

Univerzita Karlova v Praze
Matematicko-fyzikální fakulta

DIPLOMOVÁ PRÁCE



Kateřina Krejčová

Atmosférické vlastnosti bílých trpaslíků

Astronomický ústav UK

Vedoucí diplomové práce: Dr. Adéla Kawka Ph.D.

Studijní program: FYZIKA

Studijní obor: Astronomie a astrofyzika

Praha 2011

Na tomto místě bych chtěla poděkovat všem, bez nichž by tato práce nemohla vzniknout, zejména své skvělé školitelce Adéle Kawce, která měla vždycky odpověď na všechny mé otázky a nikdy neodmítla udělat si na mě čas, a dále pak Jaroslavě Krejčové, Jiřímu Stránskému a Janu Balharovi za vytrvalou podporu ve studiu a při psaní této práce.

Za rady a pomoc v odborných otázkách bych dále ráda poděkovala Stéphane Vennesovi a Péteru Némethovi.

Prohlašuji, že jsem tuto diplomovou práci vypracovala samostatně a výhradně s použitím citovaných pramenů, literatury a dalších odborných zdrojů.

Beru na vědomí, že se na moji práci vztahují práva a povinnosti vyplývající ze zákona č. 121/2000 Sb., autorského zákona v platném znění, zejména skutečnost, že Univerzita Karlova v Praze má právo na uzavření licenční smlouvy o užití této práce jako školního díla podle §60 odst. 1 autorského zákona.

V Praze dne 3. srpna 2011

Kateřina Krejčová

Název práce: Atmosférické vlastnosti bílých trpaslíků

Autor: Kateřina Krejčová

Katedra: Astronomický ústav UK

Vedoucí diplomové práce: Dr. Adéla Kawka Ph.D.,
Astronomický ústav AV ČR

Abstrakt: Analyzovali jsme ultrafialová spektra 40-ti bílých trpaslíků spektrálního typu DA. Analyzovaná spektra byla získána družicí Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE) a jsou veřejně přístupná v databázi MAST FUSE. Metodou fitování Lymanovy série spektrálních čar vodíku jsme určili efektivní teplotu a povrchové gravitační zrychlení. Ze získaných hodnot jsme s pomocí vývojových modelů určili další vlastnosti bílých trpaslíků: hmotnost, dobu chladnutí, absolutní hvězdnou velikost, vzdálenost a očekávaný gravitační rudý posuv. Identifikovali jsme chemické prvky ve spektrech bílých trpaslíků. Změřili jsme ekvivalentní šířku vybraných spektrálních čar prvků C, Si, P a S a porovnáním s teoretickými hodnotami ekvivalentní šířky těchto spektrálních čar jsme určili atmosférické abundance příslušných prvků v atmosférách bílých trpaslíků. Provedli jsme detailní analýzu spekter hvězd J0623-376 a LM Com.

Klíčová slova: bílý trpaslík, spektrální analýza, atmosféra, abundance

Title: Atmospheric characteristics of white dwarfs

Author: Kateřina Krejčová

Department: Astronomical Institute of Charles University

Supervisor: Dr. Adéla Kawka Ph.D.,

Astronomical Institute of the Academy of Sciences CR

Abstract: We have analyzed the ultraviolet spectra of 40 hydrogen-rich (DA) white dwarfs. These spectra have been obtained with the Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE) satellite and are publicly available via the MAST FUSE database. We derived the effective temperature and surface gravity by fitting the hydrogen Lyman spectral lines with model spectra. By applying white dwarf evolutionary models, we were able to determine the white dwarf mass, cooling age and absolute magnitude. These then allowed us to determine the distance to each star and its predicted gravitational redshift. We have identified several chemical elements in the white dwarf spectra. We determined the abundances of C, Si, P and S by measuring the equivalent widths of selected lines of these elements. Finally, we studied the spectra of J0623-376 and LM Com in more detail.

Keywords: white dwarf, spectral analysis, atmosphere, abundances

Obsah

1 Úvod	7
1.1 Bílí trpaslíci	7
1.1.1 Jaká hvězda se může stát bílým trpaslíkem?	7
1.1.2 Vývoj hvězd do stadia bílého trpaslíka	8
1.1.3 Vlastnosti bílých trpaslíků	11
1.1.4 Spektrální typy a chemické složení	13
1.1.5 Vnitřní struktura bílých trpaslíků	15
1.1.6 Chladnutí bílých trpaslíků	16
1.1.7 Fyzikální procesy v atmosféře	17
1.2 FUSE	21
2 Pozorování a zpracování spekter	23
2.1 Pozorování - FUSE	23
2.2 Zpracování spekter	25
3 Analýza spekter	31
3.1 Teplota a gravitační zrychlení	31
3.2 Další vlastnosti bílých trpaslíků	40
3.3 Určení abundancí těžších prvků	42
4 Detailní rozbor - osamocená hvězda	48
4.1 J0623-376	48
5 Detailní rozbor - dvojhvězda	53
5.1 LM Com	53
5.1.1 Analýza spekter FUSE	53
5.1.2 Orbitální parametry	55
5.1.3 Další vývoj hvězdy	58

6	Závěr	60
6.1	Diskuse a hlavní výsledky	61
6.2	Návrhy na další práci	62
A	Analyzovaná spektra a nejlepší fit	63
A.1	Nejlepší fit	63
A.2	Intervalový odhad T_{eff} a $\log g$	83
B	Teoretické EQW vybraných spektrálních čar	90
	Seznam použitých zkratk	95
	Literatura	96

Kapitola 1

Úvod

Získávání stále detailnějších poznatků o hvězdách by mělo vést k hlubšímu porozumění vesmíru a procesům, které se v něm odehrávají. Studium bílých trpaslíků se můžeme dozvědět mnoho o předchozím vývoji Galaxie i o vývoji následném.

Cílem této diplomové práce je analýza ultrafialových spekter bílých trpaslíků, získaných z dat naměřených pomocí družice FUSE, určení základních vlastností těchto bílých trpaslíků, jako jsou teplota a hmotnost, a zejména identifikace chemických prvků, které se nacházejí v atmosférách těchto hvězd, a určení jejich původu.

1.1 Bílí trpaslíci

Bílý trpaslík (WD - z anglického white dwarf) je finální vývojové stadium hvězdy - kompaktní objekt s vysokou hustotou, malým poloměrem, hmotností srovnatelnou s hmotností Slunce a nízkou luminozitou - do kterého dospěje většina hvězd.

1.1.1 Jaká hvězda se může stát bílým trpaslíkem?

Současná teorie hvězdného vývoje rozlišuje tři možná finální stadia hvězdy, kterými jsou: bílý trpaslík, neutronová hvězda a černá díra. Finálním stadiem nazýváme fázi po dohoření veškerých termonukleárních reakcí v nitru hvězdy. Primárním parametrem, který určuje finální osud hvězdy, je její počáteční hmotnost. Hvězdy s počáteční hmotností nižší, než je kritická hodnota ($\sim 8 M_{\odot}$ [7]), se vyvinou do stadia bílého trpaslíka.

Maximální hmotnost bílého trpaslíka nemůže přesáhnout $\sim 1,4 M_{\odot}$, což je tzv. Chandrasekharova mez (viz kapitola 1.1.5) a průměrná hmotnost WD ve slunečním okolí se pohybuje kolem $0,67 M_{\odot}$ [18]. Hvězda tedy musí v průběhu svého vývoje do stadia WD ztratit velkou část své hmoty. Jak ale víme, že hvězdy tak hmotné (až $\sim 8 M_{\odot}$) skutečně skončí ve finálním stadiu s pouhým zlomkem své původní hmotnosti?

Stáří hvězdokupy je možné určit pomocí bodu obratu na hlavní posloupnosti nulového stáří (ZAMS - z anglického zero-age main sequence). Vzhledem k tomu, že se hmotnější hvězdy vyvíjejí výrazně rychleji než méně hmotné, určíme pomocí nejhmotnější hvězdy, která ještě setrvává na ZAMS, stáří celé hvězdokupy. Pro příklad uveďme hvězdokupu Hyády. Hvězdy s hmotností $M = 2 M_{\odot}$ se stále nacházejí na ZAMS [31], ale hvězdokupa obsahuje již desítku bílých trpaslíků. Tito WD mají typickou hmotnost $0,68 M_{\odot}$ [53], ale na ZAMS musela být jejich hmotnost mnohem větší.

Vezmeme-li do úvahy vztah mezi počtem hvězd o dané hmotnosti $\xi(m)$ a touto hmotností m , tzv. initial mass function (IMF) [34],

$$\xi(m) \propto m^{-\alpha}, \text{ kde } \alpha \doteq 2,3 \text{ pro } m/M_{\odot} \geq 0,5, \quad (1.1)$$

snadno nahlédneme, že více než 90% všech hvězd dospěje do stadia WD.

Vývoj do stadia bílého trpaslíka je zásadním procesem v galaxiích, který určuje finální osud většiny galaktické hmoty. Rozdíl mezi počáteční a konečnou hmotností hvězdy je nutně navrácen zpět do mezihvězdné hmoty (ISM - z anglického interstellar medium) a je nadále využitelný pro formování nových hvězd. Studium bílých trpaslíků tak poskytuje důležitý vhled do úvah o tom, jaký podíl hmoty galaxie je navždy zachycen uvnitř bílých trpaslíků a jaký podíl je navrácen, aby mohl být znovu použit v dalším cyklu formování nových hvězd [31].

1.1.2 Vývoj hvězd do stadia bílého trpaslíka

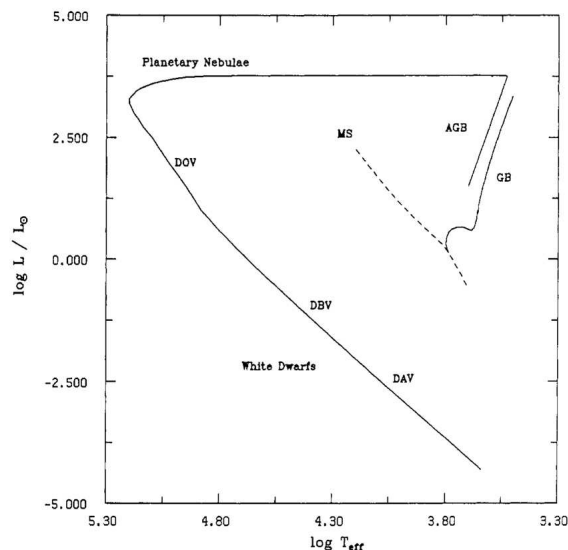
Zajímáme-li se o vývoj hvězdy z hlavní posloupnosti do stadia bílého trpaslíka, je zásadní rozdíl, jestli uvažujeme vývoj osamocené hvězdy, nebo hvězdy ve dvoj- či vícenásobném systému.

Vývoj osamocené hvězdy

Hvězdy vznikají gravitačním kolapsem chladné mezihvězdné hmoty v molekulárních oblacích. Hvězda se dostane do stavu konvektivní rovno-

váhy a stane se chemicky homogenní. V nitru hvězdy se zažehne termojaderné reakce a tím začíná její životní fáze na hlavní posloupnosti. Méně hmotné hvězdy získávají energii slučováním vodíku na helium díky proton-protonovému řetězci, v těžších hvězdách (při vyšších teplotách) dochází ke slučování vodíku na helium pomocí tzv. CNO cyklu.

Zde uvedeme příklad vývoje hvězdy o počáteční hmotnosti $1 M_{\odot}$ [31], kvalitativně je vývoj zobrazen na obrázku 1.1 převzatém z [31]. Fáze, ve které hvězda spaluje vodík v centru a zůstává na hlavní posloupnosti, trvá zhruba 10^{10} let. Během této fáze pozvolna stoupá luminozita hvězdy. Poté, co je vyčerpán vodík v centru, heliové jádro začne kontrahovat a dojde k zapálení vodíku v obálce hvězdy. To je doprovázeno expanzí a chlazením vnějších vrstev. Toto vývojové stadium nazýváme „větev obrů“ (GB - z anglického giant branch). Smršťování jádra je spojené s růstem



Obrázek 1.1: Vývoj osamocené hvězdy, převzato z [31]

tlaku, hustoty a teploty v centru, důsledkem toho dojde k zažehnutí helia v nitru hvězdy. Vzhledem k tomu, že materiál v jádře je nyní částečně degenerovaný, nezpůsobí nárůst teploty změnu tlaku a dochází k prudkému zažehnutí helia i v okolí centra. Toto se navenek jeví jako náhlé zjasnění hvězdy, tzv. heliový záblesk. Poté materiál v jádru hvězdy přestane být degenerovaný a nastává fáze klidného hoření helia v centru. Po vyčerpání helia v centru dojde k zapálení helia ve vrstvě obklopující nyní již převážně uhlíkov-kyslíkové jádro. Hvězda se pohybuje podél

tzv. asymptotické větve obrů (AGB - asymptotic giant branch). Na konci této fáze dojde k další nestabilitě, která vede k odvržení většiny vodíkové obálky ($\sim 0,2 M_{\odot} - 0,3 M_{\odot}$) a je možné pozorovat tzv. planetární mlhovinu - zářivý oblak plynu s horkou centrální hvězdou. Poté, co se zbývající vodíková obálka hvězdy zmenší na $\sim 10^{-4} M_{\odot}$, ustane produkce jaderné energie, luminozita hvězdy prudce klesá a hvězda se dostává do finálního stadia svého vývoje - do stadia bílého trpaslíka.

Vývoj dvojhvězdného systému

Za předpokladu, že obě složky dvojhvězdy vznikly současně, hmotnější složka (tzv. primární) se bude vyvíjet rychleji a v určitém okamžiku vývoje může dojít k vyplnění Rocheova laloku a přetoku hmoty z hmotnější na méně hmotnou složku dvojhvězdy. Začátek výměny hmoty mezi složkami závisí na počáteční oběžné periodě soustavy (tj. vzdálenosti mezi složkami) a na počátečních hmotnostech (a poměru těchto hmotností) obou složek. Pokud dojde k vyplnění Rocheova laloku a přetoku hmoty ve fázi GB, tedy dříve než dojde v nitru primární hvězdy k zažehnutí helia, výsledný bílý trpaslík bude mít heliové jádro a malou hmotnost ($M \lesssim 0,5 M_{\odot}$) [47]. (Dojde-li k přetoku hmoty v pozdějších fázích vývoje hvězdy, je jádro bílého trpaslíka tvořeno uhlíkem a kyslíkem.) Jelikož pozorujeme poměrně velké množství bílých trpaslíků, jejichž hmotnost je právě nižší než $M \lesssim 0,5 M_{\odot}$, a kteří by se podle vývojových modelů nestihli vyvinout do stadia WD za dobu kratší než je trvání vesmíru, předpokládá se, že tito WD vznikli právě jako složka dvoj- či vícenásobných hvězdných systémů [44].

Pokud je přetok hmoty na méně hmotnou složku dynamicky nestabilní, může vést k vytvoření společné obálky (CE - z anglického common envelope) obklopující jádro primární hvězdy a méně hmotnou sekundární složku. Tření uvnitř obálky vede k postupnému uvolňování orbitální energie, zmenšování oběžné dráhy, a poté až k odvrhnutí společné obálky [26]. Systémy v tomto stadiu vývoje nazýváme PCEB (z anglického post common-envelope binaries). PCEB s oběžnou periodou zhruba několik dní nebo méně se mohou vyvinout v polodotykové kataklyzmické proměnné (CV - z anglického cataclysmic variables) skrze ztrátu momentu hybnosti a zmenšení oběžné periody - viz rovnice (1.2) [47]. Hmotnost složek se ve stadiu PCEB nemění ($\dot{M}_1 = \dot{M}_2 = 0$), takže z třetího Keplerova zákona získáme vztah

$$\frac{\dot{J}}{J} = \frac{\dot{P}}{3P}, \quad (1.2)$$

kde J je moment hybnosti a P je oběžná perioda. CV se díky přetoku hmoty sekundární hvězdy na bílého trpaslíka projevují nepravidelným výrazným zjasněním a poté se zpět vrátí do „klidné“ fáze. Tyto hvězdy byly původně nazývány Nova. Probíhá-li přetok hmoty na bílého trpaslíka dostatečně rychle, může dojít k náhlému zvětšení hmotnosti WD blízko k Chandrasekharově mezi. Nastane zvýšení vnitřní hustoty WD a dojde k zažehnutí uhlíku a kyslíku v centru hvězdy, což vede k uvolnění velkého množství tepelné energie a prudkému výbuchu supernovy typu Ia.

1.1.3 Vlastnosti bílých trpaslíků

Bílí trpaslíci jsou, jak již bylo zmíněno výše, velmi kompaktní objekty. Jejich hmotnost je srovnatelná s hmotností Slunce, hmotnostní rozdělení je úzké, minimální získané hodnoty se pohybují kolem $0,2 M_{\odot}$, maximální kolem $1,2 M_{\odot}$.¹ Průměrná hmotnost bílého trpaslíka činí v současné době $\sim 0,60 M_{\odot}$ pro horké bílé trpaslíky [51], $\sim 0,65 M_{\odot}$ pro chladné bílé trpaslíky [4] a $\sim 0,67 M_{\odot}$ pro bílé trpaslíky ve slunečním okolí [18].

Hustota ρ bílého trpaslíka se pohybuje v průměru okolo $10^9 \text{ kg}\cdot\text{m}^{-3}$. Z typické hustoty a hmotnosti WD můžeme určit typický poloměr bílého trpaslíka $\sim 1000 \text{ km}$, což je řádově srovnatelné s poloměrem Země.

Vzhledem k tomu, že luminozita (přesněji zářivý výkon) hvězdy L je úměrná kvadrátu jejího poloměru R ,

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (1.3)$$

kde σ je Stefanova-Boltzmannova konstanta a T_{eff} je efektivní teplota bílého trpaslíka, patří bílí trpaslíci mezi velmi málo jasné objekty ($-4,5 \lesssim \log(L/L_{\odot}) \lesssim 3$ [27, 28]) a pozorovat můžeme pouze WD nacházející se v naší galaxii. Z tohoto důvodu byli bílí trpaslíci objeveni poměrně nedávno. Na počátku 20. století objevil H. N. Russell hvězdu stojící v HR diagramu zcela mimo hlavní posloupnost, jejíž spektrum bylo „velmi pochybné“. Jednalo se o bílého trpaslíka, dnes známého pod názvem 40 Eridani B. Ačkoli byli v roce 1920 známí pouze tři bílí trpaslíci (40 Eridani B, Sirius B a van Maanen 2), E. Hertzsprung usoudil [16], že se musí jednat o běžné objekty naší galaxie. Objevení bílí trpaslíci se nacházeli velmi blízko Slunci (do vzdálenosti 5 pc) a pozorování vzdálenějších WD tak bylo znemožněno pouze jejich malou luminozitou.

¹Extremální hodnoty pro možné hmotnosti *osamocených* bílých trpaslíků s uhlíkovým jádrem činí $0,4 M_{\odot}$ a $1,4 M_{\odot}$. Minimální hodnota je dána hmotností hvězdy, která by se stihla vyvinout do stadia WD za dobu kratší, než je trvání vesmíru, maximální hodnota je dána Chandrasekharovým limitem.

Následné systematické hledání bílých trpaslíků zohledňovalo dvě významné vlastnosti, kterými se bílí trpaslíci od běžných hvězd hlavní posloupnosti: mají relativně velký vlastní pohyb (což je způsobeno právě tím, že nacházíme WD blízko ve slunečním okolí) a vyzařují více v modré oblasti spektra (proto „bílí“) než hvězdy hlavní posloupnosti se stejnou luminozitou. V roce 1950 bylo známo již 111 bílých trpaslíků [31], v současné době známe $\sim 10\,000$ spektroskopicky potvrzených bílých trpaslíků [9].

Vzhledem k tomu, že v nitru bílého trpaslíka neprobíhají žádné termojaderné reakce, vyčerpává postupně svou zásobu termální energie a pozvolna chladne. Procesu chladnutí bílých trpaslíků se budeme věnovat v kapitole 1.1.6. Teplota WD závisí zejména na době uplynulé od okamžiku dohoření termojaderných reakcí a pohybuje se zhruba od 100 000 K do 3 000 K. V této práci se budeme věnovat horkým bílým trpaslíkům v teplotním rozsahu $\sim 30\,000$ K - 70 000 K.

Povrchové gravitační zrychlení g dosahuje průměrně 10^6 m.s⁻², což je řádově větší číslo ve srovnání se sluneční hodnotou $g = 10^{2,44}$ m.s⁻² nebo s gravitačním zrychlením na povrchu Země $g = 9,81$ m.s⁻². V této práci budeme v souladu s konvencí udávat povrchové gravitační zrychlení ve formátu $\log g = 8$ [cgs] pro WD s $g = 10^6$ m.s⁻².

Rotační rychlost bílých trpaslíků bývá obvykle velmi malá ~ 15 km/s, což odpovídá rotačním periodám v řádu hodin nebo i více [30].

Zhruba 20% bílých trpaslíků ve slunečním okolí má silné magnetické pole (v rozmezí $\sim 0,1$ T - 100 kT) [25, 57]. Tito bílí trpaslíci se zřejmě vyvinuli z chemicky pekulárních hvězd Ap nebo Bp [23] nebo jako složky dvojhvězdy [43]. WD s magnetickým polem jsou typicky hmotnější než WD bez magnetického pole, což může být způsobeno buď tím, že se magnetičtí bílí trpaslíci vyvíjejí z hmotnějších hvězd, nebo tím, že magnetické pole hvězdy v průběhu vývoje do stadia bílého trpaslíka zabraňuje částečně ztrátě hmoty [55].

V závislosti na efektivní teplotě a spektrálním typu můžeme mezi bílými trpaslíky nalézt skupiny pulzujících WD. Bílí trpaslíci typu DA (spektrální typy WD viz kapitola 1.1.4) v teplotním rozmezí $\sim 10\,000$ K - 13 000 K mohou vykazovat proměnlivou jasnost ($\leq 0,2$ mag) s periodami ~ 100 s - 1500 s. Jedná se o pulzující bílé trpaslíky typu DAV [12]. Prototypem pulzující DAV je hvězda ZZ Ceti.

Pulzující WD typu DB mají efektivní teploty $T_{\text{eff}} \sim 25\,000$ K, periody $P \sim 100$ s - 1000 s a prototypem těchto bílých trpaslíků je hvězda V777 Her.

Další skupinou bílých trpaslíků, u kterých můžeme pozorovat proměnlivou jasnost, jsou velmi horcí WD ($T_{\text{eff}} \sim 120\,000\text{ K}$), kteří pulzují s periodou $P \sim 300\text{ s} - 5000\text{ s}$. Jejich prototypem je hvězda GW Vir [12].

1.1.4 Spektrální typy a chemické složení

Většina informací, které o bílých trpaslících máme, pochází z tenké obálky - atmosféry - na povrchu hvězdy. Tato obálka je zpravidla tenčí než tisícina poloměru hvězdy a vznikají zde spektrální čáry, které pozorujeme.

Spektrální čáry vodíku vznikají v důsledku vázaně-vázaných přechodů atomu mezi vázanými stavy. Tyto přechody jsou způsobeny pohlcením nebo vyzářením fotonu, jehož energie odpovídá energetickému rozdílu těchto stavů [58]. Energií vyzářeného, resp. pohlceného fotonu můžeme vyjádřit vztahem

$$h\nu = \Delta E = E_1 \left(\frac{1}{n_k^2} - \frac{1}{n_l^2} \right), \quad (1.4)$$

kde E_1 je energie základní hladiny (charakterizované kvantovým číslem n_1). Z tohoto vztahu můžeme snadno vypočítat vlnovou délku jednotlivých čar

$$\frac{1}{\lambda} = -\frac{E_1}{hc} \left(\frac{1}{n_k^2} - \frac{1}{n_l^2} \right) = R \left(\frac{1}{n_k^2} - \frac{1}{n_l^2} \right), \quad (1.5)$$

kde R je Rydbergova konstanta. Lymanova spektrální série odpovídá přeskokům z hladiny n_k na hladinu n_1 a tyto čáry můžeme pozorovat v ultrafialové části spektra.

Intenzita spektrální čáry určitého prvku, která vznikla vázaně-vázaným přechodem ze stavu k do stavu l , závisí na obsazenosti těchto stavů, na počtu atomů příslušného prvku v atmosféře a na teplotě.

Profil čáry vztahujeme k hladině, která odpovídá úrovni spojitého spektra - kontinuu. Plocha spektrální čáry měřená v jednotkách vlnové délky se nazývá *ekvivalentní šířka čáry* (EQW - z anglického equivalent width). Z profilů, případně ekvivalentních šířek čar, můžeme pomocí modelů atmosféry určit efektivní teplotu, povrchovou gravitaci a abundance (zastoupení) jednotlivých prvků nacházejících se v atmosféře hvězdy [58].

Porovnáním intenzit čar různých prvků můžeme určit efektivní teplotu hvězdy. Na tomto principu je založena spektrální klasifikace hvězd. Spektrální typy bílých trpaslíků, tak jak je dnes rozlišujeme, definoval Sion (1983) [48]. D v názvu znamená, že se jedná o degenerovanou hvězdu.

Spektrální typy bílých trpaslíků:

DA: značí bílé trpaslíky, kteří mají ve spektru přítomné čáry vodíku a jejichž spektrum neobsahuje čáry helia

DB: spektrum obsahuje čáry neutrálního helia (He I) a neobsahuje čáry vodíku

DC: bílí trpaslíci s atmosférou bohatou na helium, spektrum je spojitě

DO: ve spektru se nacházejí výrazné čáry He II, možná je i přítomnost vodíku a neutrálního helia

DZ: ve spektru se nacházejí čáry těžších prvků, např. Ca, Na, Mg, Fe, nejsou přítomné čáry vodíku

DQ: hvězdy s obálkou bohatou na helium, ve spektru patrný uhlík - atomární nebo molekulární

Někteří WD vykazují ve spektru kombinaci výše uvedených vlastností. V takovém případě je název spektrálního typu WD složen z písmen označujících primární i sekundární vlastnost WD. Např. bílého trpaslíka, který má ve spektru silné čáry Balmerovy série a také čáry ionizovaného helia, zařadíme do spektrálního typu DAO.

Další sekundární vlastnosti bílých trpaslíků označujeme těmito symboly:

H: magnetické hvězdy bez detekovatelné polarizace

P: polarizované magnetické hvězdy

V: proměnné hvězdy (např. hvězdy typu ZZ Ceti)

Nejčastěji pozorovanými jsou bílí trpaslíci spektrálního typu DA. Spektrální typy bílých trpaslíků můžeme obecně rozčlenit do dvou velkých skupin: spektra, kde dominantním prvkem v atmosféře je vodík (DA), a spektra, ve kterých dominuje helium, případně těžší prvky (DO, DB, DC, DZ, DQ), tzv. non-DA WD. V této práci se budeme dále zabývat pouze bílými trpaslíky spektrálního typu DA.

1.1.5 Vnitřní struktura bílých trpaslíků

Jádro bílého trpaslíka je tvořeno degenerovaným elektronovým plynem. Tlak tohoto degenerovaného elektronového plynu působí proti gravitaci a udržuje hvězdu ve stabilním rovnovážném stavu.

Všechny fermiony podléhají tzv. Pauliho vylučovacímu principu, podle kterého se dva stejné fermiony nemohou v systému vyskytovat ve stejném kvantovém stavu. Při nulové teplotě tak elektrony obsazují nejnižší energetické stavy. Nejvyšší obsazený energetický stav odpovídá tzv. Fermiho energii ε_f [58],

$$\varepsilon_f = \frac{h^2}{2m} \left(\frac{3N}{8\pi} \right)^{\frac{2}{3}}, \quad (1.6)$$

kde h je Planckova konstanta, m je hmotnost elektronu a N je koncentrace částic.

Tlak degenerovaného nerelativistického elektronového plynu je dán vztahem

$$P = \frac{2}{5} N_e \varepsilon_f = \frac{h^2}{2m_e} \left(\frac{3}{8\pi} \right)^{\frac{2}{3}} \left[\left(\frac{Z}{A} \right) \frac{\rho}{m_H} \right]^{\frac{5}{3}}, \quad (1.7)$$

kde N_e je koncentrace elektronů, Z je protonové číslo, A je nukleonové číslo, m_e je hmotnost elektronu a m_H je hmotnost protonu. U většiny atomů platí $Z/A \sim 0,5$. Se vzrůstající teplotou začínají elektrony obsazovat i vyšší energetické stavy a naopak některé nižší energetické stavy zůstávají neobsazeny. Porovnáním střední tepelné energie částic $E_T = \frac{3}{2}kT$, kde k je Boltzmannova konstanta, a Fermiho energie ε_f získáme vztah pro tzv. teplotu degenerace T_d [58]:

$$T_d = \frac{h^2}{3km} \left(\frac{3N}{8\pi} \right)^{\frac{2}{3}}. \quad (1.8)$$

Je-li teplota v nitru hvězdy nižší než T_d , pak elektronový plyn považujeme za degenerovaný.

Pokud se zvýší hustota v jádru hvězdy, dojde podle Heisenbergovy relace neurčitosti ke zvýšení rychlosti částic. Pokud bude kinetická energie částic ($E_k = \frac{1}{2}mv^2$) větší než klidová energie částic ($E_0 = m_0c^2$), je nutné uvažovat relativistické efekty. Pro ultrarelativistický degenerovaný plyn platí vztah [58]

$$P = \frac{hc}{8} \left(\frac{3}{\pi} \right)^{\frac{1}{3}} \left[\left(\frac{Z}{A} \right) \frac{\rho}{m_H} \right]^{\frac{4}{3}}, \quad (1.9)$$

kde c je rychlost světla. Při teplotách ($T \lesssim 10^8$ K) a hustotách ($\rho \sim 10^9$ kg.m⁻³) typických v nitrech bílých trpaslíků můžeme jádro WD uvažovat jako chladnou nerelativistickou degenerovanou látku. U hmotnějších WD již musíme zahrnout relativistický popis.

Za předpokladu, že je hvězda v termodynamické rovnováze, můžeme z rovnice hydrostatické rovnováhy

$$\frac{dP(r)}{dr} = -\frac{Gm(r)\rho(r)}{r^2} \quad (1.10)$$

a zákona zachování hmotnosti

$$\frac{dm(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \quad (1.11)$$

odvodit vztah mezi poloměrem a hmotností bílých trpaslíků. Za předpokladu nerelativistického degenerovaného elektronového plynu a zjednodušeného předpokladu $\rho \neq \rho(r)$ získáme vztah

$$R \propto M^{-1/3} . \quad (1.12)$$

Z tohoto vztahu je patrné, že poloměr hvězdy klesá se zvětšující se hmotností.

Pro bílého trpaslíka tvořeného relativistickým degenerovaným plynem, jehož tlak je dán vztahem (1.9), získáme numerickým řešením rovnic (1.10) a (1.11) vztah

$$M \doteq 1,4 M_{\odot} , \quad (1.13)$$

což je slavný Chandrasekharův limit pro maximální hmotnost bílých trpaslíků. Přesná hodnota závisí na chemickém složení hvězdy.

1.1.6 Chladnutí bílých trpaslíků

Vzhledem k tomu, že uvnitř bílých trpaslíků neprobíhají žádné termojaderné reakce, bílý trpaslík ztrácí tepelnou energii a chladne. Z hlediska přenosu tepla můžeme bílého trpaslíka rozdělit na dvě zóny: *degenerované jádro* tvořené degenerovaným elektronovým plynem a *tenkou nedegenerovanou obálku*, ve které se teplo šíří zářivou difúzí a/nebo konvekcí [15]. V degenerovaném jádře se teplo šíří vedením, které zajišťují elektrony. Přenos tepla konvekcí v obálce se uplatňuje zejména u chladných WD ($T_{\text{eff}} \lesssim 14\,000$ K). Přenos energie probíhá nejpomaleji právě v tenké obálce a tedy převážně určuje rychlost chladnutí bílého trpaslíka. Proto je tento proces zásadní pro popis chladnutí WD.

Zjednodušený popis chladnutí bílých trpaslíků, za předpokladu zanedbání gravitačního smršťování jádra a zanedbání emise neutrin, která je významná zejména v počátcích chladnutí WD, navrhl poprvé Mestel (1952) [40]. Zářivý výkon hvězdy je dán změnou vnitřní energie systému

$$L = -\frac{dU}{dt} . \quad (1.14)$$

V tenké nedegenerované obálce můžeme tlak aproximovat tlakem ideálního plynu $P = NkT$ a opacitu vyjádřit pomocí Kramerova zákona $\kappa = \kappa_0 \rho T^{-7/2}$, kde κ_0 je konstanta. Tlak v jádře je dán rovnicí (1.7) a jádro můžeme vzhledem k vysoké tepelné vodivosti elektronů považovat za téměř izotermální.

Za předpokladu rovnosti tlaku degenerovaného a nedegenerovaného plynu na rozhraní jádra a obálky můžeme sestavit diferenciální rovnici, jejímž řešením získáme hledaný vztah pro chladnutí WD. Za předpokladu, že počáteční teplota v nitru bílého trpaslíka byla výrazně vyšší než současná teplota ($T_0 \gg T_c$), můžeme dobu chladnutí τ (z anglického cooling age) WD vyjádřit vztahem

$$\tau = \frac{2}{5} \left(\frac{\bar{c}_v}{\bar{\rho}} \right) \frac{T_c M}{L} , \quad (1.15)$$

kde \bar{c}_v je průměrná měrná tepelná kapacita, $\bar{\rho}$ průměrná hustota, T_c teplota v jádře a τ je doba, za kterou poklesne teplota WD z T_0 na T_c [57]. Luminozitu bílého trpaslíka je pak možné vyjádřit ve tvaru

$$L \approx 8,4 \times 10^{-4} L_\odot \left(\frac{M}{M_\odot} \right) \left(\frac{\tau}{10^9 \text{ let}} \right)^{-\frac{7}{5}} . \quad (1.16)$$

U horkých bílých trpaslíků považujeme kladně nabitá jádra atomů za ideální plyn. Chladnutí nitra bílého trpaslíka má za následek zpomalování tepelných pohybů atomových jader, což vede k jejich usazování do pravidelné krystalické mříže a směrem od centra hvězdy k povrchu dojde ke krystalizaci látky. Fáze, ve které se atomy nacházejí, také ovlivňuje rychlost chladnutí WD [57].

Ze znalosti doby chladnutí nejchladnějších bílých trpaslíků pak můžeme usuzovat na stáří Galaxie a historii formování hvězd.

1.1.7 Fyzikální procesy v atmosféře

Základním mechanismem, odpovědným za jednočásticové složení (buď čistý vodík nebo čisté helium) atmosféry velké části pozorovaných bílých

trpaslíků, je gravitační separace těžších a lehčích prvků v extrémně silných gravitačních polích WD [31]. Struktura typického bílého trpaslíka typu DA tedy vypadá tak, že těžší prvky - uhlík a kyslík - tvoří jádro WD (typicky o hmotnosti $\sim 0,6 M_{\odot}$), toto jádro je obklopeno heliovou vrstvou ($\sim 10^{-2} M_{\odot}$) a nad touto vrstvou je vodíková obálka ($\sim 10^{-4} M_{\odot}$). Tato separace těžších prvků (nebo také „usazování“) je způsobena difúzí.

Není ovšem výjimkou, že se ve spektrech bílých trpaslíků objevují i čáry těžších prvků (C, N, O, Si, Fe, atd.). V takovém případě musí proti gravitačnímu usazování těžších prvků působit tzv. kompetitivní procesy [21], protože časová škála difúze (tj. doba potřebná k separaci těžších a lehčích prvků) je vždy krátká v porovnání s časovou škálou vývoje (chladnutí) bílého trpaslíka [29, 31, 32]. Tyto kompetitivní procesy mohou být buď vlastní (selektivní tlak záření - zářivá levitace, hvězdný vítr, meridionální cirkulace, konvekce, turbulence atd.), nebo vnější (akrece hmoty, a to buď mezihvězdné, a nebo akrece hmoty sekundární hvězdy v případě vícenásobných hvězdných systémů).

Za nejdůležitější procesy v atmosférách bílých trpaslíků, které primárně způsobují, že se ve spektrech WD objevují i čáry těžších prvků, považujeme tlak záření a akreci. Z tohoto důvodu se těmito procesům budeme věnovat důkladněji.

Selektivní tlak záření

Vliv selektivního tlaku záření (v anglické literatuře se častěji používá termín radiative levitation - „zářivá levitace“) studoval podrobně Chayer a kol. v sérii článků [21, 22]. Dle Dreizlera (1999) [8] je vliv selektivního tlaku záření při teplotách $T_{\text{eff}} > 20\,000$ K nejvýznamnějším kompetitivním procesem v atmosférách bílých trpaslíků. Stopová množství těžších prvků mohou v atmosféře WD levitovat díky vázaně-vázaným přechodům, protože absorbují dostatečné impulzy působící proti gravitačnímu usazování [21].

Rovnovážná teorie zářivé levitace [21] předpovídá množství daného prvku v atmosféře. Předpokladem této teorie je rovnováha mezi zářivým zrychlením a efektivním gravitačním zrychlením bez zahrnutí ostatních kompetitivních procesů. Dále také předpokládá, že atmosféra hvězdy je čistě vodíková, v lokální termodynamické rovnováze (LTE - z anglického local thermodynamic equilibrium) a uvažuje pouze jeden daný levitující prvek v atmosféře (zanedbává vliv ostatních těžších prvků - tento předpoklad je odstraněn v [22]).

Za těchto předpokladů můžeme celkové zářivé zrychlení působící na daný prvek A v ionizačním stavu i popsat rovnicí [21]

$$g_i^{rad} = \frac{4\pi}{c} \frac{1}{X(A_i)} \sum_j \sum_{k>j} \int_0^\infty \kappa_i^{jk}(\nu) H_\nu d\nu, \quad (1.17)$$

kde $X(A_i)$ je hmotnostní podíl prvku A_i , $\kappa_i^{jk}(\nu)$ je monochromatická opacita vzhledem k vázaně-vázané absorpci $j \rightarrow k$ pro ionty typu i a H_ν je monochromatický Eddingtonův tok.

