MASARYKOVA UNIVERZITA

Přírodovědecká fakulta

Ústav teoretické fyziky a astrofyziky





DIPLOMOVÁ PRÁCE

Studium emisního spektra mlhoviny v okolí hvězdy HD 37776

Kamila Kovačíková

Vedoucí diplomové práce: prof. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D.

Brno 2012

Bibliografický záznam

Autor:	Bc. Kamila Kovačíková		
	Přírodovědecká fakulta, Masarykova univerzita		
	Ústav teoretické fyziky a astrofyziky		
Název práce:	Studium emisního spektra mlhoviny v okolí hvězdy HD 37776		
Studijní program:	Fyzika		
Studijní obor:	Teoretická fyzika a astrofyzika		
Vedoucí práce:	prof. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D.		
Akademický rok:	2012		
Počet stran:	63		
Klíčová slova:	spektrální čáry, rozšíření a posuv čar, mezihvězdná látka,		
	mlhovina, OB asociace, ionizace, radiální rychlost		

Bibliographic Entry

Author:	Bc. Kamila Kovačíková		
	Faculty of Science, Masaryk University		
	Department of Theoretical Physics and Astrophysics		
Title of Thesis:	Study of the emission spectrum of the nebula		
	in the neighbourhood of the star HD 37776		
Degree Programme:	Physics		
Field of Study:	Theoretical Physics and Astrophysics		
Supervisor:	prof. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D.		
Academic Year:	2012		
Number of Pages:	63		
Keywords:	spectral lines, line broadening and shift, interstellar matter,		
	nebula, OB association, ionization, radial velocity		

Abstrakt

Diplomová práce se zabývá studiem mlhoviny IC 432, především jejím spektrem a vztahem k blízké hvězdě HD 37776. Úvodní kapitola je věnována spektroskopii, charakteristice spektrálních čar a jevům s nimi spojenými. Druhá kapitola se zaobírá mezihvězdnou látkou se zacílením na mlhoviny, jejich klasifikaci a vlastnosti. Třetí kapitola se zaměřuje na Orionův komplex, především na OB1 asociaci, hvězdu HD 37776 a na samotnou mlhovinu IC 432. Čtvrtá část je praktická, obsahující práci se spektry mlhoviny, identifikaci čar, prokládání jejich profilů, výpočet radiální rychlosti a zjišťování vztahu mezi hvězdou a mlhovinou.

Abstract

The diploma thesis handles a study of a nebula IC 432, especially its spectrum and relationship to a nearby star HD 37776. Introductory chapter is devoted to the spectroscopy, characteristic of spectral lines and phenomena conected with them. Second chapter deals with interstellar matter with emphasis on nebulae, their classification and features. Third chapter focuses on the Orion Complex, especially on the OB1 association, the star HD 37776 and on the nebula IC 432 itself. Fourth part is practical, containing work with spectra of the nebula, identification of lines, fitting their profiles, calculation of radial velocity and finding a relationship between the star and the nebula.



Masarykova univerzita

MASARATIANA BRUT

Přírodovědecká fakulta

ZADÁNÍ DIPLOMOVÉ PRÁCE

Student: Bc. Kamila Kovačíková, <u>učo 211472</u>Studijní program: FyzikaStudijní obor: Teoretická fyzika a astrofyzika

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

Studium emisního spektra mlhoviny v okolí hvězdy HD 37776

Study of the emission spectrum of the nebula in the neighbourhood of the star HD 37776 $\,$

Zásady pro vypracování: V okolí hvězdy HD 37776 se nachází mlhovina IC 432, která se mimo jiné projevuje emisními čarami ve viditelné a ultrafialové oblasti spektra. Cílem práce je studium emisních čar této mlhoviny ve spektrech získaných 2m dalekohledem v Ondřejově a družicí IUE a nalezení vztahu mlhoviny a hvězdy HD 37776. Bude provedena identifikace emisních čar mlhoviny ve spektru. Pomocí jednotlivých spekter bude určena radiální rychlost mlhoviny. Bude odhadnuto, zda hvězda HD 37776 může excitovat látku v mlhovině a zda tedy může zapřičiňovat emisní spektrum mlhoviny.

Seznam odborné literatury:

V Brně dne leden 2010

• Z. Mikulášek: Fyzika hvězd a hvězdných soustav, MU, 2000

Vedoucí diplomové práce: doc. Mgr. Jiří Krtička, Ph.D.Datum zadání diplomové práce: leden 2010Datum odevzdání diplomové práce: dle harmonogramu ak. roku 2011/12

Michel Z

Michal Lenc ředitel ÚTFA

Zadání diplomové práce převzal dne:

Podpis studenta

Poděkování

Na tomto místě děkuji prof. Mgr. Jiřímu Krtičkovi, Ph.D. za neocenitelnou pomoc a čas věnovaný vedení této práce. Dále pak Yrd. Doç. Dr. Volkanu Bakışovi za rady při práci se spektry, Anje Demchuk za překlady, Vojtovi Kupkovi za chemické konzultace, Heleně Hanzlové, Tepi Jeřábkové, Honzovi Oklešťkovi, Macešce Matěchové a Jardovi Vážnému za spolužáctví, Karlovi Kučerovi, Radce Krylové, Veronice Bröcknerové a celé Tygří partě za pracovní prostředí a v neposlední řadě děkuji mé rodině za podporu během celého studia.

Prohlášení

Prohlašuji, že jsem svoji diplomovou práci vypracovala samostatně s využitím informačních zdrojů, které jsou v práci citovány.

V Brně dne 14. května 2012

..... Kamila Kovačíková

Obsah

Ú	vod	8
1	Úvod do spektroskopie	9
	1.1 Záření hvězd	10
	1.2 Spektrální čáry	10
	1.3 Zakázané čáry	12
	1.4 Rozšíření a posuv čar	13
2	Mezihvězdná látka	15
	2.1 Charakteristika	15
	2.2 Mezihvězdný plyn	16
	2.2.1 H II oblasti	17
	2.2.2 H I oblasti	19
	2.2.3 Molekulární vodík	21
	2.3 Mezihvězdný prach	21
	2.4 Mezihvězdná extinkce	23
	2.5 Mezihvězdné zčervenání	24
	2.6 Mezihvězdná polarizace	26
	2.7 Mlhoviny	26
	2.7.1 Temné mlhoviny	27
	2.7.2 Emisní mlhoviny	28
	2.7.3 Reflexní mlhoviny	28
	2.7.4 Zdroj záření difusních mlhovin	29
	2.7.5 Planetární mlhoviny	30
	2.7.6 Zbytky supernov	31
	2.7.7 Proces záření mlhovin	31
3	Hvězda HD 37776 a mlhovina IC 432	34
	3.1 Komplex v Orionu	34
	3.2 Hvězda HD 37776	36
	3.3 IC 432	38
4	Praktická část	43
	4.1 Zpracování spekter mlhoviny IC 432	43
	4.2 Fitování profilů čar	46
	4.3 Výpočet radiální rychlosti mlhoviny	54
	4.4 Diskuse výsledků	57
	4.4 Vztah hvězdy a mlhoviny	58
Zá	ávěr	60
R	eference	61

Úvod

K jedněm z nejúchvatnějších obrázků vesmíru patří snímky různobarevných mračen, někdy beztvarých, někdy uskupených do různorodých tvarů podobných pozemským věcem jako jsou Kočičí oko či Koňská hlava. Tato prachoplynná mračna se nazývají mlhoviny a patří do inventáře kosmu stejně neoddělitelně jako hvězdy či planety. Objekt IC 432 je v katalogu SIMBAD [e5] veden jako reflexní mlhovina nacházející se v sousedství hvězdy HD 37776. Obecně ale nelze mluvit jen o pouhém rozptylu fotonů přicházejících od hvězdy. Vlivem vysokoenergetického záření se může mlhovina ionizovat a sama vyzařovat – hvězda HD 37776 a její působení na okolí je tedy neméně důležitým aspektem při studiu spektra mlhoviny IC 432. K detailnějšímu průzkumu se využívá poznatků spektroskopie, díky níž se můžeme přiblížit k pochopení probíhajících procesů a vztahu hvězdy a mlhoviny.

Kapitola 1

Úvod do spektroskopie

Pokud se chceme něco dozvědět o jakémkoli objektu ve vesmíru, využíváme při tom v mnoha nám sledovaný poskytne případech informací. které obiekt prostřednictvím elektromagnetického záření, ať už ho sám emituje či pouze rozptyluje nebo gravitačně ovlivňuje. Vhodnými přístroji a detektory můžeme příchozí světlo zachytit a rozložit do jednotlivých složek. Tak získáme elektromagnetické spektrum pozorovaného objektu. To v minulosti znamenalo získat otisk světla na fotografické desce ve formě tmavého pruhu, často přerušeného soustavou více či méně viditelných vertikálních čar. Dnes, při využití dokonalejších detektorů jako jsou elektronické CCD čipy, vypadá spektrum například jako graf závislosti intenzity záření na jeho vlnové délce.

Mnoho publikací a zdrojů poskytuje detailní popis zrodu a vývoje spektroskopie jako takové – od rozkladu světla za pomocí hranolu Isaacem Newtonem roku 1666, přes objevení "záhadných" černých čar ve spektru Slunce Josephem von Fraunhoferem roku 1814, po jejich vysvětlení Gustavem Kirchhoffem a Robertem Bunsenem jakožto indikátoru chemického složení zdroje. Následující řádky se tedy zaměřují již na charakteristiku spektra a spektrálních čar a jevy, které v souvislosti s podobou spektrálních čar pozorujeme a z nichž získáváme cenné informace o sledovaném kosmickém tělese, jako například chemické složení či radiální rychlost.



Obrázek 1.1: Reprodukce zachycení slunečního spektra z roku 1817 dle Fraunhofera (zdroj [o1])



Obrázek 1.2: Moderní zpracování slunečního spektra (zdroj [o2])

V této kapitole jsem čerpala především ze zdrojů [5], [7].

1.1 Záření hvězd

Každý objekt, ať už je to hvězda či porcelán, o teplotě nad absolutní nulou emituje záření všech vlnových délek. Ideální zářič je pak těleso v termodynamické rovnováze, jež pohlcuje veškeré elektromagnetické záření na něj dopadající a jeho vyzařovací charakteristika je přímo závislá na teplotě. Tento model absolutně černého tělesa emituje spojité spektrum s energií na všech vlnových délkách s určitou maximální λ_{max} , jež se se zvyšující se teplotou posouvá ke kratším vlnovým délkám. Jejich záření, tj. závislost monochromatické hustoty zářivého toku na frekvenci (vlnové délce) s parametrem teploty, pak popisuje Planckův zákon:

$$B_{\nu}(\nu, T) = \frac{2\pi h \nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} , \text{ resp.} \quad B_{\lambda}(\lambda, T) = \frac{2\pi h c^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} , (1.1), (1.2)$$

kde B značí tok záření, v frekvenci, λ vlnovou délku záření, h Planckovu konstantu, k Boltzmannovu konstantu a T teplotu vyzařujícího tělesa. Hvězdy se modelu absolutně černého tělesa pouze blíží, děje v jejich atmosférách jsou složité a celkové záření hvězdy se skládá ze záření různých směrů z různě teplých a hustých vrstev. Spektrum záření pak není spojité a vyskytuje se v něm množství spektrálních čar. Kontinuum pocházející z nejhlubších míst hvězdné atmosféry vzniká vlivem vázaně-volných a volně-volných přechodů v atomech a rozptylem záření, na čárovém spektru se podílí přechody vázaně-vázané. Existují různé druhy spojitých spekter, například vlivem brzdného záření vznikají emisní i absorpční spojitá spektra. Emitují ho nabité částice urychlené kolizí a musí se brát v úvahu při pozorování rádiových zdrojů. Synchrotronové záření produkuje emisní spojité spektrum a je způsobeno relativistickými elektrony rotujícími kolem siločar magnetického pole. Je důležité pro studium mezihvězdné látky jakožto důkaz existence magnetických polí. K tomu všemu se přičítá reliktní záření o teplotě ~ 2,7 K prostupující celý kosmický prostor, které pochází z fáze rekombinace v raném vesmíru. Maximum intenzity se nachází na vlnové délce ~ 1 mm a množství energie na jednotku objemu tohoto záření je značné, srovnatelné s zářením hvězd v Galaxii.

1.2 Spektrální čáry

Ve spektrech elektromagnetického záření vesmírných objektů pozorujeme spektrální čáry, jež v sobě nesou astrofyzikálně nejzajímavější informace o prostředí. Čáry se vyskytují v emisi a absorpci a jsou tvořeny mnoha různými druhy přechodů mezi energetickými hladinami atomu. Představíme-li si atom jako harmonický oscilátor, jenž je nepatrně tlumen interakcí s emitujícím zářením, pak je pohybová rovnice systému v rámci kvaziklasické aproximace dána

$$m\frac{d^2\mathbf{r}}{dt^2} = m\ddot{\mathbf{r}} = -m\omega_0^2\mathbf{r} + \mathbf{F} \quad , \tag{1.3}$$

kde *r* je polohový vektor, *m* efektivní hmotnost, *F* tlumící síla, a ω_0 úhlová frekvence oscilátoru o frekvenci v_0 , $\omega = 2\pi v_0$. Oscilátor vytváří elektrické pole *E*(*t*) s intenzitou vyzařování

$$\frac{I(\nu) \propto \frac{1}{(\nu - \nu_0)^2 + \left(\frac{\gamma}{4\pi}\right)^2}}{(\nu - \nu_0)^2 + \left(\frac{\gamma}{4\pi}\right)^2} , \quad \gamma = \frac{e^2 \omega_0^2}{6\pi \epsilon_0 mc^3}$$
(1.4), (1.5)

kde *e* je elektrický náboj a ε_0 permitivita vakua. Maximum takto vzniknuvší čáry je v v_0 , výška se měří pomocí γ a její profil označujeme jako Lorentzův.

Samotná čára se skládá z centrálního jádra a více či méně rozšířených bočních částí (křídel) splývajících s kontinuem, tj. odpovídající hladině spojitého spektra. Křídla čáry mohou téměř chybět, čáry mohou být úzké či široké, slabé či výrazné. Síla dané čáry se měří pomocí ekvivalentní šířky čáry *W*, matematicky

$$W = \int \left(1 - \frac{I(v)}{I_0} \right) dv \quad , \tag{1.6}$$

přičemž se obvykle integruje pouze přes malý interval hodnot. I_0 označuje intenzitu záření v kontinuu před absorpcí či emisí. I(v) je intenzita dané čáry, tj. energie za sekundu v intervalu frekvencí (v, v + dv), jež prochází jednotkovou plochou. Jak ilustruje obrázek 1.3, ekvivalentní šířku čáry si můžeme aproximovat jako plochu obdélníku s jednotkovou výškou a obsahem odpovídajícím integrálu intenzity záření, jež je ze spojitého spektra čarou odstraněno.



Obrázek 1.3: Ekvivalentní šířka čáry W (převzato z [7])

Spojité spektrum bez spektrálních čar vytváří horké objekty pevného skupenství a též horký hustý plyn. Jasné emisní čáry se vytváří naopak v horkém řídkém plynu, při přechodu elektronu z vyšší energetické hladiny na nižší elektron odevzdává energii a tu s sebou odnáší vzniklý foton. Tmavé absorpční čáry pak vytváří chladný řídký plyn v popředí zdroje emitujícího spojité spektrum. Pokud má nějaký foton ve spojitém spektru určitou hodnotu energie odpovídající rozdílu energií mezi vyšší hladinou a hladinou na níž je elektron plynu usazen, je takovýto foton absorbován atomem a elektron přejde na danou vyšší hladinu. Obrázek 1.4 zobrazuje schéma energetických hladin vodíkového atomu s Lymanovými (elektron končí či začíná na hladině o kvantovém čísle n = 1), Balmerovými (n = 2) a Paschenovými (n = 3) vodíkovými čárami.



Obrázek 1.4: Schéma energetických hladin atomu vodíku a přechodů mezi nimi (zdroj [5])

1.3 Zakázané čáry

Čáry tedy vznikají přechodem atomu či iontu z jednoho energetického stavu do jiného za současného vyzáření či pohlcení fotonu o energii odpovídající rozdílu energetických hladin. Každý druh atomu má vlastní soustavu hladin a přechody elektronů se nedějí libovolně. Výběrová pravidla kvantové mechaniky dělí tyto přechody dle pravděpodobnosti výskytu na povolené a zakázané a s danými přechody pak korelují vzniklé čáry.

Elektron v atomu interakcí s fotonem či srážkou s jinou částicí přechází do stavu nestabilního, v němž vydrží řádově 10⁻⁸ sekund a následně padá zpět do základního stavu za současného vyzáření fotonu. Elektron se též může dostat do stavu metastabilního, z něhož nemůže dle výběrových pravidel jednoduše přejít zpět do stavu nižšího. Takový elektron pak setrvává na metastabilní hladině, dokud se něco nestane, například se nesrazí s jinou částicí. Je-li však prostředí dostatečně řídké, jako je tomu například u mezihvězdné látky, resp. mlhovin, dochází k vzájemným srážkám ojediněle. Další možnost je pohlcení fotonu, ale i záření je v mlhovině tak zředěno, že elektron spíše poruší výběrová pravidla zakázaným přechodem a při tomto nepovoleném přechodu na nižší energetickou hladinu vyzáří foton o odpovídající vlnové délce. Vzhledem k malé pravděpodobnosti absorpce takovéhoto záření unikají fotony z oblasti a následně vytváří v pozorovaném spektru zakázané, tj. nemožné, ale jejich pravděpodobnost výskytu je o mnoho řádů nižší než u povolených. Dobu strávenou elektronem v metastabilním stavu počítáme na tisíciny vteřiny až několik hodin.

Zakázané čáry byly poprvé pozorovány roku 1864 Williamem Hugginsem ve spektru mlhoviny Kočičí oko (NGC 6543) v souhvězdí Draka. Jelikož vlnové délky čar neodpovídaly žádnému známému pozemskému chemickému prvku, byly přisouzeny novému, nebuliu. Roku 1927 Ira Bowen přišel s vysvětlením, že se jedná o čáry dvakrát ionizovaného vodíku, ovšem za velmi nízkých hustot. Nebulium tak vzalo za své a zakázané čáry, jež tvoří nejvýraznější vrcholy ve spektrech mlhovin, byly přijaty jakožto jejich běžná součást. Koncentrace částic tedy hraje významnou roli při energiových přechodech mezi hladinami. Co se týče tlaku, za normálních tlakových podmínek sledujeme srážky atomu v řádech miliard za sekundu,

nízký tlak pak vznik zakázaných čar podporuje. Důležitá je dostatečná rychlost přechodů atomů na metastabilní hladiny, čímž se nestačí uplatnit vzájemné srážky. Zakázané čáry tedy pozorujeme pouze v prostředích s velmi nízkými hustotami, která se v pozemských podmínkách nevyskytují, ale ve vesmíru o ně není nouze. Ze známých zakázaných čar jmenujme ony 'historicky první' čáry [O III] na 4959 Å a 5007 Å v zeleném světle či zakázanou vodíkovou čáru [H I] na 21 cm, důležitou pro radioastronomii.

