

MASARYKOVA UNIVERZITA
PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA
ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY

Diplomová práce

BRNO 2016

JAROSLAV VELČOVSKÝ



MASARYKOVA UNIVERZITA
PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA
ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY



Komplexní studium otevřené hvězdokupy NGC 2281

Diplomová práce

Jaroslav Velčovský

Vedoucí práce: RNDr. Jan Janík, Ph.D. Brno 2016

Bibliografický záznam

Autor: Bc. Jaroslav Velčovský
Přírodovědecká fakulta, Masarykova univerzita
Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

Název práce: Komplexní studium otevřené hvězdokupy NGC 2281

Studijní program: Fyzika

Studijní obor: Teoretická fyzika a astrofyzika

Vedoucí práce: RNDr. Jan Janík, Ph.D.

Akademický rok: 2015/16

Počet stran: xi + 90

Klíčová slova: Otevřená hvězdokupa; NGC 2281; Astrometrie; CCD fotometrie; Spektroskopie; Komplexní studie

Bibliographic Entry

Author: Bc. Jaroslav Velčovský
Faculty of Science, Masaryk University
Department of Theoretical Physics and Astrophysics

Title of Thesis: Complex study of the open cluster NGC 2281

Degree Programme: Physics

Field of Study: Theoretical physics and astrophysics

Supervisor: RNDr. Jan Janík, Ph.D.

Academic Year: 2015/16

Number of Pages: xi + 90

Keywords: Open cluster; NGC 2281; Astrometry; CCD photometry; Spectroscopy; Complex study

Abstrakt

Tato diplomová práce se věnuje komplexní studii otevřené hvězdokupy NGC 2281. Práce obsahuje několik tradičních i neobvyklých metod pro studii otevřených hvězdokup. V práci je kladen důraz na komplexnost propojením dílčích výsledků.

Pomocí převzatých astrometrických dat byl proveden morfologický a dynamický rozbor hvězdokupy. Z naměřených spektroskopických dat byly určeny některé obecné parametry pro celou hvězdokupu. Za použití vlastní absolutní CCD fotometrie a výsledků z astrometrické a spektroskopické studie byly nalezeny zbylé parametry hvězdokupy. Nalezené parametry byly porovnány s hodnotami z předchozích studií.

Abstract

This diploma thesis deals with complex study of the open cluster NGC 2281. The thesis contains several traditional and unusual methods for study of open clusters. In this thesis the emphasis is on complexity by combining of partial results.

Using acquired astrometric data, morfological and dynamical analysis of the cluster was made. Some general parameters of the cluster were determined from spectroscopical measurements. Other parameters were determined using absolute CCD photometry combined with astrometric and spectroscopic data. The results were compared with those of previous studies.



Masarykova univerzita



Přírodovědecká fakulta

ZADÁNÍ DIPLOMOVÉ PRÁCE

Student : **Bc. Jaroslav Velčovský, učo 375641**
Studijní program : **Fyzika**
Studijní 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:

Komplexní studium otevřené hvězdokupy NGC 2281

Complex study of open cluster NGC 2281

Zásady pro vypracování: Komplexní studium otevřené hvězdokupy NGC 2281 se bude zabírat jak fotometrickým tak spektroskopickým studiem této hvězdokupy. Na základě dřívější fotometrie pořízené robotickým dalekohledem na Baja observatory v Maďarsku a vlastní fotometrie získané na observatoři MU a observatoři na Suhoře student sestaví barevné diagramy hvězdokupy, určí barevné teploty a fotometrické jasnosti hvězd v měřených fotometrických systémech. Spektroskopie bude následně provedena na observatoři v Pivnicích (Univerzita Mikuláše Koperníka v Toruni) s využitím prizmatového spektrografu. Z prizmatové spektroskopie budou určeny spektrální typy hvězd. V případě pořízení vysokodispersních spekter (echelletofský spektrograf) pak mohou být porovnány radialní rychlosti hvězd a jejich katalogové hodnoty vlastních pohybů, což určí s větší pravděpodobností příslušnost hvězd do otevřené hvězdokupy. Jako bonus diplomové práce mohou být nalezeny nové proměnné hvězd (bude určen typ proměnnosti a jejich efemeridy).

Literatura:

- WARNER, Brian D. *A practical guide to lightcurve photometry and analysis*. Edited by Alan W. Harris. New York: Springer, 2006. xiii, 297. ISBN 0-387-29365-5.
- *An introduction to astronomical photometry*. Edited by Edwin Budding - Osman Demircan. 2nd ed. Cambridge: Cambridge University Press, 2007. xvi, 434 s. ISBN 978-0-521-84711-7.

Jazyk závěrečné práce : český, anglický nebo slovenský

Vedoucí diplomové práce : RNDr. Jan Janík, Ph.D.

Datum zadání diplomové práce : leden 2014

Datum odevzdání diplomové práce : dle harmonogramu ak. roku 2014/2015

V Brně leden 2014



Rikard von Unge

ředitel ÚTFA

Zadání diplomové práce převzal dne: 15. 2. 2014



Podpis studenta

Poděkování

Na tomto místě bych chtěl poděkovat především svým blízkým, kteří mě podporovali a měli nekonečnou trpělivost. Dále bych chtěl poděkovat svému vedoucímu, který mě vždy přivedl na tu správnou cestu. Také bych chtěl poděkovat všem těm, kteří mi umožnili pozorování na zahraničních observatořích, nebo svými radami přispěli do ošatky poznání studované hvězdokupy.

Prohlášení

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

Brno 12. května 2016

.....
Jaroslav Velčovský

Obsah

Úvod	1
Motivace a cíle diplomové práce	2
Kapitola 1. Otevřené hvězdokupy	3
1.1 Historie pozorování	3
1.1.1 Rané pozorování zrakem	3
1.1.2 Pozorování dalekohledem	4
1.2 Základní dělení hvězdokup	5
1.2.1 Otevřené hvězdokupy	5
1.2.2 Kulové hvězdokupy	6
1.2.3 Hvězdné asociace	6
1.3 Klasifikace otevřených hvězdokup	7
1.3.1 Herschelův systém	7
1.3.2 Melottův systém	7
1.3.3 Shapleyův systém	8
1.3.4 Trumplerův systém	8
1.4 Fyzika otevřených hvězdokup	10
1.4.1 Vznik a vývoj hvězd	10
1.4.2 Vznik hvězdokup	13
1.4.3 Stabilita hvězdokup	14
1.4.4 Dynamika hvězdokup	15
1.4.5 Rozpad a zánik hvězdokup	18
1.5 Otevřená hvězdokupa na HR diagramu	19
1.5.1 Hertzsprungův-Russellův diagram	19
1.5.2 Barevný diagram	20
1.5.3 Otevřené hvězdokupy na HR diagramu	22
Kapitola 2. Metody studie otevřených hvězdokup	23
2.1 Astrometrická studie	23
2.1.1 Statická astrometrie	23
2.1.2 Dynamická astrometrie	24
2.2 Spektroskopická studie	26
2.2.1 Dispersní členy	26
2.2.2 Hvězdné spektrum	26

2.2.3	Spektroskopie otevřených hvězdokup	27
2.3	Fotometrická studie	28
2.3.1	Absolutní fotometrie	28
2.3.2	Atmosférická extinkce	29
2.3.3	Fotometrické systémy	29
2.3.4	Standardizace fotometrie	30
2.3.5	Diferenciální fotometrie	31
Kapitola 3.	Otevřená hvězdokupa NGC 2281	32
3.1	Základní údaje	32
3.2	Objev hvězdokupy a výzkum minulého století	34
3.3	Moderní výzkum	35
3.4	Současné poznatky	36
Kapitola 4.	Astrometrie	38
4.1	Referenční katalog hvězd	38
4.1.1	Výběr hvězd	38
4.1.2	Vyřazení hvězd	39
4.2	Měření vlastních pohybů hvězd	43
4.2.1	Astrometrický katalog hvězd	43
4.2.2	Historické snímky	43
4.2.3	Měření poloh hvězd	44
4.2.4	Nalezení vlastních pohybů hvězd	45
4.2.5	Diskuze výsledků	46
4.3	Využití katalogů vlastních pohybů hvězd	48
4.3.1	Výběr použitých katalogů	48
4.3.2	Kombinace katalogů	49
4.4	Rozbor vlastních pohybů hvězd	51
4.4.1	Vektorový diagram	51
4.4.2	Určení členů hvězdokupy z vlastních pohybů	53
4.5	Morfologický popis hvězdokupy	56
4.5.1	Radiální popis	56
4.5.2	Plošný popis	57
4.5.3	Určení morfologických parametrů	58
Kapitola 5.	Spektroskopie	59
5.1	Pořízená spektra	59
5.2	Redukce spekter	60
5.3	Spektrální analýza	61
Kapitola 6.	Fotometrie	63
6.1	Redukce fotometrických CCD snímků	63

6.1.1	Základní korekce snímků	63
6.1.2	Astrometrie a fotometrie na CCD snímku	64
6.1.3	Program FOTOSKRIPT	64
6.2	Absolutní fotometrie	65
6.2.1	Použitá data	65
6.2.2	Fotometrické standardy	65
6.2.3	Přepočet na absolutní fotometrii	66
6.3	Barevný exces	68
6.3.1	Nalezení barevného excesu z naměřených dat <i>BVRI</i>	68
6.3.2	Nalezení barevného excesu z převzatých dat <i>JHK_s</i>	69
6.3.3	Nalezení barevného excesu pomocí naměřených dat a izochron	70
6.4	Barevný diagram	72
6.4.1	Popis diagramu a použitých vývojových modelů	72
6.4.2	Barevný diagram a nalezené parametry hvězdokupy	72
6.4.3	Pravděpodobnostní příslušnost hvězd z barevného diagramu	73
6.4.4	Proměnné hvězdy	74
Kapitola 7. Shrnutí a diskuze výsledků		75
Závěr		77
Příloha 1. Tabulka naměřených a získaných dat		78
Příloha 2. Grafy naměřených a syntetických spekter		83
Seznam použité literatury		86

Úvod

Již od počátku časů člověk vzhlíží k noční obloze. Pohled na nespočet hvězd je fascinující, inspirativní a nikdy neomrzí. Celému nebeskému divadlu dominuje stříbřitý pás táhnoucí se přes celou noční oblohu. Tu a tam zdobí tuto hvězdnou mozaiku shluk hvězd, který se v mnoha případech slévá do lehce přehlédnutelné čmouhy.

Shluky hvězd ve většině případů nejsou náhodné, protože členové takových skupin hvězd k sobě fyzicky patří. Z mnoha pozorování bylo vydedukováno, že tyto shluky hvězd prochází stejným procesem vývoje. Jejich vizuální odlišnost je dána tím, v jakém stádiu se právě nacházejí. Studium stáří hvězdných členů určíme i stáří celé skupiny, kterou můžeme pak zařadit mezi ostatní. Takto chronologicky seřazená koláž pomohla pochopit fyzický vývoj těchto shluků hvězd. Shlukům byl dán později příznačný název hvězdokupy.

Otevřené hvězdokupy jsou svým vývojem v některých aspektech hodně podobné lidem. Tak jako lidé se i hvězdy rodí ve společné porodnici. V případě hvězd je tato porodnice tvořená mlhovinou z plynu a prachu. Jako skupina dětí z mateřské školy putují společně ruku v ruce prostorem. Časem tyto hvězdy projdou prvotním vývojem až dospějí. Jejich zdánlivě pevná pouta však slábnou až se tato skupina rozpadne a každá hvězda si jde svou vlastní cestou. I díky této analogii jsou mlhoviny a hvězdokupy skvělými laboratořemi pro studium zrodu a vývoje hvězd.

Přirozeně i naše mateřská hvězda Slunce má své hvězdné „sourozence“. Bohužel za dobu, po kterou Slunce krouží kolem středu Galaxie, své sourozence poztrácelo. Přes značné úsilí se nedaří nalézt hvězdy, které se zrodily spolu s naší hvězdou a mohly by tak podobně jako ona hostit obyvatelné planety. I proto studium otevřených hvězdokup si zaslouží svou pozornost.

Ramena naší Galaxie vynikají především díky mladým a velmi zářivým hvězdám. Mnohé z nich ještě ani nestačily opustit svou rodnou skupinu. Tato skutečnost je vysvětlována průchodem rázové vlny, která dodala potřebný impuls zárodečným mlhovinám k následné tvorbě hvězd a hvězdokup. Tyto mladé hvězdy tedy mapují, s jistým zpožděním, strukturu naší Galaxie. Studie otevřených hvězdokup nám tím pádem nepřináší jen znalosti o nich samotných, ale také znalosti o galaxii ve které se nachází.

První kapitola diplomové práce se obsáhle věnuje otevřeným hvězdokupám a zahrnuje široké spektrum znalostí od historie pozorování, přes jejich podrobný fyzikální rozbor, až po popis otevřené hvězdokupy na HR diagramu. Druhá kapitola je věnována metodám studie otevřených hvězdokup, které budou aplikovány na studovaný objekt. Ve třetí kapitole je představena otevřená hvězdokupa NGC 2281 se svou historií studia, vlastnostmi a současnými parametry. Následující čtyři kapitoly obsahují praktickou část této diplomové práce.

Čtvrtá kapitola se zabývá statickou i dynamickou astrometrií otevřené hvězdokupy. Statická astrometrie slouží k určení morfologických parametrů hvězdokupy. Dynamickou astrometrií lze určit pohyb celé hvězdokupy a odhadnout, které hvězdy do hvězdokupy opravdu patří. Spektroskopická studie je popsána v páté kapitole, kde jsou nalezeny některé obecné parametry hvězdokupy.

V šesté kapitole je provedena fotometrická studie, která kromě vlastních naměřených dat využívá i výsledků z předchozích dvou kapitol. Tím je dosažena maximální preciznost při určování zbylých parametrů, které se u otevřených hvězdokup tradičně určují. V poslední kapitole jsou všechny získané poznatky spojeny a porovnány s hodnotami z předchozích studií otevřené hvězdokupy.

Motivace a cíle diplomové práce

Hlavní motivací, proč se v diplomové práci věnovat otevřeným hvězdokupám je, že toto téma nabízí větší množství metod k jejich studiu. Lákavá a zajímavá je možnost si prakticky vyzkoušet práci s různými astronomickými přístroji a technikami. Každá z použitých metod nabízí do nějaké míry prohloubení vědomostí dané problematiky. Spojením dílčích výsledků jednotlivých metod nám tak přináší hlubší porozumění studovaného tématu.

Otevřená hvězdokupa NGC 2281 je vhodná pro diplomovou práci svými vlastnostmi. Její poloha na hvězdné obloze umožňuje získávání vlastních dat astronomickými přístroji z České republiky. Jasnosti hvězd hvězdokupy a úhlová velikost objektu je vhodná pro fotometrické pozorování dostupnými astronomickými přístroji. Pro spektroskopickou studii jsou jasnosti hvězd hraniční pro dostupné spektrografy. Množství hvězd, které ji tvoří není nikterak velké pro komplexní studii.

Tato hvězdokupa byla v minulosti studována individuálně pomocí starších a tím i nepřesnějších metod. Později s nástupem celooblohových přehlídek a satelitních observatoří vzniklo obrovské množství astronomických dat, které zachycovaly celou hvězdnou sféru. Další práce, ve kterých byla tato hvězdokupa zmíněna, měly charakter multi-objektových studií, ve kterých byla hvězdokupa jen jednou z mnoha. Žádná se ale nezabývala studii tohoto objektu z komplexního hlediska.

Hlavním cílem diplomové práce je důkladná studie otevřené hvězdokupy NGC 2281 různými metodami a spojením dílčích výsledků potvrdit, zpřesnit a rozšířit současné poznatky. Mezi dílčí cíle patří zejména úlohy jako je určení počtu členů, nalezení kinematiky vůči Galaxii, určení stáří a dalších fyzikálních vlastností vybrané hvězdokupy. Vedlejším cílem se nabízí nalezení nových poznatků o hvězdách v pozorovaném hvězdném poli.

Kapitola 1

Otevřené hvězdokupy

1.1 Historie pozorování

Tato kapitola věnovaná historii studia otevřených hvězdokup vychází především z knihy *Star clusters* [1, s.1-6].

1.1.1 Rané pozorování zrakem

Prvotní zmínky o lidském pozorování hvězdné oblohy pocházejí z jeskynních maleb. Kromě prvních zakreslených souhvězdí se nachází na hřbetě vyobrazeného býka skupinka sedmi bodů. Je to první objevená otevřená hvězdokupa Plejády v souhvězdí Býka. Toto jasné seskupení hvězd lze najít ve starodávných legendách v mnoha kulturách po celém světě (první písemná zmínka o tomto útvaru se objevuje v záznamech čínských astronomů 4 500 let před naším letopočtem).

Historie pozorování hvězdné oblohy a tedy i hvězdokup se začala psát od doby, kdy se lidé opravdu začali zajímat o to, co se v noci na obloze děje. Důvod byl ryze pragmatický. Od prostého zírání na noční oblohu lidé přešli k systematickému pozorování nebeských úkazů. Nalezení souvislostí ve změnách oblohy v průběhu roku dávalo možnost určit aktuální roční období. To pomohlo především rolníkům v určení doby sadby, sklizně plodin a tím i k rozvoji moderní společnosti.

Systematické pozorování dovedli na vyšší úroveň astrologové, kteří svými pečlivými měřeními položili základy moderní astronomie. Činnost astrologů zahrnovala v mnoha případech privilegium rádce vladařům. Jejich předpovědi byly respektovány a lidé byli ochotni za horoskop i zaplatit. Jak pravil Johannes Kepler¹:

„Astronomie je moudrou matkou a astrologie záletnou dcerkou, která aby svou matku udržela při životě se prodává každému zájemci, který chce a může zaplatit.“

Pečlivé pozorování a základní matematický aparát nadále využívali zejména námořníci k orientaci na moři. S touto znalostí bylo možné efektivně cestovat napříč oceány a objevovat nové kontinenty.

¹Citát, Zdroj: [E1].

Zájem astronomů se postupně začal ubírat směrem, který se zaměřoval na samotné povahy pozorovaných objektů. Nejnápadnějšími útvary, které může člověk nalézt pouhým okem na noční obloze kromě samotných hvězd, jsou otevřené hvězdokupy. Ať už se jedná o zmíněného typického představitele – Plejády nebo o mlhavé útvary, kterých si povšimne jen zkušený pozorovatel.

1.1.2 Pozorování dalekohledem

V době objevu dalekohledu (1608) bylo známo tolik otevřených hvězdokup, že by se daly spočítat na prstech obou rukou. Pouze u poloviny z nich bylo možné rozeznat pouhým okem jednotlivé hvězdy. Zbytek byl tím pádem pokládán za mlhoviny neznámé povahy.

Záhy po objevu dalekohledu provedl první systematické pozorování hvězdné oblohy dalekohledem italský matematik a vynálezce Galileo Galilei. Kromě pozorování měsíčního povrchu a objevu Jupiterových měsíců se zaměřil i na Mléčnou dráhu a mlhoviny. Jeho pozorování bylo ohromující a převratné, protože jednou a provždy rozluštil odvěkou otázku o povaze Mléčné dráhy. Zjistil, že na první pohled mlhavé části mléčné dráhy jsou ve skutečnosti složeny z mnoha tisíců slabých hvězd.

Ke stejné převratnému závěru došel i při pohledu na, v té době známé, „mlhoviny.“ Rozkladem mlhavé skvrnky na jednotlivé hvězdy vyvrátil do té doby přijímanou teorii, že se jedná o hustější oblast éteru, který je schopný odrážet paprsky od hvězd a Slunce. Najednou byly tyto mlhoviny překlasifikovány na hvězdokupy složené ze slabých hvězd.

Myšlenka, že každý mlhavý objekt lze rozložit na jednotlivé hvězdy s použitím dostatečně velkého dalekohledu, přetrvala téměř 200 let. Až v roce 1790 Wiliam Herschel zjistil, že ani svým největším dalekohledem nedokáže rozložit planetární mlhovinu NGC 1514. Usoudil, že pozorovaná centrální hvězda musí být obklopena látkou, která dokáže odrážet světlo z centrální hvězdy.

Objev dalekohledu a jeho zdokonalení přinesl obrovský rozmach v objevování nových deep-sky² objektů, především hvězdokup. Tyto objevy byly postupně zaznamenávány do různých katalogů. Nejznámější z nich, Messierův katalog, který se nazývá podle jeho tvůrce, obsahuje přes sto nejjasnějších deep-sky objektů. Název objektů se skládá z velkého písmene M a pořadového čísla. Objekty z mnohem obsáhlejšího katalogu *New General Catalogue* jsou označovány zkratkou prvních písmen (NGC) a pořadovým číslem.

Vývoj dalekohledů se nezastavil a stále pokračuje. V moderní době se rozdělil do dvou hlavních směrů. První jde cestou zvětšování sběrné plochy dalekohledu, díky které je možné pozorovat slabší a slabší objekty. Druhou cestou se vývoj dalekohledů vydal spolu s kosmonautikou. Díky umístění dalekohledu mimo zemskou atmosféru lze pozorovat objekty i v jiných oblastech elektromagnetického záření bez jakéhokoliv rušení.

V současné době, kdy jsou k dispozici špičkové dalekohledy, se tempo objevů nových hvězdokup téměř zastavilo v porovnání s minulostí. Tyto přístroje nám však dovolují detailněji zkoumat již známé hvězdokupy. Kromě samotných dalekohledů se vyvinula také technika zkoumání hvězd samotných. Ke klasickému záznamu poloh a měření jasností se přidalo získávání spekter a určování magnetických vlastností polarimetrií.

²Výraz (v překladu *hluboký vesmír*) používaný pro označení vizuálně slabších objektů nacházejících se mimo sluneční soustavu. Zdroj: [E1].

1.2 Základní dělení hvězdokup

Hvězdokupy se obecně dělí na dva základní typy – otevřené a kulové. I když jsou obě tvořeny skupinou gravitačně vázaných hvězd, v ostatních aspektech se diametrálně odlišují. Už v počátcích systematického pozorování hvězdné oblohy astronomové rozlišovali hvězdokupy na pravidelné a nepravidelné, jak je vidno na obrázku 1.1. Hvězdokupy můžeme rozdělit ještě na ty, které se nalézají v naší Galaxii, nebo v jiných galaxiích (tzv. extragalaktické hvězdokupy), ale tato práce se jimi nezabývá.

Následující dvě podsekcce popisují jejich základní odlišnosti. Třetí podsekcce zmiňuje hvězdné asociace, které jsou předmětem zkoumání až posledního století. Čerpáno z [1], [E1] a [E4].



Obrázek 1.1: Vlevo: Otevřená hvězdokupa Plejády v Býkovi (Zdroj: [E2], upraveno); Vpravo: Velká kulová hvězdokupa v Herkulovi (Zdroj: [E3], upraveno)

1.2.1 Otevřené hvězdokupy

Otevřené hvězdokupy (dříve nepravidelné) jsou gravitačně vázané objekty, které jsou tvořeny většinou desítkami až stovkami hvězd (vzácně přes tisíc). Hvězdy jsou zde uspořádány nepravidelně, avšak v mnoha případech lze lokalizovat střed. Zřídka jsou otevřené hvězdokupy k nerozeznání od těch kulových. Jejich velikost se pohybuje v rozmezí jednotek až několika málo desítek světelných let. V současné době je známo asi 1 100 otevřených hvězdokup v naší Galaxii. Odhadovaný reálný počet v naší Galaxii může být až 100 tisíc.

Jsou to především mladé objekty, což dosvědčuje v mnoha případech zbytková přítomnost mezihvězdné látky, ze které se zrodily. Jejich stáří se pohybuje mezi jednotkami až stovkami miliónů let (výjimečně miliardy let – M67), čili hvězdy v nich patří do populace I. Dalším důkazem o jejich mládí slouží zářivé modré hvězdy (typ O, B, A), které se vyvíjejí rychle a mají krátkou životnost.

Tyto hvězdokupy se vyskytují uvnitř galaxie, především podél její roviny, kde je největší koncentrace plynu a prachu. Neustále vznikají nové díky průchodům rázových vln spirálními rameny, které inicializují kolaps plynu a následnou tvorbu hvězd. S postupem času se otevřené hvězdokupy rozpadají kvůli slapovým silám galaxie a okolních hvězd.

1.2.2 Kulové hvězdokupy

Kulové hvězdokupy (dříve pravidelné) jsou také gravitačně vázané objekty, ale jsou tvořeny tisíci až miliony hvězd. Hvězdy jsou uspořádány vždy do kulového nebo eliptického tvaru. Směrem do středu jejich koncentrace roste, až jsou hvězdy stěží odlišitelné. Jejich velikost se pohybuje běžně mezi desítkami až stovkami světelných let. Zatím jich bylo objeveno v naší Galaxii pouze 149.

Věk kulových hvězdokup je srovnatelný s galaxiemi, ve kterých se vyskytují, jelikož pravděpodobně vznikaly společně s nimi. Proto se jejich stáří odhaduje na více než 10 miliard let. Tento závěr podporují hvězdy v nich obsažené, které se nacházejí v pokročilém stádiu svého vývoje a patří do populace II. Hvězdy z této populace často procházejí fází nestability, kvůli které pulzují a tím nám umožňují měřit jejich vzdálenost (Cefeidy, RR Lyr).

Kulové hvězdokupy se vyskytují výhradně ve sféře kolem galaxie, které se říká galaktické halo. Obíhají kolem jejího centra po eliptických drahách. Gravitační síla vyvolaná velkou koncentrací hvězd v jádru hvězdokupy ji dokáže udržet vcelku po mnoho miliard let. Nové kulové hvězdokupy již pravděpodobně vůbec nevznikají a ty současné jen zřídka přicházejí o své členy. Kromě přirozeného ukončení hvězdného vývoje dochází k úbytku členů v důsledku slapového působení galaxie, nepřímých srážek uvnitř hvězdokupy nebo při průchodu hvězdokupy skrze rovinu galaktického disku.

1.2.3 Hvězdné asociace

Speciálním případem seskupení hvězd jsou hvězdné asociace. Tyto skupiny hvězd čítající několik desítek nebo stovek hvězd nejsou gravitačně vázané, takže dochází k jejich rychlému rozpadu. Z vizuálního pohledu netvoří tyto skupiny žádné nápadné útvary nebo shluky. Průměry hvězdných asociací dosahují i několik stovek světelných let. Na začátku minulého století se ale potvrdilo, že tyto hvězdy skutečně patří k sobě kvůli společnému pohybu, složení a stáří. V dnešní době je známo kolem sta hvězdných asociací různých typů.

Nejznámějšími jsou takzvané OB asociace, které jsou tvořeny mladými a horkými hvězdami spektrálního typu O a B. Tyto hvězdy jsou těmi nejzářivějšími hvězdami, které jsou vidět i na velké vzdálenosti. Při důkladnějším pohledu nalezneme v jejich okolí husté shluky plynu a prachu, kde dochází k neustálé tvorbě nových hvězd různých spektrálních typů. Další známou asociací je T asociace, obsahující mladé a proměnné hvězdy typu T Tauri, ve které ale nejsou zastoupeny hvězdy typu O a B.

Hvězdné asociace se vyskytují podobně jako otevřené hvězdokupy převážně v rovině galaxie, kde se v hojně míře vyskytuje materiál pro tvorbu hvězd. Kvůli jejich slabé nebo žádné gravitační interakci je slapové působení galaxie mnohem účinnější a k rozpadu dochází v rozmezí několika milionů let. V některých případech mohou zářivé hvězdy osvětlovat blízkou mezihvězdnou látku, což pak pozorujeme jako reflexní mlhoviny. Ostatní hvězdy, které se tvoří se zpožděním, se následně vyvinou a rozfoukají zbytkový mezihvězdný materiál. V podstatě pozorujeme vznikající otevřenou hvězdokupu a tento fakt nám potvrzuje domněnku, že se hvězdy rodí ve skupinách a postupně.

1.3 Klasifikace otevřených hvězdokup

Objev dalekohledu přinesl exponenciální nárůst objevů mnoha rozličných nebeských objektů. S narůstajícím počtem tak rostla i touha tyto objekty rozřadit do různých skupin. Jelikož v tehdejší době neměli pozorovatelé žádnou představu o jejich povaze, třídily je především podle vzhledu.

