

MASARYKOVA UNIVERZITA
Přírodovědecká fakulta
Ústav teoretické fyziky a astrofyziky



BAKALÁŘSKÁ PRÁCE
Studium mezihvězdného prostředí směrem
k hvězdě HD 36841

Lenka Zychová

Vedoucí bakalářské práce: doc. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D.

2008

Velmi děkuji vedoucímu své bakalářské práce doc. Mgr. Jiřímu Krtičkovi, Ph.D. za ochotu a čas, který mi při konzultacích věnoval. Dále děkuji RNDr. Janu Janíkovi, Ph.D. za pomoc při instalaci programu LaTeX a Gabovi za rady, jak s programem pracovat. Velký dík patří i mé rodině, příteli Pavlovi a mým kamarádům za veškerou podporu.

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

V Brně dne 23.5.2008

Lenka Zychová

Abstrakt:

V předložené práci studujeme mezihvězdnou látku ve směru hvězdy HD 36841. V prvních třech kapitolách se obecně zabýváme mezihvězdnou látkou, jejími vlastnostmi, podobami a teoretickým popisem studia, které se při zkoumání mezihvězdné látky využívá. Poslední kapitola je věnována vlastnímu zpracování spektra hvězdy HD 36841.

Tato práce se zaměřuje především na identifikaci spektrálních čar mezihvězdného prostředí a následné určení radiálních rychlostí jednotlivých komponent mezihvězdných oblaků nacházejících se směrem k hvězdě HD 36841.

Klíčová slova: mezihvězdná látka, spektrum, spektrální čáry, radiální rychlost

Abstract:

In the present work we study interstellar medium in the direction of the star HD 36841. In the first three chapters we generally deal with interstellar medium, its properties, forms and we describe the theoretical aspects of the study of interstellar medium. The last chapter is devoted to proper processing of the spectrum of the star HD 36841.

This thesis is especially focused on identification of interstellar spectral lines and a on determination of radial velocities of each component of interstellar clouds found in the direction of the star HD 36841.

Keywords: interstellar medium, spectrum, spectral lines, radial velocity

Obsah

1	Mezihvězdná látka	6
1.1	Historie objevu	7
1.2	Pozorování prostřednictvím fotografie	8
1.3	Spektrum plyných mlhovin	9
1.4	Rozložení v prostoru	11
1.5	Nynější výzkum	13
2	Podoby mezihvězdné látky	14
2.1	Mezihvězdný plyn	14
2.1.1	Oblasti H I	15
2.1.2	Oblasti H II	15
2.1.3	Molekulová oblaka	18
2.1.4	Planetární mlhoviny	19
2.1.5	Zbytky po supernovách	20
2.1.6	Koronální plyn	21
2.1.7	Mezihalaktická látka	21
2.2	Mezihvězdný prach	22
2.2.1	Oblaka prachu	22
3	Studium mezihvězdné látky	24
3.1	Spektra a spektrální čáry	24
3.1.1	Interakce atomu s fotonem	24
3.1.2	Profily spektrálních čar - základní parametry	26
3.1.3	Mechanismy rozšíření spektrálních čar	27

3.2	Mezihvězdná extinkce	28
4	Zpracování spektra hvězdy HD 36841	31
4.1	Hvězda HD 36841 a její okolí	32
4.2	Identifikace spektrálních čar	34
4.3	Fitování spektrálních čar	35
	4.3.1 Poznámky k fitování	51
4.4	Radiální rychlosti	52
4.5	Diskuze výsledků	56

Kapitola 1

Mezihvězdná látka

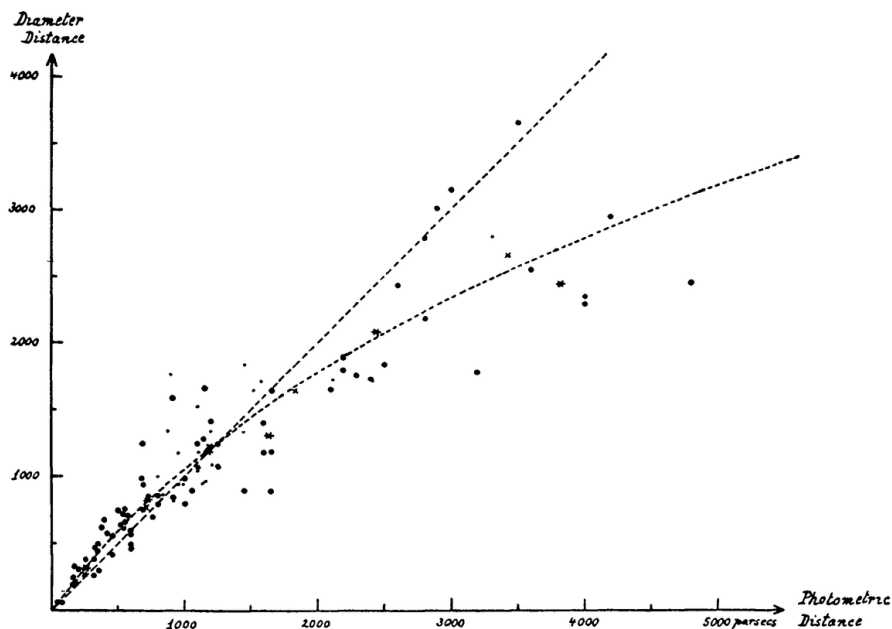
V následující kapitole bylo čerpáno z těchto zdrojů: Mikulášek Z., Krτίčka J., 2005; Dyson J. E., Williams D.A., 1997; Osterbrock D. E, 1989 a Spitzer L. Jr., 1978.

Mezihvězdná látka, jak už název napovídá, se nachází v prostředí mezi hvězdami. Lze do ní zahrnout elementární částice, atomy, molekuly, prachové částice, fotony a částice kosmického záření. Ať zní předchozí definice jakkoliv suchopárně, význam mezihvězdné látky je velmi důležitý nejen pro většinu oborů astrofyziky, ale i fyziky jako takové, od kvantové mechaniky až po fyziku galaxií. Stačí pohlédnout na oblohu obyčejným triedrem nebo dokonce i pouhým okem, aby si člověk uvědomil, jak významnou roli má mezihvězdná látka ve vývoji hvězd, stavbě galaxií a dokonce i pro život na Zemi. Podíváme-li se na Mléčnou dráhu zde na severní polokouli, nelze přehlédnout tmavou oblast v souhvězdí Labutě, které se poeticky přezdívá Pytel uhlí. Vysvětlení, proč v této oblasti pozorujeme menší počet hvězd než v okolních oblastech Mléčné dráhy, je jednoduché: světlo ze vzdálenějších hvězd je odstíněno látkou, která se mezi námi a hvězdami nachází. Podobné oblasti jsou však v naší Galaxii a v jiných galaxiích velmi časté, což poukazuje na fakt, že mezihvězdná látka hraje důležitou roli v oblasti stavby, dynamiky a struktury těchto hvězdných útvarů. Vrátime-li se k našemu triedru

a zamíříme-li jej do souhvězdí Lyry na objekt M 57, narazíme na planetární mlhovinu, jednu z dalších podob mezihvězdné látky. Zde lze názorně vidět, jaký význam má mezihvězdná látka v závěrečných stádiích vývoje hvězd a jak ji samotné hvězdy ovlivňují (například obohacením o těžší prvky). Tak jako hvězdy ovlivňují mezihvězdný materiál, tak i tento materiál ovlivňuje hvězdy. Typickým příkladem, zato velmi podstatným, je vznik nových hvězd, které se rodí právě v oblastech s vysokou hustotou mezihvězdného plynu. Nemenší význam má i prachová složka (zaujímající asi 1 % celkové hmotnosti mezihvězdné látky) ve vývoji planetárních soustav okolo nově vzniklých hvězd. Kromě již jmenovaných podob mezihvězdné látky se setkáváme s tzv. oblastmi H I, H II oblastmi, prachovými oblaky, molekulovými oblaky nebo například se zbytky po supernovách (více v 2. kapitole).

1.1 Historie objevu

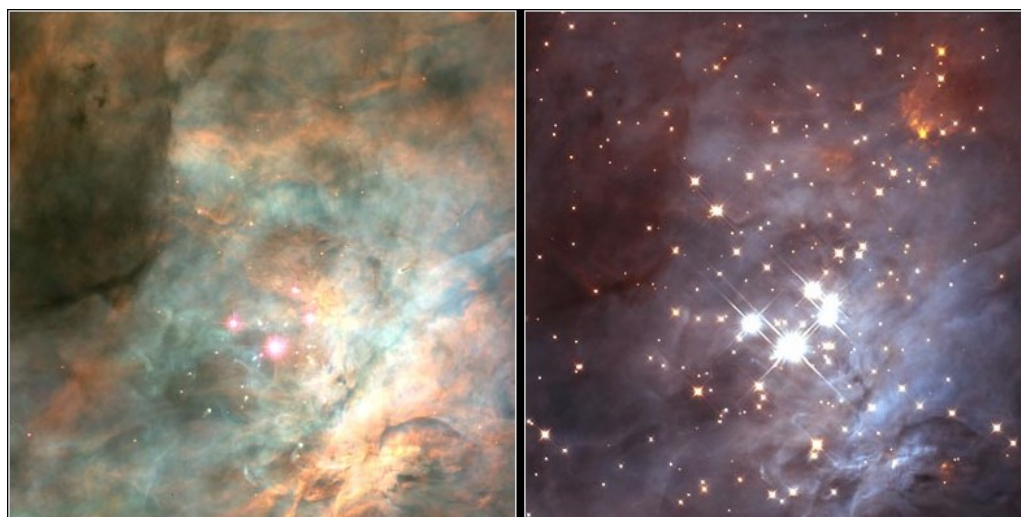
První myšlenky o existenci mezihvězdné látky se objevují v období 19. století, kdy Heinrich Wilhem Olbers a Friedrich Georg Wilhem Struve vyjádřili myšlenku o existenci pohlcování světla v mezihvězdném prostředí na základě statistiky počtu hvězd. Zřetelnějším argumentem pro potvrzení této myšlenky bylo nalezení nehybné čáry ve spektru dvojhvězdy Mizaru Edwardem Charlesem Pickeringem. Jelikož jsou spektrální čáry vzniklé ve dvojhvězdě ovlivněny Dopplerovým posuvem, musela tedy zmíněná nehybná čára vzniknout v jiném prostředí. Obdobnou čáru našel ve spektru hvězdy δ Orionis Johannes Franz Hartmann, který ji také správně vysvětlil, jakožto spektrální čáru, která vznikla v mezihvězdném prostředí, ve kterém byl přítomný vápník (jednalo se o čáru ionizovaného vápníku Ca II). Existence mezihvězdné látky byla však dokázána až v roce 1930 astronomem Robertem Juliem Trümplerem. Porovnáním vzdáleností otevřených hvězdokup zjištěných z jejich jasnosti a vzdáleností odhadnutých z pozorovaného úhlového průměru hvězdokup zjistil, že hodnota jejich podílu roste se vzdáleností (viz obrázek 1.1). Tento výsledek mohl být vysvětlen jedině mezihvězdnou extinkcí, která tudíž potvrzovala přítomnost mezihvězdné látky.



Obrázek 1.1: Graf sestrojený Robertem Trümplerem při prověřování vzdáleností otevřených hvězdokup; obrázek převzat z práce Absorption of Light in the Galactic Systems; Trümpler R. J., 1930

1.2 Pozorování prostřednictvím fotografie

Pozorovatelé znají mezihvězdnou látku v podobě plynných mlhovin, které se na obloze jeví jako jasné, mlhavé objekty, které jsou dobře viditelné i malým dalekohledem. Lépe lze mlhoviny pozorovat prostřednictvím fotografií (v této době spíše CCD snímků). Avšak ne všechny mlhoviny dokáže tato metoda věrohodně zobrazit. Proto se také mlhoviny často snímají s použitím filtrů, které dokáží vymezit úzkou oblast vlnových délek v okolí prominentní emisní čáry, takže záření z hvězdného popředí i pozadí je potlačeno. Detaily nemusíme zachytit jen s pomocí filtrů, ale také pozorováním v různých oborech elektromagnetického záření (viz obrázek 1.2). Infračervené snímky umožňují velmi dobře mapovat prachové oblasti, rádiový obor odhalí oblasti neutrálního vodíku a pomocí snímků pořízených v krátkovlnných oblastech lze sledovat například různé zdroje rentgenového záření.



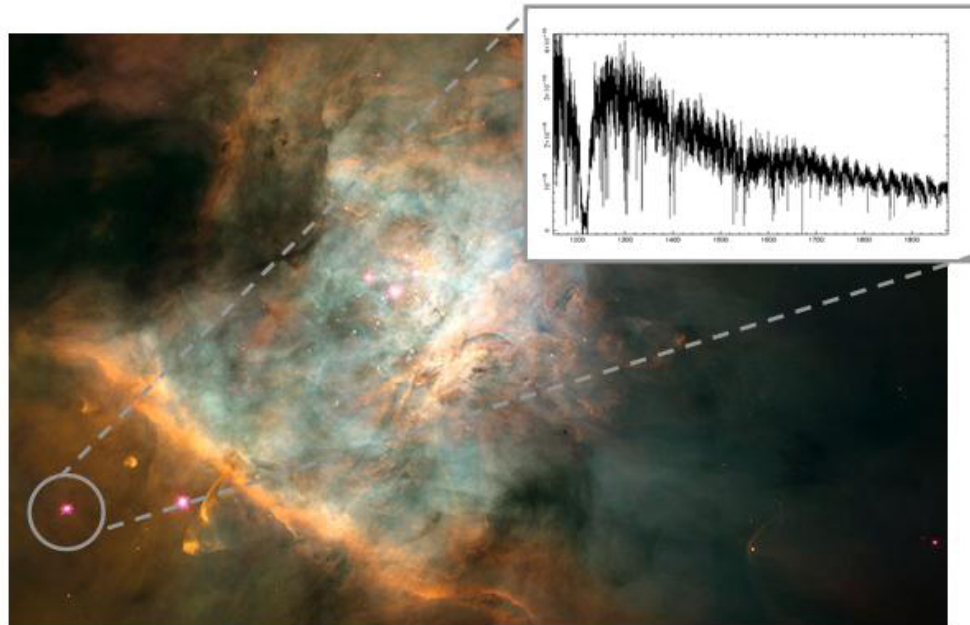
Obrázek 1.2: V levé části obrázku se nachází snímek centrální části mlhoviny M 42 v optickém oboru a v pravé části snímek téže oblasti avšak v IR oboru. Zdroj: HST, NASA [1]

1.3 Spektrum plynných mlhovin

Plynné mlhoviny mají emisní čárové spektrum, ve kterém převládají zakázané čáry iontů běžných prvků: O III v zelené části viditelného spektra, N II v červené části a O II jako ultrafialový dublet. Dále lze pozorovat čáry přechodů vodíku: $H\alpha$ v červené, $H\beta$ v modré a $H\gamma$ ve fialové oblasti spektra. Kromě těchto čar, které jsou charakteristickými znaky každého spektra mlhoviny, se zde objevuje čára He I nebo He II, vyskytující se ve spektrech vysoce ionizovaných mlhovin.