1.4 Rozšíření a posuv čar

I při zkoumání záření jediného atomu pomocí spektrografu s nekonečně úzkou štěrbinou za ideálních podmínek by získané čáry nebyly dokonale úzké a ostré. Tvar čáry je ovlivněn různými mechanismy, jež vytváří své typické profily čar. Jedním z nich je přirozené rozšíření čar: jelikož elektron v excitovaném stavu setrvává pouze krátkou dobu Δt , energie hladiny *E* nemůže mít dle Heisenbergova principu neurčitosti ($\Delta E \Delta t \approx \hbar$) přesnou hodnotu, což má za následek 'rozmlženost' energetické hladiny v intervalu ΔE . Elektron pak přechází kdekoli mezi tímto rozpětím, vytvářeje tak neurčitost vlnových délek absorbovaného či vyzářeného fotonu přibližně

$$\Delta \lambda \approx \frac{\lambda_0^2}{2\pi c} \left(\frac{1}{\Delta t_i} + \frac{1}{\Delta t_f} \right) , \qquad (1.7)$$

kde λ_0 značí vlnovou délku bez rozšíření a Δt_i a Δt_f životnost elektronu v počátečním, potažmo koncovém stavu.

Dalším druhem rozšíření, s kterým se ve spektrech můžeme setkat, je rozšíření srážkami. Srážka vyzařujícího atomu způsobí přerušení vlnového klubka a ztrátu fáze, vlnová klubka jsou poté různých délek a z toho vyplývá i určitý rozsah frekvencí. Čárový profil vzniknuvší srážkovým rozšířením je podobný Lorentzovu profilu a rozšíření odpovídá

$$\Delta \lambda = \frac{\lambda_0^2}{c} \frac{1}{\pi \tau_0} \approx \frac{\lambda_0^2}{c} \frac{n\sigma}{\pi} \sqrt{\frac{2kT}{m}} , \qquad (1.8)$$

přičemž τ_0 reprezentuje střední dobu mezi srážkami, *m* hmotnost atomu, σ účinný průřez, *n* koncentraci částic. V mezihvězdném prostředí nabývá τ_0 vlivem malých hustot hodnot tisíců let. Proto je rozšíření srážkami v mezihvězdné látce vzhledem k dalšímu druhu Dopplerovu rozšíření, zanedbatelné.

Dopplerovo rozšíření je způsobeno rychlostmi náhodně se pohybujících atomů zdroje čáry či z důvodu turbulentních jevů. Atomy o hmotnosti *m* se v plynu v termální rovnováze pohybují náhodně, s rozložením rychlostí popsaným Maxwellovou-Boltzmannovou distribuční funkcí s nejpravděpodobnější hodnotou rychlosti $v = \sqrt{2kT/m}$. Vlnová délka vyzařovaných či pohlcených fotonů λ_o je posunuta k λ vlivem složek rychlostí částic v_r ve směru pozorování, tj.

$$\frac{\lambda - \lambda_o}{\lambda_o} = \frac{v_r}{c} \quad , \quad \Delta \lambda \approx \frac{2 \lambda_0}{c} \sqrt{\frac{2kT}{m}} \quad . \tag{1.9}, (1.10)$$

Dopplerovo rozšíření klesá exponenciálně s kvadrátem vzdálenosti vlnové délky λ od původní λ_o a rozšířený tvar čáry tvoří Gaussův profil.

Reálný profil čáry je pak obvykle kombinací Lorentzova a několika Gaussových profilů, jejichž srovnání poskytuje obrázek 1.5. Celkový profil čáry je pak nazýván Voightův. V centrálních částech čáry převládá širší Gaussův profil, v oblasti křídel převládá profil způsobený přirozeným rozšířením a srážkami.



Obrázek 1.5: Porovnání Gaussova (Dopplerova) a Lorentzova profilu čar (zdroj [7])

Vlivem vzájemného pohybu zdroje záření a Země dochází k posunutí spektrálních čar k dlouhovlnné oblasti spektra při vzájemném vzdalování, případně ke krátkovlnné oblasti při vzájemném přibližování. Z porovnání laboratorních hodnot a hodnot vyčtených ze spektra pak můžeme určit radiální rychlost zdroje, při rychlostech blízkých rychlostem světla je ovšem nutné brát v úvahu i relativistické efekty.

Kapitola 2

Mezihvězdná látka

Po celém prostoru vesmíru je rozptýlen plyn a prach, jež souhrnně nazýváme mezihvězdná hmota či látka, která je stavebním materiálem pro nově vznikající hvězdy. Ty během života část použité hmoty vrátí zpět do mezihvězdného prostoru skrze mechanismy jako je hvězdný vítr nebo rozličné výbuchy a posléze se z ní může zformovat další generace hvězd. Hvězdy ale též na své cestě prostorem částice mezihvězdné hmoty zachycují. Mezihvězdná látka je proto důležitou součástí vzniku a vývoje hvězd, ale i struktury, dynamiky a evoluce galaxií, včetně té naší – v Galaxii je rozložena souměrně se koncentrující k rovině disku, rozpínající se až k jejím hranicím. Též ovlivňuje samotné pozorování a měření, ať už se jedná o blízké hvězdy či vzdálené galaxie, a její studium tedy patří k nedílným součástem průzkumu universa.

V této kapitole jsem čerpala převážně ze zdrojů [5], [7], [17], [28], [37], [42], [50].

2.1 Charakteristika

Prachové zrnka, atomy, molekuly, ionty, volné elektrony – to vše tvoří obrovské komplexní prostředí, jehož dynamika zahrnuje aspekty od turbulentních pohybů plynu po galaktická magnetická pole rozpínající se skrze mezihvězdný prostor. Modelování mezihvězdné látky proto vyžaduje znalost rovnic magnetohydrodynamiky, ale i zářivého přenosu, termodynamiky, kvantové mechaniky či chemie a to v podmínkách nereprodukovatelných v pozemských laboratořích. Jelikož mezihvězdné médium tvoří stavební materiál pro nově vznikající hvězdy, je jeho složení podobné složení hvězd, s převažujícím obsahem vodíku a helia. Vodík tvořící zhruba 70 % se vyskytuje v neutrální formě (H I), ionizovaný (H II) a vázaný v molekulách (H₂). Tabulky 2.1 a 2.2 porovnávají složení fotosféry Slunce a mezihvězdného plynu v oblasti ionizovaného vodíku včetně prachové složky ze spektrofotometrických měření Estebana a kol. [9], [10] a García-Rojase a Estebana [12]. Měření obsahu Mg, Si a Fe obsažených v mezihvězdném prachu vykazují příliš velké chyby a nebyly proto do srovnání zahrnuty.

prvek	abundance	prvek	abundance
Н	12	Н	12
Не	$10,93 \pm 0,01$	He	$10,96 \pm 0,01$
0	8,69 ± 0,05	0	$8,80 \pm 0,04$
C	8,43 ± 0,05	С	$8,66 \pm 0,06$
Ne	$7,93 \pm 0,10$	Ne	$8,00 \pm 0,08$
N	$7,83 \pm 0,05$	N	$7,85 \pm 0,06$
S	$7,12 \pm 0,03$	S	7.30 ± 0.04
Ar	$6,40 \pm 0,13$	Ar	6.62 ± 0.06

Tabulka 2.1 (vlevo): Chemické složení sluneční fotosféry (zdroj [1]) Tabulka 2.2 (vpravo): Chemické složení mezihvězdné látky (zdroj [1])

Na začátku 60. let započal hon na molekuly mezihvězdné látky v rádiovém oboru. Jejich počet se v současnosti pohybuje kolem sta druhů, tabulka 2.3 některé z nich shrnuje. Nejhojněji se vyskytuje molekulární vodík, mezi časté molekuly ve vesmíru dále patří oxid uhelnatý, etylalkohol či molekuly vody. Jejich složitost se pohybuje od dvouatomových molekul (H₂, CO) přes tříatomové (H₂O, H₃⁺) po dlouhé organické řetězce.

molekula	název	molekula	název
H ₂	vodík	CH ₂ O ₂	kyselina mravenčí
OH	hydroxylový radikál	C ₃ HN	kyanoacetylen
СО	oxid uhelnatý	CH4O	metylalkohol
H ₂ O	voda	C ₂ H ₃ N	metylkyanid
HCN	kyselina kyanovodíková	CH ₅ N	metylamin
H_2S	sulfan	C ₃ H ₄	metylacetylen
NH ₃	amoniak	$C_2H_4O_2$	metylester kyseliny mravenčí
CH ₂ O	formaldehyd	C ₄ H ₃ N	metylkyanoacetylen
C ₂ H ₂	acetylen	C ₂ H ₆ O	etanol
CH ₄	metan	C ₃ H ₅ N	etylkyanid

Tabulka 2.3: Molekuly mezihvězdného materiálu (zdroj [50])

Mezihvězdná látka není ve vesmíru rozložena rovnoměrně, v určitých oblastech projevuje tendence shlukování se do hustších mračen, která při současném výskytu hvězd v okolí pozorujeme jako zářící mlhoviny. Ale i mezi těmito mlhovinami se mezihvězdný materiál kumuluje do hustších struktur. Průměrné rozměry bývají kolem 8 pc, hmotnost 400 M_s a koncentrace 10^6 atomů · m⁻³. Vzdálenosti mezi jednotlivými zhustky, pohybujícími se rychlostmi kolem 7 km · s⁻¹, bývají 40 pc. Mezi těmito mračny je mezihvězdná látka rozprostřena již docela rovnoměrně, s 10x menšími koncentracemi částic. Ve spektrech vzdálenějších hvězd pak pozorujeme rozdvojení mezihvězdných čar vlivem Dopplerova posunu – to je způsobeno průchodem záření několika různými mračny s různými vlastními rychlostmi vzhledem k detektoru.

2.2 Mezihvězdný plyn

Různé složky mezihvězdného materiálu se projevují různě a tak byla i jejich existence objevena, respektive průkazně potvrzena jinými metodami v jiné době. Svědectví o přítomnosti plynu rozptýleného v mezihvězdném prostoru poskytují od začátku 20. století spektra vzdálených hvězd ve formě nehybných absorpčních čar rozličných kovů (od 50. let s rozvojem radioastronomie též pomocí emisních rádiových čar vodíku na 21 cm). Absorpční čáry byly prvně detekovány r. 1904 Johannesem Hartmannem [19], který zpozoroval, že se chování ostré čáry K (Ca II, $\lambda = 393,4$ nm) ve spektru dvojhvězdy δ Orionis odlišuje od ostatních čar. Místo pohybu tam a zpět v souladu s Dopplerovým efektem pro spektroskopické dvojhvězdy tato čára zůstávala ve stejné pozici. To ho vedlo k myšlence, že mezi δ Orionis a detektorem leží plynový mrak způsobující zmíněnou absorpci, o čemž se domníval již dříve při pozorování stejného jevu u Nova Persei. Kromě čar vápníku H a K můžeme ve spektrech pozorovat čáry mezihvězdného sodíku, železa či titanu a absorpční pásy mezihvězdných molekul CH, CN, OH, NH. Ačkoli je podíl vodíku v mezihvězdném materiálu největší, nedetekujeme ve viditelném spektru jeho absorpční čáry. Neutrální vodík v mezihvězdném prostředí se totiž převážně nachází v základním stavu, v němž vytváří pouze Lymanovy čáry, které spadají do ultrafialové oblasti spektra. Ve spektrech mezihvězdné látky byly objeveny také emisní čáry, jež jsou obecně těžce detekovatelné – Balmerovy čáry H I a N II, O III. Pozorování v krátkovlnném oboru poskytují důkazy existence až 5x ionizovaného velmi horkého kyslíku O VI. Odtrhnutí 5 elektronů z kyslíkového atomu vyžaduje vysoké teploty, řádově 10⁶ K. To je zhruba stejně vysoká teplota jako teplota sluneční korony, a proto se této látce říká koronární mezihvězdný plyn. Projevuje se též emisí fotonů v rentgenové oblasti spektra. Kromě stacionárního projevu ve spektru se mezihvězdné čáry plynu projevují zvyšováním intenzity se zvyšující se vzdáleností pozorovaných hvězd, jejichž spektra zkoumáme. To je jednoduše způsobeno vyšším obsahem mezihvězdné látky, jíž záření cestou k detektoru prochází.

Samotný vodík se v mezihvězdné látce vyskytuje ve formě molekul H₂, jako neutrální H I a jednou ionizovaný H II. To, v jakém stavu se nachází, ovlivňují hvězdy v jeho okolí. Oblasti H II, též známé po Bentu Strömgrenovi jako Strömgrenovy sféry, jsou spojeny s existencí horkých hvězd. Rozpínají se od nich do určité kritické hranice, kde je záření hvězd již příliš slabé na dostatečnou ionizaci a následuje tak oblast neionizovaného H I.

2.2.1 H II oblasti

Při formování hmotné horké hvězdy spektrálního typu O či B vznikne nejdříve protohvězda, zdroj infračerveného záření v útrobách mateřského molekulového mračna. Se vzrůstající teplotou se odpaří okolní prach a následně disociují molekuly. Když hvězda dosáhne hlavní posloupnosti a začne spalovat vodík, nachází se stále zahalena v oblaku plynu, z něhož vznikla. Část jejího záření v ultrafialovém oboru může ionizovat vodíkový plyn okolní mezihvězdné látky, který se nachází v základním stavu – fotony tedy musí mít energii větší než 13,6 eV, což odpovídá vlnové délce menší než 91,2 nm. Pokud se tyto oblasti ionizovaného vodíku, tzv. H II oblasti, nachází v rovnováze, musí být četnost ionizace rovna četnosti rekombinace – fotony jsou absorbovány za vzniku iontů ve stejném poměru jako se volné elektrony a protony rekombinují za vzniku neutrálních vodíkových atomů. Při rekombinaci ovšem nutně nedochází k okamžitému návratu elektronu na základní hladinu, elektron může padat kaskádově. Přitom dochází k produkci nízkoenergetických fotonů, mnohých z nich o vlnové délce viditelného záření. Takto při přechodu mezi 3. a 2. energetickou hladinou vzniká emisní čára Balmerovy série H_a, jež udává šarlatový vzhled H II oblastí. Fotony čáry H_a nám pak poskytují dobrý indikátor rozsahu těchto oblastí.

Objekty vytvářející kolem sebe H II oblasti jsou jednak hmotné ($M \ge 15 M_s$), krátce žijící hvězdy adekvátně horké ($T \ge 2 \cdot 10^4 K$) na to, aby intenzivně vyzařovaly v UV oblasti, a též staré málo hmotné hvězdy ($0.5 < M < 8 M_s$), jež se časem stanou bílými trpaslíky. Velikost oblastí ionizovaného vodíku se řídí podle požadavku rovnovážného stavu. Označme N množství fotonů produkovaných hvězdou typu O či B za sekundu s energií dostačující na ionizaci vodíku ze základního stavu ($E_f > 13.6 eV$, tj. $\lambda_f < 91.2 nm$). Za předpokladu, že všechny tyto fotony jsou nakonec absorbovány vodíkem H I, se musí četnost vzniku fotonů rovnat četnosti rekombinace. Pokud by tato rovnováha neexistovala, H II oblast by se zvětšovala, neboť fotony by letěly dál a rekombinovaly se s neionizovaným plynem ve větší vzdálenosti. Dále zvolme α jako kvantově-mechanický rekombinační koeficient popisující pravděpodobnost vzniku vodíkového atomu, koncentraci elektronů n_e a protonů n_H (čím více elektronů a protonů, tím větší pravděpodobnost rekombinace za vzniku vodíkového atomu). Pak bude $\alpha_{n_e}n_H$ udávat četnost rekombinací na jednotkový objem za sekundu. Při teplotě zhruba 8000 K, jež je charakteristická pro H II oblasti, činí hodnota $\alpha = 3,1 \cdot 10^{-19}$ m³ s⁻¹. Pokud předpokládáme, že plyn je tvořen pouze vodíkem a je elektricky neutrální, pak na každý vzniknuvší iont připadá jeden odtrhnutý elektron, tj. $n_e = n_H$. S touto rovností může být výraz pro četnost rekombinace násoben objemem H II oblastí, jenž zidealizujeme na sférický, a položen roven počtu ionizujících fotonů. Dostáváme tedy

$$N = \alpha n_e n_H V \quad , \tag{2.1}$$

$$n_e = n_H \quad , \tag{2.2}$$

$$V = \frac{4}{3}\pi r_{s}^{3} , \qquad (2.3)$$

$$N = \frac{4}{3} \pi r_{S}^{3} \alpha n_{H} n_{H} , \qquad (2.4)$$

$$r_s = \left(\frac{3N}{4\pi \alpha n_H^2}\right)^{-3} \quad , \tag{2.5}$$

což se značí jako r_s a nazývá Strömgrenův poloměr. Interval hodnot pro H II oblasti je široký, můžeme nalézt útvary s poloměry menšími než 0,1 pc i rozlehlé oblasti o $r_s > 100$ pc. Typická hodnota n_H se pohybuje v řádech 10⁸ částic na m³.

Atomy v ionizované mezihvězdné látce mají velké kinetické teploty díky získávání energie ze záření hvězd. Při ionizaci vodíkového atomu vysokoenergetickým fotonem dochází k vyražení elektronu. Zbylé protony v H II oblasti se sráží s okolními částicemi a nabývají větších a větších rychlostí, v porovnání s vodíkovými atomy v oblastech neutrálního vodíku. Na hranici mezi oblastmi H II a H I pak dochází k značnému skoku v kinetické teplotě, tudíž i k rozdílu tlaku a hustoty. Výsledkem můžou být náhlé vnoření chladného hustého H I materiálu do horkých oblastí H II. To má za následek prudké lokální stlačení, což může být začátkem formování nových hvězd. Vznikají takto oblasti specifických tvarů, nazývané též 'sloní choboty', viz obrázky 2.1 a 2.2.

