

MASARYKOVA UNIVERZITA  
PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA  
ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY



BAKALÁŘSKÁ PRÁCE  
STUDIUM MEZIHVĚZDNÉHO PROSTŘEDÍ VE SMĚRU HVĚZDY  
BD +53 2820

LENKA MATĚCHOVÁ

VEDOUCÍ BAKALÁŘSKÉ PRÁCE: DOC. MGR. JIŘÍ KRTIČKA, PH.D.

BRNO 2009

Děkuji vedoucímu této práce, doc. Krtičkovi, za přínosné rady a ochotu při konzultacích. Za pomoc s nástrahami Linuxu a se spoustou dalších věcí patří můj dík Jardovi Vážnému, DiS. Za užitečné rady a morální podporu děkuji i „příteli na telefonu“ Filipu Hrochovi.

Based on observations made with the NASA/ESA Hubble Space Telescope, obtained from the data archive at the Space Telescope Science Institute. STScI is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc. under NASA contract NAS 5-26555.

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

V Brně dne

Lenka Matěchová

Abstrakt:

V předložené práci studuji mezihvězdné prostředí ve směru hvězdy BD +53 2820. V první části je čtenář seznámen se základními fakty o mezihvězdné látce, o historii jejího objevu a o jejích různých podobách. V druhé části je vysvětlen mechanismus vzniku spektrálních čar a popsány faktory, ovlivňující jejich tvar. Ve třetí kapitole je popsán postup zpracování zadaného úkolu: identifikace jednotlivých spektrálních čar, zjištění posuvu vlnové délky středu čáry a výpočet radiální rychlosti. Podle počtu skupin radiálních rychlostí je odhadnut počet oblaků mezihvězdné látky mezi Zemí a hvězdou.

Klíčová slova: Mezihvězdná látka, BD +53 2820, radiální rychlosti

Abstract:

In the present work I study the interstellar medium in the direction of the star BD +53 2820. In the first section I summarize the fundamental facts about the interstellar medium, about the history of its discovery and about its diverse forms. The mechanism of formation of spectral lines and factors, affecting their shape, are described in the second section. The procedure of project processing is described in the third section: spectral lines identification, shift of the wavelength of the centre of the spectral line determination and the computation of the radial velocity. Number of interstellar clouds between the Earth and the star is estimated according to number of groups of radial velocities.

Keywords: Interstellar medium, BD +53 2820, radial velocities

# Obsah

<b>1</b>	<b>Mezihvězdná látka</b>	<b>6</b>
1.1	Úvod	6
1.2	Mezihvězdný plyn	7
1.2.1	Mezihvězdné molekuly	7
1.2.2	Formování mezihvězdných molekul	7
1.2.3	Oblasti neutrálního vodíku	8
1.2.4	Oblasti ionizovaného vodíku	8
1.2.5	Planetární mlhoviny	9
1.2.6	Zbytky po supernovách	9
1.2.7	Koronální plyn	10
1.3	Mezihvězdný prach	10
1.4	Magnetické pole a kosmické záření	12
1.5	Vznik nových hvězd	12
1.6	Rozložení mezihvězdné látky v Galaxii	12
1.7	Mezihalaktická látka	13
1.8	Mezihvězdná extinkce	13
<b>2</b>	<b>Spektrální čáry</b>	<b>14</b>
2.1	Spektroskopie	14
2.2	Atomové spektrální čáry	15
2.3	Rotační a vibrační spektra molekul	15
2.4	Hyperjemné rozštěpení základní hladiny v atomu vodíku	15
2.5	Záření v radiovém oboru	16
2.6	Vzhled spektrální čáry	16
<b>3</b>	<b>Postup zpracování</b>	<b>18</b>
3.1	Hvězda BD +53 2820 a přístroj	18
3.2	Identifikace spektrálních čar	18
3.3	Zjištění vlnové délky středu čáry	20
3.3.1	Fitování čar	20

3.4	Dopplerův jev . . . . .	20
3.5	Výsledky . . . . .	21
<b>4</b>	<b>Závěr</b>	<b>27</b>
	Literatura . . . . .	28
	Příloha . . . . .	30

# Kapitola 1

## Mezihvězdná látka

Informace pro tuto kapitolu jsem čerpala z [12],[8],[7],[13] a [18].

### 1.1 Úvod

O mezihvězdné látce začali vědci uvažovat již v 19. století, ovšem trvalo poměrně dlouho, než byla její existence odbornou komunitou uznána. Metody výzkumu se často velmi lišily. Mezi průkopníky patřili například E. E. Barnard, zkoumající temné mlhoviny, a J. F. Hartmann, který u spektroskopické dvojhvězdy  $\delta$  Orionis objevil úzkou stacionární spektrální čáru vápníku. Existenci mezihvězdné látky odvodil na základě statistického studia rozložení hvězd i německý astronom Franz Wolf. Poslední pochyby potom rozptýlil R. J. Trümper svým výzkumem otevřených hvězdokup. Pečlivou analýzou závislosti jejich jasnosti a úhlových rozměrů na vzdálenosti došel k závěru, že průměrná mezihvězdná extinkce činí přibližně 0,5 mag na jeden kiloparsek.

Dnes díky vyspělejším přístrojům a zejména družicím, sledujícím vesmír mimo vliv zemské atmosféry, o existenci mezihvězdné látky asi nikdo nepochybuje. Znamé jsou především detailní snímky z Hubbleova vesmírného dalekohledu.

Ač má mezihvězdná látka velmi nízkou hustotu (v pozemských podmínkách odpovídá spíše vakuu), její hmotnost dosahuje přibližně 10 % hmotnosti hvězd v Galaxii. Její rozložení není homogenní, vyskytuje se oblacích, které se nejčastěji vyskytují v rovině Galaxie a podél spirálních ramen. Zřetelné je to zejména při pohledu na Mléčnou dráhu, kde se v určitých místech objevují temná místa bez hvězd – oblaka prachu, pohlcující téměř všechno procházející světlo.

Pokud hovoříme o mezihvězdné látce, vybaví se nám nejčastěji mezihvězdný plyn či prach, k nim ale ještě řadíme planetární mlhoviny, zbytky po supernovách, kosmické záření či galaktické magnetické pole. Naopak temnou hmotu a temnou energii k mezihvězdné látce nepočítáme. O některých formách mezihvězdné hmoty a o metodách jejího výzkumu se zmíním v následujících odstavcích.

## 1.2 Mezihvězdný plyn

Mezihvězdný plyn se skládá ze směsi atomů a molekul; nejčastějším prvkem je zde jednoznačně vodík (70 % hmotnosti) a helium (28 %), na těžší prvky připadá méně než 2 %. Teplota a hustota jednotlivých oblaků se značně liší – teplota od desítek až po miliony kelvinů, hustota se pohybuje mezi  $10^{-26}$  g cm<sup>-3</sup> a  $10^{-18}$  g cm<sup>-3</sup>.

V závislosti na teplotě uvnitř oblaku většinou převažují buď atomy, nebo molekuly. Jednotlivé formy mezihvězdné látky, o kterých zde píšou zvlášť, se samozřejmě prolínají, interagují a mohou se měnit jedna v druhou.

### 1.2.1 Mezihvězdné molekuly

První mezihvězdné molekuly (např. CH, CH<sup>+</sup> a CN) byly objeveny už na konci 30. let 20. století, protože jejich absorpční čáry se vyskytují ve viditelné části spektra. Výskyt mnohých dalších byl ale potvrzen až v 70. letech, kdy se na oběžnou dráhu Země dostaly první satelity a umožnily tak pořizovat spektra v ultrafialovém oboru elektromagnetického záření. Byl detekován molekulární vodík H<sub>2</sub>, který (narozdíl od některých dalších molekul) nezáří v rádiové oblasti.

Mezihvězdné molekuly mohou být jednoduše disociovány ultrafialovým zářením, proto jejich oblaky většinou nacházíme chráněné prachem, který toto záření rozptýlí. Právě v důsledku absorpce a rozptýlu na prachových částicích je ale obtížné detekovat spektrální čáry molekul. Proto se pro výzkum rozložení molekulárních oblaků v Galaxii využívá radioastronomie; konkrétně čáry CO (2,6 mm), vznikající přechodem mezi rotačními stavy  $J = 1 \rightarrow 0$ .

Molekulový plyn se obvykle vyskytuje v samostatných oblacích různých velikostí – od obrovských s hmotností přibližně  $10^6 M_{\odot}$  a koncentrací vodíku řádově stovek částic na cm<sup>3</sup> po menší husté oblasti s hmotností pohybující se mezi  $0,3 - 10^3 M_{\odot}$  a koncentracemi přibližně  $10^4 - 10^6$  částic na cm<sup>3</sup>. Protože je vnitřek oblaku chráněn před dopadajícím zářením, je obvykle velmi chladný (10 – 20 K).

### 1.2.2 Formování mezihvězdných molekul

V molekulových oblacích se často vyskytují i dosti složité molekuly, u nichž někdy není jednoduché zjistit, jak mohly v extrémně řídkém prostředí vzniknout. Uvažuje se o dvou způsobech, jakým mohou molekuly v mezihvězdném prostředí vznikat.

Některé reakce probíhají v plynné fázi, což na ně klade jistá omezení. V důsledku velmi malé koncentrace částic lze vyloučit všechny reakce tří částic (malá pravděpodobnost srážky). Dále je třeba, aby reakce byly exotermické a aby mohly probíhat bez dodání aktivační energie. Tyto podmínky splňují zejména reakce typu *iont – neutrální částice* a některé další typy reakcí, v drtivé většině případů je ovšem alespoň jeden z reaktantů elektricky nabitý [10].

Druhým typem reakcí v mezihvězdném prostředí jsou reakce na povrchu mezihvězdného prachu. Ten působí jako katalyzátor, protože na jeho povrchu se může jedna částice uchytit a „čekat“ na další. Reakce na povrchu hrají významnou roli při vzniku molekuly  $H_2$ . Při slučování vodíkových atomů v plynné fázi by totiž musel vyžárat foton odpovídající zakázanému přechodu, a proto je tato reakce málo častá. Při reakci vodíku v základním a excitovaném stavu je vyzařen foton odpovídající povolenému přechodu, ale excitovaných atomů je v mezihvězdné látce málo, proto je tato reakce zanedbatelná v porovnání s katalytickými reakcemi na povrchu prachových zrněk. [9]

Byly vypracovány rozsáhlé sítě reakcí, které vysvětlují pozorování některých sloučenin ve mezihvězdné látce. Můžeme je najít online na stránce <http://www.udfa.net/> [17].

### 1.2.3 Oblasti neutrálního vodíku

V mezihvězdném prostředí můžeme často nalézt oblaka chladného vodíku ( $T \sim 100$  K). V takto chladném plynu je většina atomů v základním stavu. Při přechodech do tohoto stavu ze stavu excitovaného vyzařuje vodík na vlnových délkách Lymanovy série (ležících v UV části spektra). Při přechodu z prvního excitovaného stavu do stavu základního vzniká známá čára  $L\alpha$  s vlnovou délkou  $1216 \text{ \AA}$ . V chladných oblastech s teplotou okolo  $80$  K se nachází většina atomů v základním stavu. Vodík v důsledku hyperjemného rozštěpení základní hladiny září na vlnové délce  $21 \text{ cm}$  (viz kap. 2.3), proto se výzkum oblastí neutrálního vodíku provádí v radiovém oboru. Narozdíl od pozorování v kratších vlnových délkách, kde pozorujeme zejména absorpční čáry ve spektrech hvězd a kde tudíž můžeme studovat mezihvězdnou látku pouze ve směru hvězd, se radioastronomové nemusí omezovat a mohou pozorovat v kterémkoliv směru.

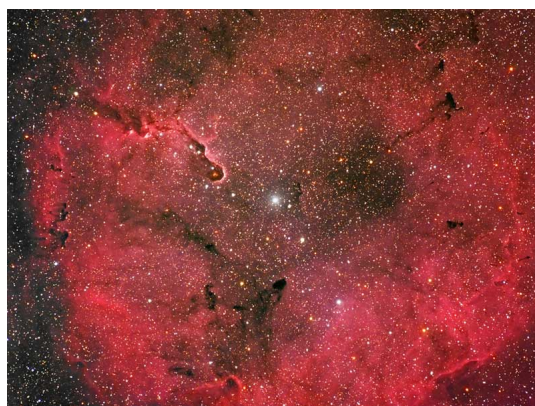
### 1.2.4 Oblasti ionizovaného vodíku

Velmi horké hvězdy (typ O a B) a mladé hvězdy silně září v ultrafialovém oboru spektra. Fotony pak mají dostatek energie na ionizaci atomů vodíku v základním stavu (minimálně  $13,6 \text{ eV}$ ). Ionty vodíku pak zpětně rekombinují s volnými elektrony. Po rekombinaci se nemusí nacházet v základní hladině a postupně deexcitují a produkují emisní čáry ve viditelné části spektra. My pak můžeme pozorovat emisní mlhoviny, jako například IC 1396 na obr. 1.1.

