévenin F., *Late-type giants with infrared excess, I. Lithium abundances*, A&A **342**, 831–838, 1999
- [11] NASA/IPAC extragalaktická databáze (NED): <http://nedwww.ipac.caltech.edu/index.html>
- [12] Schlegel D. J., Finkbeiner D. P. a Davis M., *Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds*, ApJ **500**, 525, 1998

- [13] Slee O. B., Stewart R. T., Bunton J. D., Beasley A. J., Carter B. D. a Nelson G. J., *A microwave survey of southern red giants*, Mon. Not. R. astr. Soc. **239**, 913–922, 1989
- [14] Hünsch M., Schmitt J., Schröder K.-P. a Reimers D., *ROSAT X-ray observation of complete, volume-limited sample of late-type giants*, A&A **310**, 801–812, 1996
- [15] Pleys H., Waelkens C., Oudmaijer R. D. a Waters L., *Giants with infrared excess*, A&A **323**, 513–523, 1997
- [16] Timbergen J., *A list of zero-polarization standards*, A&A Suppl. **35**, 325–326, 1979
- [17] Astrometrická družice Hipparcos: <http://www.rssd.esa.int/Hipparcos/>
- [18] Pasinetti F. L. E., Pastori L., Covino S. a Pozzi A., *Catalogue of Apparent Diameters and Absolute Radii of Stars (CADARS) – Third edition – Comments and statistics*, A&A **367**, 521, 2001
- [19] Buscombe W., *Spectral classification of Southern fundamental stars*, Mount Stromlo obs. Mimeo **4**, 1, 1962
- [20] Kwok S., Volk K. a Bidelman W. P., *Classification and Identification of IRAS Sources with Low-Resolution Spectra*, ApJS **112**, 557, 1997
- [21] Allan C. W., *Astrophysical Quantities, Third Edition*, University of London, The Athlone Press, London, 1976,
- [22] Cox A. N. editor, *Allen's Astrophysical Quantities, 4th Edition*, Springer-Verlag, Inc., New York, 2000
- [23] Volk K. a Cohen M., *On the calibration of the IRAS low-resolution spectra*, Astron. J. **98(5)**, 1989
- [24] Ridgway S. T., Joyce R. R., White N. M. a Wing R. F., *Effective temperatures of late-type stars – The field giants from K0 to M6*, ApJ **235**, 126, 1980
- [25] Steenbock W. a Holweger H., *Statistical equilibrium of lithium in cool stars of different metallicity*, A&A **130**, 319–323, 1984
- [26] Ceniga M., *Spektroskopické studium lithiových hvězd*, Diplomová práce, Brno, 2004
- [27] Wagoner R. V., *Big-bang nucleosynthesis revisited*, ApJ **179**, 343–360, 1973

- [28] Richard O., Michaud G. a Richter J., *Implications of WMAP observations on Li abundance and stellar evolution models*, ApJ **619**, 538, 2005
- [29] Asplund M., Lambert D. L., Nissen P. E., Primas F. a Smith V. V., *Lithium Isotopic Abundances in Metal-poor Halo Stars*, ApJ **644**, 229, 2006
- [30] Kajino T., Suzuki T.-K., Kawanomoto S. a Ando H., *New determination method of primordial Li abundance*, ASP Conference series, Vol. **3**, 1999
- [31] Graf časového vývoje relativního zastoupení prvků po velkém třesku: <http://www.astro.ucla.edu/~wright/BBNS-vs-t-75rc.gif>
- [32] Spite F. a Spite M., *Abundance of lithium in unevolved halo stars and old disk stars – Interpretation and consequences*, A&A **115**, 357–366, 1982
- [33] Bonifacio P. a Molaro P., *The primordial lithium abundance*, Mon. Not. R. Astron. Soc. **285**, 847–861, 1997
- [34] Suzuki K., Yoshii Y. a Beers T., *Primordial lithium abundance as a stringent constraint on the baryonic content of the universe*, ApJ **540**, 99, 2000
- [35] Pinsonneault M. H., Steigman G., Walker T. P. a Narayanan V. K., *Stellar mixing and the primordial lithium abundance*, ApJ **574**, 398–411, 2002
- [36] Boesgaard A. M., Novicki M. C. a Stephans A., *New Keck observation of lithium in very metal-poor stars*, Proceedings IAU Symposium No. **228**, 2005
- [37] Družice Wilkinson Microwave Anisotropy Probe: <http://map.gsfc.nasa.gov/>
- [38] Boesgaard A. M. a Steigman G., *Big bang nucleosynthesis – Theories and observations*, ARA&A **23**, 319, 1985
- [39] Charbonnel C. a Balachandran S. C., *The nature of lithium rich giants*, A&A **359**, 563–572, 2000
- [40] Anders E. a Grevesse N., *Abundances of the elements – Meteoritic and solar*, GeCoA **53**, 197, 1989
- [41] Asplund M., Grevesse N. a Sauval A. J., *The Solar Chemical Composition*, ASP **336**, 25, 2005