Kontinuum spektra mlhovin bývá slabé. Je zde přítomná atomární složka, která je emitována především volně-vázanými přechody v oblasti Paschenova kontinua a Balmerova kontinua. Druhou složkou je reflexní kontinuum, které je způsobeno rozptylem hvězdného záření na částicích prachu. Co se týče infračervené oblasti spektra, zde září především již zmíněný prach, jehož množství je v mlhovinách různé.

Pořídíme-li však spektrum některých hvězd, lze nalézt mimo absorpčních čar, které vznikly v atmosférách hvězd, také absorpční čáry vzniklé v mezihvězdném prostředí nacházejícím se mezi hvězdou a pozorovatelem. Tyto čáry bývají hluboké a velmi úzké, což lze přisoudit relativně nízké teplotě a hustotě mezihvězdného materiálu. Tato mezihvězdná látka bývá často uskupena v jednotlivých oblacích, které putují prostorem. Pomocí absorpčních čar, které vznikly v mezihvězdném materiálu, lze studovat jednotlivá oblaka. Z hloubky spektrální čáry lze zjistit počet absorbujících atomů nacházejících se v oblaku a z jejich polohy ve spektru lze také vypočítat radiální rychlost vzhledem ke Slunci.



Obrázek 1.3: Ilustrativní obrázek spektra hvězdy nacházející se v H II oblasti. Konkrétně se jedná o hvězdu HD 37042, nacházející se v oblasti mlhoviny M 42. Ve spektru takovýchto hvězd nacházíme kromě spektrálních čar, které vznikly v samotných atmosférách hvězd, také absorpční čáry, jejichž původ lze hledat v mezihvězdném prostředí. Snímek: HST [1], spektrum: STIS [2]

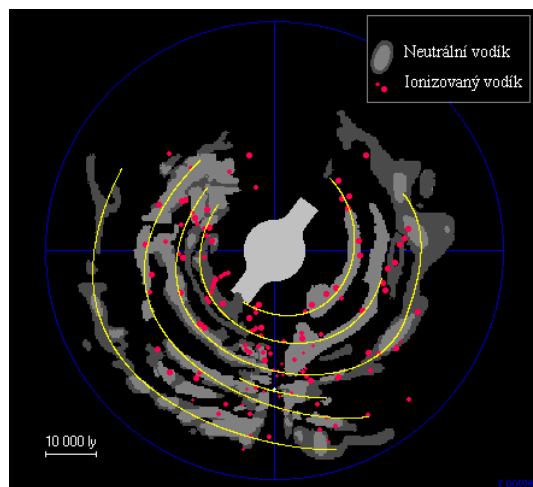
1.4 Rozložení v prostoru

Při pohledu na rozložení mezihvězdné látky v prostoru v menším měřítku zjišťujeme, že zde hraje velkou roli především vliv samotných hvězd. Nejen, že mezihvězdná látka je jejich zárodečným materiálem, jehož gravitačním zhroucením hvězdy právě vznikají, ale je to také látka, kterou hvězdy při svém vývoji vracejí různými způsoby zpět do prostoru. Mezihvězdný materiál ovlivňují i další interakce, jako například vzájemné gravitační působení jednotlivých hvězd nebo galaxií.

Rozložení mezihvězdného materiálu v Galaxii je velmi nerovnoměrné. Naprostá většina se soustřeďuje v galaktickém disku, jehož poloměr dosahuje více než 25 kpc a tloušťka jen 250 pc (nejmladší disková populace). Zde je látka nashromážděna především ve spirálních ramenech. Průměrná hustota materiálu v mezihvězdném prostředí je $5 \cdot 10^{-21}$ kg/m³ a koncentrace je tudíž asi 10^6 atomů/m³.

Ke studiu prostorového rozložení mezihvězdné látky v kterékoli její podobě je nejvhodnější výzkum cizích galaxií. Studium mezihvězdného materiálu uvnitř naší Galaxie je sice možné získat množství důležitých faktů a informací, avšak paradoxně díky mezihvězdné hmotě nelze zkoumat vzdálenější mezihvězdnou látku, jelikož ji ta bližší zakrývá. Proto je pro výzkum celkového rozložení mezihvězdného materiálu v prostoru vhodnější pohled do vzdálenějších míst, k jiným galaxiím. Na snímcích cizích galaxií se ukazuje, že prachová oblaka a jasné hvězdy spektrálního typu O s jejich H II oblastmi se koncentrují především do spirálních ramen galaxií. Zřejmě i neutrální vodík a helium jsou koncentrovány taktéž v těchto částech galaktického disku. Avšak rozlišení většiny prohlídek v pásmu 21 cm vodíkové čáry je příliš malé k ověření této domněnky. Co se týče rozložení mezihvězdné látky uvnitř eliptických galaxií, lze jej označit za velmi jednoduché, jelikož množství mezihvězdné látky uvnitř eliptických galaxií je velmi malé až zanedbatelné.

Jak jsem již zmínila na začátku, studium rozložení mezihvězdné látky uvnitř naší Galaxie je poněkud složitější. Problém spočívá v neprůhlednosti některých částí Galaxie. Tato neprůhlednost sice neovlivňuje záření

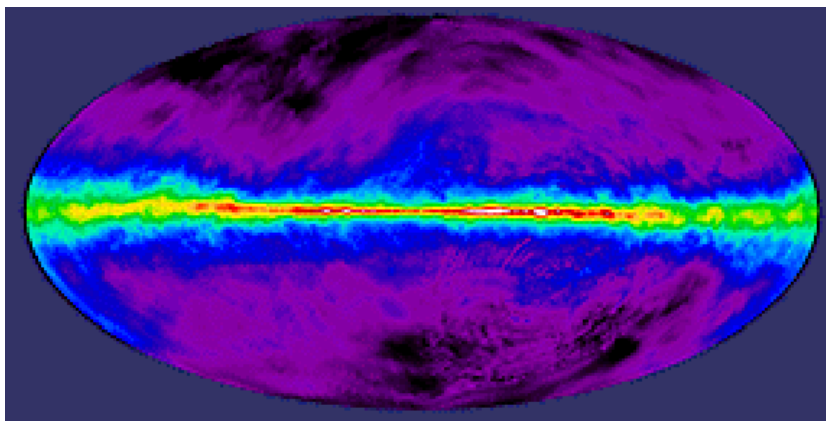


Obrázek 1.4: Mapa oblastí neutrálního a ionizovaného vodíku v disku Galaxie. Snímek převzat z práce Pulsar Distances and the Galactic distribution of Free Electrons, Taylor J. H. a kol., 1993

všech vlnových délek, ale pro větší část vlnových délek je nezanedbatelná a bohužel i těžko odhadnutelná. Proto nelze s uspokojivou přesností zjistit vzdálenost zastíněných objektů, takže nelze zkoumat celkové rozložení plynných mračen uvnitř Galaxie. Vzdálenost H II oblastí lze určit díky spektru centrální hvězdy (blíže v kapitole 2.1.2 H II oblasti). Na obrázku 1.4 je zakreslena poloha oblastí neutrálního a ionizovaného vodíku v Galaxii. Zde lze jasně vypořadovat šest ramen: Orionovo rameno (v blízkosti Slunce), rameno Persea, vzdálené asi 2000 pc směrem od galaktického jádra, rameno Labutě, které je zároveň vnějším ramenem Galaxie, rameno Střelce, vzdálené také přibližně 2000 pc ale směrem k centru Galaxie, rameno Štít-Jižní kříž a rameno Pravítko. Tato mapa jasně ukazuje, že jednotlivá ramena jsou v určitých místech propojena. Rozložení mezihvězdné hmoty v naší Galaxii tedy nelze popsat jako naprosto oddělená ramena, která se spirálovitě obtáčejí okolo jejího centra. Existuje zde určité propojení mezi jednotlivými rameny, které se svou velikostí a typem u jednotlivých galaxií liší.

1.5 Nynější výzkum

Obecně platí, že pro nejlepší pochopení a získání maxima informací o daném objektu či problému (nejen astronomickém) je vhodný výzkum z co největšího úhlu pohledu. Proto se výzkumem mezihvězdné látky zabývá astronomie v co nejširším spektru vlnových délek. Důvodem však není jen obecná teze zmíněná na začátku odstavce, ale především fakt, že mezihvězdný materiál, ať už se jedná o oblasti neutrálního vodíku či oblasti H II, vyzařuje na různých vlnových délkách nejednoho oboru elektromagnetického záření. Proto se setkáváme s rádiovou astronomií pro oblasti H I (především záření vodíku na 21 cm – viz obrázek 1.5), infračervenou spektroskopií oblastí s vysokým obsahem prachu (zde stojí za zmínku ISO - Infrared Space Observatory) nebo se spektroskopií ultrafialové části spektra. V tomto oboru hrála důležitou roli sonda IUE (International Ultraviolet Explorer), která však svou činnost ukončila v září roku 1996. Významným krokem ke studiu vesmíru v UV oblasti spektra byla instalace spektrografu STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph) na Hubbleův kosmický dalekohled v roce 1997. Během své činnosti do roku 2004 zásoboval spektrograf vědce spektry a snímky objektů nejen z UV oblasti, ale také z oblasti viditelného záření.



Obrázek 1.5: Snímek Galaxie na vlnové délce 21 cm z výzkumu Leiden-Dwingeloo Survey of Galactic Neutral Hydrogen za použití 25metrového rádiového dalekohledu Dwingeloo. Zdroj: [3]

Kapitola 2

Podoby mezihvězdné látky

V následující kapitole bylo především čerpáno z těchto zdrojů: Mikulášek Z., Krtička J., 2005; Dyson J. E., Williams D.A., 1997; Osterbrock D. E., 1989 a Kleczek J., 2002.

2.1 Mezihvězdný plyn

Chemické složení mezihvězdného plynu odpovídá složení povrchových vrstev hvězd. Na 1000 atomů vodíku připadá 80 atomů helia a 1 těžší atom. Vodík (stejně tak i další prvky) se vyskytuje jak v neutrální tak v ionizované podobě. Lze jej však nalézt i v podobě dvouatomové molekuly H_2 . Kromě této nejvíce zastoupené molekuly se v mezihvězdném prostředí vyskytují různě složité molekuly, od oxidu uhelnatého CO, přes vodu H_2O , až po největší dosud známou mezihvězdnou molekulu $HC_{11}N$. Ke studiu mezihvězdných molekul slouží především mikrovlnná oblast záření, v níž lze detekovat emisi či absorpci záření způsobenou změnou rotačního stavu molekuly. Při přechodech mezi vibračními stavy se emitují či absorbují fotony infračervené oblasti elektromagnetického záření.

2.1.1 Oblasti H I

Oblasti H I jsou oblastmi neutrálního vodíku, které září v rádiové oblasti na vlnové délce 0,211 m. Příčina tohoto záření je v rozštěpení základní energetické hladiny atomu vodíku. Elektron, který se nachází na metastabilní hladině (orientace spinu protonu a elektronu je paralelní) zde setrvává několik miliónů let, poté spontánně přechází na hladinu s nižší energií (orientace spinů je anti-paralelní). Tento přechod patří mezi tzv. zakázané a vlnová délka fotonu, který je při tomto přechodu vyzářen, odpovídá právě již zmiňované vlnové délce 0,211 m.

K tomu, aby byl vodíkový atom excitován do metastabilní hladiny, musí docházet především k nepružným srážkám mezi atomy. Je sice možná excitace pohlcením fotonu o vlnové délce 0,211 m, ale tato možnost není tak častá, jako výše zmíněný způsob. Prolétající foton o vlnové délce 0,211 m může způsobit také tzv. stimulovanou emisi, při které vyvolá vynucený přechod z vyšší na nižší energetickou hladinu, přičemž se emituje další foton.

Aby však atomy vodíku zářily v zakázaných čarách, nesmí přecházet z metastabilní hladiny na nižší jiným způsobem než emisí fotonu. Prostředí musí mít tudíž malou hustotu, aby nedocházelo k tzv. superpružným srážkám s jiným atomem, při kterých se žádný foton neemituje.

2.1.2 Oblasti H II

Pro pozorovatele noční oblohy patří H II oblasti (jsou také nazývány difuzními mlhovinami) mezi nejkrásnější objekty v dalekohledu i bez něj. Dobrým příkladem je i laikům známá mlhovina M 42 v souhvězdí Orionu či na jižní obloze mlhovina u hvězdy Eta Carinae (NGC 3372).

Fyzikálně se jedná o oblasti ionizovaného vodíku s charakteristickou teplotou 8000 K, rozměrem okolo 50 pc a hmotností v rozmezí zhruba od 10^2 do 10^4 sluneční hmotnosti. Typická koncentrace částic ionizované části H II oblasti je 10 až 10^2 cm^{-3} , přičemž zde existují i mnohem hustší oblasti, které jsou však natolik malé, že jsou na hranici rozeznatelnosti. Uvnitř mlhoviny se objevují určité vnitřní pohyby s rychlostmi kolem 10 km/s. Horký, ionizo-

vaný plyn má tendenci k expanzi do okolních chladnějších oblastí. Při tomto procesu zároveň dochází k poklesu hustoty a vzrůstu objemu.

Hvězdy uvnitř H II oblastí

Pro existenci H II oblastí je zapotřebí, aby se uvnitř těchto mlhovin vyskytovala jedna nebo více hvězd spektrálního typu O, jelikož pouze tyto hvězdy dokáží emitovat fotony s dostatečnou energií ($>13,6$ eV), která je potřebná k ionizaci plynu tak, že je mlhovina jednoduše pozorovatelná jako H II oblast. Často bývají tyto hvězdy typu O součástí mladých hvězdokup, které obsahují také vysoký počet hvězd typu B.

Emitované fotony, které jsou zapotřebí ke vzniku H II oblastí, leží v UV oblasti s vlnovou délkou 91,2 nm nebo kratší. Tyto fotony jsou schopny ionizovat atom vodíku. Přebytečná energie se upotřebí jako kinetická energie elektronu a protonu. Aby docházelo k záření samotných H II oblastí, je nutné, aby se volné elektrony začaly znovu rekombinovat a vytvářet opět atomy vodíku. Elektron však nesekočí na základní nejnižší energetickou hladinu rovnou, nýbrž postupně (kaskádovitý přechod). Při těchto přechodech jsou emitovány fotony s energiemi odpovídajícími danému přechodu, které lze zaznamenat ve spektru daného objektu. Spektrum těchto oblastí je tedy bohaté na čáry HI, čáry [NII] a [OII]. Vyskytuje-li se však uvnitř difuzní mlhoviny velmi horká hvězda, zesílí se ve spektru také čáry [NIII] a [OIII].