Dánský astronom Bengt Strömgren ukázal, že poloměr oblasti  $R_S$  ionizovaného vodíku s koncentrací  $n_H$  okolo hvězdy se zářivým výkonem v ultrafialové oblasti  $L_{UV}$  je úměrný vztahu

$$R_S \sim \sqrt[3]{L_{UV} n_H^{-2}}. \quad (1.1)$$





Obrázek 1.1: Emisní mlhovina IC 1396 © Kent Wood

### 1.2.5 Planetární mlhoviny

Hvězdy, patřící do asymptotické větve obrů, ztrácejí svou hmotu v důsledku silného hvězdného větru (až  $10^{-6} M_{\odot}$  za rok) a pulzacemi, při kterých postupně odhodí svou obálku. Hvězda obohatí mezihvězdné prostředí o látku o hmotnosti až  $0,5 M_{\odot}$ , včetně prvků těžších než helium a různých molekul (včetně složitých organických).

Odhozená látka (*planetární mlhovina*) je ionizována ultrafialovým zářením zbytku hvězdy – horkého bílého trpaslíka – a ve viditelné části spektra vyzařuje emisní čáry různých prvků, včetně zakázaných přechodů některých ionizovaných atomů. Emisní čáry na vlnové délce 500,7 nm (dvakrát ionizovaný kyslík) pozorovali astronomové už v 19. století. Jelikož tuto spektrální čáru na Zemi nikdo nepozoroval, domnívali se, že objevili nový prvek, který nazvali *nebulium*.

Planetární mlhoviny se rozpínají a po několika desetitisících let se rozplynou do okolního prostoru. Pouze část planetárních mlhovin má očekávatelný kruhový tvar. Příčina nepravidelného tvaru zatím není zcela zřejmá. Může být způsoben například gravitačním působením planety nebo druhé složky dvojhvězdy, nebo magnetickým polem.

Planetární mlhoviny za svůj název vděčí astronomům 19. století. V tehdejších dalekohledech totiž vypadaly jako planety Sluneční soustavy Uran a Neptun [12].

### 1.2.6 Zbytky po supernovách

Supernovy dělíme na několik typů:

- **Ia** – nejjasnější supernovy, které se používají na určování vzdáleností galaxií (mají pokaždé prakticky stejnou světelnou křivku). K výbuchu dochází pravděpodobně v těsných dvojhvězdách, kde je přenášena látka na bílého trpaslíka. Ve chvíli, kdy jeho hmotnost překročí  $1,3 M_{\odot}$ , se v elektronově degenerované hvězdě zapálí ter-

monukleární reakce a hvězda vybuchne. Materiál se pak rozlétne do okolního prostoru rychlostí až  $10^4 \text{ km s}^{-1}$ . Ve spektru supernov typu Ia chybí čára vodíku, naopak velmi silná je čára jednou ionizovaného křemíku Si II.

- **Ib, Ic** – příčinou výbuchu je pravděpodobně gravitační kolaps jádra hmotných hvězd, které ukončily svůj jaderný vývoj a mají železné jádro. Supernovy typu Ib a Ic zřejmě vznikají v těsných dvojhvězdách, případně jsou výsledkem vývoje WR hvězd. Ve spektru těchto supernov se nevyskytují čáry vodíku, u typu Ib je výrazná čára neutrálního helia He I, u typu Ic se nepozorují čáry ani Si II, ani He I. Absolutní hvězdná velikost je menší než u supernov typu Ia cca o 2 magnitudy.
- **II** – k výbuchu nejspíše dochází zhroucením velmi hmotných hvězd. Tyto hvězdy mají na konci svého vývoje hmotné železné jádro. Pokud jeho hmotnost přesáhne kritickou hmotnost, vnitřní část hvězdy se zhroutí do neutronové hvězdy. Ve zbytku hvězdy vznikne rázová vlna a obal hvězdy je odmrštěn do okolního prostoru, který obohacuje o těžké prvky.  
Na místě výbuchu supernovy typu II by se měl vyskytovat pulsar – rychle rotující neutronová hvězda se silným magnetickým polem. Spektra supernov typu II se vyznačují přítomností čar vodíku.

Supernovy obohacují mezihvězdné prostředí o prvky těžší než helium. Jsou také důležité při formování nových hvězd – rychle se pohybující vymrštěný materiál se totiž sráží s mezihvězdnou látkou, zahušťuje ji a zahřívá na teplotu několika milionů kelvinů. Nové hvězdy samozřejmě mohou začít vznikat až po vychladnutí plynu.

### 1.2.7 Koronální plyn

Koronální plyn je velmi horký a řídký ( $T \sim 10^5 \text{ K}$ ,  $n \sim 10^3 \text{ částic/m}^3$ ) a podobá se látce v korónách hvězd. Zářívá zejména v krátkovlnné oblasti spektra, kde byly nalezeny například interstelární čáry pětkrát ionizovaného kyslíku. Původ má zřejmě ve výbuších supernov.

Koronální plyn se jen velmi pomalu ochlazuje, což je způsobeno zejména nízkou koncentrací, a protože je ionizovaný, je jeho pohyb určen galaktickým magnetickým polem.

## 1.3 Mezihvězdný prach

Zrnka mezihvězdného prachu vznikají ve hvězdném větru, který se do prostoru dostává především z chladných hvězd v pozdní fázi vývoje. Unikající materiál je zpočátku příliš horký, než aby v něm mohly vznikat molekuly, ale s rostoucí vzdáleností klesá hustota i teplota plynu. Jakmile nastanou příhodné podmínky, začnou se atomy slučovat do

molekul – zárodků prachových částic. Ty se následně shlukují a zrna rostou. Ve velké vzdálenosti od hvězdy je hustota tak nízká, že růst zrn prakticky ustává.

Destrukce částíček mezihvězdného prachu nastává disociací krátkovlnným zářením nebo nárazem velmi rychle se pohybujících atomů, které většinou vznikají při výbuchu supernovy. Vlna takových částic může zničit zrna prachu v oblaku o hmotnosti řádově několika stovek hmotností Slunce.

Mezihvězdný prach má významný podíl na mezihvězdné extinkci a polarizaci záření přicházejícího z hvězd. Díky těmto projevům byla na počátku 20. století potvrzena existence mezihvězdné látky.

Polarizace záření je způsobena tím, že částičky prachu nejsou zcela sférické, ale jsou prodloužené, a účinkem slabého galaktického magnetického pole jsou jejich osy rotace částečně uspořádány. Ve směru prodloužení rozptílí více světla než kolmém. S mezihvězdnou extinkcí souvisí nejen úbytek světla ve směru určité hvězdy, ale také detekce rozptýleného světla. V některých případech můžeme rozptýl na částicích prachu obdivovat ve formě reflexních mlhovin s typicky modrou barvou – viz obrázek 1.2.

O složení mezihvězdného prachu se dozvídáme zejména ze spekter v infračerveném oboru, kde prach emituje vlastní záření – pohlcuje světlo v ultrafialovém oboru, zahřívá se a následně vyzařuje ve větších vlnových délkách. Díky tomu můžeme pozorovat prachové oblaky i mimo směr záření nějaké hvězdy.



Obrázek 1.2: Reflexní mlhovina Bumerang PGC 3074547, převzato z [1]

## 1.4 Magnetické pole a kosmické záření

Na přítomnost galaktického magnetického pole ukázal objev lineární polarizace světla hvězd (viz kap. 1.3). Magnetické pole působí na všechny částice s nábojem Lorentzovou silou. Ovlivňuje tak ionizované atomy a molekuly, stejně jako kosmické záření. Intenzita galaktického magnetického pole se dá zjistit pomocí tří metod, založených na tří různých jevech – Zeemanově jevu (rozštěpení elektronových hladin v magnetickém poli), Faradayově rotaci lineárně polarizovaného radiového signálu a synchrotronovém záření relativisticky se pohybujících elektronů. Všechny metody se používají v radiovém oboru spektra.

Mezihvězdný prostor je prostoupen také nabitými částicemi různých energií. Částice v blízkosti Země s energií do 0,1 GeV většinou pocházejí ze Slunce. Částice ze vzdálených zdrojů ale mají energie i o několik řádů vyšší.

## 1.5 Vznik nových hvězd

V oblastech, kde je mezihvězdná látka chladná a hustá, často vznikají nové hvězdy. Jejich hustota je mnohem vyšší než hustota mezihvězdného prostředí, proto látka musí projít enormním stlačením. Proti gravitačnímu smrštění ovšem působí mnoho vlivů, které musí být překonány. Mezi ně patří například gradient tlaku plynu, magnetické pole, turbulentní pohyby částic a zejména rotace.

Aby se mohl oblak zhroutit, musí jeho hmotnost přesáhnout Jeansovu kritickou hmotnost

$$M_J = \sqrt{\frac{3}{4\pi\rho} \left( \frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^3} \quad (1.2)$$

kde  $\rho$  je hustota oblaku,  $T$  jeho teplota,  $\mu$  střední molekulová hmotnost a  $m_H$  hmotnost vodíku.

Impulzem k počátku zhuštění může být například výbuch supernovy a následná rázová vlna, průchod oblaku hustotní vlnou v rameni spirální galaxie, nebo nepružná srážka dvou galaxií. Přebytkem momentu hybnosti při kontrakci se může formující se hvězda zbavit vytvořením akrečního disku, takže protohvězda v centru může rotovat pomaleji a dále se vyvíjet.

## 1.6 Rozložení mezihvězdné látky v Galaxii

Největší množství mezihvězdné látky můžeme nalézt v rovině Galaxie, v disku, který při poloměru přibližně 25 kpc má tloušťku pouze asi 250 pc. Ani zde však není látka rozložena rovnoměrně – nalézáme vzájemně oddělená mračna, hustota látky v mezihvězdném prostoru je také výrazně vyšší ve spirálních ramenech.

## 1.7 Mezialaktická látka

Také prostor mezi galaxiemi je vyplněn látkou – velmi horkým a řídkým plynem (s hustotou přibližně 1 atom na metr krychlový). Mezialaktická látka není homogenní a i zde můžeme nalézt oddělená mračna, tvořená zejména ionizovaným vodíkem a heliem, pouze s nepatrným podílem těžších prvků. Mezialaktická látka se projevuje zářením v rentgenové oblasti, úzkými absorpčními čarami vodíku či například mnohokrát ionizovaného kyslíku, pozorovanými ve spektrech kvasarů.

## 1.8 Mezihvězdná extinkce

Mezihvězdná extinkce vzniká rozptylem či absorpcí světla hvězd na různě velkých částicích mezihvězdné látky. Její vliv silně závisí na vlnové délce záření a na velikost rozptylujících částic. Účinný průřez částice s průřezem  $S$  můžeme popsat vztahem

$$\sigma(\lambda) = f(\lambda)S. \quad (1.3)$$

Podle vzhledu funkce  $f(\lambda)$  rozdělujeme rozptyl na tři typy:

- **Thompsonův rozptyl**

Rozptylující částice jsou mnohem menší než vlnová délka záření (např. elektrony), rozptyl tedy na vlnové délce nezávisí. Funkce  $f(\lambda)$  je tedy konstanta.

- **Raileghův rozptyl**

Velikost shluků rozptylujících molekul je srovnatelná s vlnovou délkou procházejícího záření. Molekuly pohltí foton, který následně vyzáří do jiného směru. Funkce  $f(\lambda) \sim \lambda^{-4}$ .

- **Mieův rozptyl**

Obecná teorie rozptylu záření na sférických částicích. Pro částice mezihvězdného prachu s rozměry  $0,1 - 1 \mu\text{m}$  a světlo ve viditelném oboru je funkce  $f(\lambda)$  úměrná  $\lambda^{-1}$ .

V důsledku mezihvězdné extinkce je tok záření zeslaben podle vztahu

$$I = I_0 e^{-\tau}, \quad (1.4)$$

kde  $I_0$  je tok záření u hvězdy,  $I$  je pozorovaný tok a  $\tau$  optická tloušťka. Látka je opticky tenká, pokud  $\tau < 1$ , naopak při  $\tau > 1$  je opticky tlustá. Optickou tloušťku ve sloupci o základně  $1 \text{ m}^2$  a výšce  $h$  můžeme spočítat ze vztahu

$$\tau = \int_0^h n \sigma ds, \quad (1.5)$$

kde  $\sigma$  je účinný průřez a  $n$  je koncentrace částic.

## Kapitola 2

# Spektrální čáry

V této kapitole jsem čerpala z [3].

### 2.1 Spektroskopie

Světlo z hvězd, které k nám přichází, obsahuje fotony téměř všech vlnových délek. V určitém přiblížení září hvězdy jako absolutně černé těleso. Hustotu toku záření můžeme popsat Planckovým zákonem

$$B_\nu(\nu, T) = 2\pi \frac{\nu^2}{c^2} \frac{h\nu}{\exp(h\nu/kT) - 1}, \quad (2.1)$$

kde  $\nu$  je frekvence záření a  $T$  je teplota zářícího tělesa.

Pomocí hranolu či difrakční mřížky můžeme světlo rozložit do jednotlivých složek. Tím získáme spektrum sledovaného objektu, neboli závislost intenzity záření na jeho frekvenci. V hranolu je rychlost světla pro každou vlnovou délku jiná a na rozhraní se proto různé vlnové délky lámou pod jiným úhlem.