Pokud se v určitém prostoru zrodí dostatek masivních horkých hvězd, dochází vlivem zářivého tlaku hvězd k jejich úbytku hmoty, která dále rozptyluje zbytky okolního mračna. To má za následek ukončení dalšího formování hvězd v dané oblasti a zeslabení soudržnosti již vzniklé kupy hvězd, tj. jejich postupné vzájemné vzdalování.



Obrázek 2.1: Mlhovina Sloní chobot v IC 1396 (zdroj [o3]) Obrázek 2.2: Sloupy stvoření v Orlí mlhovině (M16, NGC 6611) (zdroj [o4])

2.2.2 H I oblasti

Většina vodíku v mezihvězdných vodíkových mračnech se vyskytuje ve formě H I v nejnižším, základním stavu. Výsledkem je neschopnost vodíku vytvořit emisní čáry přechodem elektronů na nižší energetické hladiny. Ani absorpční čáry nejsou lehce detekovatelné, jelikož pro excitaci elektronu ze základního stavu je potřeba UV fotonů. Přítomnost neutrálního vodíku v mezihvězdných mračnech se potvrzuje pomocí radioteleskopů prostřednictvím ostré emisní čáry o $\lambda = 21$ cm. Její existenci předpověděl v r. 1944 Hendrik van de Hulst [46] na základě přechodu mezi dvěma blízkými energetickými hladinami vodíkového atomu v základním stavu. Detekcí v naší Galaxii r. 1951 Haroldem Ewenem a Edwardem Purcellem [11] pak byla existence čáry definitivně podložena. Rozborem jejího rozšířeného profilu vlivem Dopplerova posuvu v různých galaktických délkách lze získat informace o rotaci a spirální struktuře naší Galaxie, v jejíž rovině vykazuje čára největší koncentraci neutrálního vodíku. Vlivem posuvu a náhodného pohybu částic je čára ve výsledném spektru mírně rozšířená. Analýzou její intenzity a šířky byla určena průměrná koncentrace částic v dané oblasti $(1-8) \cdot 10^8$ atomů $\cdot m^{-3}$ (v porovnání s $(2-5) \cdot 10^6$ iontů $\cdot m^{-3}$ v oblasti H II). Teplota mračen H I se pak pohybuje v intervalu (30 - 80) K a hmotnost v hodnotách (1 - 100) M_s.

Samotný vznik čáry neutrálního vodíku o $\lambda = 21$ cm souvisí se vztahem mezi spiny elektronů a spiny jader. Každá energetická hladina atomu se obecně skládá z blízkých podhladin, spojených s různými vedlejšími a spinovými kvantovými čísly *l* a *s*. Tyto podhladiny tak mají nepatrně rozdílné hodnoty energií. Pro základní energetický stav vodíkového atomu platí totéž, musíme ovšem vzít v úvahu vztah mezi spiny protonu a elektronu. Vzniklé blízké podhladiny tak tvoří tzv. hyperjemnou strukturu. Představme si rotující elektron a proton jako malé magnety s magnetickým momentem, jenž tak dává vzniknout magnetickému poli. Směr osy spinu elektronu může být stejný (obrázek 2.3) či opačný (obrázek 2.4) k ose spinu protonu. V prvním případě je nutné vynaložit menší sílu k odtržení elektronu a protonu, neboť i 2 magnety jdou od sebe odtrhnout snáze, leží-li jejich stejné póly vedle sebe – odpuzují se. Základní stav se tedy skládá ze 2 podhladin, hladiny s paralelními osami spinu elektronu a protonu s poněkud větší hodnotou energie a hladiny s antiparalelními osami spinů, která leží níže. Elektron pak při sestupu přechází z první jmenované na druhou. Pokud takový přechod nastane a to ne vlivem srážky, je vyzářen foton právě o $\lambda = 21,11$ cm. Takovýto foton může být též pohlcen, excitujíce tak vodíkový atom do stavu se souhlasně orientovanými spiny elektronu a protonu.



Obrázek 2.3, 2.4: Souhlasné a nesouhlasné natočení spinů elektronu a protonu (převzato z [5])

Statistická váha hyperjemných hladin je určena jako g = 2F + 1, $F = S \pm 1$, kde S vyjadřuje spin elektronu ($\frac{1}{2}$) a *l* spin jádra ($\frac{1}{2}$). Kvantové číslo *F* související s celkovým momentem hybnosti (ten je ve vodíkovém atomu v základním stavu roven 0) tedy nabývá hodnot 1 a 0. Poté $g_{yy\bar{y}\bar{y}i \text{ hladiny}} = 2 \cdot 1 + 1 = 3$, $g_{ni\bar{z}\bar{y}i \text{ hladiny}} = 2 \cdot 0 + 1 = 1$. Proto se v oblastech H I nachází 3x více neutrálního vodíku s elektrony na vyšších podhladinách s paralelním spinem. Z oblastí H I pak detekujeme záření na 21 cm díky nepřetržitým přechodům elektronů z vyšší energetické podhladiny na nižší. Intenzita tohoto záření, respektive spektrální čáry, pak závisí na množství atomů v jednotkovém objemu a průměrné životnosti elektronů ve zmíněném vyšším stavu. Samovolný přechod mezi hladinou s paralelním a antiparalelním spinem patří mezi zakázané (viz 1.3 Zakázané čáry) a tudíž se vyskytuje vzácně, zhruba jednou za 11 milionů let. Opačný proces, tedy excitace ze stavu s antiparalelním spinem do stavu s paralelním spinem pohlcením fotonu o vlnové délce 21 cm se též děje zřídka, ovšem za pomoci srážek k němu dojít může. Byť je mezihvězdný plyn velmi řídký a průměrný čas mezi 2 srážkami je v řádech jednotek až stovek let, vyskytuje se v oblasti dostatečný počet částic. Elektrony přitom mohou libovolně změnit orientaci svých spinových os a tyto srážky tímto udržují poměr vodíkových atomů s paralelními osami spinů částic ku vodíkovým atomům s antiparalelními stejný, tj. 3:1. Udržuje se tak stav termodynamické rovnováhy. Některé atomy jsou přesto schopny uniknout srážce a vykonat samovolný přechod za emise fotonu.

Obrázek 2.5 ilustruje charakter vzájemného uspořádání H I a H II oblastí. Hvězda je obklopena Strömgrenovou sférou ionizovaného vodíku (H II), za níž následuje tenká přechodová slupka částečně ionizovaného materiálu (H I a H II). To vše je ponořeno do oblasti neutrálního vodíku H I.



Obrázek 2.5: Situace v okolí ionizující hvězdy obklopené vodíkovým materiálem (zdroj [o5])

2.2.3 Molekulární vodík

Zhruba polovina mezihvězdného vodíku v Galaxii je vázána v molekulách. Vodík ve formě H₂ může existovat bez hrozby disociace vlivem absorpce UV fotonu díky prachové obálce, jež molekulová mračna obklopuje. Prach také napomáhá formaci vodíkových molekul, jelikož poskytuje místo na povrchu prachových zrn, kde se mohou vodíkové atomy potkat a spojit (viz následující oddíl o mezihvězdném prachu).

Molekulární vodík je těžké detekovat přímo, neboť nevytváří žádné emisní či absorpční čáry v optickém ani rádiovém oboru, ale v UV a IR. Emise v infračerveném oboru byla pozorována při teplotách nad 2000 K jako rotační a vibrační spektrální molekulové pásy, absorpční čáry v UV oblasti pak vytváří chladná mračna v popředí horkých hvězd. Ve většině případů se však pro detekci přítomnosti H₂ používají jiné molekuly, jejichž abundance jsou úměrné abundanci H₂. Díky relativně vysokému obsahu (zhruba 10⁻⁴ obsahu vodíku) se tak nejčastěji používá oxid uhelnatý CO. Molekula je vlivem srážky excitována a samovolným přechodem z vybuzeného stavu vytváří foton o vlnových délkách, jež jsou snadněji identifikovatelné v porovnání s H₂, u jmenovaného CO je to čára na 2,6 mm. Jelikož míra srážek závisí na teplotě plynu a koncentraci daných částic, poskytují tyto molekuly též informace o stavu prostředí uvnitř molekulových mračen.

Většina mezihvězdných molekul se vyskytuje v temných, hustých, chladných uskupeních nazývaných molekulová mračna. Ty hrají významnou roli v otázce vzhledu a vývoje oblastí s aktivní tvorbou hvězd. Charakteristiky molekulových mračen jsou podobné charakteristikám oblastí H I: nepravidelný tvar, rozměry v řádech jednotek parseků, teploty v intervalu (15-50) K, koncentrace $(5 \cdot 10^8 - 5 \cdot 10^9)$ m⁻³, hmotnosti (3 - 100) M_s. Obří molekulová mračna (z angličtiny GMC – Giant molecular cloud) jsou pak obrovské prachoplynné komplexy o průměrných rozměrech 50 pc, $T \sim 15$ K, $n \sim (1 - 3) \cdot 10^8$ m⁻³ a hmotnostech $(10^5 - 10^6)$ M_s. Skládají se převážně z vodíku, malý podíl z celkové hmotnosti pak tvoří molekuly ostatních prvků a sloučenin. Strukturu GMC tvoří shluky s výrazně vyššími hustotami. Malé samostatné zhustky mívají rozměry pár parseků, koncentraci $n \sim 10^9$ m⁻³, $T \sim 10$ K a $M \sim 30$ M_s. Nejmenší horká jádra bývají velká (0,05 - 0,1) pc, $n \sim (10^{13} - 10^{15})$ m⁻³, $T \sim (100 - 300)$ K a $M \sim (10 - 3000)$ M_s. Pozorování v IR naznačuje přítomnost masivních mladých hvězd.

V naší Galaxii byly detekovány tisíce GMC, zejména v jejích spirálních ramenech. Příkladem může být komplex obřích molekulových mračen v Orionu, jenž pro nás představuje úchvatnou laboratoř pro studium formování hvězd a jejich interakcí s mezihvězdnou látkou. Podrobněji viz kapitola 3.

2.3 Mezihvězdný prach

Jasný důkaz existence mezihvězdného prachu se datuje o něco později než u mezihvězdného plynu, k roku 1932, a vychází z výzkumu počítání hvězd, otevřených hvězdokup a zčervenání vzdálených hvězd. Ačkoli prach tvoří zhruba 1% mezihvězdné látky, je zodpovědný za většinu zeslabení záře hvězd a též nám brání ve studiu centra Galaxie v optickém oboru. Mezihvězdný prach se koncentruje při rovině Galaxie v jejích spirálních ramenech a je

charakteristický všem galaxiím se spirální strukturou.

Formace prachových zrn v mezihvězdných mračnech trvá velmi dlouho, proto pravděpodobně vznikají v hustších ($n \sim 10^{19} \text{ m}^{-3}$) atmosférách chladných veleobrů, kteří do vesmíru chrlí plynový materiál v množství 10⁻⁵ M_s za rok. Se vzdalováním od hvězdy klesá teplota látky a může nastat kondenzace materiálu. Atomy se tak mohou uspořádat do stabilních molekul a poté na sebe nabalit další částice. Na prachové jádro působí tlak záření hvězdy, zářivé zrychlení je obyykle větší než působící gravitace a zrno pak může být odhozeno do mezihvězdné látky. Složení takto zformovaných částic se odvíjí od abundance chemických prvků ve vesmíru, potažmo od složení mateřské hvězdy. Například hvězdy s nadbytkem uhlíku tvoří uhlíková zrna. Chladnější, ale častěji se vyskytující obři ztrácí hmotu v řádech 10⁻⁶ M_s za rok a též obohacují mezihvězdnou látku o prach. K dalším mechanismům patří výbuchy supernov a hvězdný vítr, nicméně se ukazuje, že žádný z těchto procesů není s to dát vzniku hmotným prachovým zrnům, jež v mezihvězdných mračnech nalézáme. Ty se zřejmě formují dodatečným nabalováním materiálu uvnitř samotných mračen, kde též na jádrech zrn kondenzuje ledový materiál tvořící jejich obal. Mračna také poskytují ochranu před UV fotony, jež mohou zrna lehce zničit – absorpcí záření dochází k vypařování atomů a molekul z povrchu zrna. Materiály jako uhlovodíky, grafit či křemičitany jsou tomuto procesu poměrně odolné, ale naopak jsou zranitelné vůči srážkám s vysokorychlostními atomy, jež mohou zrna rozbít. Takovéto situace nastávají například při výbuších supernov.

Vzhled zrnek lze vyvodit z polarizace záření (viz 2.6 Mezihvězdná polarizace). Z té vyplývá, že prachové částice jsou protáhlého jehlovitého tvaru, uspořádány vedle sebe vlivem magnetického pole, což indikuje přítomnost feromagnetického materiálu, například oxidů železa. Přesné složení mezihvězdného prachu není úplně známo, s jistotou se ale dá říci, že většina mezihvězdných prachových mračen se primárně skládá z vodíku, kyslíku, uhlíku, dusíku a křemíku, jež dále tvoří molekuly jako vodu, metan, oxid uhličitý, amoniak či různé silikáty. Přítomnost daných molekul se dá vyčíst z tmavých absorpčních pásů ve spektrech. Například na 9,7 µm a 18 µm můžeme najít pásy vzniknuvší natahováním a ohybem vazby v molekulách křemíku s kyslíkem, což implikuje přítomnost křemičitanů. Podobně je tomu u obsahu grafitu (viz 2.5 Mezihvězdné zčervenání). Tabulka 2.4 shrnuje zastoupení nejpočetnějších molekul mezihvězdného prachu.

molekula	počet na 100 částic
H ₂ O (led)	60
H ₂	19
CH ₄	12
NH ₃	6
MgH ₂	3

Tabulka 2.4: Složení mezihvězdného prachu (zdroj [37])

Zjednodušený model zrna mezihvězdného prachu sestává z jádra a pláště, jehož povrch může být potažen látkou dehtového charakteru. Malé jádro o poloměru 0,05 µm může obsahovat křemičitany, železo či grafit. Plášť o tloušťce 0,5 µm je složen z ledových

krystalků. Když se zrnka dostanou do horkých oblastí, jako jsou H II oblasti, jejích plášť se vypaří a zbude pouze holé jádro. Ledové krystalky mohou být přetvořeny do organických sloučenin a to absorpcí UV záření. To má dost energie na rozbití chemických vazeb, čímž vznikají nové sloučeniny, jako například formaldehyd CH₂O, který je v tabulce 2.3 uveden jako jedna z molekul mezihvězdného plynu.

Prachová zrna hrají též významnou roli ve formaci mezihvězdných molekul. Chladné prachové částice tvoří médium, na jejímž povrchu se zachytávají atomy a chemicky vážou k sobě. Zrna zároveň absorbují energii, jejíž odvedení je pro formaci stabilní molekuly nutností. Vlivem této energie se zrno ohřeje a odmrští molekuly z jeho povrchu zpět do prostoru. Prachové částice pomáhají vzniknout i dalším molekulám, jako jsou CH, NH, OH, CH₂, CO, CO₂ či H₂O. Při tvorbě molekul složitějšího charakteru se uplatňuje absorpce ultrafialového záření částicí, což dodává chemickým reakcím potřebnou energii.

Co se týče teplot, v oblasti neutrálního vodíku s T ~ 100 K se teplota prachových částic pohybuje mezi (20 – 50) K. V zásadě se tak prachová zrna chovají jako velmi malé zářiče dle modelu absolutně černého tělesa a emitují infračervené záření. K procházejícímu záření se mezihvězdná látka chová selektivně a rozborem míry rozptylu dle různé vlnové délky můžeme určit velikost zrnek prachu – zhruba odpovídá vlnové délce samotného záření, tj. řádu stovek nanometrů. Dle velikostí se pak jejich koncentrace pohybuje mezi 10⁻⁷ a 10⁻³ zrnek na m³.

Obecně tedy o sobě mezihvězdný prach dává vědět dvěma způsoby: zeslabováním záření hvězd a zčervenáním jejich světla.

2.4 Mezihvězdná extinkce

Mezihvězdnou látku můžeme jednoduše pozorovat, podíváme-li se při dobrých světelných podmínkách na pás Mléčné dráhy, tedy spíše na jeho tmavé oblasti. Právě to jsou místa, kde prach a plyn brání průchodu záření hvězd ležících za nimi. Tomuto zatemnění říkáme mezihvězdná extinkce a jedná se v podstatě o proces rozptýlení a absorpce fotonů z hvězd na částicích mezihvězdného prachu. To způsobuje změnu hvězdného záření jak kvalitativní (změna zabarvení, tj. spektrálního složení), tak kvantitativní (snížení jasnosti). Je tím tedy ovlivněna relativní hvězdná velikost, což musí být zohledněno při výpočtech. V rovnici modulu vzdálenosti přidáváme koeficient *A* reprezentující míru zeslabení vlivem mezihvězdné extinkce v magnitudách, tj. přírůstek hvězdné velikosti. V daném vlnovém rozsahu centrovaném na vlnovou délku λ tedy dostáváme

$$m_{\lambda} = M_{\lambda} + 5\log_{10}d - 5 + A_{\lambda}$$
, (2.6)

kde m_{λ} a M_{λ} značí relativní, resp. absolutní hvězdnou velikost a *d* vzdálenost objektu v parsecích. Při vysoké extinkci se tak může pozorovaná hvězda jevit jako neviditelná a je nutné použít jiných prostředků k jejímu pozorování, například použít jinou oblast spektra, neboť extinkce je silně závislá na vlnové délce záření. V modré oblasti spektra je absorpce výrazně větší než v červené oblasti. Z toho důvodu dlouhovlnné fotony procházejí mezihvězdnou látkou snadněji a daná hvězda se jeví červenější, než ve skutečnosti je. Míra pozorovaného zčervenání závisí na vyzařovací charakteristice hvězdy, tj. na její teplotě. Změny koeficientu *A* jsou přibližně úměrné obrácené hodnotě vlnové délky, což znamená, že

absorbující částice jsou zhruba stejných rozměrů jako vlnové délky viditelného záření.