Z počátku se klasifikační systémy zaměřovaly na hrubé rozčlenění do základních druhů objektů, jako jsou mlhoviny nebo hvězdokupy. S postupem času se většinou a zjemňovaly pro každý samostatný druh objektu. Současné klasifikační systémy jsou určeny pouze pro svůj specifický druh a objekty posuzují hned podle několika parametrů. V následujících podsekcích jsou zmíněny tři nejvýznamnější klasifikační systémy tak, jak byly postupně zavedeny. Převzato z [1, s. 4-8].

1.3.1 Herschelův systém

Největším průkopníkem v tomto oboru byl William Herschel. S dalekohledem vlastní výroby o průměru téměř půl metru prováděl od roku 1781 detailní průzkum celé severní hvězdné oblohy. Během sedmi let objevil na 2300 nových objektů. S tak velkým zdrojem dat provedl jejich první klasifikaci do osmi kategorií:

I. Jasná mlhovina; **II.** Slabá mlhovina; **III.** Velmi slabá mlhovina; **IV.** Planetární mlhovina; **V.** Velmi velká mlhovina; **VI.** Velmi koncentrovaná a bohatá hvězdokupa; **VII.** Koncentrovaná hvězdokupa tvořená jasnými a slabými hvězdami; **VIII.** Velmi rozptýlená hvězdokupa.

Co se týče klasifikace hvězdokup, byly rozděleny do posledních tří kategorií. Jeho systém zatím nerozlišoval tvar hvězdokup, i když v té době se už rozlišovalo mezi pravidelným a nepravidelným tvarem. S odstupem času se ukázalo, že chybně zařadil některé kulové hvězdokupy mezi mlhoviny. Ze svých pozorování vyvodil několik správných hypotéz. Například z častého doprovázení hvězd mlhovinou vydedukoval formování hvězd z materiálu mlhovin.

1.3.2 Melottův systém

S vývojem astrofotografie přišel i první pokus o vytvoření systému klasifikace čistě pro hvězdokupy. Vytvořil jej P. J. Melotte roku 1915 s pomocí Franklin–Adamsovy přehlídky noční oblohy zachycené na fotografických deskách. Jeho výzkum vyústil do klasifikace čítající pouze čtyři třídy:

- I** Kulové hvězdokupy (M 13),
- II** Volné hvězdokupy se zřetelným tvarem (M 41),
- III** Malé a většinou chudé hvězdokupy,
- IV** Rozptýlené hvězdokupy (Plejády).

Sám tvůrce uznal, že systém není jednoznačný a je obtížné rozhodnout, do které třídy otevřenou hvězdokupu zařadit. I proto se tento systém v praxi moc neuchytil.

1.3.3 Shapleyův systém

Mnohem jednoznačnější klasifikační systém vyvinul roku 1930 Harlow Shapley. Jeho systém byl založen na kompaktnosti, čili na počtu hvězd a jejich koncentraci. Tím pokryl celou škálu hvězdných seskupení od dvojhvězd až po kulové hvězdokupy. Třídy jsou abecedně uspořádané do osmi kategorií:

a. Nepravidelné pole:

Skupiny hvězd vykazující nepravidelnost v rozložení hvězdy oproti nahodilému rozložení.

b. Hvězdné asociace:

Pohyblivé hvězdokupy, nebo skupiny hvězd se společným vlastním pohybem.

c. Velmi rozptýlené a nepravidelné hvězdokupy:

Hvězdokupy s velkou úhlovou plochou (Plejády, Hyjády).

d. Rozptýlené hvězdokupy:

Typický příkladem jsou M21 a M34 (ekvivaentní Mellottově III třídě).

e, f, g. Kompaktní hvězdokupy:

Zde jsou kompaktní hvězdokupy rozděleny do tří kategorií podle jejich bohatosti a stupně kondenzace. Kulové hvězdokupy jsou zařazeny hned za hvězdokupami typu g.

Shapley věděl, že jeho systém není úplný, ani dokonalý. Byl totiž závislý na hustotě hvězd a na vzdálenosti hvězdokupy. Později rozdělil otevřené hvězdokupy na dva typy: *Typ Plejády* – hvězdokupy především tvořené hvězdami hlavní posloupnosti, hlavně ranými typy B a A; *Typ Hyjády* – hvězdokupy s větším obsahem hvězd pozdějších spektrálních typů.

1.3.4 Trumplerův systém

Klasifikační systém čistě pro otevřené hvězdokupy vyvinul roku 1930 Robert J. Trumpler. Tento systém je konstruován tak, aby byl nezávislý na vzdálenosti hvězdokupy od pozorovatele. To znamená, že kdyby se ty nejbližší hvězdokupy nacházely mnohem dál, jako ostatní hvězdokupy, jejich klasifikace zůstane stejná. Zároveň její stupně jsou přesně kvantifikovány. Tím se odstranila obtížnost klasifikace, kterou trpěly předchozí systémy.

Trumplerova klasifikace posuzuje hvězdokupy podle tří kritérií. Každé kritérium je pak ještě rozděleno do tří nebo čtyř tříd, které jsou odstupňovány písmeny, římskými a arabskými číslicemi. Vzniklá klasifikace tak nabízí až 36 různých možností zařazení otevřených hvězdokup. Výsledná klasifikace je pak kombinací těchto tří znaků:

Stupeň koncentrace hvězd:

I. Hvězdokupy s velkou centrální koncentrací.

II. Hvězdokupy s malou centrální koncentrací.

III. Hvězdokupy s žádnou centrální koncentrací, ale hvězdy jsou nápadně rozptýleny blízko sebe.

IV. Hvězdokupy obtížně ohraničitelné, ale rozložení hvězd se vymyká nahodilému rozložení hvězd hvězdného pozadí.

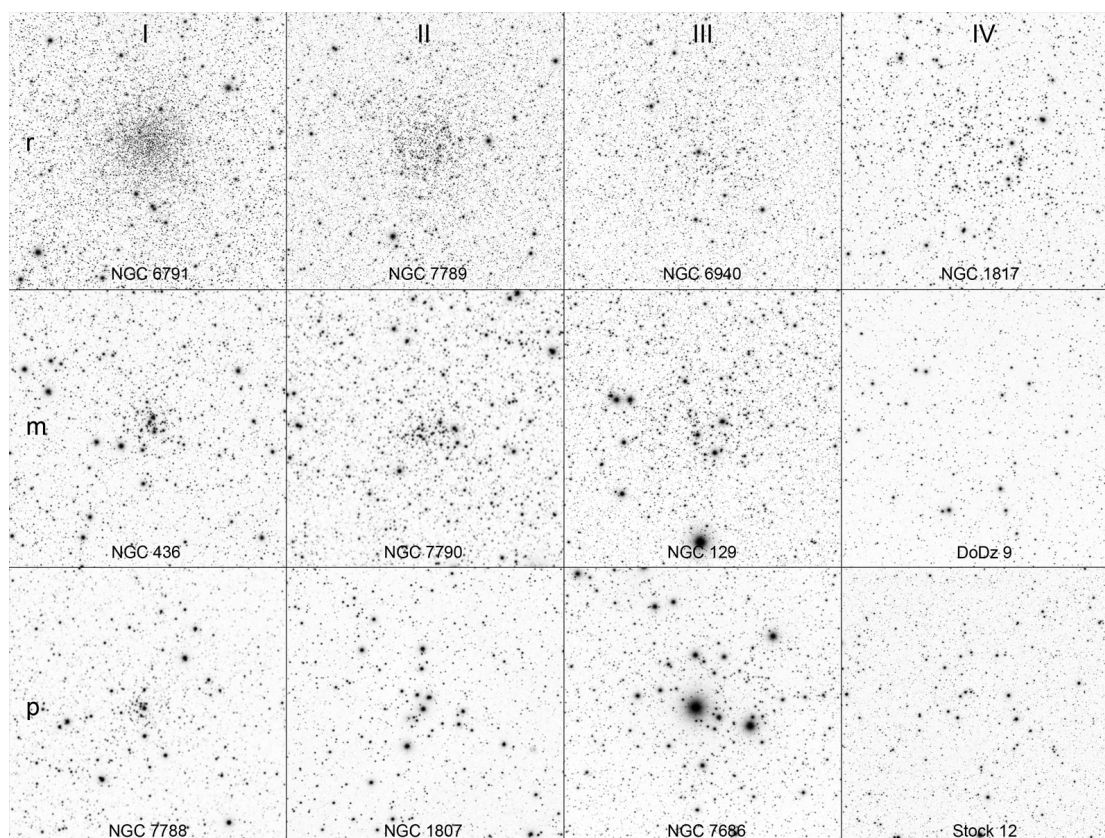
Stupeň rozptylu jasností hvězd:

1. Většina hvězd má víceméně stejnou jasnost.
2. Střední rozptyl jasností hvězd.
3. Hvězdokupa je tvořena hvězdami s celou škálou jasností.

Počet hvězd ve hvězdokupě:

- p. Chudá hvězdokupa čítající maximálně 50 hvězd.
- m. Středně bohatá hvězdokupa čítající 50 až 100 hvězd.
- r. Bohatá hvězdokupa čítající více než 100 hvězd.

Tato klasifikace se díky své jednoznačnosti rychle uchytila a je používána dodnes. Pro ilustraci prvního a třetího kritéria slouží obrázek 1.2, kde je uspořádáno 12 různých otevřených hvězdokup podle jednotlivých tříd.



Obrázek 1.2: Znárodnění jednotlivých kritérií a tříd Trumplerovy klasifikace (Zdroj: [E5], upraveno)

1.4 Fyzika otevřených hvězdokup

1.4.1 Vznik a vývoj hvězd

Otevřené hvězdokupy slouží jako přirozené laboratoře pro studium vzniku a vývoje hvězd, protože se hvězdy rodí téměř výhradně ve skupinách. Životní cyklus hvězd již byl do značné míry pochopen také díky otevřeným i kulovým hvězdokupám. Jelikož je délka života hvězd neporovnatelná s délkou lidského života, nelze jejich vývoj studovat přímo. Zbývá tak pouze nepřímá metoda, která spočívá ve studiu mnoha hvězd a hvězdokup v různých fázích vývoje. Podobně si můžeme udělat představu o průběhu lidského života, kdybychom vedle sebe seřadili několik lidí s různým věkem od kojence až po starce.

Následující podsekcce shrnují vývoj hvězd od začátku až do konce a jsou rozděleny do několika základních bodů. Čerpáno z [2, s. 181-204].

Zárodečná mlhovina

Zrod hvězd se odehrává uvnitř obřích molekulových mračen, která jsou tvořena plynem a prachem. V jejich složení převládá neutrální a molekulový vodík, v menší míře pak helium a těžší prvky jsou přítomny pouze ve stopovém množství. Velkou roli ve vlastnostech tohoto mračna hraje obsah mezihvězdného prachu, který při nízkých teplotách pomáhá při jeho stabilizaci.

Obří molekulová mračna jsou gravitačně vázané objekty, které jsou uvnitř složitě strukturované. Jejich hmotnosti se pohybují v rozmezí od 10^5 do 10^6 hmotností Slunce a rozměry činí průměrně 50 parseků. Jedná se o největší souvislé gravitačně vázané objekty ve vesmíru. Vnitřní pohyb částí oblaků, rázové vlny a magnetické pole udržují mračna v rovnovážném stavu. Jejich životnost obvykle dosahuje několika set milionů let. Vyskytují se výhradně v rovině spirálních galaxií, nejvíce v okolí spirálních ramen. Spolu s okolím pak obíhají kolem středů galaxií. Celkem obsahují obří molekulová mračna přes 50 % mezihvězdné látky v galaxiích.

Tvorba hvězd

K poznatku, že tvorba hvězd nastává uvnitř molekulových mračen, nás přivádí skutečnost, že mladé hvězdy spektrálního typu O a B nebo hvězdy typu T Tauri se vyskytují výhradně v jejich blízkosti, tedy v blízkosti předpokládaného místa zrodu. To vede i k pochopitelnému vysvětlení otázky, odkud berou hvězdy materiál pro svou tvorbu.

Aby mohlo dojít k tvorbě hvězdy uvnitř molekulového mračna, musí nastat lokální nárůst koncentrace látky, která se následně začne gravitačně hroutit. Tomuto pomalému hroucení brání především neuspořádaný tepelný pohyb molekul, který dokáže tento počáteční kolaps zastavit a odvrátit. Tento problém matematicky popisuje *Jeansovo kritérium* vycházející z viriálového teorému. Jedná se o nerovnici ve prospěch gravitační potenciální energie oproti energii neuspořádaného tepelného pohybu. Snahou je nalézt hranici, za kterou převládne gravitační síla nad neuspořádaným pohybem molekul. Za předpokladu, že se látka nachází v objemu koule, lze pak z této nerovnice vyjádřit *Jeansovu kritickou hmotnost* M_J :

$$M_J = \sqrt{\frac{3}{4\pi\rho} \left(\frac{5kT}{G\mu m_H} \right)^3}, \quad (1.1)$$

kde ρ je hustota látky, k je Boltzmannova konstanta, T je teplota plynu, G je gravitační konstanta a součin μm_H reprezentuje hmotnost molekuly vodíku.

Má-li se molekulové mračno začít hroutit, musí být jeho hmotnost větší než Jeansova kritická hmotnost, která závisí především na teplotě a méně pak na hustotě. Z toho plyne, že pro zrod hvězd jsou vhodné nejhustší a nejchladnější oblasti molekulových mračen. To je důvod, proč veškerá mezihvězdná látka už dávno nezkondenzovala do hvězd.

Nízká teplota a nahodilé fluktuace hustoty mezihvězdné látky k tvorbě hvězd samy o sobě nestačí. Je zapotřebí látku ještě více stlačit a zhustit pomocí vnějších vlivů, mezi které patří zejména:

- Sřítet molekulového mračna s expandující oblastí velmi horkého a řídkého ionizovaného vodíku.
- Exploze blízké supernovy – expandující obálka před sebou tlačí okolní materiál a náraz tlakové vlny do molekulového mračna zařídí dostatečné zhuštění látky.
- Průchod molekulového mračna hustotní vlnou spojenou se spirální strukturou galaxie.
- Nepružná srážka dvou galaxií.

U velkých molekulových mračen dochází k počáteční fragmentaci na menší části o hmotnostech 1000 až 10000 hmotností Slunce. V těchto fragmentech vznikají právě ony kompaktní skupiny hvězd dalším dělením molekulového mračna. Pro vznik hvězd je vynaložena pouze jedna čtvrtina z celkové počáteční hmotnosti mračna.

Příchod hvězd na hlavní posloupnost

Pokud hroutící zhustek mezihvězdné látky nezastavil tepelný pohyb molekul, ani ostatní okolní vlivy, dochází k rychlé kontrakci této látky. Jedná se v podstatě o volný pád, který typicky trvá 350000 let. Vzniká tak protohvězda, která čerpá tepelnou energii pouze z potenciální energie díky kontrakci. Jelikož hvězdě brání ve vzniku i zachování momentu hybnosti, vzniká plochý akreční disk, do kterého je uložen přebytečný moment hybnosti. Tyto akreční disky pak pozorujeme výhradně u velmi mladých hvězd typu T Tauri.

Volný pád hmoty pokračuje, až dokud hustota, teplota a gradient tlaku nenaroste do té míry, že se v celé hvězdě nastolí hydrostatická rovnováha. V této druhé fázi kontrakce sice stále pokračuje, avšak mnohem pomalejším tempem. Z teorému o viriálu vyplývá, že potenciální energie z kontrakce je z poloviny použita k dalšímu zahřívání nitra a z druhé poloviny je vyzářena do okolí. Jelikož je látka uvnitř hvězdy neprůhledná pro záření, musí se energie přenášet konvekcí. Tím se celá hvězda ještě před zapálením promíchá a homogenizuje.

Dalších 30 miliónů let trvá, než se hvězda neustálou kontrakcí zahřeje natolik, že v jejím nitru propuknou termonukleární reakce, které dokážou plně uhradit celý zářivý výkon hvězdy. V tomto okamžiku se smršťování hvězdy úplně zastaví a hvězda přichází na hlavní posloupnost do bodu nulového stáří, který se označuje zkratkou ZAMS (Zero Age Main Sequence).

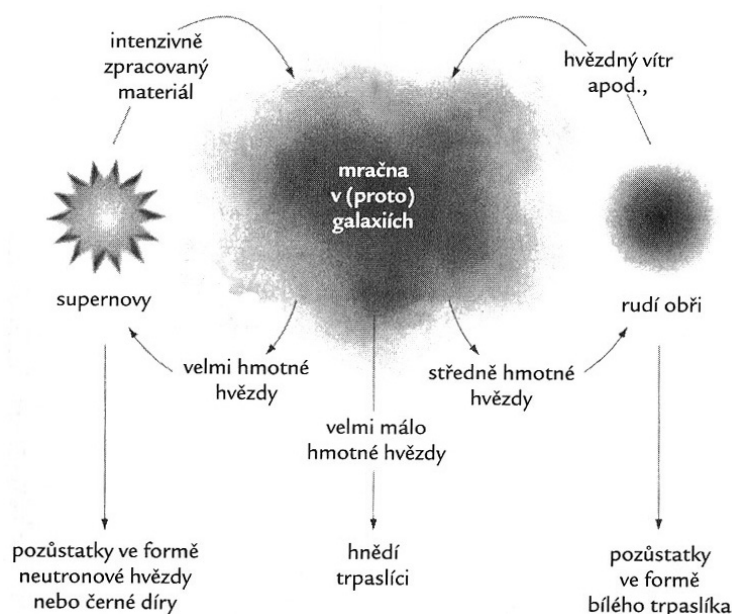
Odchod hvězd z hlavní posloupnosti

Na hlavní posloupnosti hvězda setrvává 80 – 90 % svého života. Zde čerpá energii pouze z termonukleárních reakcí, při kterých se slučuje vodík na helium. Čas strávený na hlavní posloupnosti závisí především na hmotnosti hvězdy, která udává tempo termonukleárních reakcí. Nejhmotnější hvězdy zde setrvávají pouze několik milionů let a vyznačují se intenzivním hvězdným větrem. Naopak ty nejméně hmotné hvězdy, které ještě disponují termonukleárními reakcemi mohou setrvat na hlavní posloupnosti i několik bilionů let! Po celou dobu na hlavní posloupnosti se hvězda neustále vyvíjí. Největší změny nastávají v jejím nitru, ve kterém se postupně mění její chemické složení díky přeměně vodíku na helium. Až je vyčerpána téměř celá zásoba vodíku v jádru, hvězda odchází z hlavní posloupnosti do další etapy svého vývoje.

Závěr hvězdného vývoje

Hmotnější hvězdy pokračují dále ve svém vývoji, při kterém ve svém nitru postupně tvoří těžší a těžší prvky až po železo. Jejich zevnějšek se také mění od klasické hvězdy hlavní posloupnosti, přes červeného obra, až po hvězdu asymptotické větve obrů. Vývoj hmotných hvězd je ukončen jejich zhroucením a následným vzplanutím jako supernova. Zůstává zde jen degenerované jádro v podobě neutronové hvězdy nebo černé díry.

U méně hmotných hvězd je vývoj odlišný. Kvůli jejich nedostatečným hmotnostem se tyto hvězdy zastaví v některé fázi hvězdného vývoje. Ty nejméně hmotné ustrnou hned na samotném počátku, protože nedovedou zažehnout termonukleární reakce. S rostoucí hmotností se hvězdy dostávají dál ve svém vývoji, než naleznou svou vývojovou hranici. Příčina, která vývoj vždy zastaví, se nazývá elektronová degenerace. Tlak elektronů zabrání dalšímu smršťování jádra, a tím i vývoji celé hvězdy. Tyto hvězdy končí svůj vývoj jako trpaslíci rozličných barev a složení.



Obrázek 1.3: Znázornění vývoje hvězd s různými hmotnostmi (Zdroj: [E6], upraveno)

1.4.2 Vznik hvězdokup

Prvotní chemické složení látky ve vesmíru po velkém třesku bylo omezeno pouze na vodík a helium. Až první hvězdy svou syntézou lehkých prvků a následným zánikem obohatily mezihvězdnou látku o těžší prvky. Úplně první hvězdy, které už dávno zanikly, nazýváme z historických důvodů jako hvězdy populace III. Jejich mladší generaci můžeme dnes pozorovat jako velmi staré hvězdy populace II, často ve fázi hvězdných obrů s nízkým obsahem těžších prvků.

Hvězdy otevřených hvězdokup patří mezi nejmladší hvězdy populace I. Tyto hvězdy disponují vyšší metalicitou (obsah těžších prvků) ve svém chemickém složení oproti starším hvězdám. Metalicita je určena přibližně rozdílem podílů obsahu železa a vodíku pro studovanou hvězdu a Slunce [E1]:

$$Z = Z_{\odot} \cdot 10^{[\text{Fe}/\text{H}]} ; [\text{Fe}/\text{H}] = \log \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right) - \log \left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right)_{\odot} . \quad (1.2)$$

Slunce má tím pádem metalicitu rovnou nule a mladé hvězdy otevřených hvězdokup mohou obsahovat dvojnásobek až trojnásobek těžších prvků než Slunce.

Otevřené hvězdokupy vznikají z velkých fragmentů mezihvězdných mračen, ve kterých se okolními vlivy spustí tvorba hvězd. Z počátku jsou hvězdy obklopeny mezihvězdnou látkou, se kterou tvoří kompaktní a stabilní útvar. Hvězdy, které při svém zrodu získaly více hmoty než jiné, se vyvíjejí mnohem rychleji. Tyto nově vzniklé a hmotné hvězdy dokážou svým intenzivním hvězdným větrem „rozfoukat“ zbylý mezihvězdný materiál. Se ztraceným mezihvězdným materiálem skupina přichází o svou soudržnost a začíná se rozpínat. Pokud je prostorová hustota hvězd větší než $1 M_{\odot}/\text{pc}^3$ (kde M_{\odot} je hmotnost Slunce a pc^3 je kubický parsek) a individuální pohyb hvězd je malý, hvězdokupa přežije jako gravitačně vázaný objekt. V opačném případě se skupina rozptýlí v nevázanou asociaci hvězd. [1, s.17-18]

Otevřené hvězdokupy obsahují po svém zrodu obvykle několik desítek až stovek hvězd. Typické množství bývá kolem 300 hvězd, ale někdy jde jejich počet do tisíců. Spodní hranice počtu členů byla stanovena na 10 hvězd [3], abychom mohli mluvit ještě o hvězdokupě. Velikost otevřených hvězdokup se pohybuje kolem několika jednotek parseků, ale nepřesáhne 20 pc. Přibližný odhad závislosti počtu hvězd N na rozměru hvězdokupy D v parsecích udává vztah [4]:

$$\log N = 1,3 \log D + 2,0. \quad (1.3)$$

Z procesu vzniku a vývoje otevřených hvězdokup vyplývá, že hvězdy v ní obsažené mají mnoho velmi podobných vlastností. Díky tomu, že se zrodily ze stejného molekulového mračna, mají tím pádem stejný původ i chemické složení. Pokud zanedbáme rozdílný věk hvězd ve hvězdokupě, který může činit maximálně 7 milionů let [5], můžeme tvrdit, že jejich stáří je téměř identické. Jelikož při svém zrodu převzaly trajektorii pohybu celého molekulového mračna, všechny hvězdy se pohybují stejnou rychlostí i směrem. Pokud zanedbáme rozměr hvězdokupy, který zřídka kdy převyšuje 20 pc, můžeme říct, že všechny hvězdy hvězdokupy jsou od Země ve stejné vzdálenosti.

Jediná věc, ve které se hvězdy významně odlišují, je jejich hmotnost, která udává tempo vývinu. Proto nacházíme ve hvězdokupách hvězdy v různých vývojových fázích, i když jsou téměř stejně staré. Tato skutečnost nám pak usnadňuje další studium jejich evoluce.

1.4.3 Stabilita hvězdokup

Celkovou stabilitu a hmotnost hvězdokupy lze odhadnout, pokud zanedbáme okolní vlivy a budeme předpokládat, že se hvězdokupa nachází v rovnovážném stavu. Pak platí viriálová věta pro gravitační případ ve zjednodušeném tvaru, kterou poprvé odvodil *Clausius* roku 1870 [2, s. 83]:

$$2\langle E_k \rangle + \langle E_p \rangle = 0, \quad (1.4)$$

kde $\langle E_k \rangle$ a $\langle E_p \rangle$ jsou střední kinetické a potenciální energie gravitačně vázaného systému. Ty jsou dány vztahy [6, s. 339]:

$$\langle E_k \rangle = \frac{1}{2}M\overline{v^2}, \quad (1.5)$$

$$\langle E_p \rangle = -\frac{GM^2}{R}. \quad (1.6)$$

Zde M a R vyjadřují celkovou hmotnost a poloměr hvězdokupy a G je gravitační konstanta. Dosazením těchto vztahů do rovnice (1.4) a následnou úpravou získáme průměr náhodně rozdělených rychlostí hvězd ve hvězdokupě [6, s. 399]:

$$\bar{v} = \sqrt{\frac{GM}{R}}. \quad (1.7)$$

Úniková rychlost je pak rovna jejímu dvojnásobku. Jinou úpravou rovnice (1.4) získáme vztah pro celkovou hmotnost hvězdokupy:

$$M = \frac{R\bar{v}^2}{G}. \quad (1.8)$$

Jelikož hvězdy ve hvězdokupě mají kromě společné trajektorie ještě vlastní nahodilé pohyby, může některá z nich dosáhnout únikové rychlosti a opustit skupinu. Tento mechanismus způsobuje takzvané *vypařování* hvězdokupy. S předpokladem, že je hvězdokupa v rovnovážném stavu, kinetická energie je rovnoměrně rozložena mezi jednotlivé hvězdy podle vztahu [6, s. 399]:

$$\frac{1}{2}m_1v_1^2 = \frac{1}{2}m_2v_2^2 = \dots = \frac{1}{2}m_iv_i^2, \quad (1.9)$$

kde $\frac{1}{2}m_iv_i^2$ je kinetická energie i -té hvězdy vzhledem k hvězdokupě. Ze vztahu vyplývá, že hvězdy s nejnižší hmotností se pohybují nejrychleji a tím pádem mají větší tendenci opouštět hvězdokupu.

Jestliže je rovnováha hvězdokupy narušena vypuzením hvězdy, k opětovnému ustavení rovnováhy je potřebný tzv. *relaxační čas*. Za tuto dobu se celková změna kinetické energie soustavy vyrovná původní kinetické energii hvězd. Celkové množství kinetické energie, které si hvězdy následně mezi sebou předají při vzájemných interakcích za dobu Δt , je rovno $\Sigma\Delta E_k^2$. Relaxační čas pak může sloužit jako měřítko doby existence hvězdokup, protože s rostoucí velikostí hvězdokup roste i celková kinetická energie hvězd E_k^2 a tím i relaxační čas T_{rel} podle vztahu [6, s. 400]:

$$T_{\text{rel}} = \Delta t \frac{E_k^2}{\Sigma\Delta E_k^2}. \quad (1.10)$$

1.4.4 Dynamika hvězdokup

Pohyb hvězd

V 17. století pojem „stálice“ ztratil na významu, protože v té době se zjistilo, že se hvězdy na obloze pohybují. Objev učinil Edmund Halley, který porovnal svá měření s poznatky Řeků. Tento jev zůstával dlouho neobjevený, jelikož jejich pohyb na obloze je velmi malý, řádově jednotky úhlových vteřin za sto let i méně! Následující podsekcce je převzata z [6, s. 372–376].