Na difrakční mřížce monochromatické světlo po odrazu interferuje a pouze v tzv. maximech interferuje konstruktivně. Vzdálenost maxim od středu závisí na vlnové délce, proto se vlny různých vlnových délek zobrazí na jiné místo a my získáme spektrum. Dnes je tato metoda využívanější.

Spektrum hvězdy nevypadá přesně jako Planckova funkce. Nalezneme v něm mnoho *absorpčních* a *emisních* spektrálních čar, které mohou vznikat jak v atmosféře hvězdy samotné, tak v prostoru mezi hvězdou a Zemí. K absorpci dochází například v situaci, když atom či molekula pohltí foton, který excituje elektron do hladiny s vyšší energií, případně při dostatečně velké energii elektron z atomu unikne a vznikne kladně nabitý iont.

Naopak emitován je foton například v případě, že elektron rekombinuje (opět se sloučí s kladně nabitým iontem), případně pokud sestoupí do hladiny s nižší energií. Fotony jsou vyzařovány také při některých chemických reakcích.

## 2.2 Atomové spektrální čáry

Z kvantové teorie vyplývá, že energie vázaných stavů je kvantována. Spektrální čáry v atomech vznikají při přechodu elektronů mezi hladinami energie, které jsou diskrétní, takže vyzářené či pohlcené fotony nemohou mít libovolnou vlnovou délku. Tu můžeme pomocí kvantové mechaniky spočítat a čáru v naměřeném spektru identifikovat. Výsledný tvar spektrální čáry ovlivňuje několik faktorů a jeho přesným rozбором můžeme získat představu o prostředí, ve kterém spektrální čára vznikla (např. teplota, koncentrace částic).

Spektrální čáry izolovaného atomu nejsou nekonečně úzké, ale v důsledku Heisenbergova principu neurčitosti mají svůj přirozený – Lorentzovský – profil. Ten může být ovlivněn ještě Dopplerovým rozšířením a srážkami, případně rotací hvězd.

Dopplerovo rozšíření vzniká v důsledku tepelného pohybu atomů v plynu. V mezihvězdném prostředí s malou koncentrací částic je tento mechanismus ve většině případů důležitější než rozšíření srážkami. Maxwellovo rozložení rychlostí atomů v plynu vede na Gaussovský profil čáry

$$\phi_{\lambda} = \phi_0 \exp \left[ \frac{-(\Delta\lambda)^2}{2b^2} \right], \quad (2.2)$$

kde  $b$  je pološířka čáry a dá se vyjádřit jako  $b^2 = \frac{\lambda_0^2 kT}{M}$ ;  $\lambda_0$  je střed spektrální čáry,  $\Delta\lambda$  odchylka od středu čáry,  $k$  Boltzmannova konstanta,  $T$  teplota plynu a  $M$  hmotnost atomu.

## 2.3 Rotační a vibrační spektra molekul

Molekuly mohou stejně jako atomy vyzařovat nebo pohlcovat fotony díky přechodům elektronů mezi hladinami energie. Mimo to ale ještě rotují a vibrují (rotační spektra ovšem pozorujeme pouze u molekul s elektrickým dipólovým momentem). Tyto pohyby jsou kvantovány, a proto při změně rotačního či vibračního stavu také vyzařují či pohlcují energii. Teoretický výpočet vlnových délek vibračních a rotačních spektrálních čar není jednoduchý a pro složitější molekuly vyžaduje delší výpočetní čas. V některých molekulách jsou navíc rotace a vibrace svázány. Rotační a vibrační spektra se pozorují v mikrovlnném, resp. infračerveném oboru spektra, kde vytvářejí husté série čar, které se ve spektroskopech s nižším rozlišením jeví jako pásy.

## 2.4 Hyperjemné rozštěpení základní hladiny v atomu vodíku

V roce 1944 Hendrik van de Hulst předpověděl, že na vlnové délce 21 cm bude možné detekovat záření neutrálního vodíku, což se podařilo roku 1951 astronomům Ewenovi a Purcellovi z Harvardské univerzity.

Interakce mezi magnetickými momenty elektronu a protonu vede k rozštěpení základního stavu elektronu na dvě velmi blízké hladiny s rozdílem energie  $6 \cdot 10^{-6}$  eV. Jedna hladina odpovídá elektronovému spinu paralelnímu k protonovému spinu, druhá – nižší – antiparalelnímu. V látce s větší hustotou dochází k přechodu v důsledku srážek. Zářivý přechod je velmi málo pravděpodobný, přesto v řídkém mezihvězdném prostředí je dostatek času na přechod elektronu z metastabilního stavu do stavu stabilního.

Objev záření na této vlnové délce bylo pro astronomii velmi důležité, protože umožnilo mapování výskytu oblaků neutrálního vodíku a pomocí toho objev spirální struktury naší Galaxie.

## 2.5 Záření v radiovém oboru

Při volně-volných přechodech volné elektrony nerekombinují s atomy, pouze v jejich elektrickém poli změni rychlost. Z teorie elektromagnetického pole plyne, že pokud nabitá částice zrychluje (mění velikost nebo směr rychlosti), vyzařuje elektromagnetické záření. Volně-volné přechody nejsou kvantovány, proto v radiovém oboru pozorujeme spojité záření. Z pozorování radiového kontinua lze odvodit koncentraci elektronů v určitém směru.

Mimo záření kontinua můžeme v radiovém oboru pozorovat i spektrální čáry. Kromě již zmiňovaných (neutrální vodík, oxid uhelnatý), lze detekovat i spektrální čáry vzniklé přechody mezi velmi vysokými hladinami atomů. Například ve vodíku při přechodu z hladiny s hlavním kvantovým číslem  $n = 100$  o jednu hladinu výš vznikne záření s vlnovou délkou 4,5 cm. Hladiny s takto vysokým  $n$  mají už téměř makroskopický poloměr: pro  $n = 100$  je Bohrov poloměr  $5,3 \cdot 10^{-7}$  m. Elektrony se mohou nacházet v takto vysokých hladinách, jen pokud je jejich poloměr menší než průměrná vzdálenost částic v plynu.

## 2.6 Vzhled spektrální čáry

Dle [14] můžeme účinný průřez vázaně-vázaných přechodů vyjádřit jako

$$\sigma = \frac{\pi e^2}{m_e c} \cdot f \cdot \phi_\lambda. \quad (2.3)$$

Zde je  $e$  elementární náboj,  $m_e$  hmotnost elektronu,  $c$  je rychlost světla,  $f$  síla oscilátoru, kterou je možné spočítat pomocí kvantové mechaniky a  $\phi_\lambda$  je profil spektrální čáry. Pokud dosadíme vztah pro účinný průřez (2.3) do rovnice popisující optickou hloubku (1.5) a to do vztahu vyjadřujícího úbytek záření se vzdáleností

$$F = F_0 e^{-\tau}, \quad (2.4)$$



kde  $F_0$  a  $F$  je hustota toku záření v blízkosti hvězdy, resp. ve vzdálenosti  $h$  od hvězdy, a položíme

$$a = \frac{\pi e^2}{m_e c} \cdot f \cdot \phi_0 \cdot \int_0^h n ds, \quad (2.5)$$

získáme funkci, kterou budeme prokládat spektrální čáry mezihvězdné látky

$$F = F_0 \exp \left[ -a \exp \left( \frac{-(\lambda - \lambda_0 - \Delta\lambda)^2}{2b^2} \right) \right]. \quad (2.6)$$

## Kapitola 3

# Postup zpracování

### 3.1 Hvězda BD +53 2820 a přístroj

#### BD +53 2820 [6]

Rektascenze	22 h 13 m 49,6952 s
Deklinace	+54°24'35.065''
Spektrální typ	B0IV
Hvězdná velikost (V)	9,96 mag
Radiální rychlost	15,8 km s <sup>-1</sup>

#### Pozorování

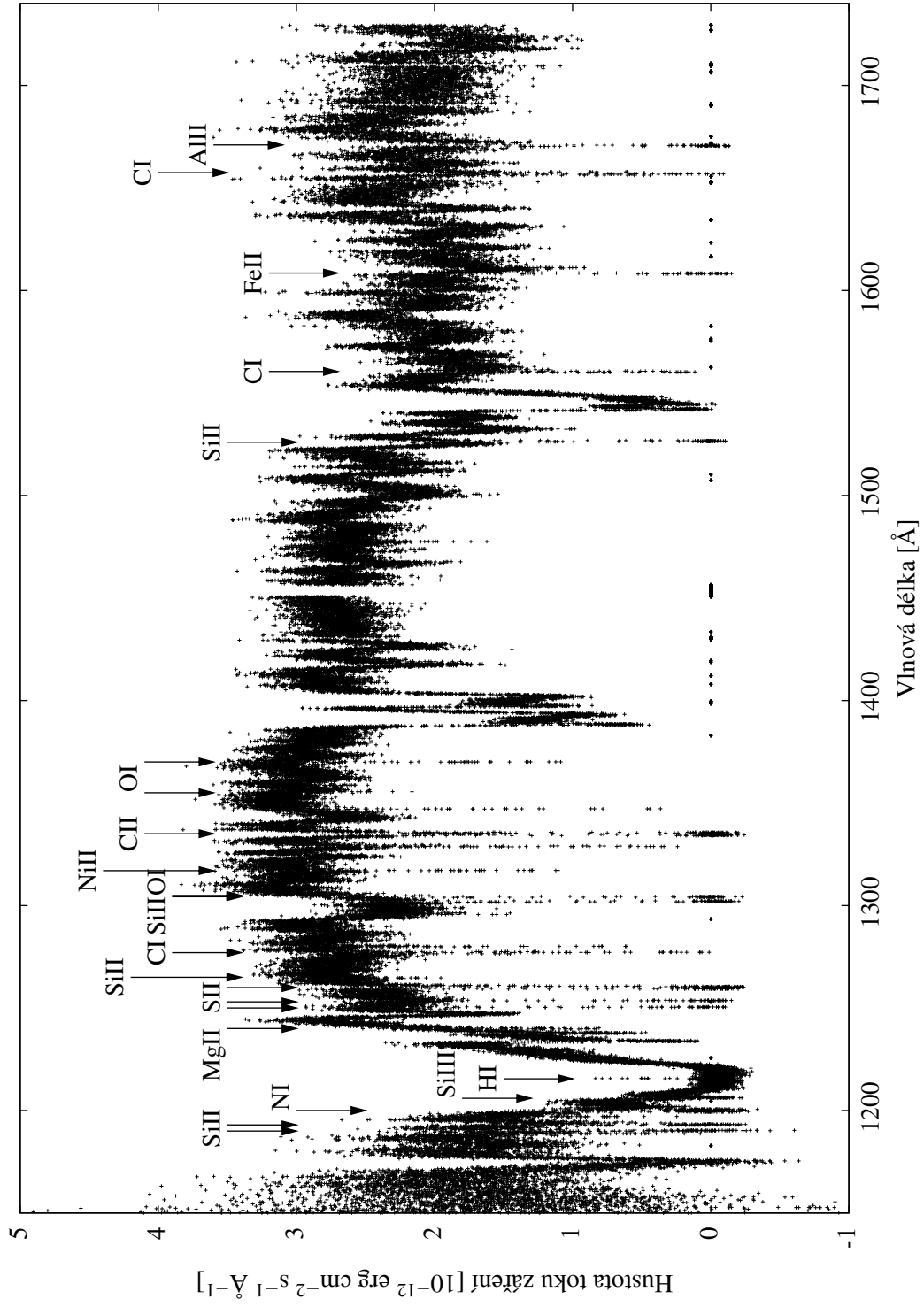
Dalekohled	Hubble Space Telescope
Datum a čas pozorování	4. února 2001 10:34 UT
Délka expozice	1440 s
Přístroj	STIS
Mřížka	E140M

Už zpracovaná data jsem získala ze stránky [2], kde jsem získala i informace o pozorování.

Hvězda se nachází v souhvězdí Ještěrky, v Mléčné dráze, tedy v oblasti, kde lze očekávat rozmanité mezihvězdné prostředí.

### 3.2 Identifikace spektrálních čar

Podle [5] jsem identifikovala spektrální čáry jednotlivých prvků. Čáry mající původ v mezihvězdném prostředí se od hvězdných odlišují zejména šířkou – jsou tenké a hluboké narozdíl od mělkých a širších hvězdných čar. Poloha identifikovaných čar je vyznačena na obrázku 3.1.



Obrázek 3.1: Spektrum hvězdy BD +53 2820 s označenými identifikovanými čarami mezihvězdné látky

### 3.3 Zjištění vlnové délky středu čáry

Abych mohla vypočítat radiální rychlost, potřebovala jsem zjistit odchylku naměřeného středu čáry od laboratorní hodnoty. V programu *Gnuplot* jsem prokládala křivku (2.6) naměřenými body. Jako parametry jsem hledala  $F$ ,  $a$ ,  $b$  a  $\Delta\lambda$ . Někdy byly dvě čáry slité a tudíž jsem je nemohla použít (např. PII 1301,9 a OI 1302,17); případně byla do jedné čáry vnořená jiná (obr. 4.12) a funkci jsem musela prokládat jen částí čáry.