Koeficient A závisí na optické hloubce materiálu podél zorné přímky. Pokles intenzity záření procházejícího plynem z optické hloubky τ_{λ} je dán rovnicí

$$\frac{I_{\lambda}}{I_{\lambda,0}} = e^{-\tau_{\lambda}} \quad , \tag{2.7}$$

kde $I_{\lambda,0}$ je intenzita záření bez přítomnosti mezihvězdné extinkce. Spojením s rovnicí

$$m_{\lambda} - m_{\lambda,0} = -2.5 \log_{10} \frac{I_{\lambda}}{I_{\lambda,0}}$$
, (2.8)

kde m_{λ} a $m_{\lambda,0}$ jsou odpovídající relativní hvězdné velikosti, dostáváme

$$m_{\lambda} - m_{\lambda,0} = -2.5 \log_{10}(e^{-\tau_{\lambda}}) = 2.5 \tau_{\lambda} \log_{10} e = 1,086 \tau_{\lambda} \quad , \tag{2.9}$$

$$A_{\lambda} = 1,086 \tau_{\lambda} \quad . \tag{2.10}$$

To udává závislost změny hvězdné velikosti způsobené extinkcí na optické hloubce. Jelikož se optická hloubka mění s vlnovou délkou, může být materiál zároveň opticky tlustý ($t_{\lambda} > 1$) pro určité vlnové délky i opticky tenký ($t_{\lambda} < 1$) pro jiné. Optická hloubka při průchodu záření prostředím je dána rovnicí

$$\tau_{\lambda} = \int_{0}^{s} n_{d}(s') \sigma_{\lambda} ds' \quad , \tag{2.11}$$

kde $n_d(s')$ udává koncentraci prachových zrnek, σ_{λ} jejich účinný průřez a *s* dráhu, kterou paprsek v daném prostředí urazí. Pokud bereme průřez částic ve směru pozorování za konstantní, můžeme integrál přepsat na

$$\tau_{\lambda} = \sigma_{\lambda} \int_{0}^{s} n_{d}(s') ds' = \sigma_{\lambda} N_{d} \quad , \qquad (2.12)$$

kde N_d značí celkový počet rozptylujících částic prachu v tenkém sloupci o základně 1 m² a výšce *s* orientovaném ve směru zorné přímky.

2.5 Mezihvězdné zčervenání

Předpokládejme, že prachové částice jsou sférického tvaru o poloměru *a* a jejich geometrický průřez se tedy dá vyjádřit jako $\sigma_g = \pi a^2$. Poměr účinného a geometrického průřezu je poté tzv. extinkční koeficient Q_{λ} , závisející na složení prachových zrn:

$$Q_{\lambda} = \frac{\sigma_{\lambda}}{\sigma_{g}} \quad . \tag{2.13}$$

Při průchodu světla mezihvězdnou látkou o vlnové délce řádově stejných a větších rozměrů jako prachová zrna ($\lambda \ge a$) platí

$$Q_{\lambda} \propto \frac{a}{\lambda}$$
, $\sigma_{\lambda} \propto \frac{a^3}{\lambda}$. (2.14), (2.15)

Pokud je vlnová délka mnohem větší v porovnání s a, $\lambda \gg a$, blíží se veličiny nule:

$$Q_{\lambda} \rightarrow 0$$
 , $\sigma_{\lambda} \rightarrow 0$. (2.16), (2.17)

Když je naopak $\lambda \ll a$, stává se z Q_{λ} konstanta, tj. je nezávislé na vlnové délce,

$$Q_{\lambda} = konst.$$
, $\sigma_{\lambda} \propto a^2$. (2.18), (2.19)

Rozměry zrnek prachu se pohybují v intervalu hodnot 100 nm – 1 μ m a v optickém oboru spektra je pak jejích účinný průřez nepřímo úměrný převrácené hodnotě vlnové délky procházejícího světla, mluvíme o tzv. Mieově rozptylu,

$$\sigma_{\lambda} \sim \frac{1}{\lambda}$$
, $A_{\lambda} \sim \frac{1}{\lambda}$. (2.20), (2.21)

Tento rozptyl diskutoval Gustav Mie roku 1908 a pro dlouhé vlnové délky data korespondují s jeho teorií. U vlnových délek kratších než B filtr vznikají odchylky. Velmi výrazné je maximum intenzity (anglicky blue bump) v ultrafialové oblasti spektra na 2175 Å, který souvisí se složením prachových částic. S fotony o vlnových délkách blízkých 2175 Å totiž silně interaguje grafit a ačkoli není jasné, jak se atomy mezihvězdného uhlíku uspořádávají do grafitové formy, je pravděpodobné, že tvoří podstatnou část zrn prachu.

Modré světlo o kratších vlnových délkách je tedy více rozptylováno než červené, takže červené projde mezihvězdným mračnem snadněji, tj. více jeho fotonů je zachyceno detektorem. Při pozorování hvězdy skrze mezihvězdný prach se pak hvězda zdá červenější než ve skutečnosti je. Rozptýlené paprsky modrého světla se odrážejí na částicích mračna, dokud ho v různých směrech nakonec neopustí. To způsobuje modré zbarvení reflexních mlhovin. Záleží též na úhlu pohledu, což ilustruje obrázek 2.6. Pozorovateli v jedné přímce s hvězdou a mezihvězdným médiem se bude daná hvězda jevit červenější. Pozorovateli kolmo na osu hvězda-mezihvězdná látka se hvězda jeví bez zčervenání a rozptýlené kratší vlnové délky vidí jako modrou reflexní mlhovinu.



Obrázek 2.6: Prachový mrak rozptylující a absorbující fotony (převzato z [5])

Jelikož je zčervenání barevný efekt, je mnohem lépe měřitelné než extinkce. Z míry zčervenání světla můžeme odhadnout množství prachu v oblaku, kterým světlo prošlo. Jistá barva hvězdy souvisí s její spektrální třídou, která může být určena, i když světlo jeví zčervenání, a to z ekvivalentní šířky spektrálních čar. Rozdíl mezi pozorovanou barvou hvězdy a barvou očekávanou dle její spektrální třídy pak udává, kolik prachu leží v zorné přímce mezi pozorovatelem a hvězdou.

2.6 Mezihvězdná polarizace

Elektromagnetické záření hvězd zachycené detektory též jeví určitou míru polarizace, ačkoli hvězdy obecně emitují záření nepolarizované. Nejvyšších hodnot dosahuje polarizace u vzdálených hvězd a hvězd ležících blízko roviny Galaxie, kde se mezihvězdná látka více koncentruje. Směr kmitání polarizovaného světla je pak obvykle téměř rovnoběžný s galaktickou rovinou. Z toho vyplývá závislost absorpce částic na směru kmitání. Mezihvězdné částice totiž nejsou sférické. Tvary protáhlé v určitém směru absorbují snadněji složky záření vibrující ve směru podél osy protažení. Pokud jsou pak v nějaké oblasti osy zrnek uspořádány – vlivem magnetického pole mezihvězdné látky, jsou jisté složky záření absorbovány více a jiné méně a procházející paprsek je takto částečně polarizován, se směrem kmitání kolmým k osám zrnek. Situaci natočení zrnek ilustruje obrázek 2.7, přičemž vlna ilustruje průchod elektromagnetického záření a horizontální čáry aproximují podlouhlé prachové částice. Osy protažení částic mívají tendenci rotovat kolmo na směr magnetického pole, neboť je tak potřeba méně energie. Míra polarizace se obvykle pohybuje v jednotkách procent a závisí na vlnové délce procházejícího paprsku.



Obrázek 2.7: Uspořádání protáhlých zrnek prachu mezihvězdné látky (zdroj [37])

2.7 Mlhoviny

Studium svítících mračen se stalo díky možnosti přímého pozorování a nápadnosti útvarů dalším směrem výzkumu o hmotě, jež není vázána ve hvězdách. K rozvoji v této oblasti významně přispěl původně pouze amatérský astronom William Herschel, který za pomoci své sestry Caroline systematicky mapoval noční nebe. Objevil tak myriády nových objektů, mimo jiné mlhovin, o jejichž podstatě přemýšlel jako jeden z prvních. Na základě vizuálního pozorování byl roku 1771 publikován první seznam 45 nejjasnějších mlhovin, hvězdokup a galaxií – Messierův katalog. Posléze vyšel Dreyerův New General Calatogue (r. 1888) se 7840 objekty a Index Catalogue (r. 1895) s dalšími 5386 objekty, z nichž ale několik set bylo později vyškrtnuto jakožto omyly různého původu.

Mlhoviny, jak název napovídá, dostaly své pojmenování podle svého mlhavého, beztvarého vzezření na obloze. Jedná se o oblaka mezihvězdné látky nehybná vůči hvězdnému pozadí. Jejich úhlové velikosti dosahují i mnoha čtverečních stupňů, reálné rozměry se většinou pohybují v řádech desítek pc. Nachází-li se v sousedství mlhoviny jedna či více hvězd, dochází k interakci hvězdného záření s okolním plynem a prachem a hvězda tak významně ovlivňuje vlastnosti a procesy v samotné mlhovině. Obecně se dle toho dělí na 2 skupiny:

- a) tmavé mlhoviny: v okolí se nevyskytují žádné hvězdy, jejichž záření by látku mlhoviny zviditelňovalo
- b) jasné mlhoviny: v okolí se nachází jedna či více hvězd, s jejichž zářením mezihvězdná látka interaguje a mlhovina se pak projeví v optickém oboru

Na teplotě okolních hvězd pak závisí, zda mezihvězdný oblak září jako 'plyn' a má emisní spektrum (tzv. emisní mlhovina), či jako 'prach' mající spojité spektrum se slabými absorpčními čarami (reflexní mlhovina). Časté jsou velké rozdíly v intenzitách různých částí jedné mlhoviny – sousedící temné i velmi jasné oblasti či jasné oblasti protkané temnými vlákny. Jedna mlhovina také může být zároveň z části reflexní i emisní. Pod pojem mlhovina zahrnujeme i jasná oblaka individuálně spojená s určitou hvězdou, jejímž prostřednictvím vznikla. Patří sem například tzv. planetární mlhoviny, které kolem hvězd formují rozsáhlé plynové obálky či mlhovinové mraky spojené se supernovami.

2.7.1 Temné mlhoviny

Pokud se v blízkosti mezihvězdného prachu a plynu nenachází žádná hvězda, látka nesvítí a stává se tak temným oblakem. Jeho existenci pak na obloze registrujeme jako tmavé plochy bez zářivých zdrojů, neboť tato mlhovina blokuje světlo přicházející ze vzdálenějších zdrojů promítajících se vzhledem k Zemi v témže směru. Velikost absorpce je závislá na složení látky. Úhlové rozměry temných mlhovin se pohybují od několika vteřin po stovky čtverečních stupňů. Ty nejmenší jdou nejzřetelněji pozorovat tam, kde se promítají na jasné pozadí, tedy například v pásu Mléčné dráhy nebo v popředí jasné mlhoviny. Častý výskyt v blízkosti jasných mlhovin značí, že temné mlhoviny jsou jednoduše jejich pokračováním v oblastech, kde se již záření hvězd neprojevuje. Odhady vzdáleností a rozměrů temných mlhovin se provádějí sčítáním hvězd na čtvrtečním stupni v oblasti bez zatemnění a oblasti obsahující temnou mlhovinu, tzv. Wolfovy diagramy.

V roce 1947 Bart Bok a Edith Reilly zaznamenali v souhvězdí Střelce na pozadí mlhoviny Laguna (M8, NGC 6523) drobné, jasně ohraničené tmavé formace nepravidelného či sférického tvaru. Nazvali je globule (z lat. globulus = kulička), nyní se označují po objeviteli jako Bokovy globule. V rozporu s názvem se však mnoho globulí výrazně odchyluje od sférické geometrie a mívají tvar nepravidelný či kometární. Jejich úhlový průměr se pohybuje mezi 10'' - 20'', reálné rozměry pak jsou typicky mezi (0, 2 - 1) pc, teplota T ~ 15 K, koncentrace n ~ 10^9 m⁻³ a hmotnost M ~ (5 – 50) M_s. Jsou to tedy malé, poměrně izolované a jednoduše strukturované neprůhledné molekulární mraky, jež často obsahují 1 – 2 centra s formujícími se hvězdami. Při vzniku globulí z prachoplynného materiálu hraje významnou roli záření – na samotnou částici by vyvíjelo tlak stejný ze všech stran, výslednice by tedy byla nulová. Ve skupině ovšem dochází k částečnému zastiňování a tlak záření z různých stran není v součtu nulový, díky čemuž se globule slučují. V určité fázi nabude důležitosti gravitační síla, kolabující útvary zvyšují svou teplotu a zahajují nukleární reakce. Globule se tak stávají počátečním stupněm procesu formování hvězd. Často se nacházejí ve vláknitých okrajích větších temných komplexech mračen, hojné zastoupení můžeme najít v souhvězdí Střelce, Hadonoše či Štítu. Jelikož jsou mnohem blíž a relativně méně složitější než nejbližší obří molekulové komplexy, dovoluje nám to detailnější výzkumy raných fází vývoje hvězd.

2.7.2 Emisní mlhoviny

Emisní mlhoviny jsou některými považovány za jedny z nejúchvatnějších objektů na noční obloze. Vlivem záření blízké horké hvězdy (obvykle spektrální typ B1 až O5) se okolní prachové částice zahřívají a posléze vypařují, zbylý mezihvězdný plyn hvězda bohatá na krátkovlnné UV záření rozzáří. Budící hvězda se může jevit vizuálně slabá, ale její UV záření iniciuje tak velkou excitaci plynu obklopující látky, že poté tato mlhovina může v optickém oboru zářit mnohokrát silněji než samotná hvězda.

V emisním spektru mlhovin můžeme identifikovat silnou Balmerovu sérii, na hranici série při $\lambda = 3646$ Å pak navazuje často jasně viditelné Balmerovo kontinuum. Kromě vodíkových čar se ve spektru vyskytují dovolené emisní čáry neutrálního a ionizovaného helia He I a He II, ionizovaného uhlíku C II, C III, dusíku N III, čáry kyslíku O II a O III v ultrafialové oblasti či čára vápníku Ca II. Ze zakázaných čar, které patří k těm nejvýraznějším, jmenujme neutrální a ionizovaný kyslík [O I] a [O III], dusík [N I] a [N II], neon [Ne III], [Ne IV], [Ne V], síru [S II], chlor [Cl III], argon [Ar III], [Ar IV], [Ar V], draslík [K IV], [K V], [K VI], vápník [Ca V] a železo [Fe V], [Fe VI]. Jmenovaný kyslík [O III] na 5006,84 Å a 4958,91 Å je zodpovědný za časté zelené zbarvení emisních mlhovin.

2.7.3 Reflexní mlhoviny

Známým zástupcem jsou modré prachové hvězdokupy Plejád (M45). Tyto útvary jednoduše září díky rozptylu světla okolních hvězd na prachových částicích mlhoviny, jejichž míra odrazivosti je vysoká. Nemají vlastní zářivý zdroj, jsou to transformátory energie z hvězd a jejich zář tedy slábne s rostoucí vzdáleností od svítící hvězdy, obvykle spektrálního typu B0 a chladnější. Související hvězda každopádně nestačí svým zářením odpařit dostatečné množství prachu a nevysílá dostatečné množství krátkovlnného záření, tj. není schopna iniciovat dostatečnou ionizaci v okolním mračnu. Spektrum reflexních mlhovin je tedy reprodukcí spektra hvězdy budící záření, tj. spojité spektrum s absorpčními čarami. Vlivem rozptvlu ale nebývají barvy reflexních mlhovin totožné s barvami ozařujících hvězd, většinou jsou mlhoviny modřejší, například mlhovina Maia (NGC 1432) u stejnojmenného modrého obra z Plejád. Barevná podobnost ukazuje na rozptyl na částicích větších než molekuly, neboť rozptyl na molekulách je silně závislý na vlnové délce a rozptyl na atomech by vyžadoval mnohem větších hustot látky. Měření polarizačními filtry ukazuje, že tyto prachové částice jsou nepravidelného tvaru, protáhnuty a seřazeny vlivem působení slabého mezihvězdného magnetického pole. Reflexní mlhoviny v Galaxii jsou rovnoměrně rozloženy podél její roviny, jelikož jsou spojeny s nejmladší generací hvězd, populace I, koncentrující se ke galaktické rovině (viz obrázek 2.8).



galaktická délka [°] Obrázek 2.8: Distribuce reflexních mlhovin (převzato z [34])

2.7.4 Zdroj záření difusních mlhovin

Edwin Hubble roku 1922 [20] odvodil vztah mezi zářením jasných mlhovin a zářením jejich hvězdných sousedů. Zjistil, že prakticky s každou mlhovinou je spojena hvězda zodpovědná za záření mlhoviny. Vyjděme ze vzorce

$$J_0 = C r_0^{-2} E_0 \quad , \tag{2.22}$$

kde J_0 značí povrchovou jasnost ve vzdálenosti r_0 od hvězdy, E_0 její intenzitu záření a *C* koeficient úměrnosti závislý na hustotě mlhoviny. Předpokládá se při tom zjednodušující model, kdy je hvězda ponořena ve středu mlhoviny, jež sama září pouze v důsledku přítomnosti hvězdy. Intenzita záření jednotkové plochy mlhoviny je pak nepřímo úměrná druhé mocnině vzdálenosti od hvězdy, je-li absorpce světla mlhovinou považována za zanedbatelnou vzhledem k malé hustotě mlhovinového materiálu. Stanovíme-li mezní povrchovou jasnost detekovatelnou vizuálním pozorováním jakožto *K*, bude r_0 mezní vizuální poloměr mlhoviny. Pokud je *R* vzdálenost od Země, platí pro úhlový poloměr mlhoviny:

$$\alpha = \frac{r_0}{R} \quad . \tag{2.23}$$

Přepíšeme-li rovnici (2.22) za použití (2.23) a Pogsonovy rovnice, dostaneme

 $\mathbf{\Gamma}$

$$\frac{E_0}{(\alpha R)^2} = \frac{J_0}{C} = \frac{K}{C} = K' , \qquad (2.24)$$

$$\frac{E_0}{R^2} = \alpha^2 K' , \qquad (2.25)$$

$$m = -2,5 \log_{10} \frac{\frac{E_0}{R^2}}{j_0} = -2,5 \log_{10}(\alpha^2 K') + konst \quad , \qquad (2.26)$$

$$m + 5\log_{10}\alpha = konst \qquad (2.27)$$

Hubble proměřil rozměry 82 mlhovin a jasnosti souvisejících hvězd a vynesl jejich závislost do grafu (obrázek 2.9), jehož daty proložil přímku. Dostal tak rovnici ve tvaru

$$m + 4.9 \log_{10} \alpha = 11.02 \pm 0.10$$
 (2.28)

v porovnání s teoreticky vypočítanou hodnotou

$$m + 5\log_{10}\alpha = 10,63 \pm 0,30$$
 . (2.29)

Tato korespondence mezi zářením blízké hvězdy a rozměry okolní mlhoviny platí pro emisní i reflexní mlhoviny. Hodnota koeficientu C v rovnici (2.22) musí být pro každý typ jiná, neboť u reflexních dochází pouze k rozptylu záření, ale u emisních navíc k excitaci atomů UV zářením, jež není zahrnuto v hodnotě vizuální hvězdné velikosti m.