Pozorovaný pohyb hvězd na obloze je však pouze projekcí celkového pohybu hvězdy prostorem. Ze Země tak pozorujeme tečnou složku rychlosti hvězdy, která je kolmá na hvězdný paprsek. Této složce se říká *vlastní pohyb* hvězdy a jelikož je měřen v ekvatoriálních souřadnicích, je jeho rozměr úhel za čas. Vlastní pohyb je pak kombinací vlastních pohybů hvězdy v jednotlivých souřadnicových osách. Pro vlastní pohyb v rektascenzi μ_α platí vztah:

$$\mu_\alpha = \frac{d\alpha}{dt} = \frac{\alpha_2 - \alpha_1}{t} = \frac{\Delta\alpha}{t} \quad (1.11)$$

a podobně pro vlastní pohyb v deklinaci μ_δ :

$$\mu_\delta = \frac{d\delta}{dt} = \frac{\delta_2 - \delta_1}{t} = \frac{\Delta\delta}{t}. \quad (1.12)$$

Výsledný vlastní pohyb hvězdy μ pak získáme podle vztahu:

$$\mu = \sqrt{(15\mu_\alpha \cos \delta)^2 + \mu_\delta^2}. \quad (1.13)$$

Zde je vlastní pohyb v rektascenzi ještě násoben číslem 15 kvůli převodu jednotek úhlu z hodin na stupně a kosinem deklinace kvůli sferičnosti souřadnic.

Vlastní pohyb popisuje pouze zdánlivý úhlový pohyb hvězdy na nebeské sféře. K určení reálné tečné rychlosti hvězdy je nezbytné znát její vzdálenost od Slunce. Pokud známe roční paralaxu hvězdy π , tedy její vzdálenost a její vlastní pohyb, dokážeme určit její tečnou (tangenciální) rychlost vůči Slunci podle vztahu:

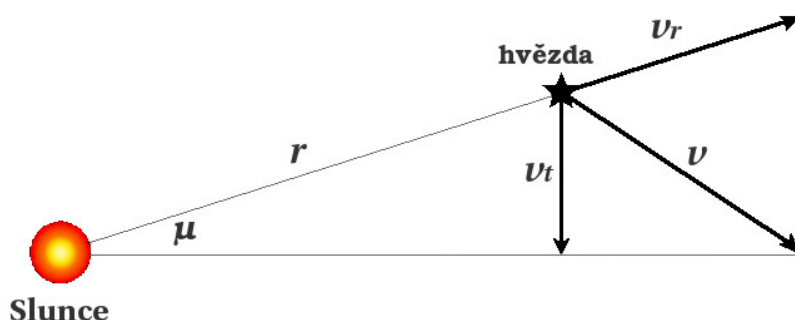
$$v_t = k \frac{\mu}{\pi}, \quad (1.14)$$

kde k je koeficient závislý na zvolených jednotkách. Pokud se do vztahu dosadí vlastní pohyb v úhlových vteřinách za rok a roční paralaxa také v úhlových vteřinách, pak při $k = 1$ bude výsledná rychlost v astronomických jednotkách za rok. Pro získání klasické jednotky rychlosti (km/s) je k rovno číslu 4,74 (výsledek podílu astronomické jednotky v kilometrech a tropického roku v sekundách).

Druhou složkou pohybu hvězdy je *radiální rychlost*, která je rovnoběžná s paprskem hvězdy a kolmá na tečnou rychlost. Radiální rychlost lze určit pomocí Dopplerova jevu, který se projevuje posunem spektrálních čar ve hvězdném spektru oproti laboratorním hodnotám. Určením rozdílu vlnových délek spektrálních čar $\Delta\lambda = \lambda' - \lambda$ lze určit radiální rychlost v_r podle vztahu:

$$v_r = c \frac{\Delta\lambda}{\lambda}, \quad (1.15)$$

kde c je rychlost světla. Při vzdalování hvězdy (spektrální čáry posunuty k červenému okraji spektra) je hodnota radiální rychlosti kladná. Přibližování hvězdy odpovídá záporné hodnotě. Získaná hodnota se musí přepočítat na barycentrum sluneční soustavy opravením o pohyb Země kolem Slunce, rotaci Země, popřípadě o pohyb kolem těžiště Země–Měsíc a kolem těžiště sluneční soustavy. Tato metoda je přímá a nezávisí na vzdálenosti hvězdy ani na jiných okolnostech.



Obrázek 1.4: Rozložení prostorové rychlosti hvězdy na radiální a tečnou složku

Rozklad prostorové rychlosti je ilustrován na obrázku 1.4. Jelikož je úhel μ velmi malý, lze použít pro výpočet celkové prostorové rychlosti Pythagorovu větu. Velikost prostorové rychlosti vůči Slunci je pak dána vztahem:

$$v = \sqrt{v_t^2 + v_r^2}. \quad (1.16)$$

Prostorová rychlost je opět pouze projekcí skutečné celkové prostorové rychlosti, protože je vztažena ke Slunci. Ale i Slunce má svůj pohyb v prostoru. Důsledkem tohoto pohybu se zdánlivě pohybují hvězdy od jednoho bodu na obloze k druhému, který leží na opačné straně sféry. Úběžný bod, odkud zdánlivě vycházejí hvězdy, se nazývá *apex* a určuje směr pohybu Slunce. *Apex* leží v souhvězdí Herkula a Slunce se tímto směrem pohybuje rychlostí 20 km/s. Pro získání skutečné prostorové rychlosti hvězdy je nutné opravit vlastní pohyb hvězdy μ . Ten je složen ze zdánlivého vlastního pohybu hvězdy vlivem pohybu Slunce μ_{\odot} a ze skutečného vlastního pohybu hvězdy μ_p .

Celkový pohyb hvězd pak napovídá o jistém proudění, které spočívá v rotaci Galaxie. Oběh hvězdy kolem centra Galaxie nelze jednoduše popsat Keplerovými zákony. Důvodem je, že mimo galaktický střed se nachází ohromné množství hvězd, které se navzájem ovlivňují při oběhu. Výsledný pohyb hvězd v Galaxii je proto velmi složitý.

Pohyb hvězdokup

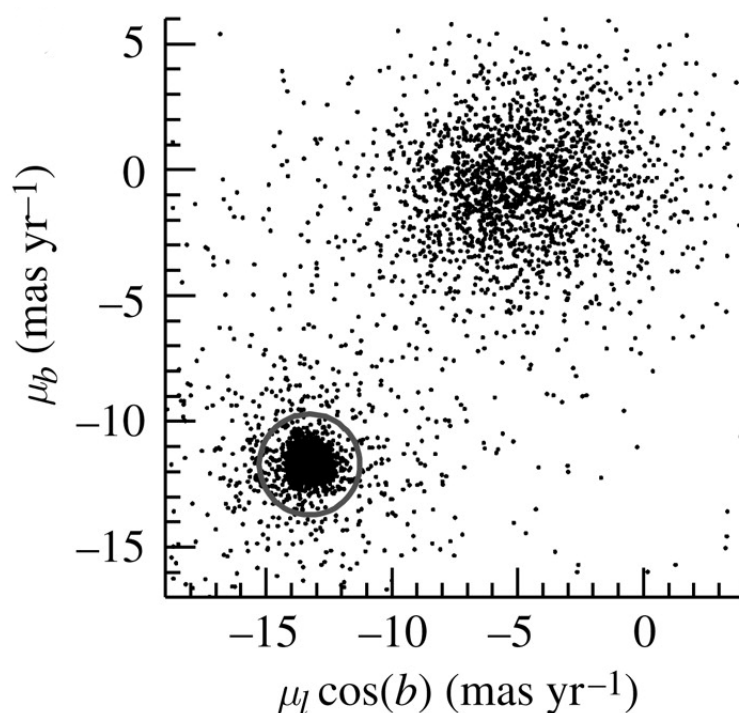
Pohyb hvězd hvězdokupy (kromě nahodilých pohybů) vykazuje jeden hlavní směr a téměř stejnou velikost. Tento fakt je dán jejich společným zrodem ze stejného molekulového mračka, které mělo původně v prostoru podobný hlavní směr pohybu i velikost rychlosti. Hvězdy v něm zrozené pak jen převzaly tento pohyb. Kromě klasických otevřených hvězdokup pozorujeme skupiny hvězd, které nemají na první pohled nic společného. Po rozboru jejich vlastních pohybů se ukazuje, že tyto hvězdy k sobě patří kvůli společnému vlastnímu

pohybu. Takové skupiny hvězd tvoří pohybové hvězdokupy. Mezi nejznámější případy patří skupina hvězd z Velkého vozu nebo pohybová hvězdokupa Hyjády.

V případě, že lze dráhy hvězd protáhnout do bodu, kde se všechny protínají, lze odhadnout vzdálenost této pohybové hvězdokupy pomocí *Sekulární paralaxy*. Tato metoda je založena na znalosti pohybu Slunce prostorem. Známe-li průměrný vlastní a radiální pohyb hvězd hvězdokupy $(\bar{\mu}, \bar{v}_r)$ a její úhlovou vzdálenost od úběžného bodu θ , můžeme určit její vzdálenost od Slunce podle vztahu [6, s. 380]:

$$\pi = 4,74 \frac{\bar{\mu}}{v_r} - \tan \theta. \quad (1.17)$$

Z makroskopického hlediska můžeme otevřenou hvězdokupu pokládat za hmotný bod, který je tvořen těžištěm hvězdokupy, jenž se pohybuje rovnoměrně a přímočaře prostorem. Vlastní nebo radiální pohyby jednotlivých hvězd jsou pak dobrými pomůckami pro určení příslušnosti hvězd k hvězdokupě. Po zakreslení vlastních pohybů hvězd z hvězdného pole hvězdokupy do vektorového diagramu vznikne kromě náhodného rozložení vlastních pohybů hvězd i nápadný shluk bodů. Tento jev je ilustrován na obrázku 1.5.



Obrázek 1.5: Vektorový diagram vlastních pohybů pro hvězdné pole kulové hvězdokupy NGC 6379 (Zdroj: [E7], upraveno)

Hvězdy se tak na diagramu shlukují kolem střední hodnoty vlastního pohybu, která přísluší těžišti hvězdokupy. Rozptyl rychlostí hvězd dobře popisuje Gaussovo rozdělení:

$$f(x) = \frac{1}{\sigma\sqrt{2\pi}} \exp\left[-\frac{(x-x_0)^2}{2\sigma^2}\right], \quad (1.18)$$

kde σ je rozptyl a x_0 je střední hodnota Gaussova rozdělení.

Kdyby se vynesl histogram vlastních pohybů hvězd v jedné souřadnici, vzniklá křivka by měla dva vrcholy. První vrchol by příslušel nahodilému rozdělení rychlostí hvězd se středem v nule a s velkým rozptylem hodnot. Druhý vrchol by příslušel rozdělení rychlostí hvězd hvězdokupy se středem ve střední hodnotě pohybu hvězdokupy a s relativně malým rozptylem. Po nalezení parametrů rozdělení pro hvězdokupu lze pak určit procentuální pravděpodobnost příslušnosti dané hvězdy k hvězdokupě.

1.4.5 Rozpad a zánik hvězdokup

Otevřená hvězdokupa, která přežila svůj zrod, se při svém obíhání okolo středu Galaxie pomalu vypařuje, rozpíná a deformuje. Kromě vnitřních vlivů působí na hvězdokupu i vlivy vnější, především slapové síly Galaxie, které hvězdokupu protahují do eliptického až tubusového tvaru. Dalšími vnějšími vlivy mohou být nepružné srážky hvězdokupy s mezihvězdnou látkou nebo hvězdami, které křížují její trajektorii. Ukazuje se, že otevřené hvězdokupy nemají dlouhého trvání a jsou to převážně mladé objekty.

Již zmíněná prostorová hustota ρ je klíčovým parametrem, který určuje životnost otevřených hvězdokup. S narůstající hustotou roste i životnost hvězdokupy, která pak snáz odolává vnějším i vnitřním vlivům. Dobu životnosti t v rocích lze odhadnout podle přibližného vztahu [4]:

$$t = 2 \cdot 10^8 \rho. \quad (1.19)$$

Ze vztahu vyplývá, že většina pozorovaných hvězdokup musí být mladší než $2 \cdot 10^8$ let. Ty nejmladší pozorované hvězdokupy mají jen několik miliónů let. Jen několik pozorovaných hvězdokup je starších než 10^9 let.

Teoretické úvahy naznačují ([7], [8]), že je malá pravděpodobnost, aby se hvězdokupy rozpadly úplně. Původní počet členů a vzdálenost hvězdokupy od centra Galaxie určuje výslednou velikost zbytku hvězdokupy. Nové studie ([9]) ukazují, že ve slunečním okolí se z otevřené hvězdokupy původně čítající 100 členů dočlová pouze 40 % hvězd, které svou prostorovou hustotou převyšují okolní průměr. Naopak hvězdokupa čítající 750 – 1 000 hvězd ztratí za stejný časový úsek pouze 7 % hvězdných členů. Míra ztráty hvězd je nepřímou úměrná vzdálenosti hvězdokupy od centra Galaxie.

Ukazuje se, že chudé hvězdokupy opouštějí především méně hmotné hvězdy a zůstávají v ní jen ty nejvíce hmotné a zářivé. Ty jsou dobře detekovatelné i na velké vzdálenosti a nacházíme je pak ve středech mladých otevřených hvězdokup. Naopak zbytky bohatých hvězdokup jsou tvořeny hvězdami s nízkou hmotností a malým zářivým výkonem, které přežily rychle žijící hmotné hvězdy. Ty je pak obtížné na velkou vzdálenost detekovat, a proto mohou tvořit významnou část hvězd v Galaxii.

1.5 Otevřená hvězdokupa na HR diagramu

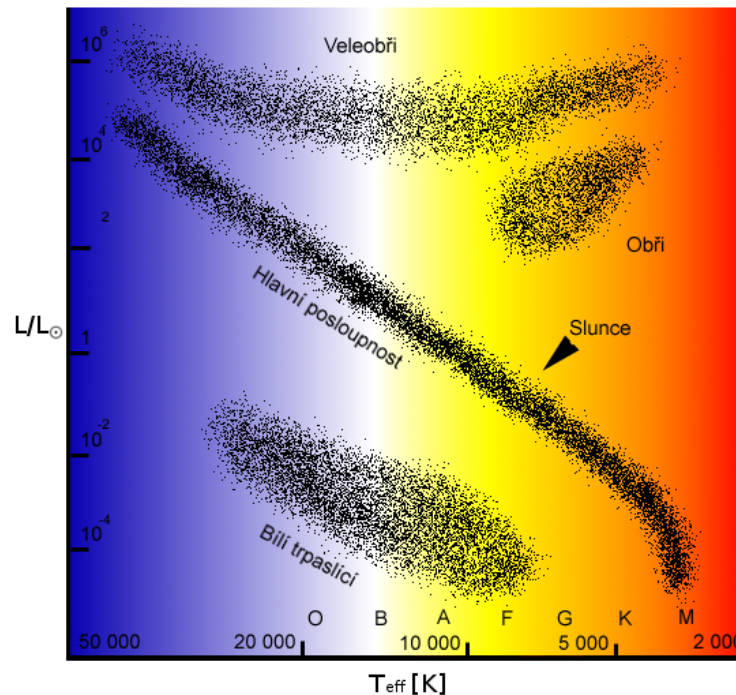
1.5.1 Hertzsprungův-Russellův diagram

Na počátku 20. století E. Hertzsprung a N. H. Russell nezávisle na sobě sestrojili diagram svazující svítivost (zářivý výkon) a spektrální typ (teplotu) hvězd. Na jejich počest se ujal název tohoto diagramu s jejich jmény. Kromě předpokládané lineární závislosti svítivosti na spektrálním typu se na diagramu zobrazily ještě jiné shluky hvězd. Předpokládalo se, že hvězdy postupem času chladnou a ztrácí hmotu, takže se postupně snižuje jejich jas i teplota. Hvězdy, které se vymykaly této závislosti, měly na svou nízkou teplotu velkou svítivost a naopak některé horké hvězdy nízkou svítivost. Podle Stefanova–Boltzmannova zákona pro zářivý výkon hvězdy L platí:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4, \quad (1.20)$$

kde R je poloměr hvězdy, σ je Stefanova–Boltzmannova konstanta a T_{eff} je efektivní teplota hvězdy. Svítivost hvězdy tak kromě teploty závisí i na jejím poloměru. Proto byly tyto vyčnívající hvězdy nazvány obry a trpaslíky.

HR diagram je pouze momentka, která zachycuje hvězdy v různých fázích vývoje. Výsledná podoba HR diagramu pak ilustruje pravděpodobnost, s jakou nalezneme hvězdu v jednotlivých vývojových fázích. Nejvíce hvězd proto nacházíme podél hlavní posloupnosti, kde tráví většinu svého života. Naopak nejméně hvězd nalezneme v oblastech, kudy hvězdy jen „prochází.“ Hertzsprungův-Russellův diagram je proto elementární pomůcka pro studium hvězd a je zdrojem mnoha cenných informací. Dnešní podoba HR diagramu je na obrázku 1.6



Obrázek 1.6: Hertzsprungův-Russellův diagram (Zdroj: [E1], upraveno)

Na vodorovnou osu HR diagramu se vynáší zpravidla teplota povrchu hvězdy nebo spektrální typ, který je touto teplotou reprezentován. Spektrální typ je rozdělen podle Harvardské klasifikace do sedmi hlavních tříd: O-B-A-F-G-K-M. Ty se ještě dělí na deset podtříd označované arabskou číslicí. Svislá osa reprezentuje zářivý výkon hvězdy, nebo veličiny s ní spjaté. Nejčastěji to je absolutní hvězdná velikost, která je definovaná jako pozorovaná hvězdná velikost hvězdy ze vzdálenosti 10 pc. Obě osy jsou logaritmické kvůli velkému rozsahu hodnot.

Na HR diagramu je dominantní hlavní posloupnost, která je tvořena pásem hvězd táhnoucím se od horního levého do dolního pravého rohu. Napravo od hlavní posloupnosti se nachází obří a výše pak veleobří. Vlevo dole pak nalezneme bílé trpaslíky. Ve spodní pravé části diagramu se vyskytují hvězdy, které se teprve zrodily a v budoucnu doputují na hlavní posloupnost do bodu nulového stáří (ZAMS).

1.5.2 Barevný diagram

Pro klasický HR diagram je bohužel obtížné získat kvalitní data v absolutních veličinách. Nejtěžším úkolem je získat informaci o vzdálenosti hvězd, aby bylo možné zjistit jejich zářivý výkon a tím i absolutní hvězdné velikosti. Můžeme ale využít faktu, že se všechny hvězdy otevřené hvězdokupy nacházejí takřka na stejném místě v prostoru, to znamená, že mezi Sluncem a hvězdami hvězdokupy je téměř konstantní vzdálenost. Proto můžeme použít barevný diagram jako alternativu k HR diagramu.

Na svislou osu barevného diagramu se vynáší pozorovaná hvězdná velikost m . Oproti absolutní hvězdné velikosti M , kde je konstantní vzdálenost hvězd od pozorovatele 10 pc, je vzdálenost pozorovaných hvězd neznámá, ale také konstantní. Vznikne tak vertikální posun typických oblastí (hlavní posloupnost, větev obrů,...) vůči klasickému HR diagramu, který závisí především na vzdálenosti hvězd r a mezihvězdné extinkci A . Jasnost hvězdy totiž klesá se čtvercem vzdálenosti podle vztahu:

$$F = \frac{L}{4\pi r^2}, \quad (1.21)$$

kde F je hustota zářivého toku. Ta je definovaná jako tok záření, který projde kolmo plochou jednoho metru čtverečního za sekundu. Pro získání vizuální hvězdné velikosti hvězdy z bolometrické jasnosti slouží Pogsonova rovnice ve tvaru:

$$m_v = -2,5 \log \frac{F}{F_0} - BC, \quad (1.22)$$

kde F_0 je hustota zářivého toku hvězdy s nulovou bolometrickou velikostí ($F_0 = 2,553 \cdot 10^{-8} \text{ W} \cdot \text{m}^2$) a BC je bolometrická korekce, která je závislá na spektrálním typu hvězdy a pro hvězdy slunečního typu je přibližně nulová. Mezihvězdná extinkce způsobuje další úbytek pozorovaného záření vlivem přítomnosti mezihvězdné látky mezi hvězdou a pozorovatelem, která procházející záření absorbuje a rozptyluje. Úbytek pozorované jasnosti je závislý na optické tloušťce prostředí τ a lze vyjádřit z Pogsonovy rovnice jako přírůstek hvězdné velikosti A [10, s. 45]:

$$A = 1,086 \tau \text{ [mag]}. \quad (1.23)$$

Rozdíl pozorované a absolutní hvězdné velikosti se nazývá *modul vzdálenosti* a je velmi přínosný, protože umožňuje určování vzdáleností hvězdokup. Závislost tohoto rozdílu na vzdálenosti je pak dána vztahem [6, s.181]:

$$m - M = 5 \log r - 5 + A. \quad (1.24)$$

Na vodorovnou osu barevného diagramu se místo teploty vynášší *barevný index*, který je na ní závislý. Hvězdy v prvním přiblížení září jako absolutně černá tělesa podle Planckova vyzařovacího zákona:

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/kT} - 1}, \quad (1.25)$$

kde $B_\lambda(T)$ je intenzita záření, h je Planckova konstanta, c je rychlost světla, λ je vlnová délka záření a k Boltzmanova konstanta. Z tohoto vztahu lze vyjádřit Wienův posunovací zákon popisující nepřímý vztah mezi teplotou a vlnovou délkou, na které je vyzařované energie maximální:

$$\lambda_{\max} = \frac{b}{T}, \quad (1.26)$$

kde b je konstanta ($b = 2,898 \cdot 10^{-3} \text{ m}\cdot\text{K}$). S rostoucí teplotou se tak posunuje maximum vyzařování směrem ke kratším vlnovým délkám. Barevný index je pak rozdíl barevných hvězdných velikostí v různých spektrálních intervalech pro danou hvězdu [10, s. 33]:

$$CI = m_{c_1} - m_{c_2}, \quad (1.27)$$

kde pro barevné indexy c_1 a c_2 a jejich efektivní vlnové délky vždy platí $\lambda_{c_1} < \lambda_{c_2}$. Pro horké hvězdy je barevný index záporný a pro chladnější hvězdy naopak kladný. Z barevného indexu³ ($B - V$) lze pak určit *barevnou teplotu* T_b podle empirického vztahu [10, s. 34]:

$$T_b = \frac{7300}{(B - V) + 0,52}. \quad (1.28)$$

Zde se také objevuje horizontální posun vůči HR diagramu, který je způsoben opět mezihvězdnou extinkcí. Vlivem Rayleighova rozptylu na mezihvězdné látce, který je závislý na vlnové délce záření ($\sigma(\lambda) \sim \lambda^{-4}$), vzniká úbytek modré a přebytek červené složky záření. Tomuto jevu se říká zčervenání nebo také *barevný exces*, který lze vyjádřit vztahem $E(CI) = CI - CI_0$, kde CI je pozorovaný barevný index a CI_0 je barevný index bez vlivu extinkce.

Hodnotu mezihvězdné extinkce lze určit měřením ve fotometrickém systému s více barvami. Pro excesy v barevných indexech³ ($U - B$) a ($B - V$) platí známé relace [10, s. 46]:

$$\frac{E(U - B)}{E(B - V)} \simeq 0,72 \quad , \quad A_V = 3,1E(B - V). \quad (1.29)$$

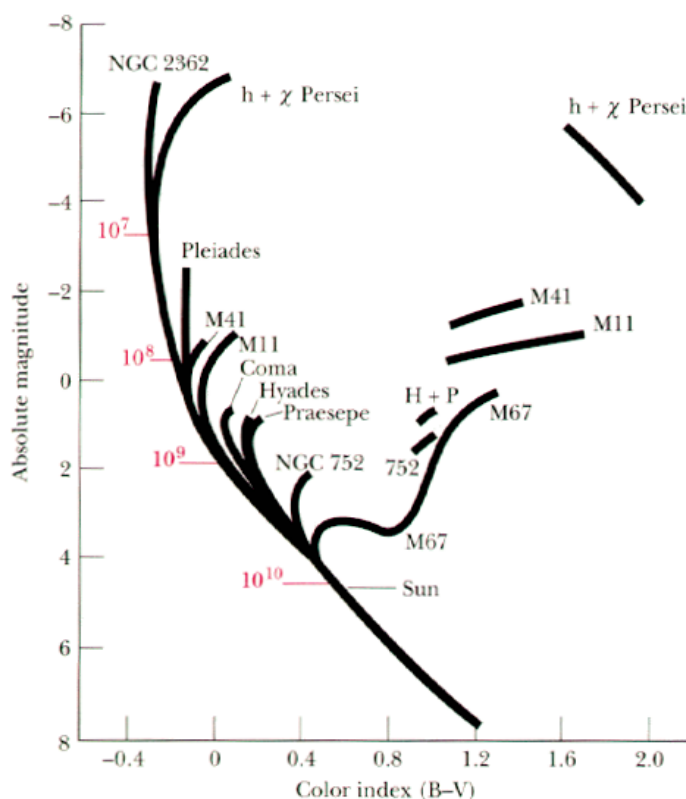
Jestliže vyneseme napozorované hodnoty do barevného diagramu $(U - B)/(B - V)$, kde je dobře známa závislost mezi barevnými indexy pro nezčervenalé hvězdy hlavní posloupnosti, lze pak stanovit posuny $E(U - B)$ a $E(B - V)$ pozorovaných hvězd vůči nezčervenalým hvězdám a následně opravit pozorované jasnosti hvězd o mezihvězdnou extinkci.

³Johnsonův barevný systém UBV . Více v sekci 2.3.3.

1.5.3 Otevřené hvězdokupy na HR diagramu

Jak již bylo zmíněno, hvězdy otevřené hvězdokupy jsou téměř stejně staré, mají téměř stejné složení i stejnou vzdálenost od pozorovatele. Jediný faktor, ve kterém se zásadně liší, je jejich hmotnost, která určuje tempo jejich vývoje. Proto hvězdy hvězdokupy tvoří ostřejší definovanou posloupnost na HR diagramu než ostatní hvězdy, které spolu nesouvisejí. Tuto posloupnost lze proložit spojitou křivkou – *izochronou*, která spojuje stejně staré hvězdy s různou hmotností. Hvězdy ležící mimo izochronu buď vůbec nepatří ke hvězdokupě, nebo se jedná o nerozlišenou dvojhvězdu.

Hvězdy se zpočátku úzce přimykají k hlavní posloupnosti nulového stáří. Za pár milionů let se stačí vyvinout ty nejmotnější hvězdy a postupně se odkloňují od hlavní posloupnosti směrem doprava do oblasti obrů. Izochrona se zde ohýbá a s postupem času, jak se postupně vyvíjejí i méně hmotné hvězdy, se tento ohyb posouvá v HR diagramu dolů. Ohyb izochrony se nazývá *bod obratu* a je přímým ukazatelem stáří hvězdokupy, neboť odpovídá hvězdě s určitou hmotností, která je právě na odchodu z hlavní posloupnosti. Nejčastější metodou studia hvězdokup je modelování izochron, kterými se následně prokládají body, které reprezentují hvězdy v barevném diagramu. Postupnou úpravou parametrů modelu lze pak získat dobrou shodu s reálnými daty a tím i mnoho cenných informací o studované hvězdokupě. Barvený diagram pro několik známých hvězdokup je na obrázku 1.7.



Obrázek 1.7: Barevný diagram pro izochrony několik známých otevřených hvězdokup. Svislá osa reprezentuje absolutní hvězdnou velikost a vodorovná osa představuje barevný index ($B - V$). Červené čáry s čísly ilustrují polohy bodů obratu pro různé stáří hvězdokup v rocích (Zdroj: [E8])

Kapitola 2

Metody studie otevřených hvězdokup

Každý astronomický objekt emituje elektromagnetické záření, které je charakterizováno třemi základními vlastnostmi: směrem, intenzitou a spektrálním složením. Proto jsou použity v této diplomové práci právě tři metody, které se zabývají těmito základními vlastnostmi. Každá z nich má své výhody, nevýhody a omezení. Společně však umožňují pochopit studovaný objekt v širších souvislostech. Dalším důvodem pro použití právě těchto metod je, že je možno získat vlastní instrumentální data pro každou z nich. V následující kapitole budou postupně tyto metody představeny spolu s potenciálními výsledky.