V některých případech jsem se domnívala, že jedna čára je na více vlnových délkách a ukazuje na přítomnost více oblaků. Na stránkách NISTu<sup>1</sup> jsem zjistila, že jsou to další čáry téhož prvku (obr. 4.5, 4.23 a 4.24). Ve dvou případech (CI 1560,31 a CI 1277,21) se mi nepodařilo přesně identifikovat jednotlivé čáry, proto jsem u nich parametry neurčovala.

#### 3.3.1 Fitování čar

*Gnuplot* využívá k prokládání funkcí body metodu nejmenších čtverců, konkrétně Levenbergův-Marquardtův algoritmus. K dosažení správné funkce programu bylo třeba nejdříve vynásobit hodnoty intenzity záření faktorem  $10^{12}$ . Pokud se totiž hledané parametry liší o mnoho řádů, procedura konverguje pomalu. Pokud je poměr nejvyšší a nejnižší hodnoty parametrů blízko inverzního strojového epsilon, procedura nemusí konvergovat vůbec.

Dále je nutné zadat odhad počátečních hodnot, protože algoritmus nerozezná lokální minimum od globálního a můžeme získat nesprávné hodnoty. Počáteční hodnoty v *Gnuplotu* jsou nastaveny na hodnotu 1, což se například od vlnových délek vyjadřovaných v Ångströmech ve zkoumaném spektru liší o tři řády [15].

### 3.4 Dopplerův jev

Dopplerův jev vzniká v důsledku pohybu zdroje vůči pozorovateli; nezáleží přitom na typu vlnění. Vzájemný pohyb zdroje a detektoru způsobuje zdánlivou změnu frekvence. Pozorovaná frekvence se dá vyjádřit vztahem

$$f = \frac{v + v_d}{v - v_z} f_0, \quad (3.1)$$

kde  $f_0$  je frekvence vln vysílaná zdrojem,  $v$  je rychlost šíření vln v daném prostředí,  $v_d$  je rychlost detektoru (kladná při pohybu ke zdroji) a  $v_z$  je rychlost zdroje (záporná při pohybu k detektoru).

Rychlost pozorovatele jsem položila rovnou nule a protože ve zpracovávaném spektru je poloha čáry určena vlnovou délkou, použila jsem pro výpočet radiální rychlosti

---

<sup>1</sup>Americký National Institute of Standards and Technology [16]

oblaků vzorec

$$v_{\text{rad}} = c \cdot \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0}, \quad (3.2)$$

kde  $c$  je rychlost světla,  $\lambda_0$  laboratorní hodnota vlnové délky a  $\Delta\lambda$  odchylka naměřené vlnové délky od laboratorní. Vztah (3.2) lze použít pouze pro nerelativisticky se pohybující částice.

Chybu určení radiální rychlosti lze odvodit ze zákona šíření chyb

$$\delta_v = \frac{\partial v_{\text{rad}}}{\partial(\Delta\lambda)} \cdot \delta_{\Delta\lambda} = \frac{c}{\lambda_0} \cdot \delta_{\Delta\lambda}. \quad (3.3)$$

### 3.5 Výsledky

V tabulce 3.1 uvádím přehled parametrů, které jsem získala prokládáním funkce (2.6) spektrálními čarami. Obrázky proložených čar jsou v Příloze (F značí hustotu toku záření). Pomocí vztahu (3.2) jsem vypočítala radiální rychlosti (tabulka 3.2). Grafické znázornění rozložení rychlostí můžeme vidět na obrázku 3.2. Z výsledků jsem vyloučila čáru SiII 1194 (obr. 4.4), protože se od ostatních výsledků odchylovala téměř o jeden řád (radiální rychlost  $v_{\text{rad}} \sim 140 \text{ km s}^{-1}$ ). Zřejmě se jedná o chybně identifikovanou čáru.

Z grafu nebyl na první pohled patrný počet skupin rychlostí. Vynesla jsem proto jen rychlosti nesaturovaných čar, kde je menší pravděpodobnost, že vznikly složením dvou čar s různými rychlostmi. Výsledek můžeme vidět na obrázku 3.3, kde jsou rychlosti seřazeny podle velikosti, aby se daly zjistit jednotlivé skupiny. Ty jsou dle mého názoru tři, v obrázku jsem je oddělila přerušovanou čarou.

Rychlosti oblaků jsem určila pomocí váženého průměru. Váhu jsem spočítala jako

$$w \sim \frac{1}{\delta_{\Delta\lambda}^2}, \quad (3.4)$$

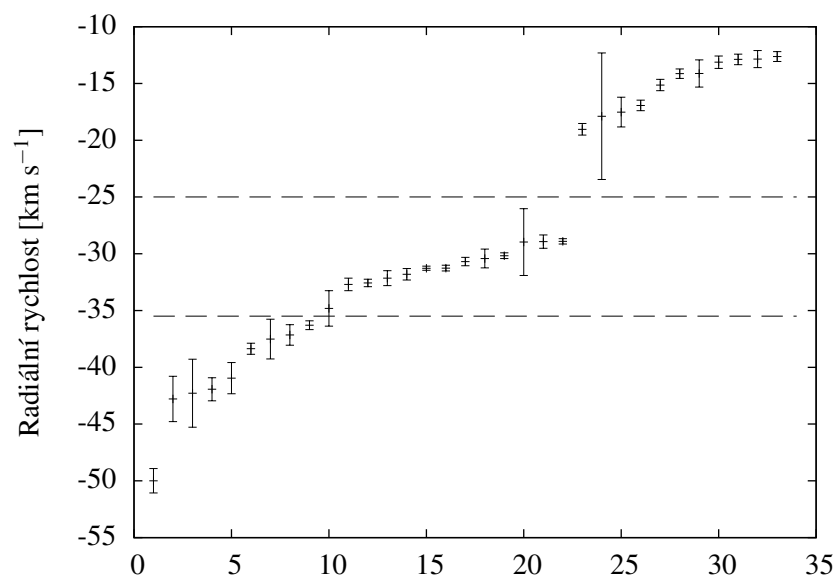
kde  $\delta_{\Delta\lambda}^2$  je statistická chyba získaná z fitování čar. Všechny oblaky se pohybují směrem k Zemi, jeden rychlostí  $v_{\text{rad}1} = (-37,7 \pm 0,7) \text{ km s}^{-1}$ , druhý  $v_{\text{rad}2} = (-30,8 \pm 0,3) \text{ km s}^{-1}$  a třetí rychlostí  $v_{\text{rad}3} = (-14,7 \pm 0,7) \text{ km s}^{-1}$ .

<b>Iont</b>	$\lambda_0$ [Å]	F	$\delta_F$	a	$\delta_a$	b [Å]	$\delta_b$ [Å]	$\Delta\lambda$ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]
SiII	1190.42	1.94	0.16	6.02	1.27	0.145	0.012	-0.1985	0.0043
SiII	1193.29	1.52	0.05	15.5	5.5	0.111	0.007	-0.1479	0.0036
SiII	1194.50	1.19	0.07	1.12	0.27	0.020	0.004	-0.5553	0.0038
NI	1199.550	1.298	0.16	19.1	10.1	0.075	0.008	-0.1273	0.0020
	1200.223	1.15	0.16	10.6	5.3	0.079	0.011	-0.1218	0.0033
	1200.710	0.97	0.09	23.2	15.7	0.066	0.008	-0.1288	0.0026
SiIII	1206.51	0.36	0.02	71	101	0.087	0.014	-0.1401	0.0063
MgII	1239.93	1.95	0.08	0.633	0.082	0.029	0.005	-0.1734	0.0042
		2.12	0.05	0.941	0.066	0.033	0.002	-0.0787	0.0021
MgII	1240.39	2.09	0.29	0.364	0.127	0.042	0.017	-0.1694	0.0057
		2.12	0.04	0.711	0.052	0.037	0.005	-0.0725	0.0054
SII	1250.6	2.49	0.04	5.01	0.51	0.074	0.002	-0.1514	0.0016
SII	1253.8	2.21	0.05	4.62	0.81	0.057	0.005	-0.1768	0.0125
		2.02	0.05	6.66	3.10	0.049	0.007	-0.0748	0.0233
SII	1259.5	2.43	0.03	15.2	2.2	0.068	0.002	-0.1214	0.0010
SiII	1260.42	2.41	0.09	239	145	0.087	0.005	-0.1290	0.0016
SiII	1264.74	2.66	0.27	0.250	0.093	0.027	0.012	-0.0542	0.0032
SiII	1304.37	2.74	0.03	27.8	4.1	0.078	0.002	-0.1361	0.0008
OI	1304.86	2.71	0.08	0.295	0.046	0.015	0.003	-0.0659	0.0022
NiII	1317.22	2.83	0.04	0.450	0.032	0.044	0.008	-0.1648	0.0077
		2.89	0.05	0.829	0.030	0.043	0.002	-0.0744	0.0020
CII	1334.53	2.46	0.06	141	45	0.100	0.003	-0.1343	0.0011
CII	1335.71	2.35	0.05	10.9	2.3	0.087	0.004	-0.1709	0.0022
OI	1355.60	2.93	0.07	0.184	0.037	0.027	0.007	-0.0639	0.0054
NiII	1370.13	3.35	0.24	0.664	0.078	0.082	0.017	-0.1324	0.0134
		2.94	0.05	0.880	0.041	0.037	0.002	-0.0646	0.0019
SiII	1526.71	1.92	0.04	25.6	5.2	0.097	0.003	-0.1592	0.0013
FeII	1608.45	2.18	0.09	8.39	1.33	0.103	0.005	-0.1747	0.0018
CI	1656.266	1.95	0.12	1.18	0.11	0.036	0.004	-0.0712	0.0026
	1656.928	1.75	0.10	1.05	0.09	0.070	0.012	-0.2365	0.0111
	1657.008	1.73	0.08	2.88	0.32	0.061	0.004	-0.1599	0.0033
	1657.380	1.80	0.23	1.10	0.14	0.027	0.005	-0.0698	0.0024
	1657.907	2.03	0.39	1.01	0.17	0.033	0.008	-0.0726	0.0030
AlII	1670.79	1.80	0.08	17.4	6.3	0.107	0.007	-0.1823	0.0031

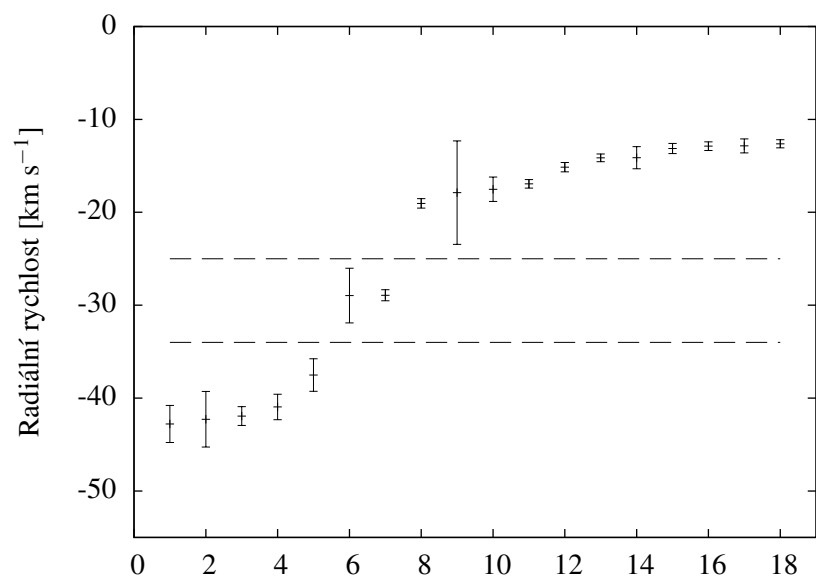
Tabulka 3.1: Tabulka získaných parametrů jednotlivých spektrálních čar – hustota toku záření  $F$  je v jednotkách [ $10^{-12}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$  Å $^{-1}$ ]

<b>Iont</b>	$\lambda_0$ [Å]	$v_{\text{rad}}$ [km/s]	$\delta_{v_{\text{rad}}}$ [km/s]
SiII	1190.42	-50.0	1.1
SiII	1193.29	-37.2	0.9
SiII	1194.50	-139.4	1.0
NI	1199.550	-31.8	0.5
	1200.223	-30.4	0.8
	1200.710	-32.2	0.7
SiIII	1206.51	-34.8	1.6
MgII	1239.93	-41.9	1.0
		-19.0	0.5
MgII	1240.39	-41.0	1.4
		-17.5	1.3
SII	1250.6	-36.3	0.4
SII	1253.8	-42.3	3.0
		-17.9	5.6
SII	1259.5	-28.9	0.2
SiII	1260.42	-30.7	0.4
SiII	1264.74	-12.9	0.8
SiII	1304.37	-31.3	0.2
OI	1304.86	-15.1	0.5
NiII	1317.22	-37.5	1.8
		-16.9	0.5
CII	1334.53	-30.2	0.3
CII	1335.71	-38.4	0.5
OI	1355.60	-14.1	1.2
NiII	1370.13	-29.0	3.0
		-14.1	0.4
SiII	1526.71	-31.3	0.3
FeII	1608.45	-32.6	0.3
CI	1656.266	-12.9	0.5
	1656.928	-42.8	2.0
	1657.008	-28.9	0.6
	1657.380	-12.6	0.4
	1657.907	-13.1	0.5
AlII	1670.79	-32.7	0.6