Obrázek 2.9: Závislost vizuální hvězdné velikosti na úhlovém poloměru mlhoviny. Plná čára reprezentuje rovnici 2.28, přerušovaná čára posunutá o 0,98 doprava značí limitní hodnoty za předpokladu náhodné distribuce směrů hvězda – mlhovina (zdroj [20])

2.7.5 Planetární mlhoviny

První pozorované planetární mlhoviny se jevili astronomům podobné planetám, z čehož vznikl jejich mírně zavádějící název a kromě něj nemají spolu již nic společného. Mívají souměrné sférické či eliptické tvary, často s prstencovou strukturou, doprovázené centrální horkou hvězdou, jež je zdrojem budícím jejich záření. Čím je teplota této hvězdy vyšší, tím silněji excituje mlhovinu. U planetárních mlhovin se jedná o ústřední hvězdy spektrálních typů O a ranějších (Wolf-Rayetovy hvězdy). Z důvodu vysokých teplot maximum vyzařování takové hvězdy leží v ultrafialové oblasti spektra a v optické oblasti se projevuje mnohem méně. Díky mocné excitaci mlhovinového materiálu UV zářením hvězdy pak mlhovina září 40 až 50krát jasněji než daná centrální hvězda, která navíc bývá samotnou mlhovinou stíněna. Ačkoli planetární mlhoviny jeví prstencovou strukturu, je hmota uspořádána ve slupkách okolo málo hmotné hvězdy, jež se nachází v pozdním stádiu přerodu na bílého trpaslíka. Její obvyklé charakteristiky jsou: M ~ 0,6 M_s, T_{eff} ~ (3 · 10⁴ – 2 · 10⁵) K, L ~ 10³ – 10⁴ L_s.

V současnosti všeobecně přijímaný scénář formace a dynamiky planetárních mlhovin, tzv. model interagujícího hvězdného větru (Kwok, Purton a Fitzgerald [27]), předpokládá existenci větru z centrální hvězdy o rychlosti (1000 – 4000) km · s⁻¹ a ztrátě hmoty 10⁻⁷ M_s ročně. Vítr se při postupu prostorem sráží s dalším větrem, pocházejícím z předchozí fáze hvězdy – červeného obra s největší pravděpodobností z asymptotické větve obrů. Tento hustý vítr o expanzní rychlosti 10 km · s⁻¹ a roční ztrátou hmoty 10⁻⁴ M_s je tedy starší a pomalejší, což vede ke srážce s větrem mladším, řidším a rychlejším. Místo jejich setkání pak pozorujeme jako planetární mlhovinu. Ta tedy obsahuje jak materiál vyvržený červeným obrem, tak materiál rychlého větru. Uspořádání ilustruje obrázek 2.10. Považujeme-li rychlosti za konstantní, hustota v oblastech obou větrů klesá se čtvercem vzdálenosti, ve slupce mlhoviny se hustota nemění a rychlost je zhruba 40 km · s⁻¹. Slupka je zároveň ionizována centrální hvězdou a rovnováha mezi fotoionizačními a rekombinačními procesy vede k výrazné emisi H_{α}. Vzhledem k nízkým hustotám můžeme pozorovat i zakázané čáry jako [O III] na 5007 Å. Samotné obálky mají složitou strukturu a měření Dopplerových posunů ve spektrech ukazují na nepravidelné pohyby a turbulence materiálu. Teploty obálek jsou typické teplotám fotoionizovaných mlhovin, ~ 10⁴ K, hmotnosti ~ 0,1M_s, tloušťky 0,01 pc, koncentrace částic bývají (10⁸ – 10¹⁰) atomů · m⁻³. Rozměry planetárních mlhovin na obloze se pohybují mezi 1" a 10", reálné průměry jsou (0,01 – 5) pc. Lze je nalézt po celém prostoru Galaxie, vzdálenější jeví koncentraci ke galaktickému jádru. Obecně je spektrum planetárních mlhovin emisní, tj. s emisními čarami, časté je zastoupení vodíku, helia a zmíněných zakázaných čar ionizovaného kyslíku, které dávají mlhovinovým oblakům nazelenalý nádech.



Obrázek 2.10: Model planetární mlhoviny okolo centrální hvězdy (zdroj [28])

2.7.6 Zbytky supernov

Speciální druh mlhovin tvoří materiál vyvržený během exploze supernov, tzv. SNR (Supernova Remnants). Centrální hvězda výbuchem zaniká nebo po explozi a odvržení materiálu pokračuje v životě ve formě neutronové hvězdy či jako černá díra. Odtrhnutý plyn s rychlostí několik tisíc km · s⁻¹ se rozpíná a sráží se s okolním plynem za vzniku rázové vlny, jež následně způsobí ohřátí látky na miliony Kelvinů. Mlhoviny září i tzv. synchrotronovým zářením způsobeným elektrony urychlenými na rychlosti blízké rychlosti světla, jež krouží po spirálovitých trajektoriích magnetického pole mlhoviny za současné emise fotonů. Spektrum těchto útvarů je emisní a jejich charakter závisí na stáří původní supernovy a hustotě mezihvězdného plynného materiálu. Představiteli jsou například Krabí mlhovina (M1, NGC 1952) v Býkovi či Smyčka v Labuti (NGC 6960/95)

2.7.7 Proces záření mlhovin

Mlhoviny samy o sobě nezáří ve viditelném oboru a je třeba nějakého blízkého zdroje jakožto původce fotonů interagujících s mlhovinovým materiálem. K fotoionizaci atomů, tedy

ionizaci elektromagnetickým zářením, je potřeba fotonů o jisté minimální energii, tj. o vlnové délce kratší, než má hranice určité spektrální řady čar daného atomu. U vodíku je to hranice Lymanovy řady o hodnotě $\lambda = 91,2$ nm a menší, což spadá do ultrafialového oboru spektra. Samotný proces spočívá v odtržení valenčního elektronu z atomu, jenž se zpravidla nachází v základním stavu, a energie nevyužitá pro ionizační proces se přemění v kinetickou energii odtrhnutých elektronů. Takto vzniká kladný iont, který se posléze pojí zpět dohromady s odtrženými volnými elektrony, tj. rekombinuje. Přejdou-li opětovně zachycené elektrony zpátky do základního stavu, je proces doprovázen vyzářením krátkovlnných fotonů a ionizace se může opakovat. Tento jev nazýváme fluorescencí.

Zachytí-li se ovšem elektron na některé z vyšších energetických hladin, vydrží zde dobu životnosti stavu (stamiliontiny sekundy). Excitovat na vyšší hladinu by ho mohlo dlouhovlnné záření, kterého ovšem hvězda mnoho nevyzařuje a ve vzdálenosti mlhoviny již navíc střední intenzita záření notně klesá. Z důvodu malé koncentrace částic nelze počítat ani se srážkovou deexcitací. Elektron proto sám posléze sestoupí na nižší hladinu za emise odpovídajícího záření. Tento způsob tvorby fotonů se nazývá rekombinační záření a jeho nejsilnější projev můžeme pozorovat v Lymanově čáře L_{α} ($\lambda = 121,6$ nm), neboť se v ni kaskádovité seskoky přeměňují (například místo seskoku z třetí hladiny na první dojde k rozdělení na seskok $3 \rightarrow 2$ (H_{α}) a $2 \rightarrow 1$ (L_{α}). Rekombinační záření může znovu excitovat či ionizovat atomy, což přispívá k celkovému záření mlhoviny. Samotné fotoionizací odtržené elektrony mají tím větší energii, potažmo rychlost, čím větší energii mají iniciující fotony, tj. čím vyšší je teplota ionizující hvězdy. Volné elektrony se srážejí s atomy, dokud nemají adekvátní rychlost k vybuzování dalších částic.

Se stoupajícím číslem ionizace prvku je potřeba větší energie k odtržení elektronu z atomu. Například tedy neutrální helium je ionizováno fotony o $\lambda = 50,4$ nm, na jednou ionizované helium už je potřeba 22,8 nm. Jelikož se krátkovlnné záření upotřebí na ionizaci ve vrstvách mlhoviny blízkých hvězdě, do vzdálenějších oblastí ho mnoho nepronikne a vznikají tam tak ionty s menším stupněm ionizace. Tento trend se pak například v planetárních mlhovinách projevuje jako vrstvení ionizačních slupek okolo centrálního zdroje záření.

V útrobách mlhoviny dochází ještě k jednomu druhu procesu. Předchozími metodami vzniká mimo jiné jednou ionizované helium He II, jehož čára má vln. délku 30,3779 nm blízkou vln. délce iontu kyslíku O III, $\lambda = 30$, 3799 nm. Rozdíl v délkách, $\Delta \lambda = 0,002$ nm, se vyrovná tepelnými pohyby částic a kyslíkový iont pohltí záření iontu helia a vybudí se na vyšší energetický stav. Při následné kaskádovité deexcitaci elektronů na nižší hladiny vzniká záření o vlnové délce odpovídající rozdílů energií hladin. Část těchto fotonů má opět vlnovou délku blízkou jiným iontům, v tomto případě dusíku N III, který je absorbuje, což opět vede k jeho fluorescenci. Čáry takovýchto iontů pak vykazují mnohem větší intenzitu než čáry vzniklé rekombinací iontů.

Výše popsanými pochody vznikají nejen čáry dovolené. Při vzniku zakázaných čar volné elektrony vyražené fotoionizací z atomu nabuzují srážkami okolní ionty a atomy. Kinetická energie těchto elektronů však stačí pouze k srážkové excitaci na energetické hladiny blízké hladině základní. Atomy se tak dostávají do tzv. metastabilního stavu, z nějž posléze sestupují do základního za současné emise fotonů produkujících zmíněné zakázané čáry. Metastabilní stavy jsou hojně obsazeny a ke vzniku zakázaných čar pak typicky stačí poměrně malé

množství daného prvku. Proto nelze ze síly čar ve spektru přímo odhadovat obsah odpovídajícího prvku v mlhovině.

Samotná hvězda spektrálního typu O může ionizovat atomy až do vzdálenosti 100 pc, hvězda typu B5 zhruba 25 pc. Poloměry takovýchto slupek (Strömgrenových sfér) závisí i na hustotě okolního materiálu. Některé mlhoviny vykazují též silnou luminozitu na okrajích, což je způsobeno srážkami mezihvězdných mračen. V místě srážky dochází ke stlačení, ohřátí a vypaření částic prachu, plyn se uvolní a září.

Kapitola 3

Hvězda HD 37776 a mlhovina IC 432

V roce 1947 Viktor Ambartsumian objevil hvězdné asociace, jež popsal jako velmi mladá seskupení hvězd, která se ještě nevzdálila z místa svého vzniku. Z toho vyplývá, že hvězdy se nerodí osamoceně, ale ve skupinách. Skupiny hvězd, v nichž převažují hvězdy hlavní posloupnosti spektrálního typu O a B jsou pak nazývány OB asociace. Studium jejich rychlostí a hmotností vede k závěrům, že tyto shluky nemohou zůstat gravitačně vázány natrvalo. Členství v hvězdokupě či asociaci se ověřuje různými způsoby. Tradičně se vynese závislost barevného indexu na hvězdné velikosti. Hvězdy, které leží příliš daleko nad či pod hlavní posloupností souboru, jsou pak jakožto členové uskupení vyřazeny. Průkaznou metodu též představuje porovnání naměřených paralax a vlastních pohybů členů s průměrnými hodnotami v asociaci. Pro blízké objekty přinesly výrazné zpřesnění výsledky získané družicí Hipparchos. Samotná hvězda HD 37776 je členkou tzv. Ori OB1b asociace, s jejímiž parametry je paralaxa hvězdy, vlastní pohyb a pozice HD 37776 v HR diagramu ve shodě.

V této kapitole jsem čerpala především ze zdrojů [13], [14], [29], [32], [36], [44].

3.1 Komplex v Orionu

V souhvězdí Orionu najdeme jedno z nejjasnějších a nejosídlenějších seskupení hvězd raného typu v naší blízkosti. Díky vhodné pozici (vzdálenost 450 pc, galaktická šířka b = -16°) s nízkou absorpcí popředí a s množstvím hvězd typu O a B tvoří oblast souhvězdí Orionu jeden ze základních kamenů studia formování a vývoje hvězd, charakteristik hvězd raného typu či interakce horkých hvězd, plynu a prachu. Orionův komplex se skládá z množství molekulových mračen, H II oblastí, mlhovin, hvězd a hvězdných asociací. Obří molekulové mračno v Orionu zacentrované zhruba na Mlhovinu v Orionu (M 42) je složeno ze 2 dobře odlišitelných mračen, známých jako Orion A (29 deg², M ~ 10⁵ M_s), a Orion B (19 deg², M ~ 0,8 · 10⁵ M_s). Orion A pak dále obsahuje další části jako molekulová mračna OMC-1, OMC-2, OMC-3 (z angličtiny Orion Molecular Cloud) či NGC 1977, Orion B obsahuje například mlhovinu Plamínek NGC 2024 či NGC 2023. Uvnitř těchto mračen existují husté struktury horkého plynu a prachu, kde se koncentruje tvorba hvězd. Množství těchto oblastí je pozorováno pouze díky emisi v rádiovém a IR spektrálním oboru.

V Orionu nalézáme mnoho oblastí osvětlených hvězdami asociace OB1. Mohutné hvězdné větry těchto mladých hvězd spolu s rázovými vlnami explodujících supernov produkují obrovské expandující obálky plynu, zvané též superbubliny (anglicky superbubbles). Uvnitř těchto útvarů se nalézají dutiny vyplněné horkým vodíkovým plynem ionizovaným okolními hvězdami. Komplex molekulových mračen v Orionu je obklopen expandující superbublinou molekulového plynu, nazývanou takovouto bublina Orion-Eridanus, jelikož se s rozměry (120 x 300) pc rozpíná přes tyto 2 souhvězdí. Na její východní hranici pak můžeme nalézt útvar známý jako Barnardova smyčka. Jedná se zhruba o 14 deg² rozsáhlou oblast emise H_{α} kolem Orionova pásu a meče, jejíž původ se připisuje řadě výbuchů supernov před 2 až 3 miliony let a která je osvětlována hvězdami Orionovy

OB1 asociace. Samotná asociace OB1 obsahuje kolem 50 obrů spektrálních tříd v intervalu O6 až B2 a několik tisíc méně hmotných hvězd, včetně teprve se rodících protohvězd. Dělíme ji na čtyři podskupiny a, b, c, d, jejichž stáří se pohybuje v rozpětí $(10^6 - 10^7)$ let a vzdálenosti (300 – 500) pc. Nejstarší jsou asociace OB1a (severovýchodně od Orionova pásu) a OB1b (oblast Orionova pásu). V současnosti již téměř postrádají okolní mezihvězdný plyn a leží ve větší vzdálenosti od molekulových mračen, než mladší podskupiny OB1c (oblast Orionova meče) a OB1d (oblast kolem M42 a M43). V rámci Ori OB1b asociace kolem Orionova pásu nalezneme 3 známé jasné hvězdy – Alnitak (ζ Ori), Alnilam (ε Ori), Mintaka (δ Ori). Ačkoli se na obloze promítají vedle sebe do řady, výzkumy ukazují na různé stáří, vzdálenosti i radiální rychlosti. Nejvzdálenější a nejmladší z nich je Alnitak a okolní oblast, v níž se nachází mlhovina Koňská hlava, mlhovina Plamínek či H II oblast IC 434. Můžeme zde také nalézt hvězdokupu σ Orionis – význačný region s největší hustotou hvězd v asociaci a též velmi zajímavou oblast pro studium a porozumění formaci hvězd, hnědých trpaslíků a zvláště pak izolovaných objektů planetárních hmotností. Rozsáhlou fotometrickou studii celé oblasti OB1 provedli v letech 1977 – 1978 Warren & Hesser [49], rozdělující OB1b na 3 části od západu k východu z důvodu zvyšující se vzdálenosti.

Na obrázku 3.1 je znázornění oblasti komplexu molekulových mračen v Orionu z měření intenzity emise CO. Jsou zde vidět části uskupení Orion A a Orion B, k nim jsou přidruženy další části jako severní a jižní filament, mračno v Jednorožci Mon R2 či Barnardova smyčka.



Obrázek 3.1: Schéma komplexu molekulových mračen v Orionu, tečky označují místa maxim emise CO, černé obrysy značí hodnotu intenzity integrované přes rychlost 1,28 K · km · s⁻¹. Šedý oblouk naznačuje rozsah UV emise z Barnardovy smyčky, čerchovaná čára pak ilustruje rozsah prstence mračen kolem hvězdy λ Ori. Přibližné rozměry 850 deg² (převzato z [32]).