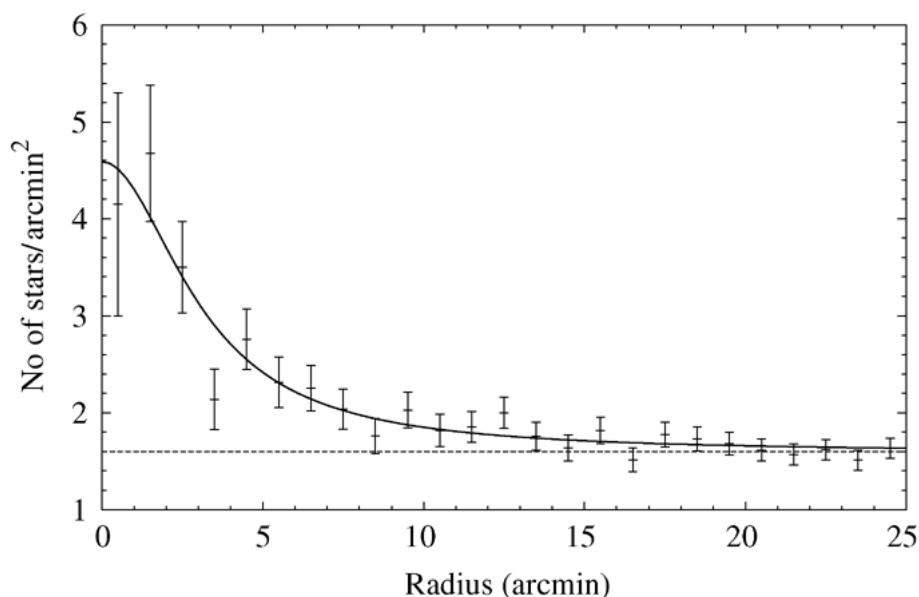
2.1 Astrometrická studie

Astrometrie je astronomická metoda, která se zabývá polohami astronomických objektů na noční obloze. Základní pomůckou pro tuto disciplínu jsou fotografické snímky hvězdných polí, na kterých se určují sférické souřadnice pozorovaných hvězd s velkou přesností. Jelikož se mohou tyto polohy měnit v čase vlivem pohybu hvězd, můžeme astrometrii rozdělit na statickou a dynamickou.

2.1.1 Statická astrometrie

Statická astrometrie je metoda zabývající se přesným měřením poloh astronomických objektů ve sférických souřadnicích. Pomocí této metody lze stanovit morfologické vlastnosti otevřených hvězdokup. Mezi ty základní patří zejména určení vizuálního počtu hvězd, stanovení středu, určení úhlového poloměru jádra a okraje hvězdokupy. Na základě pozorovaného vzhledu lze provést klasifikaci hvězdokupy podle různých kritérií. Se znalostí vzdálenosti hvězdokupy od Slunce lze pak určit její skutečnou prostorovou velikost.

Základní pomůckou pro stanovení výše zmíněných parametrů slouží diagram plošné hustoty hvězd, se kterým můžeme statisticky oddělit hvězdy hvězdokupy od hvězd v pozadí (v popředí). Jelikož jsou hvězdy hvězdokupy rozptýleny podle normálního rozdělení, jejich koncentrace klesá směrem od středu hvězdokupy až na průměrnou hodnotu plošné hustoty hvězdného pozadí pro danou oblast. Tento hustotní profil lze proložit Gaussovou křivkou podle vztahu (1.18). Ze získaných parametrů pro takovou křivku lze pak nalézt střed hvězdokupy a hodnotu rozptylu hvězd, ze kterého je pak možné určit úhlové rozměry hvězdokupy.



Obrázek 2.1: Radiální diagram plošné hustoty hvězd pro otevřenou hvězdokupu M36 (Zdroj: [11])

Pro otevřené hvězdokupy se nejčastěji používá radiální diagram plošné hustoty, který je znázorněn na obrázku 2.1. Pro jeho sestavení je nutné znát střed hvězdokupy, který je v tomto diagramu umístěn v nule. Vodorovná osa zde představuje úhlovou vzdálenost od středu ve všech směrech a svislá osa vyjadřuje počet hvězd na úhlovou plochu. Plná čára je jednou polovinou Gaussovy křivky, jejíž maximum se nachází v nule. Tečkovaná čára pak představuje hladinu plošné hustoty hvězdného pozadí.

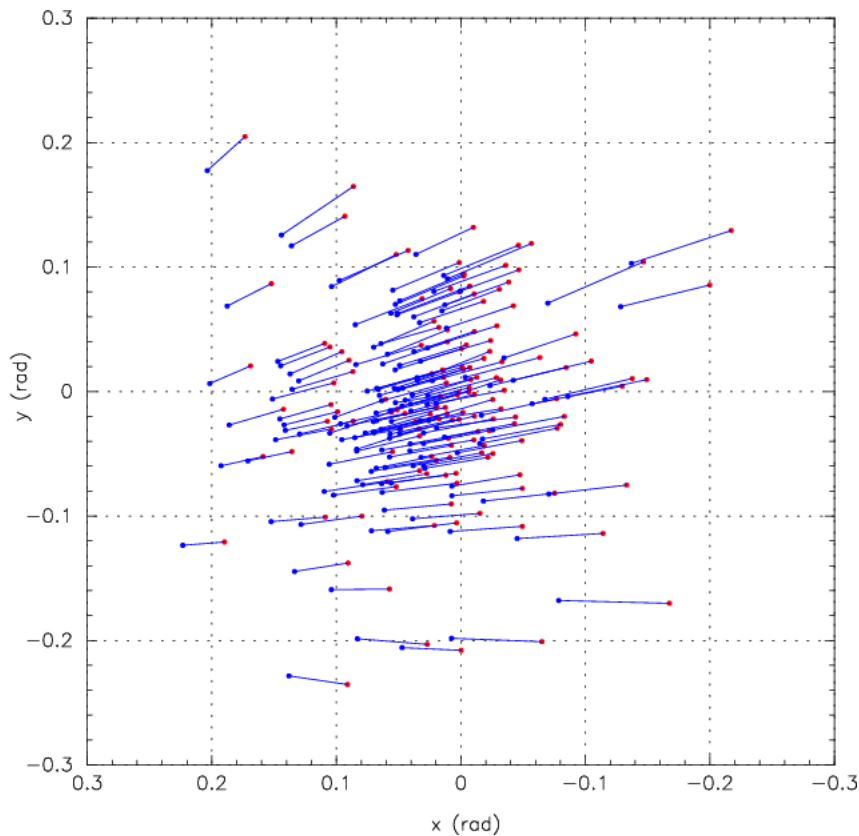
Statická astrometrie patří mezi nejstarší metody pro zkoumání otevřených hvězdokup vůbec. Je však nutné si uvědomit, že pro získání kvalitních a směrodatných dat je nezbytná znalost příslušnosti hvězd ke hvězdokupě. Tu získáme pomocí ostatních metod, které ji dovedou s velkou pravděpodobností určit.

2.1.2 Dynamická astrometrie

Dynamická astrometrie je odvětví astronomie zabývající se přesným měřením změn poloh astronomických objektů na hvězdné obloze za určitý čas. Jedná se o měření vlastního pohybu, tedy tečné složky reálného rovnoměrného pohybu nebeského objektu po hvězdné obloze (více v sekci 1.4.4). Jelikož jsou tyto změny jen nepatrné a v podstatě neměřitelné v reálném čase, je nutné použít minimálně dvě měření s co největším časovým odstupem. Speciálním případem jsou měření, která jsou realizována v pravidelných intervalech za účelem nalezení periodického pohybu hvězdy, která se nachází ve vázaném systému s dalším nepozorovaným objektem (např. další hvězda, exoplaneta,...).

Dynamická astrometrie je jedna z klíčových metod pro studii otevřené hvězdokupy. Nejenže umožňuje určení kinematiky hvězdokupy, ale skvěle se hodí pro určování příslušnosti hvězd ke hvězdokupě. Je-li splněn základní předpoklad, že se hvězdy hvězdokupy zrodily se společným prostorovým pohybem, můžeme pak pozorovat, že je jejich vlastní

pohyb (směr i velikost) víceméně totožný. Hvězdy, které tento pohyb nesdílí, můžeme pak vyřadit ze seznamu potenciálních členů hvězdokupy. Tento společný vlastní pohyb hvězd je ilustrován na obrázku 2.2 pro pohybovou hvězdokupu Hyády. Zde je však patrné, že se vektory pohybu sbíhají do jednoho bodu, což je typické pro ty nejbližší hvězdokupy. S rostoucí vzdáleností hvězdokupy jsou vektory vlastních pohybů více rovnoběžné.



Obrázek 2.2: Mapa pohybů hvězd v pohybové hvězdokupě Hyády (Zdroj: [12])

Nepostradatelnou pomůckou pro studii vlastních pohybů hvězd otevřených hvězdokup je vektorový diagram, který je na obrázku 1.5 v sekci 1.4.4. Zde se postupuje podobně jako u statické astrometrie, tedy s předpokladem že hvězdy jsou zde uspořádány s normálním rozdělením. Tato metoda pak přináší pravděpodobnostní interpretaci, zda daná hvězda patří ke studované hvězdokupě či nikoli. Pro některé hvězdy může být tento výsledek nerozhodný. Proto je dobré podrobit tyto hvězdy i dalším metodám, které přinesou jednoznačnější výsledky.

Tato metoda ztrácí na účinnosti, pokud jsou k dispozici data s velkou nejistotou, nebo se průměrný vlastní pohyb hvězd hvězdokupy blíží k nule. Vlastní pohyby hvězd hvězdokupy pak splývají s nahodilým pohybem hvězd ve hvězdném poli hvězdokupy.

2.2 Spektroskopická studie

Spektroskopie je astrofyzikální metoda pro detailní měření rozložení energie v elektromagnetickém spektru studovaného objektu. Výsledkem této metody je záznam závislosti hustoty zářivého toku na vlnové délce neboli spektrum. Rozsah vlnových délek běžně zaznamenávaných spekter se pohybuje obvykle těsně za hranicemi viditelné oblasti spektra. Přístroj pro záznam spekter se nazývá spektrograf a skládá se z disperzního členu a detektoru. Spektrograf se připojuje na dalekohled podobně jako detektor pro fotometrii, ale s tím rozdílem, že běžné spektrografy mohou zaznamenávat spektrum pouze jednoho bodového nebo plošného zdroje. Proto je tato metoda náročnější na pozorovací čas než klasická barevná fotometrie.

2.2.1 Dispersní členy

Samotné spektrografy lze rozdělit do tří skupin podle použitého disperzního členu. Nejstarší spektrografy využívají optické hranoly, které získávají spektrum díky rozdílnému indexu lomu světla pro různé vlnové délky. Mezi hlavní nevýhody hranolových spektrografů patří nelineární disperzní funkce, relativně velké ztráty procházejícího světla, nejvíce v ultrafialové části spektra.

Nejrozšířenější spektrografy využívají pro disperzi optické mřížky, na kterých dochází k difrakci a následné interferenci světla na detektoru. Velkou výhodou mřížek je větší a lineární disperze pro všechny vlnové délky a malé ztráty signálu. Výrobním procesem lze předurčit vlastnosti mřížky (počet vrypů na jednotku délky, blazing,...). Díky interferenci vniká hned několik řádů spektra téhož zdroje, kdy každé další spektrum má větší disperzi na úkor intenzity a navzájem se pak mohou překrývat.

Této na první pohled neužitečné vlastnosti skvěle využívají tzv. Ešelletové (z angl. echellette) spektrografy, které obsahují navíc ještě druhou mřížku (orientace vrypů je kolmo k první mřížce) pro separaci jednotlivých řádů spektra. Výsledné spektrum pak připomíná řádky v knize. Právě díky používání mřížky ve vysokém disperzním řádu je tato metoda nejpřesnější, ale nejnáročnější na zpracování.

2.2.2 Hvězdné spektrum

Hvězdná spektra vznikají ve hvězdných atmosférách. Nesou tedy informaci pouze o chemických a fyzikálních vlastnostech místa, odkud k nám záření přichází, a právě ty určují, jak bude výsledné spektrum vypadat. Zde si již bohužel nevystačíme s aproximací absolutně černého tělesa.

Hvězdná spektra jsou typicky spojitá s častým výskytem absorpčních a občasným výskytem emisních čar. Na vzniku spojitého spektra se nejvíce podílí volně-vázanými přechody, kdy je elektron uvolněn nebo zachycen elektronovým obalem na některou energetickou hladinu. Pozorujeme tak Balmerovo resp. Paschenovo kontinuum v blízké ultrafialové resp. viditelné oblasti spektra.

Absorpční a emisní spektra vznikají vázaně-vázanými přechody elektronu uvnitř elektronového obalu daného atomu. Ve spektrech hvězd jsou nejpatrnější absorpční čáry vodíku, které tvoří tzv. série. Každá série má svou základní hladinu, ze které přechází elektron

na kteroukoliv vyšší energetickou hladinu atomu. Pro první energetickou hladinu pozorujeme Lymanovu sérii (ultrafialová část), pro druhou hladinu Balmerovu sérii (viditelná část), pro třetí hladinu Paschenovu sérii (infračervená část), atp.. Každá série je pak ohraničená tzv. skokem, při kterém dochází k uvolnění elektronu s jakoukoliv vyšší energií než je hrana série (vznik kontinua). Kromě vodíku jsou ve hvězdných atmosférách přítomny ještě další prvky a v případě chladných hvězd i molekuly, které vytvářejí mnoho absorpčních čar.

Každá absorpční čára pak nese mnoho informací o svém vzniku. Její vznik je vyvolán přechodem elektronu z nižší na vyšší energetickou hladinu za doprovodu absorpce záření o stejné energii jako je energetický rozdíl těchto dvou hladin. Podle základního vztahu mezi energií záření E a jeho vlnovou délkou λ nebo frekvencí ν lze určit energii tohoto přechodu:

$$E = \frac{hc}{\lambda} = h\nu. \quad (2.1)$$

Jelikož jsou energetické hladiny pro většinu prvků velmi dobře známy, lze pak určit kterým prvkem bylo toto chybějící záření pohlceno. Poloha centra absorpční čáry se může měnit kvůli vzájemnému pohybu zdroje a pozorovatele podle Dopplerova jevu (rovnice 1.15).

Hloubka čáry pak napovídá o efektivní teplotě hvězdné atmosféry a koncentraci daného prvku v ní obsažené. Z šířky spektrálních čar lze pak vyčíst mnoho informací jako je teplotní a turbulentní pohyb hvězdné atmosféry, rychlost rotace hvězdy, intenzita magnetického pole, nebo přítomnost dalšího tělesa (periodická změna profilu čáry). Podrobná spektrální analýza pak patří mezi nejobtížnější astrofyzikální metody vůbec.

2.2.3 Spektroskopie otevřených hvězdokup

I když spektroskopie nabízí nepřehledné množství zjistitelných informací o studovaných objektech, u otevřených hvězdokup se obvykle spektroskopie využívá pouze pro určení několika jejich základních parametrů. Důvodem je náročnost této metody na pozorovací čas, takže je obtížné proměřit všechny členy hvězdokupy. A právě předpoklad, že se hvězdy dané hvězdokupy mezi sebou nijak zásadně neliší, nám dovoluje proměřit jen několik členů hvězdokupy a tyto výsledky vztáhnout na celou hvězdokupu.

U otevřených hvězdokup se spektroskopie používá nejčastěji pro určování jejich radiálních rychlostí vůči Zemi, respektive radiálních rychlostí jejich hvězdných členů. Podobně jako u vlastních pohybů lze na základě radiálních pohybů určit příslušnost hvězd ke hvězdokupě. Průměrná radiální rychlost hvězdných členů pak určuje radiální rychlost celé hvězdokupy. Ze znalosti vzdálenosti, vlastního a radiálního pohybu hvězdokupy lze již určit celkový pohyb hvězdokupy v prostoru.

Modelování hvězdných spekter je v dnešní době nejúčinnější metoda pro studium zaznamenaných hvězdných spekter. Princip této metody spočívá ve vytvoření modelu hvězdného spektra, který v ideálním případě kopíruje vzhled spektra skutečného. Samotný model proto musí zahrnovat všechny známé fyzikální procesy, které se podílejí na vzniku záření ve hvězdných atmosférách. Aby byl model úspěšný, musí obsahovat správné fyzikální parametry hvězdné atmosféry. Mezi tyto parametry patří například efektivní teplota, tlak, gravitační zrychlení, zastoupení těžších prvků, metalicita, rotace a radiální rychlost hvězdy. Jestliže jsou tyto parametry neznámé pro studovanou hvězdu, je možné je nalézt pomocí jejich postupných změn a následným porovnáním s reálným spektrem.

2.3 Fotometrická studie

Fotometrie je astronomická metoda, která se zabývá druhou a z části i třetí vlastností záření astronomických objektů, tedy intenzitou a rozložením energie ve spektru. Elementární úkol fotometrie je měření množství vyzařovaného záření, které přichází od astronomického objektu. Nejčastější část elektromagnetického spektra, ve které se měří intenzita záření astronomických objektů, je viditelná část spolu s přilehlými oblastmi, neboť relativně dobře proniká zemskou atmosférou. Toto záření lze pak studovat mnoha metodami. Základní metoda pro studium hvězd otevřených hvězdokup je absolutní fotometrie, která se zabývá měřením intenzity záření v různých barvách. Jelikož i celková intenzita záření hvězd se může s časem měnit, je možné použít diferenciální fotometrii pro studium těchto změn.

2.3.1 Absolutní fotometrie

Absolutní fotometrie se zabývá přesným měřením hustoty zářivého toku astronomických objektů a patří mezi nejnáročnější disciplíny praktické astrofyziky. Výsledkem této metody je soubor jasností v různých částech viditelného spektra téhož objektu. Tyto hodnoty jsou kalibrované neboli absolutní, takže je lze následně porovnávat s daty jiných pozorovatelů.

Základní fotometrickou veličinou je hustota zářivého toku F , která popisuje celkové množství energie záření procházející kolmo plochou jednoho metru čtverečního za sekundu. Intenzita záření je pak závislá na vlnové délce λ (frekvenci ν) a je popisována spektrální hustotou zářivého toku f_λ , což je množství energie záření vztažené na jednotku vlnové délky. Tyto dvě veličiny jsou pak svázány vztahem [10][s. 27]:

$$F = \int f_\lambda d\lambda = \int f_\nu d\nu = \int \frac{\lambda^2}{c} f_\lambda d\nu. \quad (2.2)$$

Pozorovaná hustota zářivého toku je však odlišná od té, která skutečně přichází od studovaného objektu k Zemi. Největší vliv na pozorované záření má zemská atmosféra, která jej částečně pohlcuje a rozptyluje při interakci s molekulami vzduchu. Tomuto jevu se říká atmosférická extinkce $A(t, \lambda)$ a je silně závislá na vlnové délce λ i na čase t . Dále k rozdílu mezi pozorovanou a přicházející hustotou zářivého toku přispívá měřicí aparatura, která nikdy nepracuje dokonale. První částí této aparatury je dalekohled, který má svou vlastní propustnost $R_t(\lambda)$ a druhou část tvoří detektor záření s účinností $R_d(\lambda)$. Mezi tyto komponenty se vkládají barevné filtry c se známou propustností $R_{fc}(\lambda)$, které společně tvoří instrumentální fotometrický systém. Celkový vliv měřicí aparatury lze pak vyjádřit součinem těchto tří propustností jako $R_c(\lambda) = R_{fc}(\lambda)R_d(\lambda)R_t(\lambda)$, který je závislý pouze na vlnové délce. Pro pozorovanou hustotu zářivého toku $F_{Ac}(t)$ pak platí vztah [10][s. 28]:

$$F_{Ac}(t) = \int_0^\infty A(t, \lambda) [R_{fc}(\lambda)R_d(\lambda)R_t(\lambda)] f_\lambda d\lambda = \int_0^\infty A(t, \lambda) R_c(\lambda) f_\lambda d\lambda. \quad (2.3)$$

Z výše uvedeného vyplývá, že každé následující měření bude vždy odlišné od toho předchozího, jelikož instrumentální hustota zářivého toku je závislá na čase. Proto bylo vyvinuto několik dalších postupů, které tyto vlivy pomáhají eliminovat.

2.3.2 Atmosferická extinkce

Veškerá pozemská pozorování jsou nevyhnutelně ovlivněna atmosferickou extinkcí, jelikož zemská atmosféra působí na procházející záření jako filtr. Atmosferická extinkce závisí na čase jak krátkodobě, tedy s výškou objektu nad obzorem, tak i dlouhodobě kvůli změnám obsahu prachových částic a vodní páry v ovzduší. V prvním přiblížení můžeme atmosferickou extinkci definovat jako lineární rozdíl mezi pozorovanou hvězdnou velikostí m a skutečnou hvězdnou velikostí m_0 (tedy mimo zemskou atmosféru) v barvě c pomocí vztahu [10][s. 47]:

$$m(c, z) = m_0(c) + k(c)X(z), \quad (2.4)$$

kde k je lineární extinkční koeficient v dané barvě a X je vzdušná hmota závisící na zenitové vzdálenosti z . Vzdušná hmota je bezrozměrná veličina, která určuje výšku vzdušného sloupce směrem k pozorovanému objektu vztaženou k výšce vzdušného sloupce v zenitu ($X(0) = 1$). Mezi vzdušnou hmotou a zenitovou vzdáleností pak platí přibližný vztah [10][s. 48]:

$$X(z) = (1 - 0,0012 \tan^2 z) \sec z. \quad (2.5)$$

Atmosferická extinkce dále nepřímo závisí na vlnové délce (podobně jako mezihvězdná extinkce) vlivem Rayleighova ($k \sim \lambda^{-4}$) a Mieuova ($k \sim \lambda^{-1}$) rozptylu. Z modelu izotermické standardní atmosféry lze pak psát vztahy pro koeficienty Rayleighova a Mieuova rozptylu (k_{Rc} , k_{Dc}) [10][s. 48]:

$$k_{Rc} = 0,107 \left[\frac{\lambda_{\text{efc}}}{550\text{nm}} \right]^{-4} \exp \left[\frac{-h}{7996\text{m}} \right], \quad k_{Dc}(t) = k_{DV}(t) \left[\frac{\lambda_{\text{efc}}}{550\text{nm}} \right]^{-1}. \quad (2.6)$$

Zde λ_{efc} představuje efektivní vlnovou délku použitého filtru a h je nadmořská výška pozorovatele.

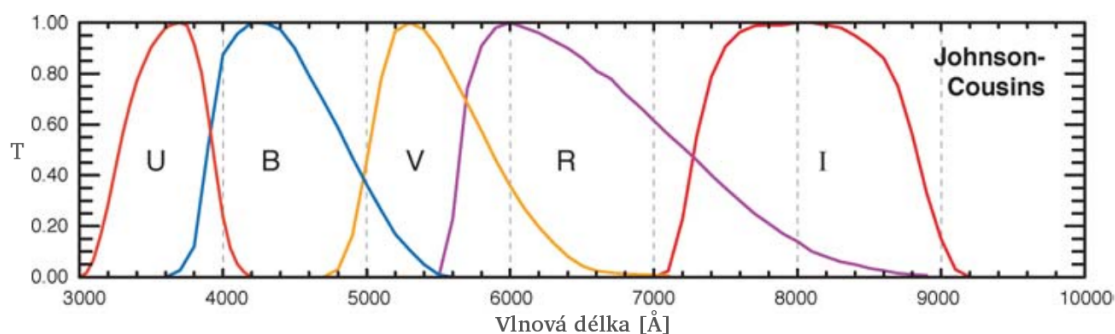
2.3.3 Fotometrické systémy

Mezi dalekohled a detektor jsou standardně vkládány fotometrické filtry, které definují spektrální interval procházejícího záření. Soustava jasně definovaných filtrů pak tvoří fotometrický systém. V dnešní době je spousta fotometrických systémů, které lze rozdělit do tří základních skupin podle spektrální šířky $\Delta\lambda$ (šířka filtru v poloviční výšce maxima propustnosti): širokopásmové ($\Delta\lambda > 30$ nm), středněpásmové ($10 \text{ nm} < \Delta\lambda < 30$ nm) a úzkopásmové ($\Delta\lambda < 10$ nm). Filtry téhož fotometrického systému se liší hlavně polohou středu svého intervalu ve spektru λ_{eff} , neboli svou barvou c a určují tak barvy fotometrického systému. Rozmístění středních poloh filtrů ve spektru je čistě pragmatické a z astrofyzikálního hlediska pomáhá studovat rozložení energie ve spektru studovaného objektu.

Nejrozšířenějším fotometrickým systémem je *Johnsonův(-Morganův) systém*, který je složen ze tří širokopásmových filtrů tvořící *UBV* systém (ultraviolet, blue, visible). Tento systém byl následně rozšířen o červený a infračervený širokopásmový filtr *R* a *I* (red, infrared). Následný rozvoj CCD technologie si vyžádal i změnu fotometrických filtrů, které by respektovaly spektrální účinnost tohoto detektoru. Vzniklý fotometrický systém pro CCD fotometrii *UBV(RI)_C* je pak nazýván jako *Johnsonův-Cousinův systém*. Parametry filtrů tohoto systému jsou uvedeny v tabulce 2.1 a jejich spektrální propustnost T je znázorněna na obrázku 2.3.

Tabulka 2.1: Přibližné parametry filtrů Johnsonova–Cousinova systému (Zdroj:[13])

Filtr	U	B	V	R_C	I_C
λ_{eff} [nm]	360	440	550	640	800
$\Delta\lambda$ [nm]	65	90	85	160	150



Obrázek 2.3: Spektrální propustnost filtrů Johnsonova–Cousinova systému (Zdroj: [13], upraveno)

S postupem času vznikala další rozšíření výše popsaného systému a mezi nejznámější patří infračervené rozšíření *JHKLM*. Postupně však vznikaly další fotometrické systémy a v dnešní době jich existuje přes 200! Další velmi známý systém pro klasickou fotometrii je Strömgrenův systém *uvby*. Kromě klasických systémů vznikaly i speciální systémy pro různé přehlídkové projekty (WASP, SDSS,...) a družicové observatoře (HST, Hipparcos,...).

Pro případ, že by bylo potřeba porovnat hvězdné velikosti téhož objektu v různých fotometrických systémech, existuje tzv. *Speciální transformace*, která umožňuje převod jasností mezi dvěma filtry různých fotometrických systémů. Pro převod je nutné znát jasnost hvězdy alespoň ve dvou odlišných barvách téhož systému. Tento převod lze popsat jednoduchou lineární transformační rovnicí [10][s. 44]:

$$\begin{pmatrix} m(c_1) \\ m(c_2) \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} b_{11} & b_{12} \\ b_{21} & b_{22} \end{pmatrix} \begin{pmatrix} m(c'_1) \\ m(c'_2) \end{pmatrix} + \begin{pmatrix} a_1 \\ a_2 \end{pmatrix}, \quad (2.7)$$

kde b_{ij} jsou transformační koeficienty barevného systému. Úpravou rovnice 2.6 získáme převodní vztah:

$$m(c_2) - m(c_1) = B_{21}[m(c'_2) - m(c'_1)] + A_{21}. \quad (2.8)$$

2.3.4 Standardizace fotometrie

Aby bylo opravdu možné mezi sebou porovnávat různá měření téhož astronomického objektu, je nutné toto měření zkalibrovat neboli standardizovat. Tento krok můžeme popsat jako převod *instrumentálního* fotometrického systému na systém *standardní*. Tento převod je nazýván jako *Normální transformace* a eliminuje výše popsané atmosférické vlivy a nedokonalosti detekčního systému.

Pro standardizaci fotometrie je nezbytné simultánně proměřit kromě studovaného objektu ještě tzv. *hvězdné standardy*, tedy hvězdy u kterých jsou velmi dobře známy hodnoty v použitém fotometrickém systému. Doporučuje se tyto hvězdy proměřovat několikrát za noc s různou zenitovou vzdáleností. Z rozdílu mezi skutečnými a naměřenými jasnostmi standardů lze transformovat naměřené instrumentální hodnoty studovaného objektu na standardní systém. Transformační proces je velmi složitý, jelikož musí zahrnovat veškeré známé vlivy. Proto se pro tento úkol v dnešní době používá speciální software, který dokáže zahrnout krátkodobé i dlouhodobé změny měřících podmínek.