Rozložení HII oblastí V Galaxii

Z pozorování ostatních spirálních galaxií lze usuzovat, že se oblasti H II uvnitř naší Galaxie koncentrují především ve spirálních ramenech. Vzhledem k poloze sluneční soustavy v Galaxii a vzhledem k vysoké koncentraci H II oblastí v galaktické rovině je velmi náročné prozkoumávat vzdálenější H II oblasti a přesně určovat jejich vzdálenost. Jedinou přesnou metodou k určení vzdálenosti H II oblastí je metoda spektroskopických paralax. Tato metoda se zakládá na spektrální klasifikaci hvězd v centru H II oblastí. Po určení jejich absolutních hvězdných velikostí lze jednoduše zjistit jejich vzdálenost. Aby byla vzdálenost přesně stanovena, je zapotřebí určit přesnou spektrální klasifikaci, pořídít přesná měření v barvách k určení mezihvězdné extinkce a



Obrázek 2.1: Snímek H II oblasti IC 405. Foto: Robert Gendler

zohlednit přesný vztah mezi spektrálním typem, absolutní hvězdnou velikostí a skutečnou barvou.

Problémem je však určení hvězdy, jejíž vzdálenost bude odpovídat vzdálenosti H II oblasti. Přestože u většiny H II oblastí lze takovou hvězdu rozpoznat, existují nadále i takové H II oblasti, u kterých tuto hvězdu nelze s přesností určit.

Optická pozorování vzdálenějších H II oblastí jsou velmi zatížená mezihvězdnou extinkcí. Ta ale není problémem v oblasti radiového záření. Měření v této oblasti spektra záření bylo objeveno několik velmi vzdálených H II oblastí. Bohužel tyto opticky neviditelné oblasti lze už hůře podrobněji prozkoumávat. Není zde tudíž přímá cesta jak zjistit jejich vzdálenost, jelikož potřebné hvězdy v nich nelze identifikovat. Jedinou metodou jak alespoň přibližně určit jejich vzdálenost, je zjištění jejich radiální rychlosti. Vzdálenost lze poté odvodit z modelu naší Galaxie, kde vystupuje určitý vztah mezi vzdáleností od centra a rotační rychlostí. Avšak vzdálenost zjištěná touto metodou je velmi nepřesná a lze ji považovat pouze za přibližnou vzdálenost.

Molekuly v HII oblastech

Prvními molekulami mezihvězdného prostředí, které byly pozorovány, jsou molekuly H_2 a OH . Kromě těchto molekul byly v H II oblastech zaregistrovány i molekuly H_2O , CO , CN , CS , HCN , H_2CO , CH_3OH a dalších více než padesát molekul. Některé z těchto molekul jsou koncentrovány nebo unikají z malých zhustků uvnitř mlhoviny. Avšak většina těchto molekul je ukryta uvnitř hustých, prachových, tmavých molekulových mračnecích, do kterých ionizující záření obtížně proniká.

2.1.3 Molekulová oblaka

Molekulová oblaka jsou tvořena molekulárním vodíkem, neutrálním vodíkem, heliem, dalšími prvky, které vytváří často složité molekuly, a prachovými zrny. Ta jsou velmi důležitá v udržování nízké teploty uvnitř takovýchto oblaků.

Obří molekulová mračna, ve kterých je obsažena více než polovina mezihvězdné látky, se označují GMC (z anglického názvu Giant Molecular Clouds). Jedná se o objekty s rozměrem asi 160 světelných let, s hmotnostmi od 10^5 do $10^6 M_\odot$, vnitřní teplotou 20 kelvinů a s koncentrací okolo $2 \cdot 10^8$ částic na m^3 . Uvnitř GMC se vyskytují tzv. jádra, která zajišťují svým pohybem vnitřní stabilitu GMC. Tyto zhustky látky jsou relativně teplejší než zbytek GMC. Typická teplota se pohybuje v rozmezí 100 až 200 K.

Detekce GMC se opírá především o pozorování záření molekuly CO , jejíž nejsilnější čára se nachází na dobře detekovatelné vlně 2,6 mm. Kromě molekuly CO existují i další tzv. indikační molekuly, při jejichž přechodech z vyšších energetických stavů na nižší, se emitují fotony z takových oborů spektra, které lze ze Země velmi dobře pozorovat. Mezi takové molekuly patří například CH , OH , CS a C_3H_2 .

Molekulová oblaka jsou známa i jako "hvězdné porodnice," tudíž oblasti, ve kterých vznikají nové hvězdy. Typickým příkladem je Orli mlhovina (M 16).

2.1.4 Planetární mlhoviny

Na rozdíl od GMC, ve kterých mohou nové hvězdy vznikat, jsou planetární mlhoviny společně s pozůstatky po supernovách pouhými odvrženými obálkami zaniknuvších hvězd. Jedná se o izolované mlhoviny, které často vykazují velký stupeň dvoustranné symetrie. Typické koncentrace částic pozorované pro planetární mlhoviny sahají v rozmezí od 10^2 cm^{-3} do 10^4 cm^{-3} a pozorované hmotnosti od $0,1 M_{\odot}$ do $1,0 M_{\odot}$. Poloměr typické planetární mlhoviny dosahuje asi $0,1 \text{ pc}$. Ten se však s časem zvětšuje, mlhovina se totiž rozpíná a to rychlostí několika desítek km/s . Stejně tak jako v případě H II oblasti je viditelné záření těchto mlhovin přetransformovaným UV zářením, které vychází tentokrát z tzv. bílého trpaslíka. Jedná se o elektronově degenerovanou hvězdu s povrchovou teplotou zhruba $5 \cdot 10^4 \text{ K}$, která zbyla z hvězdy původní. Životnost planetárních mlhovin bývá počítána v desítkách tisíc let, což je doba, která je v astronomickém měřítku velmi krátká.

Díky vysokým teplotám centrálních hvězd bývají planetární mlhoviny relativně více ionizovány než H II oblasti. Jejich spektrum nezahrnuje pouze rekombinační čáry H I a He I, ale také čáry He II a zakázané čáry vzniklé srážkovou excitací [N III] a [O III], které jsou mnohem silnější než ty ve spektru difuzních mlhovin. Avšak spektra planetárních mlhovin, jejichž centrální hvězda nemá tak vysokou teplotu, bývají velmi podobná spektrům H II oblastí.

Mnoho planetárních mlhovin bývá pozorováno v blízkých galaxiích, především v Magellanových oblacích a v M 31. Bohužel je jejich svítivost velmi malá oproti H II oblastem, tudíž je nelze studovat do velkých detailů. Avšak díky spektroskopickému měření lze získávat dobré informace o rychlostech, množství prvků a jejich vývoji.



Obrázek 2.2: Snímek planetární mlhoviny NGC 6751 Foto: HST [1]

2.1.5 Zbytky po supernovách

Mnoho nov je obklopeno slabými obálkami s emisním spektrem, bývají to však velmi málo fotoionizované mlhoviny. Mnohem zajímavější jsou emisní mlhoviny, o kterých je známo, že se jedná o zbytky po výbuchu supernovy. Obálka, která byla takto vyvržena, září především v důsledku synchrotronového záření volných elektronů. Ty se spirálovitě pohybují podél siločar magnetického pole, které zůstalo zamrzlé ve vyvrženém, nabitém materiálu.

Existují dva typy zbytků po supernovách: pleriony a klasické typy zbytků. Vzájemně se mimo jiné liší jejich tvarem nebo zdrojem energie. U plerionů se jedná o nepravidelné útvary, které obsahují látku i uvnitř. Často v nich můžeme najít aktivní pulzar, který v podstatě zajišťuje jejich zářivý výkon. Tento typ patří mezi velmi pohledné objekty na obloze, příkladem je známá M 1 v Býkovi. Klasický typ zbytků po supernovách není sice tak nápadný, ale vyznačuje se téměř sférickým tvarem. Uvnitř tohoto zbytku se nachází velmi zředěný plyn. Co se týče zdroje energie, ten poskytuje především kinetická

energie exploze. Rychle se pohybující části mlhoviny se srážejí s okolním mezihvězdným plynem a takto uvolněná energie se přeměňuje v ionizační a tepelnou energii.

2.1.6 Koronální plyn

Neobvyklým typem mezihvězdné látky je tzv. koronální plyn, který se vyznačuje hned dvěma zvláštními vlastnostmi. Teplota koronálního plynu se pohybuje v rozmezí 10^5 - 10^6 K a koncentrace částic je velmi malá: řádově 10^3 částic na m^3 . Jedná se tedy o velmi horký a zároveň velmi řídký plyn. Co se týče jeho vzniku či výskytu, považuje se koronální plyn za produkt supernov. Tento plyn plný ionizovaných atomů je silně ovlivňován magnetickým polem Galaxie, které jej udržuje v pevně vázaných strukturách.

2.1.7 Mezigalaktická látka

Mezigalaktická látka se nachází v prostoru mezi galaxiemi potažmo prostoru mezi kosmickými stěnami. Ze spektroskopických měření kvazarů vyplývá, že v mezigalaktickém prostoru se nachází oblaka ionizovaného hélia. Absorpce v čáře L_α pozorovaná v těchto spektrech poukazuje na to, že světlo z těchto objektů muselo projít několika mezigalaktickými oblaky vodíku. Počet těchto oblaků dovoluje astronomům je nazývat Lymanův les (Lyman forest). Tato mezigalaktická oblaka dodávají čerstvý materiál galaxiím k tvorbě nových hvězd. Pozorování na vodíkové čáře 21 cm ukazují, že i do naší Galaxie padají na kovy chudé oblaky mezigalaktické látky.

Výzkum mezigalaktické látky je velmi přínosný pro kosmologii. Sledováním rudých posuvů a hustoty oblaků mezigalaktické látky lze studovat závislost hustoty na čase od doby, kdy byl vesmír starý pouze 1 miliardu let. Například pro oblaky s rudým posuvem $z = 3,5$ je množství těžších prvků nulové. U oblaků s $z = 3,0-3,5$ už lze zaznamenat čáry kovů, byť jsou velmi slabé. Nárůst obsahu těžších prvků lze vysledovat až u oblaků s rudým posuvem $z = 1,5-3,0$ (Kleczek J., 2002).

Velmi zajímavá jsou rentgenová pozorování observatoře ROSAT. Poukazují na přítomnost velkého množství žhavého plazmatu o teplotě několika desítek milionů kelvinů v prostoru mezi galaxiemi v kupách galaxií. Dokonce byl prokázán prach v mezigalaktické látce nacházející se v materiálu uvnitř kupy galaxií v Coma Berenices a to díky pozorování ISO.

2.2 Mezhvězdný prach

Prachové částice jsou složeny zejména ze silikátů, amorfního uhlíku a dále z polycyklických uhlovodíků, křemičitanů, grafitu a vodního ledu. Překvapivým faktem je výskyt grafitu. Ten byl zjištěn především díky maximu extinkce pro vlnovou délku 218 nm. Vodní led však není běžnou součástí mezhvězdného prachu, lze jej nalézt především ve velmi hustých molekulových oblacích.

Zajímavou skutečností je, že světlo procházející prachovými oblaky je mírně polarizované. To svědčí o tom, že částičky jsou v prostoru uspořádány tak, že jejich delší osa svírá pravý úhel se siločarami magnetického pole, které se rozprostírá po celé Galaxii.

Prachové částičky nevznikají, jak by se mohlo zdát, samovolnou kondenzací ve volném prostoru, ale v atmosférách chladných obřích hvězd spektrálních typů M a uhlíkových hvězd typu C. Tyto částičky jsou poté vymetány do okolního prostoru díky hvězdnému větru. Jiným možným zdrojem jsou pak výbuchy supernov.

2.2.1 Oblaka prachu

Rozložení mezhvězdného prachu v prostoru nelze považovat za rovnoměrné. V první řadě prach společně s mezhvězdnou látkou vytváří určité shluky o hmotnosti několika stovek Sluncí a rozměrů řádově v desítkách světelných roků. Ty nejmenší však mají v průměru jen asi 1 pc a hmotnost až 1000 Sluncí (tyto objekty jsou označovány jako Bokovy globule). Co se týče samotného rozložení v Galaxii či jiných spirálních galaxií, prašná oblaka

se nacházejí především v rovině galaktického disku, konkrétněji v blízkosti spirálních ramen.

Prachová oblaka lze pozorovat v mnoha spektrálních oborech. Nejvhodnějším ke studiu rozložení prachu v Galaxii jsou infračervená pozorování. Jako první provedla kompletní přehlídku oblohy družice IRAS - InfraRed Astronomical Satellite. Jiným zajímavým způsobem pozorování mezihvězdného prachu jsou rádiová pozorování. Tímto způsobem již bylo objeveno více než 50 různých molekul. Pro pozorovatele ve viditelném oboru spektra jsou prachové oblasti známé především jako reflexní mlhoviny (v případě, že se v blízkosti mlhoviny nacházejí hvězdy, které tento objekt osvětlují) a nebo také jako temné (absorpční) mlhoviny, které výrazně zeslabují světlo vzdálenějších objektů (příkladem je Uhelný pytel na jižní obloze).



Obrázek 2.3: Snímek prachového oblaku NGC 6726 Foto: Robert Gendler

Kapitola 3

Studium mezihvězdné látky

V následující kapitole bylo čerpáno z těchto zdrojů: Mikulášek Z., Krtička J., 2005; Dyson J. E., Williams D.A., 1997 a Osterbrock D. E, 1989.

3.1 Spektra a spektrální čáry

Spektrum elektromagnetického záření v sobě obsahuje všechny možné vlnové délky elektromagnetického záření, od rádiového záření, přes viditelné až po gama záření. Ve spektroskopii se často setkáváme se spektrálními čarami, ať už emisními či absorpčními. Pro pochopení dějů, které jsou schovány za vznikem těchto čar, je vhodné si vytvořit jednoduchý přehled typů interakcí mezi atomem a fotonem.

3.1.1 Interakce atomu s fotonem

Při zkoumání interakce mezi atomem a fotonem je důležité si uvědomit především tyto dva základní fakty: energetické hladiny atomu jsou kvantovány a stále zde platí všudypřítomné zákony zachování energie a hybnosti. Děje, které probíhají mezi atomem a fotonem lze rozdělit do čtyř základních typů: vázaně-vázané, vázaně-volné, volně-vázané a volně-volné.

Vázaně - vázané přechody

Vázaně-vázané přechody se odehrávají uvnitř atomu, kdy je atom buď excitován na vyšší energetickou hladinu, či deexcitován na nižší hladinu. K tomu aby byl atom excitován může dojít dvojným způsobem. Jedná se buď o nepružnou srážku atomu s jinou částicí nebo absorpci fotonu o vlnové délce, která odpovídá rozdílu energií jednotlivých energetických hladin, mezi kterými k přechodu došlo. Opačným procesem je deexcitace. Ta může být tzv. srážková, kdy dojde k superpružné srážce s jinou částicí, nebo zářivá, kdy je při deexcitaci vyzářen foton o vlnové délce, která odpovídá rozdílu energií jednotlivých hladin.