Rovnovážná abundance prvku závisí obecně na hloubce d od povrchu hvězdy. Rovnovážnou abundanci prvku v hloubce d pak můžeme určit z rovnice

$$g_{rad} = g_{eff}, \quad (1.18)$$

kde $g_{rad} = \sum_i \bar{g}_i^{rad}$ a $g_{eff} = \left[1 - \frac{A_1(Z_2+1)}{A_2(Z_1+1)}\right]g$, kde g je gravitační zrychlení v dané hloubce d , A_1 , resp. A_2 značí relativní atomovou hmotnost prvku a Z_1 , resp. Z_2 značí průměrný náboj daného prvku. Index 1 označuje dominantní prvek v atmosféře, index 2 levitující stopový prvek, tj. $Z_1 = 1$ v případě vodíkové atmosféry. V případě, že neexistuje řešení rovnice (1.18), tj. pokud je zrychlení způsobené tlakem záření menší než g_{eff} , zářivá levitace v dané hloubce neprobíhá a pozorovaná abundance je nulová.

Hlavní závěry rovnovážné teorie [21] jsou tyto:

- U hvězd s nízkou T_{eff} neexistuje řešení rovnice (1.18), zářivá levitace při těchto teplotách neprobíhá.
- Pokles selektivního zářivého zrychlení nastává obecně ve větších hloubkách d . U hvězd typu DA je zářivá levitace možná jen v oblastech, pro které platí $M_o(d) \lesssim 10^{-9} M_{WD}$, kde $M_o(d)$ je hmotnost obálky o šířce d .
- Abundance pozorovaného prvku klesá s rostoucí gravitací (při konstantní teplotě T_{eff}).
- Se vzrůstající abundancí od určitého okamžiku prudce klesá zářivé zrychlení, protože monochromatická opacita vzrůstá se vzrůstající abundancí. Toto vysvětluje, proč u horkých bílých trpaslíků pozorujeme pouze stopová množství těžších prvků.

Akrece hmoty

Akrece hmoty na bílého trpaslíka může nastávat v případě průletu WD chladným hustým mezihvězdným oblakem. Akreována může být horká, částečně ionizovaná hmota, jaká se vyskytuje i ve slunečním okolí (v tzv. Local Bubble), prachová zrna z cirkumstelárního disku, pocházejícího ze slapově zničených asteroidů nebo planet, a také hvězdný vítr sekundární složky v případě, že se bílý trpaslík nachází ve vícenásobném hvězdném systému [32]. Vzhledem k tomu, že časová škála difúze je krátká a klesá s rostoucí teplotou T_{eff} [32], dojde za předpokladu konstantní akreční rychlosti k ustanovení rovnováhy mezi akrecí a difúzí (pokud zanedbáme ostatní kompetitivní procesy). Difúzní doba je dána vztahem

$$\tau_{\text{diff}} = \frac{M_{\text{cvz}}}{4\pi r^2 \rho v_{\text{diff}}}, \quad (1.19)$$

kde M_{cvz} je hmotnost konvektivní zóny (CVZ - z anglického convection zone) WD, r je poloměr vnitřní hranice konvektivní zóny, ρ je hustota v místě r a v_{diff} je rychlost difúze [29]. Abundanci konkrétního prvku A v atmosféře $X_{\text{cvz}}(A)$ můžeme určit řešením diferenciální rovnice

$$M_{\text{cvz}} \frac{dX_{\text{cvz}}(A, t)}{dt} = \dot{M}(A) - \frac{X_{\text{cvz}}(A, t) M_{\text{cvz}}}{\tau_{\text{diff}}}, \quad (1.20)$$

kde na levé straně stojí změna abundance daného prvku v konvektivní zóně, první člen na pravé straně je akreční rychlost daného prvku a druhý člen značí rychlost gravitačního usazování [29]. Pokud dojde k náhlému zastavení akrece hmoty, dojde k exponenciálnímu poklesu množství daného prvku v atmosféře WD. Pokud naopak předpokládáme τ_{diff} a \dot{M} v čase konstantní, dojde pro $t \gtrsim \tau$ k ustanovení rovnovážného stavu mezi difúzí a akrecí

$$X(A) = \frac{\tau(A) \dot{M}(A)}{M_{\text{cvz}}}. \quad (1.21)$$

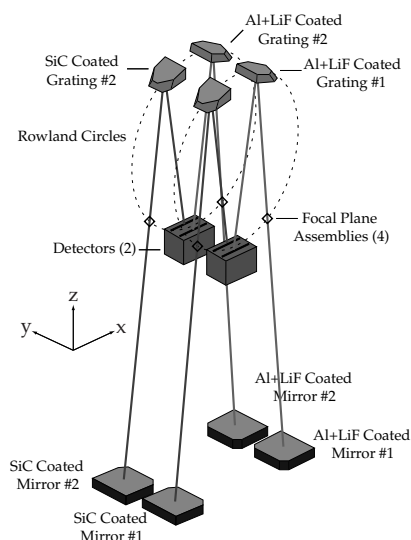
V případě, že byl rovnovážný stav již ustanoven, můžeme z pozorovaných abundancí určit abundance daného prvku v akreované hmotě.

Kombinaci efektů selektivního tlaku záření a akrece hmoty pro chladné bílé trpaslíky ($T_{\text{eff}} \lesssim 25\,000$ K) se věnuje Chayer (2010) [20]. Ukazuje, že selektivní tlak záření má výrazný vliv na pozorované abundance těžších prvků (např. C, Si) v atmosférách WD při nízkých akrečních rychlostech. S obdobnou studií pro horké bílé trpaslíky bohužel nejsme seznámeni.

1.2 FUSE

Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE) je družice, která v letech 1999 - 2007 získávala ultrafialová spektra nejrůznějších vesmírných objektů. Tato vesmírná mise byla vyvinuta pro NASA Univerzitou Johnse Hopkinse v Baltimoru ve spolupráci s Kanadskou kosmickou agenturou a francouzským Národním střediskem studií vesmíru. Družice FUSE byla vynesena na oběžnou dráhu blízkou kruhové do výšky 768 km se sklonem 25° vzhledem k rovníku na palubě Delta Rocket II. Start rakety se konal dne 24. června 1999 z mysu Cape Canaveral. Předpokládaná doba mise byla tři roky, výzkum vesmírných objektů v ultrafialové části spektra však trval déle než 8 let, než byla mise kvůli poruše na zaměřovacím systému ukončena [63].

Optický systém FUSE byl navržen pro získávání spekter s vysokým rozlišením ($\leq 15 \text{ km.s}^{-1}$) v rozsahu $\sim 900 \text{ \AA} - 1190 \text{ \AA}$ [41]. Místo jednoho primárního zrcadla se optický systém skládá ze čtyř fyzicky oddělených optických elementů, jak je vidět na obrázku 1.2. Toto vylepšení umožňuje upravit povrch každého zrcadla i mřížky tak, aby výsledná odrazivost byla optimální pro daný rozsah vlnových délek. Dvě ze zrcadel a k nim při-



Obrázek 1.2: Schéma optického systému FUSE, převzato z [41]

slušné optické mřížky jsou pokryty vrstvou SiC pro optimální odrazivost elektromagnetického záření o vlnových délkách $905 \text{ \AA} - 1105 \text{ \AA}$, další dvě jsou pokryty Al s tenkou vrstvou LiF na povrchu pro optimální odrazivost

v rozsahu $\sim 1000 \text{ \AA} - 1187 \text{ \AA}$.

Požadavek na vysoké rozlišení vede k potřebě velkoformátového detektoru. Počet detektorů je zredukován na dva tím, že světlo z jednoho optického systému LiF a z jednoho optického systému SiC je vedeno paralelně do stejného detektoru (MCP - z anglického microchannel plate). Každý detektor se skládá ze dvou částí s aktivním čipem o velikosti $88 \text{ mm} \times 10 \text{ mm}$. Detektory jsou odděleny mezerou $\sim 10 \text{ mm}$, což vede k odpovídající mezeře ve vlnových délkách získaných spekter. Získaná spektra jsou tak rozdělena na osm částí, které shrnuje tabulka 1.1. Jak je z tabulky patrné, jednotlivé části spekter se vzájemně překrývají, většina rozsahu vlnových délek je pokryta dvěma nebo více kanály (centrální třetina spektra je pokryta dokonce čtyřmi kanály), aby se zabránilo ztrátě informací způsobené případným selháním optického prvku nebo detektoru a bylo možné rozpoznat případné přístrojově způsobené artefakty.

Tabulka 1.1: Rozsah vlnových délek podle jednotlivých kanálů

Část spektra	Rozsah λ (\AA)	Část spektra	Rozsah λ (\AA)
LIF1A	988 - 1083	LIF1B	1094 - 1187
LIF2A	1086 - 1179	LIF2B	979 - 1075
SIC1A	1003 - 1090	SIC1B	905 - 993
SIC2A	917 - 1006	SIC2B	1016 - 1104

Objekty pozorované družicí FUSE pokrývají značnou část zájmu astronomů. Navíc spektrální oblast, kterou pokrývá družice FUSE, byla dříve zkoumána jen velmi omezeně. Z předchůdců FUSE můžeme zmínit satelit Copernicus, poté pokračoval výzkum pomocí teleskopů vynášených do vesmíru v raketoplánech. Tyto mise ovšem trvaly krátce (~ 2 týdny), např. HUT - Hopkins Ultraviolet Telescope a ORFEUS - Orbiting and Retrievable Far and Extreme Ultraviolet Spectrometers.

FUSE měla jedinečné předpoklady pro výzkum mezihvězdného plynu a prachu, stejně jako pro výzkum chladných stelárních objektů, horkých bílých trpaslíků nebo aktivních galaxií. Pozorované objekty ležely uvnitř sluneční soustavy i za hranicemi naší galaxie. Reference téměř pětiset vědeckých publikací vytvořených na základě dat z FUSE je možné najít na oficiálních stránkách mise [64].

Kapitola 2

Pozorování a zpracování spekter

V této práci předkládáme analýzu spekter vybraných horkých bílých trpaslíků ($30\,000\text{ K} \lesssim T_{\text{eff}} \lesssim 80\,000\text{ K}$) typu DA, pozorovaných družicí FUSE.

V tabulce 2.1 jsou uvedeny názvy analyzovaných bílých trpaslíků a jejich vlastnosti (teplota získaná z optických spekter - T_{opt} , případně teplota získaná analýzou ultrafialových spekter T_{uv} ¹, povrchové gravitační zrychlení g a vizuální hvězdná velikost V) získané z předchozích výzkumů těchto WD [11, 35, 38, 42, 51, 52]. Ze zdroje uvedeného v tabulce na prvním místě jsme převzali teplotu T_{opt} , T_{uv} a gravitační zrychlení $\log g$, ze zdroje na druhém místě jsme převzali vizuální magnitudu V .

2.1 Pozorování - FUSE

Spektra analyzovaná v této práci byla získána družicí FUSE v průběhu téměř celého období trvání mise. Použitá data jsou veřejně přístupná v databázi MAST FUSE [61]. Tato spektra byla standardně zpracována kalibračním programem *CALFUSE calibration pipeline* verze 3.2.2 [6]. V tabulce 2.2 je uvedena informace o pozorovacích programech, v rámci kterých byla spektra získána, včetně pozorovatele, data pozorování a počtu spekter dané hvězdy použitých v této práci.

¹ T_{uv} byla získána analýzou spekter z International Ultraviolet Exploreru (IUE) - družice, která získávala spektra v rozsahu 1150 Å- 3200 Å[33], fitována byla tedy pouze spektrální čára Lyman α .

Tabulka 2.1: Seznam analyzovaných bílých trpaslíků

Název hvězdy			T_{opt}	T_{uv}	$\log g$	V	Zdroj
EUVE	WD	Jiný	(10^3 K)	(10^3 K)			*
J0007+332	0004+330	GD2	48,385	42,726	7,68	13,85	1, 6
J0029-634	0027-636		63,724		7,96	15,32	2, 6
J0053-330	0050-332	GD659	34,529	35,077	7,99	13,37	1, 6
J0134-161	0131-163		44,015	42,553	8,00	13,96	1, 6
J0151+676	0147+674	GD421	30,248		7,63	14,41	2, 6
J0239+500	0236+498		33,822		8,47	15,60	2, 3
J0457-281	0455-282		56,087	58,265	7,90	13,95	1, 6
J0505+528	0501+527		58,865	60,680	7,57	11,73	1, 6
J0552+158	0549+158	GD71	33,212	31,034	7,85	13,03	1, 6
J0623-376	0612-376		59,779	53,791	7,24	12,09	1, 6
J0715-704	0715-704		43,870		8,05	14,18	2, 6
J0809-729	0810-728		30,585		7,90	15,15	2, 4
J0831-536	0830-535		30,195		8,01	14,65	2, 6
J0940+503	0937+505		35,552		7,76	16,00	2, 3
J1019-141	1017-138		31,541		7,87	14,93	2, 6
J1044+577	1041+580		30,436	29,363	7,75	14,64	1, 6
J1100+716	1057+719		41,276	36,555	7,80	14,68	1, 6
J1236+479	1234+481		53,843	51,701	7,72	14,38	1, 6
J1257+220	1254+223	GD153	39,615	36,519	7,86	13,38	1, 6
J1316+290	1314+293	HZ43	52,394	49,785	8,06	12,99	1, 6
J1529+486	1528+487		47,655		7,65	15,08	2, 6
J1629+780	1631+781		41,489	40,496	7,97	13,03	1, 3
J1638+349	1636+351		36,599	39,212	7,99	14,83	1, 6
J1650+406	1648+407		36,639		7,88	15,83	2, 6
J1820+560	1819+580		43,634	45,125	7,93	13,95	1, 6
J1845+683	1845+683		37,084	37,563	8,20	15,50	1, 3
J1847-223	1847-223		31,470		8,17	13,72	2, 6
J1918+599	1917+599	LB342	33,000		7,90	14,80	3, 3
J1943+500	1942+449		34,086		7,97	14,62	2, 6
J2004-560	2000-561		47,229		7,63	15,05	2, 6
J2009-604	2004-605		41 900		8,30	13,59	4, 6
J2112+500	2111+498	GD394	39,205	32,788	7,81	13,08	1, 6
J2116+738	2117+738		54,680		7,84	15,00	3, 3

Tabulka 2.1: Seznam analyzovaných bílých trpaslíků - pokračování

Název hvězdy			T_{opt}	T_{uv}	$\log g$	V	Zdroj
EUVE	WD	Jiný	(10^3 K)	(10^3 K)			*
J2127-222	2124-224		49,809		7,65	14,66	2, 6
J2156-546	2152-548		44,331		7,91	14,44	2, 6
J2214-493	2211-495		66,082		7,38	11,71	2, 6
J2312+107	2309+109	GD246	54,681	51,498	7,94	13,09	1, 6
J2324-547	2321-549		44,965		7,94	15,20	2, 6
J2334-472	2331-475	LB1526	52,547	50,344	7,78	13,44	1, 6
	1224+309	LM Com	29,300		7,38	16,16	5, 5

* Zdroj:

- 1) Lajoie C.-P. a kol. (2007) [35]
- 2) Finley D. S. a kol. (1997) [11]
- 3) Vennes S. a kol. (1997) [51]
- 4) Vennes S. a kol. (1996) [52]
- 5) Orosz J. A. a kol. (1999) [42]
- 6) Marsh M. C. a kol. (1997) [38]

2.2 Zpracování spekter

Zpracování spekter jsme provedli pomocí softwaru IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). Dokumentace k programu je přístupná na webových stránkách IRAF [62]. Spektra jsme převedli do textového formátu a do formátu .fits. Pro všechna spektra jsme provedli měření vlnových délek λ vybraných absorpčních spektrálních čar interstelárního (ISM) původu a případně i absorpčních spektrálních čar fotosférického původu, pokud jsme je ve spektru hvězdy identifikovali. Měření střední vlnové délky čáry probíhalo v programu *splot*, fitovali jsme gaussovský profil čáry.

Nejčastěji identifikované fotosférické spektrální čáry jsou uvedeny v tabulce 2.3, nejčastěji identifikované ISM čáry jsou uvedeny v tabulce 2.4. Laboratorní vlnové délky uvedené v těchto tabulkách jsou převzaté z databáze Kurucz [59].

Ve spektrech hvězd J0007+332, J0239+500, J1638+349 a J2116+738 jsme našli také ISM čáry molekulárního vodíku. Jednalo se např. o spektrální čáry o laboratorních vlnových délkách $\lambda = 1003,30 \text{ \AA}$, $\lambda = 1013,44 \text{ \AA}$, $\lambda = 1049,96 \text{ \AA}$, $\lambda = 1051,03 \text{ \AA}$, $\lambda = 1064,61 \text{ \AA}$, $\lambda = 1077,70 \text{ \AA}$

Tabulka 2.2: Pozorovaná spektra

Název hvězdy	Pozorovatel	Pozorovací program	Datum	Počet pozorování
J0007+332	Scott D. Friedman	M114	24.11.2000	1
	Warren Moos	P204	24.11.2000	6
	Warren Moos	P204	14.09.2002	12
	Warren Moos	P204	15.09.2002	11
	Warren Moos	P204	16.09.2002	3
J0029-634	Jean Dupuis	Z903	30.09.2002	4
J0053-330	Jeffrey Kruk	M101	05.07.2000	7
	Warren Moos	P204	11.12.2000	4
J0134-161	Warren Moos	P204	10.12.2000	4
J0151+676	Jean Dupuis	Z903	11.10.2002	3
	Jean Dupuis	Z903	12.10.2002	6
	Jean Dupuis	Z903	13.10.2002	4
J0239+500	Jean Dupuis	E903	17.11.2004	11
	Jean Dupuis	Z903	11.12.2002	5
J0457-281	Warren Moos	P104	03.02.2000	13
	Warren Moos	P104	04.02.2000	7
	Warren Moos	P104	07.02.2000	9
	Warren Moos	P104	08.02.2000	2
J0505+528	William Oegerle	S307	14.01.2000	31
J0552+158	Jeffrey Kruk	M101	15.01.2000	6
	Jeffrey Kruk	M101	23.01.2000	7
	Jeffrey Kruk	M101	17.02.2001	12
	Jeffrey Kruk	M101	18.02.2001	4
	Warren Moos	P204	04.11.2000	5
J0623-376	Warren Moos	P104	06.12.2000	19
	Warren Moos	P104	03.02.2001	21
J0715-704	Jean Dupuis	M105	15.08.2003	11
	Jean Dupuis	M105	21.03.2006	5
	David Sahnou	M717	02.07.2007	2
	Warren Moos	P204	11.03.2002	9
J0809-729	William Blair	U107	22.01.2006	3
	Jean Dupuis	Z903	01.05.2002	8
	Jean Dupuis	Z903	15.08.2003	6
	Jean Dupuis	Z903	16.08.2003	2

Tabulka 2.2: Pozorovaná spektra - pokračování

Název hvězdy	Pozorovatel	Pozorovací program	Datum	Počet pozorování
J0831-536	William Blair	U107	15.07.2006	2
	William Blair	U107	16.07.2006	2
	Jean Dupuis	Z903	03.05.2002	8
J0940+503	Jean Dupuis	Z903	24.03.2003	5
J1019-141	Warren Moos	P204	15.05.2001	2
	Warren Moos	P204	16.05.2001	10
J1044+577	Jean Dupuis	Z903	07.04.2002	6
J1100+716	Jean Dupuis	Z903	08.04.2002	5
	Jean Dupuis	Z903	09.04.2002	7
J1236+479	Jean Dupuis	M105	20.01.2003	5
	Jean Dupuis	M105	18.03.2003	2
	Jean Dupuis	M105	19.03.2003	8
	Warren Moos	P204	27.12.2000	2
	Warren Moos	P204	28.12.2000	2
J1257+220	Jeffrey Kruk	M101	06.03.2000	2
	Jeffrey Kruk	M101	29.04.2000	2
	Jeffrey Kruk	M101	30.04.2000	5
	Jeffrey Kruk	M101	07.02.2001	2
	Jeffrey Kruk	M101	08.02.2001	2
	Warren Moos	P204	28.01.2001	4
J1316+290	Jeffrey Kruk	M101	19.02.2000	8
	Scott D. Friedman	M112	22.04.2000	4
	Warren Moos	P104	22.04.2000	5
	Warren Moos	P104	23.04.2000	18
	Warren Moos	P104	08.02.2001	28
	Warren Moos	P104	09.02.2001	33
	Warren Moos	P104	10.02.2001	24
J1529+486	Alfred Vidal-Madjar	D058	26.02.2004	4
	Alfred Vidal-Madjar	D058	27.02.2004	33
	Warren Moos	P204	27.03.2001	2
	Warren Moos	P204	28.03.2001	10
J1629+780	Warren Moos	P104	18.01.2000	9
	Warren Moos	P104	31.01.2001	2
	Warren Moos	P104	01.02.2001	28

Tabulka 2.2: Pozorovaná spektra - pokračování

Název hvězdy	Pozorovatel	Pozorovací program	Datum	Počet pozorování
J1629+780	Warren Moos	P104	02.02.2001	3
J1638+349	Warren Moos	P204	28.03.2001	4
J1650+406	Jean Dupuis	Z903	12.07.2002	4
J1820+580	Jean Dupuis	Z903	11.05.2002	5
J1845+683	Jean Dupuis	Z903	08.05.2002	4
	Jean Dupuis	Z903	09.05.2002	5
	Jean Dupuis	Z903	03.07.2002	5
	B-G Andersson	Z990	13.09.2002	3
J1847-223	Warren Moos	P204	28.04.2001	4
J1918+599	William Blair	U104	14.09.2006	11
	Jean Dupuis	Z903	07.05.2002	11
J1943+500	Jean Dupuis	Z903	08.05.2002	18
J2004-560	William Blair	U109	15.06.2006	2
	Jean Dupuis	Z903	15.04.2002	3
J2009-604	Warren Moos	P204	31.08.2001	7
	Warren Moos	P204	01.09.2001	17
	Warren Moos	P204	11.04.2002	37
J2112+500	Scott D. Friedman	I801	11.10.1999	2
	Scott D. Friedman	I801	13.10.1999	2
	Jeffrey Kruk	M101	11.10.1999	10
	Jeffrey Kruk	M101	13.10.1999	8
	Jean Dupuis	M105	27.10.2002	4
	Jean Dupuis	M105	04.09.2002	5
	Scott D. Friedman	M112	09.09.2000	1
	Scott D. Friedman	M114	21.06.2000	1
	Warren Moos	P104	20.06.2000	4
	Warren Moos	P104	21.06.2000	6
J2116+738	Jean Dupuis	Z903	26.10.2002	4
	Jean Dupuis	Z903	28.10.2002	9
J2127-222	Warren Moos	P204	08.10.2001	5
	Warren Moos	P204	09.10.2001	19
J2156-546	Jean Dupuis	M105	24.09.2002	2
	Warren Moos	P204	22.05.2001	16
	Warren Moos	P204	23.05.2001	4

Tabulka 2.2: Pozorovaná spektra - pokračování

Název hvězdy	Pozorovatel	Pozorovací program	Datum	Počet pozorování
J2156-546	William Blair	U109	08.08.2006	6
J2214-493	Warren Moos	P104	03.06.2000	25
	Warren Moos	P104	04.06.2000	10
J2312+107	Jeffrey Kruk	M101	10.12.1999	7
	Warren Moos	P104	19.07.2000	28
J2324-547	Jean Dupuis	Z903	22.07.2002	5
J2334-472	Jean Dupuis	M105	23.09.2002	3
	Scott D. Friedman	M112	23.06.2000	1
	Scott D. Friedman	M114	18.08.2000	6
	Warren Moos	P104	23.06.2000	19
	Warren Moos	P104	07.11.1999	9
	Warren Moos	P104	08.11.1999	2
LMCom	Boris Gaensicke	D071	11.02.2004	5
	Boris Gaensicke	D071	12.02.2004	6

a $\lambda = 1078,93 \text{ \AA}$, které jsme identifikovali na základě článku [1].

V případě výskytu fotosférických čar ve spektru hvězdy jsme určili radiální rychlosti v_i ze vztahu 2.1

$$v_i = \frac{\lambda_i - \lambda_{lab}}{\lambda_{lab}} c, \quad (2.1)$$

kde $i = F$ pro fotosférickou a $i = ISM$ pro interstelární čáru. Radiální rychlost jsme vypočetli pro několik fotosférických ($\sim 3 - 5$) a několik ISM čar ($\sim 2 - 4$) v každé části spektra (viz tabulka 1.1) a výslednou radiální rychlost hvězdy jsme vypočetli jako rozdíl průměrných hodnot $v = \bar{v}_F - \bar{v}_{ISM}$ pro každé spektrum. Všechna spektra pro danou hvězdu jsme pak tímto způsobem posunuli na stejnou „nulovou“ radiální rychlost a spektra sečetli pomocí programu *Combine_spec*, který vytvořila Adéla Kawka. V případě, že jsme ve spektru hvězdy neobjevili žádné fotosférické čáry, provedli jsme sečtení spekter pouze na základě radiálních rychlostí získaných z čar interstelárního původu.

Výsledné spektrum, získané posunutím jednotlivých spekter na stejnou vlnovou délku a jejich následným sečtením, má výrazně větší poměr signál/šum než jednotlivá původní spektra.

Tabulka 2.3: Nejčastější fotosférické čáry nalezené ve spektrech WD

Prvek	Vlnová délka λ (Å)	Prvek	Vlnová délka λ (Å)
N IV	921,994	Si III	1109,970
N IV	922,519	Si III	1113,230
N IV	923,676	P V	1117,978
N IV	924,284	P IV	1118,552
S VI	933,378	S V	1122,042
S VI	944,523	Si IV	1122,485
N IV	955,334	P V	1128,008
Si III	997,386	Si IV	1128,340
O VI	1031,912	S V	1128,667
O VI	1037,613	C III	1174,933
S IV	1062,664	C III	1175,263
Si IV	1066,630	C III	1175,590
S IV	1072,973	C III	1175,711
C III	1073,095	C III	1175,987
Si III	1108,358	C III	1176,370

Tabulka 2.4: Nejčastější čáry ISM prvků nalezené ve spektrech WD

Prvek	Vlnová délka λ (Å)	Prvek	Vlnová délka λ (Å)
O I	924,950	C II	1037,018
O I	929,517	O I	1039,230
O I	929,517	Ar I	1048,220
O I	948,686	Ar I	1048,220
N I	953,415	Fe II	1063,176
N I	953,655	N II	1083,990
N I	953,970	Fe II	1096,877
N I	964,626	N I	1134,165
N I	965,041	N I	1134,415
O I	988,773	N I	1134,980
Si II	989,873	Fe II	1143,226
Si II	1020,699	Fe II	1144,938

Kapitola 3

Analýza spekter

Analýza výsledných sečtených spekter spočívala v identifikaci fotosférických spektrálních čar, stanovení efektivní teploty T_{eff} , povrchového gravitačního zrychlení g , hmotnosti M_{WD} , doby chladnutí τ , absolutní hvězdné velikosti M_V , vzdálenosti d , očekávaného gravitačního rudého posuvu v_{gr} a určení abundancí vybraných těžších prvků (C, Si, P, S) v atmosféře WD pro všechny bílé trpaslíky z našeho vzorku (viz tabulka 2.1).

Vzhledem k tomu, že výsledná sečtená spektra mají výrazně vyšší poměr signál/šum, bylo možné v těchto spektrech identifikovat i slabé fotosférické čáry, které v původních spektrech nebylo možné rozlišit. Sečtená spektra jsme opět zobrazili programem *splot* a při měření střední vlnové délky čáry fitovali gaussovský profil čáry. V tabulce 3.1 jsou uvedeny chemické prvky a příslušné ionty (zde dle zavedené konvence I značí neutrální prvek, II jednou ionizovaný atd.), jejichž čáry jsme našli ve spektrech příslušných bílých trpaslíků (označeny symbolem „X“).

3.1 Teplota a gravitační zrychlení

Teplotu a gravitační zrychlení na povrchu WD jsme určili pomocí programu *Lyman_chi2_ver_003*, který napsali S. Vennes a A. Kawka. Tento program používá modely popsané v [24, 25]. Jedná se o čistě vodíkové planparalelní modely počítané pro teploty T_{eff} v rozsahu 5000 K - 100 000 K (v intervalech 5000 K - 7000 K s krokem 500 K, 7000 K - 16 000 K s krokem 1000 K, 16 000 K - 32 000 K s krokem 2000 K a 32 000 K - 100 000 K s krokem 4000 K) a povrchové gravitační zrychlení g pro teploty do 6500 K v intervalu $\log g = 7,0 - 9,0$ s krokem 1,0

Tabulka 3.1: Těžší prvky přítomné ve spektru bílého trpaslíka

Název hvězdy	C III	N III	N IV	O VI	Si III	Si IV	P IV	P V	S IV	S V	S VI	Fe III	Fe IV
J0007+332													
J0029-634													
J0053-330					X	X		X					
J0134-161				X		X		X					
J0151+676													
J0239+500							X						
J0457-281						X		X	X	X	X		
J0505+528	X					X		X	X		X		
J0552+158								X					
J0623-376	X	X	X			X		X	X	X	X		X
J0715-704													
J0809-729													
J0831-536													
J0940+503													
J1019-141													
J1044+577													
J1100+716													
J1236+479													
J1257+220													
J1316+290													
J1529+486													
J1629+780													
J1638+349										X			
J1650+406													
J1820+560	X				X	X		X					
J1845+683													
J1847-223													
J1918+599					X	X		X					
J1943+500					X	X		X					
J2004-560	X			X	X	X	X	X	X				
J2009-604													
J2112+500					X	X		X	X			X	
J2116+738													

Tabulka 3.1: Těžší prvky přítomné ve spektru WD - pokračování

Název hvězdy	C III	N III	N IV	O VI	Si III	Si IV	P IV	P V	S IV	S V	S VI	Fe III	Fe IV
J2127-222						X		X					
J2156-546				X									
J2214-493		X	X			X		X	X	X	X		
J2312+107						X		X	X				
J2324-547					X	X	X	X	X		X		
J2334-472						X		X	X	X	X		
LM Com	X	X			X	X		X	X				

a pro teploty 7000 K - 100 000 K v intervalu $\log g = 7,0 - 9,5$ s krokem 0,25. Syntetická spektra mají rozlišení 0,4 Å. Sečtená spektra jsme binovali na stejné rozlišení jako mají syntetická spektra (tj. 0,4 Å).

Fitovali jsme Lymanovu sérii spektrálních čar vodíku metodou minimalizace χ^2 pro všechna sečtená spektra (zpracování spekter je popsáno v kapitole 2.2). Uvedené nejistoty určení T_{eff} mají statistický význam směrodatné odchylky σ , přičemž nebereme do úvahy možné systematické chyby způsobené např. zanedbáním existence těžších prvků ve spektru WD nebo tím, že uvažujeme LTE modely¹. Fitování jsme provedli v částech spektra uvedených v tabulce 3.2 (ve zbylých částech spektra LIF1B a LIF2A nejsou spektrální čáry Lymanovy série vodíku, nicméně tyto části spektra použijeme pro určení abundancí prvků C, Si a P, protože v této části spektra mají tyto prvky silné spektrální čáry), spektra jsme normalizovali na jeden bod, jehož vlnovou délku také uvádíme v tabulce 3.2.

Tabulka 3.2: Normalizované části spektra

Část spektra	Normalizace na bod (Å)	Část spektra	Normalizace na bod (Å)
SIC1B	985	LIF1A	1060
SIC2A	1000	SIC1A	1080
LIF2B	1060	SIC2B	1080

¹S. Vennes v [49] ukázal, že pro čistě vodíkové WD chladnější než $T_{\text{eff}} \lesssim 70\,000$ K s gravitačním zrychlením $\log g \gtrsim 8,0$ dávají LTE a NLTE (non-local thermodynamic equilibrium, tj. bez předpokladu LTE) modely aplikované na lymanovské spektrální čáry vodíku velmi podobné výsledky, viz obr. 2 v [49].

Fitování probíhalo v několika iteracích, nejprve jsme fitovali spektra v rozsahu efektivních teplot a gravitačního zrychlení $T_{\text{eff}} \sim 30\,000\text{ K} - 70\,000\text{ K}$ a $\log g \sim 7,5 - 8,5$ a podle získaných výsledků postupně zmenšovali interval a zpřesňovali tak výsledné hodnoty.

Získané hodnoty T_{eff} a $\log g$ jsou uvedeny v tabulce 3.3. V této tabulce jsou uvedeny i další vypočtené charakteristické vlastnosti bílých trpaslíků z našeho vzorku, a to hmotnost M_{WD} , doba chladnutí τ , absolutní hvězdná velikost M_V , vzdálenost d a předpokládaný gravitační rudý posuv v_{gr} . Podrobnosti k výpočtu těchto hodnot jsou uvedeny v kapitole 3.2.

V příloze A.1 je zobrazeno sečtené a binované spektrum WD a nejlepší fit, který jsme získali pomocí modelů popsanych výše, pro všechny bílé trpaslíky z našeho vzorku. V příloze A.2 jsou zobrazeny intervalové odhady teploty T_{eff} a gravitačního zrychlení g o spolehlivosti 68%, 95% a 99%. Určené intervalové odhady jsou opět pouze statistické a nezahrnují možné další nejistoty.

Na obrázku 3.1² je zobrazeno porovnání efektivní teploty získané z optických spekter T_{opt} (převzatých z literatury, viz tabulka 2.1) s hodnotou T_{eff} , kterou jsme získali z ultrafialových spekter FUSE, viz tabulka 3.3. Na obrázku je velmi dobře patrné, že pro nižší teploty $T_{\text{eff}} \lesssim 50\,000\text{ K}$ docházíme k dobré shodě, zatímco pro vyšší teploty jsou rozdíly mezi T_{opt} a T_{eff} významné. Toto je dáno zejména tím, že používáme LTE modely, což pro hvězdy s čistě vodíkovou atmosférou a s vyšší T_{eff} vede k podhodnocení teploty (viz článek [49]), a také tím, že se u hvězd s vyšší T_{eff} ve spektru častěji objevují těžší prvky, a tudíž čistě vodíkové modely dávají naopak nadhodnocené hodnoty T_{eff} . První případ se týká např. hvězdy J0029-634, kde $T_{\text{opt}} = 63\,724\text{ K}$ a $T_{\text{eff}} = 57\,100\text{ K}$, druhý případ se týká např. hvězd J0457-281, J2214-493, J2334-472 a zejména hvězdy J0623-376, kde $T_{\text{opt}} = 59\,779\text{ K}$ a $T_{\text{eff}} = 79\,360\text{ K}$. Tato velmi zajímavá hvězda ukazuje ve spektru množství čar těžších prvků a podrobně se jí budeme věnovat v kapitole 4.

Na obrázku 3.2 můžeme porovnat gravitační zrychlení získané z optických spekter g_{opt} (převzatých z literatury, viz tabulka 2.1) s hodnotami g_{UV} , které jsme získali fitováním ultrafialových spekter FUSE. Znázorněné chyby určení g_{UV} jsou opět statistické a nezahrnují možné systematické chyby. Obecně se dá říci, že pro hvězdy, v jejichž spektrech pozorujeme pouze spektrální čáry vodíku, jsou získané hodnoty g_{UV} v dobré shodě

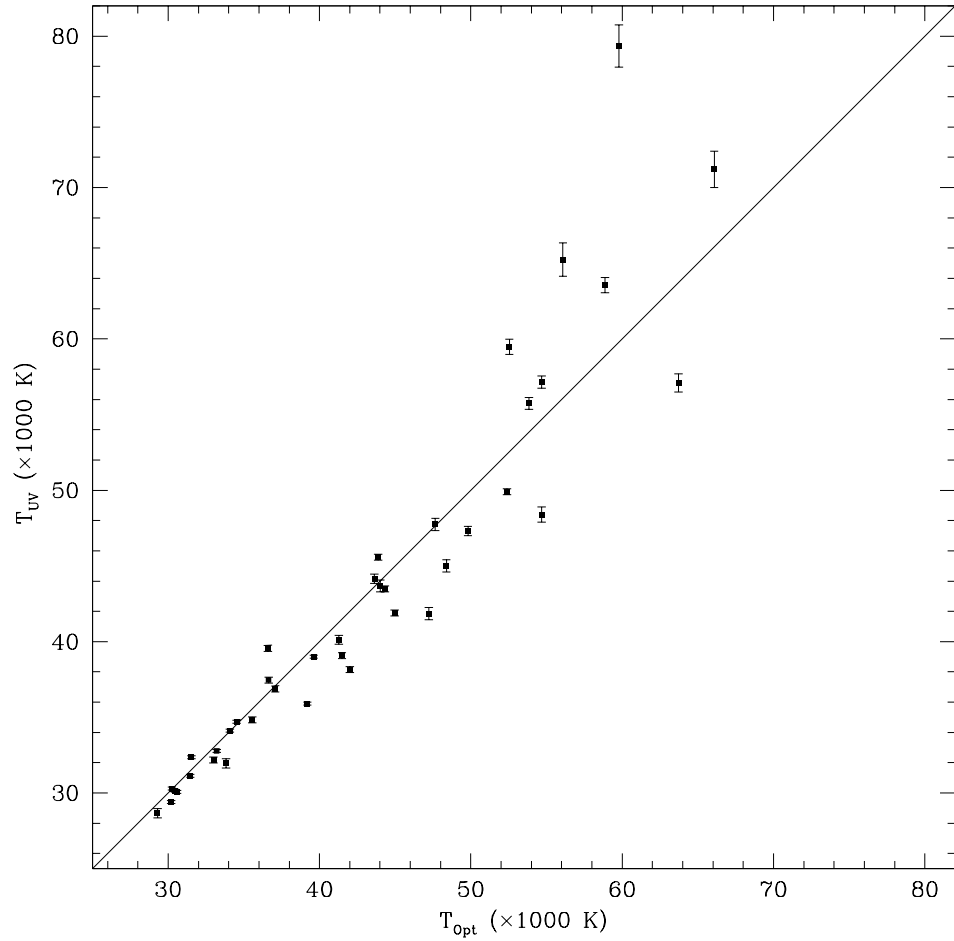
²Všechny původní obrázky v této práci byly vytvořeny grafickým programem SuperMongo [65], který je dostupný pouze v anglickém jazyce. Proto obrázky obsahují desetinné tečky místo desetinných čárek a popisky v grafech jsou anglicky.