Tabulka 3.2: Výsledné radiální rychlosti s odchylkami



Obrázek 3.2: Vypočítané radiální rychlosti spektrálních čar – přerušovanou čarou jsou vyznačené jednotlivé skupiny



Obrázek 3.3: Radiální rychlosti nesaturovaných spektrálních čar – přerušovanou čarou jsou vyznačené jednotlivé skupiny



<b>Iont</b>	$\lambda_0$ [Å]	$v_{\text{rad}}$ [km/s]	$\delta_{v_{\text{rad}}}$ [km/s]
CI	1656.928	-42.8	2.0
SII	1253.8	-42.3	3.0
MgII	1239.93	-41.9	1.0
MgII	1240.39	-41.0	1.4
CII	1335.71	-38.4	0.5
NiII	1317.22	-37.5	1.8
SiII	1193.29	-37.2	0.9
SII	1250.6	-36.3	0.4

Tabulka 3.3: První mrak  $v_{\text{rad}} = (-37,7 \pm 0,7) \text{ km s}^{-1}$

<b>Iont</b>	$\lambda_0$ [Å]	$v_{\text{rad}}$ [km/s]	$\delta_{v_{\text{rad}}}$ [km/s]
SiIII	1206.51	-34.8	1.6
AlII	1670.79	-32.7	0.6
FeII	1608.45	-32.6	0.3
NI	1200.710	-32.2	0.7
NI	1199.550	-31.8	0.5
SiII	1304.37	-31.3	0.2
SiII	1526.71	-31.3	0.3
SiII	1260.42	-30.7	0.4
NI	1200.223	-30.4	0.8
CII	1334.53	-30.2	0.3
NiII	1370.13	-29.0	3.0
CI	1657.008	-28.9	0.6
SII	1259.5	-28.9	0.2

Tabulka 3.4: Druhý mrak  $v_{\text{rad}} = (-30,8 \pm 0,3) \text{ km s}^{-1}$

<b>Iont</b>	$\lambda_0$ [Å]	$v_{\text{rad}}$ [km/s]	$\delta_{v_{\text{rad}}}$ [km/s]
MgII	1239.93	-19.0	0.5
SiII	1253.8	-17.9	5.6
MgII	1240.39	-17.5	1.3
NiII	1317.22	-16.9	0.5
OI	1304.86	-15.1	0.5
NiII	1370.13	-14.1	0.4
OI	1355.60	-14.1	1.2
CI	1657.907	-13.1	0.5
CI	1656.266	-12.9	0.5
SiII	1264.74	-12.9	0.8
CI	1657.380	-12.6	0.4

Tabulka 3.5: Třetí mrak  $v_{\text{rad}} = (-14,7 \pm 0,7) \text{ km s}^{-1}$

## Kapitola 4

### Závěr

V předložené práci jsem studovala mezihvězdné prostředí ve směru hvězdy BD +53 2820. V ultrafialovém spektru hvězdy, získaném Hubbleovým vesmírným dalekohledem pomocí spektrografu STIS, jsem identifikovala absorpční čáry mezihvězdné látky. Ty jsem prokládala teoreticky odvozenou křivkou (2.6). Středky spektrálních čar jsou v důsledku Dopplerova jevu odchýlené od laboratorní hodnoty. Pomocí vzorce 3.2 jsem spočítala radiální rychlosti pro všechny identifikované čáry.

Na základě spočtených radiálních rychlostí jsem odhadla počet oblaků mezihvězdné látky mezi námi a hvězdou na tři. Rozdělení na tři skupiny ale není zcela zřetelné a může být ovlivněno subjektivním hodnocením.

K vyhodnocení počtu oblaků jsem použila graf 3.3, kde jsem zobrazila rychlosti pouze úzkých čar, které pravděpodobně nevznikly slitím více čar různých rychlostí. Rychlosti oblaků jsem určila pomocí váženého průměru jako  $v_{\text{rad1}} = (-37,7 \pm 0,7) \text{ km s}^{-1}$ ,  $v_{\text{rad2}} = (-30,8 \pm 0,3) \text{ km s}^{-1}$  a  $v_{\text{rad3}} = (-14,7 \pm 0,7) \text{ km s}^{-1}$ .

Pro zlepšení vyhodnocení počtu oblaků by bylo vhodné použít nějakou statistickou metodu. Pro řešení podobných problémů se používá shluková analýza, bohužel jsem neměla dostatek času se s ní obeznámit. Problémem většiny algoritmů shlukové analýzy je nutnost znát předem počet zkoumaných skupin, pravděpodobně však existují i metody, které znalost počtu skupin nevyžadují.

V článku [4] autoři určují radiální rychlosti absorpčních čar kyslíku ve směru mnoha hvězd, mezi nimi i mnou zkoumané BD +53 2820. V článku jsou určeny rychlosti oblaků  $(-58,8, -44,3, -34,6, -28,4, -16,3, -6,8, 6,1, 21,2) \text{ km s}^{-1}$ . Pokud tyto výsledky porovnáme s mými, zjistíme, že rychlosti  $-34,6 \text{ km s}^{-1}$  a  $-37,7 \text{ km s}^{-1}$ ;  $-28,4 \text{ km s}^{-1}$  a  $-30,8 \text{ km s}^{-1}$ ;  $-16,3 \text{ km s}^{-1}$  a  $-14,7 \text{ km s}^{-1}$  se liší vždy přibližně o 2 až 3  $\text{ km s}^{-1}$ . Rychlosti těchto tří oblaků jsou tedy určeny přibližně správně. Některé komponenty jsem ve spektru neobjevila a například čáry oblaků, které se pohybují od Země (s kladnou radiální rychlostí) jsem ve spektru nenašla vůbec. Rozdílné výsledky mohou být důsledkem odlišného postupu při zpracování dat.

# Literatura

- [1] [www.hubblesite.org](http://www.hubblesite.org).
- [2] Multimission Archive at STScI. <http://archive.stsci.edu/scrapbook.php>.
- [3] A. Beiser. *Úvod do moderní fyziky, I. vyd.* Praha, Academia, 1978.
- [4] S. I. B. Cartledge, J. T. Lauroesch, D. M. Meyer, and U. J. Sofia. The Homogeneity of Interstellar Oxygen in the Galactic Disk. *APJ*, 613:1037–1048, October 2004.
- [5] A.N. Cox. *Allen's astrophysical quantities*. Springer, 2001.
- [6] SIMBAD Astronomical Database. <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>.
- [7] J.E. Dyson and D.A. Williams. *The physics of the interstellar medium*. Taylor & Francis, 1997.
- [8] K. M. Ferrière. The interstellar environment of our galaxy. *Reviews of Modern Physics*, 73:1031–1066, October 2001.
- [9] R. J. Gould and E. E. Salpeter. The Interstellar Abundance of the Hydrogen Molecule. I. Basic Processes. *APJ*, 138:393–407, August 1963.
- [10] E. Herbst and W. Klemperer. The Formation and Depletion of Molecules in Dense Interstellar Clouds. *APJ*, 185:505–534, October 1973.
- [11] A. S. Kovtyukh. Geocorona of Hot Plasma. *Cosmic Research*, 39:527–558, November 2001.
- [12] S. Kwok. Planetary Nebulae: New Challenges in the 21st Century. *Journal of Korean Astronomical Society*, 38:271–278, June 2005.
- [13] Z. Mikulášek and J. Krtička. *Úvod do fyziky hvězd a hvězdných soustav*. ÚTFA PřF MU, Brno, 2005.

- [14] R.J. Rutten. *Radiative transfer in stellar atmospheres*. Institute of Theoretical Astrophysics, Oslo, 2003.
- [15] T. Williams and C. Kelley. Gnuplot version 4.2 – software and documentation, 2007.
- [16] J.R.Fuhr W.L.Wiese and T.M.Deters. Data reported in NIST Standard Reference Database 69, June 2005 Release: NIST Chemistry WebBook. *J. Phys. Chem. Ref. Data, Monograph*, 7:1–1951, 1996.
- [17] J. Woodall, M. Agúndez, A. J. Markwick-Kemper, and T. J. Millar. The UMIST database for astrochemistry 2006. *AAP*, 466:1197–1204, May 2007.
- [18] V. Štefl and J. Krtička. *Historie astronomie*. ÚTFA PrF MU, Brno, 2008.

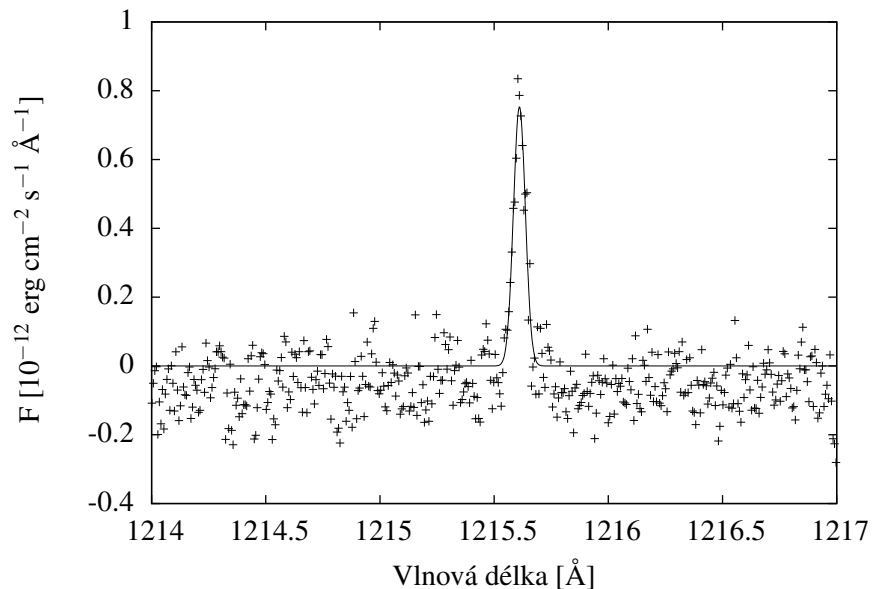
# Příloha

## Geokoróna

Při identifikaci spektrálních čar jsem objevila úzkou emisní čáru neutrálního vodíku na vlnové délce 1215 Å uprostřed hluboké absorpční čáry téhož prvku (obr. 4.1). Tato spektrální čára pravděpodobně nepochází ze vzdáleného mezihvězdného prostředí, ale nejvyšších vrstev atmosféry Země.

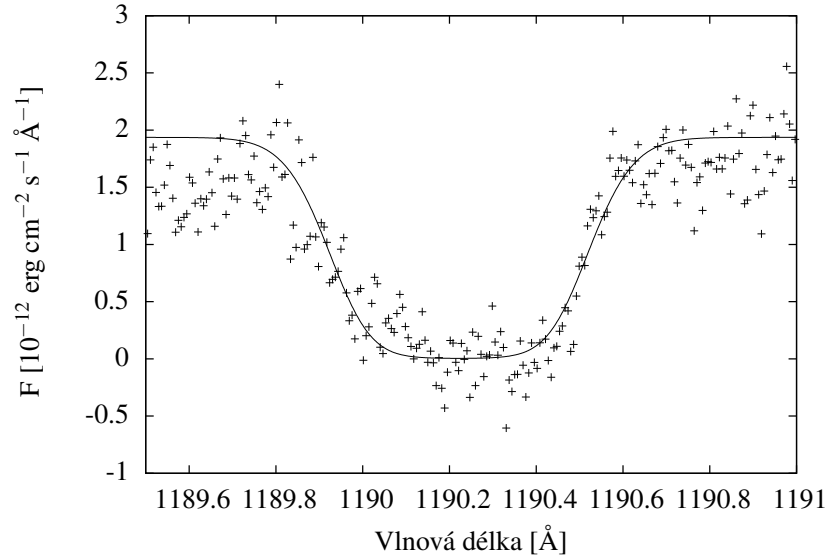
Geokoróna je velmi řídká vrstva neutrálního vodíku, dosahující až do přibližně 15 poloměrů Země. Vodík je ionizován slunečním zářením a následně rekombinuje a vyzařuje jak Balmerovu, tak Lymanovu sérii spektrálních čar [11].

Spektrální čáru jsem proložila Gaussovou funkcí a zjistila její posun a heliocentrickou radiální rychlost, která vychází na  $-14,63 \pm 0,37 \text{ km s}^{-1}$ .