Vázaně - volné přechody

Při vázaně-volném přechodu opouští elektron atom. Tento děj je stejně jak v předchozím případě důsledkem buď nepružné srážky či absorpci fotonu o energii rovné či vyšší než je příslušná ionizační energie. Děj se tedy označuje za ionizaci, v prvním případě za srážkovou ionizaci a v případě druhém za fotoionizaci.

Volně - vázané přechody

Volně-vázané přechody jsou v podstatě opakem přechodů vázaně-volných, kdy je volný elektron zachycen iontem a znovu usazen na některou z energetických hladin. Tento proces se nazývá rekombinací a může k němu dojít opět dvěma způsoby. Při tzv. zářivé rekombinaci je emitován do prostoru foton, jehož vlnová délka odpovídá rozdílu původní kinetické energie elektronu a energií stavu, do kterého se elektron rekombinací dostane. Druhou možností je tzv. tříčásticová rekombinace, při které se do srážky kromě iontu a elektronu zapojí i jiná částice odnášející zbytek energie.

Volně - volné přechody

Příkladem platnosti zákona zachování energie a hybnosti jsou volně-volné přechody. Zde volný elektron emituje (či absorbuje) foton o energii, o kterou se sníží (respektive zvýší) kinetická energie elektronu. Tento proces probíhá pouze při těsném průletu kolem iontu, který na sebe přenesou část energie a hybnosti fotonu.

Jak již bylo zmíněno v předchozím textu, v mezihvězdném prostředí lze nalézt i molekuly, u kterých lze zaznamenat i jiné přechody – přechody mezi rotačními a vibračními stavy. Ty jsou také kvantovány a při přechodu z vyšší na nižší energetickou hladinu se opět emituje foton. Při přechodech mezi rotačními stavy se obvykle emitují fotony mikrovlnného záření a při přechodech mezi vibračními stavy se emitují fotony blízké infračervené oblasti.

3.1.2 Profily spektrálních čar - základní parametry

Z předchozího textu vyplývá, že při vázaně-vázaných přechodech mají fotony, které jsou buď emitovány nebo absorbovány, takovou vlnovou délku, která odpovídá přesně energii mezi jednotlivými energetickými hladinami, mezi kterými k přechodu dochází. To by však znamenalo, že se ve spektrech nachází ostré spektrální čáry odpovídající jednotlivým přechodům. Avšak při detailním pohledu na spektrální čáru lze zjistit, že čára není dokonale ostrá, ale je "rozšířená". Hovoří se o tzv. profilu spektrální čáry. Pro jednoduchý popis využíváme termíny jako jádro čáry (centrální část) a křídla čáry.

Pro popis profilu spektrální čáry se využívá představy emitujícího atomu jako téměř harmonického oscilátoru, který je však mírně tlumený jeho interakcí s emitujícím zářením. Touto úvahou lze dospět k tzv Lorentzovu profilu, který lze popsat

$$I(\nu) \propto \frac{1}{(\nu - \nu_0)^2 + (\frac{\gamma}{4\pi})^2} , \quad (3.1)$$

kde I je intenzita záření, ν_0 je frekvence středu čáry a γ je šířka profilu čáry (Dyson J. E., Williams D.A., 1997).

Profil mezihvězdné absorpční čáry je většinou kombinací právě Lorentzova profilu a případně několika Gaussových profilů (funkcí). Přesné počítání je velmi obtížné, ale lze vypočítat tzv. ekvivalentní šířku čáry, která je definována jako plocha spektrální čáry udávaná v jednotkách vlnové délky.

3.1.3 Mechanismy rozšíření spektrálních čar

Rozšíření tlakem

S rostoucím tlakem roste i četnost a intenzita nepružných srážek odehrávajících se v mezihvězdném prostředí. A právě tyto srážky ovlivňují dobu, po kterou atom setrvává v excitovaném stavu. Podle Heisenbergovy relace neurčitostí mezi touto dobou τ a neurčitostí energie ΔE :

$$\Delta E \cdot \tau = h , \quad (3.2)$$

platí, že čím kratší bude doba τ , tím větší musí být ona neurčitost energie. Toto "rozmazání" se projevuje jako rozšíření spektrálních čar tlakem.

Toto rozšíření však obvykle nehraje důležitou roli v mezihvězdném prostředí, jelikož hustota bývá v těchto oblastech velmi malá a tudíž ke srážkám příliš často nedochází.

Rozšíření Dopplerovým jevem

Pohybuje-li se zdroj elektromagnetického záření o frekvenci ν_0 vůči pozorovateli určitou radiální rychlostí v_r , pak se díky Dopplerovu jevu posune naměřená frekvence o $\Delta\nu$:

$$\Delta\nu = \nu_0 \frac{v_r}{c} , \quad (3.3)$$

kde c je rychlost světla. K Dopplerovu posuvu nemusí docházet jen v případě pohybujícího se zdroje jako celku (například hvězdy), ale také díky samotnému pohybu materiálu v důsledku turbulentních pohybů určitého objemu plynu. S Dopplerovým posunem se můžeme setkat i v případě rotujících hvězd, rozpínajících se obálek hvězd či jako důsledek mikroskopických tepelných pohybů iontů.

Profil spektrální čáry rozšířené Dopplerovým jevem v důsledku tepelného pohybu lze nejlépe popsat tzv. Gaussovou funkcí

$$I(\nu) \propto \exp\left[-\frac{(\Delta\nu)^2}{2\delta^2}\right], \quad (3.4)$$

$$\delta^2 = \frac{\nu_0^2 kT}{Mc^2}, \quad (3.5)$$

kde δ je pološířka křivky, M je hmotnost atomu a T je teplota.

3.2 Mezhvězdná extinkce

Při pohledu na noční oblohu, na místa, která jsou na hvězdy bohatá (například na Mléčnou dráhu) si nelze nevšimnout tmavých míst, ve kterých žádné hvězdy na první pohled nejsou. Možným vysvětlením je, že se v daných místech opravdu hvězdy nenacházejí a nebo, což je mnohem pravděpodobnější, že je světlo vzdálenějších hvězd zeslabeno. Takový jev se nazývá mezhvězdná extinkce a projevuje se díky mezhvězdnému prostředí mezi pozorovaným objektem a pozorovatelem.

Mezhvězdná extinkce závisí na tzv. optické tloušťce τ

$$I = I_0 \exp(-\tau), \quad (3.6)$$

kde I_0 je počáteční hustota zářivého toku a I je pozorovaná hustota zářivého toku. Rozeznáváme opticky tenké vrstvy, je-li $\tau < 1$, a opticky tlusté vrstvy, je-li $\tau > 1$. Jestliže se extinkční vlastnosti částic ve sledované vrstvě nemění, lze optickou tloušťku zapsat vztahem:

$$\tau = \sigma \cdot N, \quad (3.7)$$

kde σ je účinný průřez a N je počet částic vyskytujících se ve sloupci o základně 1 m^2 a výšce s , který se nachází ve směru pozorování. Jestliže je zároveň i rozložení rozptylujících částic ve směru paprsku rovnoměrné, lze psát optickou hloubku jako

$$\tau = (\sigma \cdot n) \cdot s , \quad (3.8)$$

kde n je koncentrace částic. Pro tento zjednodušený případ tedy platí, že optická tloušťka je úměrná vzdálenosti objektu (výšce sloupce s).

S mezihvězdnou extinkcí se musí počítat i při využívání známého vztahu:

$$m = M + 5 \log(r) - 5 + A , \quad (3.9)$$

kde m je pozorovaná hvězdná velikost hvězdy o absolutní hvězdné velikosti M (v daném spektrálním oboru), ve vzdálenosti r . A je tedy přírůstkem hvězdné velikosti daný vztahem:

$$A = -2,5 \log\left(\frac{I}{I_0}\right) , \quad (3.10)$$

$$A = (2,5 \log e) \tau , \quad (3.11)$$

$$A = 1,086 \tau . \quad (3.12)$$

Z pozorování však víme, že velikost mezihvězdné extinkce závisí na vlnové délce λ . Z tohoto faktu lze usuzovat, že účinný průřez rozptylujících částic $\sigma(\lambda)$ je od geometrického průřezu S odlišný. Lze tudíž předpokládat vztah

$$\sigma(\lambda) = f(\lambda) \cdot S . \quad (3.13)$$

To, jaký tvar bude funkce $f(\lambda)$ mít, závisí na mechanismu extinkce. Rozeznáváme tři základní mechanismy: Thomsonův rozptyl, Rayleighův rozptyl a Mieův rozptyl.

Thomsonův rozptyl

Jedná se o rozptyl na volných elektronech. V tomto případě má funkce $f(\lambda)$ jednoduchý tvar – jedná se o konstantu, jelikož rozptylující částice jsou mnohem menší než vlnová délka prostupujícího záření, a tudíž velikost extinkce v tomto případě závislá na vlnové délce není.

Rayleighův rozptyl

Rayleighův rozptyl se uplatňuje v případě, že rozptylujícími částicemi jsou shluky molekul, jejichž velikost je už srovnatelná s vlnovou délkou záření, které daným prostředím prochází. V tomto případě platí, že

$$f(\lambda) \sim \lambda^{-4} . \quad (3.14)$$

Mieův rozptyl

Mieův rozptyl nastává pro částice mezihvězdného prachu, kde pro viditelný obor spektra platí

$$f(\lambda) \sim \lambda^{-1} . \quad (3.15)$$



Obrázek 3.1: Snímek mlhoviny IC 1396 Foto: Robert Gendler

Kapitola 4

Zpracování spektra hvězdy

HD 36841

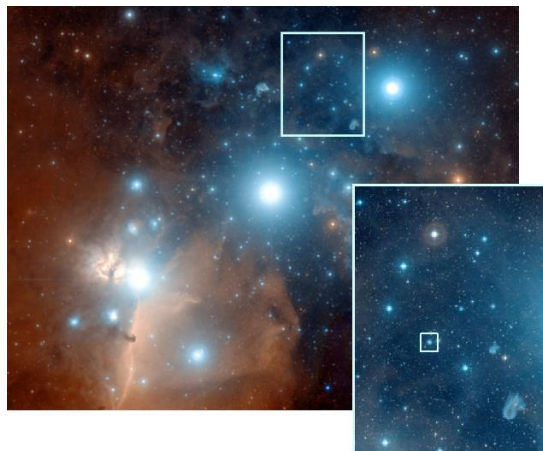
Tato kapitola je věnována zpracování spektra hvězdy HD 36841. V prvním kroku je potřeba identifikovat absorpční čáry, které přísluší mezihvězdnému materiálu. Kromě čar, které vznikly v atmosféře hvězdy HD 36841, se ve spektru nacházejí i úzké a poměrně hluboké čáry, jejichž původ je v mezihvězdném prostředí. Tyto čáry dokáží prozradit mnohé o daném prostředí, které se nachází na spojnici pozorovatel a HD 36841. Nejenže si lze vytvořit (alespoň přibližnou) představu o složení mezihvězdné látky, ale také lze zjistit radiální rychlosti daného mezihvězdného oblaku (resp. oblaků). Důležité je však zmínit, že výčet prvků, který na základě identifikace čar lze pořídit, nemusí odpovídat reálnému složení. To, že čáry některého prvku nebyly identifikovány, neznamená, že se prvek v daném prostředí nenachází.

Abychom byli schopni zjistit radiální rychlosti k příslušným čarám, je nutné přesně zjistit střed pozorované čáry a porovnat jej s laboratorně určeným středem. Pomůže nám k tomu fitování spektrálních čar. Některé z čar bude stačit fitovat Gaussovým profilem, jiné čáry je pro přesnost fitovat složitější funkcí (viz podkapitola 5.3.). Výpočet radiálních rychlostí je pak triviální. Velmi zajímavé pak bude porovnání s výsledky publikovanými v článku Cartledge a kol., 2004 a v článku Savage a kol., 2001.

Spektrum, které bylo během této práce zpracováno, bylo pořízeno pomocí spektrografu STIS umístěném na HST dne 23.11.2000. Při snímání spektra (expoziční doba trvala 1440 s) byl použit filtr E140M. Kalibrované spektrum bylo staženo ze stránky poskytující takováto spektra [2]. Samotný spektrograf STIS byl instalován na HST dne 14.2.1997 na místo spektrografu GHRS. Do roku 2004 nasnímal mnoho spekter z UV i vizuální oblasti, která přinesla vědcům mnoho důležitých dat [4].

4.1 Hvězda HD 36841 a její okolí

Hvězda HD 36841 se nachází v souhvězdí Oriona, konkrétněji v oblasti tzv. Orionova pásu (viz obrázek 4.1 – identifikace pomocí Simbad). Jak je i laikům známo, v oblasti nejen Orionova pásu, ale také potažmo v celé oblasti souhvězdí Orion, se nachází rozsáhlé H II oblasti. I na klasických snímcích lze rozpoznat komplikovanou strukturu těchto oblastí a proto by případné nalezení několika oblaků, pohybujících se různou radiální rychlostí ve směru hvězdy HD 36841, nemělo být nijak překvapující. Hvězdu HD 36841 sice pouhým okem neuvidíme (vizuální hvězdná velikost je 8,59 mag), ale s pomocí i malého dalekohledu ji lehce rozpoznáme.



Obrázek 4.1: Snímek Orionova pásu, ve výřezu se nachází hvězda HD 36841.
Foto: Robert Gendler

Samotná hvězda je řazena do spektrálního typu O8 (Harvardská klasifikace, při jejímž rozšíření byl vytvořen i půl miliónů hvězd obsahující HD katalog). Samotné označení spektrálního typu O nese v sobě informaci nejen o efektivní teplotě hvězdy (ta je pro hvězdy tohoto typu zhruba 30 000 K – 40 000 K), ale především také informaci o jejím spektru. Ve viditelné oblasti zde můžeme nalézt čáry H I, He I, He II, O III, N III, C III nebo Si IV.

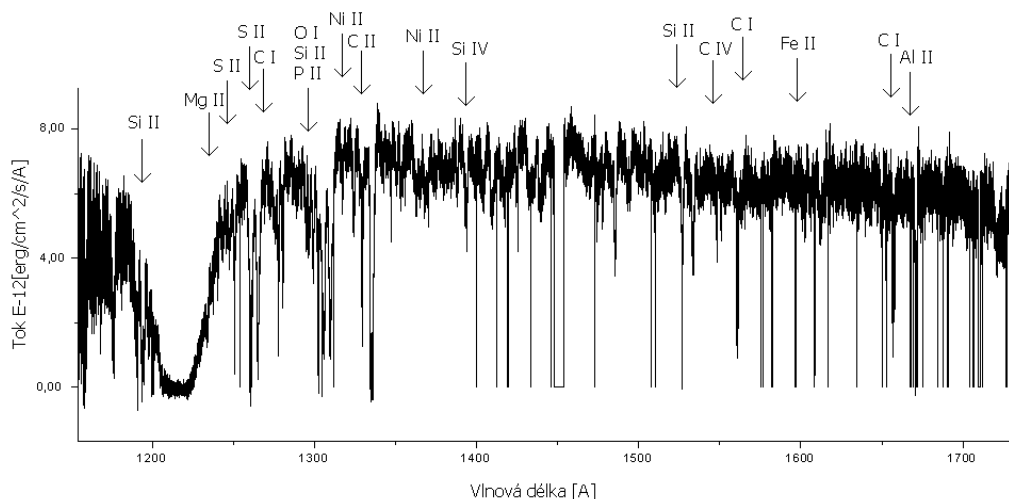
Další zajímavé vlastnosti jsou shrnuty v následující tabulce 4.2.