Tabulka 3.3: Vlastnosti analyzovaných bílých trpaslíků

Název hvězdy	T_{eff} (K)	ΔT_{eff} (K)	$\log g$	$\Delta \log g$	M_{WD} (M_{\odot})	τ (10^6 let)	M_V (mag)	d (pc)	v_{gr} (km.s^{-1})
J0007+332	45 000	400	7,65	0,06	$0,53 \pm 0,02$	$2,67 \pm 0,12$	$8,67 \pm 0,06$	$108,8 \pm 2,9$	18,8
J0029-634	57 100	600	8,15	0,06	$0,78 \pm 0,03$	$1,21 \pm 0,10$	$9,27 \pm 0,05$	$161,2 \pm 4,1$	40,4
J0053-330	34 720	100	7,75	0,03	$0,54 \pm 0,01$	$5,88 \pm 0,07$	$9,23 \pm 0,03$	$67,3 \pm 1,1$	21,3
J0134-161	43 680	400	7,84	0,06	$0,60 \pm 0,03$	$3,01 \pm 0,15$	$9,04 \pm 0,06$	$96,5 \pm 3,1$	24,8
J0151+676	30 300	100	7,67	0,04	$0,50 \pm 0,02$	$8,95 \pm 0,55$	$9,38 \pm 0,04$	$101,2 \pm 2,2$	18,5
J0239+500	31 960	300	8,84	0,07	$1,12 \pm 0,03$	$110,00 \pm 26,50$	$11,29 \pm 0,05$	$72,8 \pm 10,2$	106,9
J0457-281	65 240	1100	8,10	0,08	$0,77 \pm 0,04$	$0,91 \pm 0,10$	$9,05 \pm 0,07$	$95,6 \pm 3,2$	37,9
J0505+528	63 560	500	7,65	0,05	$0,58 \pm 0,01$	$0,96 \pm 0,11$	$8,24 \pm 0,03$	$49,8 \pm 0,8$	19,6
J0552+158	32 790	100	7,78	0,02	$0,55 \pm 0,01$	$7,09 \pm 0,07$	$9,39 \pm 0,02$	$53,5 \pm 0,6$	22,2
J0623-376	79 360	1400	7,65	0,07	$0,63 \pm 0,02$	$0,46 \pm 0,08$	$7,97 \pm 0,06$	$66,6 \pm 1,8$	20,3
J0715-704	45 580	200	8,02	0,04	$0,69 \pm 0,02$	$2,45 \pm 0,08$	$9,29 \pm 0,04$	$95,0 \pm 1,9$	32,8
J0809-729	30 080	100	7,99	0,04	$0,65 \pm 0,02$	$10,90 \pm 0,78$	$9,90 \pm 0,04$	$112,1 \pm 15,6$	30,6
J0831-536	29 400	100	7,75	0,04	$0,53 \pm 0,02$	$10,20 \pm 0,24$	$9,58 \pm 0,04$	$103,4 \pm 14,4$	20,9
J0940+503	34 840	200	7,91	0,06	$0,62 \pm 0,03$	$5,83 \pm 0,24$	$9,49 \pm 0,06$	$200,6 \pm 28,4$	27,2
J1019-141	32 360	100	7,79	0,03	$0,55 \pm 0,01$	$7,39 \pm 0,08$	$9,43 \pm 0,03$	$126,0 \pm 17,5$	22,5
J1044+577	30 160	100	7,82	0,04	$0,56 \pm 0,02$	$9,45 \pm 0,19$	$9,63 \pm 0,04$	$100,5 \pm 3,0$	23,4
J1100+716	40 120	300	7,83	0,05	$0,59 \pm 0,02$	$3,79 \pm 0,11$	$9,13 \pm 0,05$	$128,7 \pm 12,3$	24,3
J1236+479	55 740	400	7,94	0,05	$0,68 \pm 0,02$	$1,51 \pm 0,05$	$8,93 \pm 0,04$	$123,2 \pm 3,7$	29,5
J1257+220	39 000	100	7,80	0,03	$0,58 \pm 0,01$	$4,11 \pm 0,04$	$9,12 \pm 0,03$	$71,0 \pm 1,1$	23,2
J1316+290	49 900	200	7,92	0,02	$0,66 \pm 0,01$	$2,02 \pm 0,04$	$9,01 \pm 0,02$	$62,4 \pm 1,5$	28,4
J1529+486	47 740	400	7,69	0,05	$0,56 \pm 0,02$	$2,27 \pm 0,11$	$8,66 \pm 0,05$	$192,4 \pm 4,8$	20,1

Tabulka 3.3: Vlastnosti analyzovaných bílých trpaslíků - pokračování

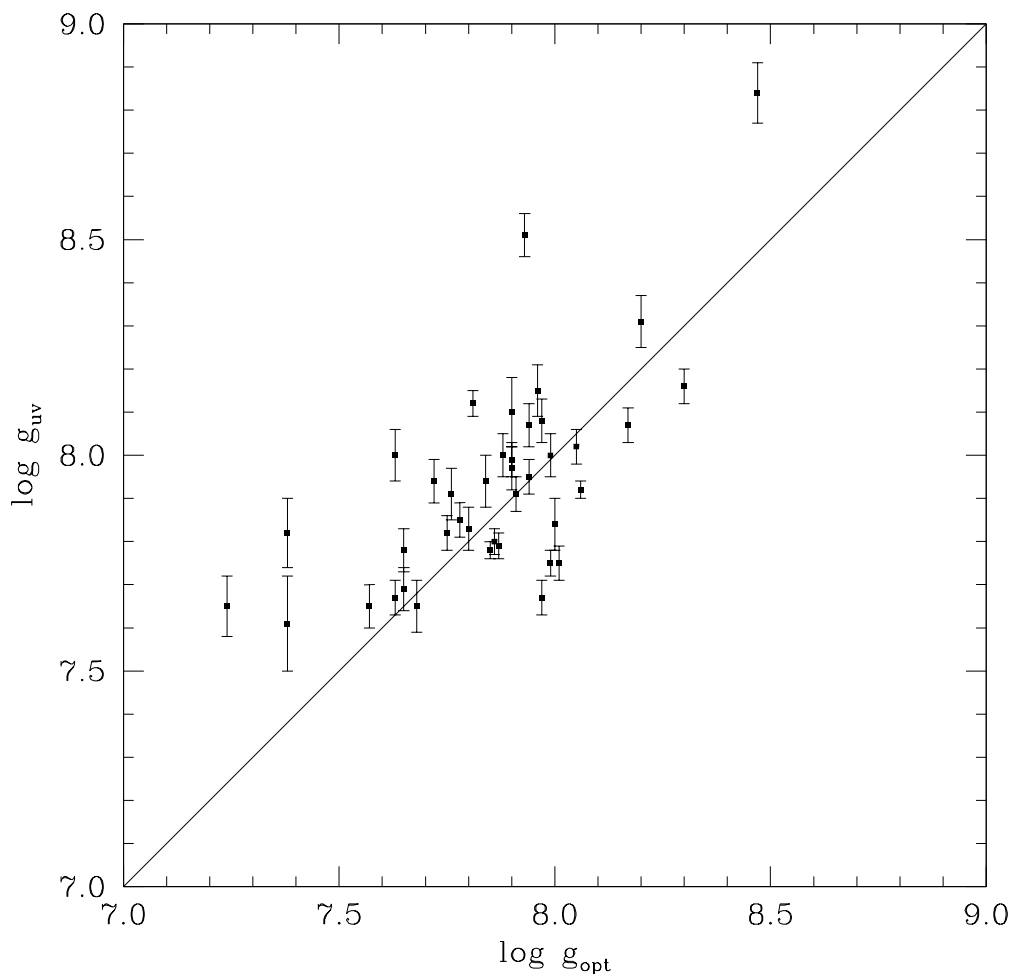
Název hvězdy	T_{eff} (K)	ΔT_{eff} (K)	$\log g$	$\Delta \log g$	M_{WD} (M_{\odot})	τ (10^6 let)	M_V (mag)	d (pc)	v_{gr} (km.s^{-1})
J1629+780	39 080	200	7,67	0,04	$0,52 \pm 0,02$	$4,13 \pm 0,08$	$8,90 \pm 0,04$	$67,0 \pm 2,0$	19,0
J1638+349	39 560	200	8,00	0,05	$0,67 \pm 0,03$	$3,85 \pm 0,09$	$9,43 \pm 0,05$	$120,0 \pm 3,8$	31,5
J1650+406	37 460	200	8,00	0,05	$0,67 \pm 0,03$	$4,64 \pm 0,12$	$9,52 \pm 0,05$	$183,2 \pm 4,8$	31,4
J1820+560	44 160	300	8,51	0,05	$0,97 \pm 0,03$	$5,26 \pm 1,35$	$10,19 \pm 0,04$	$56,6 \pm 1,3$	68,1
J1845+683	36 880	200	8,31	0,06	$0,84 \pm 0,04$	$7,77 \pm 2,20$	$10,06 \pm 0,05$	$122,6 \pm 17,2$	50,4
J1847-223	31 140	100	8,07	0,04	$0,69 \pm 0,02$	$10,00 \pm 1,36$	$9,96 \pm 0,04$	$56,6 \pm 1,3$	34,6
J1918+599	32 180	200	7,97	0,05	$0,64 \pm 0,03$	$8,00 \pm 0,54$	$9,73 \pm 0,05$	$103,4 \pm 14,5$	29,7
J1943+500	34 120	100	8,08	0,05	$0,70 \pm 0,03$	$6,81 \pm 0,77$	$9,80 \pm 0,05$	$91,9 \pm 12,9$	35,3
J2004-560	41 860	400	8,00	0,06	$0,68 \pm 0,03$	$3,20 \pm 0,17$	$9,36 \pm 0,06$	$137,3 \pm 19,3$	31,6
J2009-604	38 150	200	8,16	0,04	$0,76 \pm 0,02$	$4,61 \pm 0,21$	$9,76 \pm 0,04$	$58,5 \pm 8,1$	40,2
J2112+500	35 910	100	8,12	0,03	$0,73 \pm 0,02$	$5,77 \pm 0,27$	$9,77 \pm 0,03$	$45,8 \pm 6,4$	37,7
J2116+738	48 400	500	7,94	0,06	$0,66 \pm 0,03$	$2,17 \pm 0,12$	$9,08 \pm 0,06$	$152,6 \pm 21,5$	29,2
J2127-222	47 310	300	7,78	0,05	$0,59 \pm 0,02$	$2,42 \pm 0,09$	$8,83 \pm 0,04$	$146,3 \pm 20,4$	22,9
J2156-546	43 480	200	7,91	0,04	$0,64 \pm 0,02$	$2,96 \pm 0,09$	$9,16 \pm 0,04$	$113,8 \pm 15,8$	27,7
J2214-493	71 200	1200	7,82	0,08	$0,66 \pm 0,03$	$0,78 \pm 0,08$	$8,43 \pm 0,06$	$45,2 \pm 1,4$	25,4
J2312+107	57 140	400	7,95	0,04	$0,68 \pm 0,02$	$1,41 \pm 0,04$	$8,92 \pm 0,03$	$68,3 \pm 1,1$	30,0
J2324-547	41 900	200	8,07	0,05	$0,71 \pm 0,03$	$3,14 \pm 0,07$	$9,48 \pm 0,05$	$138,1 \pm 3,3$	35,2
J2334-472	59 470	500	7,85	0,04	$0,65 \pm 0,02$	$1,29 \pm 0,04$	$8,69 \pm 0,04$	$89,0 \pm 1,5$	26,0
LMCom	28 660	300	7,61	0,11	$0,47 \pm 0,04$	$10,00 \pm 1,73$	$9,42 \pm 0,12$	$216,9 \pm 12,6$	16,8



Obrázek 3.1: Porovnání efektivních teplot T_{UV} WD získaných z ultrafialových spekter FUSE s teplotami T_{opt} získanými z optických spekter, viz tabulka 2.1

s hodnotami získanými z optických spekter g_{opt} , zatímco u spekter, kde pozorujeme čáry těžších prvků, se hodnoty poměrně liší - v některých případech dochází k výraznému *nadhodnocení* gravitačního zrychlení, např. u hvězd J0239+500, J0623-376, J1820+560, J2004-560, J2214-493. To je pochopitelné, protože jsme pro výpočet použili čistě vodíkové modely.

Ve spektrech některých hvězd nepozorujeme žádné čáry těžších prvků, ale hodnoty g_{UV} jsou poměrně výrazně *podhodnocené* v porovnání s hodnotami g_{opt} (viz tabulka 2.1). Např. u hvězd J0831-536 a J1629+780 jsou námi získané hodnoty gravitačního zrychlení g podhodnocené v po-



Obrázek 3.2: Porovnání povrchového gravitačního zrychlení g_{UV} WD získaného z ultrafialových spekter FUSE s povrchovým gravitačním zrychlením g_{opt} získaným z optických spekter, viz tabulka 2.1

rovnání s hodnotami získanými z optických spekter [11, 35], nicméně jsou v dobré shodě s hodnotami, které udává Marsh (1997) [38], resp. Vennes (1997) [51]. Konkrétně:

pro J0831 - 536 $\log g_{UV} = 7,75$, $\log g_{opt} = 8,01$ [11] a $\log g_{opt2} = 7,79$ [38];
 pro J1629+780 $\log g_{UV} = 7,67$, $\log g_{opt} = 7,97$ [35] a $\log g_{opt2} = 7,68$ [51].
 Je tedy patrné, že i v literatuře nacházíme velké rozdíly v určení povrchového gravitačního zrychlení g a že uváděné statistické chyby jsou často výrazně nižší než reálné chyby určení g .

Analýze ultrafialových spekter FUSE a porovnání efektivní teploty a gravitačního zrychlení získaného z optického spektra s hodnotami získanými z ultrafialových spekter FUSE pro vybrané bílé trpaslíky se věnuje Barstow a kol. v článcích [2, 3]. V tabulce 3.4 je možno porovnat hodnoty T_{uv} a $\log g$ získané v rámci předkládané práce s hodnotami získanými z ultrafialových spekter FUSE v práci [3]. Z tabulky je patrné, že hodnoty T_{uv} pro $T_{\text{uv}} \lesssim 50\,000$ K jsou ve velmi dobré shodě, zatímco hodnoty T_{uv} pro $T_{\text{uv}} > 50\,000$ K se v některých případech liší. Rozdíly nacházíme i v určení $\log g$. To je způsobeno několika faktory: data použitá pro analýzu v [3] se mírně liší od dat analyzovaných v této práci (viz tabulka 2.2 a tabulka 1 v [3]), dále se liší postup při zpracování analyzovaných dat, jiné jsou i použité modely hvězdných atmosfér (Barstow [3] používá NLTE modelová spektra vypočtená s použitím programů TLUSTY a SYNSPEC) a navíc pro $T_{\text{uv}} > 50\,000$ K neuvažuje Barstow [3] čistě vodíkové atmosféry, ale fixuje pevně dané abundance He, C, N, O, Si, Fe a Ni (viz [3] kap. 3).

Tabulka 3.4: Porovnání hodnot T_{uv} a $\log g$ z této práce s hodnotami z článku Barstow a kol. (2003) [3]

Název hvězdy	hodnoty z této práce				hodnoty z Barstow a kol [3]			
	$T_{\text{uv}}(K)$	$\Delta T_{\text{uv}}(K)$	$\log g$	$\Delta \log g$	$T_{\text{uv}}(K)$	$\Delta T_{\text{uv}}(K)$	$\log g$	$\Delta \log g$
J0007+332	45 000	400	7,65	0,06	46 196	138	7,72	0,02
J0053-330	34 720	100	7,75	0,03	34 704	204	7,91	0,03
J0457-281	65 240	1100	8,10	0,08	66 821	282	8,00	0,01
J0505+528	63 560	500	7,65	0,05	58 152	831	7,64	0,06
J0552+158	32 790	100	7,78	0,02	32 048	30	7,83	0,01
J0623-376	79 360	1400	7,65	0,07	65 757	1479	7,54	0,01
J1257+220	39 000	100	7,80	0,03	38 487	247	7,87	0,01
J1316+290	49 900	200	7,92	0,02	50 377	324	7,97	0,03
J2112+500	35 910	100	8,12	0,03	35 851	233	8,32	0,08
J2214-493	71 200	1200	7,82	0,08	70 769	1297	7,59	0,07
J2312+107	57 140	400	7,95	0,04	52 402	868	7,89	0,09
J2334-472	59 470	500	7,85	0,04	55 933	510	7,72	0,02

Největší rozdíl v určení T_{uv} nalezneme v případě hvězdy J0623-376, protože tato hvězda je velmi horká a v jejím spektru je možné nalézt velké množství fotosférických čar těžších prvků. Této hvězdě se budeme podrobněji věnovat v kapitole 4.

3.2 Další vlastnosti bílých trpaslíků

Další vlastnosti bílých trpaslíků z našeho vzorku jsme určili pomocí programu *mass_age_wood_ver009*, který vytvořila A. Kawka. Tento program využívá modelů popsaných v článku Wood (1995) [56]. Jedná se o vývojové modely pro bílé trpaslíky s uhlíko-kyslíkovým jádrem, heliovou ($M_{\text{He}} = 10^{-2}M_{\text{wd}}$) a vodíkovou ($M_{\text{H}} = 10^{-4}M_{\text{wd}}$) obálkou a nulovou metalicitou. Jsou počítány pro hvězdy s hmotností 0,4 - 1,2 M_{\odot} s krokem 0,1 M_{\odot} (modely pro hvězdy s hmotností 1,1 M_{\odot} a 1,2 M_{\odot} jsou počítány pouze pro hvězdy bez vodíkové obálky). Vstupní data zahrnují námi získané hodnoty T_{eff} , $\log g$ a také vizuální magnitudu V , kterou jsme převzali z [38, 42, 51, 52], viz tabulka 2.1.

Hmotnost M_{wd} , dobu chladnutí τ a absolutní magnitudu M_V jsme určili z těchto vývojových modelů, vzdálenost d v parsecích jsme získali z Pogsonovy rovnice

$$M_V = V - 5 \log d + 5 \quad (3.1)$$

a očekávaný gravitační rudý posuv z v newtonovském přiblížení jsme vypočetli ze vztahu

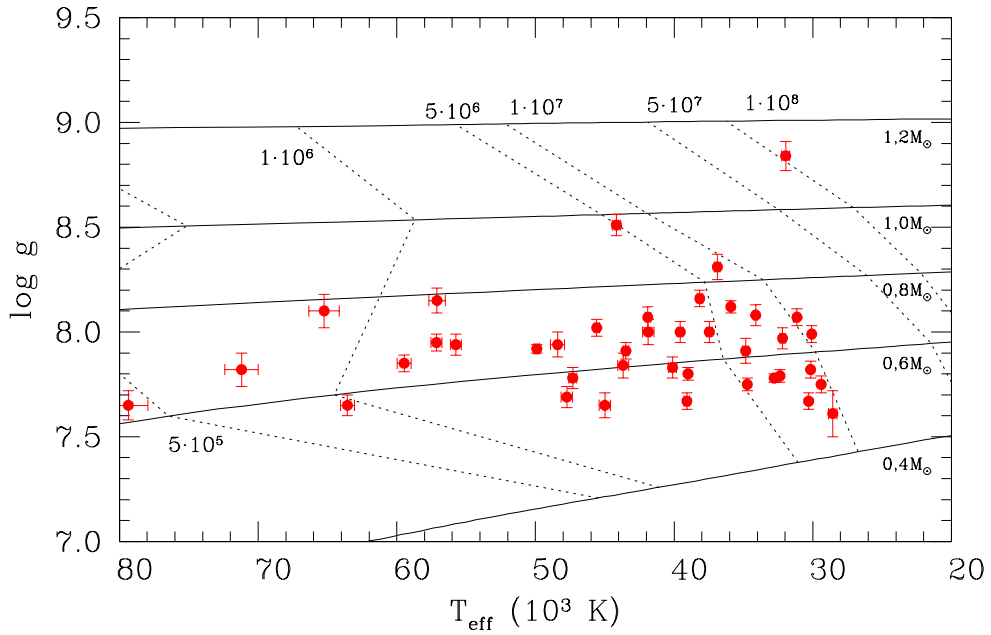
$$\frac{v_{gr}}{c} = z = \frac{GM_{\text{WD}}}{c^2 R_{\text{WD}}}, \quad (3.2)$$

kde G je gravitační konstanta, c je rychlost světla a R_{WD} je poloměr bílého trpaslíka. Tato aproximace je použitelná pro $c \gg v_{gr}$ a pro $R \gg r_s$, kde r_s je Schwarzschildův poloměr. Získané hodnoty jsou uvedeny v tabulce 3.3. Uvedená chyba je opět pouze statistická.

Analyzovali jsme vzorek 40-ti horkých bílých trpaslíků v teplotním rozsahu $T_{\text{eff}} \sim 30\,000\text{ K} - 80\,000\text{ K}$, s průměrnou hodnotou $T_{\text{eff}} = 43\,000\text{ K}$. Povrchové gravitační zrychlení těchto WD se pohybovalo v rozsahu $\log g \sim 7,6 - 8,9$ při průměrné hodnotě $\log g = 7,93$. Doba chladnutí τ WD z našeho vzorku se pohybovala mezi $\tau = 4,5 \cdot 10^5\text{ let} - 1,1 \cdot 10^8\text{ let}$, při průměrné hodnotě $\tau = 7,2 \cdot 10^6\text{ let}$. Zároveň se tito bílí trpaslíci nacházeli ve vzdálenosti $d \sim 40\text{ pc} - 220\text{ pc}$.

Průměrná hmotnost bílých trpaslíků z našeho vzorku je $\overline{M}_{\text{WD}} = 0,655 M_{\odot}$. Tato hodnota je mírně vyšší v porovnání s hodnotou $\overline{M} = 0,603 M_{\odot}$, kterou určil Liebert (2005) [37] jako průměrnou hodnotu vzorku 298 bílých trpaslíků z katalogu Palomar-Green Survey [14]. To může být způsobeno zejména výběrovým efektem. Náš vzorek obsahuje výběr 40-ti horkých bílých trpaslíků pozorovaných družicí FUSE.

Kompletní vzorek analyzovaných bílých trpaslíků v závislosti na efektivní teplotě T_{eff} a povrchovém gravitačním zrychlení g je zobrazen na obrázku 3.3. Spojitě jsou vyneseny křivky chladnutí (tj. křivky konstantní hmotnosti M_{WD}), tečkovaně křivky konstantního věku τ (doby chladnutí). Příslušné hodnoty jsou získané z modelů popsanych výše, převzatých z článku Wood (1995) [56].



Obrázek 3.3: Křivky chladnutí bílých trpaslíků v závislosti na teplotě T_{eff} a povrchovém gravitačním zrychlení g . Křivky chladnutí (křivky konstantní hmotnosti M_{WD}) jsou vyneseny spojitě a křivky konstantní doby chladnutí τ (uvedena v letech) tečkovaně

Nejtěžším a zároveň nejstarším bílým trpaslíkem z našeho vzorku je J0239+500 s hmotností $M_{\text{wd}} = 1,12 M_{\odot}$ a dobou chladnutí $\tau = 1,1 \cdot 10^8$ let. Finley (1997) [11] určil hmotnost tohoto bílého trpaslíka na $M_{\text{WD}} = 0,937 M_{\odot}$. Naopak nejméně hmotným bílým trpaslíkem z našeho vzorku je LM Com o hmotnosti $M_{\text{wd}} = 0,47 M_{\odot}$, který se vyvinul jako složka dvojhvězdy. LM Com se budeme podrobně věnovat v kapitole 5.

3.3 Určení abundancí těžších prvků

Pro hvězdy, v jejichž spektrech jsme identifikovali čáry prvků C, Si, P nebo S (viz tabulka 3.1), jsme provedli měření ekvivalentních šířek (EQW) vybraných fotosférických spektrálních čar těchto prvků, a to opět pomocí programu *splot*. Poté jsme s pomocí modelů, které vytvořil S. Vennes, určili teoretické ekvivalentní šířky spektrálních čar pro danou efektivní teplotu, povrchové gravitační zrychlení a abundance. Teoretické EQW byly stanoveny na základě NLTE kódu TLUSTY a SYNSPEC [19, 36]. Tato modelová spektra byla počítána pro teploty T_{eff} v rozmezí 25 000 K - 80 000 K (v intervalu 25 000 K - 30 000 K s krokem 1000 K, v intervalu 30 000 K - 40 000 K s krokem 2000 K a v intervalu 40 000 K - 80 000 K s krokem 5000 K), abundance $\log(X/H)$ od -9,0 do -5,0 s krokem 0,5 a $\log g = 8,0$ pro všechny modely.

Pro určení abundance uhlíku v atmosféře bílých trpaslíků jsme měřili a fitovali čáry C III s vlnovou délkou $\lambda = 1174,9 \text{ \AA} - 1176,4 \text{ \AA}$. Tyto spektrální čáry byly pro vyšší abundance a teploty do $\sim 60\,000 \text{ K}$ v modelech silně blendované, z toho důvodu je reálná chyba určení abundancí pro nižší efektivní teplotu vyšší.

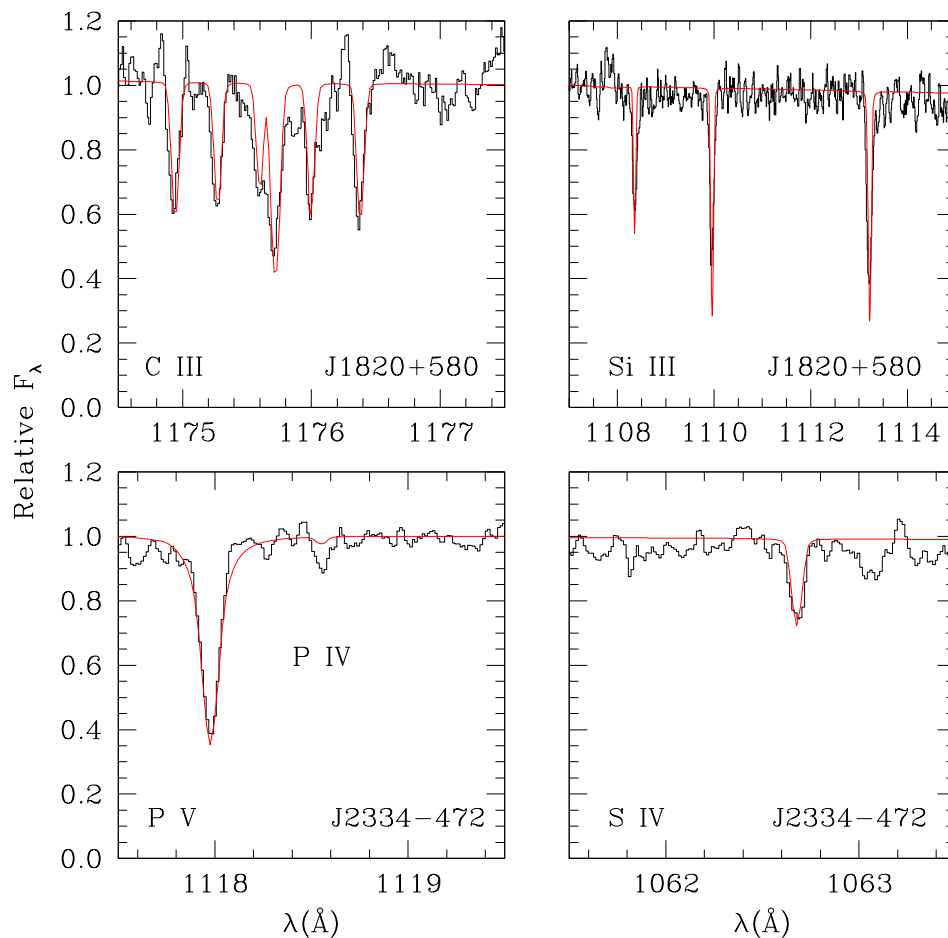
Dále jsme měřili EQW těchto čar křemíku: Si III $\lambda = 1108,36 \text{ \AA}$, Si III $\lambda = 1109,97 \text{ \AA}$, Si III $\lambda = 1113,23 \text{ \AA}$ a Si IV $\lambda = 1122,49 \text{ \AA}$. Pro EQW každé z těchto spektrálních čar jsme určili abundance Si a udaná výsledná abundance je potom průměr z těchto získaných hodnot.

Pro určení abundance fosforu v atmosféře WD jsme měřili čáry P V $\lambda = 1117,98 \text{ \AA}$ a P IV $\lambda = 1118,55 \text{ \AA}$. Tyto čáry byly opět v modelech blendované, ekvivalentní šířka je tak určena jako součet EQW těchto čar.

Měřili jsme ekvivalentní šířky těchto spektrálních čar síry: S VI $\lambda = 933,38 \text{ \AA}$, S VI $\lambda = 944,52 \text{ \AA}$ a S IV $\lambda = 1062,66 \text{ \AA}$. Spektrální čáry S VI však měly v modelech „silně klenuté“ kontinuum, takže výsledná EQW pak byla nižší než skutečná a výsledné abundance byly systematicky posunuté k nižším hodnotám. Z tohoto důvodu jsme tyto čáry vyřadili a udáváme pouze abundance určené na základě změřených EQW spektrální čáry S IV $\lambda = 1062,66 \text{ \AA}$.

Příklad výše uvedených fotosférických spektrálních čar a příslušných nejlepších fitů ekvivalentní šířky je vykreslen na obrázku 3.4. V horní části obrázku jsou zobrazeny dvě části spektra hvězdy J1820+580 (efektivní teplotu této hvězdy jsme stanovili na $T_{\text{eff}} = 44\,160 \text{ K}$, viz tabulka 3.3). V levé horní části obrázku jsou zobrazeny fotosférické spektrální čáry uhlíku C III (sextet) v oblasti $\lambda = 1174,5 \text{ \AA} - 1177,5 \text{ \AA}$, v pravé horní části

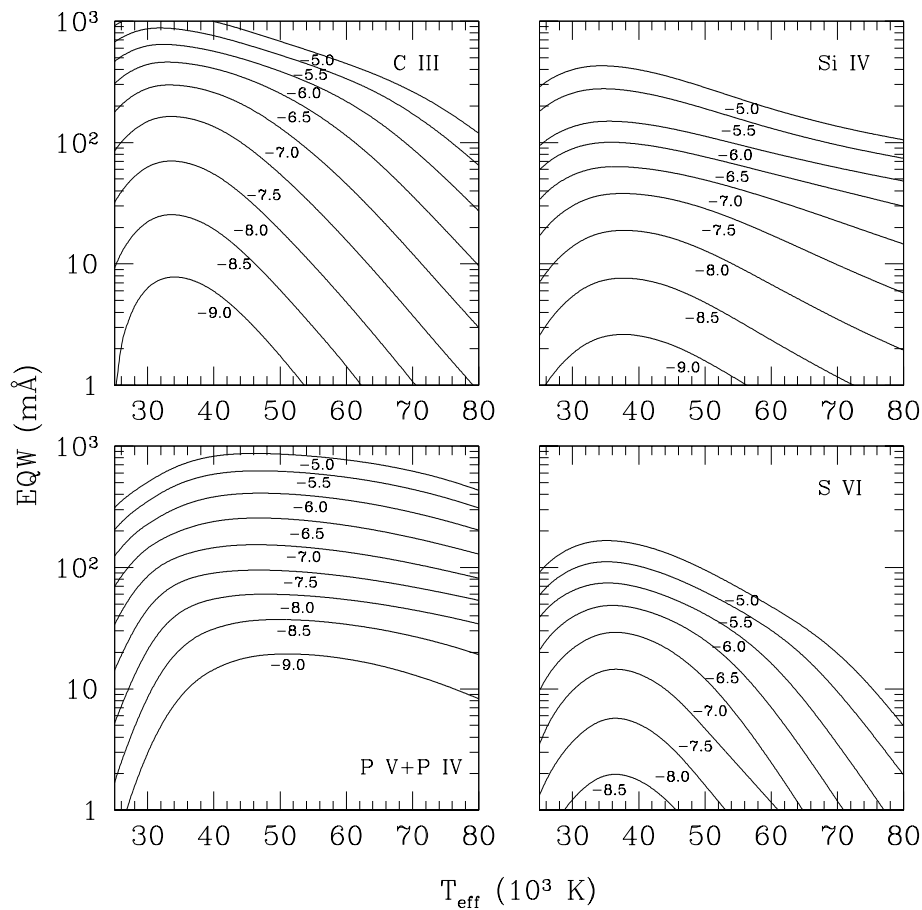
trojice fotosférických čar křemíku Si III v oblasti $\lambda = 1107,5 \text{ \AA} - 1114,5 \text{ \AA}$. V dolní části obrázku můžeme vidět části spektra hvězdy J2334-472 (námi stanovená hodnota efektivní teploty této hvězdy je $T_{\text{eff}} = 59\,470 \text{ K}$, viz tabulka 3.3). V levé dolní části obrázku je zobrazena dvojice fotosférických spektrálních čar fosforu P V a P IV v oblasti $\lambda = 1117,5 \text{ \AA} - 1119,5 \text{ \AA}$ (spektrální čára P IV je velmi slabá při teplotách $T_{\text{eff}} > 50\,000 \text{ K}$ a abundancích $\log(P/H) < -7,0$). V pravé dolní části obrázku vidíme spektrální čáru síry S IV $\lambda = 1062,66 \text{ \AA}$.



Obrázek 3.4: Fitované fotosférické spektrální čáry a nejlepší získaný fit

Na obrázku 3.5 jsou zobrazeny teoretické ekvivalentní šířky vybraných spektrálních čar C, Si, P a S v závislosti na T_{eff} a abundanci příslušných prvků v atmosféře WD. Při výpočtech jsme fixovali $\log g = 8,0$. Pro sextet

čar C III v oblasti vlnových délek $\lambda = 1174,9 \text{ \AA} - 1176,4 \text{ \AA}$, viz tabulka 2.3, zobrazujeme celkovou ekvivalentní šířku těchto čar, stejně tak pro dvojici čar P V $\lambda = 1117,98 \text{ \AA}$ a P IV $\lambda = 1118,55 \text{ \AA}$. Dále je na obrázku vykreslena závislost ekvivalentní šířky spektrální čáry Si IV $\lambda = 1122,49 \text{ \AA}$, resp. S IV $\lambda = 1062,66 \text{ \AA}$ na efektivní teplotě a atmosférické abundanci křemíku, resp. síry. Tabulky teoretických ekvivalentních šířek pro všechny spektrální čáry použité pro výpočet atmosférických abundancí příslušných prvků uvádíme v příloze B.



Obrázek 3.5: Teoretické ekvivalentní šířky vybraných spektrálních čar (uvedeny v textu) v závislosti na efektivní teplotě a povrchové abundanci příslušného prvku

V tabulce 3.5 jsou uvedeny atmosférické abundance vybraných těžších prvků, které jsme získali fitováním ekvivalentních šířek výše uvedených fotosférických spektrálních čar. Uvedené chyby jsou opět pouze statistické a nezahrnují chybu způsobenou předpokladem $\log g = 8,0$ aplikovaným při výpočtu abundancí na všechny WD z našeho vzorku. Ve spektrech ostatních WD z našeho vzorku, kteří nejsou uvedeni v této tabulce, jsme nenalezli žádné fotosférické čáry prvků C, Si, P nebo S.