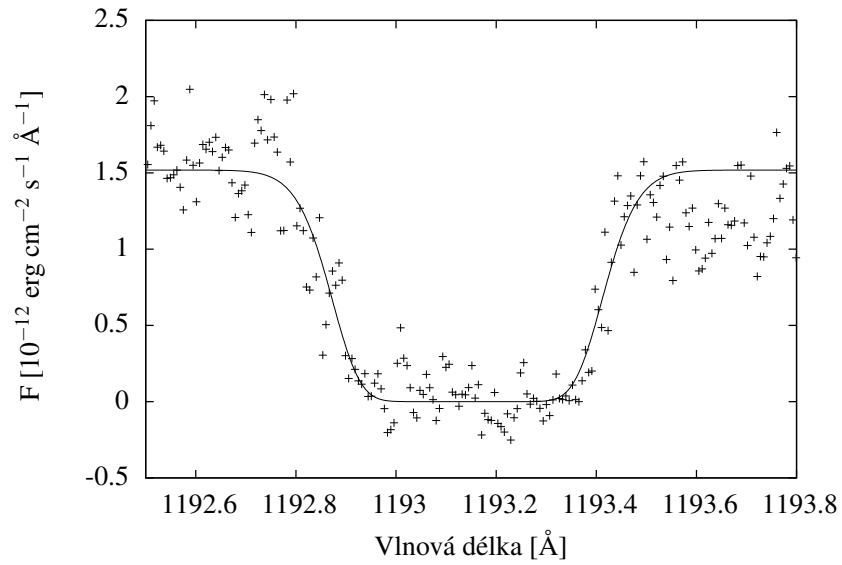


Obrázek 4.1: Emisní čára vodíku

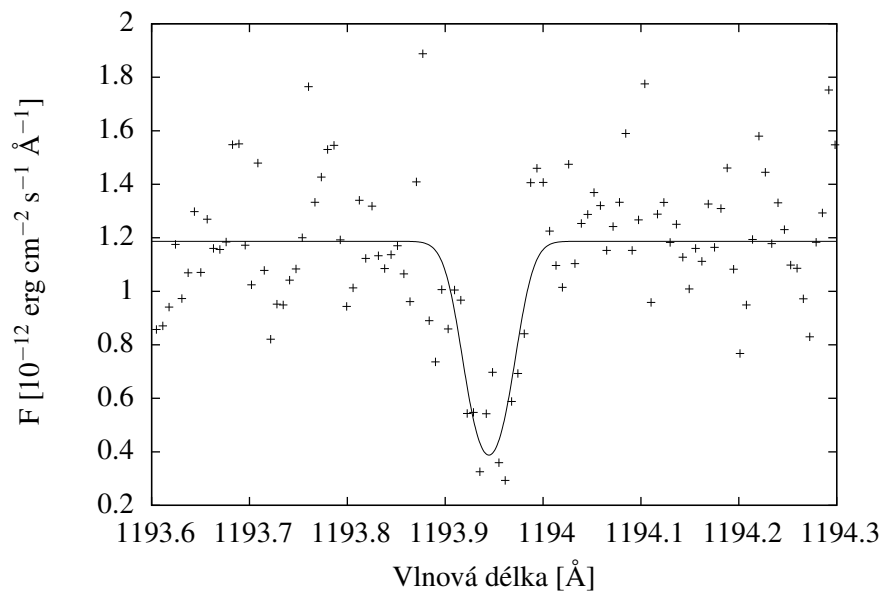
## Analyzované spektrální čáry



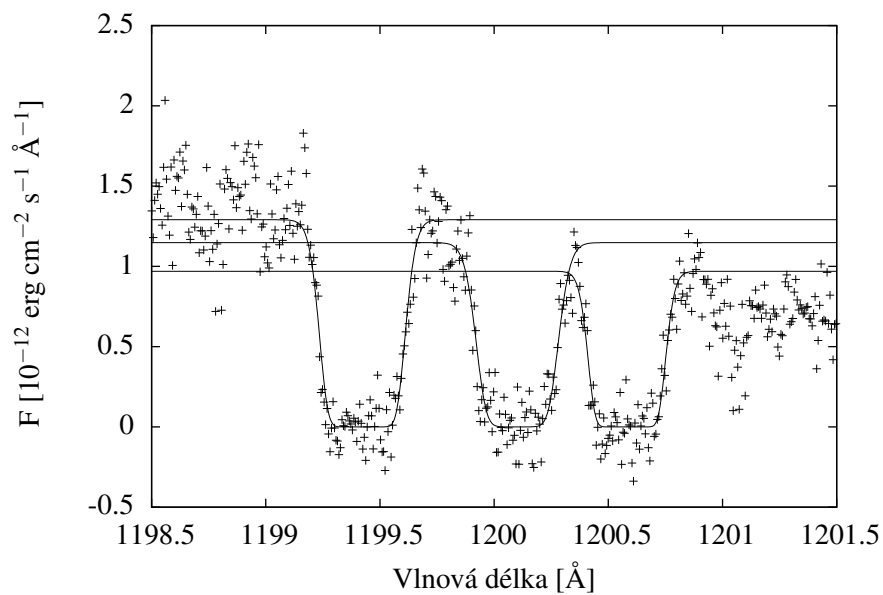
Obrázek 4.2: SiII 1190



Obrázek 4.3: SiII 1193

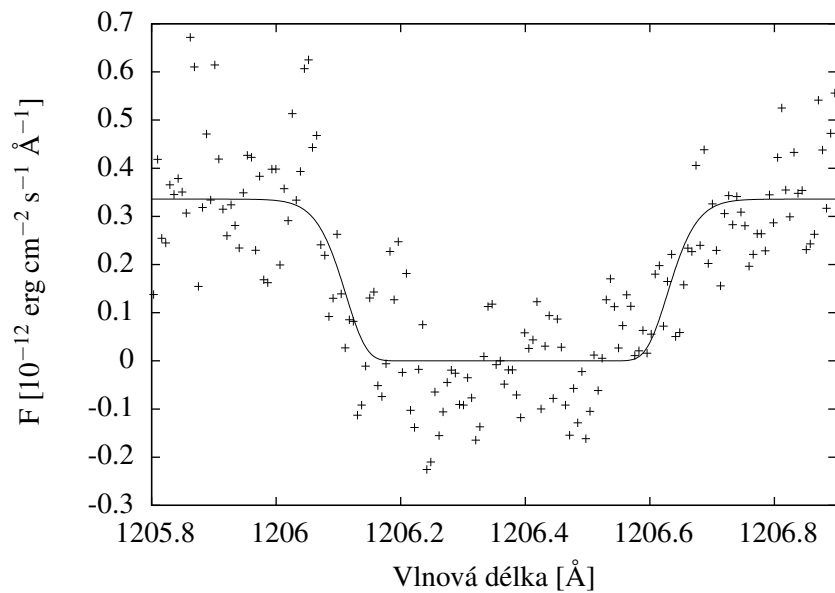


Obrázek 4.4: Si III 1194

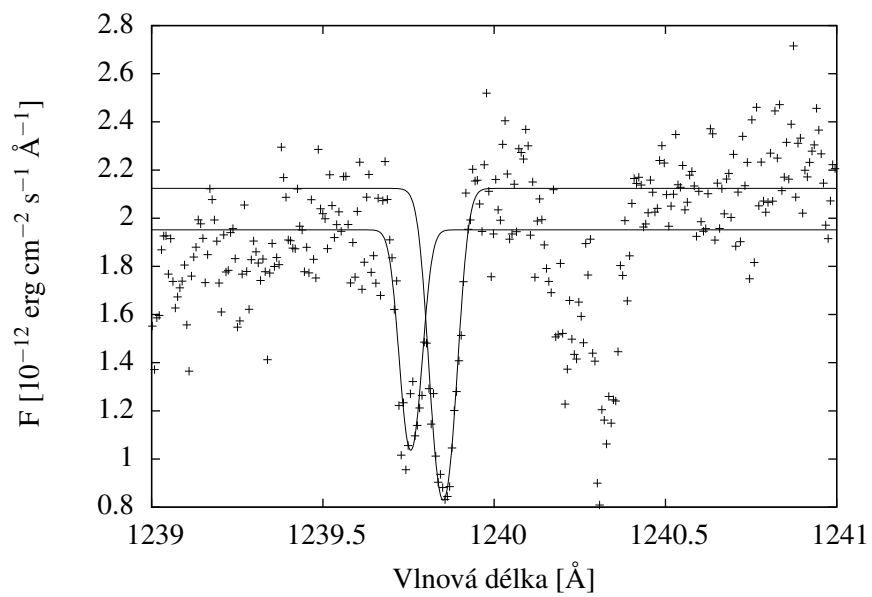


Obrázek 4.5: Ni II 1199

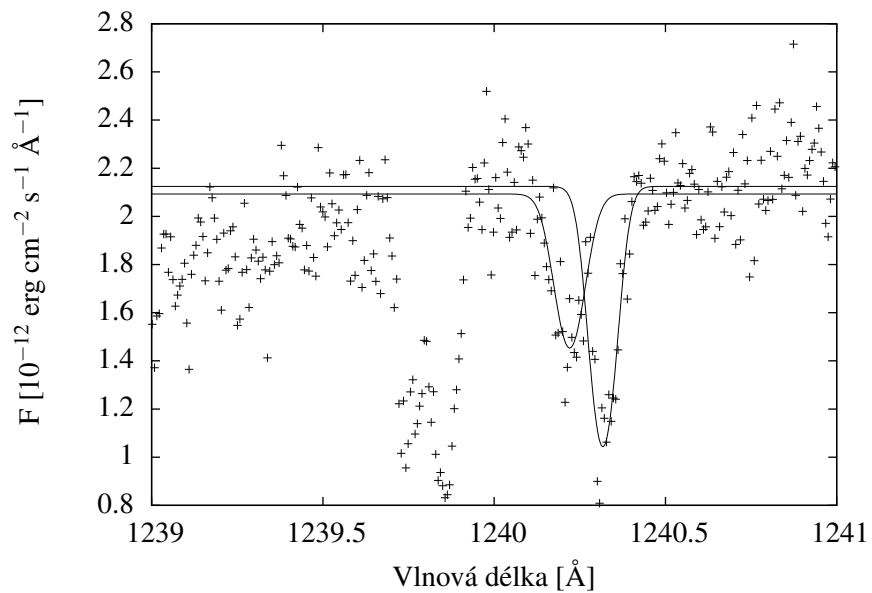




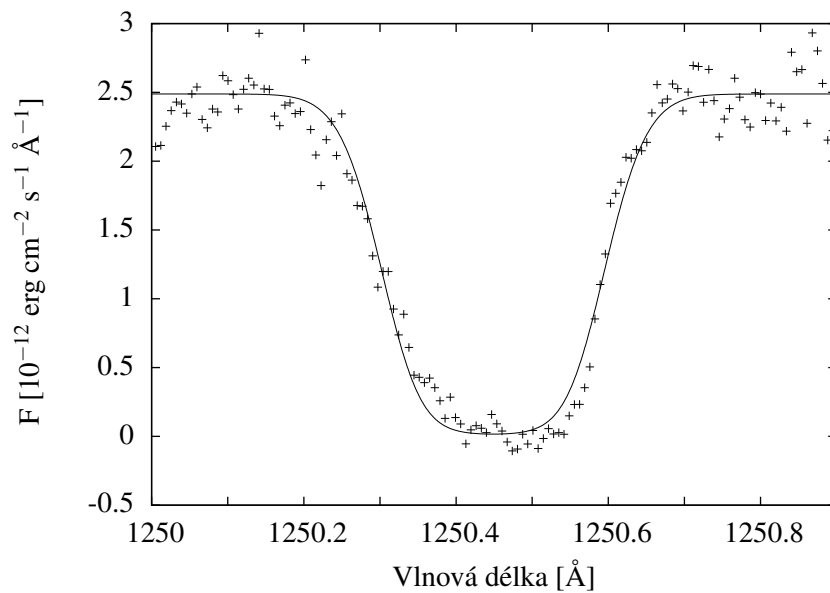
Obrázek 4.6: SiIII 1206



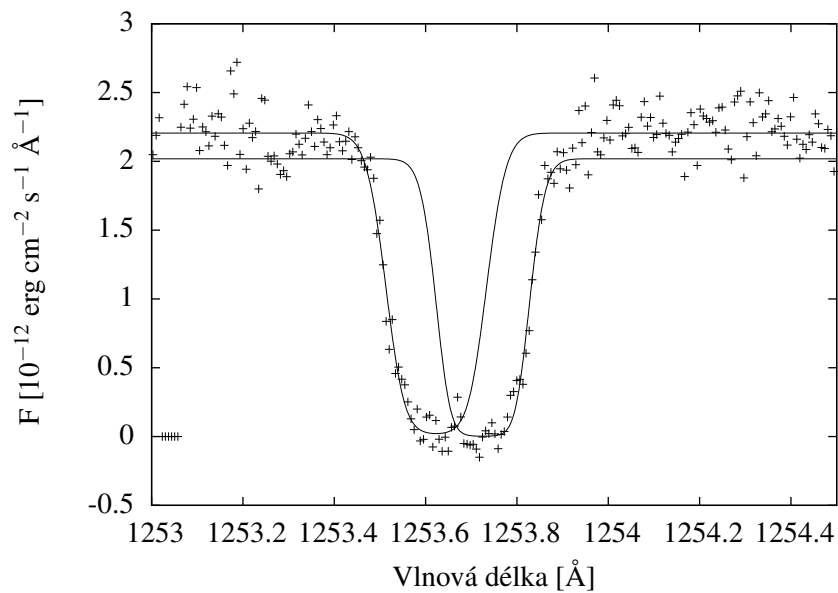
Obrázek 4.7: MgII 1239