2.3.5 Diferenciální fotometrie

Diferenciální fotometrie je metoda, která se zabývá přesným měřením časových změn hustoty zářivého toku astronomických objektů. Na rozdíl od absolutní fotometrie se zde používají pouze instrumentální naměřené hodnoty, jelikož by bylo téměř nemožné provést transformaci naměřených hodnot na standardní systém pro každý měřený časový bod. Pro měření jasností se opět používají fotometrické systémy, díky nimž pak můžeme studovat například změny v rozložení energie ve spektru studovaného objektu.

Prvotním úkolem diferenciální fotometrie je odhalení proměnnosti studované hvězdy podle naměřené *světelné křivky*, tedy závislosti jasnosti nebo hvězdné velikosti na čase. Tato závislost se vynáší do grafu a podle vzhledu této křivky určíme zda se jedná o proměnnou hvězdu. Na vodorovnou osu se vynáší čas, nejčastěji v juliánských dnech. Na svislou osu se zpravidla vynáší hvězdná velikost, nebo rozdíl hvězdných velikostí Δm potenciálně proměnné m_v a srovnávací hvězdy m_c tak, aby s rostoucí jasností křivka stoupala. Tento rozdíl lze vyjádřit poměrem jejich jasností j_v a j_c podle Pogsonovy rovnice [10][s. 100]:

$$\Delta m = m_v - m_c = -2,5 \log \frac{j_v}{j_c}. \quad (2.9)$$

Obtížnějším úkolem je však určení druhu proměnnosti studované hvězdy. Proměnnost hvězd můžeme rozdělit na čtyři základní typy: ideální proměnnost (periodicita proměnnosti je téměř dokonalá), sekulární změny (tvar sv. křivky nebo perioda se dlouhodobě mění), více period (výsledek superpozice několika periodických dějů), aperiodické změny (neopakující se proměnnost). Aperiodické proměnné hvězdy jsou velmi vzácné, neboť se jedná o hvězdy procházející nějakým nevratným dějem jako například její vznik (T Tauri, FU Ori) nebo zánik (výbuch supernovy).

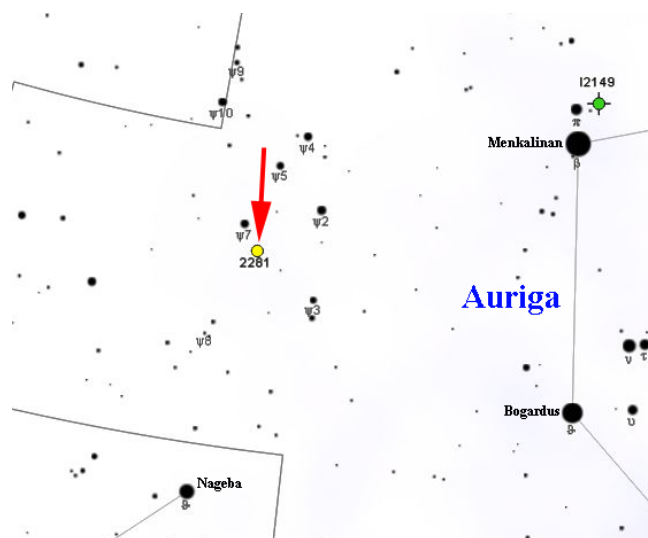
Mnohem častěji se v praxi setkáváme s periodicky proměnnými hvězdami. Ty lze rozdělit podle mechanismu proměnnosti na *geometrické* a *fyzické* proměnné hvězdy. Geometrická proměnnost hvězd je způsobena změnou uspořádání členů pozorovaného systému, nebo změna pohledu na samotného hvězdného jedince. Setkáváme se tak například s rotujícími hvězdami, které mají nekulový tvar a precesní pohyb anebo barevné skvrny na svém povrchu. Velmi často pozorované jsou zákrytové systémy, které mohou tvořit hvězdy, exoplanety a exotické objekty. Fyzicky proměnné hvězdy na rozdíl od geometrických mění svůj zářivý výkon. Nejčastější příčinou periodických změn jsou radiální pulzace hvězdy, které jsou způsobeny vnitřní nestabilitou hvězdy v pozdějším vývojovém stádiu hvězdy. Podrobněji se tomuto tématu věnuje skriptum *Úvod do studia proměnných hvězd* [10][Mikulášek Z. & Zejda M., 2013], odkud byly čerpány výše uvedené informace.

Kapitola 3

Otevřená hvězdokupa NGC 2281

3.1 Základní údaje

Otevřená hvězdokupa NGC 2281 (nebo též Lund 259, C0645+411, Collinder 116, Melotte 51, OCl-446, Raab 39; [1]) je kompaktní, relativně chudá, středně velká hvězdokupa, kterou tvoří různě jasné hvězdy. Proto byla klasifikována R. J. Trumplerem jako typ *I3p* [14]. Nachází se na severní noční obloze v souhvězdí Vozky. Její polohu v souhvězdí ilustruje obrázek 3.1. Přesná pozice je dána souřadnicemi v tabulce 3.1.

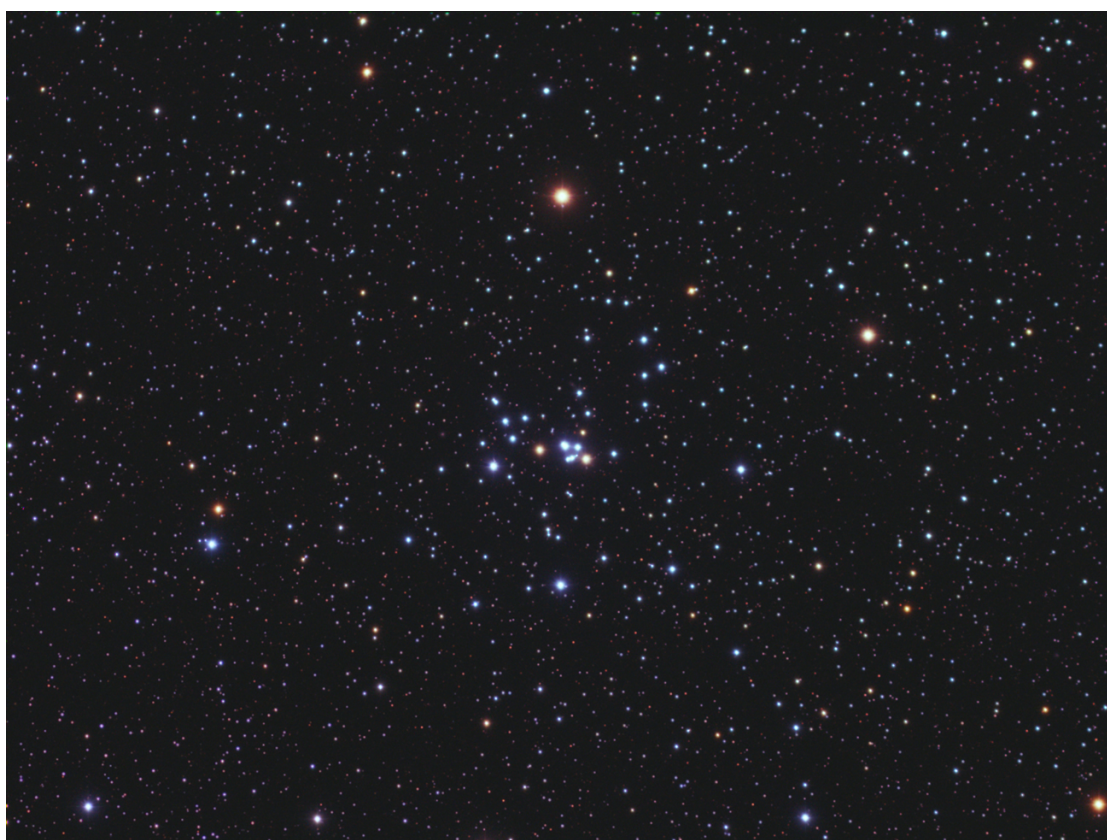


Obrázek 3.1: Pozice otevřené hvězdokupy NGC 2281 v souhvězdí Vozky (Zdroj: [E1])

Tabulka 3.1: Souřadnice otevřené hvězdokupy NGC 2281 (Zdroj: [E9])

Ekvatoriální souřadnice		Galaktické souřadnice	
Rektazence α	Deklinace δ	Galaktická délka l	Galaktická šířka b
06 ^h 48 ^m 17 ^s	+41° 04' 42''	174,901°	16,881°

Otevřenou hvězdokupu tvoří na první pohled především horké hvězdy raného spektrálního typu. Tyto hvězdy naznačují, že se jedná o mladou hvězdokupu a právě díky jejich hvězdným větrům nepozorujeme žádný pozůstatek zárodečné mlhoviny. Počet hvězdných členů není nijak vysoký a pohybuje se v řádu desítek až jednoho sta hvězd. I tento aspekt naznačuje, že hvězdokupa nemá dostatečnou prostorovou hustotu, aby setrvala dlouho v soudržném stavu. Z morfologického hlediska nejvíce zaujme jádro hvězdokupy ve tvaru diamantu, které je tvořeno shluky hvězd. Po bližším prozkoumání se tyto shluky rozpadnou na vícero jedinců. V okolí jádra nalezneme rozestě hvězdy, jejichž plošná hustota s rostoucí vzdáleností od centra klesá oproti plošné hustotě hvězd v pozadí. Celkový vzhled pak napovídá, že proces rozpadu hvězdokupy již započal. Hvězdokupa je vyobrazena na obrázku 3.2 tak, jak ji zachytil astrofotograf Herbert Walter.



Obrázek 3.2: Otevřené hvězdokupa NGC 2281 (Zdroj: [E10], Autor: Herbert Walter, upraveno)

Plošná jasnost hvězdokupy je 5,4 mag a nejjasnější hvězda má hvězdnou velikost 8,0 mag. Jasnost ostatních hvězd se však pohybuje okolo 10. až 11. magnitudy a ty nejslabší hvězdy dosahují až 14. magnitudu. Úhlový průměr hvězdokupy činí 25' [15, s. 25-26]. Galaktická šířka naznačuje, že se hvězdokupa nachází blízko roviny Galaxie, avšak relativně dál, než je pro otevřené hvězdokupy typické. Její vzdálenost od Slunce činí přibližně 0,5 kpc (modul vzdálenosti je roven 8,93 mag) a vzdálenost od roviny Galaxie se proto odhaduje na 150 pc. Hvězdokupa je velmi mladá, protože stáří hvězdokupy se odhaduje na 360 miliónů let a její metalicita činí +0,13. [E9]

3.2 Objev hvězdokupy a výzkum minulého století

Otevřenou hvězdokupu NGC 2281 objevil William Herschel 4. března 1788 při své přehlídce severní noční oblohy, kterou označil svým značením jako *H71-8 "400"*. Jelikož se astronomie v té době ubírala kvantifikačním směrem, další zmínky o hvězdokupě nacházíme až v první polovině 20. století.

První kvalitativní výzkum nacházíme v práci R. J. Trumplera, který roku 1930 publikoval své předběžné výsledky studia pro 100 otevřených hvězdokup [14]. V této práci určil hned několik vlastností hvězdokupy NGC 2281, od kterých se odrážely pozdější studie. Kromě nejznámější vizuální klasifikace otevřených hvězdokup (I3p) sestavil ještě barevný diagram pro tuto hvězdokupu. Pomocí diagramu a modulu vzdálenosti pak určil vzdálenost hvězdokupy na $r = 630$ pc ($m - M = 9,0$ mag), kterou ještě opravil o mezihvězdnou extinkci na $r' = 780$ pc. Pomocí tohoto diagramu ještě provedl spektrální klasifikaci hvězdokupy na *Ia*. Zde římská jedna značí, že se téměř všechny hvězdy nachází na hlavní posloupnosti a písmeno *a* značí nejčastější spektrální typ hvězd (A0). Z úhlového průměru hvězdokupy a vzdálenosti určil skutečný průměr hvězdokupy na 2,8 pc (3,4 pc dle r').

Další pokus o určení vzdálenosti a rozměru hvězdokupy provedl roku 1938 J. Cuffey [16]. Na základě svého pozorování určil vzdálenost hvězdokupy na 780 pc ($A = 0,0$) a její rozměr na 15', respektive 3,4 pc. Dále odhadl počet hvězd na 100 členů podle barevného diagramu a celkový počet hvězd v poli hvězdokupy na 200, které jsou slabší o 6 magnitud než ta nejjasnější hvězda v poli.

Pokrok ve výzkumu hvězdokupy přinesla roku 1959 práce S. Vasilevskisho a A. Balze [17], ve které se zabývají astrometrií hvězd hvězdokupy NGC 2281. Zde určují jejich vlastní pohyby a tím i příslušnost k hvězdokupě. Pro určení vlastních pohybů hvězd použili dva páry fotografických desek ($50' \times 40'$), které dělí téměř 42 let (1915 a 1957). Proměřením těchto desek získali vlastní pohyby pro 127 hvězd z hvězdného pole hvězdokupy, které mají větší jasnost než 13 magnitud. Na základě vlastních pohybů bylo určeno, že ze 127 hvězd je přibližně 56 fyzických členů hvězdokupy. Značení hvězd z této práce se používá dodnes.

Roku 1961 provedl Peter Pesch [18] fotometrickou a spektroskopickou studii tří otevřených hvězdokup, mezi které patřila i hvězdokupa NGC 2281. Ve své práci zkoumal fotometrem 48 hvězd hvězdokupy, z nichž 37 byly členy (Vasilevskis & Balz). Fotometrická studie se zde zabývala barevnou fotometrií a hranolová spektroskopie sloužila pouze k určení spektrálního typu hvězd. Pomocí barevného diagramu ($(U - B)/(B - V)$) určil barevné excesy $E(U - B) = 0,09$ mag a $E(B - V) = 0,02$ mag s chybou 0,02 mag. Tyto excesy určil i alternativní přibližnou metodou s využitím hvězd spektrálního typu A s různou luminositní třídou (výsledek byl podobný, avšak s větší nejistotou). Výsledný modul vzdálenosti byl následně určen na $8,5 \pm 0,3$ mag a tím i vzdálenost na 500 pc. Na základě polohy bodu obratu v místě spektrálního typu A0 na hlavní posloupnosti odhadl, že věk hvězdokupy je srovnatelný s věkem Hyád (625 milionů let) nebo Jesliček (600 – 700 milionů let).

O pět let později provedl Gonzalo Alcaino [19] fotometrický výzkum podobného rázu jako Pesch, kde zkoumal 37 hvězd fotometrem a 121 hvězd fotografickými deskami. Ze srovnání obou metod odhadl, že je pouze minimální počet členů hvězdokupy, jejichž jasnost je menší než 13 mag. Z barevného diagramu naměřených hodnot stanovil barevný

exces na 0,1 mag, modul vzdálenosti na 8,4 mag a vzdálenost na 480 pc. Na základě odchodu hvězdy sp. typu A2 z hlavní posloupnosti (s velkou pravděpodobností člen hvězdokupy) určil stáří hvězdokupy na 550 miliónů let.

Rozsáhlou studii otevřené hvězdokupy NGC 2281 publikoval Masanori Yoshizawa roku 1977 [20]. Základem tohoto studia bylo fotoelektrické pozorování 105 hvězd jasnějších než 15 mag. Tyto hvězdy rozdělil do čtyř kategorií podle vzdálenosti od středu a pravděpodobnosti členství. Kromě určení základních parametrů hvězdokupy se zaměřil na studii množství dvojhvězd ve hvězdokupě. Ze sestaveného barevného diagramu vyvodil několik významných poznatků o hvězdokupě. Hlavní posloupnost je ostře definovaná hvězdami první kategorie (hvězdy blízko středu s podobnými vlastními pohyby). Některé hvězdy první kategorie se nachází nad hlavní posloupností v pásu širokém 0,6 mag a jsou zde rovnoměrně rozmístěny ve směru barevného indexu. Jedná se tak o dvojhvězdy různých hmotností a jejich frekvence činí 25 % z populace hvězdokupy. Spodní okraj hlavní posloupnosti je nezřetelný pro hvězdy slabší 13. mag a horní okraj je zakončen bodem obratu kolem spektrální třídy A. Vpravo od hl. posloupnosti se nachází tři hvězdní obří. Hvězdy ostatních kategorií (dál od středu hvězdokupy, méně jasné, s odlišným nebo neznámým pohybem) leží značně mimo izochronu hvězdokupy. Tím se potvrzuje, že je jen malý zlomek hvězd slabší 13. magnitudy patřící mezi členy hvězdokupy. Z celkového počtu měřených hvězd určil, že 61 hvězd jsou právoplatnými členy hvězdokupy a 15 z nich jsou dvojhvězdy. Modul vzdálenosti byl stanoven na 8,3 mag (457 pc) a barevný exces na 0,07 mag.

Následující rok M. Patenaude publikoval článek [21] o určování stáří otevřených hvězdokup pomocí prokládání HR diagramů vývojovými modely, které závisí mimo jiné na chemickém složení hvězdokupy. Pro otevřenou hvězdokupu NGC 2281 stanovil stáří na $\log t = 8,45 \pm 0,05$ let (280 miliónů let) a bod obratu pro hvězdy s hmotností $2,7 M_{\odot}$.

Čistě spektroskopickou studii publikoval roku 1987 John W. Glaspey [22]. Ve svém článku se primárně věnuje studii závislosti rotační rychlosti hvězd hvězdokupy na jejich absolutních jasnostech. Tato závislost spočívá v rychlejším vývoji hmotnějších hvězd, které se po odchodu z hlavní posloupnosti zvětší na obry a kvůli zachování momentu hybnosti se zpomalí jejich rychlost rotace. Naopak méně hmotné hvězdy se tak rychle nevyvíjejí, a proto se jejich rotační rychlost zachovává. Svá měření následně porovnává s hodnotami pro jiné otevřené hvězdokupy podobného stáří, aby potvrdil časový vývoj této závislosti. Z pořízených hvězdných spekter určil průměrnou rychlost hvězdokupy na $+5 \pm 2,7 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ (z měření tří hvězd hvězdokupy), průměrný barevný exces pro 14 hvězd na 0,11 mag a modul vzdálenosti na 8,3 mag (v souladu s předchozími studii).

3.3 Moderní výzkum

Po příchodu moderních technologií se změnil i přístup ke studiu hvězdokup. Největší revoluci způsobil rozvoj CCD kamer, výpočetní techniky a celoblohových přehlídek. Díky komunikačním technologiím má dnes astronom přístup k nepřebornému množství dat. Může si pak vyselektovat data, která ho zajímají a chybějící doplnit vlastním pozorováním. Proto se v 90. letech minulého století objevila nová vlna publikací, jenž čerpá data pouze z pozemských a družicových přehlídek noční oblohy. Další důsledek tohoto pokroku je, že už není předmětem zájmu jediný objekt, ale celá skupina podobných objektů, na kterých

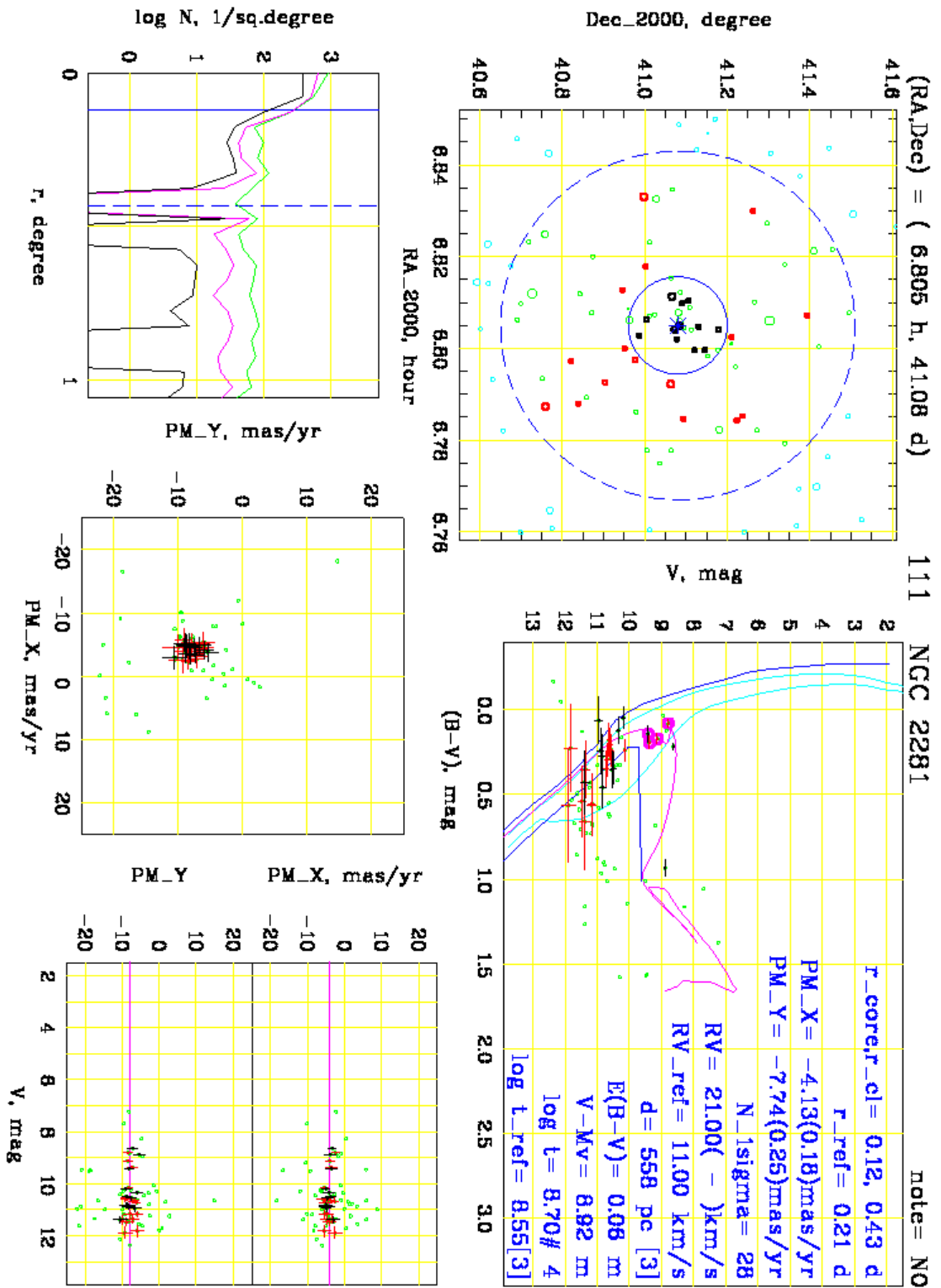
se statisticky uplatňuje studovaná hypotéza. Z tohoto důvodu již nenalezneme od roku 1987 jedinou studii, která by se věnovala pouze otevřené hvězdokupě NGC 2281.

První takovou prací byl katalog *VizieR* z roku 1995 od tvůrců J. L. Zhao a K. P. Tian [23], který obsahoval určené hvězdné členy pro 43 otevřených hvězdokup. Pomocí nově vyvinuté metody prozkoumali data vlastních pohybů hvězd pro každou hvězdokupu a našli jejich pravděpodobnostní příslušnost. Další studie Alveše a spol. (2010) [24] se zabývala určením astrofyzikálních parametrů 10 otevřených hvězdokup (mezi nimi i NGC 2281). Pro tuto studii použili barevné diagramy vlastních měření a poloautomatickou metodu prokládání izochron.

Polarimetrickou studií mezihvězdného prostředí se zabývala práce Eswaraiaha a spol. (2011) [25]. Jejím primárním cílem bylo určit vlastnosti mezihvězdného prostředí směrem k otevřené hvězdokupě NGC 1893. Pro tento účel byly použity další čtyři hvězdokupy v podobném směru, ale s jinou vzdáleností od slunce (NGC 2281 byla nejbližší v žebříčku). Ve stejném roce provedl D. G. Turner [26] studii několika otevřených hvězdokup. Pro svou studii použil data z celooblohové přehlídky v mikrovlnné oblasti spektra *2MASS* [27]. Ve své práci popisoval výhody použití pozorování v mikrovlnné oblasti, na kterou má mezihvězdná extinkce mnohem menší vliv, než klasické pozorování ve viditelné oblasti elektromagnetického spektra. Zde byla hvězdokupa NGC 2281 opět použita pouze jako kalibrační objekt. Nejčerstvější studie, kde se objevuje otevřená hvězdokupa NGC 2281 spolu s NGC 7142, je z roku 2015 od A. F. Punanova a spol. [28]. Tato práce je zaměřena na hledání proměnných hvězd, určení členů pomocí vlastních pohybů, zpřesnění znalosti věku a barevného excesu otevřených hvězdokup. Následně bylo nalezeno v obou hvězdokupách celkově 17 proměnných hvězd a 18 hvězd podezřelých z proměnnosti. Ostatní výsledky práce jsou v souladu s předchozími studiemi.

3.4 Současné poznatky

Aktuální astrofyzikální parametry, které jsou k nalezení pro otevřenou hvězdokupu NGC 2281 jsou ve většině případů referovány na práci N. V. Kharchenkové a spol. z roku 2005 [29]. Tato práce pojednává o katalogu astrofyzikálních parametrů *COCD* pro 520 otevřených hvězdokup a vychází z celooblohového katalogu hvězd *ASCC-2.5* [30]. Kromě klasického katalogu byl výstupem této práce ještě atlas digramů označován zkratkou *OCDA*. Každá karta obsahuje celkem pět diagramů, které ilustrují hvězdné pole hvězdokupy s vyznačenými členy, hustotní profil hvězdokupy, vektorový diagram a diagram pro pohyb v každé ose. Poslední barevný diagram ještě navíc obsahuje číselné parametry hvězdokupy.



Obrázek 3.3: Soubor diagramů pro hvězdokupu NGC 2281 (Zdroj: [29])

Kapitola 4

Astrometrie

Tato kapitola se zabývá přesnými polohami a pohyby hvězd, které se nacházejí ve hvězdném poli studované hvězdokupy. Tyto polohy a pohyby jsou uvedeny hned v několika katalozích, avšak jejich obsah se liší. Počet hvězd ve studovaném poli se liší katalog od katalogu. V některých případech se hodnoty vlastních pohybů z různých katalogů pro totožné hvězdy nezanedbatelně liší.

Proto bude v následujících sekcích proveden pokus o naměření vlastních pohybů hvězd na základě dostupných historických snímků. Cílem tohoto měření bude zpřesnění známých hodnot a nalezení nových pro hvězdy, které se v katalogu nevyskytují.

4.1 Referenční katalog hvězd

Pro přesnou astrometrii hvězd, které mohou patřit do studované hvězdokupy, je nutný katalog hvězd, které mají minimální tangenciální pohyb. Tyto hvězdy je možno použít jako referenční nehybnou síť pevných bodů, vůči které je možno s velkou přesností určit změnu poloh měřených hvězd.

Pokud by byl použit katalog pro běžnou astrometrii, který obsahuje polohy všech hvězd měřeného hvězdného pole, byla by pak astrometrie zkreslená. Největší chybu by do astrometrie vnášely hvězdy s velkým vlastním pohybem, který má být změřen. Aby se předešlo nepřesnostem, bude vytvořen vlastní katalog hvězd pro studovanou hvězdokupu. Tento katalog bude sloužit pro astrometrii u všech historických snímků.