RA	$05^h 34^m 33,72^s$
DE	$-00^\circ 23' 11,49''$
π	0,84 mas
R	$3,6 R_\odot$
m	8,59 mag
M	-1,79 mag
d	1190,5 pc
pmRA	-1,14 mas/yr
pmDE	0,73 mas/yr
SpT	O8

Tabulka 4.1: Charakteristiky hvězdy HD 36841 (zdroj: [5] a [6])

RA je rektascenze, DE je deklinace, π je paralaxa, R je poloměr udávaný v poloměrech Slunce, m je vizuální hvězdná velikost, M je absolutní hvězdná velikost, pmRA (resp. pmDE) je vlastní pohyb v rektascenzi (resp. deklinaci), d je vzdálenost a SpT je spektrální typ (zdroj: Catalogue of Stellar Diameters (CADARS), [5] a [6]).

4.2 Identifikace spektrálních čar



Obrázek 4.2: Spektrum hvězdy HD 36841 s označením některých identifikovaných čar.

Absorpční spektrální čáry, které chceme identifikovat, vznikly v mezihvězdném prostředí absorpcí fotonů určitých vlnových délek. Atomy resp. ionty jednotlivých prvků jsou však schopny absorbovat fotony jen o určitých hodnotách vlnových délek. Tento fakt souvisí s přechody mezi energetickými hladinami atomu, které byly podrobněji popsány v podkapitole 3.1 Spektra a spektrální čáry. Abychom byli schopni identifikovat jednotlivé čáry, musíme znát jejich laboratorní vlnovou délku (λ_0). V některých případech nemusí být identifikace čáry určitého prvku zcela jistá. Také lze zaměnit hvězdnou spektrální čáru s čarou vzniklou v mezihvězdném prostředí, avšak pomocí dalších výpočtů lze identifikaci zpřesnit.

Ve spektru hvězdy HD 36841 jsem identifikovala čáry uvedené v následující tabulce 4.2.

Iont	λ [Å]	Iont	λ [Å]	Iont	λ [Å]
C I	1656,93	Mg II	1239,93	Si IV	1393,76
C I	1560,31	Mg II	1240,39	P II	1301,9
C I	1277,21	Si II	1533,43	S II	1259,5
C II	1334,53	Si II	1526,71	S II	1253,8
C II	1335,71	Si II	1304,42	S II	1250,6
C IV	1548,19	Si II	1193,29	Fe II	1608,45
C IV	1550,76	Si II	1260,42	Ni II	1317,22
O I	1302,17	Si II	1264,74	Ni II	1370,13
Al II	1670,74	Si II	1190,42		

Tabulka 4.2: Identifikované absorpční čáry příslušných iontů.

Při první identifikaci jsem určila i následující čáry: N I (1199,9), P II (1154,8), P II (1532,5). Ty jsem však po konzultaci jako identifikované čáry mezihvězdného prostředí zamítla, protože se ve většině případů jednalo o chybnou identifikaci. Při identifikaci jsem převzala hodnoty laboratorních vlnových délek z *Astrophysical Quantities*, Cox A. N., 2000.

4.3 Fitování spektrálních čar

Pro odvození funkce vhodné pro fitování čar vyjdeme ze vztahu

$$\tau = \int_0^{s_0} n\sigma ds, \quad (4.1)$$

kde σ je účinný průřez odpovídající absorpci v dané čáře, τ je optická tloušťka a n je koncentrace částic (viz podkapitola 3.2 Mezihvězdná extinkce). Předpokládáme-li, že účinný průřez je (dle *Radiative Transfer in Stellar Atmospheres*, Rutten R. J., 2003):

$$\sigma = \frac{\pi e^2}{m_e c} \cdot f \cdot \Phi_\lambda, \quad (4.2)$$

kde m_e je hmotnost elektronu, e je elementární náboj, Φ_λ je Gaussův profil a f je síla oscilátoru, kterou lze vypočítat pomocí kvantové mechaniky. Dosazením výše uvedeného vztahu 4.2 do vztahu 4.1 dostáváme:

$$\tau_\lambda = \frac{\pi e^2}{m_e c} \cdot f \cdot \Phi_\lambda \cdot \int_0^{s_o} n ds . \quad (4.3)$$

Tento vztah lze dosadit do rovnice 3.6 pro relativní tok, čímž získáváme fitovací funkci

$$I = I_0 \exp\left[-A \exp\left(-\frac{\Delta\lambda^2}{2w^2}\right)\right] , \quad (4.4)$$

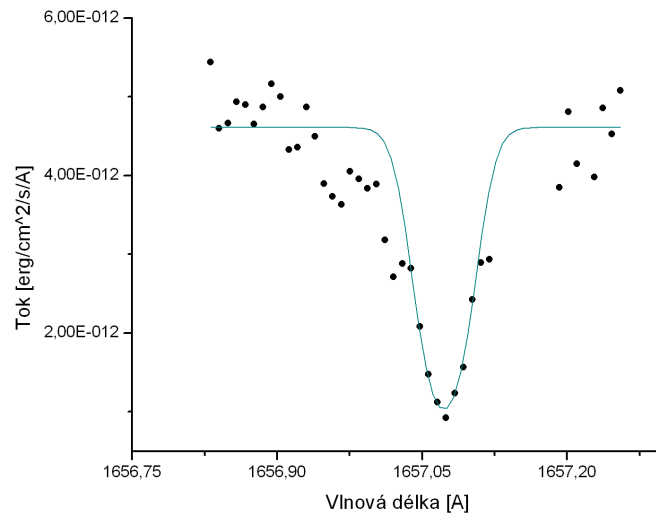
přičemž w je pološířka křivky a parametr

$$A = \frac{\pi e^2}{m_e c} \cdot f \cdot \int_0^{s_o} n ds . \quad (4.5)$$

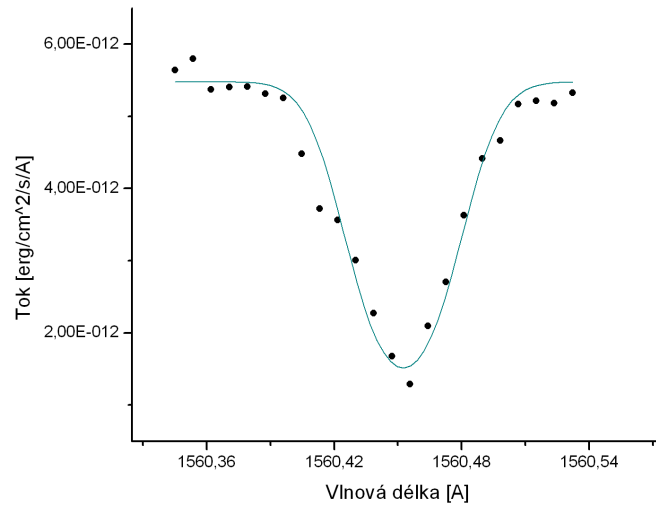
Při podrobném pohledu na identifikované spektrální čáry je patrné, že některé z čar jsou saturované. Tyto čáry lze velmi dobře funkcí 4.1 fitovat, avšak u čar, které saturovány nejsou, by stačilo využít fitování pouze Gaussovým profilem, který je limitou již zmíněné funkce (pro $\tau \ll 1$). Ale pro přehlednost jsem identifikované spektrální čáry fitovala funkcí 4.1. Na obrázcích 4.3 - 4.28 jsou porovnána data (body) s proloženou funkcí (plná čára). Shrnutí výsledků je v tabulce 4.3.

Iont	λ_0 [Å]	$\Delta\lambda$ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	A	δ_A	w [Å]	δ_w [Å]
C I	1656,93	0,143	0,0035	1,49	0,03	0,023	0,006
C I	1560,31	0,143	0,0009	1,29	0,02	0,021	0,003
C I	1277,21	0,173	0,0012	1,53	0,02	0,028	0,003
C II	1334,53	0,060	0,0044	11,41	0,18	0,105	0,017
C II	1335,71	0,055	0,0033	7,13	0,05	0,055	0,002
C IV	1548,19	0,071	0,0043	0,45	0,01	0,089	0,018
C IV	1550,76	-0,054	0,0192	0,16	0,01	0,308	0,023
O I	1302,17	0,091	0,0011	5,45	0,03	0,063	0,002
Al II	1670,74	0,153	0,0020	3,79	0,02	0,066	0,004
Mg II	1239,93	0,108	0,0013	0,42	0,01	0,022	0,003
Mg II	1240,39	0,122	0,0008	0,30	0,01	0,010	0,002
Si II	1533,43	0,091	0,0119	0,42	0,03	0,600	0,040
Si II	1526,71	0,097	0,0024	4,15	0,03	0,079	0,005
Si II	1304,42	0,090	0,0017	6,06	0,05	0,049	0,004
Si II	1264,74	0,169	0,0130	2,41	0,04	0,371	0,018
Si II	1260,42	0,170	0,0141	1,75	0,03	0,491	0,017
Si II	1193,29	0,062	0,0042	3,36	0,03	0,130	0,010
Si II	1190,42	0,058	0,0039	3,56	0,04	0,066	0,007
Si IV	1393,76	-0,053	0,0128	0,17	0,01	0,239	0,020
P II	1301,9	0,097	0,0014	0,38	0,01	0,022	0,004
S II	1259,5	0,099	0,0016	4,21	0,02	0,047	0,002
S II	1253,8	0,110	0,0021	2,68	0,02	0,056	0,004
S II	1250,6	0,093	0,0022	1,86	0,02	0,031	0,004
Fe II	1608,45	0,145	0,0026	1,90	0,03	0,034	0,005
Ni II	1317,22	0,124	0,0034	0,17	0,01	0,032	0,003
Ni II	1370,13	0,138	0,0037	0,23	0,01	0,024	0,010

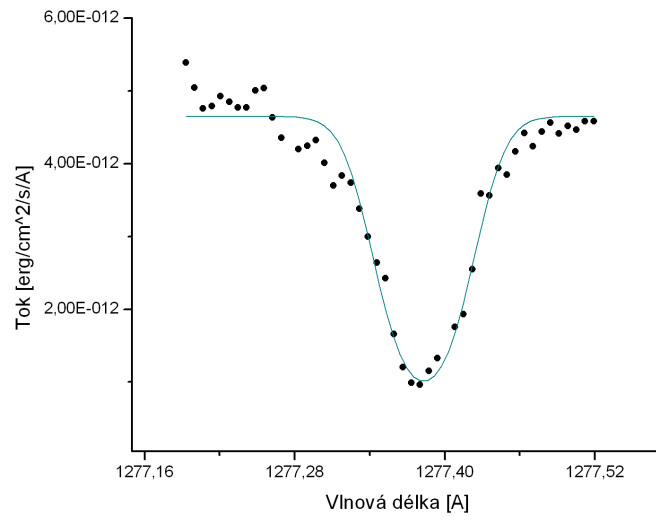
Tabulka 4.3: Odvozené parametry identifikovaných spektrálních čar. $\delta_{\Delta\lambda}$, δ_A a δ_w jsou nejistoty příslušných parametrů.



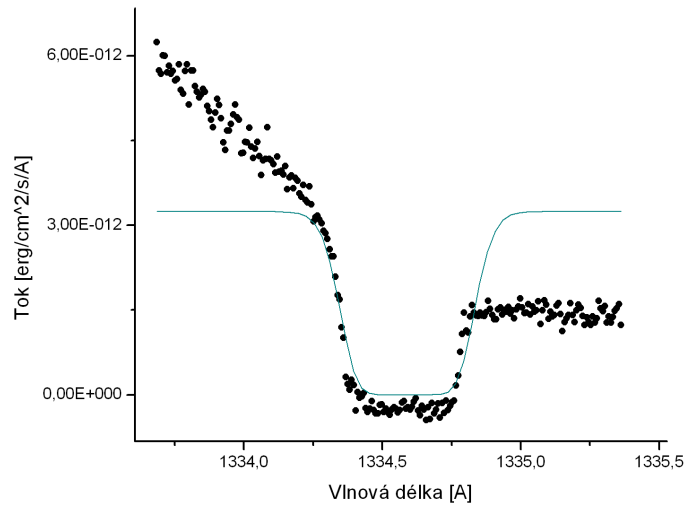
Obrázek 4.3: C I $\lambda_0 = 1656,93 \text{ \AA}$



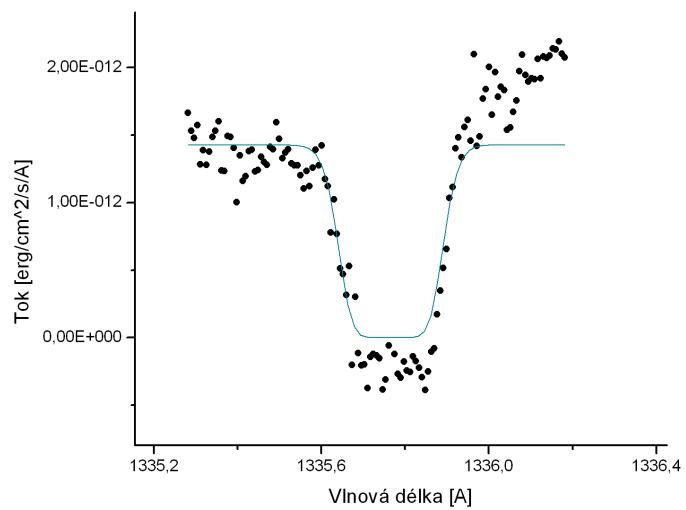
Obrázek 4.4: C I $\lambda_0 = 1560,31 \text{ \AA}$



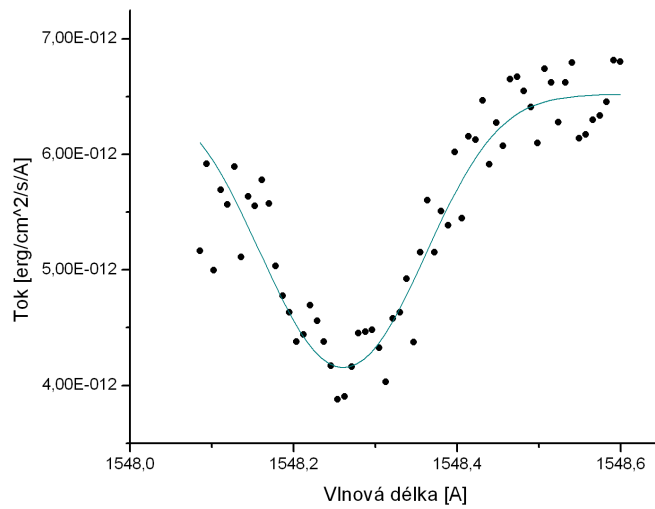
Obrázek 4.5: C I $\lambda_0 = 1277,21 \text{ \AA}$