Tabulka 3.5: Získané atmosférické abundance $\log(X/H)$ uhlíku, křemíku, fosforu a síry

Název hvězdy	abundance $\log(X/H)$			
	C	Si	P	S
J0053-330		$-7,67 \pm 0,14$	$-8,44 \pm 0,12$	
J0134-161		$-7,52 \pm 0,07$	$-8,55 \pm 0,22$	
J0239+500			$-8,43 \pm 0,22$	
J0457-281		$-6,56 \pm 0,07$	$-7,34 \pm 0,14$	$-6,26 \pm 0,24$
J0505+528	$-6,31 \pm 0,08$	$-6,33 \pm 0,17$	$-7,74 \pm 0,09$	$-5,63 \pm 0,21$
J0552+158			$-8,56 \pm 0,22$	
J0623-376	$-5,32 \pm 0,18$	$-5,56 \pm 0,18$	$-6,93 \pm 0,10$	$-4,16 \pm 0,11$
J1820+560	$-7,02 \pm 0,07$	$-5,95 \pm 0,15$	$-9,22 \pm 0,19$	
J1918+599		$-7,97 \pm 0,11$	$-8,90 \pm 0,27$	
J1943+500		$-6,51 \pm 0,11$	$-8,06 \pm 0,12$	
J2004-560	$-7,42 \pm 0,12$	$-7,33 \pm 0,15$	$-7,55 \pm 0,11$	$-7,13 \pm 0,19$
J2112+500		$-5,74 \pm 0,10$	$-8,21 \pm 0,11$	$-7,72 \pm 0,14$
J2127-222		$-7,76 \pm 0,02$	$-8,88 \pm 0,07$	
J2214-493		$-5,64 \pm 0,21$	$-6,93 \pm 0,16$	$-5,13 \pm 0,25$
J2312+107		$-6,98 \pm 0,08$	$-8,25 \pm 0,14$	$-6,89 \pm 0,17$
J2324-547			$-8,02 \pm 0,19$	
J2334-472		$-6,55 \pm 0,16$	$-7,55 \pm 0,08$	$-6,08 \pm 0,26$
LMCom	$-5,89 \pm 0,11$	$-6,57 \pm 0,19$		$-6,40 \pm 0,22$

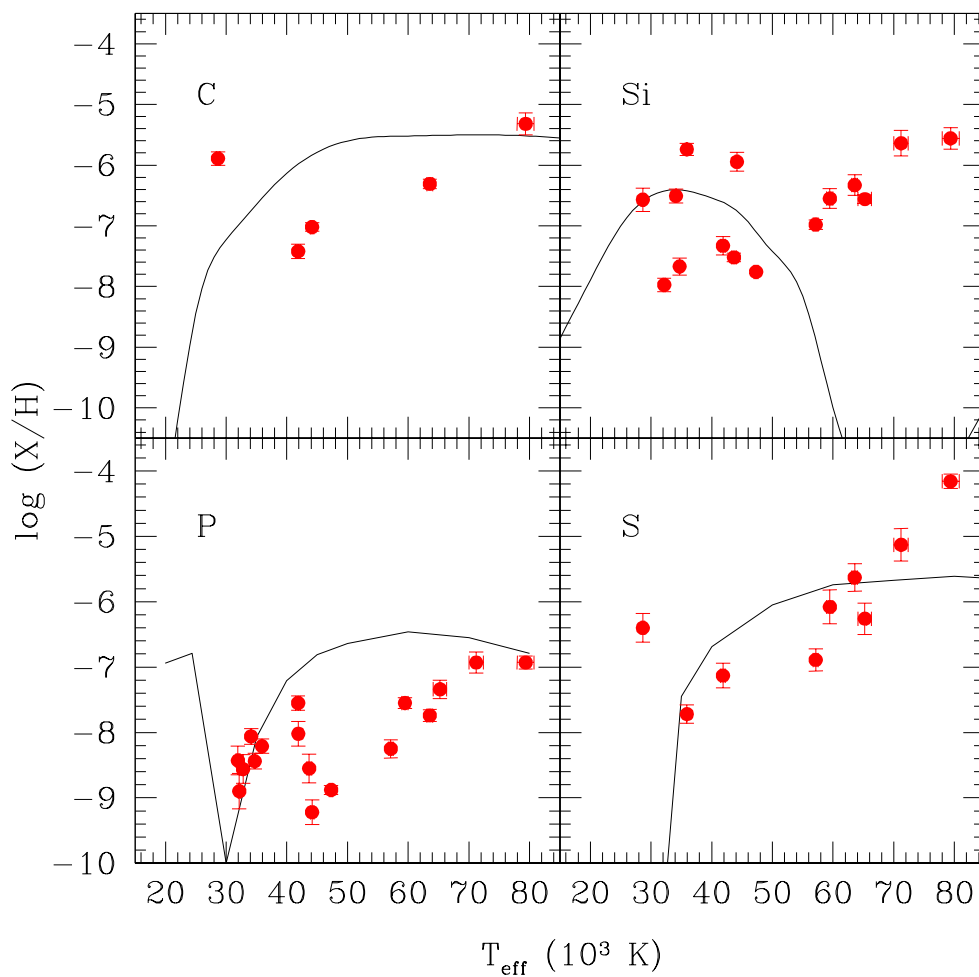
Na obrázku 3.6 jsou zobrazeny získané atmosférické abundance prvků C, Si, P a S v závislosti na efektivní teplotě T_{eff} a pro porovnání je vynešena také teoretická křivka rovnovážných abundancí příslušných prvků. Hodnoty pro rovnovážné povrchové abundance prvků C, Si a S při povrchovém gravitačním zrychlení $\log g = 8,0$ jsme převzali z [21], viz obr. 19 v [21]. Hodnoty pro rovnovážné povrchové abundance P při $\log g = 8,0$ jsou převzaty z [50], viz obr. 4a) v [50].

Porovnáme-li získané atmosférické abundance uhlíku s teoretickou křivkou rovnovážných abundancí, vidíme, že získané hodnoty jsou (až na dvě výjimky, viz komentář níže) nižší než očekávaná hodnota. Ke stejnému závěru dochází i Chayer (1995) [21], ačkoli vzorek bílých trpaslíků z [21] se částečně odlišuje od našeho vzorku. Hvězda, jejíž atmosférická abundance uhlíku je výrazně vyšší než teoretická hodnota rovnovážné abundance, je LM Com ($T_{\text{eff}} = 28\,660$ K). Jedná se o dvojhvězdu, jejíž sekundární složkou je červený trpaslík typu M4+ (LM Com je věnována kapitola 5). Vyšší abundance uhlíku v atmosféře tak můžeme vysvětlit tím, že velmi pravděpodobně dochází k akreci hvězdného větru sekundární složky. Hvězda, jejíž atmosférická abundance uhlíku souhlasí v rámci chyby s teoretickou hodnotou, je J0623-376 ($T_{\text{eff}} = 79\,360$ K), jíž se budeme podrobně věnovat v kapitole 4.

Získané atmosférické abundance křemíku u hvězd chladnějších než $T_{\text{eff}} \lesssim 50\,000$ K jsou pro skupinu bílých trpaslíků J0053-330, J0134-161, J1918+599, J2004-560 a J2127-222 mírně nižší než teoretická hodnota, pro bílé trpaslíky J1820+560 a J2112+500 naopak mírně vyšší než teoretická hodnota. Pro hvězdy s $T_{\text{eff}} > 50\,000$ K nicméně teoretická hodnota vůbec nesouhlasí se získanými abundancemi. Na tento jev opět upozornil už Chayer (1995) [21], který ukázal, že se v atmosférách bílých trpaslíků ze vzorku v [21] s $T_{\text{eff}} > 50\,000$ K nachází relativně velká množství křemíku v atmosférách, ačkoli teoretická hodnota je pro hvězdy v daném teplotním rozsahu minimální. Je tedy patrné, že teorie zářivé levitace (viz kapitola 1.1.7) neumí zatím plně vysvětlit pozorované abundance těžších prvků v atmosférách WD a že je nezbytně nutné zahrnout do výpočtů teoretických abundancí i další kompetitivní procesy, které nastávají v atmosférách bílých trpaslíků.

Porovnáním teoretické křivky rovnovážných abundancí fosforu se získanými hodnotami vidíme, že pro bílé trpaslíky s teplotou $T_{\text{eff}} \lesssim 40\,000$ K docházíme k dobré shodě, pro WD s $T_{\text{eff}} > 40\,000$ K jsou získané hodnoty nižší než teoretické rovnovážné hodnoty.

Atmosférické abundance síry znázorněné na obrázku 3.6 rámcově odpovídají teoretickým rovnovážným hodnotám. Nejvíce se od teoretické křivky odlišují abundance S v atmosférách hvězd LM Com ($T_{\text{eff}} = 28\,660$ K) a J0623-376 ($T_{\text{eff}} = 79\,360$ K). Velké množství síry v atmosféře LM Com můžeme opět vysvětlit přítomností sekundární složky - červeného trpaslíka typu M4+. Podrobnější informace o nalezených atmosférických abundancích těžších prvků v atmosférách J0623-376 a LM Com jsou uvedeny v kapitolách 4 a 5.



Obrázek 3.6: Abundance vybraných těžších prvků v závislosti na efektivní teplotě T_{eff} hvězdy. Spojitě je vynesena teoretická křivka rovnovážné abundance

Kapitola 4

Detailní rozbor - osamocená hvězda

V kapitole 3.1 jsme viděli, že použité LTE čistě vodíkové modely atmosféry nedávají pro bílé trpaslíky o teplotě $T_{\text{eff}} \gtrsim 50\,000$ K očekávané výsledky. Z toho důvodu jsme se rozhodli aplikovat na spektrum některé hvězdy z našeho vzorku vylepšené modely atmosféry a porovnat výsledky. Nejvhodnější hvězdou se jevila J0623-376, a to z několika důvodů: její spektrum obsahuje velké množství fotosférických čar různých prvků (C, N, Si, P, S, Fe...), získaná hodnota T_{eff} se nejvíce odlišuje od očekávané hodnoty T_{opt} a navíc máme k dispozici velké množství spekter této hvězdy, a tedy výsledné sečtené spektrum má jen minimální šum.

4.1 J0623-376

Horký bílý trpaslík J0623-376 spektrálního typu DA byl objeven družicí Roentgen Satellite (ROSAT) [46]. Holberg a kol. (1993) [17] popsali první pozorování J0623-376 v optické a ultrafialové části spektra, určili efektivní teplotu T_{eff} a povrchové gravitační zrychlení g (viz tabulka 4.1), identifikovali ve spektru hvězdy fotosférické čáry prvků C, N, O, Si, Al a Fe a určili povrchové abundance prvků C, N a Si (viz tabulka 4.3).

Efektivní teplotu T_{eff} a povrchové gravitační zrychlení g , případně hmotnost M_{WD} , vzdálenost d nebo absolutní hvězdnou velikost M_V určenou z optických spekter J0623-376 nalezneme např. v pracích Finley (1997) [11], Vennes (1997) [51], Lajoie (2007) [35] a Gianninas (2010) [13]. Tyto hodnoty jsou shrnuty v tabulce 4.1.

Spektra hvězdy J0623-376 získané družicí FUSE jsme zpracovali způsobem popsaným v kapitole 2.2. Získali jsme spektrum s nízkým šumem, které jsme analyzovali dvěma různými způsoby. První způsob je popsán v kapitole 3.1. Pro fitování spektra jsme použili planparalelní LTE čistě vodíkové modely atmosféry a získali jsme hodnoty T_{eff} a g , které se poměrně odlišují od hodnot převzatých z literatury, viz tabulka 4.1. Nejlepší fit, nalezený touto metodou, je zobrazený v příloze A.1.

Spektrum J0623-376 jsme proto analyzovali ještě druhým způsobem. Syntetická spektra jsme získali s pomocí NLTE kódu TLUSTY a SYN-SPEC [19, 36]. Metoda minimalizace χ^2 je založena na kombinaci metody steepest-descent (metoda největšího spádu) a simplexové metody. Zvolíme parametry, které chceme fitovat, a určíme jejich počáteční hodnoty. Vypočteme χ^2 , změníme hodnotu parametrů, opět vypočteme χ^2 a takto sledujeme gradient největšího spádu. Maximální změny mezi jednotlivými kroky jsou omezeny na $\pm 5\%$ pro T_{eff} , $\pm 2\%$ pro $\log g$ a $+100\%$; -50% pro abundance těžších prvků. Takto výpočet pokračuje, dokud maximální relativní změny parametrů modelu a χ^2 nejsou všechny menší než $0,5\%$ ve třech po sobě jdoucích iteracích.

Jako parametry modelu J0623-376 jsme zvolili efektivní teplotu, povrchové gravitační zrychlení a atmosférické abundance He, C, N, O, Si, P, S a Fe. Jejich počáteční hodnoty jsme nastavili takto: $T_{\text{eff}} = 68\,000$ K, $\log g = 7,31$, $\log(\text{He}/\text{H}) = 10^{-3}$, $\log(\text{C}/\text{H}) = 10^{-4}$, $\log(\text{N}/\text{H}) = 10^{-4}$, $\log(\text{O}/\text{H}) = 10^{-4}$, $\log(\text{Si}/\text{H}) = 10^{-6}$, $\log(\text{P}/\text{H}) = 10^{-6}$, $\log(\text{S}/\text{H}) = 10^{-6}$ a $\log(\text{Fe}/\text{H}) = 10^{-5}$. Fitování provedl Péter Németh a je popsáno též v článku Németh a kol (2011) - v přípravě. Nalezené hodnoty T_{eff} a $\log g$ jsou uvedeny v tabulce 4.1, získané hodnoty atmosférických abundancí jsou uvedeny v tabulce 4.3. Nejlepší nalezený fit je zobrazen na obrázku 4.1. V části spektra LIF1B vidíme v oblasti vlnových délek kolem $\lambda = 1145$ Å „prohnutí spektra“ způsobené pravděpodobně přístrojovou vadou.

Z tabulky 4.1 je patrné, že se hodnoty určené prvním způsobem (LTE čistě vodíkové modely) výrazně odlišují od hodnot určených druhým způsobem (NLTE modely zahrnující těžší prvky ve spektru) a od hodnot získaných z optických spekter (převzatých z [11, 13, 18, 35, 51]). Můžeme tedy učinit závěr, že pro velmi horké bílé trpaslíky $T_{\text{eff}} \gtrsim 50\,000$ K, v jejichž spektrech se objevují fotosférické čáry těžších prvků, nedávají LTE čistě vodíkové modely uspokojivé výsledky a je nutné v takových případech používat vylepšené modely hvězdné atmosféry.

Vyloučíme-li hodnoty získané prvním způsobem z následujících úvah, vidíme, že efektivní teplota J0623-376, určená různými autory, se pohybuje kolem $T_{\text{eff}} \sim 61\,000$ K, gravitační zrychlení $\log g \sim 7,2$ a hmotnost hvězdy $M_{\text{WD}} \sim 0,45 M_{\odot}$. Hodnoty, které jsme získali s pomocí vylepšených modelů analýzou ultrafialových spekter FUSE, jsou mírně vyšší než průměrné hodnoty získané z optických spekter.

Tabulka 4.1: Porovnání vlastností J0623-376 získaných v rámci této práce s hodnotami převzatými z literatury

T_{eff} (K)	ΔT_{eff} (K)	$\log g$	$\Delta \log g$	M_{WD} (M_{\odot})	ΔM_{WD} (M_{\odot})	d (pc)	M_V	Zdroj *
79 360	1400	7,65	0,07	0,63	0,02	66,6	7,97	1
64 640	1460	7,33	0,05	0,50	0,02	79,1	7,60	2
60 300	1500	7,34	0,12					3
58 199	1679	7,27	0,12	0,46	0,03			4
61 700	1100	7,18	0,07	0,45	0,02	78,0	7,42	5
59 779		7,24		0,45		81,8		6
66 060		7,12		0,45			7,19	7

* Zdroj:

- 1) tato práce, LTE čistě vodíkové modely atmosféry
- 2) tato práce, NLTE modely atmosféry zahrnující i těžší prvky ve spektru
- 3) Holberg a kol. (1993) [18]
- 4) Finley a kol. (1997) [11]
- 5) Vennes a kol. (1997) [51]
- 6) Lajoie a kol. (2007) [35]
- 7) Giannias a kol. (2010) [13]

V tabulce 4.2 jsou uvedeny další vlastnosti J0623-376 získané z vývojových modelů převzatých z Wood (1995) [56], popsanych podrobněji v kapitole 3.2. Vstupními hodnotami jsou efektivní teplota T_{eff} , gravitační zrychlení $\log g$ a vizuální hvězdná velikost V . Pro porovnání jsou zobrazeny hodnoty pro efektivní teplotu $T_{\text{eff}} = 79\,360$ K a gravitační zrychlení $\log g = 7,65$ (tyto hodnoty jsme získali z LTE čistě vodíkových modelů atmosféry) a hodnoty pro $T_{\text{eff}} = 64\,640$ K a $\log g = 7,33$ (tyto hodnoty jsou získané z vylepšených modelů, popsanych výše). Vizuální hvězdnou velikost $V = 12,09$ jsme převzali z [38].

V tabulce 4.3 jsou shrnuty hodnoty abundancí vybraných těžších prvků v atmosféře J0623-376 získané (1) fitováním ekvivalentních šířek vybraných spektrálních čar (postup je podrobně popsán v kapitole 3.3) pro

Tabulka 4.2: Další vlastnosti J0623-376 pro různá vstupní data do vývojových modelů

	T_{eff} (K)	$\log g$	M_{WD} (M_{\odot})	τ (10^6 let)	M_V	d (pc)	z
1	79 360	7,65	$0,63 \pm 0,02$	$0,46 \pm 0,08$	$7,97 \pm 0,06$	$66,6 \pm 1,8$	20,3
2	64 640	7,33	$0,50 \pm 0,02$	$0,40 \pm 0,15$	$7,60 \pm 0,06$	$79,1 \pm 2,4$	12,5

$T_{\text{eff}} = 79\,360$ K, (2) stejným způsobem jako (1), ale pro efektivní teplotu hvězdy jsme převzali hodnotu z NLTE modelů popsanych výše ($T_{\text{eff}} = 64\,640$ K), (3) z NLTE modelů popsanych výše, (4) převzaté z [18] a (5) hodnoty rovnovážných abundancí pro J0623-376 vypočtené v [21].

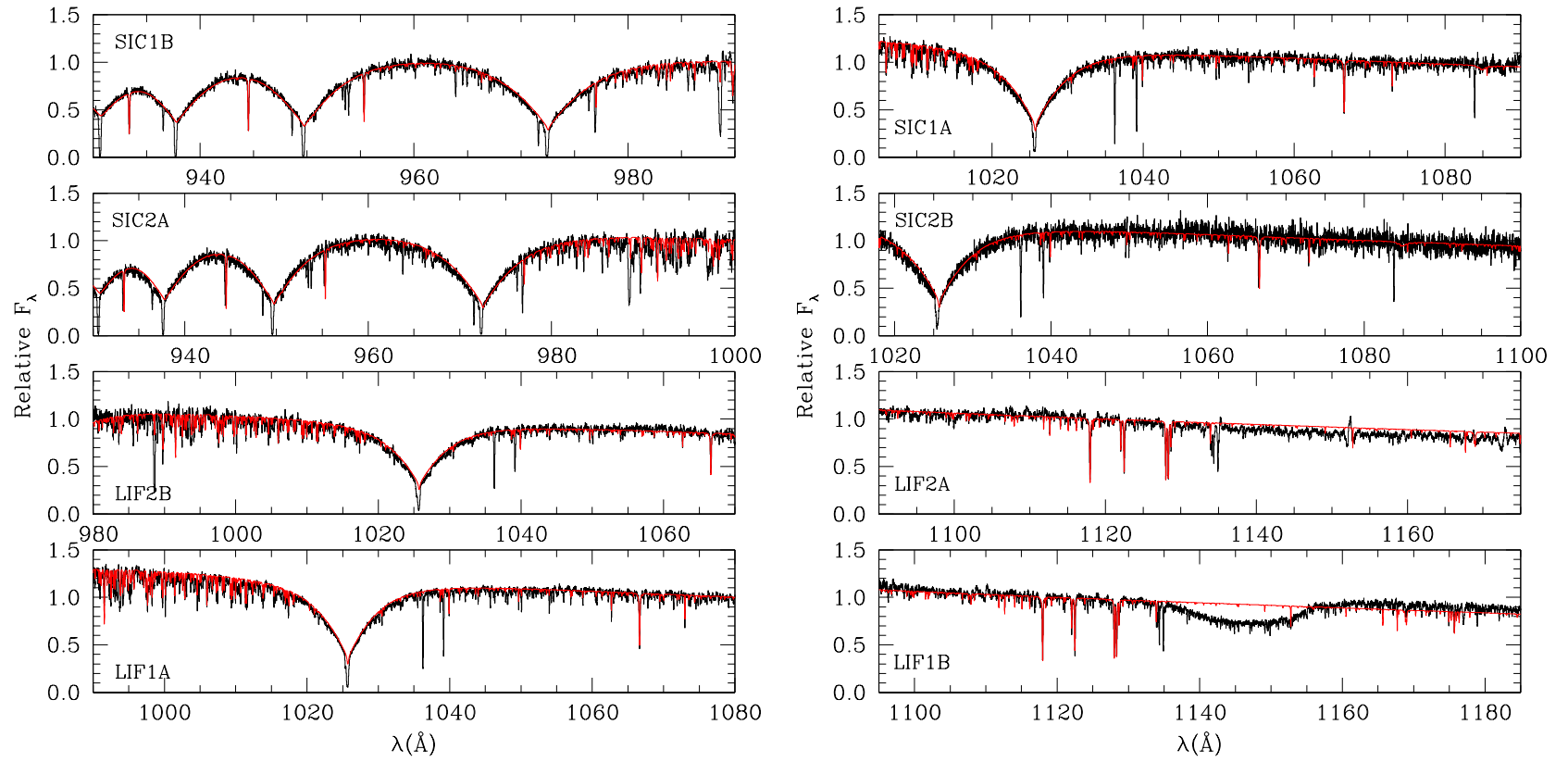
Z tabulky je patrné, že rozdíl v určení T_{eff} má za následek výrazný rozdíl v určení atmosférických abundancí. Navíc systematické chyby určení abundancí jsou téměř řádově větší než statisticky určené nejistoty. Rovnovážné abundance C, N a Fe jsou vyšší než abundance těchto prvků v atmosféře hvězdy a naopak rovnovážná abundance Si je výrazně nižší než abundance Si v atmosféře J0623-376.

Tabulka 4.3: Porovnání abundancí vybraných těžších prvků J0623-376 získaných v rámci této práce s hodnotami převzatými z literatury

Zdroj *	1	2	3	4	5
Prvek	abundance $\log(X/H)$				
He	<-3,26				
C	$-5,32 \pm 0,18$	$-6,36 \pm 0,15$	$-5,93 \pm 0,41$	$-6,08 \pm 0,03$	-4,8
N			$-5,69 \pm 0,27$	$-4,64 \pm 0,06$	-4,5
O	<-5,95				
Si	$-5,56 \pm 0,18$	$-6,02 \pm 0,18$	$-5,53 \pm 0,31$	$-6,29 \pm 0,07$	-7,8
P	$-6,93 \pm 0,10$	$-7,35 \pm 0,08$	$-6,83 \pm 0,37$		-7,8 ^a
S	$-4,16 \pm 0,11$	$-5,23 \pm 0,16$	$-6,25 \pm 0,29$		-4,9
Fe			$-5,16 \pm 0,10$		-3,5

* Zdroj:

- 1) tato práce, fitování EQW vybraných spektrálních čar, $T_{\text{eff}} = 79\,360$ K
- 2) tato práce, fitování EQW vybraných spektrálních čar, $T_{\text{eff}} = 64\,640$ K
- 3) tato práce, NLTE modely atmosféry zahrnující i těžší prvky ve spektru
- 4) Holberg a kol. (1993) [18]
- 5) Chayer a kol. (1995) [21] - rovnovážné abundance
- 5^a) Vennes a kol. (1996) [50] - rovnovážné abundance



Obrázek 4.1: Spektrum J0623-376 a nejlepší fit

Kapitola 5

Detailní rozbor - dvojhvězda

V kapitole 1.1.2 jsme viděli, že vývoj dvojhvězdného systému se poměrně výrazně odlišuje od vývoje osamocené hvězdy. V této kapitole se budeme věnovat detailnějšímu rozboru jediné dvojhvězdy z našeho vzorku: LM Com. Provedeme analýzu spekter pomocí vylepšených modelů hvězdné atmosféry, určíme orbitální parametry systému a podíváme se na budoucí vývoj LM Com.

5.1 LM Com

LM Com je spektroskopická dvojhvězda ve stadiu PCEB skládající se z bílého trpaslíka typu DA a sekundární hvězdy typu M4+ [42]. V katalogu Palomar-Green Survey [14] ji nalezneme pod názvem PG 1224+309 a v databázi bílých trpaslíků [39, 60] pod názvem WD 1224+309. Ferguson (1984) [10] určil, že se jedná o dvojhvězdu, identifikoval horkou hvězdu jako bílého trpaslíka a chladnou hvězdu jako trpaslíka spektrálního typu M2. Orosz (1999) [42] určil oběžnou periodu systému $P = 0,258689$ d, hmotnost obou složek $M_{WD} = 0,45M_{\odot}$ a $M_{RD} = 0,28M_{\odot}$, dobu, za kterou se dvojhvězda vyvine do stavu kataklyzmické proměnné $T \approx 10^{10}$ let a stanovil spektrální typ sekundární složky jako M4+. Teplota a povrchové gravitační zrychlení byly stanoveny na $T_{\text{eff}} = 29\,300 \text{ K} \pm 1000 \text{ K}$ a $\log g = 7,38 \pm 0,10$ [42].

5.1.1 Analýza spekter FUSE

Ultrafialová spektra LM Com získaná družicí FUSE jsme zpracovali způsobem popsáním v kapitole 2.2. Měli jsme k dispozici pouze 11 spek-

ter této hvězdy, viz tabulka 2.2, navíc tato spektra měla velký šum a dvě části spektra (SIC1A a SIC1B) z toho důvodu vůbec nebyly použitelné. Výsledné sečtené spektrum má výrazně vyšší poměr signál/šum než jednotlivá původní spektra, nicméně pořád je šum ve spektru výrazně vyšší než u jiných analyzovaných hvězd (např. J0623-376).

Analýzu spektra jsme provedli způsobem, který je podrobně popsán v kapitole 3.1. Určili jsme efektivní teplotu $T_{\text{eff}} = 28\,660\text{ K} \pm 300\text{ K}$ a povrchové gravitační zrychlení hvězdy $\log g = 7,61 \pm 0,11$. Nejlepší fit, nalezený touto metodou, je zobrazený v příloze A.1.

Pro určení abundancí prvků C, Si, P a S v atmosféře LM Com jsme použili metodu popsanou v kapitole 3.3. Fitovali jsme ekvivalentní šířky spektrálních čar uhlíku C III $\lambda = 1174,93\text{ \AA}$, $\lambda = 1175,26\text{ \AA}$, $\lambda = 1175,59\text{ \AA}$, $\lambda = 1175,71\text{ \AA}$, $\lambda = 1175,99\text{ \AA}$ a $\lambda = 1176,37\text{ \AA}$, křemíku Si III $\lambda = 1109,97\text{ \AA}$, Si III $\lambda = 1113,23\text{ \AA}$ a Si IV $\lambda = 1122,49\text{ \AA}$, fosforu P V $\lambda = 1117,98\text{ \AA}$ a P IV $\lambda = 1118,55\text{ \AA}$ a síry S IV $\lambda = 1062,66\text{ \AA}$. Získané atmosférické abundance jsou uvedeny v tabulce 5.1.

Spektrum hvězdy LM Com jsme dále analyzovali pomocí NLTE modelů atmosféry zahrnujících těžší prvky ve spektru hvězdy, které jsou popsány v kapitole 4.1. Z důvodu vysokého šumu spektra jsme fixovali hodnoty $T_{\text{eff}} = 29\,300\text{ K}$ a $\log g = 7,38$ (při pokusech určit efektivní teplotu a povrchové gravitační zrychlení touto metodou jsme získávali nesmyslně nízké hodnoty T_{eff} a $\log g$) a jako parametry modelu jsme zvolili pouze povrchové abundance He, C, N, O, Si, P, S a Fe. Jejich počáteční hodnoty jsme nastavili na $\log(\text{He}/\text{H}) = 10^{-3}$, $\log(\text{C}/\text{H}) = 10^{-4}$, $\log(\text{N}/\text{H}) = 10^{-4}$, $\log(\text{O}/\text{H}) = 10^{-4}$, $\log(\text{Si}/\text{H}) = 10^{-6}$, $\log(\text{P}/\text{H}) = 10^{-6}$, $\log(\text{S}/\text{H}) = 10^{-6}$ a $\log(\text{Fe}/\text{H}) = 10^{-7}$. Fitování provedl Péter Németh. Získané povrchové abundance těchto prvků jsou uvedeny v tabulce 5.1. Na obrázku 5.1 je zobrazen nejlepší nalezený fit.

Z důvodu vysokého šumu ve spektru dávají použité NLTE modely u většiny zkoumaných prvků pouze horní limit¹ na zastoupení prvků v atmosféře hvězdy a určení abundancí prvků He, C a N je zatíženo velkou nejistotou. Lze tedy shrnout, že použitelnost této vylepšené metody, dovolující fitovat i profily spektrálních čar těžších prvků, je limitována kvalitou spekter. Pro spektra s velkým šumem nejsou výsledky získané touto metodou výrazně přínosné. Abundance prvků C, N a S v atmosféře LM Com, určené metodou fitování ekvivalentních šířek vybraných spektrálních čar, jsou vyšší než rovnovážné abundance převzaté z [21].

¹Abundance Si v atmosféře LM Com byla určena na $\log(\text{Si}/\text{H}) = -7,02^{+1,14}$, dolní limit však program nedokázal stanovit

Předpokládáme, že detekujeme vliv akrece hvězdného větru sekundární složky dvojhvězdy.

Tabulka 5.1: Abundance vybraných těžších prvků v atmosféře LM Com

Zdroj *	1	2	3
Prvek	abundance $\log(X/H)$		
He	$-4,44^{+2,44}_{-0,15}$		
C	$-5,89 \pm 0,11$	$-6,13^{+2,21}_{-0,52}$	-6,4
N	$-6,83^{+2,64}_{-0,80}$		-7,1
O	$< -4,07$		
Si	$-6,57 \pm 0,19$	$< -5,88$	-6,0
P	$< -7,44$		
S	$-6,40 \pm 0,22$	$< -5,70$	7,6
Fe	$< -6,65$		-7,3

* Zdroj:

- 1) tato práce, fitování EQW vybraných spektrálních čar
- 2) tato práce, NLTE modely atmosféry zahrnující i těžší prvky ve spektru
- 3) Chayer a kol. (1995) [21] - rovnovážné abundance

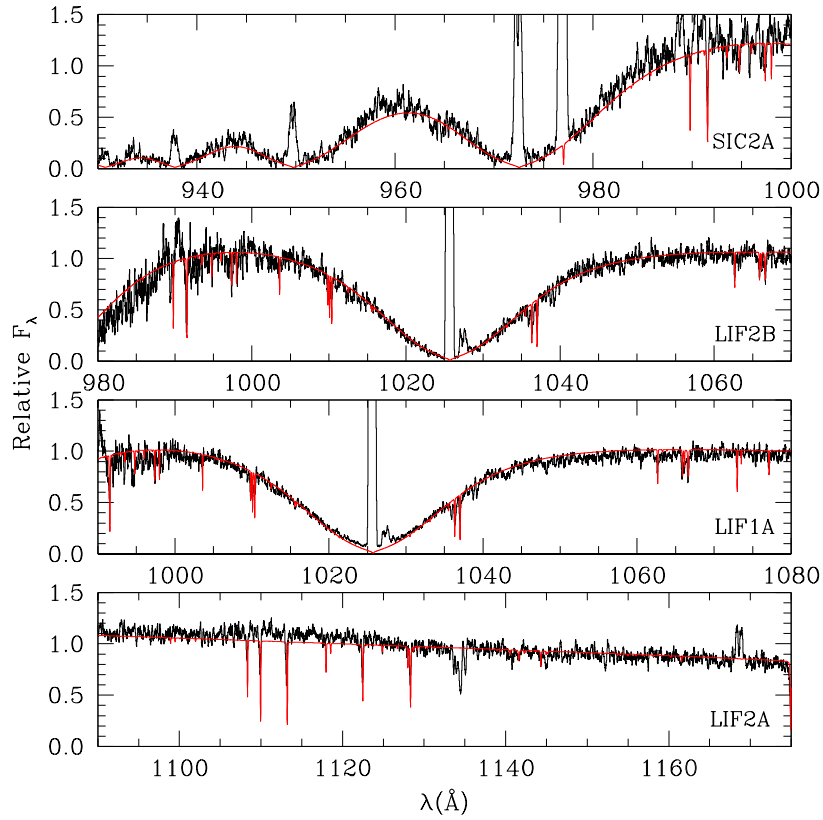
Další vlastnosti LM Com (hmotnost, doba chladnutí, absolutní hvězdná velikost, vzdálenost a očekávaný gravitační rudý posuv) jsou uvedeny v tabulce 3.3. Tyto hodnoty jsme získali za použití vývojových modelů převzatých z Wood (1995) [56], které jsou popsány v kapitole 3.2.

5.1.2 Orbitální parametry

Ultrafialová spektra LM Com získaná družicí FUSE jsme zobrazili programem *splot* a změřili jsme vlnové délky fotosférických spektrálních čar Si III a Si IV, jejichž laboratorní vlnová délka λ , převzatá z [59] je Si III $\lambda = 1109,97 \text{ \AA}$ a $\lambda = 1113,23 \text{ \AA}$, Si IV $\lambda = 1122,49 \text{ \AA}$ a $\lambda = 1128,34 \text{ \AA}$. Ze vztahu 2.1 jsme určili radiální rychlost hvězdy pro každé spektrum. Tyto hodnoty jsme fitovali křivkou radiálních rychlostí ve tvaru

$$v(t) = \gamma_{\text{WD}} + K_{\text{WD}} \sin[2\pi(t - T_0)/P] , \quad (5.1)$$

výsledné hodnoty jsme určili metodou nejmenších čtverců s pomocí programu *per_search*, který napsali S.Vennes a A. Kawka. Nalezli jsme nejpravděpodobnější orbitální periodu systému $P = 0,25896 \text{ d} \pm 0,00110 \text{ d}$, semiampplitudu bílého trpaslíka $K_{\text{WD}} = 105,19 \text{ km.s}^{-1} \pm 0,43 \text{ km.s}^{-1}$,



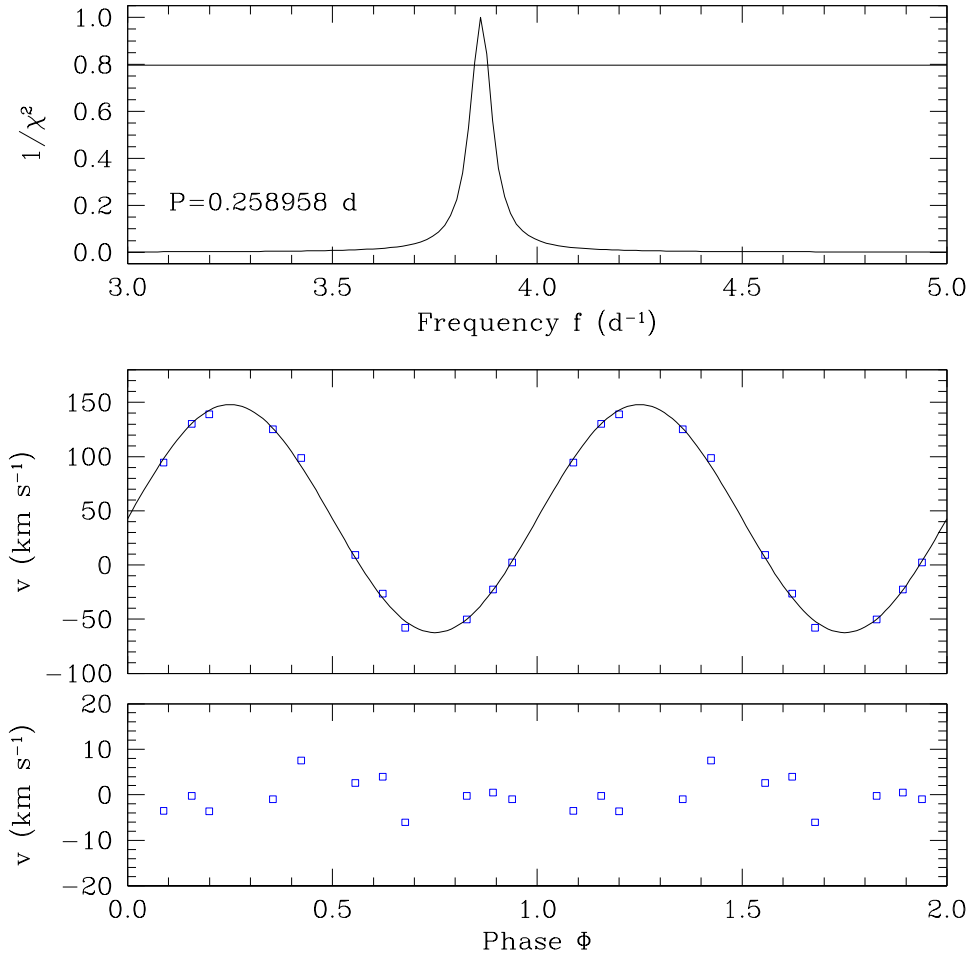
Obrázek 5.1: Spektrum LM Com a nejlepší fit

střední radiální rychlost bílého trpaslíka $\gamma_{WD} = 42,83 \text{ km.s}^{-1} \pm 0,30 \text{ km.s}^{-1}$ a počáteční fázi $T_0 = \text{HJD } 2\,453\,047,294 \pm 0,002$. Určené chyby jsou statistické a nezahrnují možné systematické chyby.

Nalezená nejpravděpodobnější perioda, změřené radiální rychlosti a nejlepší fit v závislosti na orbitální fázi Φ jsou zobrazeny na obrázku 5.2. Rozdíl změřených radiálních rychlostí a fitované křivky je zobrazen ve spodní části obrázku 5.2. Nalezená perioda je v dobré shodě s hodnotou $P = 0,258689 \text{ d}$ [42].

Získané radiální rychlosti bílého trpaslíka jsme zkombinovali s radiálními rychlostmi červeného trpaslíka, převzatými z [42]. Vzhledem k tomu, že námi určená orbitální perioda v rámci chyby souhlasí s periodou, kterou určil Orosz (1999) [42] z většího počtu měření, a tudíž s větší přesností, budeme dále používat tuto orbitální periodu $P = 0,258689 \text{ d} \pm 0,000004 \text{ d}$.