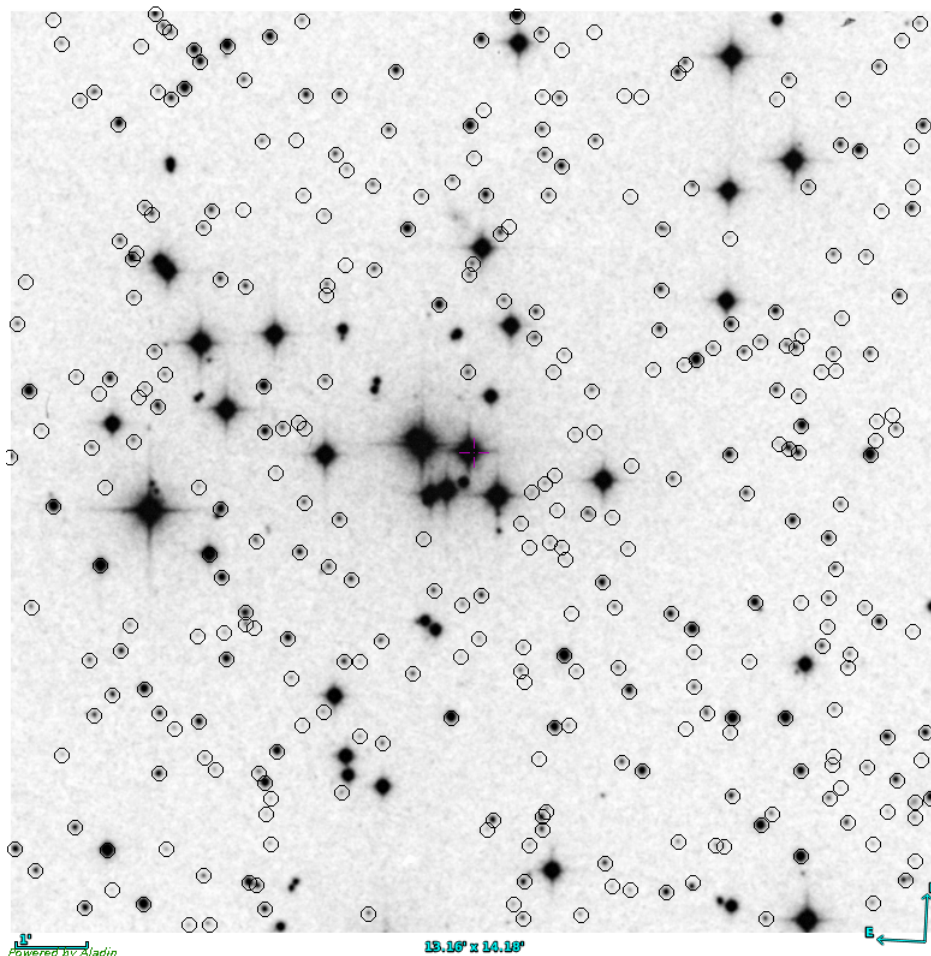
4.1.1 Výběr hvězd

Vydeme z předpokladu, že hvězdy, které se nacházejí v mnohem větší vzdálenosti od Slunce, mají zanedbatelný tangenciální pohyb ve srovnání s hvězdami, které jsou členy studované hvězdokupy. Vzdálenější hvězdy se pouze promítají do pole hvězdokupy jako hvězdné pozadí a s hvězdokupou fyzicky nesouvisí. Proto budou mít i menší hvězdnou velikost.

Výběr hvězd byl limitován především zornými poli snímků, které byly použity pro astrometrii. Další omezení při výběru vycházelo z minimálního jasů hvězd na prahu detekce. Snímek s nejmenším zorným polem je zároveň i nejstarším, takže byl vybrán jako výchozí

pro výběr hvězd. Snímek pochází z března 1953 a byl pořízen na observatoři Palomar¹. Původně byl nasnímán na fotografickou desku v rámci druhé přehlídky hvězdné oblohy, ale na konci minulého století byl zdigitalizován.

Pro vytvoření vlastního astrometrického katalogu bylo ručně vybráno 323 slabých hvězd z hvězdného pole studované hvězdokupy pomocí programu Aladin [31]. Souřadnice hvězd pocházejí z astrometrického katalogu USNO-B1.0 [32], který obsahuje přesné polohy i velmi slabých hvězd. Snímek společně s vybranými hvězdami je na obrázku 4.1.



Obrázek 4.1: Historický snímek hvězdokupy NGC 2281. Černé kroužky vyznačují vybrané hvězdy.

4.1.2 Vyřazení hvězd

Aby byl zaručen minimální pohyb vybraných hvězd, je nutno změřit jejich polohy v závislosti na čase. Pokud se polohy hvězd v čase mění, musí být vyřazeny z katalogu. Zbylé hvězdy poslouží jako referenční body pro přesnou astrometrii a nebudou tím pádem zařazeny mezi potenciální členy hvězdokupy.

¹Převzaté snímky z přehlídek *POSS I a II* (*Palomar Observatory Sky Survey*). Copyright ©1992-2000, Caltech and AURA., Zdroj: [E11].

Pro detekci změn poloh vybraných hvězd byly použity dva snímky s maximálním časovým odstupem. První měření poloh pochází z výše zmíněného nejstaršího snímku (4.1), na kterém byly vybrány hvězdy. Druhé měření bylo provedeno na kombinaci třiceti expozic z polské observatoře Suhora², které byly pořízeny v únoru 2014. Kombinací mnoha expozic se dosáhlo většího odstupe signálu od šumu pro nejslabší hvězdy, které jsou předmětem zájmu. Výsledný časový odstup činí více než 60 let. Podrobné informace o použitých pozorováních jsou uvedeny v tabulce 4.1.

Tabulka 4.1: Použité snímky pro vytvoření katalogu

Původ	Zorné pole [']	Datum pořízení
Palomar Observatory	12,9 x 12,9	10. 3. 1953
Suhora Observatory	19,0 x 19,0	20. 2. 2014

Z vybraných hvězd byl sestaven prozatímní astrometrický katalog, se kterým byla provedena astrometrická kalibrace programem *Munipack* [E12] na obou snímcích pro snazší orientaci. Pro každou hvězdu z katalogu byla přiřazena dvojice nalezených hvězd z obou snímků. Aby se předešlo vnášení chyb, byly získány instrumentální polohy hvězd v pixelech.

Jelikož se snímky liší (poloha hvězd, zorné pole, velikost čipu), musí se provést transformace instrumentálních souřadnic u jednoho ze snímků, aby se polohy vybraných hvězd daly porovnat. Tato transformace musí zahrnovat translaci, rotaci a škálování instrumentálních souřadnic jednoho ze snímků. Matice transformace má tvar:

$$\begin{pmatrix} S_x \cos \theta & -\sin \theta & d_x \\ \sin \theta & S_y \cos \theta & d_y \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix},$$

kde S_x resp. S_y je škálovací faktor v ose x resp. y , θ je úhel otočení a d_x resp. d_y jsou koeficienty posunutí v ose x resp. y .

Obecně se tyto transformace nazývají afinní, které zachovávají rovnoběžnost přímek, ale nezanechávají délky ani úhly. Za předpokladu, že škálovací faktory v osách x a y se téměř neliší, může se problém zjednodušit na *podobnostní transformaci*. Tato transformace mezi původními souřadnicemi x, y a novými souřadnicemi x', y' je dána vztahem [33, s. 4]:

$$\begin{pmatrix} x' \\ y' \\ 1 \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} a & -b & c \\ b & a & d \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} x \\ y \\ 1 \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} ax - by + c \\ bx + ay + d \\ 1 \end{pmatrix}. \quad (4.1)$$

K nalezení parametrů transformačního klíče byla použita metoda nejmenších čtverců. Vztahy pro tuto metodu jsou odvozeny v [10, s. 84–88]. Pro tento speciální případ byly použity rovnice z [33, s. 4–5], které splňují rovnici transformace (4.1).

²Více informací na [E13].

Pro transformaci byl vybrán snímek z observatoře Palomar [E11], jehož zorné pole je podstatně menší. Po provedení transformace souřadnic hvězd byla nalezena vzájemná vzdálenost totožných hvězd podle vztahu:

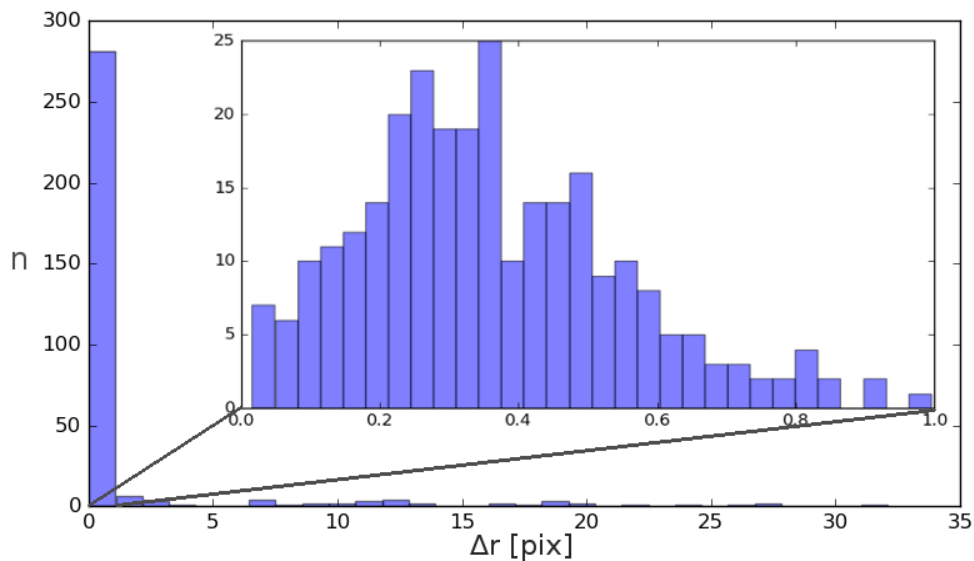
$$\Delta r_k = \sqrt{(x_k - x'_k)^2 + (y_k - y'_k)^2}, \quad (4.2)$$

kde Δr_k je hledaná vzdálenost, x_k, y_k jsou souřadnice k -té hvězdy na snímku z observatoře Suhora a x'_k, y'_k jsou transformované souřadnice k -té hvězdy ze snímku z observatoře Palomar.

Pokud vzdálenost mezi totožnými hvězdami činila více než 1 pixel, byla hvězda vyřazena z katalogu. Celý proces se několikrát opakoval, až byly nalezeny výsledné hodnoty transformačního klíče. Hodnoty transformačního klíče včetně středního rozptylu měření s^2 a počtu hvězd před a po vyřazení z katalogu jsou uvedeny v tabulce 4.2.

Tabulka 4.2: Hodnoty transformačního klíče

	Všechny hvězdy	Po vyřazení
a	$0,9023 \pm 0,0009$	$0,90254 \pm 0,00007$
b	$0,0525 \pm 0,0009$	$0,05247 \pm 0,00007$
c	$256,5 \pm 0,6$	$256,21 \pm 0,05$
d	$112,5 \pm 0,6$	$112,61 \pm 0,05$
s^2	5,31	0,379
n	323	276

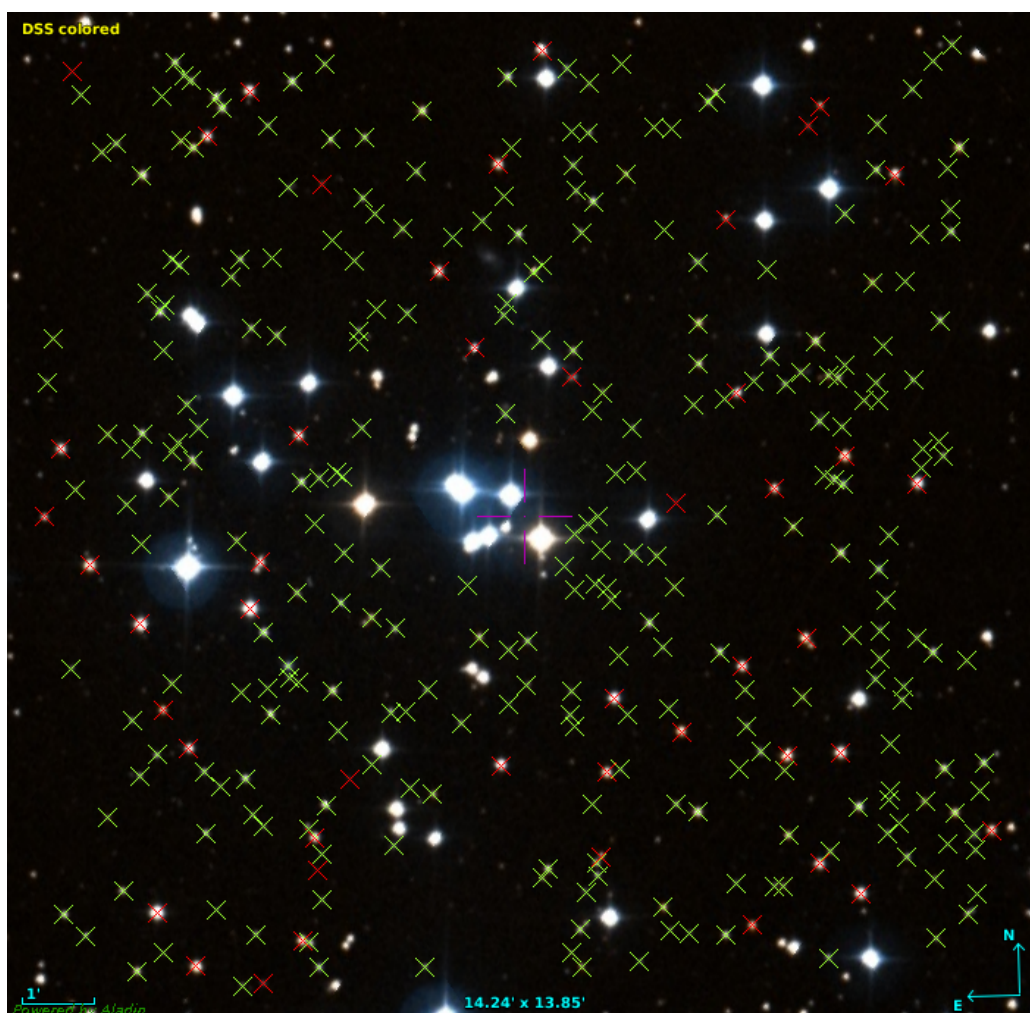


Obrázek 4.2: Histogram rozdílů vzdáleností. Vnější: se všemi hvězdami ; Vnitřní: po vyřazení

Konečný počet hvězd v katalogu se ustálil na hodnotě 276 z původních 323 vybraných hvězd. Vyřazené hvězdy budou zařazeny mezi potenciální členy hvězdokupy. Histogramy rozdílů vzdáleností totožných hvězd před a po vyřazení jsou na obrázku 4.2.

Minoritní část vyřazených hvězd byla důsledkem špatného přiřazení dvojic. Hlavním důvodem bylo nenalezení dané hvězdy na jednom ze snímků, a tím pádem jí byla přiřazena jiná. Převážná část vyřazených hvězd vykazovala nezanedbatelný vlastní pohyb. Tyto hvězdy měly zpravidla větší hvězdnou velikost, což potvrzuje předpoklad pro výběr hvězd uvedený výše. Toto výběrové pravidlo je patrné na obrázku 4.3.

Pro astrometrii jsou v mnoha případech vyžadovány i vlastní pohyby hvězd kvůli korekci. V referenčním katalogu byly vlastní pohyby pro všechny hvězdy nastaveny na nulu, protože nevykazují téměř žádný pohyb. Hlavním cílem je, aby astrometrie na všech snímcích byly co nejvíce totožné.



Obrázek 4.3: Porovnání vybraných (zeleně) a vyřazených (červeně) hvězd pro referenční katalog.

4.2 Měření vlastních pohybů hvězd

4.2.1 Astrometrický katalog hvězd

Pro měření vlastních pohybů hvězd je nutné sestavit katalog hvězd, které se vyskytují ve hvězdném poli hvězdokupy. Tento katalog bude obsahovat seznam pozic hvězd a posléze i jejich naměřené pohyby.

Pozice hvězd byly převzaty z katalogu 2MASS [27], který obsahuje i méně jasné hvězdy, avšak není tak obsáhlý jako katalog USNO [32]. Hlavní omezení výběru hvězd bylo určeno zorným polem největšího ze snímků (Suhora 20. 2. 2014). Takto bylo vybráno celkem 390 hvězd.

Z katalogu je nutno vyřadit hvězdy, které jsou obsaženy v referenčním katalogu. Po tomto vyřazení zůstalo v katalogu 299 hvězd. Větší část z těchto hvězd jsou právě ty, které jsou objektem zájmu. Zbytek hvězd bude sám vyřazen, pokud pro dané pozice nebudou nalezeny příslušné hvězdy na snímcích.

4.2.2 Historické snímky

Pro přesnější měření je nutno použít snímky s co největším časovým odstupem. Dva snímky bohužel nebudou stačit, jelikož proložení dvou bodů přímkou je „bezchybné.“ Tudíž je nezbytné použít pro měření 3 a více snímků, nejlépe s ekvidistantním časovým odstupem. Proto bylo použito celkem 6 snímků, jejichž výčet spolu s vlastnostmi je uveden v tabulce 4.3.

Tabulka 4.3: Použité snímky pro měření pohybů hvězd

Původ	Poznámka	Zorné pole [']	Rozlišení ["/pix]	Čas pořízení [rok]
Palomar	POSS I	12,9 x 12,9	1,01	1953,18733
Palomar	POSS II	12,9 x 12,9	1,01	1989,85606
Palomar	POSS II	12,9 x 12,9	1,01	1994,02264
Mt. Hopkins	2MASS	8,5 x 17,0 (2x)	0,99	1998,24678
Baja	oříznuto	17,0 x 17,0	0,60	2008,18664
Suhora		18,9 x 18,9	1,11	2014,13588

Snímky z přehlídek POSS I a II nebyly nijak upravovány. Jen byla odstraněna původní astrometrie, aby byla nahrazena novou.

Pro rok 1998 byla použita surová data z přehlídky 2MASS [27]. Jelikož surové snímky pokrývají oblohu ve formě obdélníkových „dlaždic“, byly použity dvě sady snímků (pro každou dlaždici tři filtry: *H*, *J*, *K*), které pokrývají zorné pole starších snímků. Celkem tedy bylo použito 6 snímků pro složení výsledného snímku.

Z observatoře Baja³, která se nachází v Maďarsku, bylo použito celkem 15 snímků, které byly složeny do výsledného snímku. Tím samým způsobem bylo složeno 30 snímků

³Více informací na [E14]

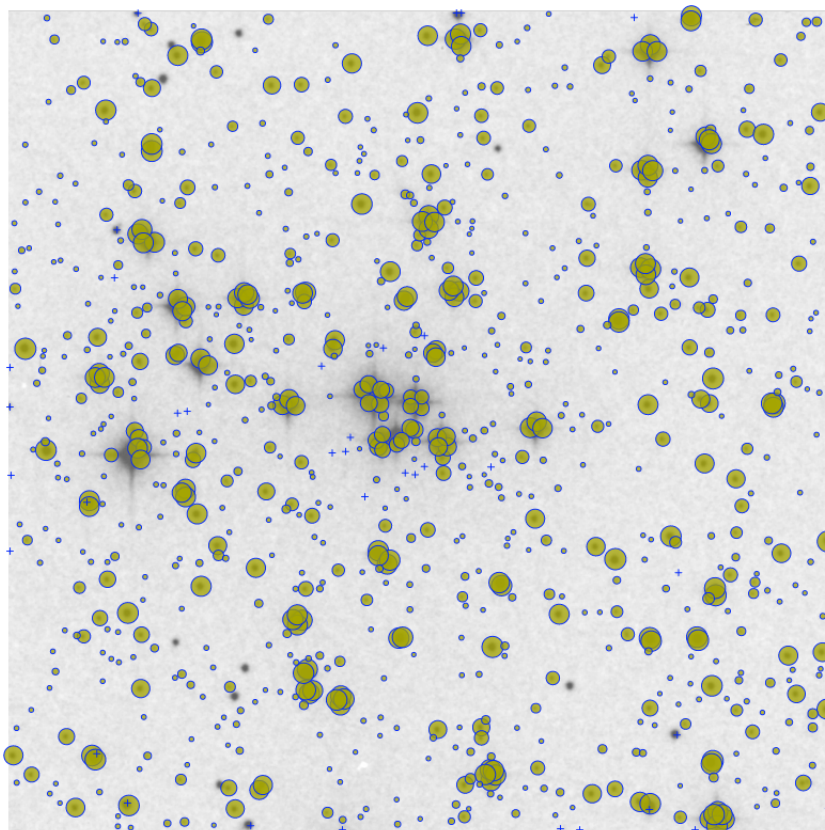
z observatoře Suhora. Skládáním snímků se dosáhlo většího odstupů signálu od šumu, aby byly detekovatelné slabé hvězdy, podle kterých se provádí astrometrie.

Všechny snímky byly opatřeny novou astrometrií podle referenčního katalogu, který je popsán výše. Kvůli všeobecně nízkým jasnostem referenčních hvězd byla astrometrie obtížná. Díky programu Munipack [E12] se astrometrie zdařila provést. Tímto programem byla provedena i kombinace snímků popsaná výše.

4.2.3 Měření poloh hvězd

Aby bylo možné změřit přesnou polohu hvězdy v ekvatoriálních souřadnicích, je nejprve nutné detekovat její instrumentální souřadnice na snímku. Přesná instrumentální poloha středu hvězdy lze určit proložením Gaussovou plochou. Následný přepočítání mezi instrumentálními (rovinnými) a ekvatoriálními (sférickými) souřadnicemi lze provést podle parametrů astrometrie snímku.

Program *Munipack* [E12] všechny výše zmíněné procedury výborně ovládá. Proto byl zvolen jako nástroj pro měření poloh hvězd. Při hledání hvězd vyžaduje dva parametry: první určuje velikost hvězdy (tzv. FWHM), druhý parametr určuje odstup signálu od šumu v násobcích odchylky šumu (tzv. treshold). Díky těmto parametrům lze vyselektovat z kvalitního snímku všechny hvězdy najednou.



Obrázek 4.4: Problém mnohonásobné detekce hvězd v programu Munipack (Náhled, upraveno)

Bohužel historické snímky neoplývají tak vysokou kvalitou jako CCD snímky ze současnosti. Při hledání hvězd se na historických snímcích detekují buď jen ty nejjasnější nebo po změně parametrů i ty slabší, avšak ty jasné jsou detekovány hned několikrát. Tento problém je ilustrován na obrázku 4.4. Důvodem je, že nejjasnější hvězdy jsou na snímcích satureovány, takže nemají žádný ostrý vrchol nýbrž rovnou plošku. Tím pádem klesá přesnost měření a roste obtížnost detekce.

Pro naměření poloh byl vytvořen malý skript v jazyce *Python* [E15], který dokáže efektivně pracovat s programem *Munipack* a postupně zaznamenávat naměřené polohy podle zadaných kritérií. Napsaný skript pracuje cyklicky tím způsobem, že v první fázi si vyžádá výše zmíněné parametry pro hledání hvězd. Skript pak zadá příslušné příkazy programu *Munipack*, aby našel hvězdy podle parametrů, provedl fotometrii, kalibraci a zobrazil snímek spolu s detekovanými zdroji. Pokud je nalezení hvězd vyhovující, budou nalezené pozice extrahovány. Tyto pozice se následně zapíše do záznamového souboru podle následujících kritérií.

Poloha katalogové a nalezené hvězdy se smí lišit maximálně o zadanou hodnotu (obvykle několik jednotek až desítek úhlových vteřin) nebo o úhlovou vzdálenost další nejbližší hvězdy z katalogu. Pokud je přiřazena totožná naměřená poloha několika hvězdám z katalogu, ani jedna není zapsána. Pokud záznamový soubor již obsahuje naměřenou polohu pro danou hvězdu, další naměřené polohy nejsou brány v potaz. Těmito kritérii se dosáhne jednoznačného přiřazení.

U historických snímků byl postup takový, že se nejprve nacházely ty nejjasnější hvězdy a postupně se parametry snižovaly. Tím se postupně nacházely a zapisovaly méně jasné hvězdy a jasné hvězdy, které byly detekovány několikanásobně, se už nezapisovaly. U současných CCD snímků tento problém nenastal a zápis byl proveden hned v prvním kole.

4.2.4 Nalezení vlastních pohybů hvězd

Za předpokladu, že se hvězdy v prostoru pohybují převážně rovnoměrně a přímočaře, můžeme použít ten nejjednodušší regresní model pro popis jejich pohybu - proložení obecnou přímkou. Parametrické vyjádření přímky je dáno vztahem:

$$y_t = at + b, \quad (4.3)$$

kde y_t je obecná hodnota závislá na čase t . Parametry a a b jsou konstanty, kde a je tzv. směrnice přímky, čili hledaná hodnota změny polohy hvězdy za jednotku času a b je parametr popisující protnutí osy y v čase rovno nule.

Pro nalezení vlastního tangenciálního pohybu hvězdy je nutné řešit výše uvedenou rovnici pro každou souřadnicovou osu zvlášť a nezávisle. Tím dostáváme pro každou hvězdu sadu měření v rektascenzi a deklinaci s maximálním počtem šesti měřených bodů.

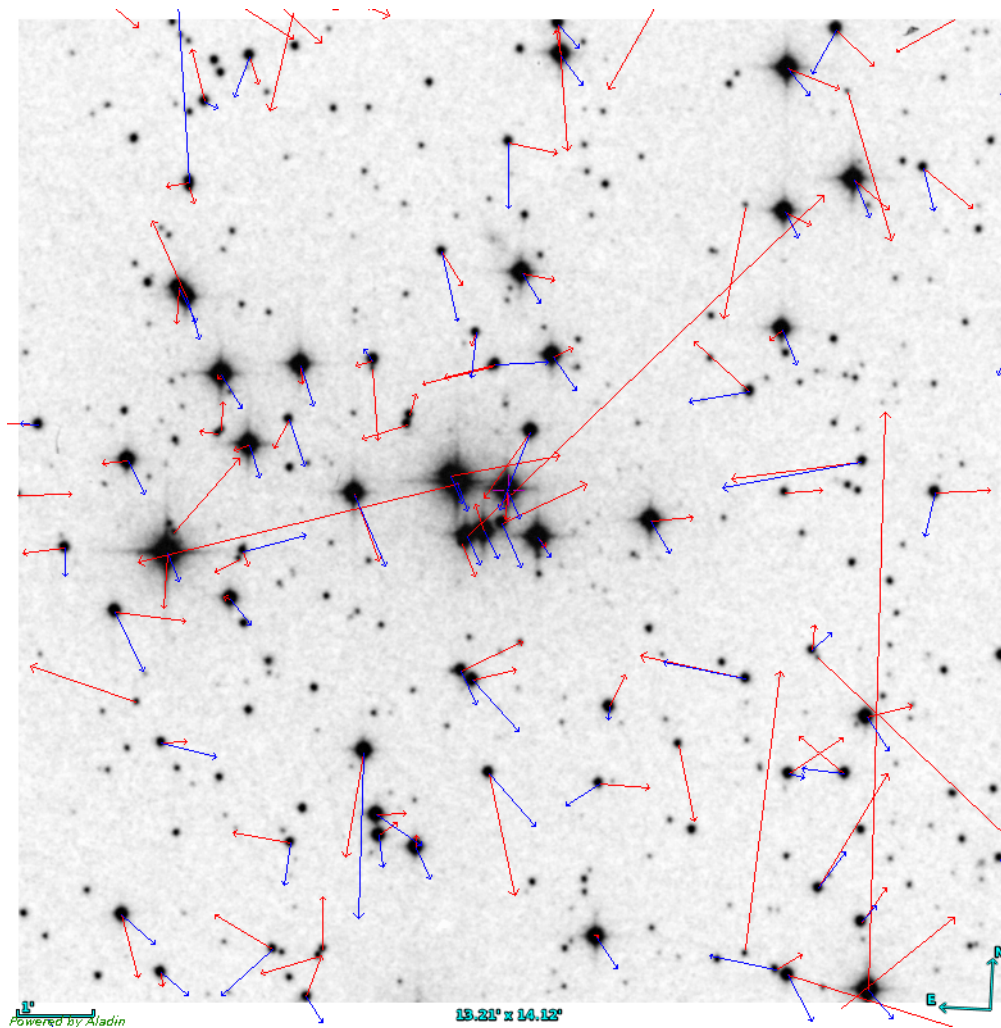
Naměřené body byly pro každou osu proloženy obecnou přímkou pomocí metody nejmenších čtverců dle příslušných vztahů [10, s. 90–91]. Jako váha měření byla brána převrácená hodnota kvadrátu odchylky astrometrického modelu daného snímku. Proložení nebylo provedeno, pokud byla k dispozici pro měřenou hvězdu dvě a méně měření.