3.2 Hvězda HD 37776

Asi 10 % hvězd hlavní posloupnosti spektrálních tříd A a B vykazuje ve svých spektrech známky chemických anomálií. Za příčinou odlišné abundance prvků v atmosférách těchto tzv. chemicky pekuliárních hvězd zřejmě stojí separace prvků v důsledku zářivé difuze spojená s procesy ztráty hmoty, konvekce a turbulence. Proměnnost světelné křivky je poté způsobená změnou zářivého toku vlivem rotace různých skvrn na povrchu hvězdy. Heliově silné proměnné hvězdy tvoří skupinu hvězd hlavní posloupnosti spektrálních tříd B1V až B3V, jež vykazují zvýšenou abundanci helia vzhledem k jejich efektivní teplotě, spektrální variabilitu a silné magnetické pole. Hvězda HD 37776 známá též pod označením V* V901 Ori (GCVS) a HIP 26742 patří mezi proměnné magnetické chemicky pekuliární hvězdy s výraznými čárami helia ve spektru. Tabulka 3.1 shrnuje její základní charakteristiky.

rektascenze α	5 ^h 40 ^m 56,37044 ^s	
deklinace b	-01° 30' 25,8553"	
galaktická délka l	206,073	
galaktická šířka b	-16,3420°	
paralaxa π	$(3,03 \pm 0,55)$ mas	
spektrální typ	B2IV	
hv. velikost m _U	5,97 mag	
hv. velikost m _B	6,84 mag	
hv. velikost m _v	6,98 mag	
hv. velikost m _J	$7,287 \pm 0,027$ mag	
hv. velikost m _H	$7,424 \pm 0,040 \text{ mag}$	
hv. velikost m _K	$7,415 \pm 0,024$ mag	
log g ¹⁾	4	
log T _e ²⁾	4,369	
$\log L/L_S^{2}$	3,54	
$M/M_S^{2)}$	$8,\!80 \pm 0,\!40$	
$R/R_{s}^{2)}$	3,6	
frakční věk* ⁾²⁾	0,11 ± 0,04	
B ³⁾	(5–30) kG	
i ⁴⁾	45°	
radiální rychlost $v_{rad}^{4)}$	$(33,1\pm0,9)$ km \cdot s ⁻¹	
vlastní pohyb v rektascenzi v _R	$(3,21 \pm 0,67)$ mas/rok	
vlastní pohyb v deklinaci v_D	$(1,76 \pm 0,31)$ mas/rok	

Tabulka 3.1: Základní charakteristiky HD 37776 (zdroj [e5])

^{*)} frakční věk – uplynulá část života hvězdy na hlavní posloupnosti mezi ZAMS a TAMS ¹⁾ Groote a Kaufmann [15] ³⁾ Kochukhov a kol. [23] ⁵⁾ Mikulášek a kol. [36] ²⁾ Landstreet a kol. [29] ⁴⁾ Khokhlova a kol. [22] Heliovou proměnnost HD 37776 objevil v roce 1976 Nissen [38], Pedersen a Thomsen [41] a Pedersen [40] nalezli periodu proměnnosti síly čáry helia He I 4026 Å (1,5385 \pm 0,0003) dní, což reprezentuje i proměnnost magnetického pole [4]. Mikulášek a kol. [36] odhalili růst periody (17,7 \pm 0,7) s za posledních 31 let, což přisoudili brzdění hvězdné rotace v důsledku ztráty hybnosti. Thompson a Landstreet [45] pro vysvětlení vzhledu křivky proměnnosti magnetické indukce (obrázek 3.2) navrhli model kvadrupolárního magnetického pole, což řadí hvězdu HD 37776 k ojedinělým exemplářům mezi známými magnetickými proměnnými hvězdami, jejichž magnetické křivky vykazují přibližně sinusoidový tvar. Složitostí magnetického pole hvězdy se zabýval i Kochukhov a kol. [23], jenž vytvořil osově nesouměrný model pole a distribuci He v povrchových vrstvách hvězdy (viz obrázek 3.3). Hvězda HD 37776 vykazuje proměnnost i v dalších prvcích, jako je uhlík, křemík [44], vodík a hořčík [48]. Chemické anomálie u prvků této třídy hvězd nejsou ničím výjimečné, projevují se i u dalších prvků jako je uhlík či kyslík.



Obrázek 3.2: a) světelná křivka v Strömgrenově filtru y, b) proměnnost magnetické indukce, c) proměnnost čáry He I (zdroj [45])



Obrázek 3.3: a) Rozložení intenzity mag. pole s izoliniemi po 5 kG b) Orientace magnetických indukčních čar, světlé směřují vně, tmavé dovnitř c) povrchové rozložení abundance He vzhledem k slunečním hodnotám, izolinie po 0,5 ve škále \log_{10} ; φ značí fázi (zdroj [23])

Hvězda HD 37776 se na snímcích jeví obalena svítícím mračnem, označeným jako mlhovina IC 432. Předpokládáme, že dochází k interakci záření hvězdy s prachoplynným materiálem, jednak jako rozptyl záření na částicích prachu a též jako ionizace, kdy atomy mezihvězdné látky absorbují UV záření hvězdy a převyzáří ho ve viditelném oboru spektra, viz 2.7.7 Proces záření mlhovin. Zda-li hvězda vyzařuje dostatečné množství UV záření je zkoumáno v praktické části diplomové práce.

3.3 IC 432

Fialovomodrá reflexní mlhovina IC 432 se nalézá v souhvězdí Orionu poblíž hvězdy Orionova pásu ζ Ori, známé jako Alnitak. Mimo označení z Index Catalogue ji můžeme najít pod jmény CB 55m (Cederblad), DG 74 (Dorschner+Gurtler), LBN 946 (Lynds, Bright Nebula) či GN 05.38.4.02 (Atlas of Galactic Nebulae). Na obrázku 3.4 je pak snímek oblasti v okolí ζ Ori s množstvím mlhovin různých druhů, jako emisní mlhovinou Plamínek (NGC 2024), emisní IC 435, reflexní NGC 2023 a temnou mlhovinou Koňská hlava (Barnard 33) v popředí emisní mlhoviny IC 434. Ty všechny jsou součástí obrovského molekulového mraku, Orionova komplexu, táhnoucího se přes celé souhvězdí Orionu. Na některé mlhoviny je možné nahlížet jako cleny páru, vzájemně propojeného svíticími vlákny či temnými kanály. Dvojice mlhovin IC 432-431 a NG 2023-IC 435 jsou umístěny symetricky vzhledem k NGC 2024. Mlhoviny IC 432 a NGC 2023 jsou obě umístěny jakoby v prodloužení ústředního tmavého kanálu rozdělujícího mlhovinu NGC 2024 na poloviny, přibližně 26' od jejího geometrického centra. Všechny tyto mlhoviny spolu s IC 434 zřejmě tvoří jeden celek. Jsou ponořeny do slabého emisního pozadí a je možné, že přinejmenším jejich okrajové oblasti jsou nasvíceny ze strany hvězdou σ Ori a veleobry Orionova pásu, v první řadě ζ Ori. Tabulka 3.3 shrnuje základní souřadnice mlhoviny IC 432, šipka na obrázku 3.5. pak ilustruje pozici IC 432 v Galaxii společně s distribucí reflexních mlhovin.



Obrázek 3.4: Rozličné druhy mlhovin v oblasti souhvězdí Orion (převzato z [06])

rektascenze α	5 ^h 40 ^m 57 ^s
deklinace b	-01° 30' 31"
galaktická délka l	206,075
galaktická šířka b	-16,34

Tabulka 3.3: Souřadnice IC 432 (zdroj [e5], [34])



Obrázek 3.5: Poloha IC 432 v Galaxii, interval os 30° (převzato z [34])

Jelikož předpokládáme, že je mlhovina úzce spražena s blízkou hvězdou HD 37776, považujeme vzdálenost hvězdy za přibližnou vzdálenost mlhoviny, tj. (330 ± 60) pc [e5]. Lynds [31] uvádí průměr jasné mlhoviny 10', plochu 0,021 deg² a celého mraku 5,98 deg². Bernes [2] dle Palomarské prohlídky oblohy (NGS-POSS) uvádí průměr jasné mlhoviny 7' a celkové rozměry temného mraku 240' x 120', tj. 6,28 deg² při aproximaci tvaru na elipsu. Článek od Rubin a kol. [43] obsahuje hodnotu absolutní hvězdné velikosti v modré barvě M_B s odvoláním na článek Kraan-Kortewega a Tammanna [26], v něm se ale jedná o mlhovinu IC 342. Informace ze zdroje [43] jsou tedy brány jako irelevantní. Glushkov a kol. [13], [14] u IC 432 pozorovali poměrně sférickou Strömgrenovu sféru 6' x 8'. Konkrétní hodnoty poloměru z výšky spektrálních čar vyšly $r_{\rm S} = 0,4$ pc, teoretický poloměr pak $r_{\rm S}^0 = 0,3$ pc. Hodnota elektronové teploty mu vyšla T_e 8000K, což je vyšší hodnota, než je běžné pro tento typ mlhovin (5000 – 7500 K). To může být způsobeno větším obsahem dusíku, neboť poměr (NII)/(SII) pro IC 432 vychází o něco vyšší, než u jiných mlhovin. Absolutní intenzity, koncentrace prvků a jejich poměry uvedené Glushkovem [79] shrnují tabulky 3.4 a 3.5:

$[erg \cdot cm^{-2}]$	$\frac{I(H_{\alpha}, 6563 \mathring{A})}{I(NII, 6584 \mathring{A})}$	$\frac{I(S II, 6717 \AA)}{I(S II, 6731 \AA)}$
2,0 · 10 ⁻⁵	3,9	$1,30 \pm 0,05$

Tabulka 3.4: Intenzita čáry H_{α} , poměry intenzit [14]

$n_e(H_\alpha)$ [m ⁻³]	n _e (S II) [m ⁻³]	$\frac{n_e(N II)}{n_e(N I)} $ za užití n _e (H _{α})	$\frac{n_e(N II)}{n_e(N I)} $ za užití n _e (S II)
$1,8 \cdot 10^{7}$	$6,3 \cdot 10^{8}$	0,75	0,3

Tabulka 3.5: Koncentrace prvků, poměry prvků [zdroj 14]

Hodnoty n_e(H_{α}) a n_e(S II) vykazují velký rozdíl oproti hodnotám získaným pro podobné mlhoviny. To může být způsobeno tím, že IC 432 v červené oblasti vypadá velmi homogenně a hodnota n_e(H_{α}) poměrně dobře odpovídá pozorované hodnotě r_s = 0,4 pc pro hvězdu typu B2. Pro Ced 44, strukturou v červené oblasti nejvíc blízké k IC 432, není žádný rozdíl v hodnotách n_e(H_{α}) a n_e(S II). K detailnějšímu rozboru odchylek je třeba dalších měření. Možná je zdánlivá homogenita IC 432 v červených paprscích výsledkem dodatečné ionizace vnějších oblastí mlhoviny blízkými hvězdami ξ Ori a σ Ori, kdežto hustší a nehomogenní vnitřní oblasti jsou zatížené silnou absorpcí. V čáře H_{α} (obrázek 3.6) vykazuje mlhovina zhruba sférický tvar s homogenním rozložením látky. Oproti tomu v modré oblasti spektra, hlavně ve východní hemisféře mlhoviny, pozorujeme tvar asymetrický s viditelnými vlákny (obrázek 3.7), která na snímcích v červené barvě mizí. Pro ilustraci je uveden i snímek v IR (obrázek 3.8).



Obrázek 3.6, 3.7, 3.8: Snímek mlhoviny v H_{α} , v modré a v IR oblasti spektra. V modré barvě je dobře vidět dvě vzájemně paralelní vlákna, rozmístěná na jedné straně od jádra, kolmá k směru od jádra k žílám (zdroj [e1])

Ve spektrech mlhovin spojených s hvězdami spektrálního typu B1 – B2 se vyskytují emisní čáry H_{α}, [NII], [SII], jež jsou výsledkem záření vlastních hvězd. Mlhoviny jsou více výrazné na snímcích v modré barvě ve srovnání s červenou. To znamená, že září hlavně kvůli záření rozptýlenému na částicích prachu, jelikož v modré části spektra nejsou dost výrazné emisní čáry. Z toho vyplývá, že čím je spojité spektrum silnější, tím menší je jas Balmerových čar H_{β}, H_{γ} atd. Množství prachu ovlivňuje i elektronové teploty mlhovin, tj. způsobuje jejich ochlazení. Spektrum IC 432 v modré barvě je spojité, což je tedy z větší části vlivem výskytu prachu, a poukazuje to na autonomní koexistenci prachu a ionizovaného plynu. V modré barvě se mlhovina rozléhá spíše na jednu straně od jádra, což připomíná kometární mlhovinu, tj. mlhovinu připomínající tvarem kometu. Z toho je odvozena osa mlhoviny: polohový vektor s počátkem v centru a směrem skrz střed pomyslného vějířovitého tvaru, typického pro mlhoviny kometárního typu. Záření IC 432 je soustředěné v krátkovlnné části spektra, jehož přebytek lze pozorovat ve zmíněných vláknech.

Jediné dostupné polarizační výzkumy jsou z let 1960 [21], 1965 [47] a 1973 [8]. Ty v krátkovlnné oblasti spektra ukazují na zvyšující se stupeň polarizace se vzdáleností od centra mlhoviny, průměrně mezi 3 a 12 %. Směr polarizační roviny ovšem není závislý na směru záření hvězdy, ale spíše odpovídá orientaci mlhovinových vláken – je kolmý ke směru prodloužení žil mlhoviny a zároveň se téměř shoduje se směrem galaktického

rovníku. Situaci ilustruje obrázek 3.9. Toto uspořádání lze vysvětlit vlivem magnetických polí existujících v mezihvězdném prostoru, tj. rozptylem záření na prachových částicích nesférického tvaru (více viz 2.6 Mezihvězdná polarizace). Jejich orientace dle siločar magnetického pole koreluje s orientací vláken, lze tedy předpokládat existenci magnetického pole v okolí mlhoviny IC 432.



Obrázek 3.9: Polarizace elektromagnetického záření v mlhovině IC 432, přerušovaná čára značí osu mlhoviny, jednoduchá čára galaktický rovník (převzato z [8], [21])

Vardanyan [47] uvádí tabulku polarimetricky proměřených hvězd v okolí IC 432. Potvrzuje, že rovina polarizace IC 432 téměř souhlasí se směrem osy mlhoviny a směrem galaktického rovníku. Následující tabulka 3.6 je složením dat z [47], vzdáleností z [e5] a objektů asociovaných s danými hvězdami, jejich pozice ilustruje obrázek 3.10.

č.	hvězda	θ̄ [°]	vzdálenost [pc]	asociovaný objekt
1	HD 37776	165	330 ± 60	IC 432
2	HD 37845	131	269 ± 82	
3	HD 37756	182	275 ± 28	
4	HD 38099	140	161 ± 15	
5	HD 38087	127	169 ± 37	IC 435
6	HD 37674	44	313 ± 79	IC 431
7	HD 37660	160	398 ± 119	
8	HD 37903	122	298 ± 80	NGC 2023

Tabulka 3.6: Polarizační úhly hvězd v okolí mlhoviny IC 432 (zdroj [47], [e5])

Největší odchylku od střední hodnoty polarizačního úhlu vykazuje HD 37674. Jelikož se jedná o objekty ze stejné oblasti, jsou jejich vzájemné úhlové vzdálenosti velmi malé. Zohlednění výsledků polarizace hvězd a jejich vzdáleností může vést k identifikování hvězd ovlivňujících mlhovinu IC 432. K tomu by bylo zapotřebí důslednějších polarizačních měření většího počtu hvězd a prozkoumání míry polarizace v závislosti na vzdálenosti.



Obrázek 3.10: Zanesení hvězd z tabulky 3.6 (snímek v H_{α} z [07])

Knapp a kol. [24] mapoval výskyt oxidu uhelnatého ve zkoumané mlhovině. Z čáry ¹²CO na 27,25 Å uvádí zářivou teplotu $T_R = 11,9$ K, rychlost vzhledem k lokálnímu standardu klidu $v_{LSR} = +10,0$ km · s⁻¹ šířku rychlosti $\Delta v = 3,0$ km · s⁻¹. Z čáry ¹³CO na 26,07 Å pak $T_R = 2,4$ K, $v_{LSR} = +10,1$ km · s⁻¹, $\Delta v = 3,0$ km · s⁻¹ a $T_R = 15$ K. Z měření Maddaleny a kol. [33] vychází maximální zářivá teplota $T_R = 3,4$ K a rychlost v oblasti IC 432 $v_{LSR} = +7,5$ km · s⁻¹ (viz obrázek 3.11). Na obrázku 3.1 je znázorněn komplex molekulových mračen v Orionu z měření intenzity emise CO, detail oblasti v okolí IC 432 je pak na obrázku 3.12.



Obrázek 3.11 (vlevo): Diagram hodnot rychlosti vážené teplotou z čar CO, čerchované čáry označují polohu IC 432. Nejnižší izolinie značí 1 K, následují 3, 5,7...K (převzato z [33])

Obrázek 3.12 (vpravo): Obrysy dle přes rychlost integrované intenzity emise CO molekulového mračna Orion B. Nejnižší izolinie značí 1,25 K \cdot km \cdot s⁻¹, následují 5, 9, 11násobky této hodnoty (převzato z [33])

Kapitola 4

Praktická část

4.1 Zpracování spekter mlhoviny IC 432

Ke studiu mlhoviny IC 432 jsem měla k dispozici 4 spektra pořízená na observatoři v Ondřejově 2m dalekohledem, viz obrázek 4.1 – 4.4. Byl při tom použit spektrograf v coudé ohnisku, jehož kamera má ohniskovou délku 700 mm. Velikost CCD čipu použitého jako detektor jest 2000 x 800 pixelů o rozměrech 15 μ m. Pozorovateli byli Michal Ceniga, Martin Netolický, Miloslav Tlamicha a Marek Wolf, zpracování provedla Daniela Korčáková. Charakteristiky jsou shrnuty v následující tabulce 4.1:

číslo spektra	datum pozorování	čas pozorování (UTC)	doba expozice [s]
1	23.3.2006	18:43:41 - 20:20:50	5800
2	9.10.2006	00:25:02 - 00:59:20	2028
3	9.10.2006	01:02:50 - 02:33:51	5432
4	14.12.2006	22:03:12 - 22:37:02	2000

Tabulka 4.1: Vlastnosti pozorovaných spekter





pj080062ozfksld.dat

3500

3000

2500

2000

1500

1000

500

6300

6400

tok [libovolne jednotky]





Obrázek 4.3: Spektrum 3

6500

vlnova delka [A]

6600

Obrázek 4.4: Spektrum 4

Spektra byla normována pomocí programu IRAF (položení přímky kontinua rovnou 1) a zobrazena v jednom grafu. Spektrum 1 se lišilo od zbylých tří viditelně větším šumem a silnějšími čarami atmosféry i mlhoviny. Šum může částečně souviset se zvolenou dobou pozorování, kdy se Slunce nacházelo těsně po obzorem a jeho záření rozptýlené v atmosféře tak mohlo měřené výsledky zkreslit. Silnější čáry jsou pak výsledkem delší doby expozice. Rozsah vlnových délek se pohyboval mezi (6261 – 6779) Å, tudíž je přítomna jediná čára z vodíkových sérií, H_{α} na 6563 Å. Kromě této nejvýraznější čáry všech čtyř zkoumaných spekter jsem nalezla dublety kyslíku, dusíku a síry a též 7 mnohem méně výrazných vrcholů, jejichž vznik přisuzuji záření atmosférického původu (tzv night-sky lines). Pouze ve spektru 1 je patrný emisní vrchol na 6679 Å, jenž by mohl dle [6] patřit heliu He I.