Změřené radiální rychlosti bílého trpaslíka a převzaté radiální rychlosti



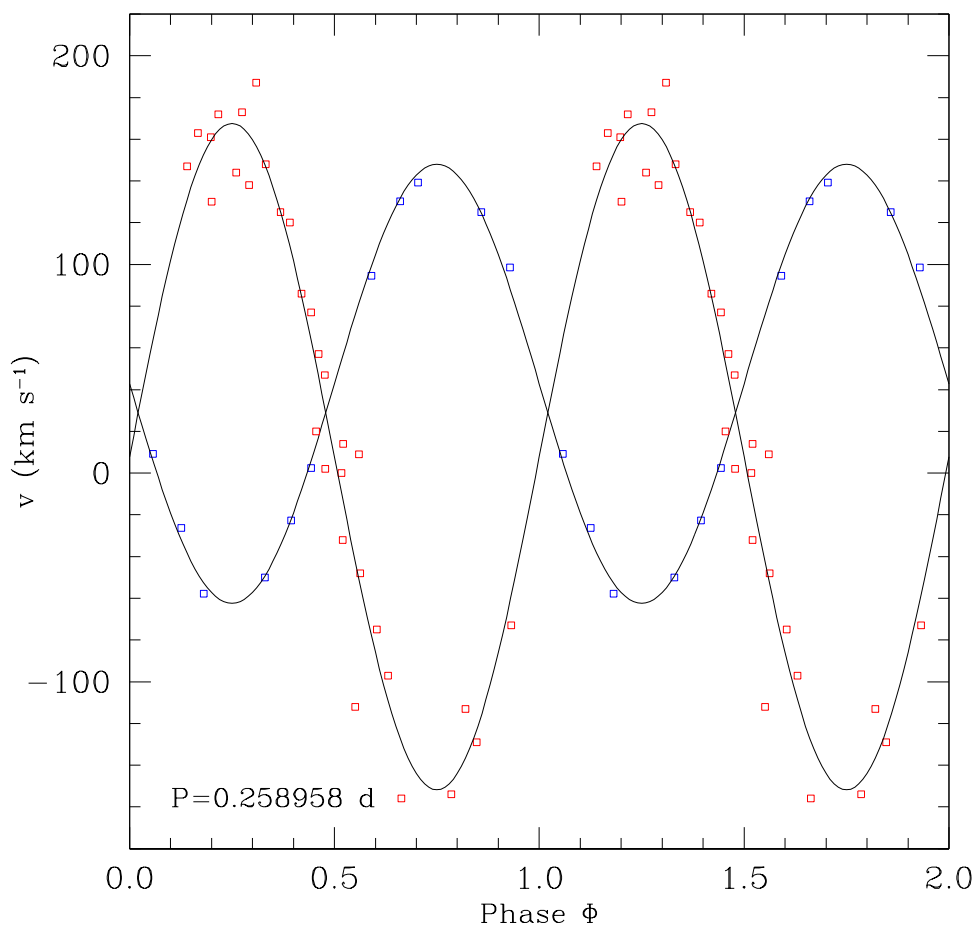
Obrázek 5.2: Radiální rychlosti bílého trpaslíka a nejpravděpodobnější orbitální perioda

červeného trpaslíka proložené křivkou radiálních rychlostí $v(t)_{\text{WD}}$ a $v(t)_{\text{RD}}$ jsou zobrazeny na obrázku 5.3.

Ze známé semiampplitudy obou složek a hmotnosti bílého trpaslíka můžeme určit hmotnost červeného trpaslíka dle vztahu

$$q = \frac{K_{\text{WD}}}{K_{\text{RD}}} = \frac{M_{\text{RD}}}{M_{\text{WD}}}, \quad (5.2)$$

kde q je hmotnostní podíl obou složek. Pro hmotnost bílého trpaslíka $M_{\text{WD}} = 0,47 \pm 0,04 M_{\odot}$ a hmotnostní podíl $q = 0,58 \pm 0,03$ je hmotnost sekundární složky $M_{\text{RD}} = 0,27 \pm 0,04$, v dobré shodě s [42].



Obrázek 5.3: Radiální rychlosti obou složek LM Com. Radiální rychlosti bílého trpaslíka jsou vyneseny modře, radiální rychlosti červeného trpaslíka červeně

5.1.3 Další vývoj hvězdy

LM Com se nachází ve stadiu PCEB, tj. její vývoj prošel obdobím, kdy obě složky měly společnou obálku, a zároveň je také ve stadiu pre-kataklyzmické proměnné (PCV - z anglického pre-cataclysmic variable).

Vlastnosti hvězd označovaných jako PCV shrnuje Ritter (1986) [45]:

- 1) primární složkou dvojhvězdy je bílý trpaslík (nebo prekurzor WD),
- 2) sekundární složkou je hvězda hlavní posloupnosti s hmotností

$$M_2 \lesssim 1 M_{\odot},$$

- 3) orbitální perioda je dostatečně krátká $P \lesssim 2$ d, tj. vývoj systému prošel stadiem společné obálky,
- 4) dvojhvězda je centrální hvězdou planetární mlhoviny (planetární mlhovina je však pozorovatelná pouze $\approx 10^4$ let [45]).

Do stadia CV se systém vyvine skrze ztrátu momentu hybnosti. V současné době jsou známy dva možné mechanismy, díky kterým může dvojhvězda ztrácet moment hybnosti a vyvinout se tak do polodotykové formace: vyzařování gravitačních vln a tzv. „magnetic braking“ [45]. Magnetic braking je nicméně neefektivní v případě, že sekundární složka je méně hmotná než $M_2 \sim 0,3 M_\odot$ [45], a proto tento jev nebudeme dále uvažovat. Změnu momentu hybnosti způsobenou vyzařováním gravitačních vln můžeme popsat vztahem

$$\dot{J}_{\text{GR}} = -\frac{32G^{7/3}}{5c^5} M_1^2 M_2^2 (M_1 + M_2)^{-2/3} \left(\frac{2\pi}{P}\right)^{7/3}, \quad (5.3)$$

kde M_1 , resp. M_2 je hmotnost primární, resp. sekundární složky [45].

Vzdálenost a obou složek LM Com je možné určit z třetího Keplerova zákona, $a \approx 1,6 R_\odot$. Dobu, za kterou se systém vyvine do polodotykové formace, vypočteme ze vztahu

$$t_{cv} = 4,73 \cdot 10^{10} \frac{(1+q)^{1/3}}{q} \left(\frac{M_1}{M_\odot}\right)^{-8/3} [P_i^{8/3}(\text{d}) - P_f^{8/3}(\text{d})], \quad (5.4)$$

kde $P_i^{8/3}(\text{d})$, resp. $P_f^{8/3}(\text{d})$ je počáteční, resp. konečná (tj. v okamžiku kontaktu) orbitální perioda ve dnech [54]. Orbitální periodu v okamžiku kontaktu získáme ze vztahu

$$P_f = 9\pi \left[\frac{R_2^3}{2GM_2} \right]^{1/2}, \quad (5.5)$$

kde R_2 je poloměr sekundární složky [45]. R_2 můžeme určit z empirického vztahu mezi hmotností a poloměrem málo hmotných hvězd typu M, který určili Caillault a Petterson (1990) [5]

$$\log \left(\frac{R}{R_\odot} \right) = 0,796 \log \frac{M}{M_\odot} - 0,037. \quad (5.6)$$

LM Com se vyvine do stavu kataklyzmické proměnné za dobu $t_{cv} \approx 1,6 \cdot 10^{10}$ let a v okamžiku kontaktu obou složek bude mít orbitální periodu $P_f \sim 3,1$ hod.

Kapitola 6

Závěr

Provedli jsme spektrální analýzu 40-ti bílých trpaslíků v rozmezí efektivních teplot $T_{\text{eff}} \sim 30\,000\text{ K} - 80\,000\text{ K}$. Analyzovaná spektra byla získána družicí FUSE v letech 1999 - 2007 a jsou veřejně přístupná v databázi MAST FUSE [61].

Studovaná spektra každé hvězdy jsme sečetli, abychom získali vyšší poměr signál/šum, toto výsledné spektrum jsme fitovali sérií syntetických spekter a metodou minimalizace χ^2 určili nejlepší fit. Při fitování jsme použili LTE planparalelní čistě vodíkové modely hvězdné atmosféry, převzaté z Kawka a kol. (2006) [24], a určili jsme efektivní teplotu T_{eff} a povrchové gravitační zrychlení g hvězdy. Analyzovaná spektra a nejlepší fity, získané touto metodou pro všechny bílé trpaslíky z našeho vzorku, jsou zobrazeny v příloze A.1. Intervalový odhad hodnot T_{eff} a $\log g$ o spolehlivosti 68%, 95% a 99% je zobrazen v příloze A.2.

Ze získaných hodnot T_{eff} a $\log g$ a vizuální hvězdné velikosti V , kterou jsme převzali z [38, 42, 51, 52], jsme určili další vlastnosti bílých trpaslíků, a to hmotnost M_{WD} , dobu chlazení τ , absolutní hvězdnou velikost M_V , vzdálenost d a očekávaný gravitační rudý posuv v_{gr} . Použili jsme vývojové modely převzaté z Wood (1995) [56].

Určili jsme abundance prvků C, Si, P a S v atmosférách bílých trpaslíků, v jejichž spektrech jsme identifikovali spektrální čáry těchto prvků. Změřili jsme ekvivalentní šířky vybraných spektrálních čar příslušných prvků a poté je porovnali se sadou teoretických EQW pro danou teplotu a abundanci. Teoretické ekvivalentní šířky byly vypočteny pro povrchové gravitační zrychlení $\log g = 8,0$ a jsou uvedeny v příloze B.

Provedli jsme detailnější rozbor vlastností hvězdy J0623-376 a dvojhvězdy LM Com. Použili jsme vylepšené modely hvězdné atmosféry pro výpočet efektivní teploty T_{eff} , gravitačního zrychlení g a abundancí prvků

v atmosféře J0623-376. Nalezli jsme orbitální periodu dvojhvězdy LM Com, určili hmotnosti obou složek a vypočetli dobu, za kterou se hvězda stane kataklyzmickou proměnnou.

6.1 Diskuse a hlavní výsledky

Získané fyzikální vlastnosti bílých trpaslíků z našeho vzorku (efektivní teplota, gravitační zrychlení, hmotnost, doba chladnutí, absolutní hvězdná velikost, vzdálenost a očekávaný gravitační rudý posuv) jsou shrnuty v tabulce 3.3.

Porovnáme-li hodnoty T_{eff} a g získané fitováním ultrafialových spekter s hodnotami získanými z optických spekter, převzatými z literatury [11, 35, 42, 51, 52], viz obrázky 3.1 a 3.2, vidíme, že efektivní teploty T_{eff} jsou v dobré shodě pro $T_{\text{eff}} \lesssim 50\,000$ K, zatímco pro $T_{\text{eff}} > 50\,000$ K se hodnoty poměrně liší (až o 25% v případě J0623-376). Důvody jsou dva: 1) Pro bílé trpaslíky s $T_{\text{eff}} > 60\,000$ K bychom měli používat NLTE modelová spektra atmosféry, 2) Ve spektrech více horkých bílých trpaslíků nacházíme častěji spektrální čáry těžších prvků a použité čistě vodíkové modely atmosféry tak nedávají odpovídající výsledky.

Stejně tak gravitační zrychlení g je obecně v dobré shodě s hodnotami převzatými z literatury pro bílé trpaslíky, v jejichž spektrech nepozorujeme čáry těžších prvků. Pro bílé trpaslíky, v jejichž spektrech nacházíme čáry těžších prvků, dosahují rozdíly oproti hodnotám převzatým z literatury až 0,6 dex.

Použití vylepšené metody fitování ultrafialových spekter (využívající NLTE modelů hvězdné atmosféry předpokládajících těžší prvky ve spektru hvězdy) vedlo v případě hvězdy J0623-376 k získání výsledků, které jsou v dobré shodě s hodnotami převzatými z literatury.

Lze tedy říci, že pro hvězdy s efektivní teplotou $T_{\text{eff}} \lesssim 50\,000$ K, v jejichž spektrech nenacházíme čáry těžších prvků, dává metoda určení efektivní teploty fitováním Lymanovy série spektrálních čar vodíku pomocí LTE čistě vodíkových modelů atmosféry uspokojivé výsledky. Pro hvězdy s $T_{\text{eff}} > 60\,000$ K a pro hvězdy, v jejichž spektru jsou přítomny čáry těžších prvků, je třeba používat vylepšené modely atmosféry. Použitelnost této metody je ale limitována kvalitou spekter, jak jsme viděli v případě LM Com v kapitole 5.1.1.

Určené abundance prvků C, Si, P a S v atmosférách bílých trpaslíků z našeho vzorku jsou uvedeny v tabulce 3.5. Porovnání s křivkou rovnovážných abundancí je zobrazeno na obrázku 3.6. Určené atmosféric-

ké abundance neodpovídají teoretickým hodnotám rovnovážných abundancí, převzatých z [21]. Nejvíce je to patrné v případě křemíku pro bílé trpaslíky s efektivní teplotou $T_{\text{eff}} > 50\,000$ K. Rovnovážná teorie zářivé levitace neumí dobře vysvětlit množství těžších prvků v atmosférách bílých trpaslíků a je potřeba zahrnout do výpočtu teoretických abundancí i další procesy, které v atmosférách WD nastávají.

6.2 Návrhy na další práci

V navazující práci bychom chtěli použít vylepšené modely atmosféry na spektra ostatních bílých trpaslíků z našeho vzorku. Primárně se to týká bílých trpaslíků s $T_{\text{eff}} > 50\,000$ K a také bílých trpaslíků, v jejichž spektrech jsme identifikovali spektrální čáry těžších prvků. Použití těchto vylepšených modelů by mělo přinést přesnější výsledky, jak jsme ukázali v případě hvězdy J0623-376 v kapitole 4.1.

Dále by bylo vhodné použít vylepšené modely na chladnější bílé trpaslíky z našeho vzorku ($T_{\text{eff}} \sim 40\,000$ K), jejichž spektrum neobsahuje čáry těžších prvků, a získané hodnoty porovnat s hodnotami získanými z LTE čistě vodíkových modelů. To by mělo vést k přesnějšímu určení použitelnosti LTE čistě vodíkových modelů.

Dalším úkolem by mohlo být určení horních limitů abundancí těžších prvků v atmosférách hvězd, v jejichž spektrech čáry těžších prvků nepozorujeme. To může být užitečné pro hlubší testování rovnovážné teorie zářivé levitace.

V budoucnu by bylo přínosné analyzovat také ultrafialová spektra bílých trpaslíků dalších spektrálních typů (DB, DC, DO, DZ a DQ).

Příloha A

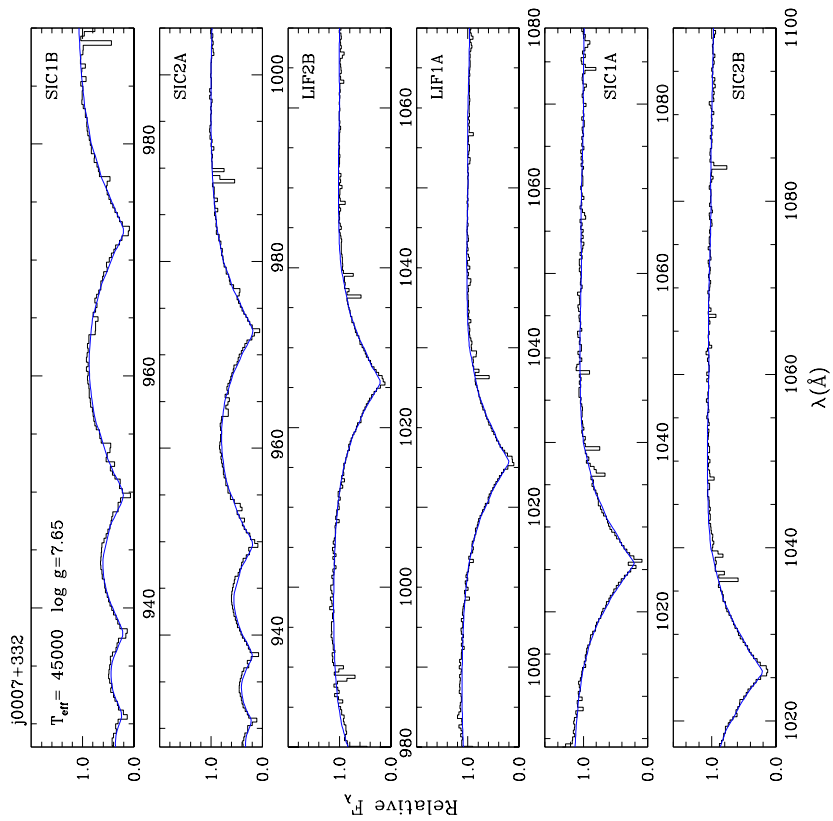
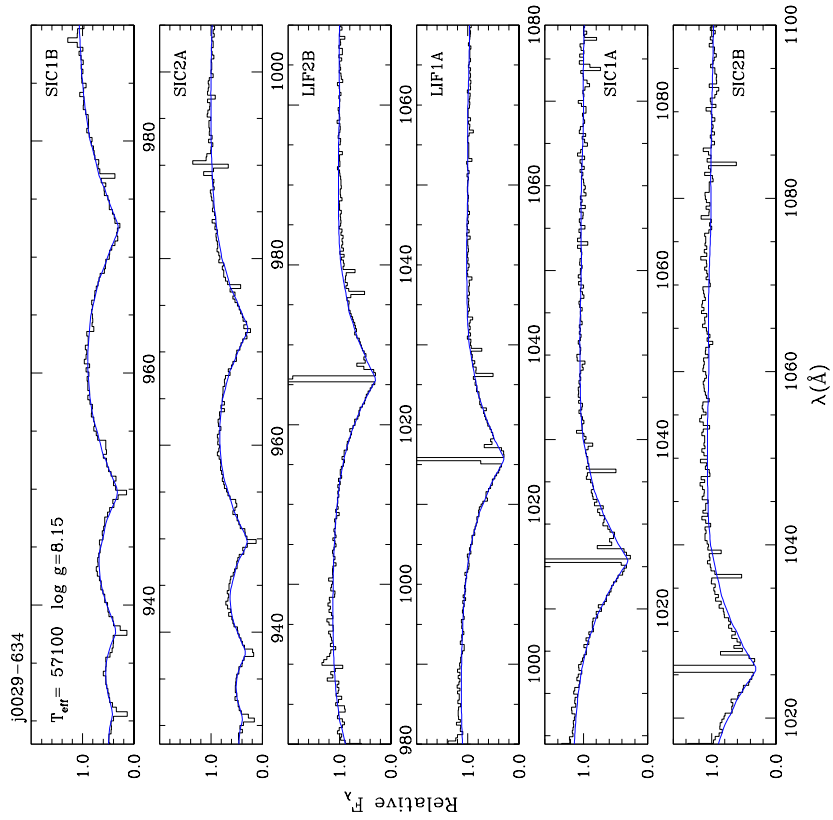
Analyzovaná spektra a nejlepší fit

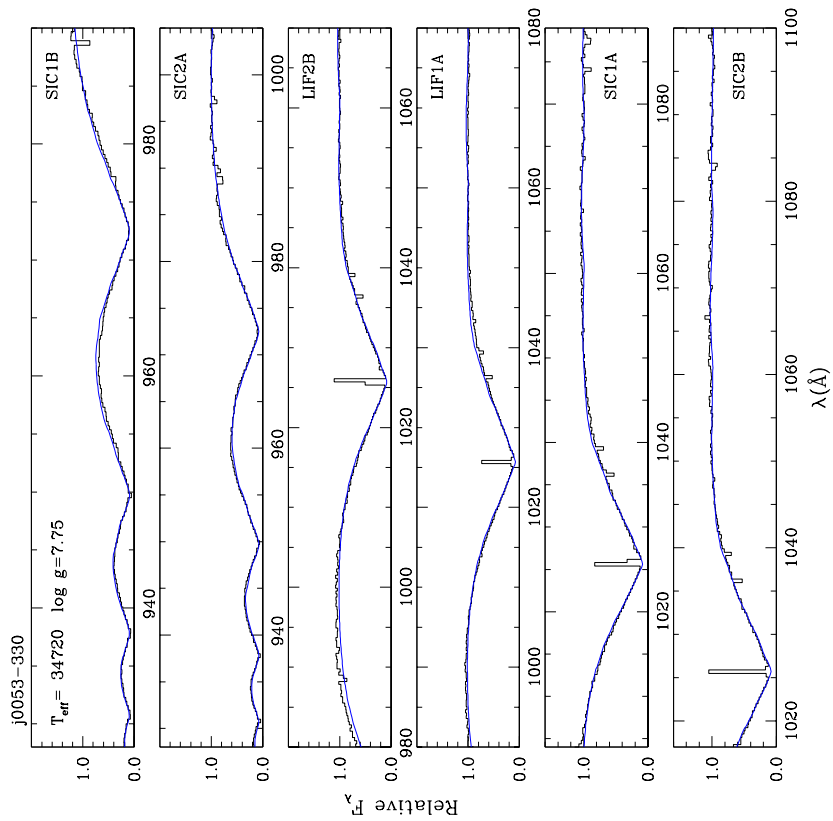
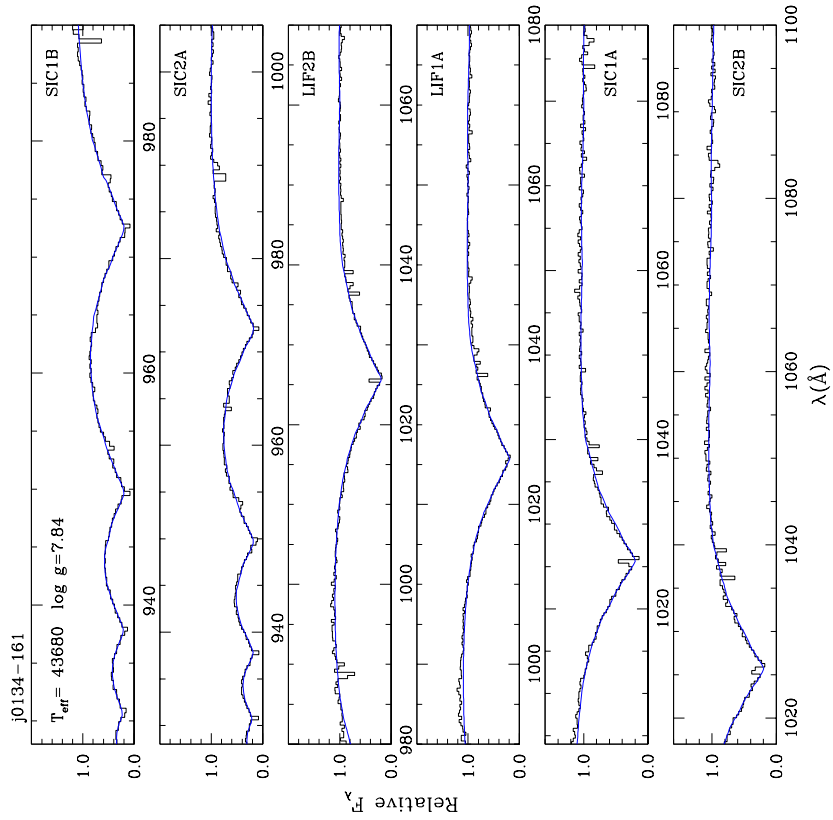
V první části přílohy A uvádíme kompletní sadu zpracovaných a analyzovaných spekter bílých trpaslíků z našeho vzorku, v druhé části přílohy poté zobrazujeme odhady efektivní teploty T_{eff} a povrchového gravitačního zrychlení g .

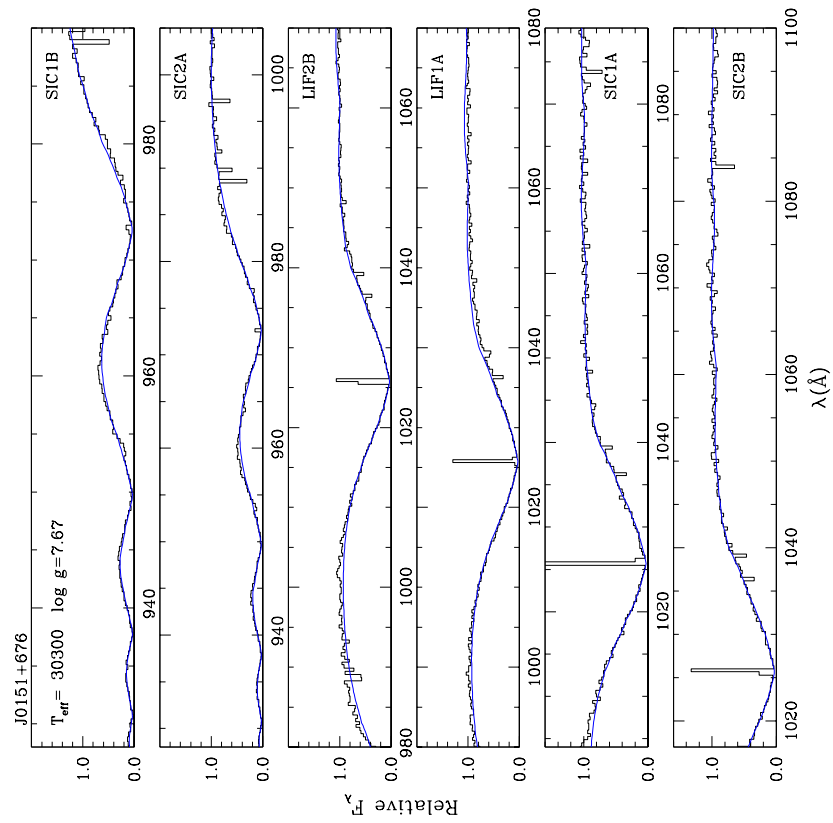
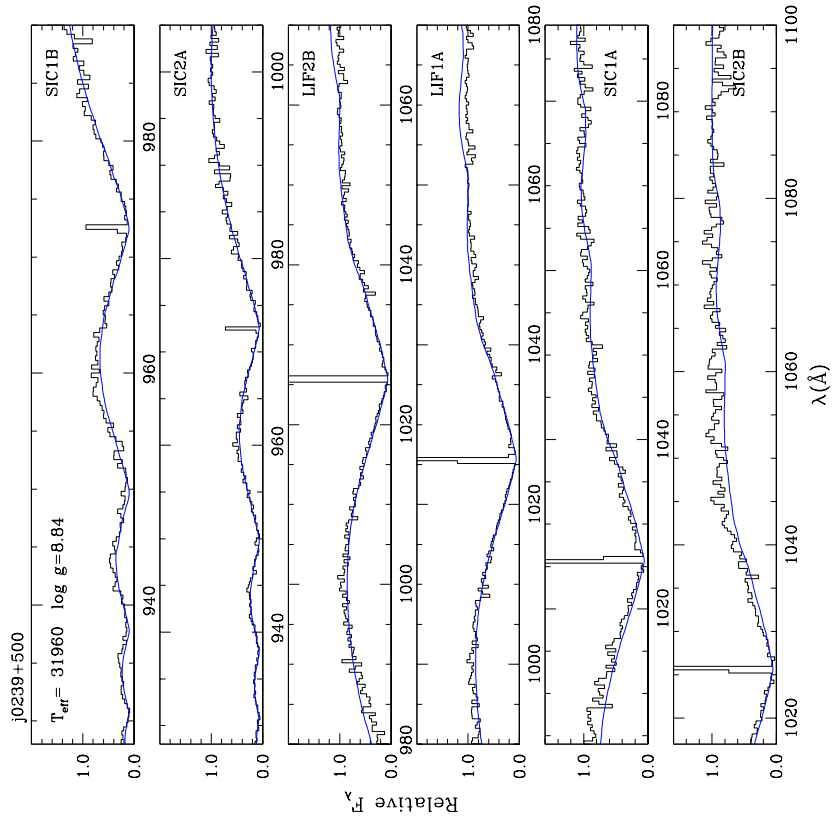
A.1 Nejlepší fit

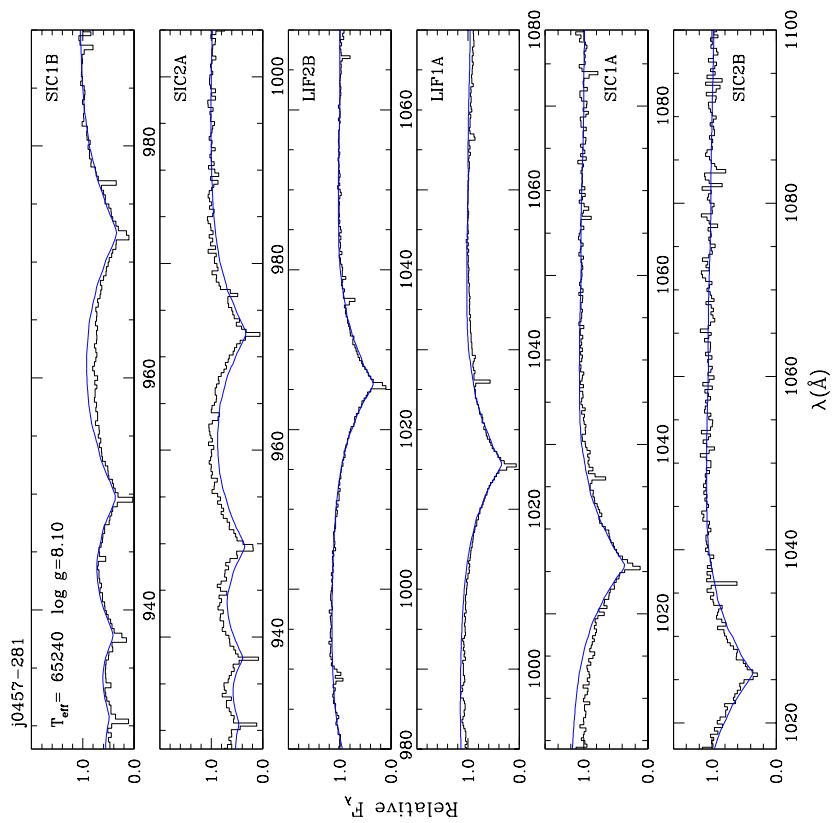
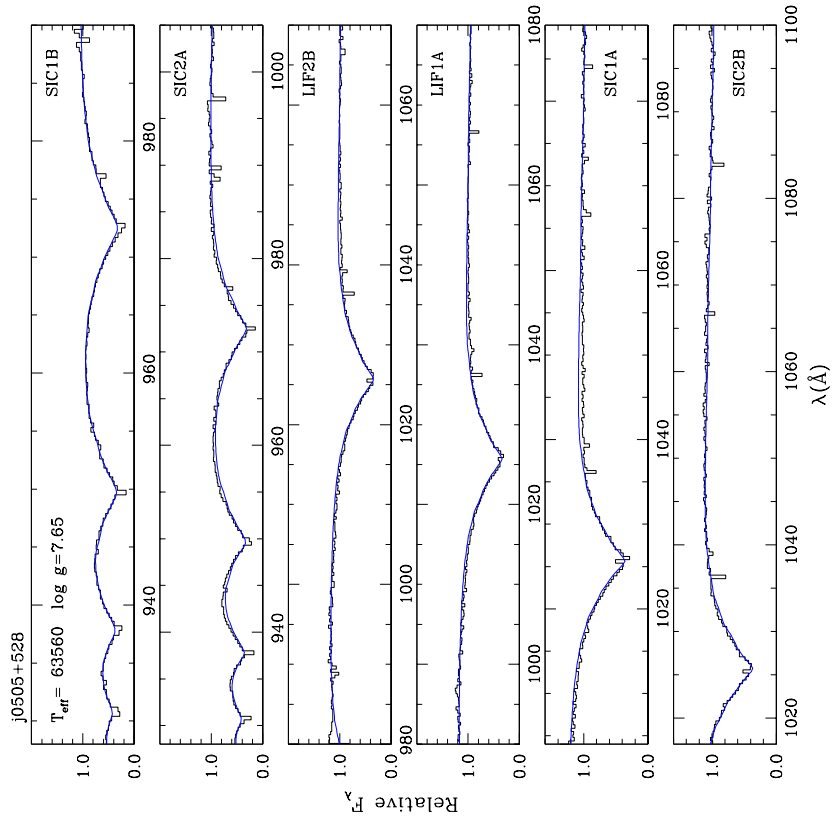
Následující obrázky zobrazují sečtená spektra všech bílých trpaslíků z našeho vzorku binovaná na rozlišení $0,4 \text{ \AA}$. Podrobný popis zpracování spekter je uveden v kapitole 2.2. Pro každou hvězdu je zobrazeno šest částí spektra odpovídajících jednotlivým optickým kanálům FUSE (viz kapitola 1.2), příslušná část spektra je uvedena v pravém horním rohu. Pro dvojhvězdu LM Com jsou zobrazeny pouze čtyři části spektra použité pro analýzu.

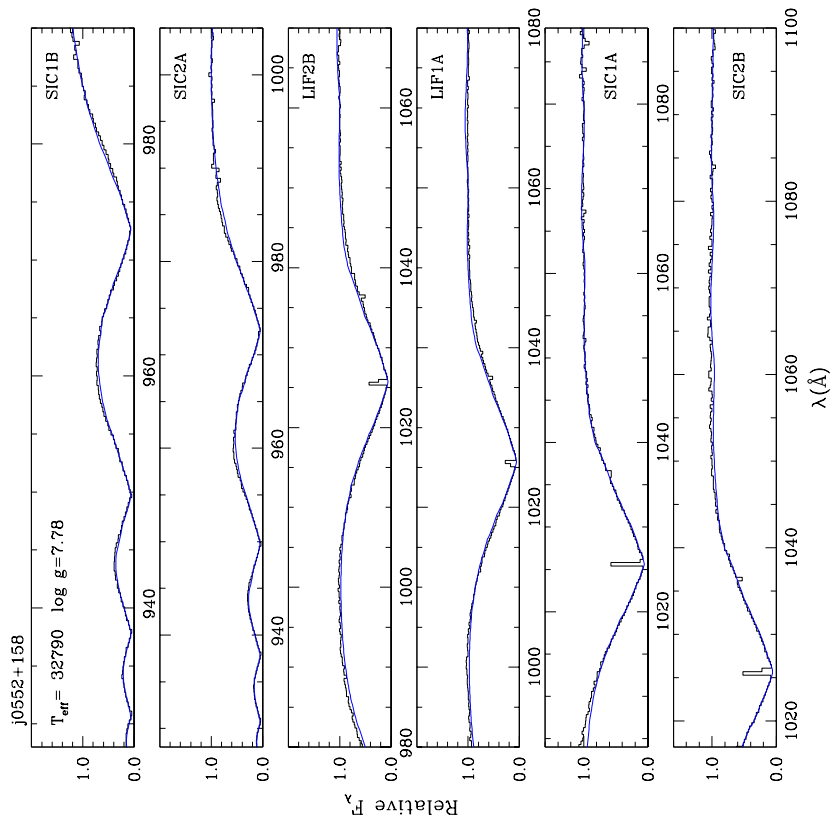
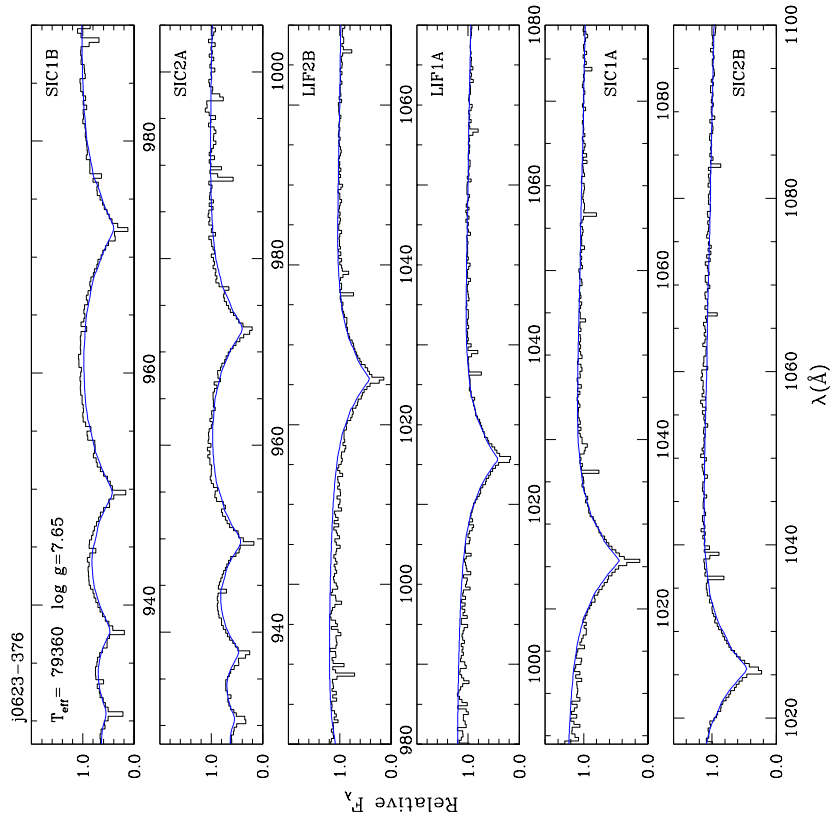
Fitování Lymanovy série spektrálních čar jsme provedli s pomocí neparalelních čistě vodíkových LTE modelů hvězdných atmosfér. Postup analýzy a fitování spekter je popsán v kapitole 3.1. Nejlepší nalezený fit je vykreslen modře a v levém horním rohu jsou uvedeny odpovídající hodnoty efektivní teploty T_{eff} a povrchového gravitačního zrychlení $\log g$ (viz také tabulka 3.3).