Polohy byly udávány v úhlových stupních a časová značka v rocích (viz tabulka 4.3, poslední sloupec). Výsledné hodnoty vlastního pohybu měly tím pádem rozměr úhlový stupeň za rok. Hodnoty s tímto rozměrem jsou velmi malé, a tak byly převedeny na výsledný rozměr *mas* (mili-arc-second) za rok.

4.2.5 Diskuze výsledků

Ačkoliv byl postup pro získání vlastních pohybů hvězd maximálně precizní, bohužel se nepodařilo splnit vytyčený cíl, kterým bylo zpřesnit již známé hodnoty. Výsledné získané hodnoty v porovnání s katalogovými hodnotami jsou, až na pár případů, diametrálně odlišné.

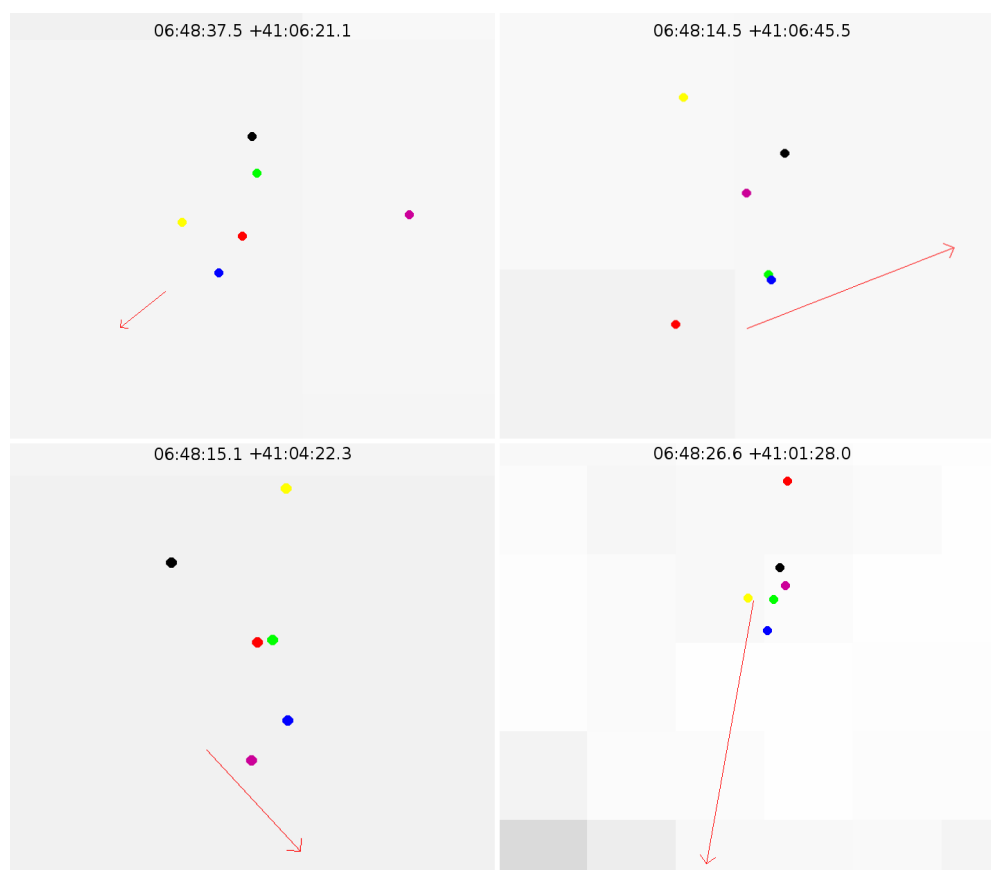
Dobře je tato odlišnost patrná na obrázku 4.5, kde jsou znázorněny naměřené (červené) a katalogové (modré) vlastní pohyby hvězd vektory. Katalogové hodnoty byly převzaty z katalogu PPMX [34], který obsahuje relativně přesné hodnoty pro většinu hvězd hvězdného pole hvězdokupy. Pro názornost byla velikost všech vektorů úmyslně zvětšena.



Obrázek 4.5: Porovnání naměřených vlastních pohybů (červená) a katalogových hodnot (modrá).

Hlavní příčinou, proč jsou výsledky natolik odlišné od katalogových je to, že se nepodařilo přesně určit skutečné středy hvězd na historických snímcích. Jak bylo zmíněno výše, tyto snímky byly původně pořízeny na fotografické desky, které mají obecně velké rozlišení. Bohužel asi kvůli zachycení slabých hvězd mají jasnější hvězdy na těchto snímcích velkou plochu (i přes 10'') a jsou plošně saturovány. Tím se signifikantně snižuje přesnost určení středu hvězd.

Důsledkem této skutečnosti je chaotické uspořádání naměřených bodů pro většinu hvězd, namísto toho, aby byly uspořádány v přímce podle času měření. A právě chaotickým rozptylem bodů kolem prokládané přímky vzniká velká chyba určení směrnice přímky. Tato chyba pak často převyšuje, nebo je srovnatelná s naměřenou hodnotou vlastního pohybu hvězdy. Pro ilustraci tohoto problému slouží obrázek 4.6, na kterém jsou čtyři vybrané hvězdy spolu s naměřenými pozicemi. Jedna z výjimek je na obrázku 4.6 vpravo dole, kde jdou body za sebou podle času (vlastní pohyb je podobný katalogové hodnotě).



Obrázek 4.6: Naměřené polohy a vektory vlastního pohybu pro čtyři různé hvězdy. Naměřené body: červená-1953, černá-1989, fialová-1994, žlutá-1998, zelená-2008, modrá-2014.

I když v hrstce případů jsou směry i velikosti vektorů pohybu totožné s katalogovými hodnotami, nemůže být toto měření bráno jako směrodatné a použitelné. Z tohoto důvodu nebudou naměřené hodnoty nikde uvedeny. Proto bude nutné najít jinou cestu k získání vlastních pohybů hvězd ve hvězdném poli hvězdokupy.

4.3 Využití katalogů vlastních pohybů hvězd

Jelikož se pokus o naměření vlastních pohybů hvězd hvězdokupy nezdařil, bude nutné využít jiné zdroje dat. Jako nejlepší alternativa se nabízí použít některý z astrometrických katalogů, který obsahuje i vlastní pohyby hvězd. Těchto katalogů je k dispozici velké množství, takže otázkou zůstává, který z nich si vybrat.

4.3.1 Výběr použitých katalogů

Aby bylo možné si udělat představu o tom, který katalog použít, je nezbytné je mezi sebou porovnat. Proto bylo vybráno hned několik katalogů, které se řadí na předních místech v žebříčku popularity (daná počtem vyhledávání v nich dle databáze Vizier [E16]). Tyto katalogy by tak měly obsahovat nejpřesnější hodnoty vlastních pohybů hvězd, které jsou v současné době k dispozici.

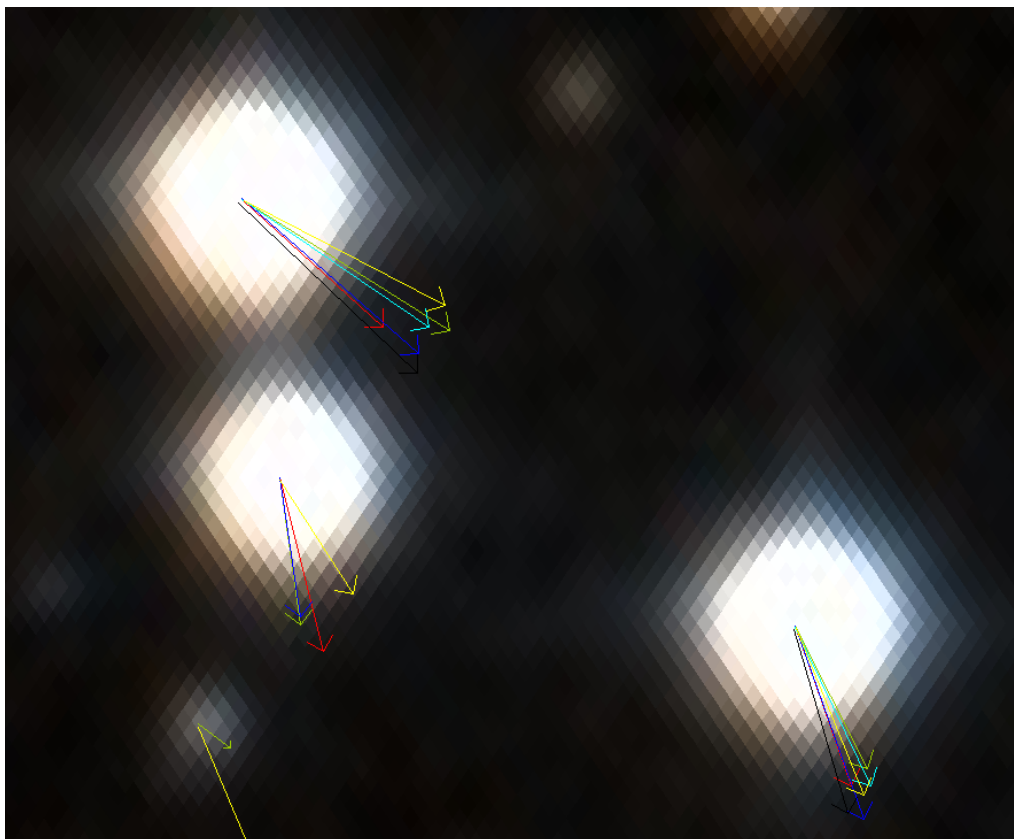
Konečný počet vybraných katalogů se zastavil na čísle 6. Hlavním požadavkem bylo, aby katalog obsahoval vlastní pohyby hvězd včetně jejich nejistoty. Z každého katalogu byla převzata data hvězdného pole studované hvězdokupy podle následujících parametrů. Každé hvězdné pole mělo svůj střed totožný se středem hvězdokupy. Podle předchozích studií byl zvolen kruhový výběr o průměru 1° . Jasnost vybraných hvězd pak nepřesahovala 16. magnitudu (primárně ve filtru V , jinak H (2MASS)). Výčet katalogů včetně počtu převzatých hvězd je uveden v tabulce 4.4, kde jsou uvedeny i průměrné nejistoty vlastních pohybů s rozptylem.

Tabulka 4.4: Použité katalogy vlastních pohybů hvězd

Název	Autor	Rok	Počet hvězd	$\overline{\Delta\mu}$
NOMAD	Zacharias+ [35]	2005	1271	$5,8 \pm 1,7$
PPMXL	Roeser+ [36]	2010	4475	$4,2 \pm 1,8$
UCAC4	Zacharias+ [37]	2012	1044	$3,9 \pm 2,6$
TYCHO	Hog+ [38]	2000	83	$1,6 \pm 0,4$
URAT1	Zacharias+ [39]	2015	4460	$5,3 \pm 0,6$
IGSL	Smart+ [40]	2013	1770	$5,1 \pm 7,4$

Každý katalog byl následně očištěn od hvězd, pro které nebyla uvedena hodnota vlastního pohybu nebo její nejistota byla nulová. Převážná část katalogů obsahovala vlastní pohyb, který byl v rektascenzi ještě násoben kosinem deklinace. Ostatní katalogy byly proto opraveny násobením kosinem deklinace jak samotných hodnot pohybů v rektascenzi, tak i jejich nejistot.

Pro názorné porovnání výše zmíněných katalogů byly jejich hodnoty vykresleny jako vektory vlastního pohybu na hvězdné pole hvězdokupy. Při bližším pohledu je zřejmé, že se hodnoty z různých katalogů pro každou hvězdu liší. Pro ilustraci slouží obrázek 4.7, na kterém jsou čtyři různě jasné hvězdy s vektory vlastních pohybů ze všech katalogů. Pro jasnější hvězdy, které jsou zpravidla pokryty všemi katalogy, jsou vlastní pohyby velmi podobné. Slabé hvězdy, které pokrývají většinou pouze dva katalogy, mají v mnoha případech protichůdné vlastní pohyby.



Obrázek 4.7: Ukázka vektorů vlastních pohybů hvězd z různých katalogů (střed snímku: 06:48:24 +41:00:28)

4.3.2 Kombinace katalogů

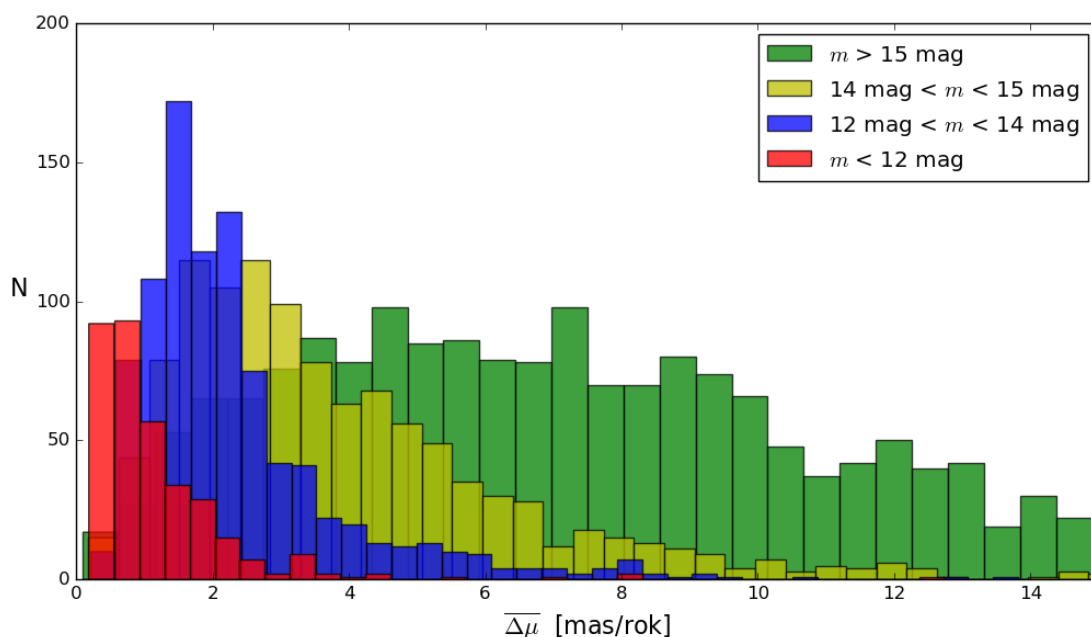
Z předchozího porovnání není jasné, který katalog zvolit jako zdroj vlastních pohybů hvězd hvězdokupy, protože se od sebe všechny liší. Některé obsahují data pouze pro několik desítek nebo stovek nejjasnějších hvězd. Jiné obsahují i několik tisíc hvězdy, ale s nevalnou kvalitou. Nejlepší cestou se jeví tyto katalogy zkombinovat. Tím se zpřesní hodnoty vlastních pohybů a eliminují se špatná data.

Prvním krokem je ztotožnění hvězd a jejich vlastních pohybů ze všech katalogů podle jejich poloh. Jako výchozí katalog poloh byl zvolen PPMXL katalog se 4475 hvězdami, které se nacházejí rovněž v katalogu URAT1. Navíc tento katalog obsahuje přesné a neduplicitní polohy většiny hvězd v poli. Pro ztotožnění hvězd byla použita maximální vzdálenost poloh 2". Pokud se pod toto kritérium dostalo více hvězd, byla přiřazena hvězda s nejmenším součtem chyb vlastních pohybů. Tímto postupem vznikl seznam hvězd, pro které je k dispozici jedna až šest hodnot vlastních pohybů.

Pro nalezení hodnoty vlastního pohybu pro každou hvězdu z dostupných katalogových hodnot byla použita metoda nejmenších čtverců pro váženou střední hodnotu [10, s. 89]. Vážená střední hodnota vlastního pohybu se počítala pro každou souřadnici samostatně. Za váhu pro každou hodnotu je brána převrácená hodnota kvadrátu její nejistoty. Pokud pro danou hvězdu byla k dispozici pouze jedna sada hodnot, vážený střední průměr se nepočítal.

Výsledkem je katalog vlastních pohybů hvězd z hvězdného pole hvězdokupy, jejichž nejistota se pro jasnější hvězdy zpravidla pohybuje v řádech desetin až jednotek mas za rok. V porovnání s jednotlivými katalogy se hodnoty vlastních pohybů jednoznačně zpřesnily. Proto bude tento výsledný katalog vlastních pohybů brán jako směřodatný pro další studii hvězdokupy.

Pro ilustraci kvality získaných dat vlastních pohybů hvězd byl sestaven histogram pro počet jejich průměrných nejistot. Tento histogram je na obrázku 4.8, kde vodorovná osa reprezentuje průměrnou nejistotu vlastního pohybu $\overline{\Delta\mu}$ a svislá osa počet hvězd. Barvami jsou zvýrazněny jednotlivé rozsahy jasností hvězd, jelikož nejistota dat klesá s rostoucí jasností hvězd. Jednotlivé rozsahy byly zvoleny podle hvězdné velikosti m , která přísluší filtru H a byla převzata z katalogu 2MASS. Z obrázku je patrné, že pro relativně jasné hvězdy jsou hodnoty nejistot vlastních pohybů velmi nízké. Celkový počet hvězd s nejistotou vlastních pohybů pod 1 mas/rok je 400 a pod 2 mas/rok 1 180. Hvězdy s hvězdnou velikostí mezi 15 – 16 mag mají široké spektrum průměrných nejistot a tvoří polovinu celkového počtu hvězd v získaném katalogu. Proto nebudou použity v dalších procedurách.

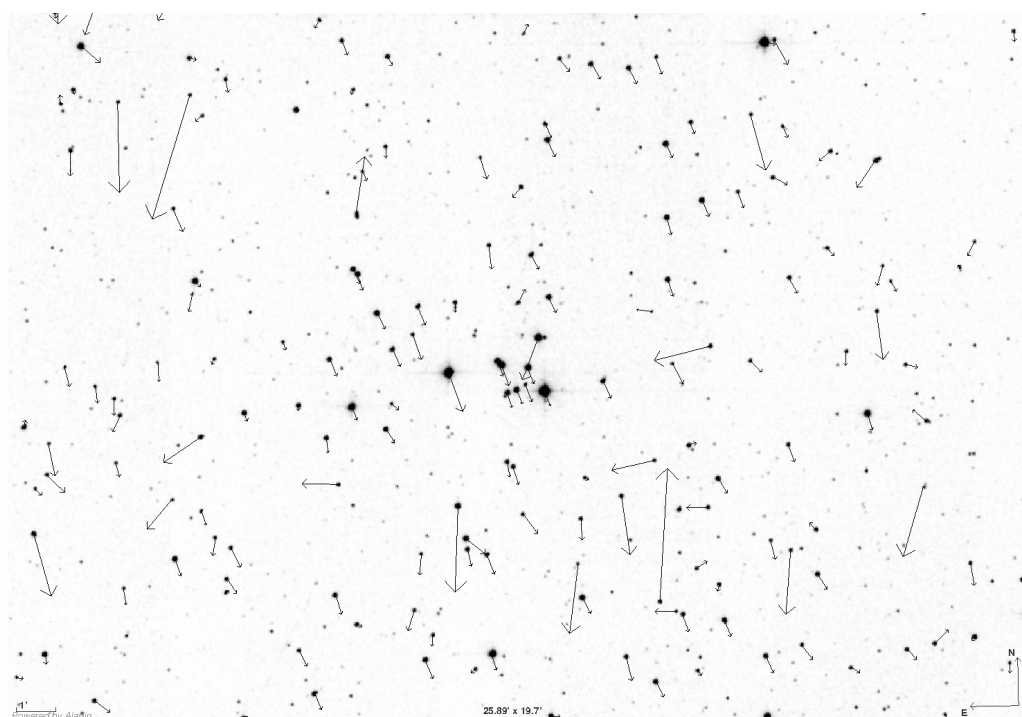


Obrázek 4.8: Histogram průměrné nejistoty vlastního pohybu. Rozsah jasností určuje barva: $m < 12$ mag = červená; $12 \text{ mag} < m < 14 \text{ mag}$ = modrá; $14 \text{ mag} < m < 15 \text{ mag}$ = žlutá; $15 < m < 16 \text{ mag}$ = zelená.

4.4 Rozbor vlastních pohybů hvězd

Pro základní představu o vlastních pohybech hvězd ve hvězdném poli studované hvězdokupy slouží obrázek 4.9. Zde jsou hvězdy opatřeny šipkami pro znázornění velikosti a směru vlastních pohybů hvězd, které byly získány kombinací katalogů. Pro přehlednost byly tyto vektory přiřazeny hvězdám jasnějším než 13 mag (filtr H) a zvětšeny faktorem 3.

Z obrázku je patrné, že převážná část hvězd má společný vlastní pohyb, který směřuje vpravo dolů. Celkový vlastní pohyb hvězdokupy by měl tedy být v obou osách záporný a absolutní velikost vlastního pohybu v deklinaci bude větší než v rektascenzi.



Obrázek 4.9: Centrální část hvězdného pole hvězdokupy s vektory vlastních pohybů

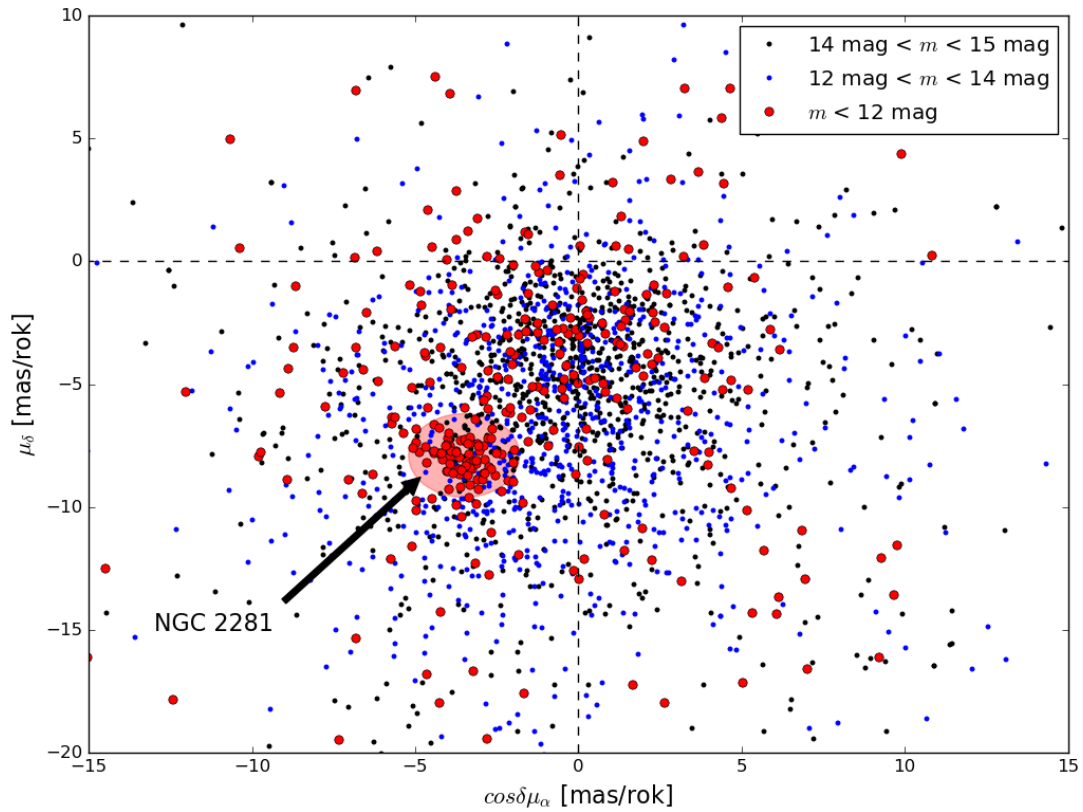
4.4.1 Vektorový diagram

Na základě zřejmého společného pohybu hvězd studované hvězdokupy byl vytvořen vektorový diagram získaných vlastních pohybů, který je na obrázku 4.10. Na svislou osu byl vynesena vlastní pohyb v deklinaci a na vodorovnou v rektascenzi, který byl násoben kosínem deklinace. Čárkovanými čarami jsou zvýrazněny nulové hodnoty pro každou osu. Pro lepší přehlednost byly hvězdy rozlišeny podle jejich hvězdných velikostí m (ve filtru H) podobně jako u histogramu průměrných nejistot (obr. 4.8). Hvězdy s jasností mezi 14. a 15. resp. 12. a 14. magnitudou jsou vyznačeny černými resp. modrými body. Hvězdy jasnější než 12 mag jsou pro zvýraznění značeny červenými kroužky.

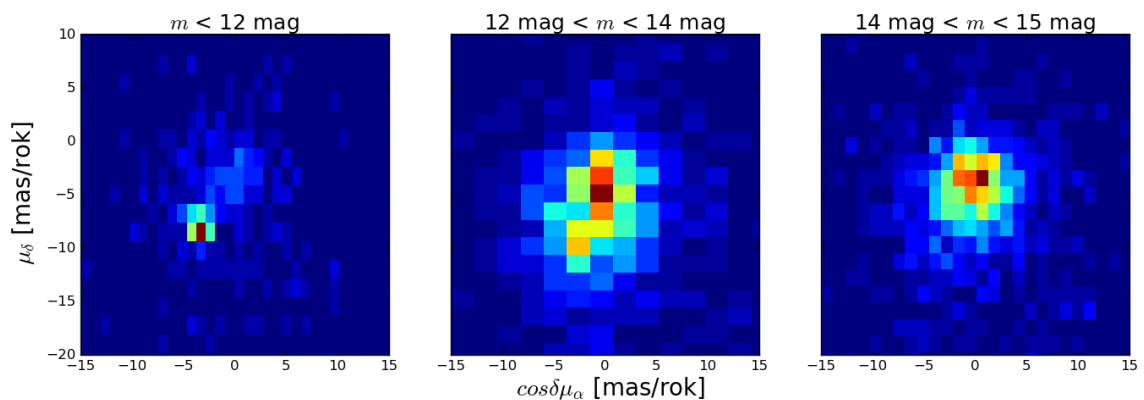
Většina hvězd na vektorovém diagramu tvoří velký shluk hvězd, které jsou zde rozmístěny podle normálního rozdělení se středem blízko nulové hodnotě absolutního vlastního pohybu. Je zde i zřetelný shluk jasných hvězd, který leží v levém dolním kvadrantu.

Jeho poloha odpovídá vektorům, které jsou znázorněny na obrázku 4.9 a také hodnotám vlastnímu pohybu hvězdokupy z předchozích studií. Jedná se tedy s největší pravděpodobností o hvězdy studované hvězdokupy. Tento shluk je zvýrazněn červenou elipsou.

Pokud by se z vektorového diagramu odstranily nejasnější hvězdy, které jsou značeny červenými kroužky, zbylé hvězdy by na tomto místě shluk nevytvořily. Je tedy zřejmé, že studovanou hvězdokupu tvoří převážně jasnější hvězdy.



Obrázek 4.10: Vektorový diagram vlastních pohybů hvězd



Obrázek 4.11: Plošné histogramy vlastních pohybů hvězd

4.4.2 Určení členů hvězdokupy z vlastních pohybů

Aby bylo možné fenomenologicky popsat vektorový diagram vlastních pohybů, je nutné vnímat tento diagram jako trojrozměrný objekt. Třetí dimenze diagramu by pak měla odrážet veličinu, která souvisí s plošnou hustotou hvězd. Pro triviální znázornění trojrozměrného diagramu může sloužit dvourozměrný histogram počtu hvězd na jednotku plochy. Pro základní představu o plošném rozložení hvězd na diagramu byly sestaveny tři plošné histogramy, které jsou na obrázku 4.11. Histogramy opět odlišuje rozsah hvězdných velikostí použitých hvězd. Tyto triviální plošné histogramy bohužel neposkytují dostatečné rozlišení pro následnou morfologickou studii vektorového diagramu. Je tedy nutné zvolit mnohem sofistikovanější postup pro získání třetího rozměru vektorového diagramu.