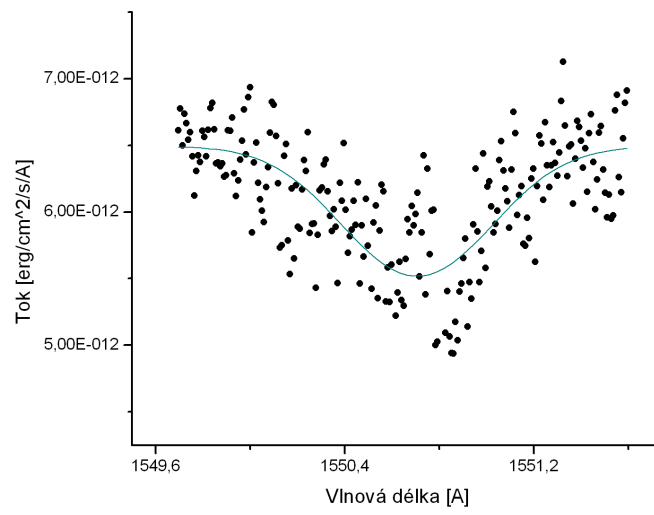
Obrázek 4.6: C II $\lambda_0 = 1334,53 \text{ \AA}$



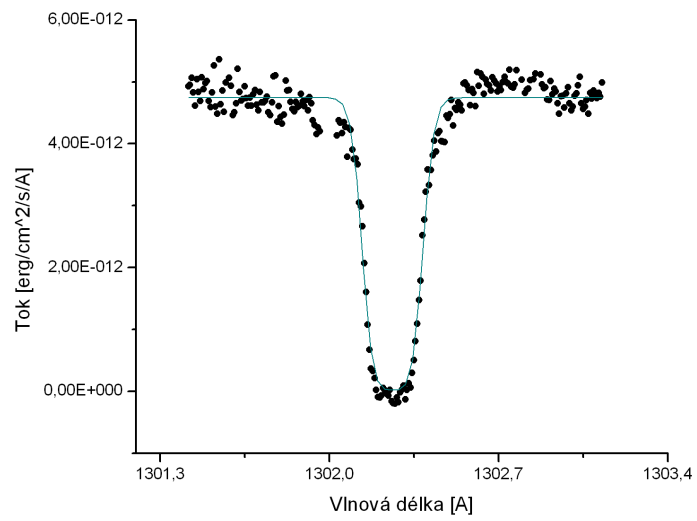
Obrázek 4.7: C II $\lambda_0 = 1335,71 \text{ \AA}$



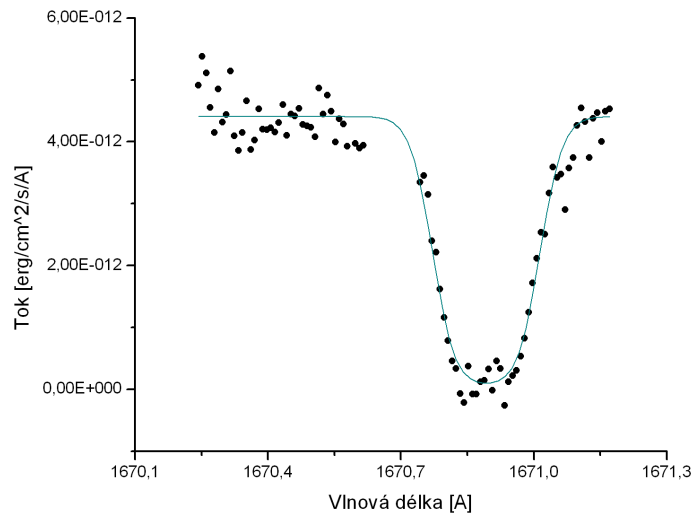
Obrázek 4.8: C IV $\lambda_0 = 1548,19 \text{ \AA}$



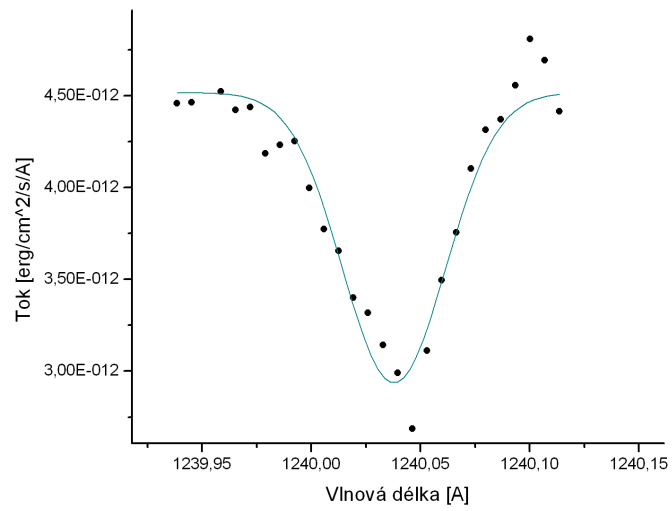
Obrázek 4.9: C IV $\lambda_0 = 1550,76 \text{ \AA}$



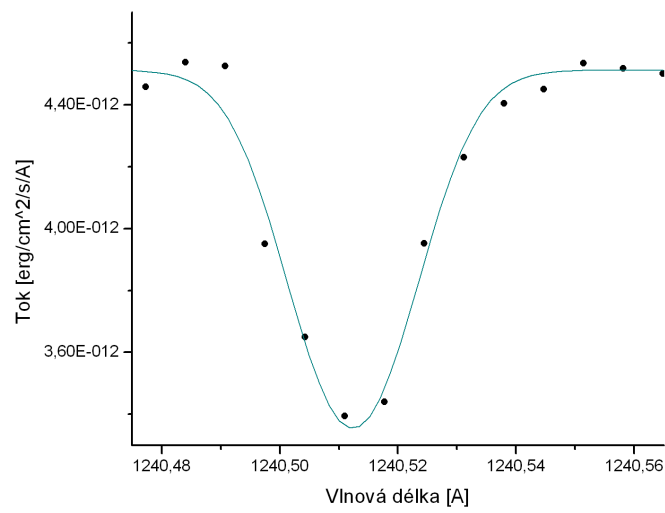
Obrázek 4.10: O I $\lambda_0 = 1302,17 \text{ \AA}$



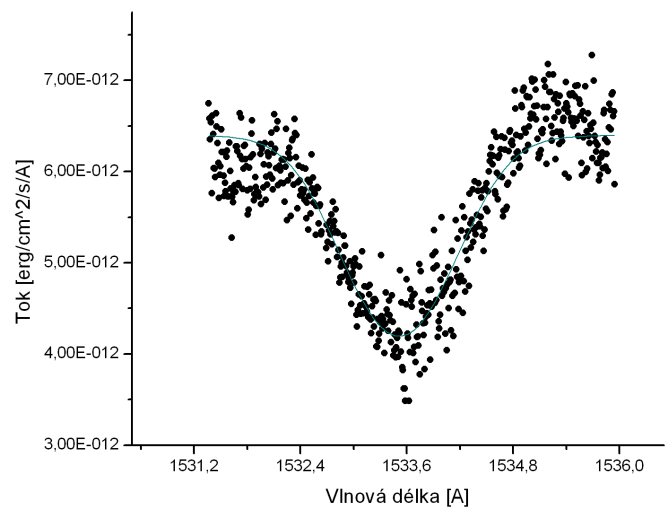
Obrázek 4.11: Al II $\lambda_0 = 1670,74 \text{ \AA}$



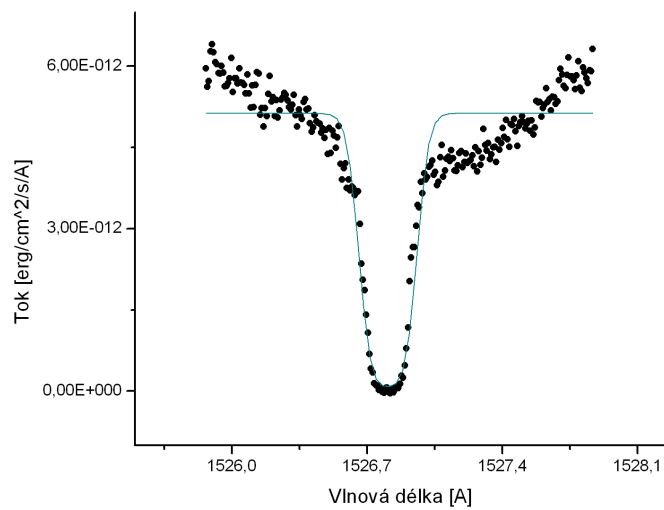
Obrázek 4.12: Mg II $\lambda_0 = 1239,93 \text{ \AA}$



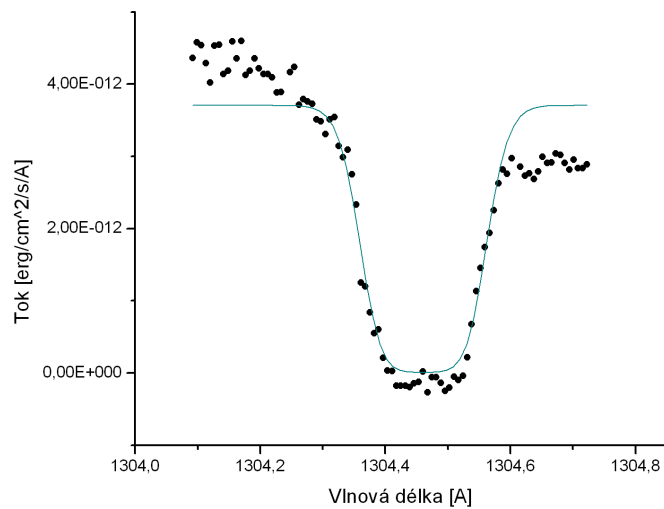
Obrázek 4.13: Mg II $\lambda_0 = 1240,39 \text{ \AA}$



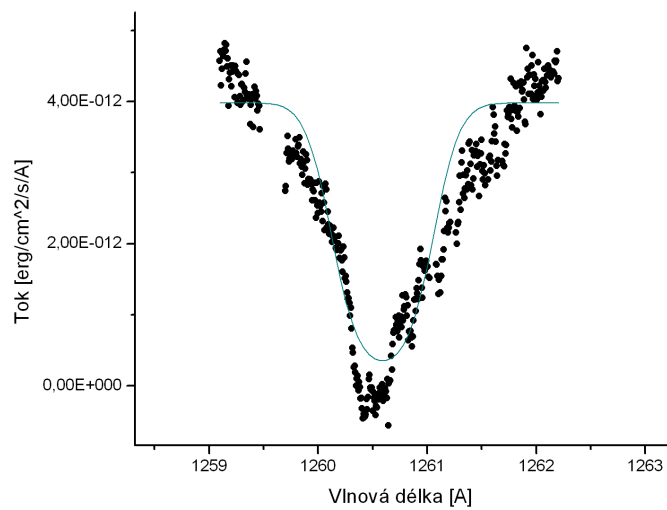
Obrázek 4.14: Si II $\lambda_0 = 1533,43 \text{ \AA}$



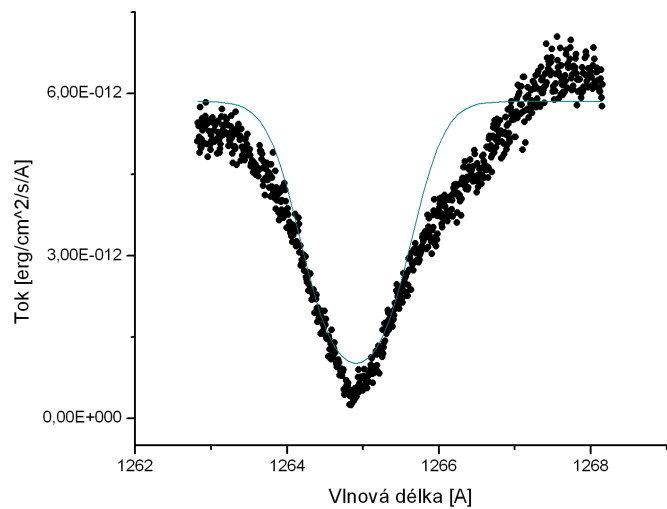
Obrázek 4.15: Si II $\lambda_0 = 1526,71 \text{ \AA}$



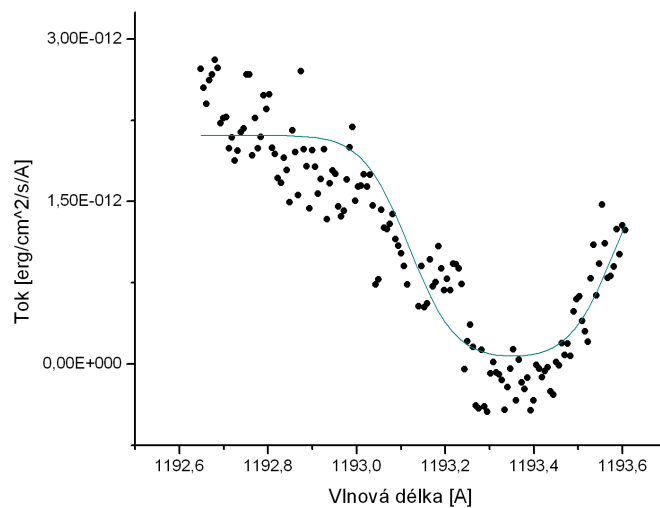
Obrázek 4.16: Si II $\lambda_0 = 1304,42 \text{ \AA}$



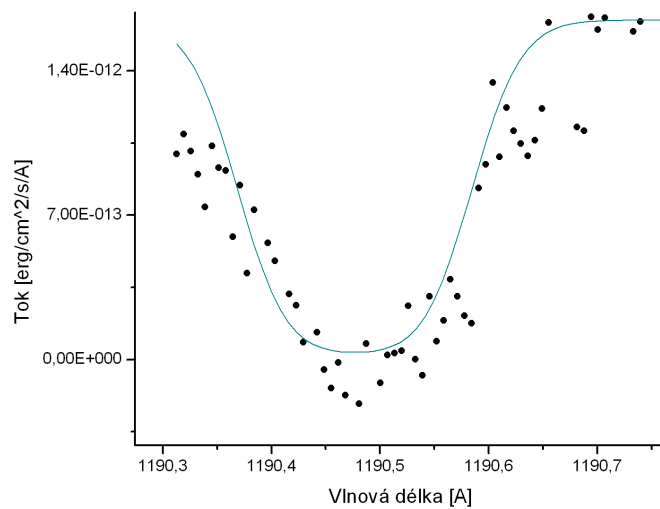
Obrázek 4.17: Si II $\lambda_0 = 1260,42 \text{ \AA}$