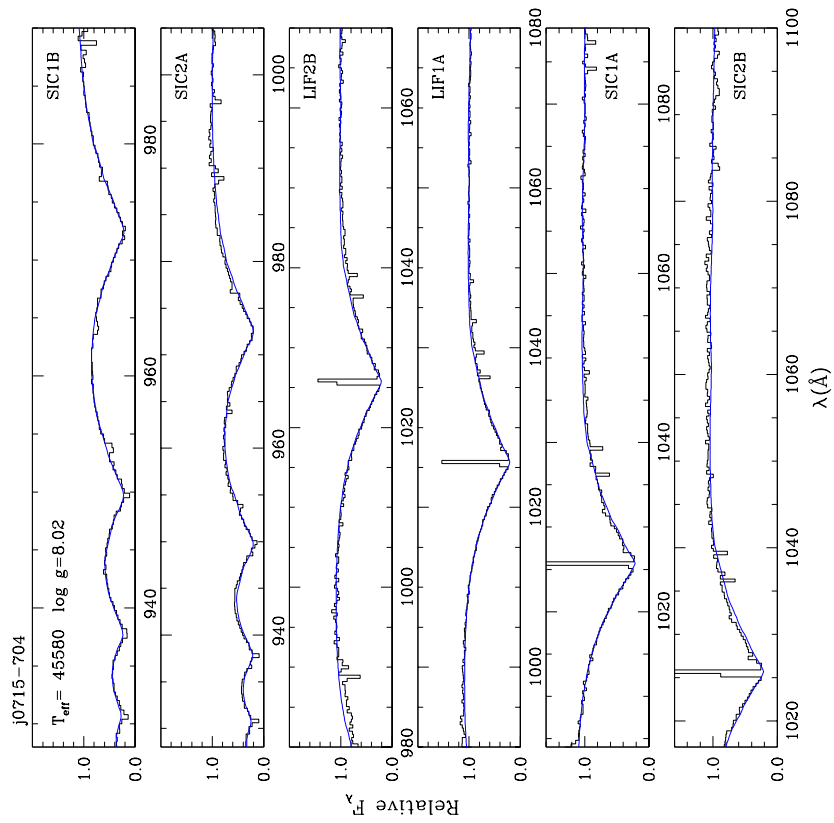
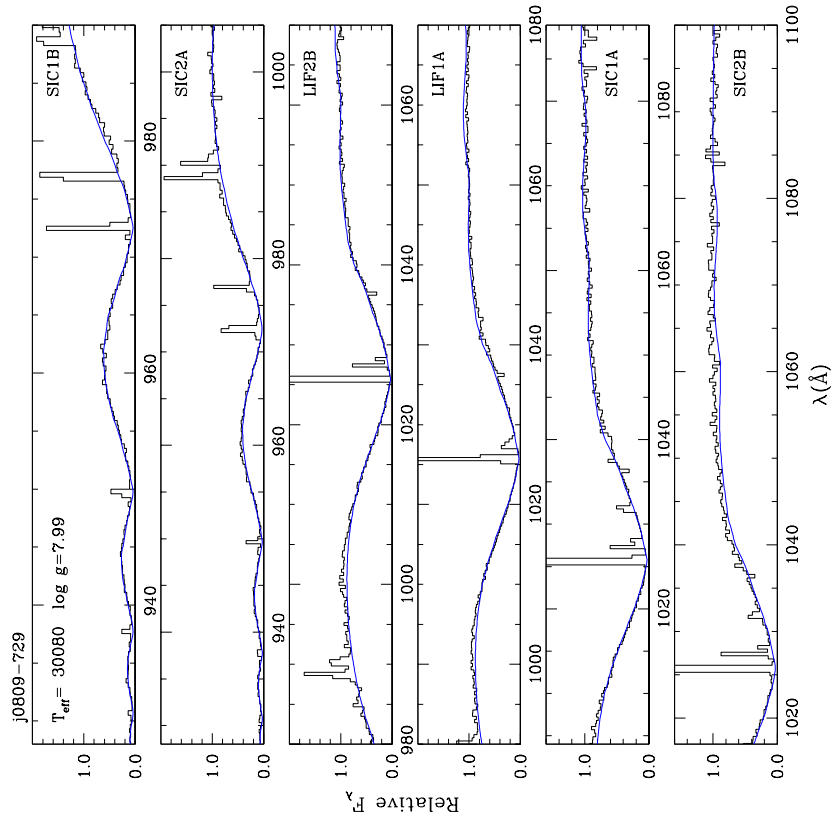


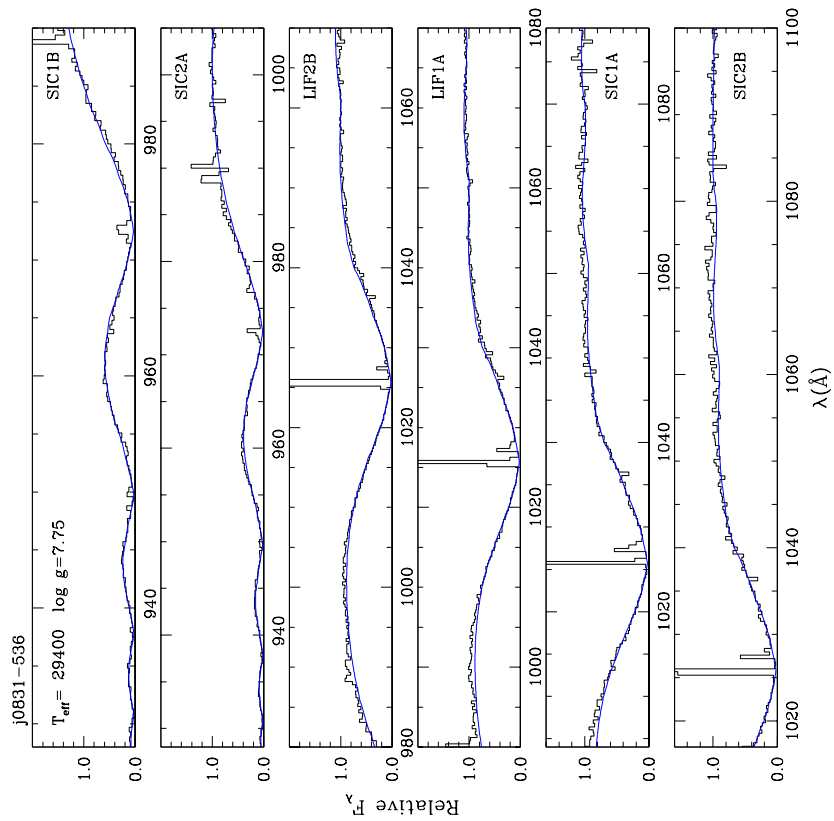
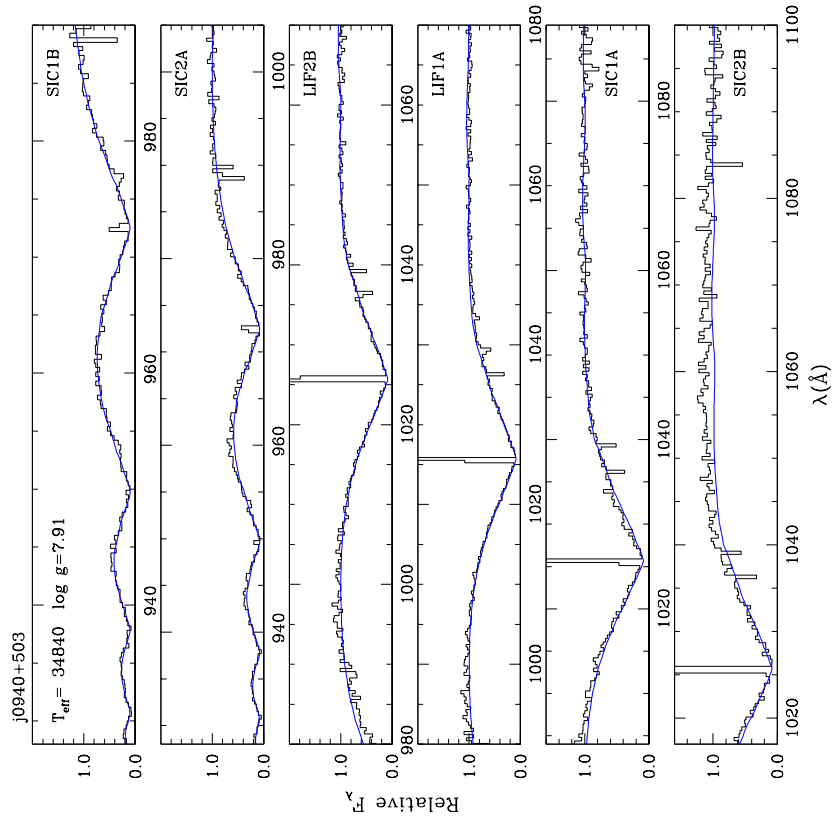


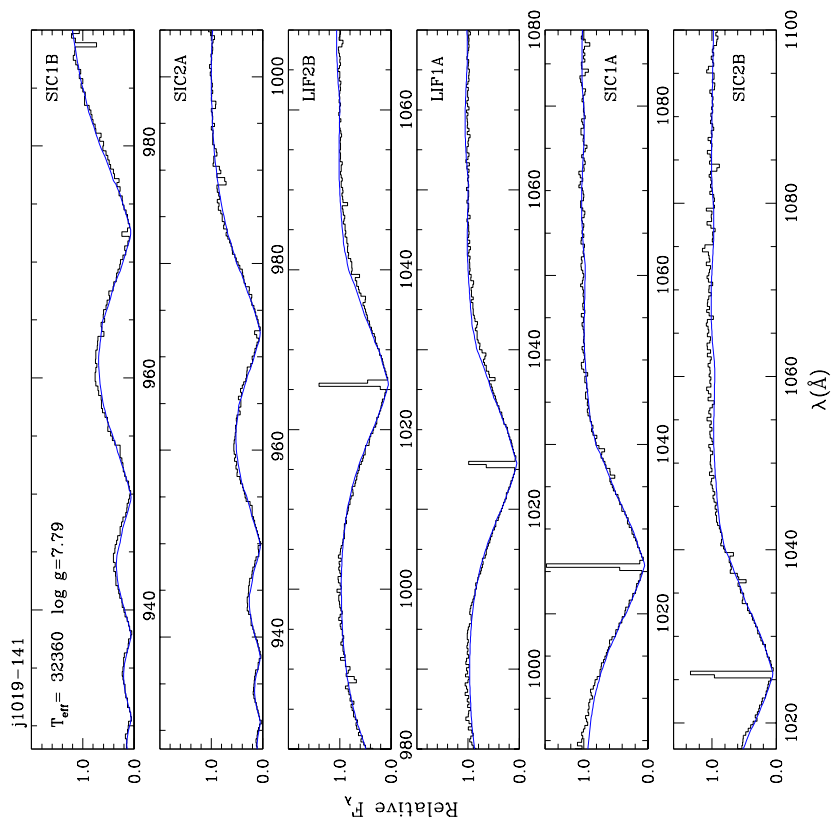
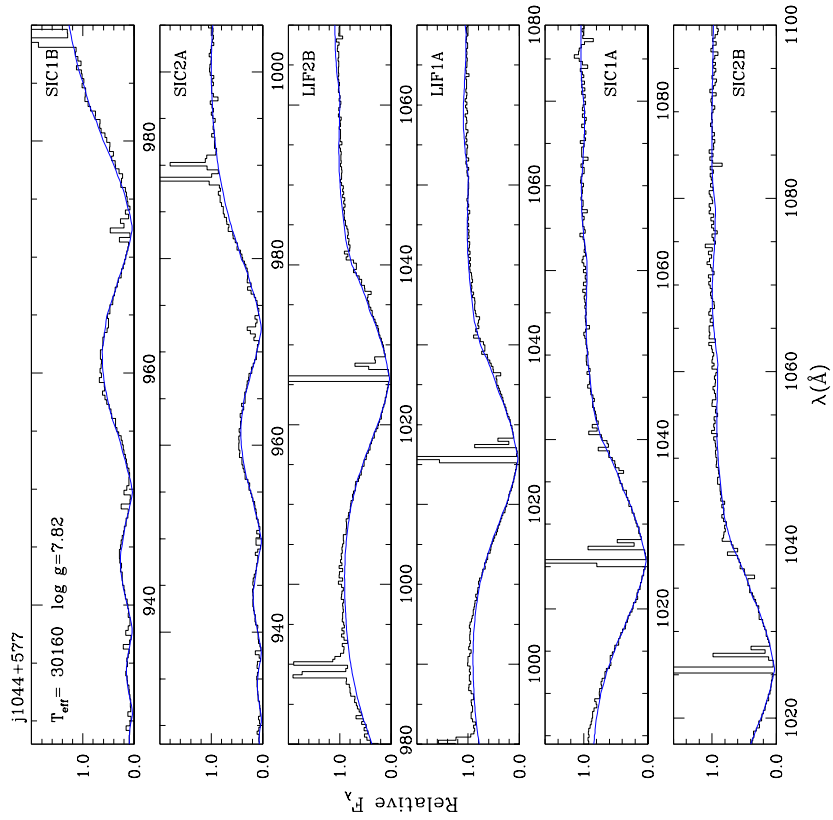


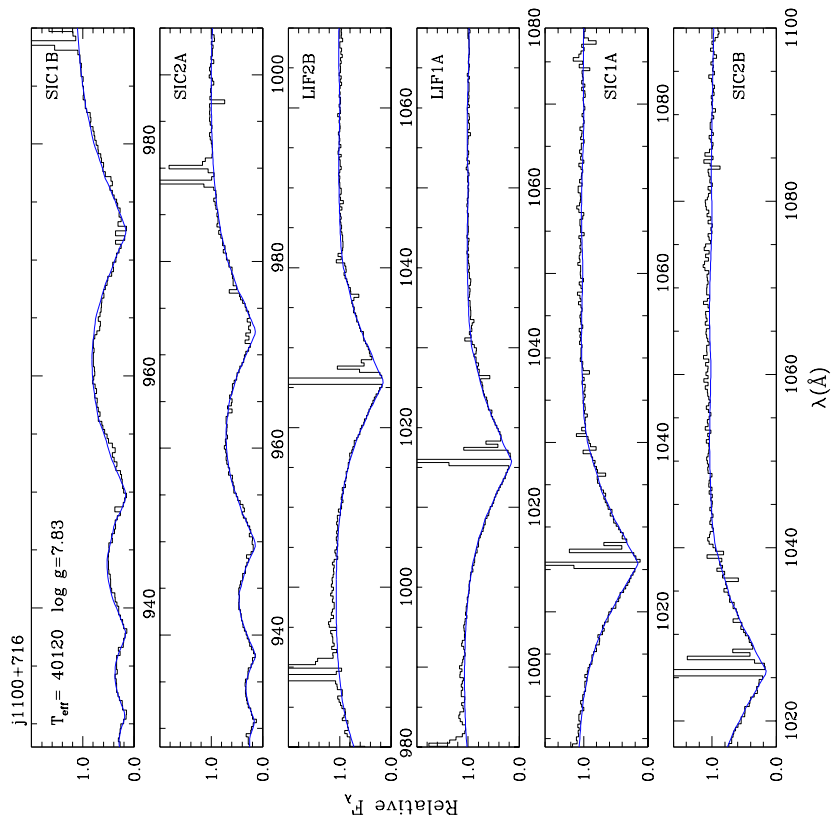
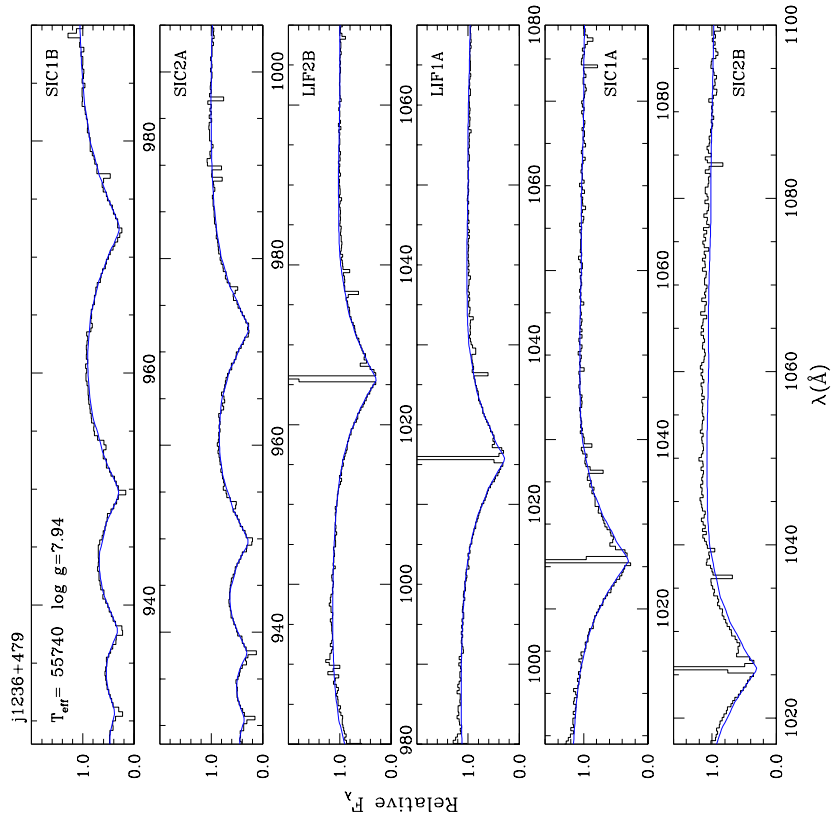


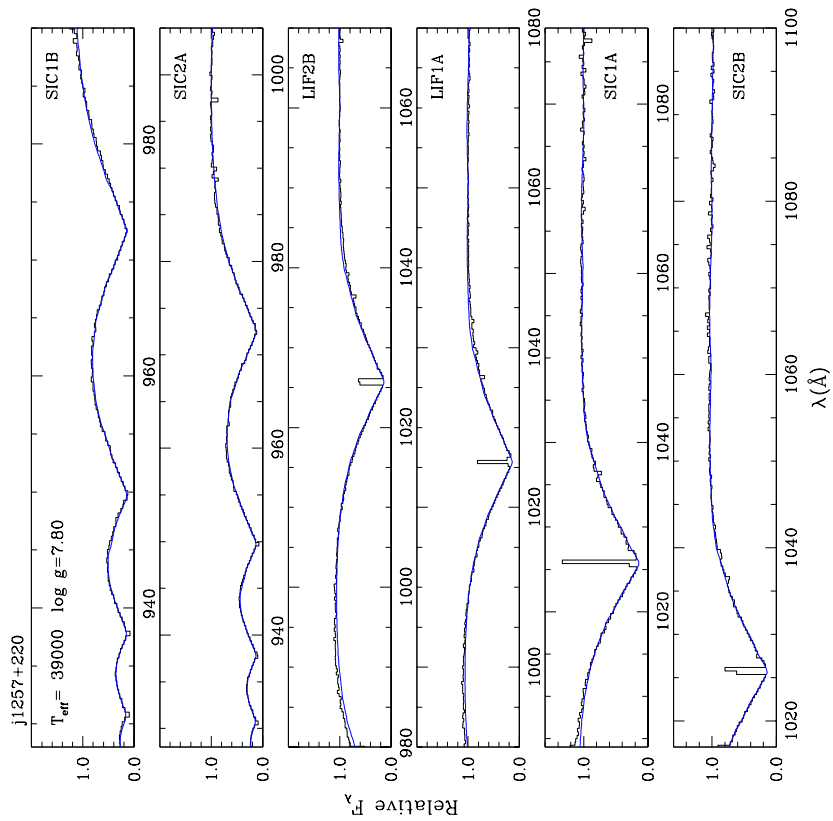
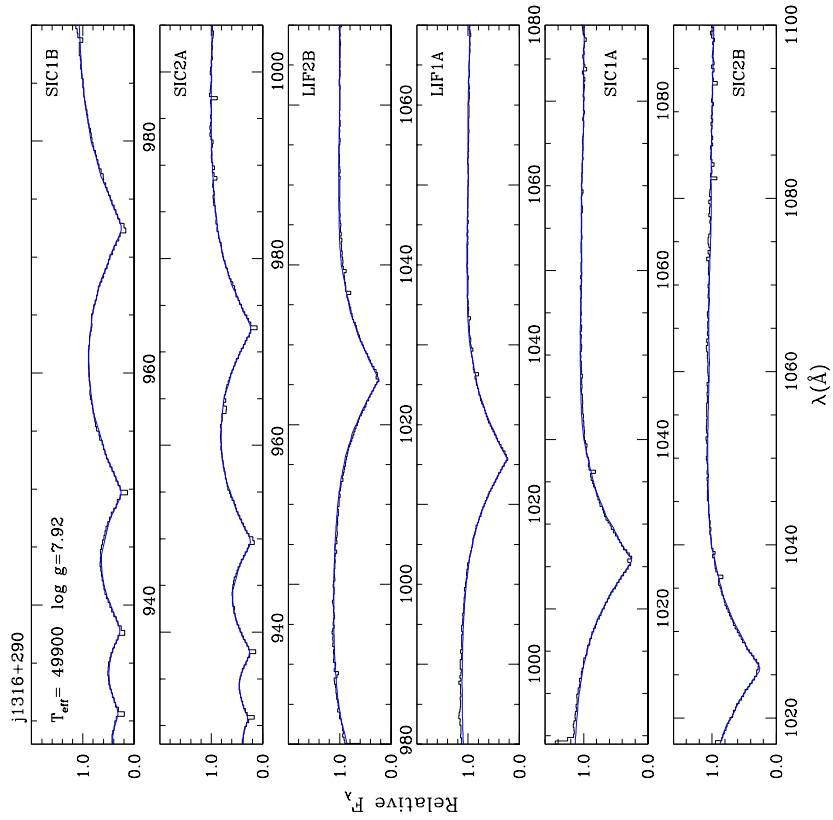


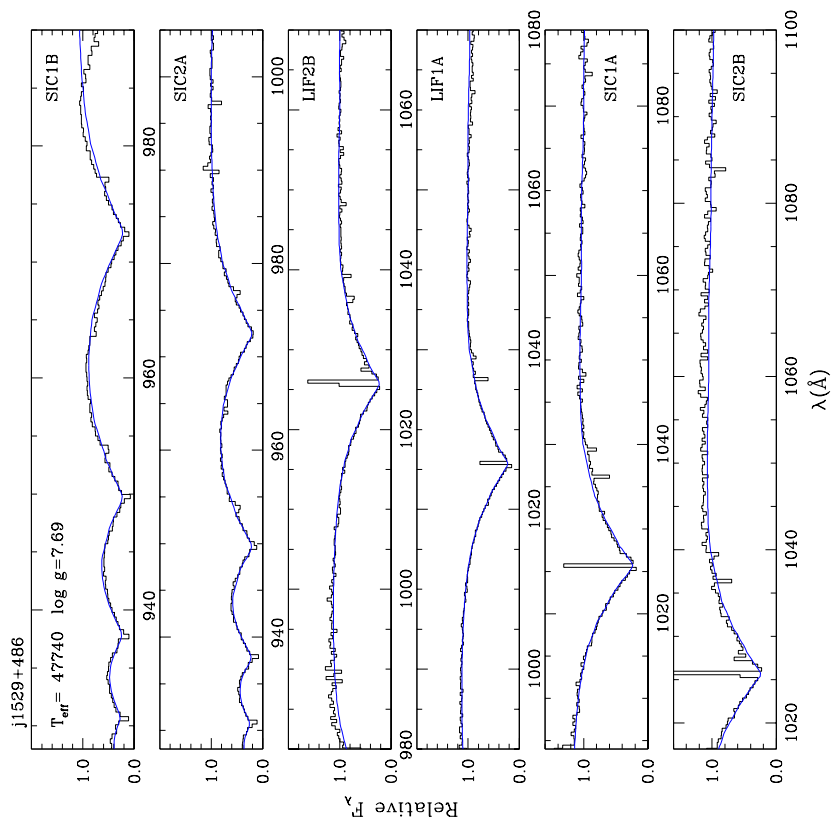
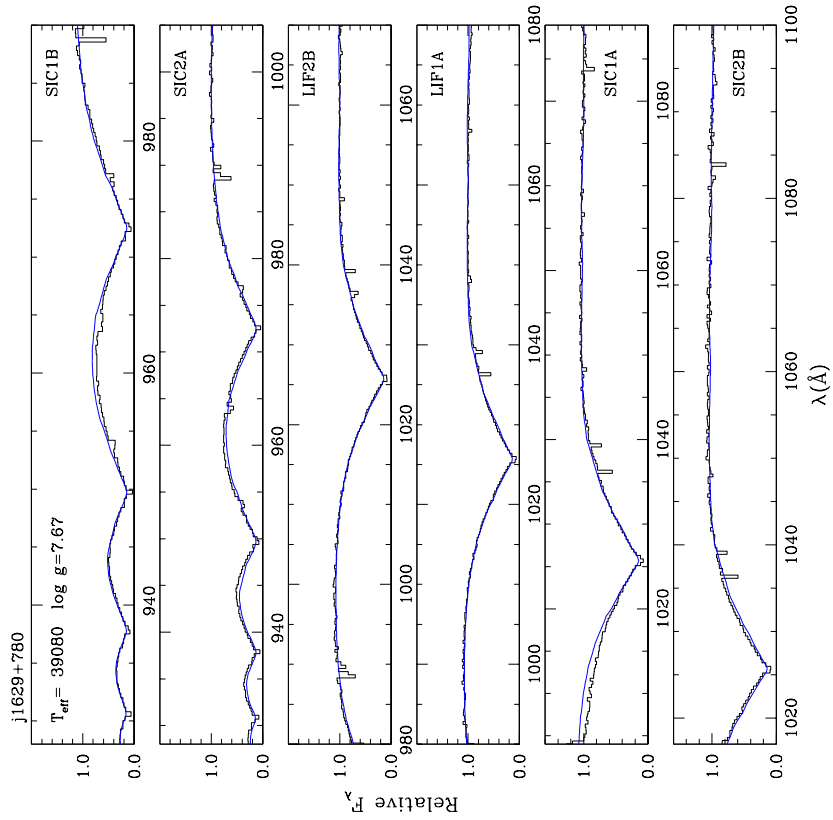


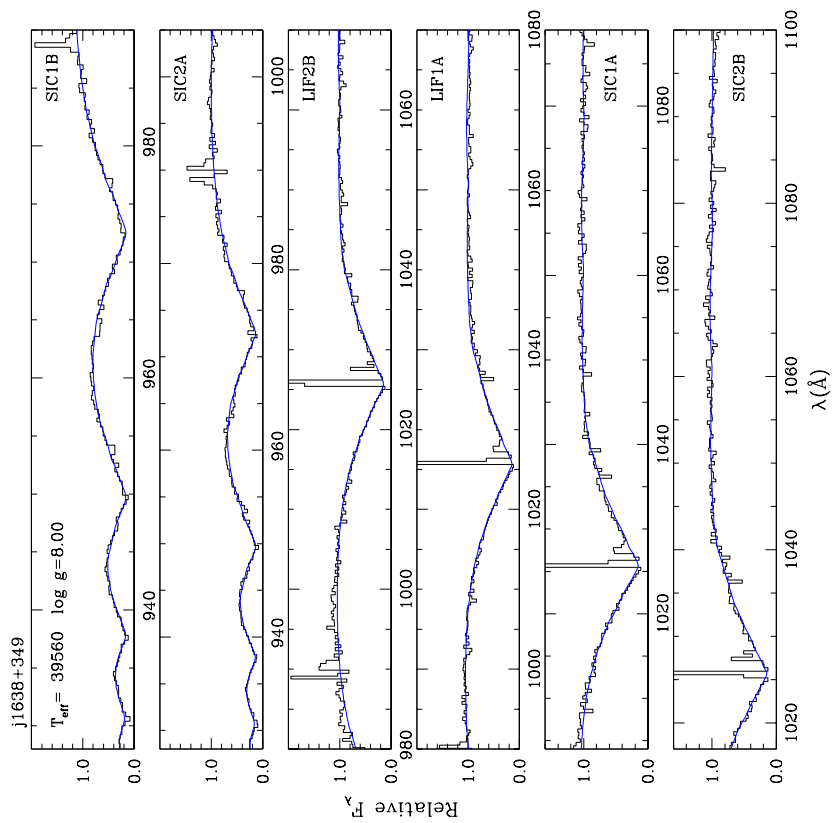
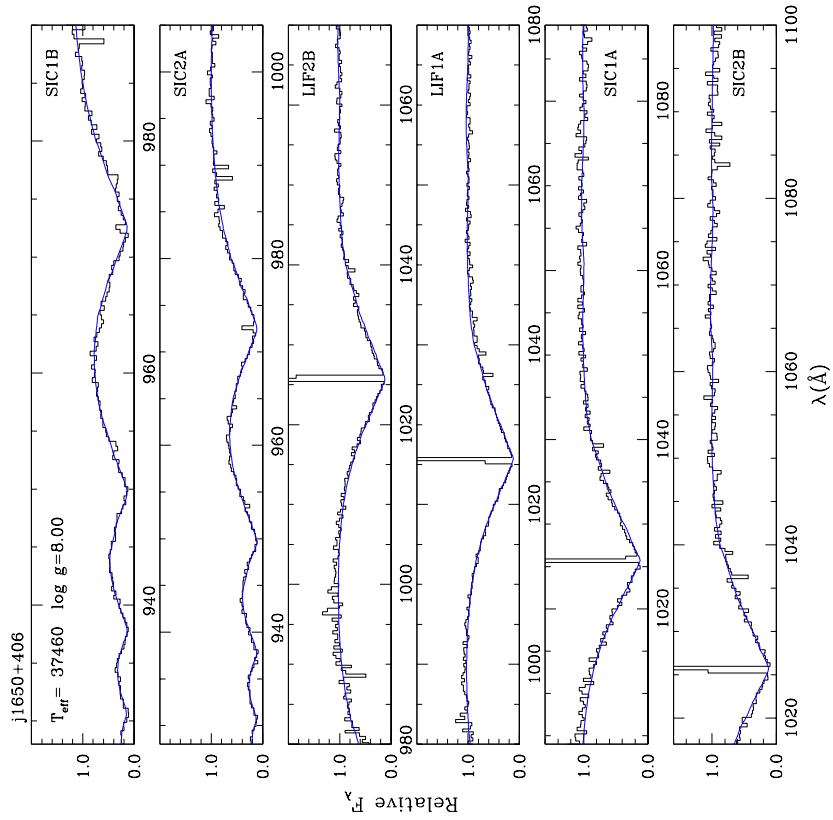


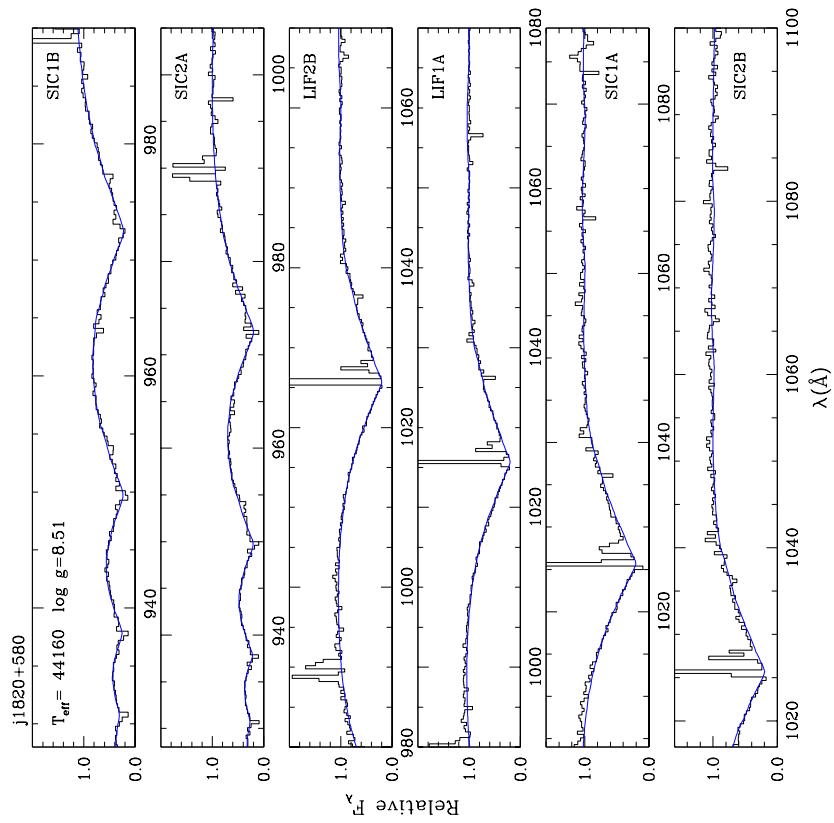
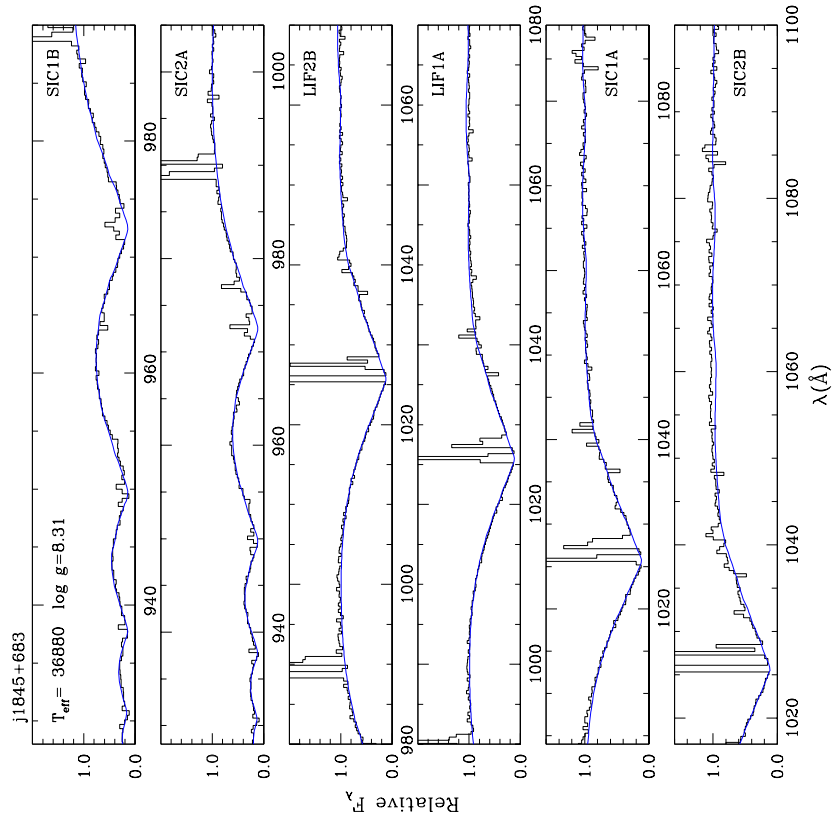


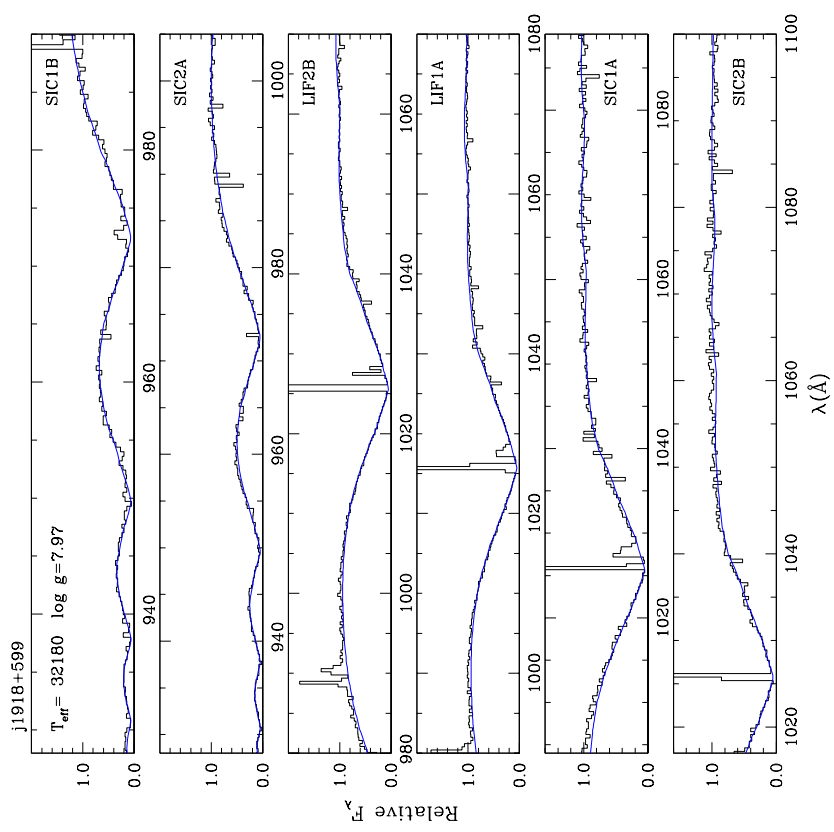
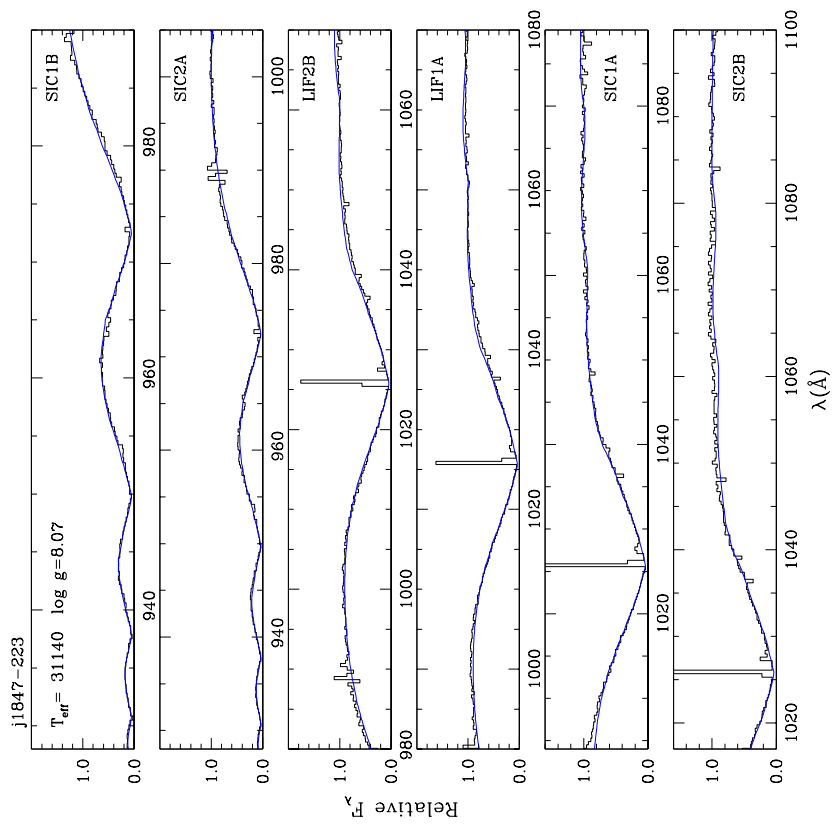