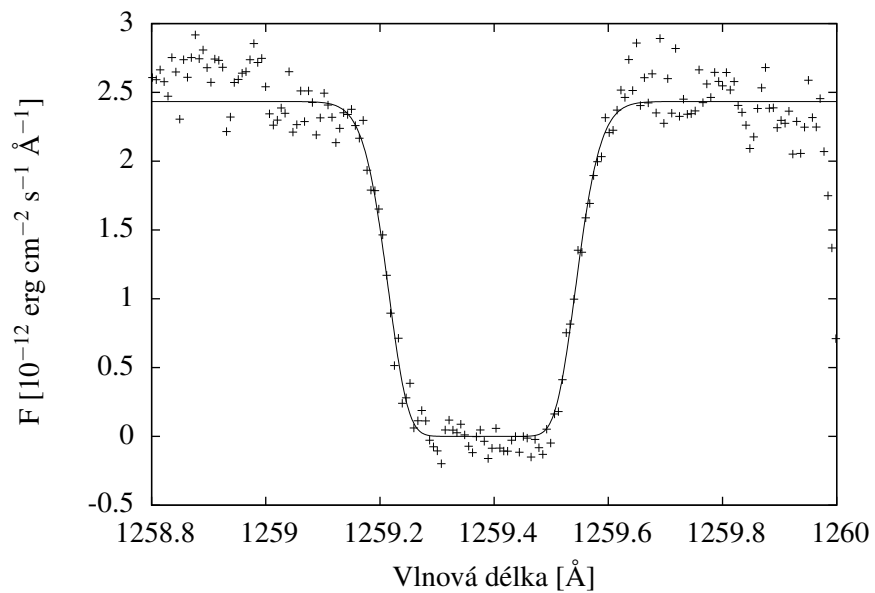
Obrázek 4.8: MgII 1240



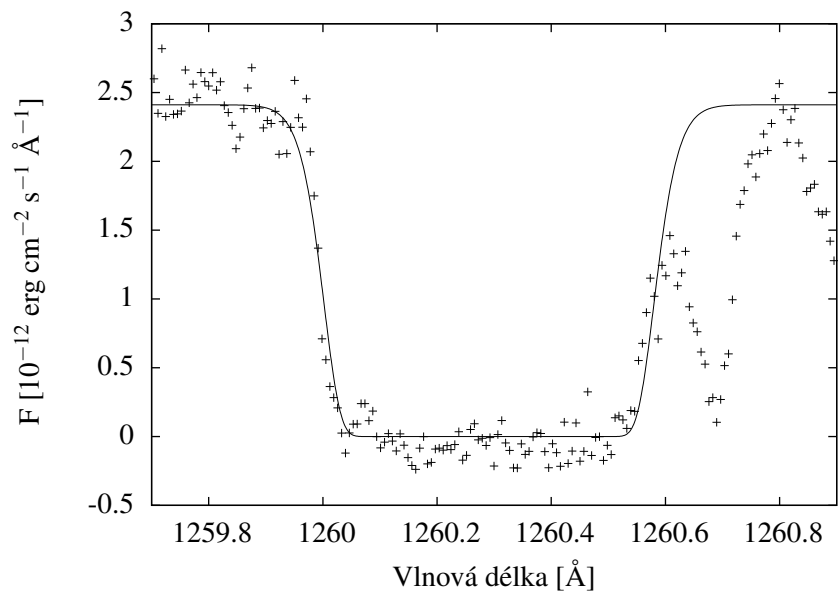
Obrázek 4.9: SII 1250



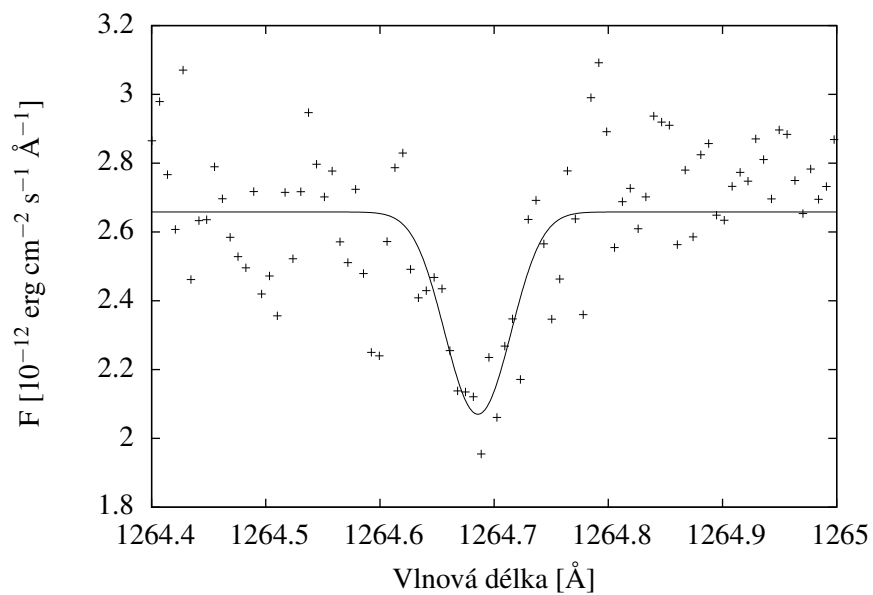
Obrázek 4.10: SII 1253



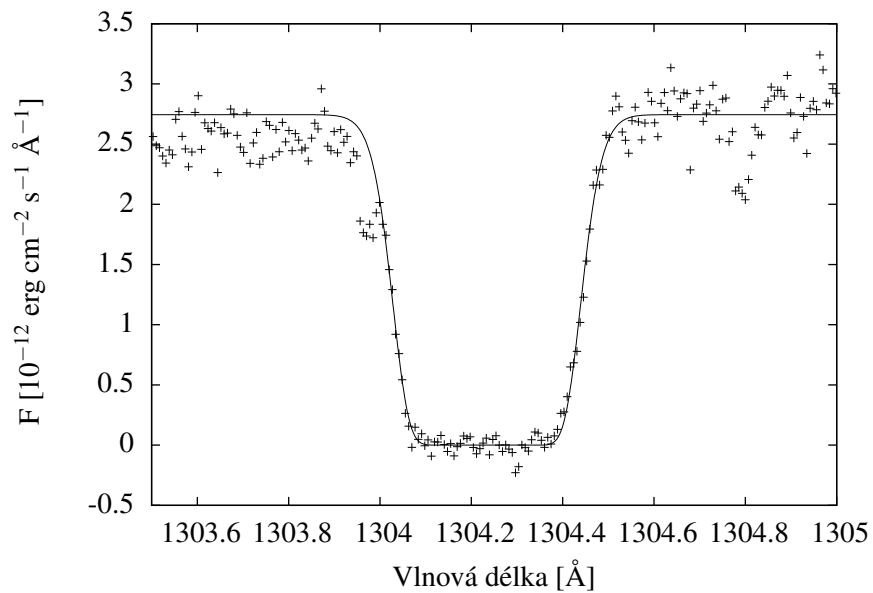
Obrázek 4.11: SII 1259



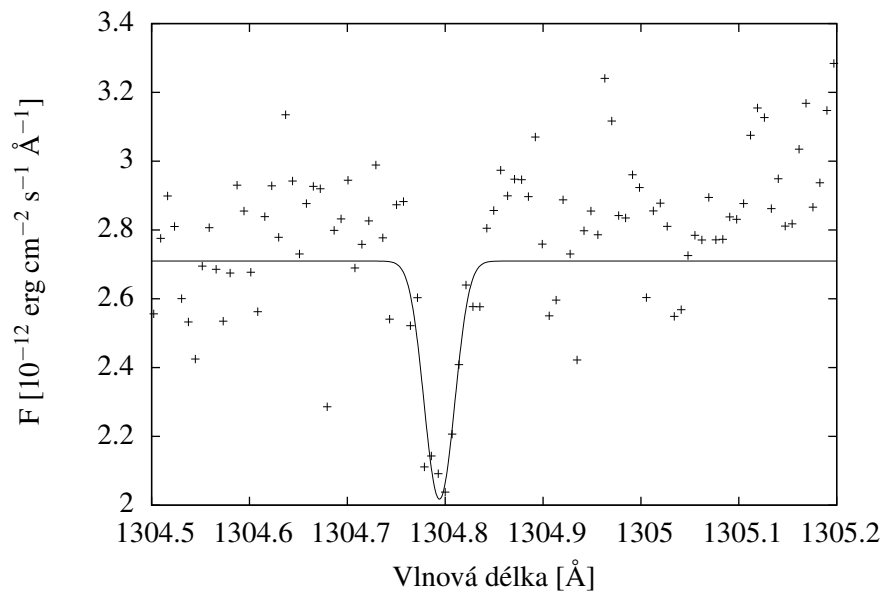
Obrázek 4.12: SiII 1260



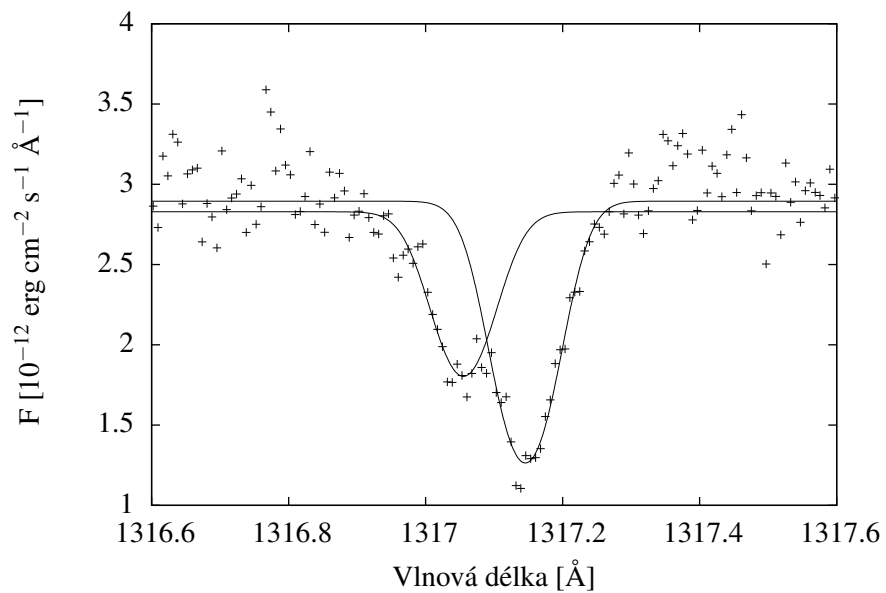
Obrázek 4.13: SiIIa 1264



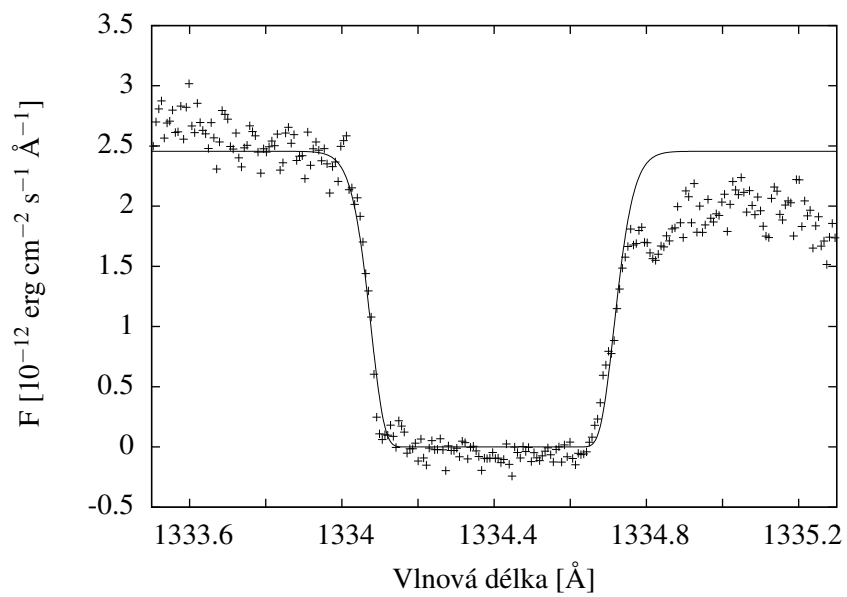
Obrázek 4.14: SiII 1304



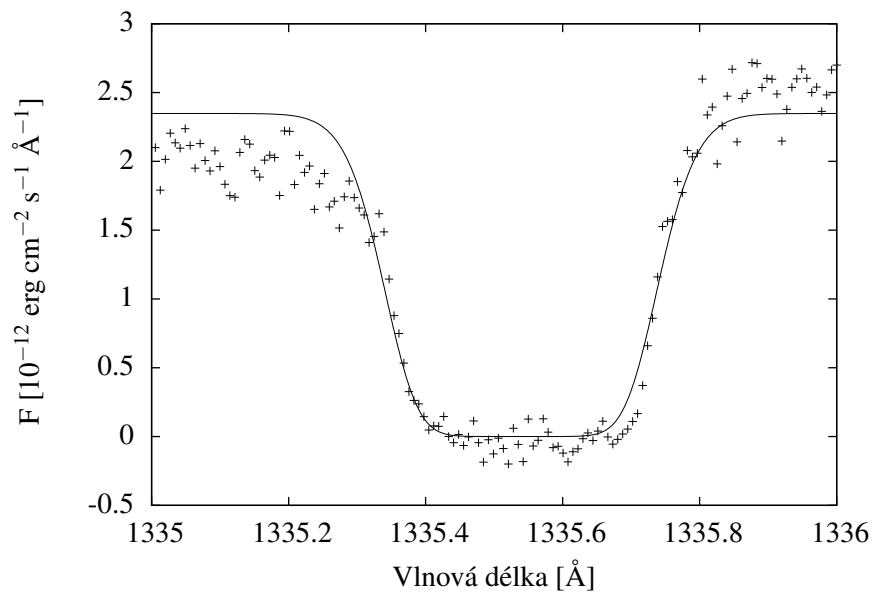
Obrázek 4.15: OI 1304