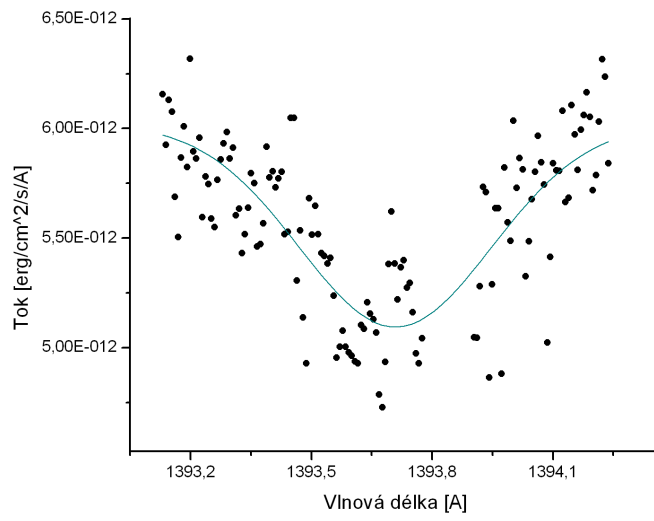
Obrázek 4.18: Si II $\lambda_0 = 1264,74 \text{ \AA}$



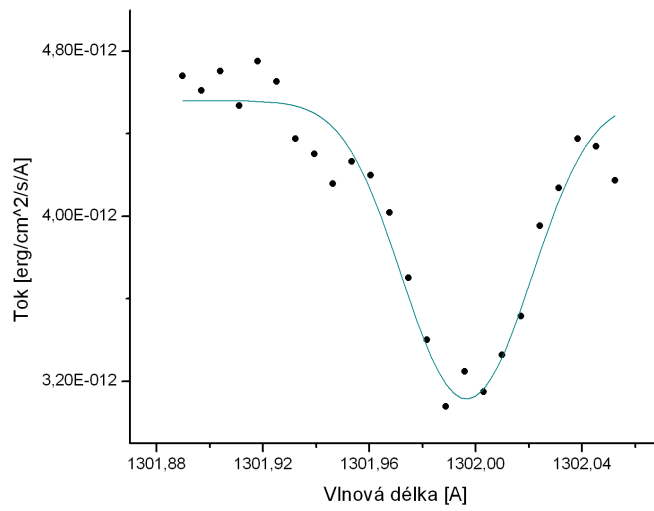
Obrázek 4.19: Si II $\lambda_0 = 1193,29 \text{ \AA}$



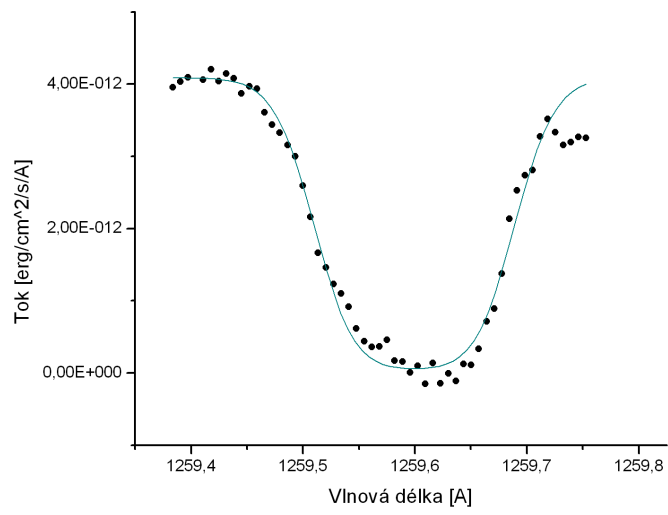
Obrázek 4.20: Si II $\lambda_0 = 1190,42 \text{ \AA}$



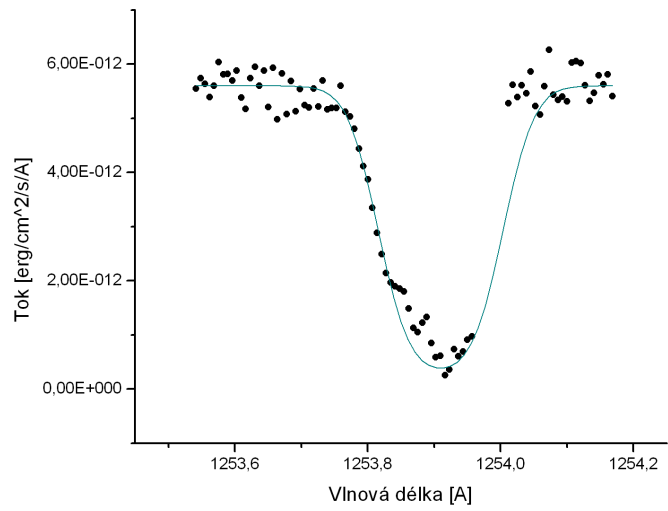
Obrázek 4.21: Si IV $\lambda_0 = 1393,76 \text{ \AA}$



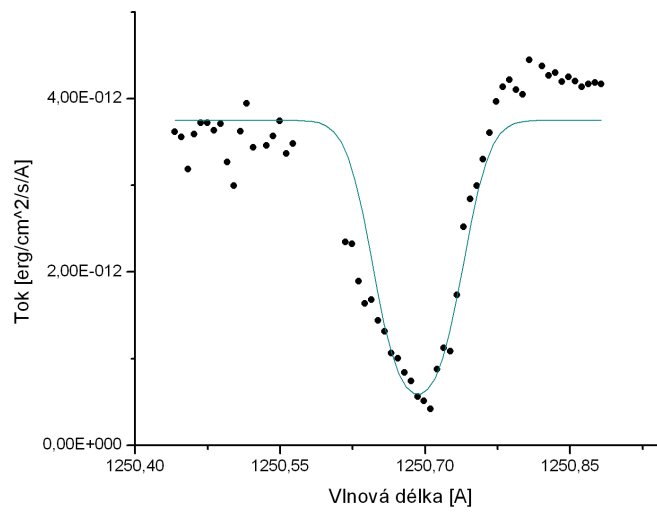
Obrázek 4.22: Si II $\lambda_0 = 1301,9 \text{ \AA}$



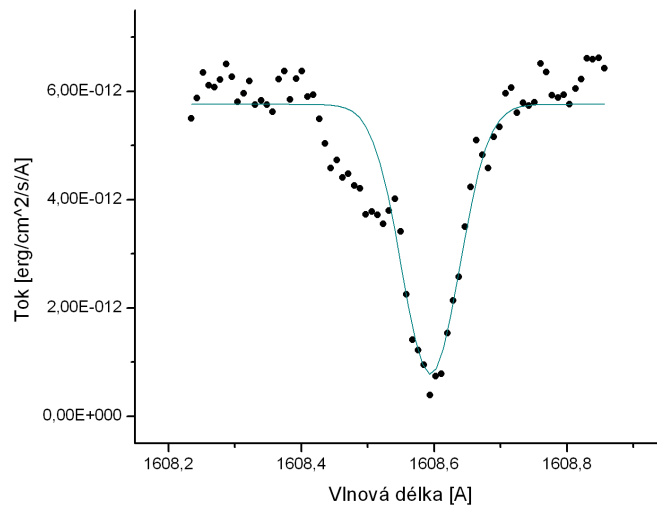
Obrázek 4.23: S II $\lambda_0 = 1259,5 \text{ \AA}$



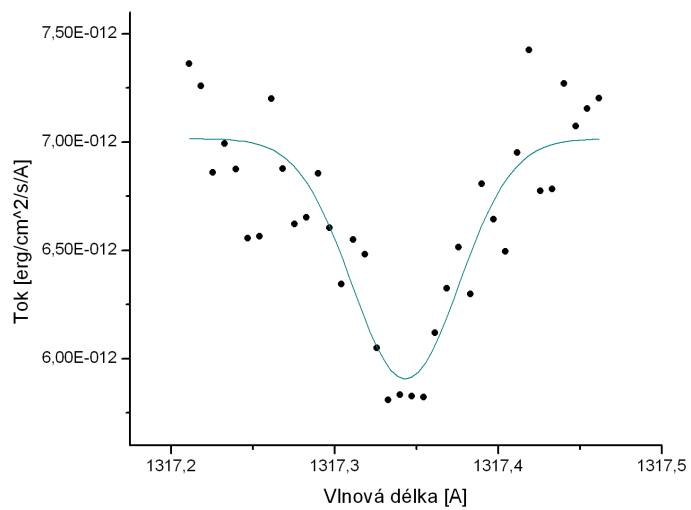
Obrázek 4.24: S II $\lambda_0 = 1253,8 \text{ \AA}$



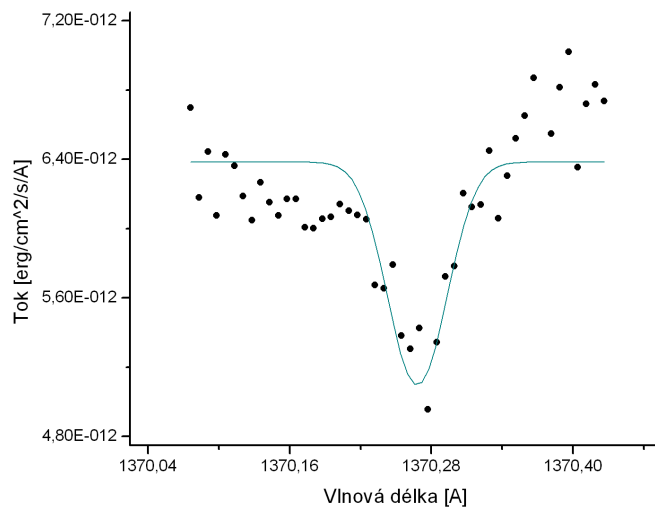
Obrázek 4.25: S II $\lambda_0 = 1250,6 \text{ \AA}$



Obrázek 4.26: Fe II $\lambda_0 = 1608,45 \text{ \AA}$



Obrázek 4.27: Ni II $\lambda_0 = 1317,22 \text{ \AA}$

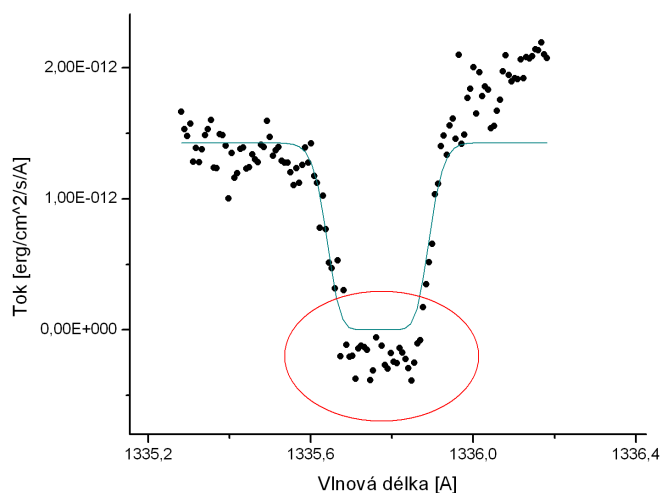


Obrázek 4.28: Ni II $\lambda_0 = 1370,13 \text{ \AA}$

4.3.1 Poznámky k fitování

Během zpracování spektrálních čar a jejich fitování jsem narazila na několik problémů. Často se čáry mezihvězdného prostředí nacházely uvnitř hvězdných čar. Proto v některých případech nekopíruje nafitované kontinuum zdánlivé kontinuum čáry, jelikož se jedná část jiné, hvězdné spektrální čáry. Typickým příkladem jsou čáry C I ($\lambda_0=1656,93 \text{ \AA}$) a Si II ($\lambda_0=1526,71 \text{ \AA}$) – obrázky 4.3 a 4.14.

Další zajímavý jev, se kterým jsem se setkala, byl negativní tok. Mimo jiných čar, kde se objevil, je nejzřetelnější u C II ($\lambda_0=1334,53 \text{ \AA}$), C II ($\lambda_0=1335,71 \text{ \AA}$) a Si II ($\lambda_0=1190,42 \text{ \AA}$) – obrázky 4.6, 4.7 a 4.17. Negativní tok je důsledkem chybného zpracování spektra. Vzhledem k tomu, že střed čáry se určuje především díky fitování křídel čar, neměl by negativní tok ovlivnit výsledek.



Obrázek 4.29: Příklad negativního toku.

Často se v datech nacházela i nevhodná data pro fitování. Příkladem byly drobné čáry, které se nacházely uvnitř fitovaných čar. Pro přesnější výsledky jsem musela data vyloučit, proto v některých případech chybí. Kromě drob-

ných úprav a korekcí u většiny čar, jsem největší zásahy provedla u čar S II ($\lambda_0=1253,8 \text{ \AA}$) a S II ($\lambda_0=1250,6 \text{ \AA}$) - obrázky 4.19 a 4.20, kde vyloučená data zaujímají i celou část jednoho křídla čáry (pro S II ($\lambda_0=1253,8 \text{ \AA}$)).

Velkým otazníkem bylo pro mě zahrnutí spektrálních čar niklu do výsledků. Jedná se o velmi tenké a málo hluboké čáry s velkým rozptylem dat. Ale dle mého názoru je důležité uvažovat co nejvíce možností, což se potvrdilo při následném výpočtu radiálních rychlostí.

Už na první pohled jsou čáry Si II ($\lambda_0=1260,42 \text{ \AA}$) a Si II ($\lambda_0=1264,74 \text{ \AA}$) – obrázky 4.16 a 4.17 – odlišné od ostatních identifikovaných čar. Jedná se o široké čáry, jejich vzhled bych označila za vzhled hvězdných čar (původně jsem je proto nechtěla použít pro další počítání). Při následných výpočtech jsem však došla k zajímavým okolnostem, proto tyto čáry v následujících výpočtech zohledňuji. K interpretaci se vrátím v diskuzi výsledků.