Obrázek 4.5: Spektra v jednom grafu, pro přehlednost jsou osy y u jednotlivých dat posunuty

Druhý soubor spekter byl získán z katalogu MAST [e2] pomocí družice IUE (International Ultraviolet Explorer). Jedná se o spektrum 5 v intervalu (1150 – 1978) Å a spektrum 6 v intervalu (1851 – 3348) Å (obrázek 4.6. a 4.7). Ve spektru 5 je dobře viditelná Lymanova čára L_{α} na 1215 Å a čára na 1600 Å, kterou přisuzuji neonu. V UV spektru hvězdy HD 37776 jeví čára L_{α} výrazný absorpční profil, je tedy možné, že se na vzniku L_{α} ve spektru mlhoviny IC 432 podílí geokorona Země, svítící vlivem vodíku pohlcujícího sluneční záření [25].

číslo spektra	datum pozorování	čas pozorování (UTC)	doba expozice [s]
5	15.8.1980	18:09:29	1500
6	9.10.2006	18:57:53	3400

Tabulka 4.2: Vlastnosti pozorovaných spekter

Ve spektru 6 se mi nepodařilo identifikovat žádnou čáru, viditelné vrcholy se skládají pouze z 1 bodu, je tedy obtížné odlišit je od šumu. Na vlnových délkách > 3200 Å považuji spektrum za nekvalitní, tj. nevhodné pro identifikaci.



Cox [6] uvádí seznam emisních čar z mezihvězdné látky mezi (1555 – 9532) Å, mě se podařilo identifikovat pouze čáry shrnující tabulka 4.3. Laboratorní vln. délky čar prvků jsou převzaty z [e3], hydroxylového radikálu OH ze zemské atmosféry z [39]. Vzhledem k štěpení vodíkových čar L_{α} a H_{α} vlivem spinu elektronu jsou jejich laboratorní vln. délky váženým průměrem vlnových délek uvedených v [6]. U čar na 6306 Å a 6577 Å jsou uvedeny 2 laboratorní vlnové délky z důvodu velké blízkosti – nelze rozlišit, která z nich se vztahuje k čáre ve zkoumaném spektru mlhoviny.

λ [Å]	λ ₀ [Å]	chemické	nřadnaldádaný nůvod
(ve spektru)	(laboratorní)	označení	preupokiadaliy puvod
1215	1215,670	Lα	mlhovina
1600	1600,080	Ne II	mlhovina
6286	6287,434	ОН	atmosféra Země
6300	6300,304	ΟI	mlhovina
6206	6306,869	OH	atmasfára Zamă
0300	6306,981	ОП	atmosfera Zeme
6321	6321,398	OH	atmosféra Země
6364	6363,776	ΟI	mlhovina
6498	6498,729	ОН	atmosféra Země
6532	6533,044	ОН	atmosféra Země
6548	6548,050	N II	mlhovina
6553	6553,617	OH	atmosféra Země
6563	6562,767	Ηα	mlhovina
6577	6577,183	OH	otmosfóra Zomě
0377	6577,386	ОП	atmosfera Zeme
6584	6583,450	N II	mlhovina
6678	6678,15	He I	mlhovina
6717	6716,440	S II	mlhovina
6731	6730,815	S II	mlhovina

Tabulka 4.3: Identifikované čáry ve spektru, [e3], [6], [39]

Všechny identifikované čáry jsou čáry emisní, ve spektru 1 je sice patrno několik absorbčních vrcholů (např. na 6401 Å a 6550 Å), jelikož se ale v ostatních zkoumaných spektrech nevyskytují, považuji je za šum. Ve spektru tedy není patrná jediná čára, jež by vznikala v atmosféře hvězdy HD 37776. Kontinuum spekter může pocházet ze složení spojitého spektra hvězdy, rozptylu záření a šumu.

4.2 Fitování profilů čar

Pro zjištění radiální rychlosti musíme znát laboratorní vlnovou délku a vlnovou délku čar ve spektru, respektive jejich vzájemný posun. Laboratorní délku zjistíme z databáze, literatury či proměřením v laboratoři, pozorovanou vlnovou délku pomocí proložení čáry vhodným profilem, kterým je v tomto případě Gaussova funkce (výsledek Dopplerova rozšíření). Vliv srážek mezi částicemi, jež se popisuje pomocí Lorentzovy funkce je v porovnání s Dopplerovým rozšířením malý a může se proto zanedbat (viz 1.4 Rozšíření a posuv čar). V tomto případě byla zvolena normovaná Gaussova funkce ve tvaru

$$y = y_0 + A \cdot e^{\frac{-(x - x_c)^2}{2w^2}} , \qquad (4.1)$$

kde *y* značí světelný tok, y_0 světelný tok v kontinuu, y_c světelný tok v maximu, *A* rozdíl světelných toků $|y_0 - y_c|$, x_c střed čáry, tj. vlnovou délku čáry v Å, λ_0 laboratorní vlnovou délku a *w* šířku čáry. Následují grafy čar proložených Gaussovou funkcí, k čemuž posloužil program Origin. Červené body byly z fitování vyřazeny.



Obrázek 4.8: Spektrum 5, čára L_{α} , $\lambda_0 = 1215,670$ Å



Obrázek 4.9: Spektrum 6, čára Ne, $\lambda_0 = 1600,080$ Å

čára OH, $\lambda_0 = 6287,434$ Å



hodnota 0,94109 chyba 0,00815 y0 xc w 1,2 -6287 937 0.06904 0,28767 0,07032 0,05333 1,1 tok [relativni jednotky] 1,0 0,9 0,8 0,7 6290 6292 6294 6276 6278 6280 6282 6284 6286 6288 vlnova delka [A]

Obrázek 4.10: Spektrum 1, $\lambda = 6286,935$ Å







chyba 0,00967

0,00967 0,0242 0,04933 0,04157

hodnota

0.98686

0,5536 0,5536 0,51639

y0 xc w A

6302 6304 6306 6308

Obrázek 4.12: Spektrum 3, $\lambda = 6288,019 \text{ Å}$

6288,019 Å Obrázek 4.13: Spektrum 4, λ = 6287,345 Å čára O I, λ_0 = 6300,304 Å

1,8 -

1,6

1,4

1,2

1,0

0,8 6292 6294 6296 6298 6300

tok [relativni jednotky]



Obrázek 4.14: Spektrum 1, $\lambda = 6299,756$ Å



Obrázek 4.16: Spektrum 3, $\lambda = 6300,860$ Å

Obrázek 4.15: Spektrum 2, $\lambda = 6300,888$ Å

vlnova delka [A]



Obrázek 4.17: Spektrum 4, $\lambda = 6300,362$ Å

čára OH, $\lambda_0 = 6306,869$ Å / 6306,981 Å chyba 0,0202 1,6 0,86483 y0 xc w A 6306,469 0.03946 0,60515 0,58444 0,08192 0,07346 1,4 tok [relativni jednotky] 1,2 1,0 0,8 0,6 6300 6304 6310 6312 6302 6306 6308 vlnova delka [A]



Obrázek 4.18: Spektrum 1, $\lambda = 6306,469$ Å



Obrázek 4.19: Spektrum 2, $\lambda = 6307,596$ Å



Obrázek 4.20: Spektrum 3, $\lambda = 6307,563$ Å

Obrázek 4.21: Spektrum 4, $\lambda = 6306,982$ Å čára OH, $\lambda_0 = 6321, 398 \text{ Å}$



Obrázek 4.22: Spektrum 1, $\lambda = 6321,661$ Å

z důvodu velkého šumu nebyla čára spektra 2 fitována

chyba 0,00588 0,06348 0,06615 0,02492 0,97702 6321,973 0,3266 y0 xc 1,10 tok [relativni jednotky] 1,05 1,00 0.95 0,90 6328 6318 6320 6322 6324 6326 vlnova delka [A]

chyba 0,00687 0,05702 1,15 y0 xc 0,97392 6321,486 0,19692 0,05258 1,10 0.16711 0.03909 tok [relativni jednotky] 1,05 1,00 0,95 0.90 6316 6320 6322 6324 6326 6318 vlnova delka [A]

Obrázek 4.23: Spektrum 3, $\lambda = 6321,973$

Obrázek 4.24: Spektrum 4, $\lambda = 6321,486$ Å



2,4 hodnotachyba0,987480,035136498,1470,04282 y0 xc 2,2 0,18105 0,03524 2,0 1,3056 0,23383 tok [relativni jednotky] 1,8 1,6 1,4 1,2 1,0 0,8 0,6 0,4 6492 6494 6496 6498 6500 6502 6504 vlnova delka [A]

Obrázek 4.28: Spektrum 1, $\lambda = 6498,147$ Å



Obrázek 4.30: Spektrum 3, $\lambda = 6499,233$ Å



Obrázek 4.29: Spektrum 2, $\lambda = 6499$, 315 Å



Obrázek 4.31: Spektrum 4, $\lambda = 6498,820$ Å





Obrázek 4.32: Spektrum 1, $\lambda = 6532,493$ Å



Obrázek 4.33: Spektrum 2, $\lambda = 6533,673$ Å



Obrázek 4.34: Spektrum 3, $\lambda = 6533,628$ Å

Obrázek 4.35: Spektrum 4, $\lambda = 6532,817$ Å





Obrázek 4.36: Spektrum 1, $\lambda = 6548,725$ Å



Obrázek 4.38: Spektrum 3, $\lambda = 6548,618$ Å



Obrázek 4.37: Spektrum 2, $\lambda = 6548,568$ Å



Obrázek 4.39: Spektrum 4, $\lambda = 6548,603$ Å





Obrázek 4.40: Spektrum 1, $\lambda = 6553,053$ Å



Obrázek 4.41: Spektrum 2, $\lambda = 6554,220$ Å



Obrázek 4.42: Spektrum 3, $\lambda = 6554,187$ Å

Obrázek 4.43: Spektrum 4, $\lambda = 6553,621$ Å

chyba 0,01044 0,00641 0,00658

0.05669

0,90977 6563,332 y0 xc w A

0,29833

3,01817

4,0

3,5

3,0

2,5

2.0 1,5

1,0

0,5

6556

6558

tok [relativni jednotky]



Obrázek 4.44: Spektrum 1, $\lambda = 6563,340$ Å



Obrázek 4.45: Spektrum 2, $\lambda = 6563,332$ Å 4,5

6562

6560

6564

vlnova delka [A]

6566

6568



Obrázek 4.46: Spektrum 3, $\lambda = 6563,335$ Å

Obrázek 4.47: Spektrum 4, $\lambda = 6563,341$ Å





Obrázek 4.48: Spektrum 1, $\lambda = 6576,829$ Å



Obrázek 4.49: Spektrum 2, $\lambda = 6577,937$ Å



Obrázek 4.50: Spektrum 3, $\lambda = 6577,913$ Å

Obrázek 4.51: Spektrum 4, $\lambda = 6577,324$ Å

čára N II, $\lambda_0 = 6583,450$ Å



Obrázek 4.52: Spektrum 1, $\lambda = 6583,994$ Å



Obrázek 4.54: Spektrum 3, $\lambda = 6584,008$ Å

= 6583,450 Å



Obrázek 4.53: Spektrum 2, $\lambda = 6583,996$ Å



Obrázek 4.55: Spektrum 4, $\lambda = 6584,004$ Å



z důvodu velkého šumu nebyla čára spektra 2 fitována

Obrázek 4.56: Spektrum 1, $\lambda = 6679,074$ Å

z důvodu velkého šumu nebyla čára spektra 4 fitována

z důvodu velkého šumu nebyla čára spektra 4 fitována

chyba 0,00939 0,01762

0,03591

0.03573

6724

6722

hodnot

0,97829 6716,980 y0 xc w A

0,51575

0.56606

čára S I, $\lambda_0 = 6716,440$ Å

2.0

1,8

1,6

1,4

1,2

1,0

0,8

6712

6714

tok [relativni jednotky]



Obrázek 4.57: Spektrum 1, $\lambda = 6717,000$ Å



Obrázek 4.59: Spektrum 3, $\lambda = 6717,031$ Å

vlnova delka [A] Obrázek 4.58: Spektrum 2, $\lambda = 6716,980$ Å

6716

6718



Obrázek 4.60: Spektrum 4, $\lambda = 6717,016$ Å



4.3 Výpočet radiální rychlosti mlhoviny

Radiální rychlost mlhoviny, tedy velikost rychlosti mlhoviny ve směru pozorování, vypočítáme pomocí Dopplerova efektu – z posunu vlnových délek ve spektru oproti laboratorním hodnotám. Použitý vzorec vypadá následovně:

$$v_r = c \frac{\Delta \lambda}{\lambda_0}$$
, $\delta_{v_r} = c \frac{\delta_{\Delta \lambda}}{\lambda_0}$, (4.2), (4.3)

kde λ_0 značí laboratorní vlnovou délku, $\Delta\lambda$ posuv (rozdíl) vlnových délek se směrodatnou odchylkou $\delta_{\Delta\lambda}$ a v_r zjišťovanou radiální rychlost se směrodatnou odchylkou δ_{vr} . Následuje soubor tabulek 4.3 až 4.18 shrnující výpočty získané fitováním čar v předchozí části.

označení	λ_0 [Å]	λ[Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
Lα	1215,670	1215,629	0,095	0,095	-10	24

označení	λ_0 [Å]	λ[Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
Ne II	1600,080	1600,422	0,342	0,228	64	43

Tabulka 4.4: Radiální rychlosti čáry L_{α} z UV spektra 5, λ_0 = 1215,670 Å

Tabulka 4.5: Radiální rychlosti čáry Ne II z UV spektra 5, $\lambda_0 = 1600,080$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ [Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
ОН 62		6286,935	-0,499	0,033	-23,8	1,6
	6207 424	6287,937	0,503	0,069	24,0	3,3
	0287,434	6288,010	0,576	0,042	27,5	2,0
		6287,345	-0,089	0,058	-4,2	2,8

Tabulka 4.6: Radiální rychlosti čáry OH ze spekter 1 – 4, λ_0 = 6287,434 Å

označení	λ_0 [Å]	λ[Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
		6299,756	-0,548	0,008	-26,1	0,4
	6200 204	6300,888	0,584	0,024	27,8	1,2
	6300,304	6300,860	0,556	0,011	26,5	0,5
		6300,362	0,058	0,013	2,8	0,6

Tabulka 4.7: Radiální rychlosti čáry O I ze spekter 1 – 4, $\lambda_0 = 6300,304$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ [Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
		6306,469	-0,400	0,039	-19,0	1,9
OU	(20(9(0	6307,596	0,727	0,052	34,6	2,4
OH	0300,809	6307,563	0,694	0,031	33,0	0,0
		6306,982	0,113	0,072	5,4	3,4

Tabulka 4.8: Radiální rychlosti čáry OH ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6306,869$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ[Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
		6306,469	-0,512	0,512 0,039	-24,3	1,9
OII	6206 001	6307,596	0,615	0,052	29,2	2,4
ОП	OH 6306,981	6307,563	0,582	0,031	27,7	1,5
		6306,982	0,001	0,072	0,1	3,4

Tabulka 4.9: Radiální rychlosti čáry OH ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6306,981$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ[Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
		6321,661	0,263	0,060	12,5	2,8
	6221 208	-	-	_	-	-
ОП	0521,598	6321,973	0,575	0,063	27,3	3,0
		6321,486	0,088	0,057	4,2	2,7

Tabulka 4.10: Radiální rychlosti čáry OH ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6321,398$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ [Å]	Δλ [Å]	δ _{Δλ} [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
		6363,202	-0,574	0,018	-27,0	0,9
OI	6262 776	-	-	_	-	-
01	0303,770	6364,339	0,563	0,033	26,5	1,5
		6363,854	0,078	0,019	3,7	0,9

Tabulka 4.11: Radiální rychlosti čáry O I ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6363,776$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ [Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
ОН		6498,147	-0,582	0,043	-26,8	2,0
	6409 720	6499,315	0,586	0,067	27,0	3,1
	0498,729	6499,233	0,504	0,037	23,3	1,7
		6498,820	0,091	0,030	4,2	1,4

Tabulka 4.12: Radiální rychlosti čáry OH ze spekter 1 – 4, λ_0 = 6498,729 Å

označení	λ_0 [Å]	λ[Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
		6532,493	-0,551	0,031	-25,3	1,4
	6522 044	6533,673	0,629	0,046	28,9	2,1
OH 6533,044	6533,628	0,584	0,025	26,8	1,2	
		6532,817	-0,227	0,064	-10,4	2,9

Tabulka 4.13: Radiální rychlosti čáry OH ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6533,044$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ[Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
N II	6548,050	6548,725	0,675	0,045	30,9	2,1
		6548,569	0,519	0,041	23,8	1,9
		6548,618	0,568	0,023	26,0	1,0
		6548,603	0,553	0,030	25,3	1,4

Tabulka 4.14: Radiální rychlosti čáry N II ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6548,050$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ[Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
ОН	6553,617	6553,053	-0,564	0,057	-25,8	2,6
		6554,220	0,600	0,037	27,6	1,7
		6554,187	0,570	0,017	26,1	0,8
		0,000	0,004	0,062	0,2	2,8

Tabulka 4.15: Radiální rychlosti čáry OH ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6553,617$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ [Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
Ηα	6562,767	6563,340	0,573	0,008	26,2	0,4
		6563,332	0,565	0,007	25,8	0,3
		6563,335	0,568	0,004	26,0	0,2
		6563,341	0,574	0,007	26,2	0,3

Tabulka 4.16: Radiální rychlosti čáry H_{α} ze spekter 1 – 4, λ_0 = 6562,852 Å

označení	λ_0 [Å]	λ [Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
ОН	6577,183	6576,829	-0,354	0,036	-16,1	1,7
		6577,937	0,754	0,074	-34,4	3,4
		6577,913	0,730	0,038	33,3	1,7
		6577,324	0,141	0,055	6,4	2,5

Tabulka 4.17: Radiální rychlosti čáry OH ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6577$,183 Å

označení	λ_0 [Å]	λ [Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
	6577,386	6576,829	-0,557	0,036	-25,4	1,7
		6577,937	0,551	0,074	-25,1	3,4
OH		6577,913	0,537	0,038	24,0	1,7
		6577,324	-0,062	0,055	-2,8	2,5

Tabulka 4.18: Radiální rychlosti čáry OH ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6577,386$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ[Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
	6583,450	6583,994	0,544	0,016	24,8	0,7
NII		6583,996	0,546	0,020	24,9	0,9
N II		6584,008	0,558	0,007	25,4	0,3
		6584,004	0,554	0,012	25,2	0,6

Tabulka 4.19: Radiální rychlosti čáry N II ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6583,450$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ[Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
He I	6678,15	6679,07	0,923	0,048	41,4	2,1