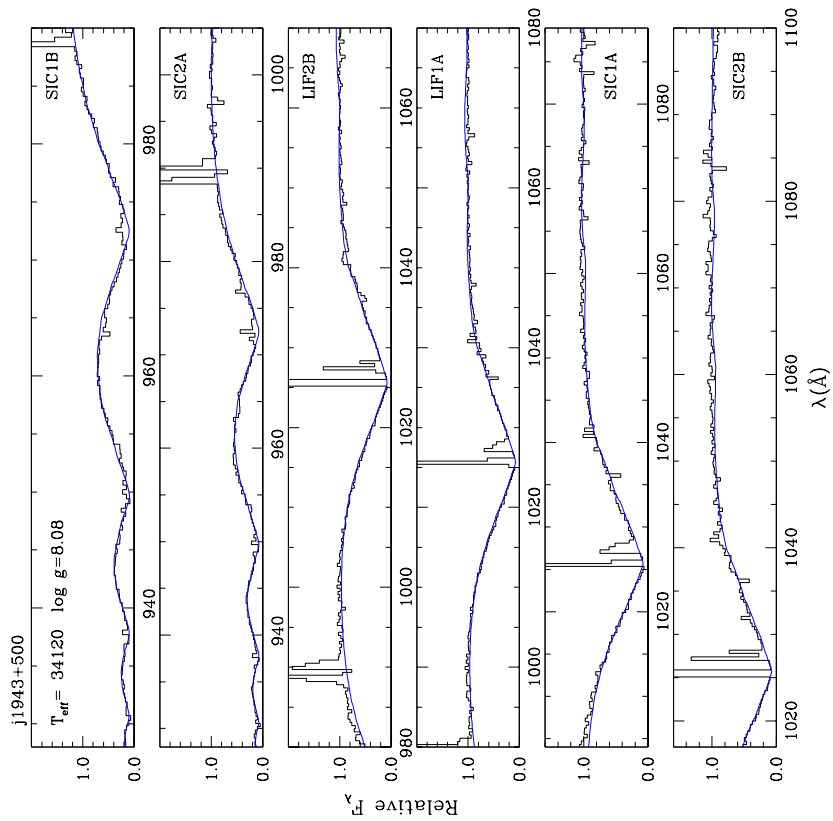
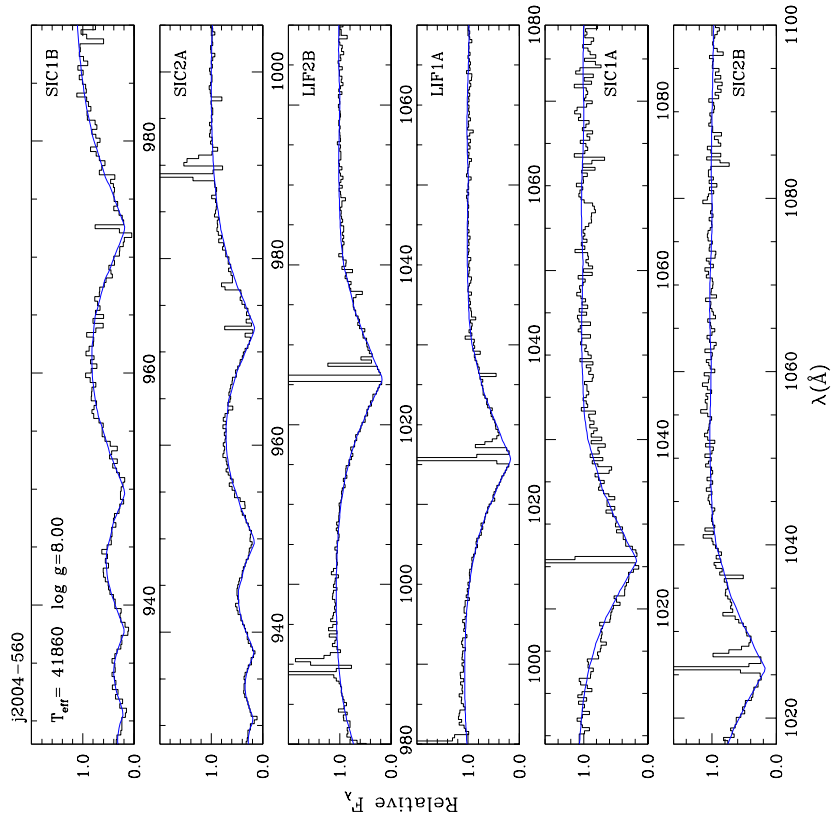


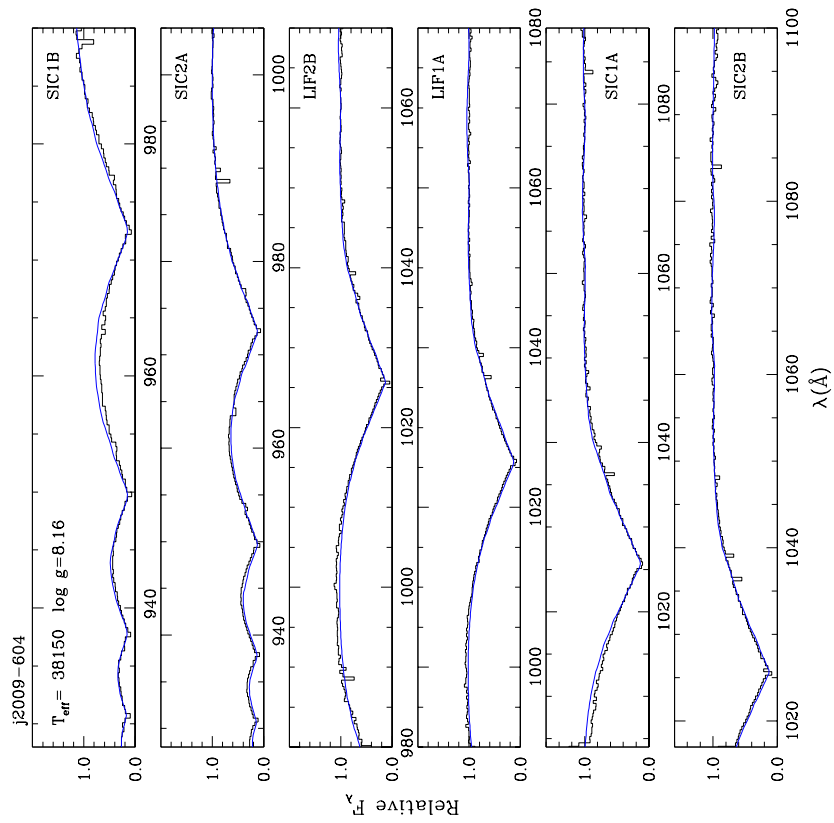
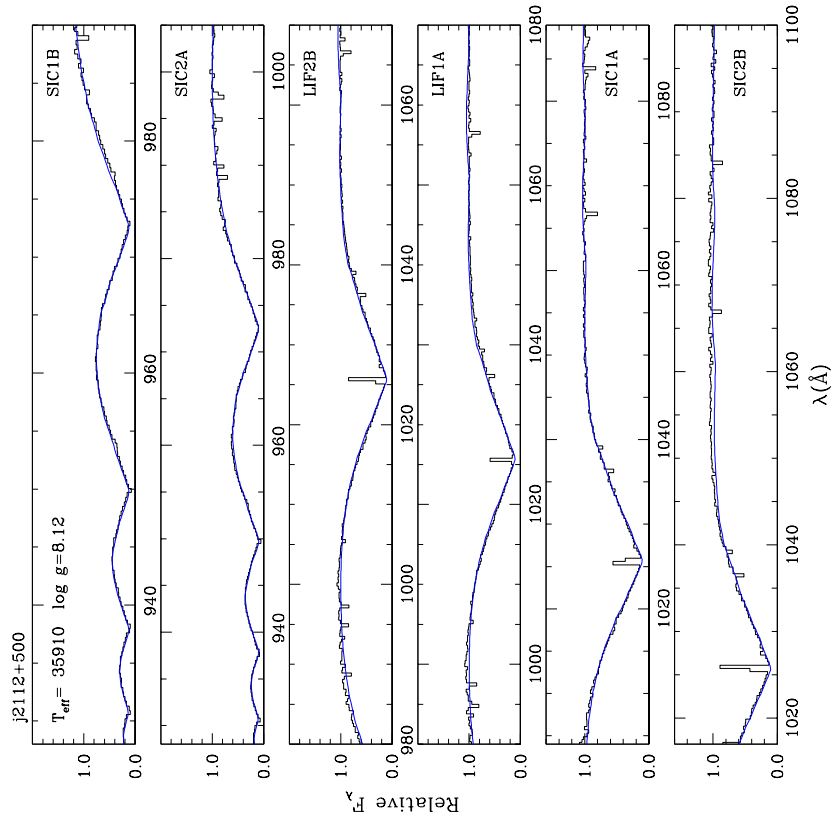


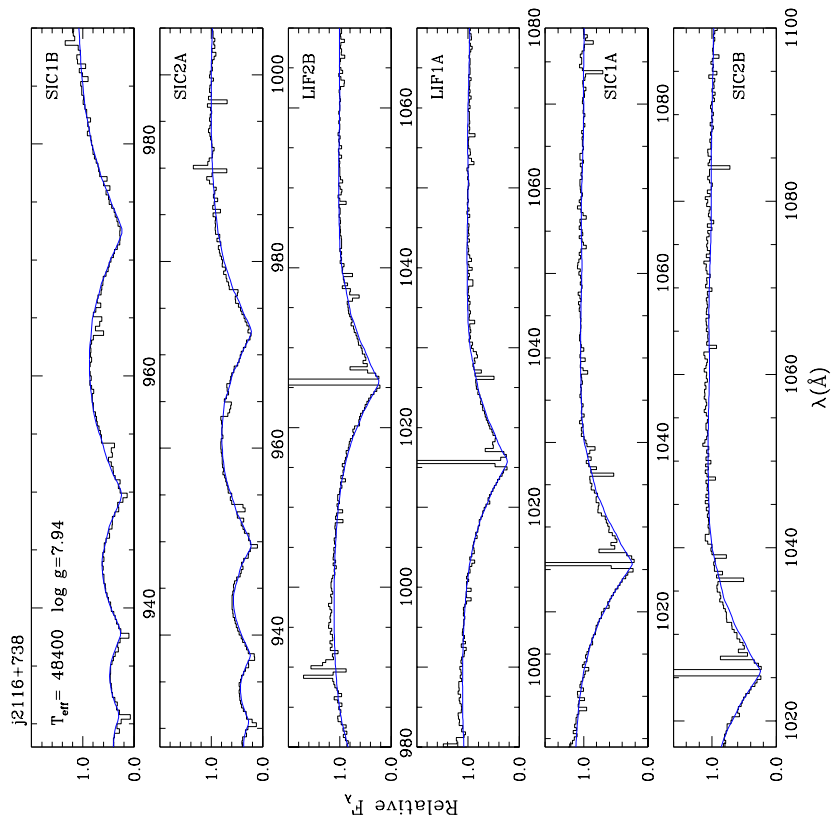
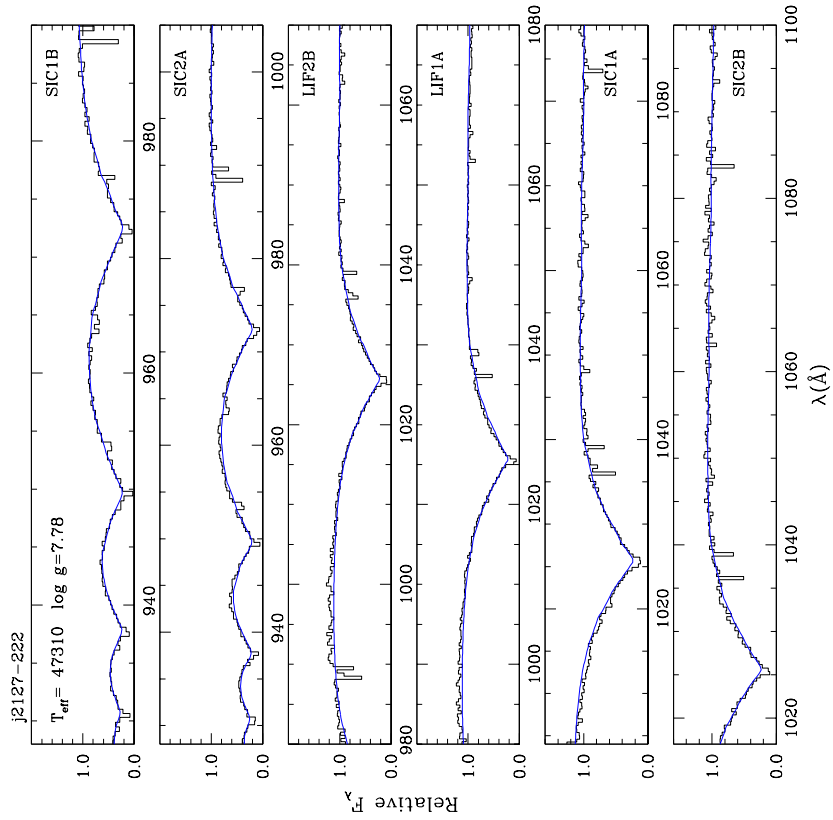


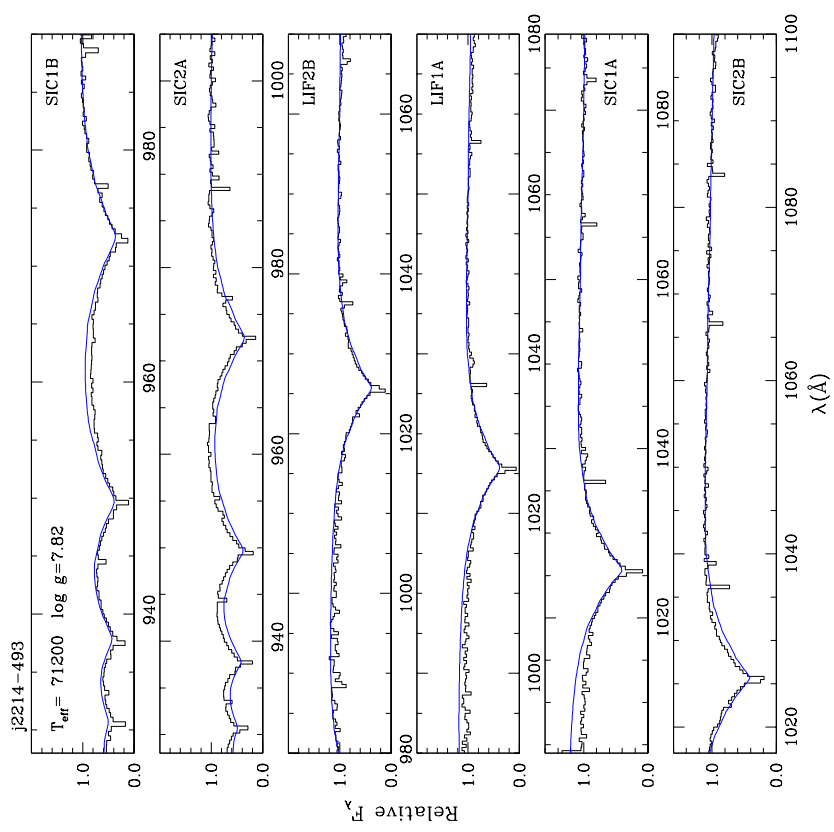
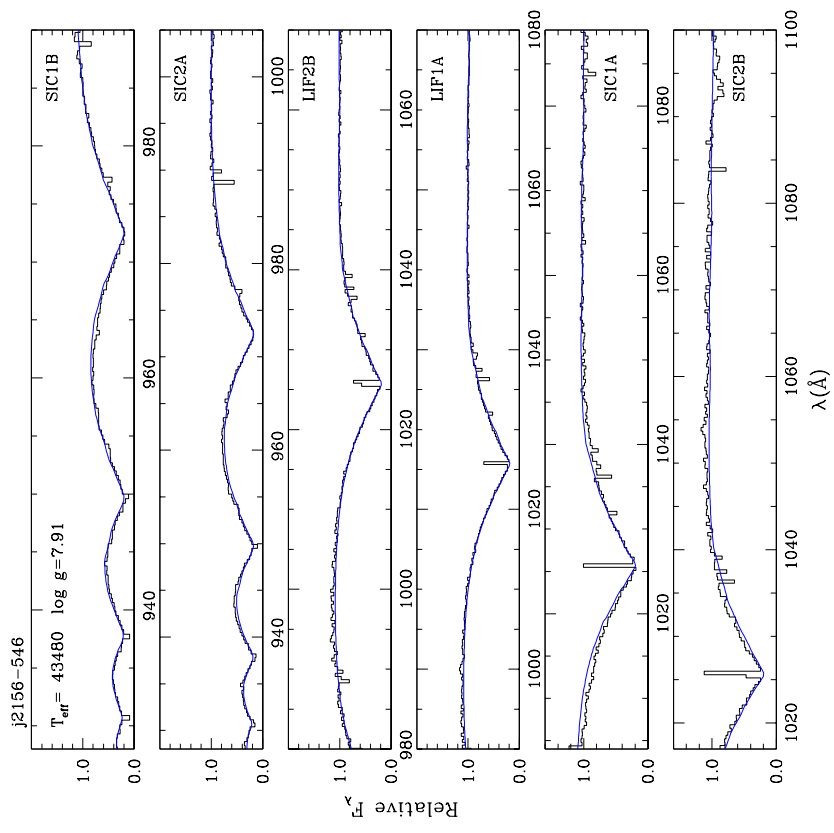


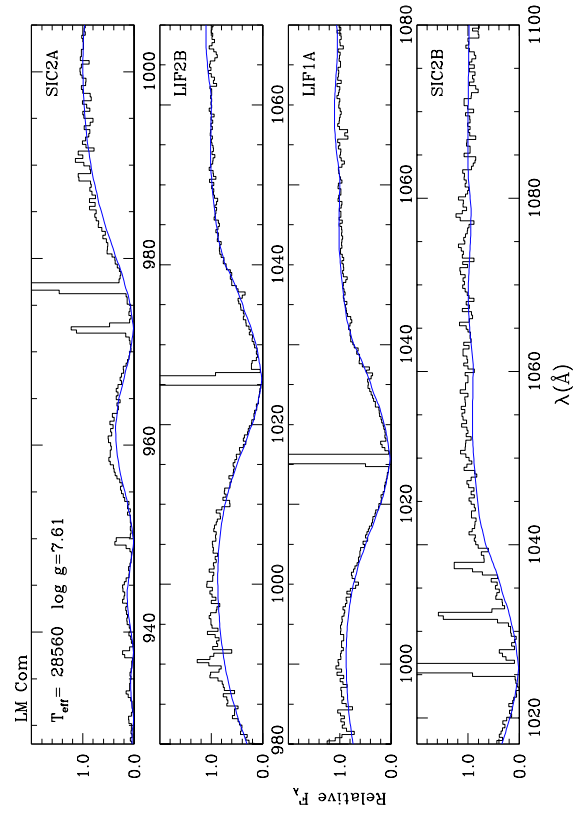
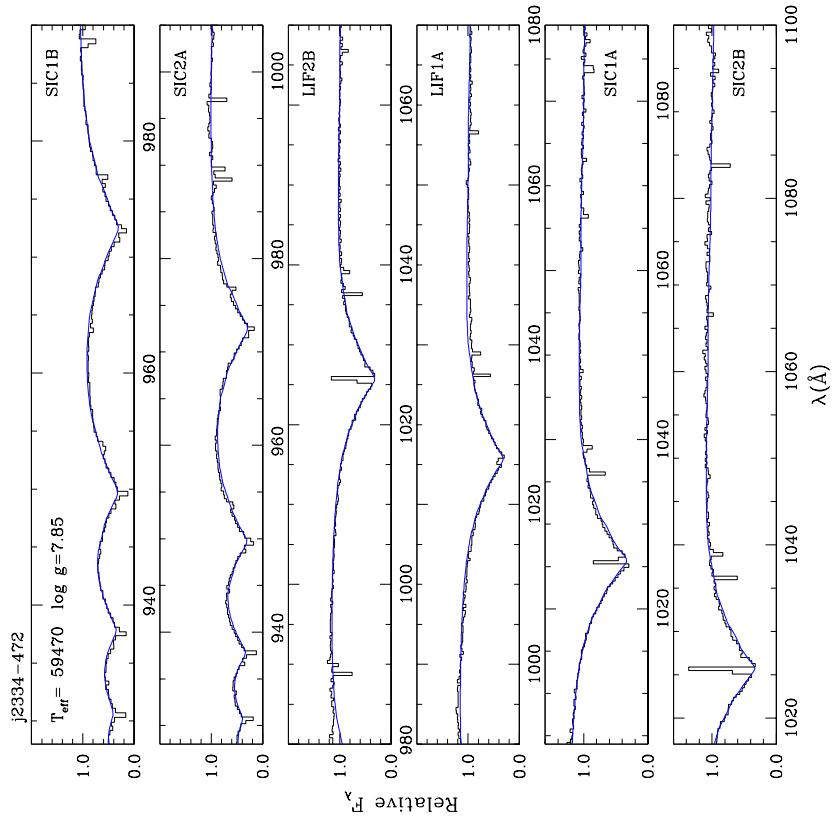






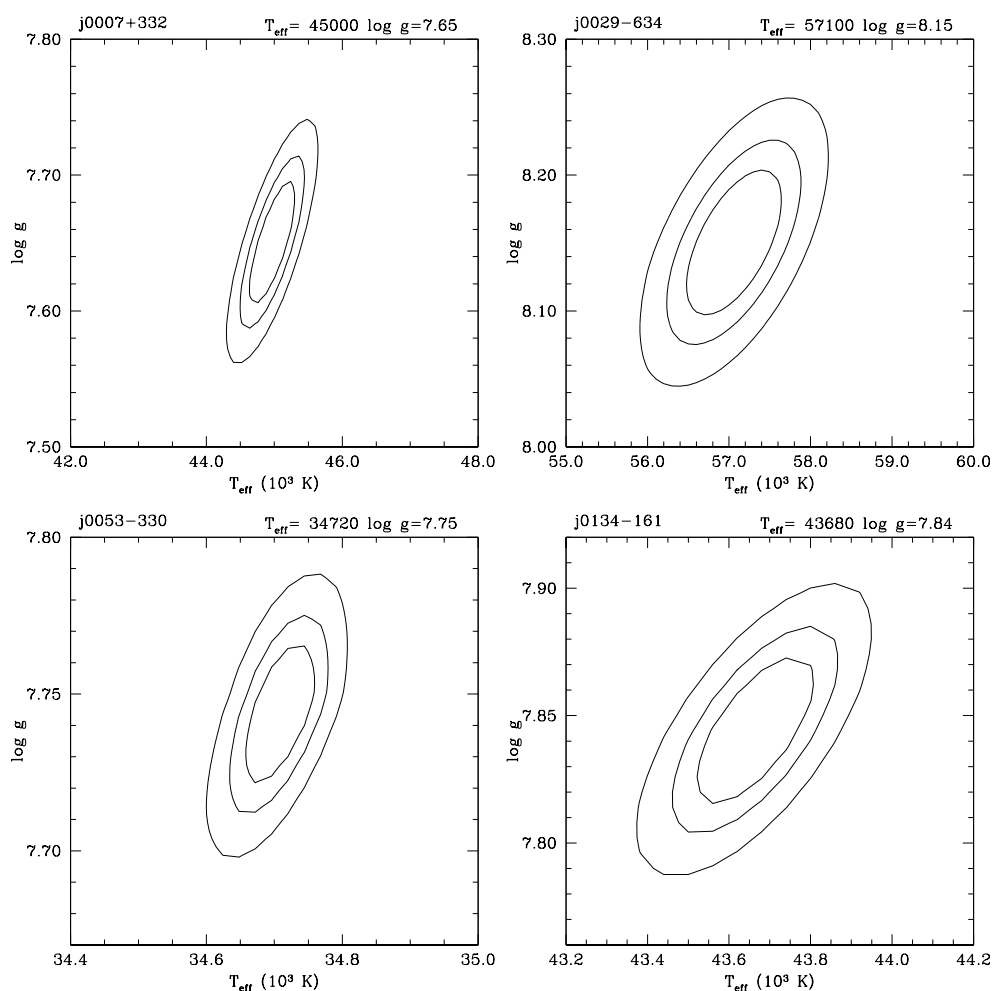


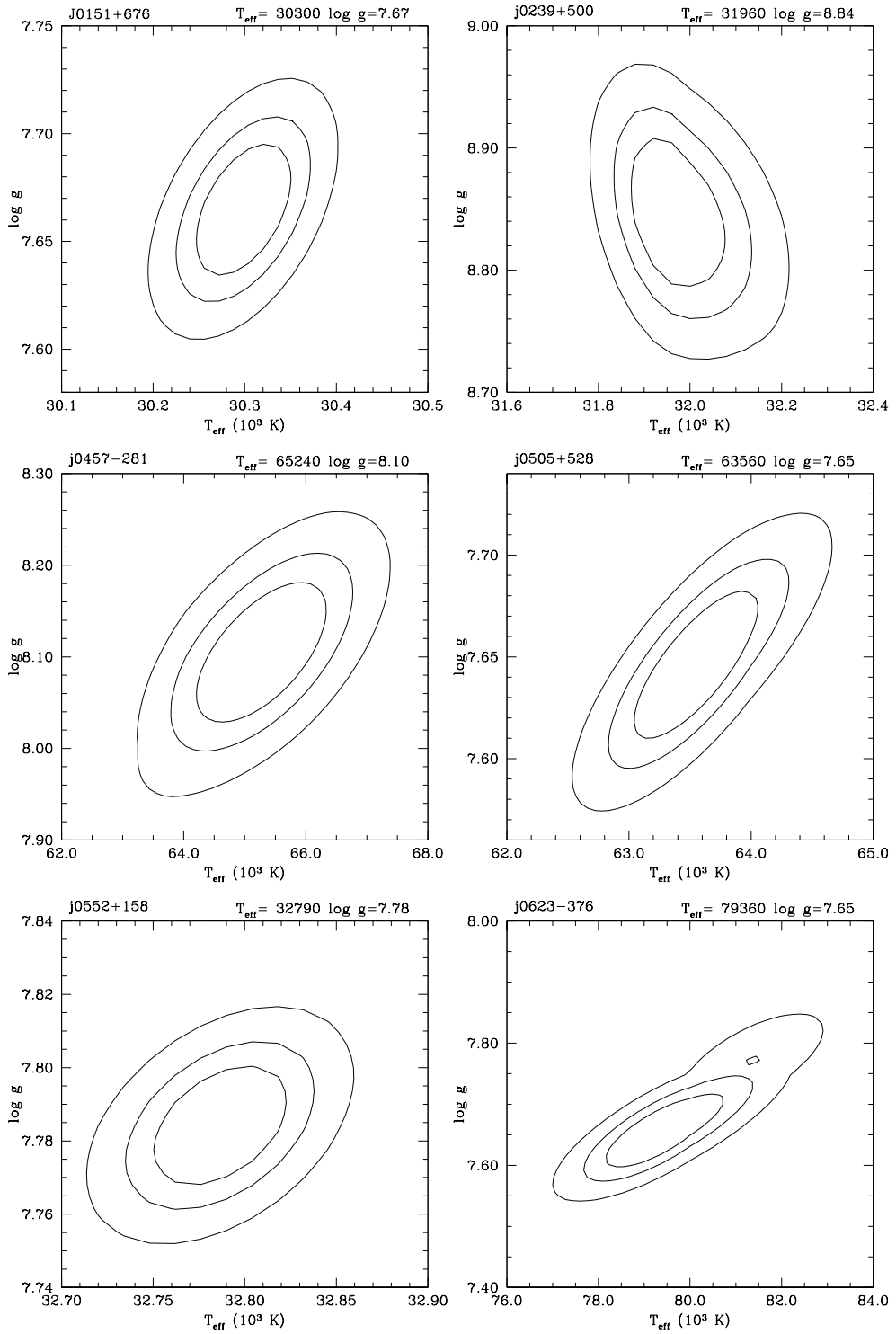


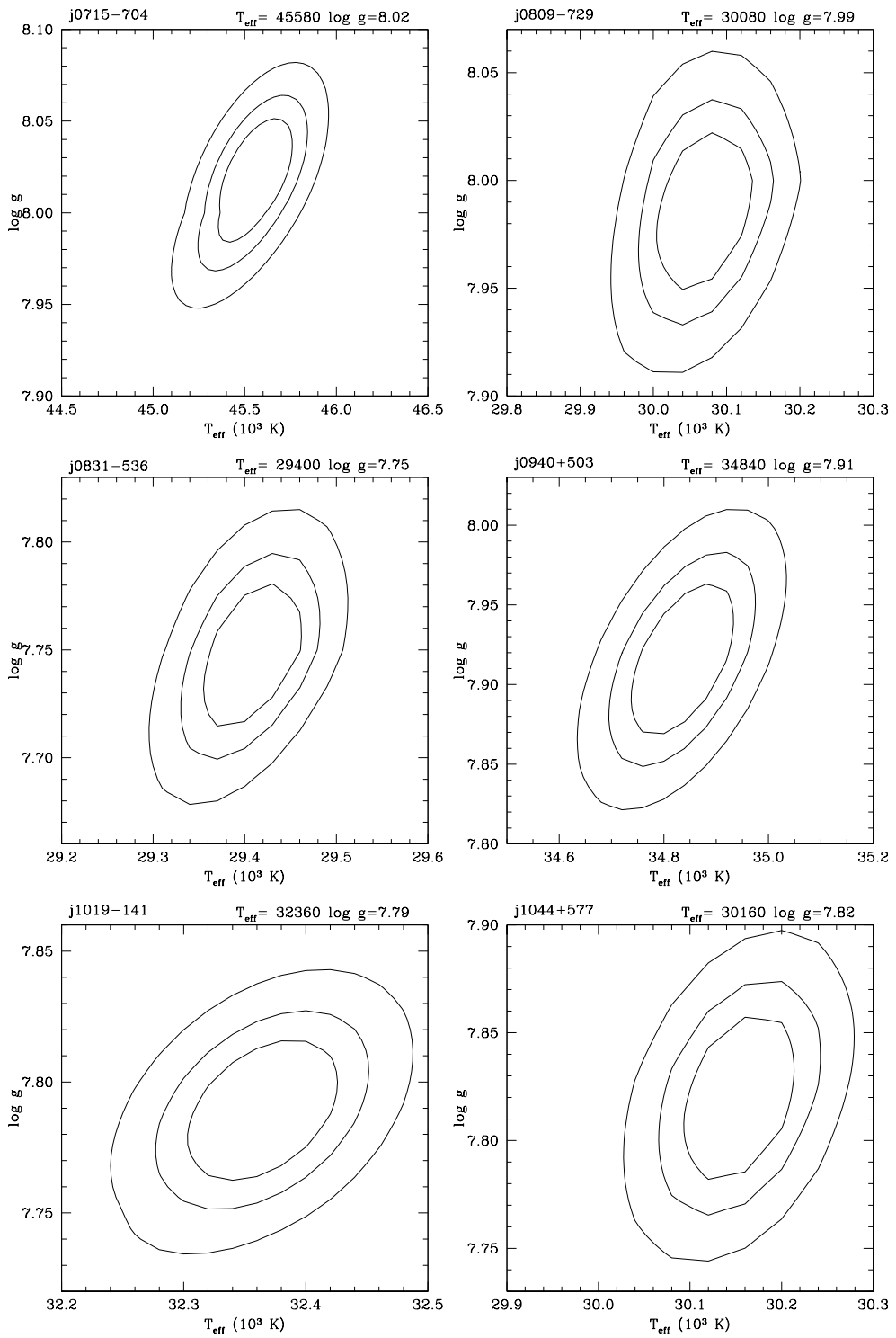


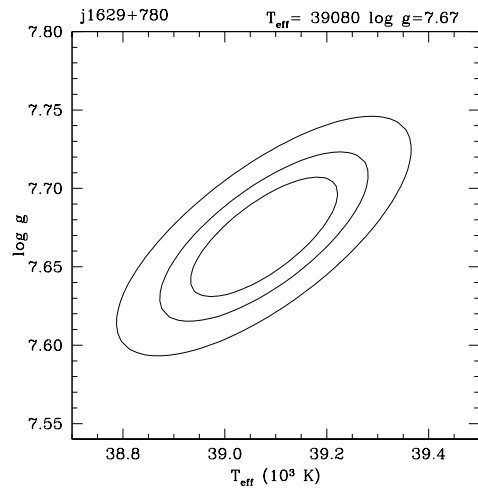
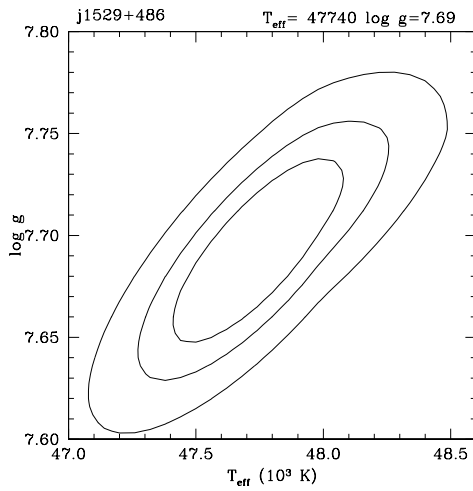
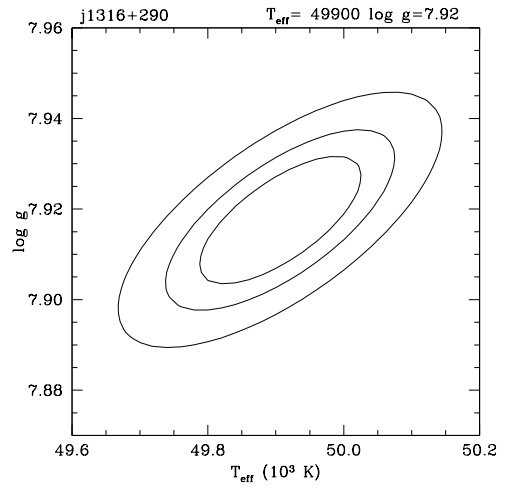
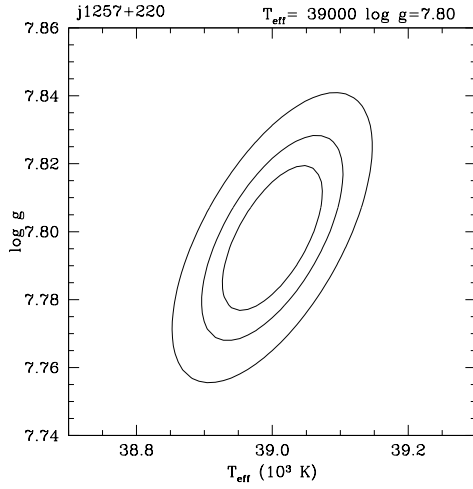
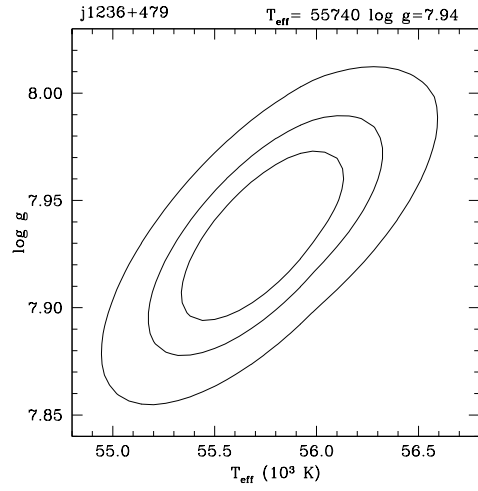
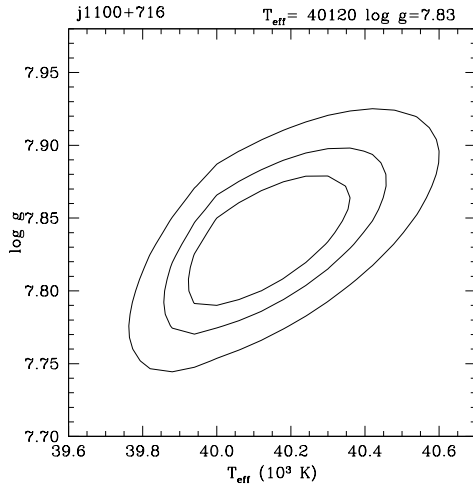
A.2 Intervalový odhad efektivní teploty T_{eff} a gravitačního zrychlení g

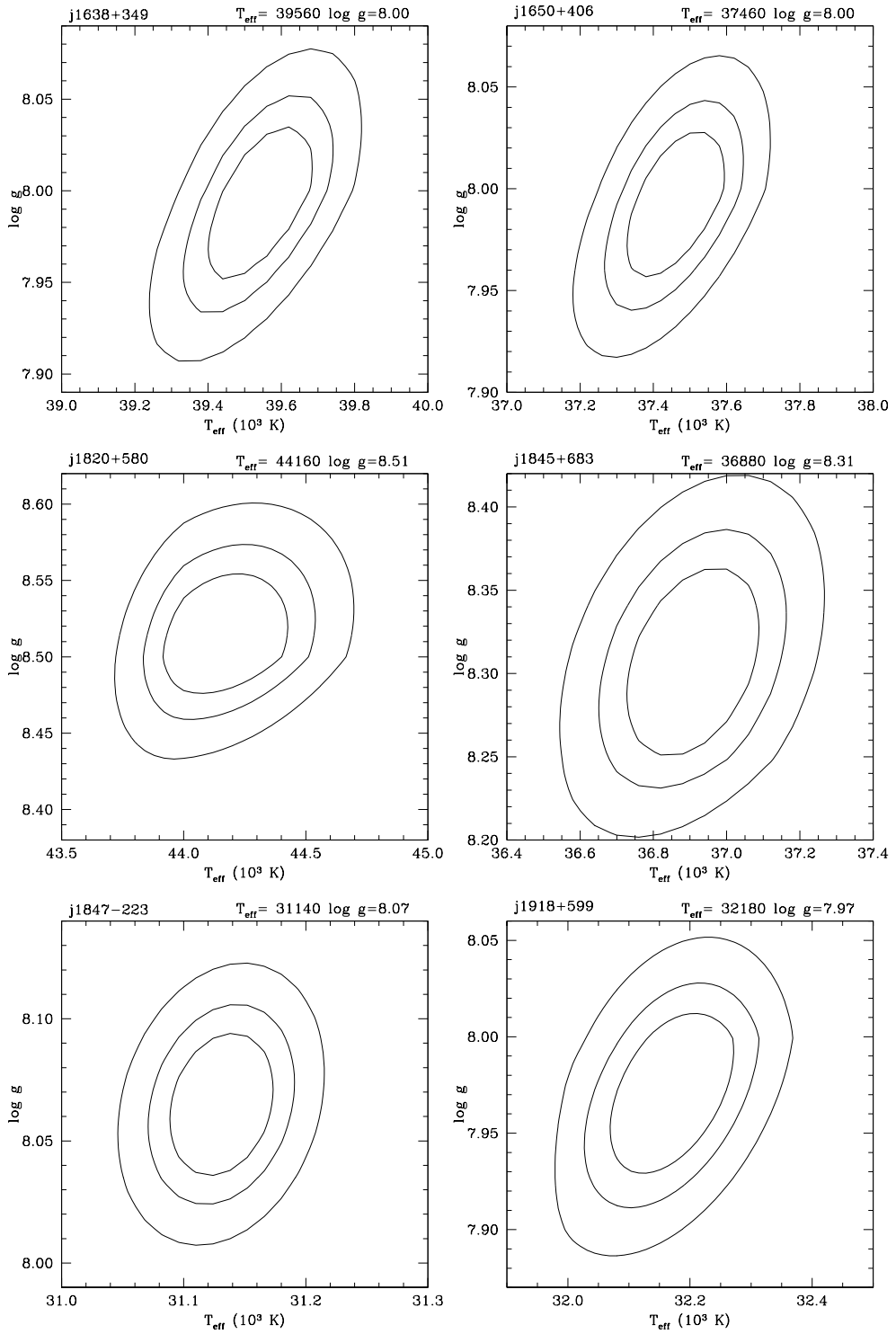
Zde uvádíme odhad hodnot T_{eff} a $\log g$ pro všechny bílé trpaslíky z našeho vzorku, viz tabulka 2.1. Tento odhad jsme získali ze spektrálních modelů předpokládajících čistě vodíkové složení atmosféry WD (tyto modely jsou podrobněji popsány v kapitole 3.1). Odhad o spolehlivosti 68% je znázorněn vnitřní konturou, odhad o spolehlivosti 95% je znázorněn střední konturou a odhad o spolehlivosti 99% je znázorněn vnější konturou.