4.4 Radiální rychlosti

Pro výpočet jednotlivých radiálních rychlostí využijeme vztahu:

$$v_r = c \cdot \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} , \quad (4.6)$$

kde λ_0 je laboratorní vlnová délka, $\Delta\lambda$ je posun středu čáry vůči laboratorní délce a c je rychlost světla. Ze zákona šíření chyb pak platí, že:

$$\delta_{v_{rad}} = \frac{\partial v_{rad}}{\partial(\Delta\lambda)} \quad (4.7)$$

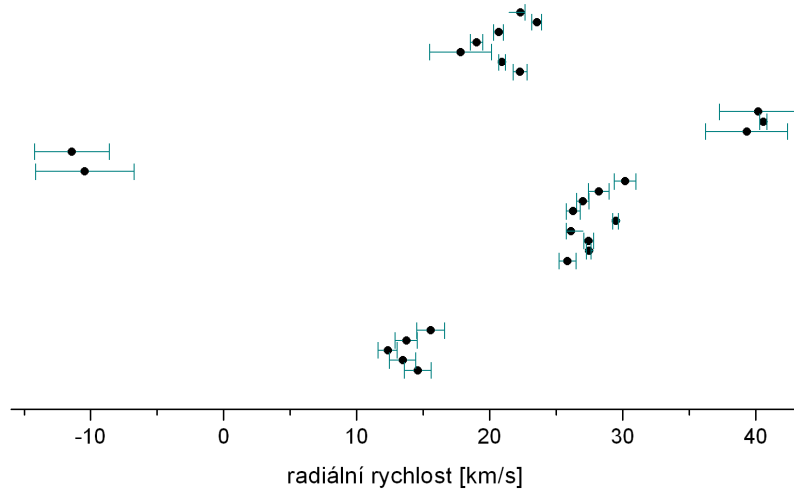
$$\delta_{v_{rad}} = \frac{c}{\lambda_0} \cdot \delta_{\Delta\lambda} , \quad (4.8)$$

kde $\delta_{\Delta\lambda}$ a $\delta_{v_{rad}}$ jsou nejistoty jednotlivých veličin. Shrnutí výsledků se nachází v tabulce 4.4.

Iont	λ_0 [Å]	v_{rad} [km/s]	δv_{rad} [km/s]
C I	1656,93	25,87	0,64
C I	1560,31	27,48	0,17
C I	1277,21	40,61	0,28
C II	1334,53	13,48	0,99
C II	1335,71	12,34	0,73
C IV	1548,19	13,75	0,83
C IV	1550,76	-10,44	3,67
O I	1302,17	20,95	0,25
Al II	1670,74	27,45	0,36
Mg II	1239,93	26,11	0,32
Mg II	1240,39	29,49	0,20
Si II	1533,43	17,83	2,34
Si II	1526,71	19,05	0,47
Si II	1304,42	20,69	0,38
Si II	1260,42	40,20	3,33
Si II	1264,74	39,35	3,08
Si II	1193,29	15,58	1,05
Si II	1190,42	14,61	0,99
Si IV	1393,76	-11,40	2,75
P II	1301,9	22,34	0,32
S II	1259,5	23,57	0,37
S II	1253,8	26,30	0,51
S II	1250,6	22,29	0,53
Fe II	1608,45	27,03	0,48
Ni II	1317,22	28,22	0,76
Ni II	1370,13	30,20	0,81

Tabulka 4.4: Spektrální čáry a příslušné radiální rychlosti

Z výsledků je patrné, že se hodnoty seskupují do pěti větších skupin. Vybrala jsem ty hodnoty, jejichž intervaly nejistot se překrývají a vypočetla tak průměrnou rychlost jednotlivých komponent. V jednom případě se interval nejistot neprotíná s jinými, proto jsem tento výsledek přiřadila do jedné ze skupin, ve které se alespoň svou hodnotou k výsledku blíží. Pro názornost přikládám graf jednotlivých rychlostí (viz obrázek 4.30). Výsledky jsou přerozděleny v tabulkách 4.5 – 4.9.



Obrázek 4.30: Radiální rychlosti rozdělené do pěti skupin. Pro názornost jsem každé skupině přiřadila takové hodnoty souřadnice y , aby byly skupiny na grafu jednoduše rozpoznatelné.

Iont	λ_0 [Å]	v_{rad} [km/s]
C IV	1550,76	-10,44
Si IV	1393,76	-11,40

Tabulka 4.5: Skupina hodnot $v_{rad} = (-10,92 \pm 3,2)$ km/s. Intervaly neurčitosti hodnot se vzájemně prolínají.

Iont	λ_0 [Å]	v_{rad} [km/s]
C II	1334,53	13,48
C II	1335,71	12,34
C IV	1548,19	13,75
Si II	1193,29	15,58
Si II	1190,42	14,61

Tabulka 4.6: Skupina hodnot $v_{rad} = (13,9 \pm 0,9)$ km/s. Intervaly neurčitosti hodnot se vzájemně prolínají ve všech případech.

Iont	λ_0 [Å]	v_{rad} [km/s]
Si II	1533,43	17,83
Si II	1526,71	19,05
O I	1302,17	20,95
Si II	1304,42	20,69
P II	1301,9	22,34
S II	1250,6	22,29
S II	1259,5	23,57

Tabulka 4.7: Skupina hodnot $v_{rad} = (18,4 \pm 1,4)$ km/s (pro první dvojici), $v_{rad} = (20,8 \pm 0,3)$ km/s (pro druhou dvojici) a $v_{rad} = (22,3 \pm 0,4)$ km/s (pro třetí dvojici). Zde jsem přiřadila i další hodnotu, přestože se její interval nejistot neprohlíná s jinými.

Iont	λ_0 [Å]	v_{rad} [km/s]
C I	1656,93	25,87
Mg II	1239,93	26,11
S II	1253,8	26,30
Fe II	1608,45	27,03
Al II	1670,74	27,45
C I	1560,31	27,48
Ni II	1317,22	28,22
Mg II	1240,39	29,49
Ni II	1370,13	30,20

Tabulka 4.8: Skupina hodnot $v_{rad} = (26,9 \pm 0,5)$ km/s (pro prvních sedm hodnot) a $v_{rad} = (29,9 \pm 0,5)$ km/s (pro poslední dvě hodnoty).

Iont	λ_0 [Å]	v_{rad} [km/s]
C I	1277,21	40,61
Si II	1260,42	40,20
Si II	1264,74	39,35

Tabulka 4.9: Skupina hodnot $v_{rad} = (40,1 \pm 2,2)$ km/s.

4.5 Diskuze výsledků

Jak již bylo uvedeno v předchozím textu, ve výsledcích lze vysledovat pět skupin podobných hodnot. Tento fakt naznačuje, že se mezi pozorovatelem a hvězdou HD 36841 může nacházet více oblaků mezihvězdného materiálu. Nemusí se jednat konkrétně o pět oblaků, ale i o více mezihvězdných oblaků, jak ukáže následující text. Většina fitovaných čar byla posunuta směrem k delším vlnovým délkám, proto lze předpokládat, že se tyto oblaky pohybují směrem od pozorovatele.

V první skupině se nacházejí dvě hodnoty radiálních rychlostí pro čáry C IV ($\lambda_0 = 1550,76 \text{ \AA}$) a S IV ($\lambda_0 = 1393,76 \text{ \AA}$), které určují první nalezený mezihvězdný oblak. Rychlost tohoto oblaku je tedy $v_{rad} = (-10, 9 \pm 3, 2) \text{ km/s}$. Zvláštní je, že tento oblak (jako jediný) se pohybuje opačným směrem než ostatní spočtené komponenty mezihvězdných oblaků.

V druhé skupině se intervaly nejistot jednotlivých hodnot prolínají. Průměrná hodnota radiální rychlosti tohoto oblaku je tedy $v_{rad} = (13, 9 \pm 0, 9) \text{ km/s}$. V třetí skupině není výsledek tak jednoznačný, jelikož se zde intervaly hodnot překrývají pro tři dvojice hodnot. Jedna z komponent má pak radiální rychlost $v_{rad} = (18, 4 \pm 1, 4) \text{ km/s}$, druhá $v_{rad} = (20, 8 \pm 0, 3) \text{ km/s}$ a třetí $v_{rad} = (22, 32 \pm 0, 4) \text{ km/s}$. Ke skupině jsem ještě přiřadila další jednu hodnotu $v_{rad} = 23,57 \text{ km/s}$ pro čáru S II ($\lambda_0 = 1250,6 \text{ \AA}$), přestože se interval nejistot této hodnoty neprotíná s intervalem pro celou skupinu. Tento fakt dle mého názoru neznamena, že by rychlost byla špatně spočtena nebo čára chybně identifikována. Může se jednat o další komponentu, která se projevila jen v jedné vlnové délce v daném spektru. Dalším studiem jiné části spektra této hvězdy by zřejmě bylo možné najít další čáry odpovídající této radiální rychlosti.

Ve čtvrté skupině hodnot se nacházejí opět dva výsledky. V prvním případě je radiální rychlost oblaku $v_{rad} = (26, 9 \pm 0, 5) \text{ km/s}$ (zde se jednalo o sedm hodnot jejichž intervaly se vzájemně prolínaly). Druhý komponent má dle mých výsledků rychlost $v_{rad} = (29, 9 \pm 0, 5) \text{ km/s}$. V páté skupině se nacházejí tři velmi blízké hodnoty. Rychlost vypočtená pro tuto skupinu

je $v_{rad} = (40, 1 \pm 2, 2)$ km/s. Velmi zajímavý je fakt, že dvě z těchto tří čar mají profil podobný profilu hvězdných čar. Výsledná radiální rychlost tak nemusí označovat rychlost mezihvězdného oblaku, ale může se jednat o radiální rychlost samotné hvězdy. Bohužel tuto domněnku nemohu potvrdit ani vyvrátit, jelikož jsem v žádném katalogu ani dostupné literatuře nenašla hodnotu radiální rychlosti hvězdy HD 36841.

Velmi zajímavým faktem, který stojí za zmínku, je souvislost jednotlivých skupin s ionizačním potenciálem prvků v těchto skupinách. Například hned v první skupině se nachází třikrát ionizovaný uhlík i křemík. Takto ionizované prvky však už nenajdeme v dalších skupinách (jen C IV se objevuje i v druhé skupině, ve které nalezneme i Si II a C II). Z tohoto faktu lze usoudit, že první oblak mezihvězdné látky se nachází blíže ke zdroji ionizace než následující oblaka. Podíváme-li se na periodickou tabulku prvků, lze vysledovat, že obecně ionizační potenciál jednotlivých prvků klesá ve skupině (shora dolů) a roste zleva doprava. Odtud lze tudíž usoudit, že oblak, ve kterém se vyskytuje Fe II či Ni II se nachází dále od zdroje ionizace než předcházející oblaka (nezahrnuji zde skupinu s $v_{rad} = (40, 1 \pm 2, 2)$ km/s, jelikož předpokládám, že se jedná o radiální rychlost samotné hvězdy – viz výše).

Cartledge a kol. ve svém článku uvádějí jednu hodnotu radiální rychlosti oblaku mezihvězdné látky: $v_{rad} = (29, 9 \pm 3, 2)$ km/s, kterou mohu potvrdit i svými výsledky $v_{rad} = (29, 9 \pm 0, 5)$ km/s.

Savage a kol ve svém článku mimo jiné zkoumali radiální rychlosti komponent mezihvězdných oblaků na základě mezihvězdných absorpčních čar ve spektrech 164 hvězd ranného typu (mezi nimi i HD 36841). Pro tuto hvězdu uvádějí dva výsledky: $v_{rad} = (-7, 0 \pm 3, 1)$ km/s pro čáru C IV ($\lambda_0 = 1550,76$ Å) a $v_{rad} = (12, 9 \pm 3, 2)$ km/s pro čáru Si II ($\lambda_0 = 1880,01$ Å). U druhého výsledku lze jednoznačně potvrdit shodu s mými výsledky a to s radiální rychlostí komponentu $v_{rad} = (13, 9 \pm 0, 9)$ km/s. Výsledek pro spektrální čáru C IV ($\lambda_0 = 1550,76$ Å) se nejen shoduje s jedním z komponentů $v_{rad} = (-10, 9 \pm 3, 2)$ km/s ale přímo s výsledkem, který jsem obdržela při zpracování této konkrétní čáry. I zde tedy mohu potvrdit výsledek s výsledkem uvedený v článku Savage a kol, 2001.

Závěr

V této práci zabývající se spektrem hvězdy HD 36841, pořízeném Hubblovým kosmickým dalekohledem, bylo identifikováno 24 čar atomů nebo iontů vzniklých v mezihvězdném prostředí a dále dvě čáry samotné hvězdy. Z Dopplerova posuvu spektrálních čar byly vypočteny radiální rychlosti sedmi komponent čtyř mezihvězdných oblaků a zároveň určena radiální rychlost hvězdy HD 36841.

Výsledky této práce se nejen shodují s výsledky publikovanými v literatuře (Cartledge a kol, 2004 a Savage a kol, 2001), ale zároveň rozšířily skupinu tří nalezených komponent v předešlé literatuře o další čtyři komponenty. Určení radiální rychlosti hvězdy HD 36841 však nemohlo být potvrzeno, jelikož ji žádný katalog radiálních rychlostí hvězd ani jiná dostupná literatura neuvádí.

Dalším studiem parametrů jednotlivých čar by bylo možné zjistit i koncentraci jednotlivých prvků a také teplotu komponent mezihvězdných oblaků. Pro zpřesnění radiálních rychlostí by bylo vhodné zjistit, zda se v jiné části spektra nenacházejí další čáry mezihvězdného prostředí, které by mohly zpřesnit dosažené výsledky a lépe určit chemické zastoupení prvků v jednotlivých oblacích.

Studium mezihvězdné látky směrem k hvězdě HD 36841 a dalších hvězd v její blízkosti nám může poskytnout cenné informace o dané oblasti a dynamice mezihvězdné látky.

Literatura

Cartledge S. I. B., Lauroesch J. T., Mayer D. M., Sofia U. J.: *The Homogeneity of Interstellar Oxygen in the Galactic Disk*, ApJ, **613**, 1037, 2004.

Cox A. N.: *Astrophysical quantities*, Springer - Verlag, New York, 2000.

Dyson J. E., Williams D. A.: *The Physics of The Interstellar Medium*, Institute of Physics Publishing, Bristol and Philadelphia 1997.

Kleczek J.: *Velká Encyklopedie Vesmíru*, Academia, Praha, 2002.

Mikulášek Z., Krtička J.: *Fyzika hvězd a hvězdných soustav*, MU, Brno, 2005.

Osterbrock D. E.: *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, University Science Books, Sausalito, California, 1989.

Rutten R. J.: *Radiative Transfer in Stellar Atmospheres*, Institute of Theoretical Astrophysics, Oslo, 2003.

Savage B. F., Meade M. R., Sembach K. R.: *IUE absorption - line observations of the moderately and highly ionized interstellar medium toward 164 early-type stars*, ApJ, **136**, 631, 2001.

Spitzer L. Jr.: *Physical Processes in the Interstellar Medium*, JohnWiley and Sons, Canada, 1978.

Taylor J. H., Cordes J. M.: *Pulsar Distances and the Galactic distribution of Free Electrons*, ApJ, **411**, 674, 1993.

Trümpler R. J.: *Absorption of Light in the Galactic Systems*, PASP, **42**, 214, 1930.

Catalogue of Stellar Diameters (CADARS)

Elektronické zdroje

[1] <http://www.hubblesite.com>

[2] <http://archive.stsci.edu/scrapbook.php>

[3] <http://www.astro.pef.zcu.cz>

[4] <http://archive.stsci.edu/instruments/stis/>

[5] <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

[6] <http://webviz.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

[7] <http://www.hubblesite.com>

[8] <http://www.hubblesite.com>