Tabulka 4.20: Radiální rychlost čáry He I ze spektra 1, $\lambda_0 = 6678,150$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ[Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
	6716,440	6717,000	0,560	0,031	25,0	1,4
C II		6716,980	0,540	0,018	24,1	0,8
5 11		6717,031	0,591	0,010	26,4	0,4
		6717,016	0,576	0,021	25,7	0,9

Tabulka 4.21: Radiální rychlosti čáry S II ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6716,440$ Å

označení	λ_0 [Å]	λ [Å]	Δλ [Å]	$\delta_{\Delta\lambda}$ [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$
	6730,815	6731,411	0,597	0,028	26,5	1,3
C II		6731,340	0,525	0,029	23,4	1,3
5 11		6731,416	0,601	0,011	26,8	0,5
		6731,398	0,583	0,028	26,0	1,2

Tabulka 4.22: Radiální rychlosti čáry S II ze spekter 1 - 4, $\lambda_0 = 6730,815$ Å

4.4 Diskuse výsledků

Výrazně se měnící heliocentrické radiální rychlosti potvrzují, že všechny čáry radikálu OH mají původ v zemské atmosféře. K nim navíc přibyly čáry kyslíku O I na 6300,304 Å a 6363,776 Å, původně přiřazené mlhovině, jejichž rychlosti též vykazovaly velký rozptyl hodnot. Hodnota radiální rychlosti získaná z čáry helia ve spektru 1 na 6679,074 Å, vodíku ve spektru 5 na 1215,67 Å a neonu ve spektru 5 na 1600,422 Å nelze porovnat s jinými hodnotami, vzhledem k velkým směrodatným odchylkám buď došlo k nesprávné identifikaci čar, či podstatně odlišné výsledky od ostatních čar přiřazených mlhovině ukazují na jiný než mlhovinový původ. U čáry L_α, by to mohlo implikovat původ z geokorony Země, jak bylo zmíněno výše. Zbylých 5 čar, tj. dusíkový dublet, vodíková čára H_α a sodíkový dublet nevykazují velký rozptyl naměřených hodnot, což potvrzuje mlhovinový původ. Následující tabulka 4.23 shrnuje jejich radiální rychlosti.

označení	λ_0 [Å]	$v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\delta v_r [km \cdot s^{-1}]$	$\overline{\mathbf{V}}_{\mathrm{r}} [\mathrm{km} \cdot \mathrm{s}^{-1}]$	$\overline{\mathbf{\delta}}\overline{\mathbf{V}}_{\mathbf{r}} [\mathbf{km} \cdot \mathbf{s}^{-1}]$	
		30,9	2,1			
NII	6548.050	23,8	1,9	26.5	15	
	0348,030	26,0	1,0	20,5	1,0	
		25,3	1,4			
		26,2	0,4			
TT	6567 857	25,8	0,3	26.0	0.1	
Πα	0302,832	25,9	0,2	20,0	0,1	
		26,2	0,3			
		24,8	0,7			
NII	6583,450	24,9	0,9	25.1	0,1	
		25,4	0,3	23,1		
		25,2	0,6			
		25,0	1,4			
S II	6716 440	24,1	0,8	25.2	0.5	
511	0/10,440	26,4	0,4	23,5	0,5	
		25,7	0,9			
сц		26,5	1,3		0.7	
	6720.915	23,4	1,3	25.7		
511	0750,815	26,8	0,5	23,7	0,7	
		26,0	1,2			

Tabulka 4.23: Souhrn výsledků hodnot radiálních rychlosti

Statistické zpracování dle vzorce pro aritmetrický průměr (4.4) a směrodatnou odchylku aritmetrického průměru (4.5) dává výsledek (25,7 \pm 0,3) km \cdot s⁻¹.

$$\bar{\nu}_{r} = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^{N} x_{i} \quad , \quad \bar{\delta}_{\bar{\nu}_{r}} = \sqrt{\frac{\left(\sum_{i=1}^{N} x_{i} - \bar{x}\right)^{2}}{N(N-1)}} \quad . \tag{4.4}, (4.5)$$

4.4 Vztah hvězdy a mlhoviny

Z atlasu H_{α} přehlídky jižní oblohy [e6] jsem získala snímek mlhoviny IC 432 v čáře H_{α} ve formátu FITS (viz obrázek 4.65). Pomocí programu ds9 jsem vytvořila tabulku pixelů intenzit, z níž jsem za užití úhlové velikosti H_{α} oblasti došla k celkovému toku pozorovanému na Zemi 88,99 fotonů cm⁻² · s⁻¹. Korekcí na vzdálenost Země-hvězda za užití vzorce $L = 4 \pi r^2 F (r \sim 330 \text{ pc [e5]})$ vyšel celkový počet fotonů v čáře H_{\alpha} emitovaných mlhovinou $1,16 \cdot 10^{45}$ fotonů $\cdot s^{-1}$. za jednotku času Glushkov [14] uvádí intenzitu čárv $I(H_{\alpha}) = 2.0 \cdot 10^{-5} \text{ erg} \cdot \text{cm}^2 \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}, \text{ což}$ $5.2 \cdot 10^{43}$ dává hodnotu toku fotonů \cdot s⁻¹. Předpokládaná velikost mlhoviny (úhlový poloměr ~3,5') byla převzata z [2]. Z balíku modelů atmosfér Tlusty [e7] jsem vybrala soubor frekvencí a odpovídajících toků, který se vztahuje k hvězdě HD 37776: $\log(g) = 4$ [15], $T_{eff} = 23\ 000\ K$ [29]. Zintegrováním plochy pod křivkou závislosti toku na frekvenci pro frekvence větší než hodnota Lymanova skoku na 91,1 nm (~ $3,29 \cdot 10^{-15}$ Hz) a zohledněním celkové plochy hvězdy (R = 3,6 R_s [29]), vyšel celkový tok na povrchu hvezdy v čáře $H_{\alpha} 4 \cdot 10^{44}$ fotonů $\cdot s^{-1}$. Dle modelu je je tedy UV záření hvězdy dostatečné na ionizaci materiálu mlhoviny.



Obrázek 4.65: Snímek oblasti Orionova pásu, šipka označuje polohu IC 432 (zdroj [e6])

Hubble pro odvození vztahu mezi mlhovinou a osvětlující hvězdou (viz 2.7.4 Zdroj záření difusních mlhovin) proměřil též hvězdnou velikost HD 37776 a úhlový průměr mlhoviny IC 432. Jeho hodnoty m = 6,9 mag a α = 4' (resp. logaritmus úhlové velikosti upraven na jednotnou dobu expozice měřených snímků $\log_{10}\alpha = 0.451$) dávají v rovnici (2.27) výsledek 9,11. Z desítek hvězd a mlhovin pak Hubble proložením dat přímkou získal hodnotu $(11,02 \pm 0,10)$ a teoretickým výpočtem $(10,63 \pm 0,30)$. Rozdíl může být způsoben nedostatečnou přesností pozorování. Hubble zkoumal fotografické desky, v té době hojně používané, a u IC 432 pouze předpokládal spojité spektrum dle spektrálního typu HD 37776. Použijeme-li v rovnici (2.27) data z novějších pozorování, m = 6,84 mag [e5], α = 3,5' [2], vyjde 9,51. Stále patrný rozdíl v napozorovaných hodnotách, tj. hvězda je jasnější, či mlhovina slabší než dle teoretického výpočtu, může být způsoben dalšími faktory jako je vliv spektrálního typu, jež ovlivňuje množství záření v UV oblasti či rozptyl záření. V opačném případě, tedy kdyby naměřená hodnota vycházela vyšší než předpokládaná a soustava mlhovina-hvězda by v grafu zaujímala místo vpravo od proložené přímky, indikovalo by to příliš slabou hvězdu či příliš jasnou mlhovinu. To by mohlo být vodítkem k hledání dalších zdrojů osvětlujících mlhovinu a přispívajících tak k jejímu celkovému jasu. Takto výpočet podporuje hypotézu, že záření hvězdy HD 37776 je dostatečné k ionizaci mlhoviny IC 432.



Obrázek 4.66: Závislost α mlhovin na *m* osvětlujících hvězd, plná čára značí rovnici (2.28) a přerušovaná čára mezní hodnoty. Šipka označuje hodnotu dle IC 432 a HD 37776 (zdroj [20])

Závěr

Cílem mé diplomové práce bylo studium emisních čar mlhoviny IC 432 a nalezení vztahu této mlhoviny a blízké hvězdy HD 37776. Provedla jsem identifikaci 17 emisních čar mlhoviny a proložila je Gaussovým profilem za účelem získání radiální rychlosti mlhoviny. Výsledek $(25,7 \pm 0,3) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ je poněkud odlišný od hodnoty radiální rychlosti hvězdy HD 37776 $(33,1 \pm 0,9) \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ [36]. Hvězda mohla vzniknout v rámci větší skupiny hvězd, jejíž horké členky po určité době rozfoukaly mateřskou mlhovinu, která se smíchala s okolní mezihvězdnou látkou. Skupina tak přestala být gravitačně vázána a hvězda HD 37776 získala nenulovou rychlost vůči okolnímu mezihvězdnému prostředí, čemuž by nasvědčoval výskyt více hvězd s podobným stářím v dané oblasti.

Co se týče vzájemného vztahu mlhoviny a hvězdy, tj. možné excitace látky mlhoviny pomocí ultrafialového záření hvězdy mající za následek emisní spektrum mlhoviny, dle srovnání snímku v čáře H_{α} s modelem hvězdné atmosféry hvězda HD 37776 vyzařuje dostatečné množství záření k ionizaci mlhoviny IC 432.

Reference

- [1] Asplund, M. a kol.: The Chemical Composition of the Sun, 2009, ARA&A, 47, 481
- Bernes, C.: A catalogue of bright nebulosities in opaque dust clouds, 1977, A&AS, 29, 65
- [3] Bohlender, D. A. a kol.: Magnetic field measurements of helium-strong stars, 1987, ApJ, 323, 325
- [4] Borra, E. F.; Landstreet, J. D.: The magnetic field of the helium-strong stars, 1979, ApJ, 28, 809
- [5] Carroll, B. W.; Ostlie, D. A.: An Introduction to modern astrophysics, 2nd ed., Pearson Addison-Wesley, San Francisco 2007
- [6] Cox, A. N.: Allen's Astrophysical Quantities, Springer-Verlag, New York 2000
- [7] Dyson, J. E.; Williams, D. A.: The Physics of the Interstellar Medium, Institute of Physics Publishing, Bristol 1997
- [8] Dzhakusheva, K. G.; Matyagin, V. S.: On the polarization of the diffuse nebulae NGC 2023, IC 431, 432, 435 in the Orion constellation, 1973, TrAlm, 20, 69 (rusky)
- [9] Esteban, C. a kol.: Carbon and Oxygen Galactic Gradients: Observational Values from H II Region Recombination Lines, 2005, ApJ, 618, 95
- [10] Esteban, C. a kol.: A reappraisal of the chemical composition of the Orion nebula based on Very Large Telescope echelle spectrophotometry, 2004, MNRAS, 355, 229
- [11] Ewen, H. I.; Purcell, E. M.: Observation of a Line in the Galactic Radio Spectrum: Radiation from Galactic Hydrogen at 1,420 Mc./sec., 1951, Nature, 168, 356
- [12] García-Rojas, J.; Esteban, C.: On the Abundance Discrepancy Problem in H II Regions, 2007, ApJ, 670, 457
- [13] Glushkov, Yu. I.: Spectrophotometric studies of 40 star-forming regions, 1995, A&AT, 8, 105
- [14] Glushkov, Yu. I.; Denisiuk, E. K.; Kariagina, Z. V.: Spectrophotometric studies of diffuse nebulae associated with B1-B5 type stars, 1979, sssn.book, 40 (rusky), vydáno v knize Livšic, G. Š. a kol.: Spectrophotometric studies of stars and nebulae, Izdatel'stvo Nauka, Alma-Ata 1979
- [15] Groote, D.; Kaufmann, J. P. : The helium-rich variable star HD 37776, The Chemically Peculiar Stars of the Upper Main Sequence; International Conference on Astrophysics, 23rd, Universite de Liege, Elege, Belgium, June 23, 1981, 435
- [16] Guth, V. a kol: Astronomie II, 2. vyd., Nakladatelství Československé akademie věd, Praha 1954
- [17] Hacar, B.: Úvod do obecné astronomie, SPN, Praha 1963
- [18] Halliday, D.; Resnick, R.; Walker, J.: Fyzika, VUTIUM Brno 2006
- [19] Hartmann, J.: Investigations on the spectrum and orbit of δ Orionis, 1904, ApJ, 19, 268

- [20] Hubble, E. P.: The source of luminosity in galactic nebulae, 1922, ApJ, 56, 400
- [21] Khachikyan, E. Je.: O poljarizacii izlucheniya tumannostyei, Voprosy kosmogonii, 7, 333, 1960 (rusky)
- [22] Khokhlova, V. L. a kol.: Doppler-Zeeman Mapping of the Rapidly Rotating Magnetic CP Star HD37776, 2000, AstL, 26, 177
- [23] Kochukhov, O. a kol: The Extraordinary Complex Magnetic Field of the Helium-strong Star HD 37776, 2011, ApJ, 726, 24
- [24] Knapp, G. R. a kol.: CO observations of galactic reflection nebulae, 1977, ApJ, 214, 78
- [25] Kovtyukh, A. S.: Geocorona of Hot Plasma. Cosmic Research, 2001, CosRe, 39, 527
- [26] Kraan-Korteweg, R. C.; Tammann, G. A.: A catalogue of galaxies within 10 MPC, 1979, AN, 300, 181
- [27] Kwok, S.; Purton, C. R.; Fitzgerald, P. M.: On the origin of planetary nebulae, 1978, ApJ, 219, 125
- [28] Lamers, H. J. G. L. M.; Cassinelli, J. P.: Introduction to Stellar Winds, Cambridge University Press, Cambridge 1999
- [29] Landstreet, J. D. a kol.: Searching for links between magnetic fields and stellar evolution: II. The evolution of magnetic fields as revealed by observations of Ap stars in open clusters and associations, 2007, A&A, 470, 685
- [30] Launhardt, R. a kol.: Looking Into the Hearts of Bok Globules: Millimeter and Submillimeter Continuum Images of Isolated Star-forming Cores, 2010, ApJS, 188, 139
- [31] Lynds, Beverly T.: Catalogue of Bright Nebulae, 1965, ApJS, 12, 163
- [32] Lynds, Beverly T.: Catalogue of Dark Nebulae, 1962, ApJS, 7, 1
- [33] Maddalena, R. J.; Morris, M.; Moscowitz, J.; Thaddeus, P.: The large system of molecular clouds in Orion and Monoceros, 1986, ApJ, 303, 375
- [34] Magakian, T. Yu.: Merged catalogue of reflection nebulae, 2003, A&A, 399, 141
- [35] Mikulášek, Z., Krtička, J.: Úvod do fyziky hvězd a hvězdných soustav, ÚTFA PřF MU, Brno 2005
- [36] Mikulášek, Z. a kol.: The extremely rapid rotational braking of the magnetic helium-strong star HD 37776, 2008, A&A, 485, 585
- [37] Motz, L.; Duveen, A.: Essentials of astronomy, 2nd ed., Columbia University Press, New York 1977
- [38] Nissen, P. E.: Evidence of helium abundance differences between young groups of stars, 1976, A&A, 50, 343
- [39] Osterbrock, D. E. a kol: Night-Sky High-Resolution Spectral Atlas of OH and O2 Emission Lines for Echelle Spectrograph Wavelength Calibration, 1996, PASP, 108, 277
- [40] Pedersen, H.: Spectrum variability of He weak and He strong stars, 1979, A&AS, 35, 313

- [41] Pedersen, H., Thomsen, B.: Spectrum and photometric variability of He-weak and He-strong stars, 1977, A&AS, 30, 11
- [42] Roy, A. E.; Clarke, D.: Astronomy, the structure of the universe, A Hilger, Bristol 1977
- [43] Rubin, V. C. a kol.: Luminosity-dependent line ratios in disks of spiral galaxies, 1984, ApJ, 281, 21
- [44] Shore, S. N.; Brown, D. N.: Magnetically controlled circumstellar matter in the helium-strong stars, 1990, ApJ, 65, 665
- [45] Thompson, I. B.; Landstreet, J. D.: The extraordinary magnetic variation of the helium-strong star HD 37776 - A quadrupole field configuration, 1985, ApJ, 289, 9
- [46] van de Hulst, H. C.: Radio Waves from Space: Origin of Radiowaves, 1945 Ned. Tijd. Natuurkunde, 11, 210 (anglický překlad v Sullivan, W. T., III: Classics in radio astronomy, D. Reidel Publishing Co., Dordrecht 1982)
- [47] Vardnyan, R. A.: Correlation between the direction of the axes of cometary nebulae and the planes of polarization of nearby stars 1965, Afz, 1, 429
- [48] Walborn, N. R.: Periodic spectrum variations in helium-rich stars, 1982, PASP, 94, 322
- [49] Warren, W. H., Jr.; Hesser, J. E.: A photometric study of the Orion OB 1 association,
 Observational data, 1977, ApJS, 34, 115 ;- Photometric analysis, 1977, ApJS, 34, 207;
 Subgroup analyses, 1978, ApJS, 36, 497
- [50] Zeilik, M.: Astronomy: The Evolving Universe. 9th ed., Cambridge University Press, Cambridge 2001

Internetové zdroje

- [e1] The Digitized Sky Survey http://stdatu.stsci.edu/dss/index.html
- [e2] MAST http://archive.stsci.edu/scrapbook.php
- [e3] NIST Atomic Spectra Database http://www.nist.gov/pml/data/asd.cfm
- [e4] The SAO/NASA Astrophysics Data System http://adsabs.harvard.edu/
- [e5] SIMBAD Astronomical Database http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/
- [e6] SHASSA, The Southern H-Alpha Sky Survey Atlas http://amundsen.swarthmore.edu
- [e7] Tlusty http://nova.astro.umd.edu/index.html

Obrázky

- [01] http://www.astro.umontreal.ca/~paulchar/grps/histoire/newsite/sp/great_moments_e.html
- [o2] http://fsf.nerc.ac.uk/instruments/ger3700.shtml
- [03] http://apod.nasa.gov/apod/image/1011/IC1396RolfGeissinger.jpg
- [04] http://hubblesite.org/gallery/album/pr1995044a/
- [05] http://www.cv.nrao.edu/course/astr534/HIIRegions.html
- [06] http://deepfield.at
- [07] http://www.oldstarlight.com/What%27s%20New%20Archive.htm