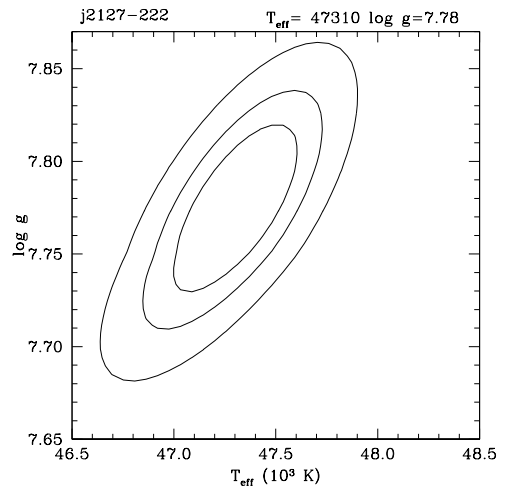
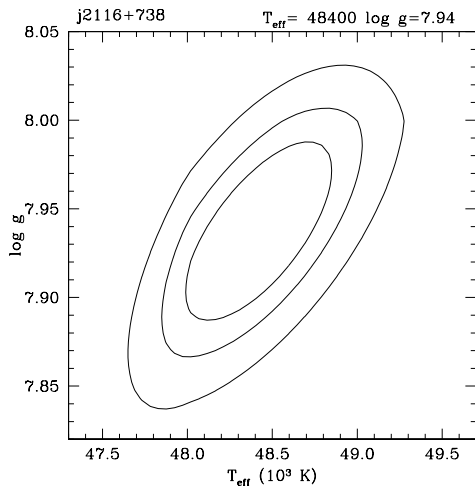
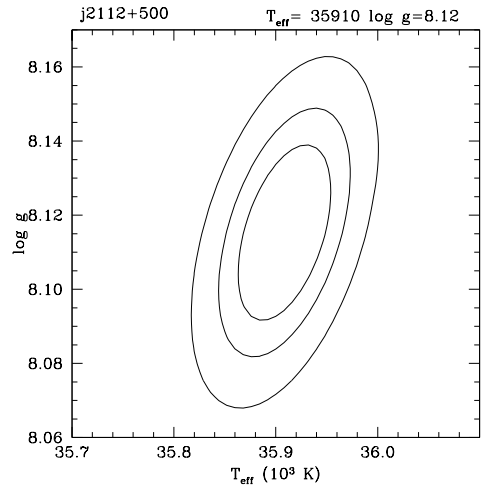
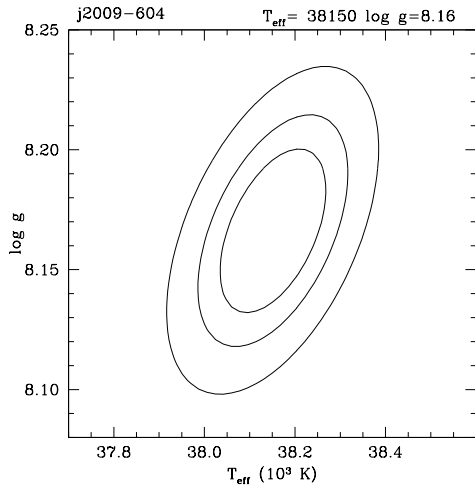
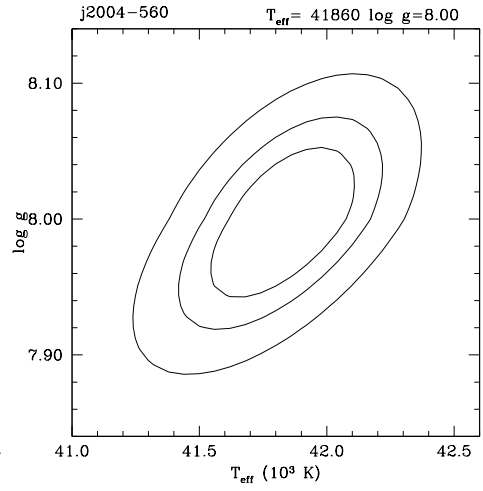
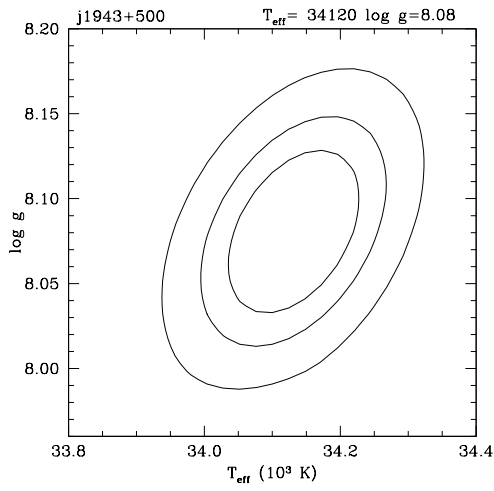


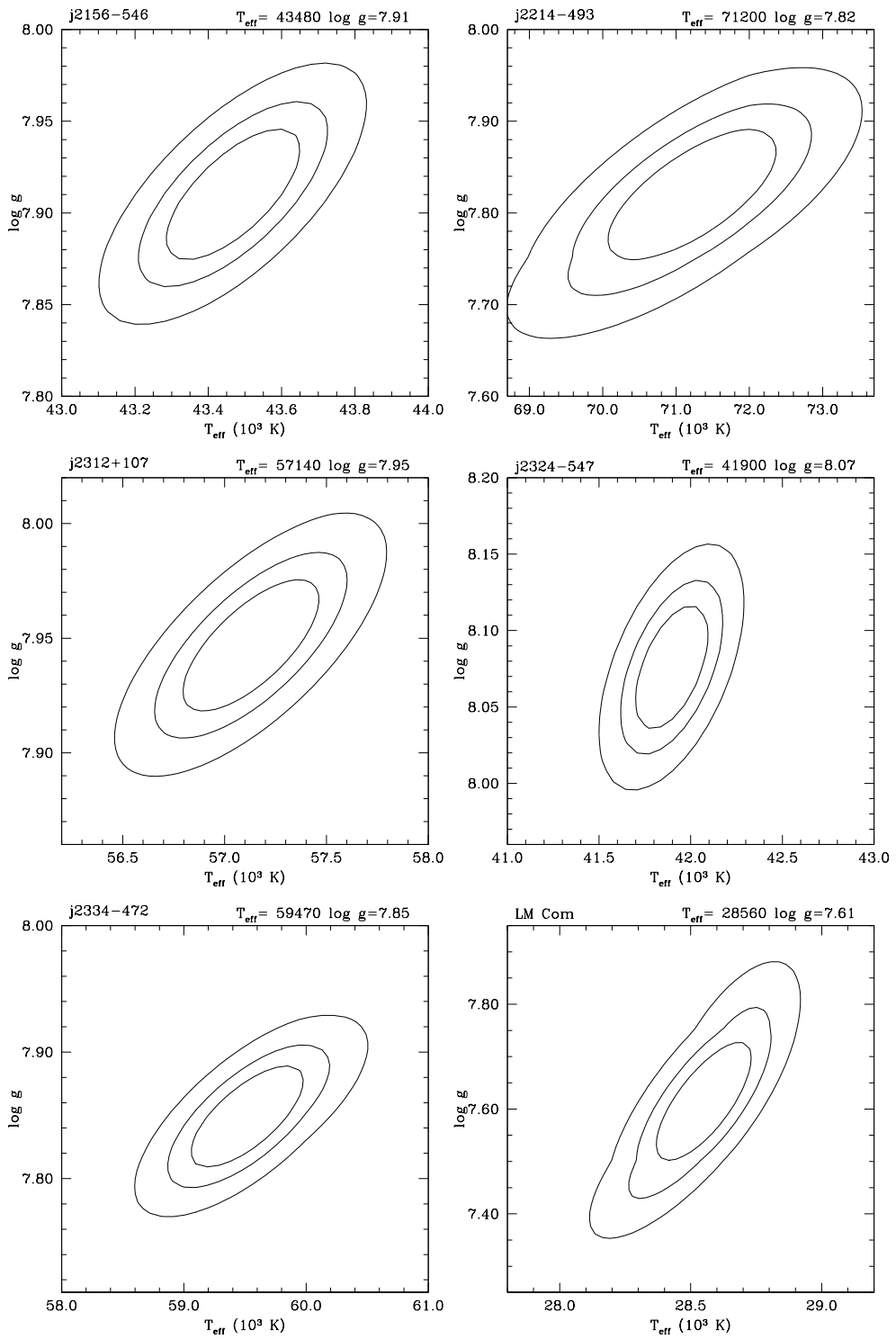












Příloha B

Teoretické ekvivalentní šířky vybraných spektrálních čar

Následující tabulky shrnují teoretické ekvivalentní šířky vybraných spektrálních čar v závislosti na efektivní teplotě bílého trpaslíka T_{eff} a atmosférické abundanci příslušného prvku. Tyto hodnoty byly získány s pomocí NLTE kódů TLUSTY a SYNSPEC [19, 36] jako ekvivalentní šířky příslušných spektrálních čar syntetického spektra v závislosti na T_{eff} a atmosférické abundanci, při gravitačním zrychlení $\log g = 8,0$ (pro podrobnosti viz kapitola 3.3). Pro sextet spektrálních čar CIII v oblasti vlnových délek $\lambda = 1174,9 \text{ \AA} - 1176,4 \text{ \AA}$ je uvedena celková ekvivalentní šířka, protože tyto čáry byly pro nižší teploty a/nebo vyšší abundance v modelech silně blendované. Ze stejného důvodu uvádíme i celkovou ekvivalentní šířku spektrálních čar P V $\lambda = 1117,98 \text{ \AA}$ a P IV $\lambda = 1118,55 \text{ \AA}$. Všechny hodnoty EQW jsou uvedeny v mÅ.

Uvedené hodnoty EQW jsme použili pro výpočet atmosférických abundancí příslušných prvků v atmosférách bílých trpaslíků.

Tabulka B.1: Celková teoretická ekvivalentní šířka (uvedena v mÅ) sextetu spektrálních čar CIII v oblasti vlnových délek $\lambda = 1174,9 \text{ \AA} - 1176,4 \text{ \AA}$

T_{eff} (K)	abundance log (C/H)							
	-5,0	-5,5	-6,0	-6,5	-7,0	-7,5	-8,0	-8,5
25 000	916,88	671,24	465,22	305,76	178,04	85,22	32,11	9,27
26 000	985,12	726,95	509,64	340,92	203,18	100,32	39,14	12,22
27 000	1042,48	774,42	548,25	372,15	226,29	114,56	45,94	15,06
28 000	1089,08	813,72	581,03	399,43	247,07	127,75	52,30	17,75
29 000	1123,95	844,13	607,43	422,28	264,98	139,46	58,04	20,16
30 000	1146,34	864,84	626,63	439,87	279,39	149,26	62,90	22,21
32 000	1156,63	878,18	642,86	457,98	295,65	161,33	69,04	24,84
34 000	1136,34	865,75	637,65	458,20	297,28	163,74	70,31	25,43
36 000	1098,56	838,06	619,56	447,24	290,37	158,94	67,68	24,36
38 000	1050,10	801,56	594,56	429,93	276,94	149,04	62,27	22,21
40 000	992,95	758,54	564,24	407,16	258,05	135,09	54,95	19,31
45 000	832,71	639,07	476,54	334,67	196,77	92,36	34,54	11,61
50 000	682,05	525,75	386,16	253,84	132,05	54,98	18,95	6,10
55 000	555,60	426,30	299,94	177,57	80,64	30,17	9,77	3,02
60 000	447,37	335,55	218,28	113,81	45,58	15,66	4,84	1,44
65 000	351,35	250,42	145,94	66,86	24,05	7,80	2,32	0,63
70 000	262,67	172,46	88,76	36,28	12,14	3,78	1,08	0,26
75 000	183,73	109,44	50,34	18,88	6,01	1,82	0,49	0,09
80 000	119,28	64,92	27,30	9,68	3,00	0,89	0,22	0,01

Tabulka B.2: Teoretická EQW spektrální čáry Si III $\lambda = 1108,36 \text{ \AA}$

T_{eff} (K)	abundance log (Si/H)							
	-5,0	-5,5	-6,0	-6,5	-7,0	-7,5	-8,0	-8,5
25 000	268,42	182,45	118,35	75,70	48,35	27,88	12,51	4,60
26 000	262,74	176,73	114,54	73,99	47,77	27,58	12,28	4,48
27 000	253,95	169,10	109,77	71,73	46,77	26,92	11,83	4,26
28 000	242,21	159,96	104,34	69,08	45,37	25,91	11,18	3,96
29 000	227,89	149,78	98,50	66,14	43,65	24,56	10,34	3,59
30 000	211,70	139,12	92,53	63,03	41,55	22,86	9,32	3,16
32 000	176,66	117,70	80,80	56,35	36,12	18,43	6,90	2,24
34 000	142,99	98,21	70,14	49,05	29,37	13,47	4,63	1,45
36 000	114,24	81,97	61,00	41,52	22,43	9,24	2,97	0,93
38 000	90,93	68,86	53,23	34,10	16,39	6,18	1,92	0,60
40 000	71,82	58,15	46,24	27,22	11,66	4,11	1,25	0,40
45 000	35,55	36,71	30,30	13,71	4,74	1,49	0,47	0,15
50 000	10,75	17,97	17,50	6,22	1,85	0,53	0,21	0,07
55 000	0,00	3,41	10,21	3,02	0,71	0,14	0,14	0,05
60 000	0,00	0,00	6,83	1,67	0,20	0,00	0,14	0,04

Tabulka B.3: Teoretická EQW spektrální čáry Si III $\lambda = 1109,97 \text{ \AA}$

T_{eff} (K)	abundance log (Si/H)							
	-5,0	-5,5	-6,0	-6,5	-7,0	-7,5	-8,0	-8,5
25 000	446,47	295,55	189,66	125,77	85,63	56,32	30,02	12,52
26 000	438,05	288,16	184,83	123,24	84,75	56,02	29,67	12,23
27 000	424,50	277,70	178,33	119,79	83,26	55,11	28,84	11,70
28 000	406,44	264,75	170,54	115,61	81,21	53,61	27,56	10,94
29 000	384,43	249,80	161,81	110,97	78,62	51,53	25,84	9,99
30 000	359,30	233,41	152,37	105,89	75,57	48,79	23,63	8,84
32 000	303,53	198,73	132,95	95,09	67,81	41,25	18,14	6,35
34 000	249,04	166,33	114,83	84,13	58,00	32,01	12,53	4,19
36 000	203,14	139,66	99,63	73,44	47,27	23,13	8,29	2,70
38 000	167,54	119,02	87,15	63,11	37,02	16,15	5,46	1,76
40 000	140,42	102,98	76,60	53,14	27,89	11,10	3,61	1,16
45 000	96,24	74,72	53,41	30,25	12,32	4,21	1,33	0,42
50 000	69,19	52,44	31,48	14,01	4,85	1,59	0,50	0,16
55 000	47,73	31,65	15,34	5,80	1,90	0,62	0,19	0,06
60 000	28,72	16,33	6,80	2,42	0,79	0,26	0,08	0,02

Tabulka B.4: Teoretická EQW spektrální čáry Si III $\lambda = 1113,23 \text{ \AA}$

T_{eff} (K)	abundance log (Si/H)							
	-5,0	-5,5	-6,0	-6,5	-7,0	-7,5	-8,0	-8,5
25 000	607,87	389,01	241,56	150,85	99,54	65,85	38,44	18,31
26 000	593,88	378,27	234,88	147,59	98,05	65,31	38,08	17,94
27 000	572,85	363,38	225,91	143,05	95,81	64,14	37,22	17,24
28 000	545,69	345,12	215,16	137,55	92,92	62,40	35,80	16,24
29 000	513,33	324,19	203,10	131,31	89,52	60,08	33,91	14,95
30 000	476,97	301,41	190,12	124,50	85,63	57,19	31,47	13,39
32 000	397,51	253,42	163,33	110,00	76,50	49,57	25,17	9,85
34 000	320,76	208,59	138,24	95,61	65,97	40,23	18,28	6,64
36 000	256,39	171,60	117,15	82,58	55,23	30,89	12,58	4,36
38 000	206,37	142,85	100,20	71,13	45,15	22,79	8,52	2,88
40 000	168,12	120,56	86,53	60,87	35,94	16,35	5,77	1,91
45 000	105,88	82,45	60,32	38,29	17,90	6,68	2,18	0,71
50 000	69,75	56,94	38,55	20,00	7,62	2,60	0,82	0,26
55 000	45,82	36,31	20,65	8,97	3,09	1,02	0,32	0,10
60 000	27,21	19,68	9,47	3,88	1,29	0,42	0,13	0,04

Tabulka B.5: Teoretická EQW spektrální čáry Si IV $\lambda = 1122,49 \text{ \AA}$

T_{eff} (K)	abundance log (Si/H)							
	-5,0	-5,5	-6,0	-6,5	-7,0	-7,5	-8,0	-8,5
25 000	287,32	180,55	93,97	59,54	33,83	16,97	7,04	2,56
30 000	398,04	255,09	134,68	88,79	53,85	30,10	13,91	5,41
32 000	420,15	270,39	143,95	95,69	58,96	33,91	16,18	6,42
34 000	428,56	276,88	148,84	99,47	62,09	36,50	17,80	7,15
36 000	425,58	275,88	149,78	100,48	63,28	37,78	18,67	7,54
38 000	414,53	269,62	147,91	99,39	63,04	38,03	18,89	7,63
40 000	397,97	259,84	144,17	96,99	61,85	37,50	18,60	7,49
45 000	343,34	226,84	129,91	87,55	56,49	34,00	16,32	6,38
50 000	283,73	190,25	112,74	76,21	49,17	28,56	12,86	4,81
55 000	231,32	157,49	96,46	65,31	41,47	22,66	9,48	3,40
60 000	189,96	131,09	82,58	55,72	34,27	17,34	6,78	2,36
65 000	159,19	110,98	71,33	47,60	27,89	13,07	4,85	1,65
70 000	136,10	95,47	62,06	40,68	22,50	9,84	3,50	1,17
75 000	118,78	83,59	54,51	34,86	18,09	7,48	2,59	0,86
80 000	105,17	74,05	48,19	29,80	14,58	5,76	1,95	0,64

Tabulka B.6: Celková teoretická EQW spektrálních čar
P V $\lambda = 1117,98 \text{ \AA}$ a P IV $\lambda = 1118,55 \text{ \AA}$

T_{eff} (K)	abundance log (P/H)							
	-5,0	-5,5	-6,0	-6,5	-7,0	-7,5	-8,0	-8,5
25 000	310,82	204,29	124,02	69,53	33,92	14,23	5,2	1,69
30 000	503,80	349,79	227,22	143,88	84,61	45,29	20,96	8,49
32 000	584,82	409,45	265,09	168,89	103,48	59,36	30,28	13,38
34 000	662,48	466,69	301,71	190,79	118,22	71,04	39,07	18,77
36 000	730,44	516,58	334,24	210,24	129,66	79,67	46,15	23,75
38 000	784,48	556,41	360,80	226,40	138,65	85,77	51,37	28,01
40 000	823,70	586,16	381,09	238,81	145,40	89,89	54,90	31,15
45 000	867,47	622,69	406,96	254,47	153,55	94,79	59,66	36,04
50 000	858,19	619,42	405,42	252,64	151,89	94,20	59,92	37,19
55 000	822,78	593,52	387,62	240,36	144,57	90,28	57,90	36,28
60 000	769,99	552,85	359,22	221,93	133,98	84,31	54,33	34,00
65 000	702,74	501,12	323,91	199,84	121,40	77,11	49,88	30,90
70 000	620,83	440,25	283,68	175,69	107,85	69,17	44,81	27,18
75 000	529,27	374,74	242,52	151,55	94,23	61,18	39,56	23,18
80 000	432,67	308,83	202,83	128,82	81,55	53,57	34,30	19,18

Tabulka B.7: Teoretická EQW spektrální čáry S IV $\lambda = 1062,66 \text{ \AA}$

T_{eff} (K)	abundance log (S/H)							
	-5,0	-5,5	-6,0	-6,5	-7,0	-7,5	-8,0	-8,5
26 000	104,44	67,97	44,87	24,90	12,13	4,68	1,75	0,53
27 000	116,62	76,36	50,48	28,81	14,56	5,93	2,21	0,70
28 000	127,73	84,03	55,60	32,50	16,95	7,19	2,69	0,87
29 000	137,61	90,93	60,15	35,89	19,23	8,43	3,17	1,04
30 000	146,20	96,96	64,16	39,02	21,41	9,66	3,66	1,22
32 000	159,01	106,07	70,41	44,19	25,24	11,92	4,61	1,57
34 000	165,45	110,73	73,85	47,54	27,96	13,65	5,35	1,84
36 000	165,94	111,08	74,31	48,66	29,14	14,46	5,71	1,97
38 000	161,76	108,01	72,30	47,79	28,77	14,26	5,59	1,93
40 000	154,13	102,56	68,58	45,49	27,18	13,25	5,13	1,76
45 000	126,40	83,50	55,56	36,33	20,22	8,97	3,26	1,09
50 000	95,29	62,82	41,21	25,10	12,10	4,70	1,61	0,52
55 000	68,38	45,01	27,80	14,57	5,88	2,05	0,68	0,21
60 000	47,65	30,38	16,25	7,03	2,47	0,79	0,26	0,08

Seznam použitých zkratek

AGB	Asymptotic giant branch (asymptotická větev obrů) - vývojové stadium hvězdy
CE	Společná obálka dvojhvězdy - z anglického common envelope
CV	Kataklyzmické proměnné hvězdy - z anglického cataclysmic variables
CVZ	Konvektivní zóna - z anglického convection zone
EQW	Ekvivalentní šířka čáry - z anglického equivalent width
FUSE	Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Mission - družice; v provozu mezi lety 1999 a 2007
GB	Giant branch (větev obrů) - vývojové stadium hvězdy
IMF	Funkce počáteční hmotnosti - z anglického initial mass function
ISM	Mezihvězdná hmota - z anglického interstellar medium (příp. interstellar matter)
IUE	International Ultraviolet Explorer - satelit ESA/NASA; v provozu mezi lety 1978 a 1996
LTE	Lokální termodynamická rovnováha - z anglického local thermodynamic equilibrium
NLTE	Bez předpokladu lokální termodynamické rovnováhy - z anglického non-local thermodynamic equilibrium
PCEB	Post common-envelope binaries - vývojové stadium dvojhvězdy
PCV	Pre-cataclysmic variable - vývojové stadium dvojhvězdy
ROSAT	Roentgen Satellite - německý satelit, v provozu mezi lety 1990 a 1999
WD	Bílý trpaslík - z anglického white dwarf
ZAMS	Hlavní posloupnost nulového stáří - z anglického zero-age main sequence

Literatura

- [1] Abgrall H., Roueff E. (1989) *Wavelengths, oscillator strengths and transition probabilities of the H₂ molecule for Lyman and Werner systems*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **79**, 313-328.
- [2] Barstow M. A., Holberg J. B., Hubeny I., Good S. A., Levan A. J., Meru F. (2001) *A comparison of DA white dwarf temperatures and gravities from Lyman and Balmer line studies*, *MNRAS*, **328**, 211-222.
- [3] Barstow M. A., Good S. A., Burleigh M. R., Hubeny I., Holberg J. B., Levan A. J. (2003) *A comparison of DA white dwarf temperatures and gravities from FUSE Lyman line and ground-based Balmer line observations*, *MNRAS*, **344**, 562-574.
- [4] Bergeron P., Leggett S. K., Ruiz M. T. (2001) *Photometric and Spectroscopic Analysis of Cool White Dwarfs with Trigonometric Parallax Measurements*, *ApJS*, **133**, 413-449.
- [5] Caillault J.-P., Patterson J. (1990) *On the mass-radius relation of late M dwarfs*, *AJ*, **100**, 825-829.
- [6] Dixon W. V., Sahnou D. J., Barrett P. E., Civeit T., Dupuis J., Fullerton A. W., Godard B., Hsu J.-C., Kaiser M. E., Kruk J. W., Lacour S., Lindler D. J., Massa D., Robinson R. D., Romelfanger M. L., Sonnentrucker P. (2007) *CalFUSE Version 3: A Data Reduction Pipeline for the Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer*, *PASP*, **119**, 527-555.
- [7] Dominguez I., Chieffi A., Limongi M., Straniero O. (1999) *Intermediate-Mass Stars: Updated Models*, *ApJ*, **524**, 226-241.

- [8] Dreizler S., Wolff B. (1999) *Analysis of ultraviolet and extreme-ultraviolet spectra of the DA white dwarf G 191-B2B using self-consistent diffusion models*, A&A, **348**, 189-197.
- [9] Eisenstein D. J., Liebert J., Harris H. C., Kleinman S. J., Nitta A., Silvestri N., Anderson S. A., Barentine J. C., Brewington H. J., Brinkmann J., Harvanek M., Krzesiński J., Neilsen Jr., E. H., Long D., Schneider D. P., Snedden S. A. (2006) *A Catalog of Spectroscopically Confirmed White Dwarfs from the Sloan Digital Sky Survey Data Release 4*, ApJS, **167**, 40-58.
- [10] Ferguson D. H., Green R. F., Liebert J. (1984) *Hot subdwarfs in detached binary systems and thick-disk cataclysmic variables from the Palomar-Green survey*, ApJ, **287**, 320-333.
- [11] Finley D. S., Koester D., Basri G. (1997) *The Temperature Scale and Mass Distribution of Hot DA White Dwarfs*, ApJ, **488**, 375-396.
- [12] Fontaine G., Brassard P. (2008) *The Pulsating White Dwarf Stars*, PASP, **120**, 1043-1096.
- [13] Gianninas A., Bergeron P., Dupuis J., Ruiz M. T. (2010) *Spectroscopic Analysis of Hot, Hydrogen-rich White Dwarfs: The Presence of Metals and the Balmer-line Problem*, ApJ, **720**, 581-602.
- [14] Green R. F., Schmidt M., Liebert J. (1986) *The Palomar-Green catalog of ultraviolet-excess stellar objects*, ApJS, **61**, 305-352.
- [15] Hansen B. (2004) *The astrophysics of cool white dwarfs*, Physics Reports, **399**, 1-70.
- [16] Hertzsprung E. (1925) *Giant and dwarf stars*, The Observatory, **48**, 265-266.
- [17] Holberg J. B., Barstow M. A., Buckley D. A. H., Chen A., Dreizler S., Marsh M. C., O'Donoghue D., Sion E. M., Tweedy R. W., Vauclair G., Werner K. (1993) *Two New Extremely Iron-rich Hot DA White Dwarfs and the Nature of the EUV Opacity*, ApJ, **416**, 806-819.
- [18] Holberg J. B., Sion E. M., Oswalt T., McCook G. P., Foran S., Subasavage J. P. (2008) *A New Look at the Local White Dwarf Population*, Astronomical Journal, **135**, 1225-1238.

- [19] Hubeny I., Lanz T. (1995) *Non-LTE line-blanketed model atmospheres of hot stars. 1: Hybrid complete linearization/accelerated lambda iteration method*, ApJ, **439**, 875-904.
- [20] Chayer P., Dupuis J. (2010) *Effect of Radiative Levitation on Calculations of Accretion Rates in White Dwarfs*, American Institute of Physics Conference Series, **1273**, 394-399.
- [21] Chayer P., Fontaine G., Wesemael F. (1995) *Radiative Levitation in Hot White Dwarfs: Equilibrium Theory*, ApJS, **99**, 189-221.
- [22] Chayer P., Vennes S., Pradhan A. K., Thejll P., Beauchamp A., Fontaine G., Wesemael F. (1995) *Improved Calculations of the Equilibrium Abundances of Heavy Elements Supported by Radiative Levitation in the Atmospheres of Hot DA White Dwarfs*, ApJ, **454**, 429-441.
- [23] Kawka A., Vennes S. (2004) *Ap stars as progenitors of magnetic white dwarfs*, IAU Symposium, **224**, 879-885.
- [24] Kawka A., Vennes S. (2006) *Spectroscopic Identification of Cool White Dwarfs in the Solar Neighborhood*, ApJ, **643**, 402-415.
- [25] Kawka A., Vennes S., Schmidt G. D., Wickramasinghe D. T., Koch R. (2007) *Spectropolarimetric Survey of Hydrogen-rich White Dwarf Stars*, ApJ, **654**, 499-520.
- [26] Kawka A., Vennes S., Dupuis J., Chayer P., Lanz T. (2008) *Orbital Parameters and Chemical Composition of Four White Dwarfs in Post-Common-Envelope Binaries*, ApJ, **675**, 1518-1530.
- [27] Kepler S. O. (1990) *Structure and evolution of white dwarfs*, RMxAA, **21**, 335-345.
- [28] Kepler S. O., Bradley P. A. (1995) *Structure and evolution of white dwarfs*, Baltic Astronomy, **4**, 166-220.
- [29] Koester D. (2009) *Accretion and diffusion in white dwarfs. New diffusion timescales and applications to GD 362 and G 29-38*, A&A, **498**, 517-525.
- [30] Koester D., Dreizler S., Weidemann V., Allard N. F. (1998) *Search for rotation in white dwarfs*, A&A, **338**, 612-622.

- [31] Koester D., Chanmugam G. (1972), *Physics of white dwarf stars*, Reports on Progress in Physics, **53**, 837-915.
- [32] Koester D., Wilken D. (2006) *The accretion-diffusion scenario for metals in cool white dwarfs*, A&A, **453**, 1051-1057.
- [33] Kondo Y., Boggess A., Maran S. P. (1989) *Astrophysical contributions of the International Ultraviolet Explorer*, ARAA, **27**, 397-420.
- [34] Kroupa P.(2001) *On the variation of the initial mass function*, MNRAS, **322**, 231-246.
- [35] Lajoie C.-P., Bergeron P. (2007) *A Comparative Study of Optical and Ultraviolet Effective Temperatures for DA White Dwarfs from the IUE Archive*, ApJ, **667**, 1126-1138.
- [36] Lanz T., Hubeny I. (1995) *Non-LTE line-blanketed model atmospheres of hot stars. 2: Hot, metal-rich white dwarfs*, ApJ, **439**, 905-916.
- [37] Liebert J., Bergeron P., Holberg J. B. (2005) *The Formation Rate and Mass and Luminosity Functions of DA White Dwarfs from the Palomar Green Survey*, ApJS, **156**, 47-68.
- [38] Marsh M. C., Barstow M. A., Buckley D. A., Burleigh M. R., Holberg J. B., Koester D., O'Donoghue D., Penny A. J., Sansom A. E. (1997) *An EUV-selected sample of DA white dwarfs from the ROSAT All-Sky Survey - I. Optically derived stellar parameters*, MNRAS, **286**, 369-383.
- [39] McCook G. P., Sion E. M. (1999) *A Catalog of Spectroscopically Identified White Dwarfs*, ApJS, **121**, 1-130.
- [40] Mestel L.(1952) *On the theory of white dwarf stars. I. The energy sources of white dwarfs*, MNRAS, **112**, 583-597.
- [41] Moos H. W. a kol. (2000) *Overview of the Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Mission*, ApJ, **538**, L1-L6.
- [42] Orosz J. A., Wade R. A., Harlow J. J. B., Thorstensen J. R., Taylor C. J., Eracleous M. (1999) *The Post-Common Envelope and Pre-Cataclysmic Binary PG 1224+309*, Astronomical Journal, **117**, 1598-1608.

- [43] Potter A. T., Tout C. A. (2010) *Magnetic field evolution of white dwarfs in strongly interacting binary star systems*, MNRAS, **402**, 1072-1080.
- [44] Rebassa-Mansergas A., Nebot Gómez-Morán A., Schreiber M. R., Girven J., Gänsicke B. T. (2011) *Post-common envelope binaries from SDSS-X: the origin of low-mass white dwarfs*, MNRAS, **413**, 1121-1131.
- [45] Ritter H. (1986) *Precataclysmic binaries*, A&A, **169**, 139-148.
- [46] Shara M. M., Shara D. J., McLean B. (1993) *An optical Atlas of ROSAT Wide Field Camera EUV sources*, PASP, **105**, 387-425.
- [47] Schreiber M. R., Gänsicke B. T. (2003) *The age, life expectancy, and space density of Post Common Envelope Binaries*, A&A, **406**, 305-321.
- [48] Sion E. M., Greenstein J. L., Landstreet J. D., Liebert J., Shipman H. L., Wegner G. A. (1983) *A proposed new white dwarf spectral classification system*, ApJ, **269**, 253-257.
- [49] Vennes S., Chayer P., Dupuis J., Lanz, T. (2005) *Lyman Line Spectroscopy of Hot Hydrogen-Rich White Dwarfs Revisited*, ASPC, **334**, 185-190.
- [50] Vennes S., Chayer P., Hurwitz M., Bowyer S. (1996) *Discovery of Photospheric Sulfur and Phosphorus in ORFEUS Spectra of the Hot White Dwarfs G191-B2B and MCT O455-2812*, ApJ, **468**, 898-906.
- [51] Vennes S., Thejll P. A., Galvan R. G., Dupuis J. (1997) *Hot White Dwarfs in the Extreme Ultraviolet Explorer Survey. II. Mass Distribution, Space Density, and Population Age*, ApJ, **480**, 714-734.
- [52] Vennes S., Thejll P. A., Wickramasinghe D. T., Bessell M. S. (1996) *Hot White Dwarfs in the Extreme Ultraviolet Explorer Survey. I. Properties of a Southern Hemisphere Sample*, ApJ, **467**, 782-793.
- [53] Weidemann V. (2000) *Revision of the initial-to-final mass relation*, A&A, **363**, 647-656.
- [54] Warner B. (1995) *Cataclysmic Variable Stars*, Cambridge Astrophysics Series, **28**, 441-457.

- [55] Wickramasinghe D. T., Ferrario L. (2005) *The origin of the magnetic fields in white dwarfs*, MNRAS, **356**, 1576-1582.
- [56] Wood M. A. (1995) *Theoretical White Dwarf Luminosity Functions: DA Models*, Lecture Notes in Physics, **443**, 41-45.
- [57] Elektronická skripta k přednášce Vybrané kapitoly z astrofyziky, Kawka A. (2007), *White Dwarf Stars*, <http://pleione.asu.cas.cz/kawka/whitedwarf.pdf>.
- [58] Elektronická skripta k přednášce Úvod do fyziky hvězdných soustav, Mikulášek Z., Krtička J. (2005), *Základy fyziky hvězd*, <http://astro.physics.muni.cz/download/documents/skripta/F3080.pdf>
- [59] Databáze atomových spektrálních čar Kurucz:
<http://www.cfa.harvard.edu/amp/ampdata/kurucz23/sekur.html>
- [60] Databáze bílých trpaslíků,
<http://www.astronomy.villanova.edu/WDCatalog/>
- [61] Veřejná databáze dat FUSE,
<http://archive.stsci.edu/fuse/search.php>
- [62] Oficiální webové stránky IRAF,
<http://iraf.noao.edu/docs/docmain.html>
- [63] Oficiální webové stránky mise FUSE,
http://fuse.pha.jhu.edu/overview/mission_ov.html
- [64] Oficiální webové stránky mise FUSE - reference,
<http://fuse.pha.jhu.edu/~awf/fusepubs/JHU>
- [65] Oficiální webové stránky SuperMongo,
<http://www.astro.princeton.edu/rhl/sm/>