- [42] Carlsson M., Rutten R. J., Bruls J. H. M. J. a Shchukina N. G., *The non-LTE formation of LiI lines in cool stars*, A&A **288**, 860–882, 1994
- [43] Pasquini L., Liu Q. a Pallavicini R., *Lithium abundances of nearby solar-like stars*, A&A **287**, 191–205, 1994
- [44] Soderblom D. R., King J. R., Siess L., Jones B. F. a Fischer D., *Evolution Of The Lithium Abundances Of Solar-Type Stars. IX. High-Resolution Spectroscopy of Low-Mass Stars in NGC 2264*, AJ **118**, 1301–1314, 1999
- [45] Bonifacio P., *Lithium abundance in Globular Clusters*, Mem. S. A. It. Vol. **75**, 282, 2004
- [46] Travaglio C., Randich S., Galli D., Lattanzio J., Elliott L. M., Forestini M. a Ferrini F., *Galactic chemical evolution of lithium: interplay between stellar sources*, ApJ **559**, 909–924, 2001
- [47] Fulbright J. P., *Abundances and Kinematics of Field Halo and Disk Stars. I. Observational Data and Abundance Analysis*, AJ **120**, 1841, 2000
- [48] Balachandran S., *Lithium depletion and rotation in main-sequence stars*, ApJ **354**, 310, 1990
- [49] Lambert D. L., Heath J. E. a Edvardsson B., *Lithium abundances for 81 F dwarfs*, MNRAS **253**, 610, 1991
- [50] Charbonnel C. a Primas F., *The lithium content of the Galactic Halo stars*, A&A **442**, 961, 2005
- [51] Gratton R.G., *Lithium in red giants*, MmSAI **62**, 53, 1991
- [52] Castilho B. V., Gregorio-Hetem J., Spite F., Barbuy B. a Spite M., *Detailed analysis of a sample of Li-rich giants*, A&A **364**, 674, 2000
- [53] Mallik S. V., *Lithium abundance and mass*, A&A **352**, 495, 1999
- [54] de Medeiros J. R., do Nascimento J. D. Jr., Sankarankutty S., Costa J. M. a Maia M. R. G., *Rotation and lithium in single giant stars*, A&A **363**, 239, 2000
- [55] Böhm-Vitense E., *Rotation and lithium surface abundances, revisited*, ApJ **128**, 2435–2442, 2004
- [56] da Silva L., de La Reza R. a Barbuy B., *Carbon Isotope Ratios in Very Lithium-Rich K Giants*, ApJ **448**, 41, 1995
- [57] Cameron A. G. W. a Fowler W. A., *Lithium and the s-process in red-giant stars*, ApJ **164**, 111–114, 1971

- [58] Maceroni C., Testa V., Plez B., García Lario P. a D'Antona F., *Lithium during the AGB evolution in young open clusters of the Large Magellanic Cloud*, *A&A* **395**, 179, 2002
- [59] Ventura P., *Lithium production in AGB stars of the Magellanic Clouds*, *MmSAI* **72**, 329, 2001
- [60] The ESO UVES Projekt Observatoře Paranal (UVES POP):  
<http://www.sc.eso.org/santiago/uvespop/index.html>
- [61] Moore Ch., Minnaert M. a Houtgast J., *The Solar Spectrum 2935 Å to 8770 Å*, Washington, 1966
- [62] Štefl V., *Spectra of K type giants  $\alpha$  Arietis and  $\alpha$  Cassiopeiae*, FOLIA XXVI No. **3**, 43–94, Univerzita Jana Evangelisty Purkyně, Brno, 1985
- [63] Castelli F., *Kurucz's Width code and INPWidth*, Mem. S. A. It. Suppl. Vol. **8**, 44, 2005
- [64] Síť modelů Kurucz, program Atlas9, program Width6 a seznamy spektrálních čar: <http://kurucz.harvard.edu/>
- [65] Program Tlusty: <http://nova.astro.umd.edu/index.html>
- [66] Program Synspec: <http://nova.astro.umd.edu/Synspec43/synspec.html>
- [67] Uživatelský manuál k programu Synspec:  
<http://nova.astro.umd.edu/Tlusty2002/pdf/tlguide202.pdf>
- [68] Mikulášek Z. a Krtička J., *Fyzika horkých hvězd*, skripta, Masarykova Univerzita, Brno, 2007
- [69] Carroll B. W. a Ostlie D. A. *An Introduction to Modern Astrophysics*, Addison-Wesley Publishing Company, INC., Massachusetts, 1996
- [70] National Institute of Standards and Technology (NIST):  
<http://www.nist.gov/>

Tato práce byla vysázena typografickým systémem L<sup>A</sup>T<sub>E</sub>X 2<sub>ε</sub>.