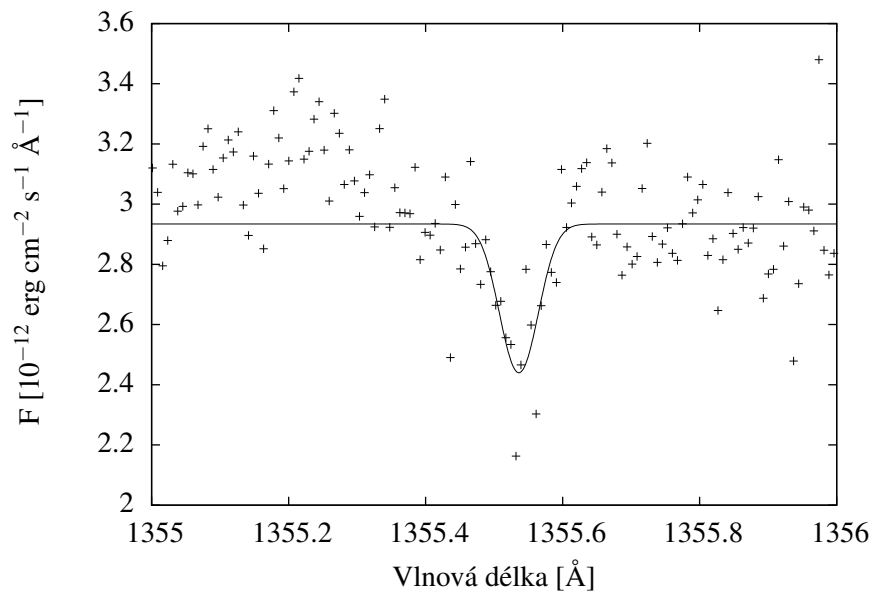
Obrázek 4.16: NiII 1317



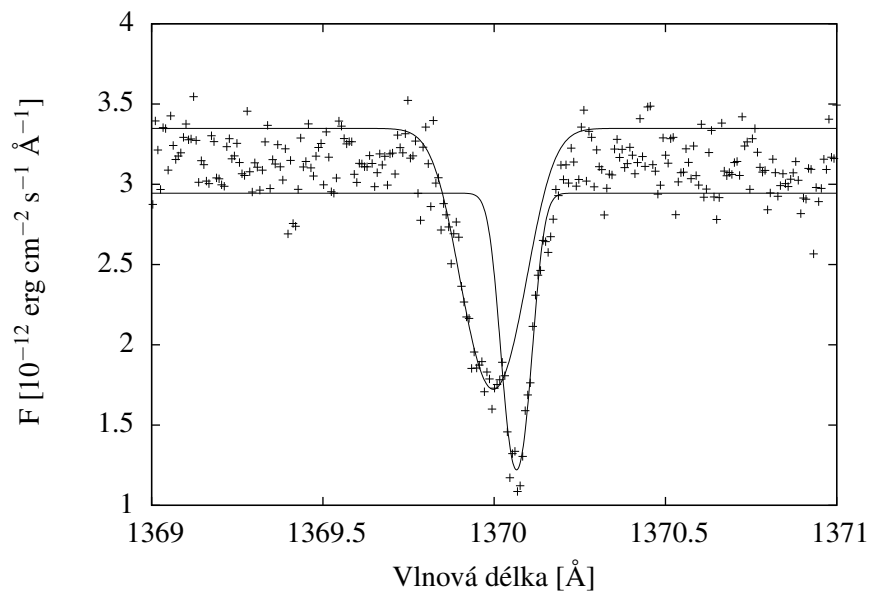
Obrázek 4.17: CII 1334



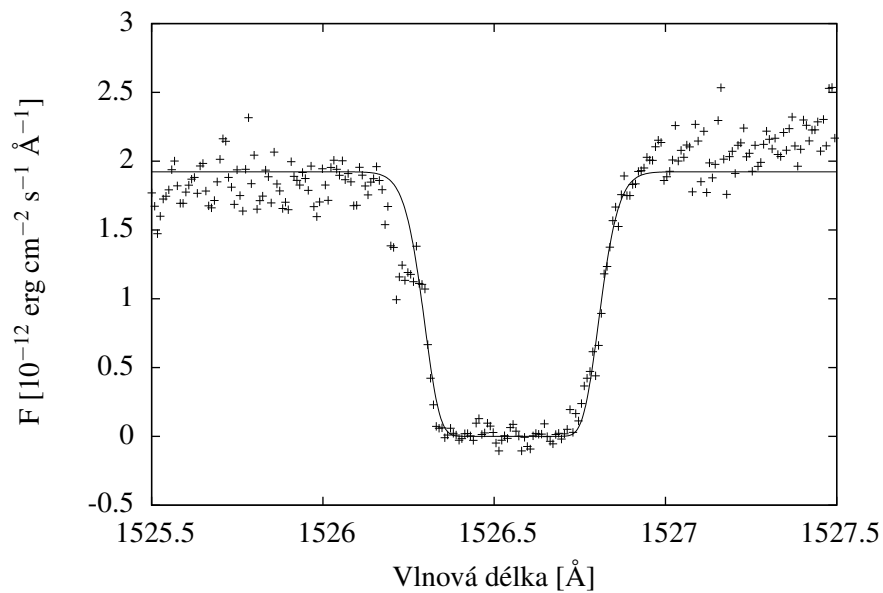
Obrázek 4.18: CII 1335



Obrázek 4.19: OI 1355

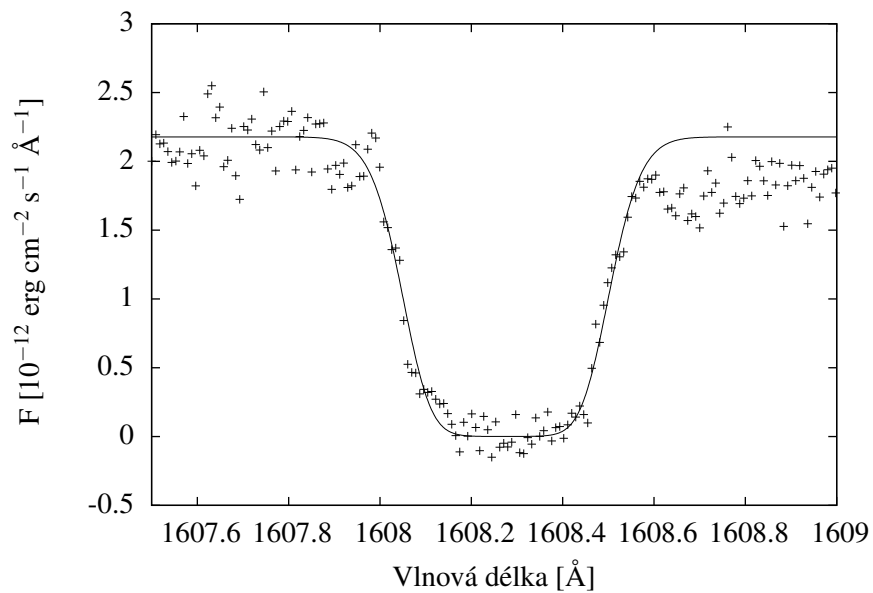


Obrázek 4.20: NiII 1370

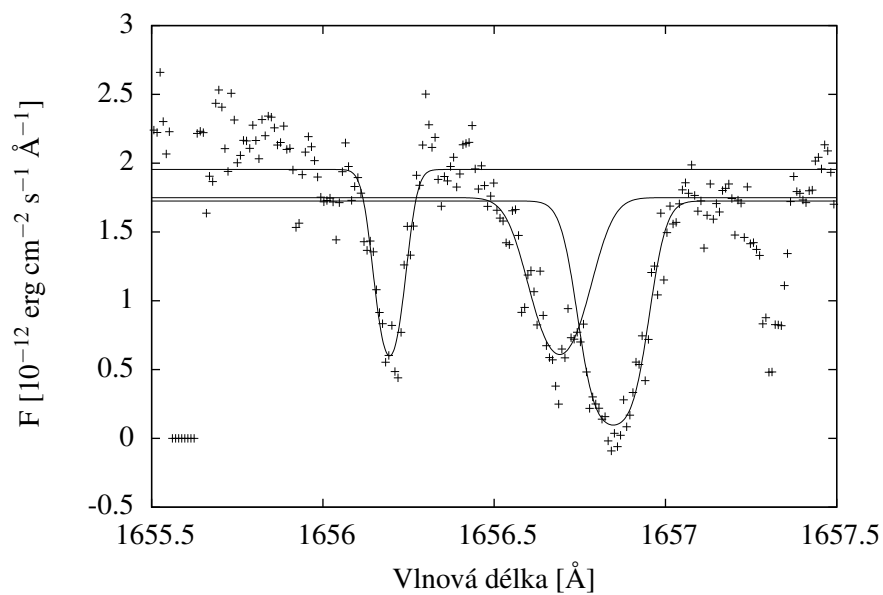


Obrázek 4.21: SiII 1526

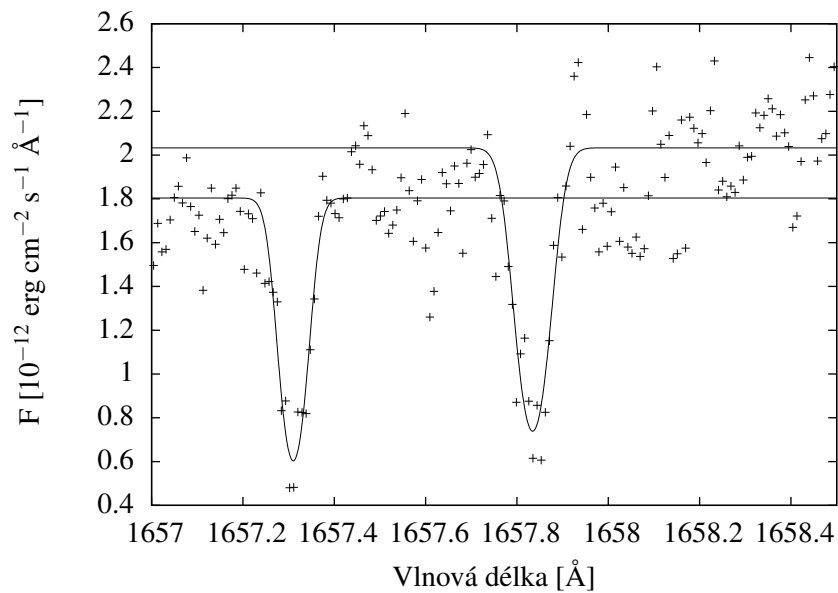




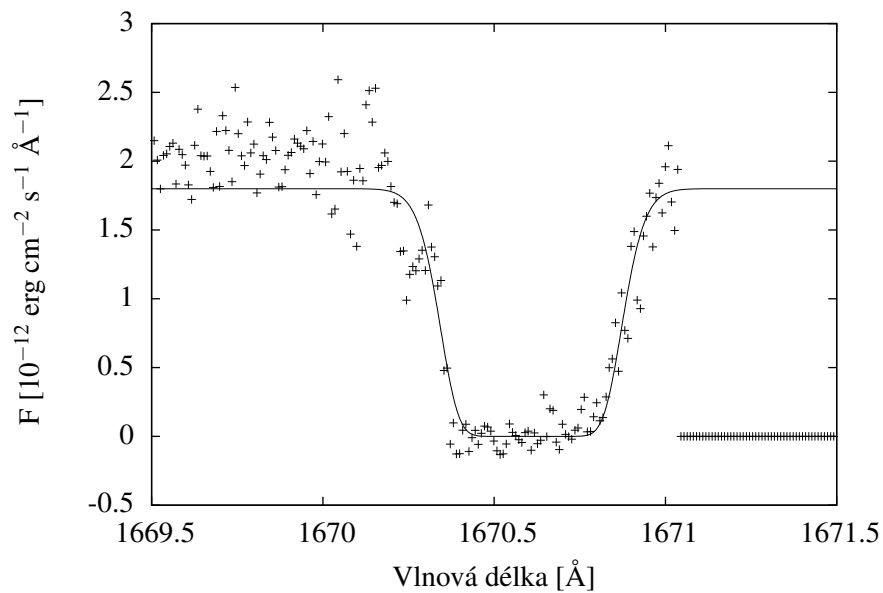
Obrázek 4.22: FeII 1608



Obrázek 4.23: C I 1656a



Obrázek 4.24: CI 1656b



Obrázek 4.25: AlII 1670