Každý bod na vektorovém diagramu je reprezentován pouze dvourozměrnou diskrétní polohou, tedy vlastním pohybem v rektascenzi a deklinaci. Proto je třeba zahrnout i ostatní známé parametry každého bodu, aby bylo možné spojitě reprezentovat třetí rozměr diagramu. Vzniklý trojrozměrný diagram by měl záviset nejen na polohách hvězd v diagramu, ale i na jejich jasnostech a nejistotách vlastních pohybů.

Pro prostorovou reprezentaci bodu s výše zmíněnými parametry bude proto sloužit Gaussova plocha, která je dána vztahem:

$$f_s(\cos \delta\mu_\alpha, \mu_\delta) = R + \frac{K}{m^2} \exp \left[- \left(\frac{(\cos \delta\mu_\alpha - \cos \delta\mu_{\alpha 0})^2}{2\sigma_{\cos \delta\mu_\alpha}^2} \frac{(\mu_\delta - \mu_{\delta 0})^2}{2\sigma_{\mu_\delta}^2} \right) \right], \quad (4.4)$$

kde $(\cos \delta\mu_\alpha, \mu_\delta)$ je poloha na vektorovém diagramu, R a K jsou vhodně zvolené konstanty, m je jasnost hvězdy, $\cos \delta\mu_{\alpha 0}$ a $\mu_{\delta 0}$ jsou vlastní pohyby hvězdy, $\sigma_{\cos \delta\mu_\alpha}$ a σ_{μ_δ} jsou jejich nejistoty. Z tohoto vztahu lze potom získat hodnotu třetího rozměru pro kteroukoliv polohu na diagramu z parametrů obsažených hvězd.

Superpozicí Gaussových ploch od všech hvězd pak vznikne trojrozměrný vektorový diagram, který bude spojitě reprezentovat plošnou hustotu a jasnosti hvězd. Tento diagram pak připomíná terénní nerovnost se dvěma vrcholy, kdy první přísluší středu normálního rozložení vlastních pohybů a druhý průměrnému vlastnímu pohybu studované hvězdokupy. Jak je patrné z dvourozměrného vektorového diagramu, první nerovnost bude mít nízké maximum s velkým rozptylem, druhá pak vyšší maximum s menším rozptylem.

Model, který dostatečně popisuje tento trojrozměrný diagram, je tvořen superpozicí dvou dvourozměrných Gaussových ploch. Zde $\cos \delta\mu_{\alpha 0_i}$ a $\mu_{\delta 0_i}$ reprezentují středy a $\sigma_{\cos \delta\mu_{\alpha_i}}$ a $\sigma_{\mu_{\delta_i}}$ rozptyly jednotlivých Gaussových ploch. Tyto plochy mají oproti Gaussovým plochám pro hvězdy navíc jeden stupeň volnosti, který umožňuje rotaci kolem osy kolmé k rovině diagramu o úhel θ . Výsledná podoba modelu je pak dána vztahem:

$$f_m(\cos \delta\mu_\alpha, \mu_\delta) = R + \sqrt{(K_1 e^{-A_1})^2 + (K_2 e^{-A_2})^2}, \quad (4.5)$$

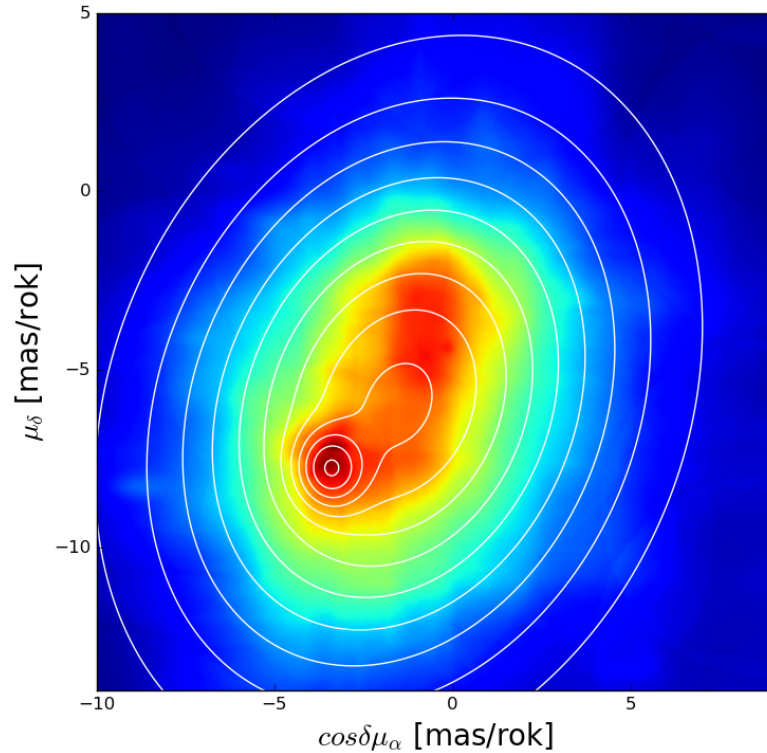
kde parametry A_1 a A_2 lze vyjádřit jako:

$$\begin{aligned} A_{1,2}(\cos \delta\mu_\alpha, \mu_\delta) = & a_{1,2}(\cos \delta\mu_\alpha - \cos \delta\mu_{\alpha 0_{1,2}})^2 + \\ & + 2b_{1,2}(\cos \delta\mu_\alpha - \cos \delta\mu_{\alpha 0_{1,2}})(\mu_\delta - \mu_{\delta 0_{1,2}}) + \\ & + c_{1,2}(\mu_\delta - \mu_{\delta 0_{1,2}})^2. \end{aligned} \quad (4.6)$$

Pro koeficienty a , b a c pak platí:

$$a_{1,2} = \frac{\cos^2 \theta_{1,2}}{2\sigma_{\cos \delta \mu_{\alpha 1,2}}^2} + \frac{\sin^2 \theta_{1,2}}{2\sigma_{\mu_{\delta 1,2}}^2}, \quad b_{1,2} = -\frac{\sin 2\theta_{1,2}}{4\sigma_{\cos \delta \mu_{\alpha 1,2}}^2} + \frac{\sin 2\theta_{1,2}}{4\sigma_{\mu_{\delta 1,2}}^2}, \quad c_{1,2} = \frac{\sin^2 \theta_{1,2}}{2\sigma_{\cos \delta \mu_{\alpha 1,2}}^2} + \frac{\cos^2 \theta_{1,2}}{2\sigma_{\mu_{\delta 1,2}}^2}. \quad (4.7)$$

Trojrozměrný diagram byl vygenerován bod po bodu, kdy rozdíl mezi dvěma sousedními body činil 0,1 mas/rok. Pro urychlení výpočtu byly pro každý bod diagramu zahrnuty hvězdy s maximální vzdáleností 5 mas/rok. Výsledný trojrozměrný diagram byl proložen modelem za použití nelineární metody nejmenších čtverců, jejímž výsledkem jsou hledané parametry Gaussových ploch. Tento postup je univerzální a lze jej použít i pro ostatní hvězdokupy, které splňují kritérium, že shluk vlastních pohybů hvězd hvězdokupy je dostatečně oddělen od pohybů hvězd v pozadí. Výsledné hodnoty souhlasí s prvotním odhadem a jsou uvedeny v tabulce 4.5. Výsledný prostorový diagram vlastních pohybů spolu s modelem je na obrázku 4.12. Zde je model reprezentován bílými vrstevnicemi, podobně jako nerovnosti na terénních mapách.



Obrázek 4.12: Prostorový diagram vlastních pohybů hvězd s podobou výsledného modelu

Tabulka 4.5: Výsledné parametry modelu

	$\cos \delta \mu_{\alpha 0}$ [mas/rok]	$\mu_{\delta 0}$ [mas/rok]	$\sigma_{\cos \delta \mu_{\alpha}}$ [mas/rok]	$\sigma_{\mu_{\delta}}$ [mas/rok]	θ [°]
NGC 2281	-3,4519(8)	-7,7925(4)	0,8542(2)	0,9703(3)	174,9(9)
Pozadí	-1,5133(9)	-5,9549(5)	3,8117(4)	5,0795(3)	66,441(5)

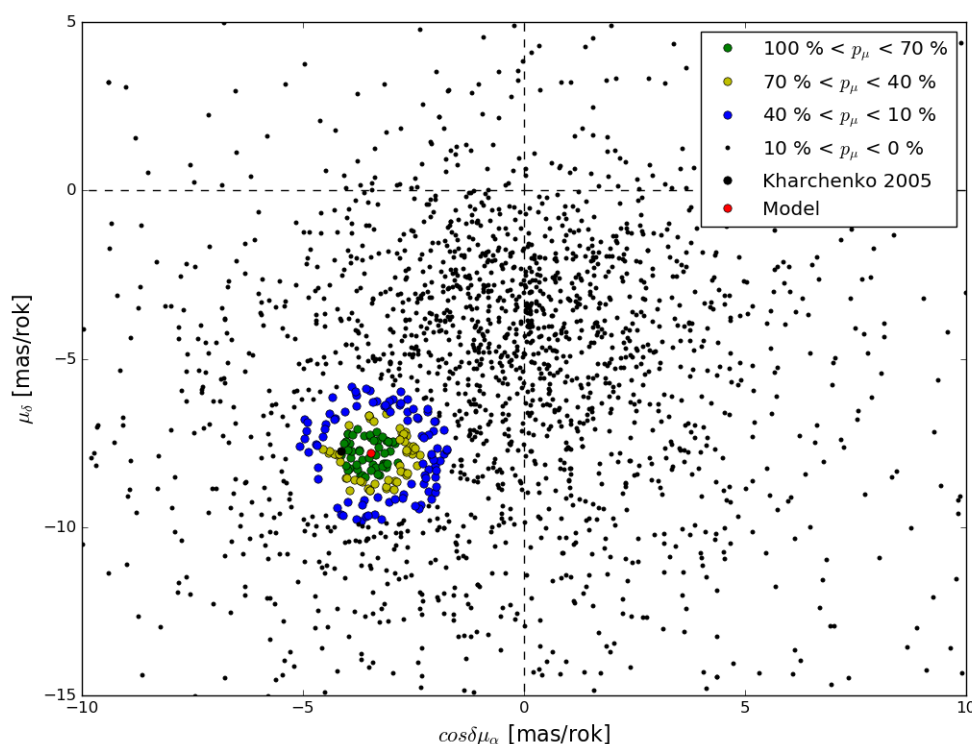
Výsledný vlastní pohyb studované hvězdokupy po zaokrouhlení činí $-3,45$ [mas/rok] v rektascenzi (násobeno kosinem deklinace) a $-7,79$ [mas/rok] v deklinaci. Druhotným výsledkem je určení středu normálního rozložení hvězd, které se nenachází v nulové pozici. Tento jev může být způsoben například kinematikou Galaxie, což není předmětem této práce, a proto nebude dále studován.

Na základě získaných parametrů Gaussovy plochy, která popisuje shluk hvězd příslušící hvězdokupě, lze určit pravděpodobnostní příslušnost hvězd ke studované hvězdokupě podle jejich pozic ve vektorovém diagramu. Pravděpodobnostní příslušnost hvězd podle jejich vlastních pohybů p_μ je pak dána vztahem:

$$p_\mu(\cos \delta \mu_\alpha, \mu_\delta) = \exp[a(\cos \delta \mu_\alpha - \cos \delta \mu_{\alpha 0})^2 + 2b(\cos \delta \mu_\alpha - \cos \delta \mu_{\alpha 0})(\mu_\delta - \mu_{\delta 0}) + c(\mu_\delta - \mu_{\delta 0})^2], \quad (4.8)$$

kde koeficienty a , b a c jsou dány rovnicemi 4.7. Rozsah hodnot se pohybuje od 0 do 1. Pro procentuální pravděpodobnost je nutno tyto hodnoty vynásobit faktorem 100.

Celkový počet hvězd s pravděpodobností p_μ vyšší než 10 % je 194, z nichž 52 hvězd má pravděpodobnost 100 – 70 %, 51 hvězd 70 – 40 % a 91 hvězd 40 – 10 %. Tyto hvězdy jsou barevně odlišeny na následujícím vektorovém diagramu 4.13, kde jsou ještě navíc vyznačeny celkové vlastní pohyby hvězdokupy z předešlé ([29]) a nynější studie. Nalezené pravděpodobnosti příslušnosti hvězd k hvězdokupě p_μ včetně vlastních pohybů jsou uvedeny pro každou hvězdu v tabulce v příloze 1.



Obrázek 4.13: Vektorový diagram vlastních pohybů hvězd s vyznačením procentuální příslušnosti hvězd k hvězdokupě

4.5 Morfologický popis hvězdokupy

Otevřenou hvězdokupu, jenž je předmětem tohoto studia, lze studovat pomocí pozic hvězd, které tuto hvězdokupu tvoří. Hodnoty pozic jsou získávány statickou astrometrií hvězd ve sférických souřadnicích. Na základě rozmístění hvězd je možné morfologicky popsat jednotlivé části hvězdokupy. Obvykle se určují parametry jako je střed hvězdokupy, míra rozptylu hvězd, průměrná plošná hustota hvězd, úhlový poloměr jádra a okraje hvězdokupy na obloze. Tyto parametry následně slouží pro klasifikaci a pro určení skutečného rozměru hvězdokupy.

Jelikož jsou polohy hvězd hvězdokupy již známy s velkou přesností v mnoha katalozích, není nutné provádět vlastní přesnou astrometrii. Pro následující procedury byly převzaty pozice z katalogu PPMXL, který byl použit jako výchozí katalog pro kombinaci vlastních pohybů hvězd.

4.5.1 Radiální popis

Pro základní morfologický popis bude sloužit tradiční radiální diagram plošné hustoty hvězd. Na svislou osu tohoto diagramu se vynáší počet hvězd na jednotku úhlové plochy, neboli plošná hustota ρ . Tato plocha je dána dvěma soustřednými kružnicemi, jejichž rozdíl poloměrů Δr je vždy konstantní. Na vodorovnou osu se pak vynáší radiální vzdálenost r od středu hvězdokupy.

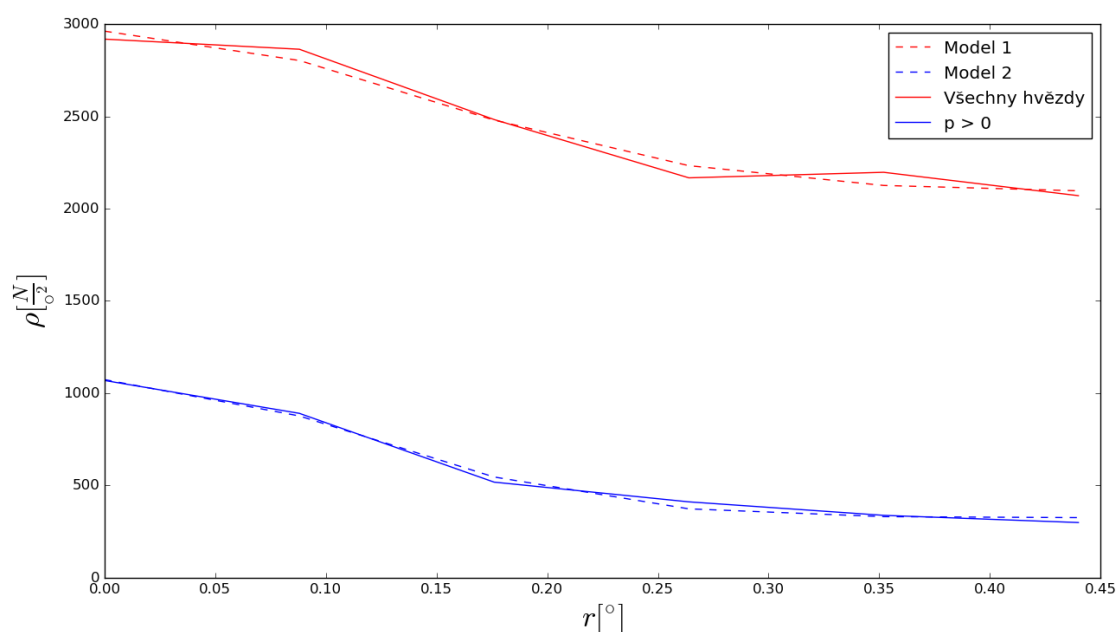
Radiální diagram byl sestaven pro studovanou hvězdokupu ve dvou variantách. Pro první křivku profilové hustoty byly použity všechny hvězdy z katalogu, které se nacházely maximálně $30'$ od středu hvězdokupy a byly jasnější než 15 mag ve filtru H . Druhá profilová křivka byla vytvořena pouze s hvězdami, pro které je získaná pravděpodobnostní příslušnost hvězd k hvězdokupě nenulová ($p_\mu > 0,1\%$). Použité souřadnice středu hvězdokupy pro diagram souhlasí s hodnotami v tabulce 3.1. Model, který popisuje obě křivky profilových hustot je dán kladnou částí Gaussovy křivky s vrcholem v počátku radiální souřadnice podle vztahu:

$$f(r) = K + A \exp\left[-\frac{r}{2\sigma^2}\right], \quad (4.9)$$

kde parametr K je vertikální posun modelu, A je amplituda a σ je rozptyl profilu hvězdokupy. Rozhodujícím parametrem při prokládání modelu křivkami byla radiální jednotka kroku Δr , která byla pro obě křivky totožná. Hodnota tohoto parametru činí $0,088''$ a byla zvolena tak, aby v obou případech byla maximální shoda modelu s křivkou profilové hustoty hvězdokupy. Obě naměřené křivky (znázorněny plnou čarou) a získané modely (znázorněny přerušovanou čarou) jsou na společném radiálním diagramu na obrázku 4.14. Parametry modelů pro obě profilové křivky jsou uvedeny v tabulce 4.6.

Tabulka 4.6: Výsledné parametry modelů profilových hustot hvězdokupy

Model	$K [N/''^2]$	$A [N/''^2]$	σ
1	2090,(9)	87(1)	0,138(5)
2	325,(2)	74(8)	0,112(6)



Obrázek 4.14: Radiální diagram plošné hustoty hvězd pro všechny hvězdy (červená) a pro hvězdy s nenulovou příslušností k hvězdokupě (modrá)

4.5.2 Plošný popis

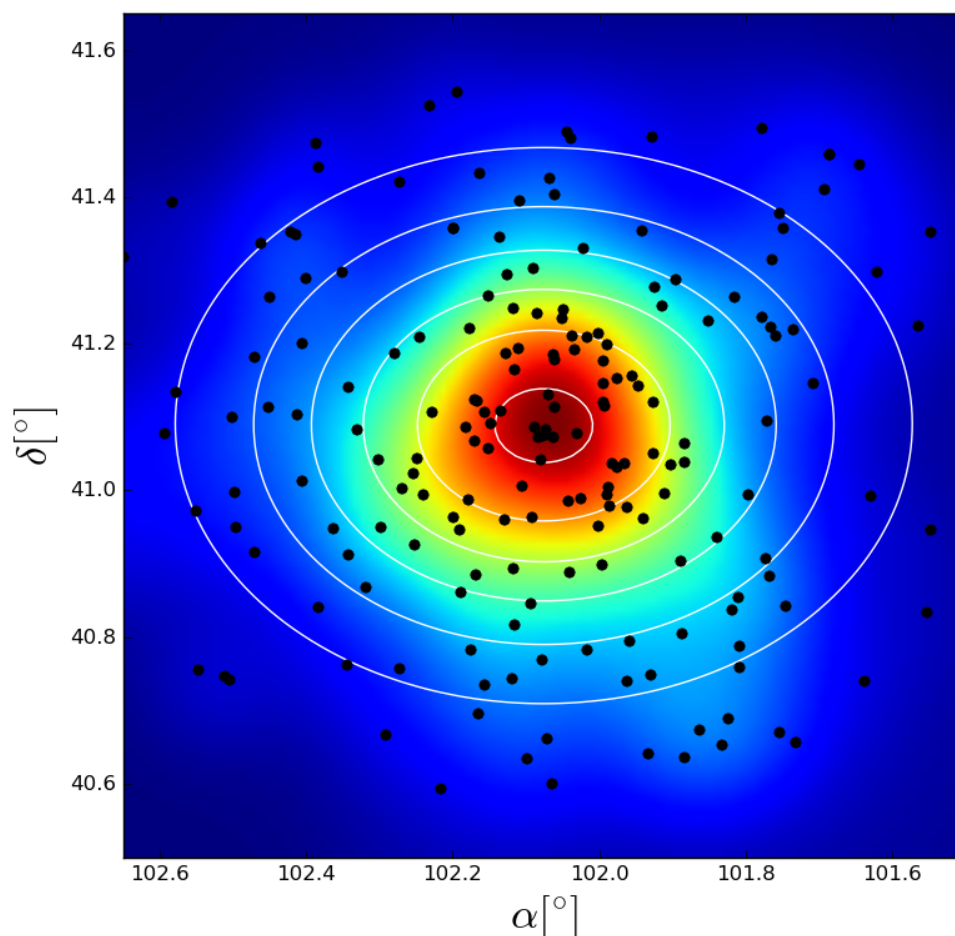
Čistě morfologická studie hvězdokupy však vyžaduje použití samotných pozic hvězd. Tyto pozice lze vynést do klasického polohového diagramu, který bude obrazem skutečných poloh na obloze. Aby bylo možné tento diagram správně interpretovat, je nutné mu vytvořit třetí rozměr. Výsledný trojrozměrný diagram by měl mít jeden vrchol, který bude reprezentovat střed hvězdokupy. Tento přístup nám pak umožní určit skutečný střed hvězdokupy a pomůže upřesnit parametry hvězdokupy.

Postup pro vytvoření trojrozměrného diagramu plošné hustoty hvězdokupy je podobný, jako v případě prostorového diagramu vlastních pohybů hvězd. Opět je nutné vytvořit superpozici Gaussových ploch, které jsou v tomto případě dány vztahem:

$$f(\alpha, \delta) = p_{\mu} \exp \left[-\frac{(\alpha - \alpha_0)^2 + (\delta - \delta_0)^2}{2\sigma^2} \right], \quad (4.10)$$

kde α a δ jsou sférické souřadnice na diagramu, α_0 a δ_0 určují polohu hvězdy, p_{μ} pravděpodobnostní příslušnost a σ je rozptyl, který je dán převrácenou hodnotou hvězdné velikosti hvězdy m ve filtru H . Diagram byl opět vytvořen bod po bodu s krokem $0,01^{\circ}$ a s použitím hvězd s pravděpodobností vyšší než 10 %. Do diagramu byly pro ilustraci navíc zakresleny polohy hvězd černými body.

Pro popis prostorového diagramu bude sloužit Gaussova plocha, jejíž vztah se mírně liší od rovnice 4.10 tím, že závorka vyjadřující rozdíl poloh v rektascenzi je vynásobená kosinem deklinace z důvodu sférické projekce. Proto má výsledný model eliptický tvar. Výsledný prostorový diagram plošné hustoty hvězdokupy spolu s modelem v podobě vrstevnic je na obrázku 4.15. Výsledné parametry modelu činí $\alpha_0 = 102,075(8)^{\circ}$, $\delta_0 = 41,088(5)^{\circ}$ a $\sigma = 0,1983(2)^{\circ}$.



Obrázek 4.15: Diagram plošné hustoty hvězdokupy

4.5.3 Určení morfologických parametrů

Ze získaných parametrů modelu vyplývá, že skutečná poloha středu hvězdokupy leží na souřadnicích $\alpha = 6^{\text{h}} 48^{\text{m}} 18,1(9)^{\text{m}}$, $\delta = 41^{\circ} 05' 18,(6)''$. Z radiálního diagramu plošné hustoty pro hvězdné členy hvězdokupy a použitého modelu lze stanovit poloměr jádra hvězdokupy na $0,112^{\circ}$. V této oblasti se nachází 30 hvězd s $p_{\mu} > 10\%$ a její plošná hustota činí 753 hvězd na čtvereční stupeň. Ze známé vzdálenosti hvězdokupy z předchozí studie je přibližný průměr jádra 7 ly. Hranice hvězdokupy je obtížné určit, jelikož se některé hvězdy s $p_{\mu} > 50\%$ nacházejí i ve vzdálenosti větší než $0,45^{\circ}$ od jejího centra. Proto bude za nejzazší hranici hvězdokupy pokládána hodnota $0,5^{\circ}$ od jejího centra. Celkově se v této oblasti nachází 194 hvězd s $p_{\mu} > 10\%$, plošná hustota je 247 hvězd na čtvereční stupeň a její průměr je přibližně 32 ly.

Jelikož je obtížné přesně stanovit hranici hvězdokupy, bude zde zaveden tzv. *efektivní poloměr* hvězdokupy, který odpovídá hodnotě rozptylu Gaussovy plochy popisující diagram 4.15. Hodnota efektivního poloměru tedy činí $0,198^{\circ}$ a na obrázku 4.15 přibližně odpovídá zelené barvě. Takto ohraničená plocha obsahuje 124 hvězd s $p_{\mu} > 10\%$, tedy přes tři pětiny z celkového počtu hvězd a plošná hustota činí 1004 hvězd na čtvereční stupeň. Efektivní průměr hvězdokupy je přibližně 12,5 ly.

Kapitola 5

Spektroskopie

5.1 Pořízená spektra

Pro spektroskopickou studii studované otevřené hvězdokupy byla pořízena spektra celkem pro pět hvězd ve hvězdném poli hvězdokupy. Tyto hvězdy byly vybrány kvůli jejich relativně vysoké jasnosti a pravděpodobnostní příslušnosti k hvězdokupě p_{μ} . Spektra byla pořízena na dvou různých observatořích. Podrobné informace o každé hvězdě jsou uvedeny v tabulce 5.1.

Tabulka 5.1: Seznam hvězd pro spektroskopickou studii

No.	α			δ			V mag	$(B - V)$ mag	p_{μ} %	Observatoř
	h	m	s	°	'	''				
1	06	48	15	+41	04	22	8,86	0,96	58,9	NARIT
2	06	48	38	+41	06	21	10,15	0,04	84,9	NARIT
3	06	48	07	+41	04	38	10,66	0,25	58,4	NARIT
4	06	48	41	+41	03	59	8,59	0,21	53,6	Ondřejov
5	06	48	17	+41	04	59	9,29	0,18	93,0	Ondřejov

První observatoř se nachází na nejvyšší hoře Thajska Doi Inthanon a patří thajskému národnímu astronomickému institutu NARIT se zeměpisnými souřadnicemi $18,34^{\circ}$ severní šířky a $98,28^{\circ}$ východní délky v nadmořské výšce 2457 m nad mořem. Observatoř disponuje dalekohledem s optickou konstrukcí typu Ritchey-Chretien. Průměr primárního zrcadla je 2,4 m a ohnisková vzdálenost činí 24 m. V ohnisku dalekohledu je umístěno optické vlákno, které ústí do spektrografu typu ešelet. Tento spektrograf operuje v rozmezí vlnových délek od 380 nm do 900 nm a produkuje hvězdná spektra s rozlišením 18000. CCD čip spektrografu je chlazen tekutým dusíkem a pro kalibraci hvězdných spekter slouží Thorium-Argonová výbojka. Více informací o observatoři a přístrojích je k dispozici na [E17].

Druhá observatoř se nachází na půdě Astronomického ústavu Akademie věd České republiky u města Ondřejov. Její zeměpisná poloha je $49,91^{\circ}$ severní šířky a $14,76^{\circ}$ východní délky s nadmořskou výškou 528 m. Nachází se zde dalekohled s průměrem primárního

zrcadla 2 m a ohniskovou vzdáleností 63,5 m. V Coudé ohnisku je umístěn šterbinový spektrograf typu ešlet, který operuje v rozmezí vlnových délek od 387 nm do 1010 nm s rozlišením 55000. CCD čip je opět chlazen tekutým dusíkem a spektra jsou kalibrována pomocí Thorium-Argonové výbojky. Více informací o observatoři a přístrojích je k dispozici na [E18].

Pozorování bylo prováděno klasickou metodou, kdy se k snímku hvězdného spektra pořizovaly navíc korekční a kalibrační snímky. Mezi korekční snímky patřily temné snímky s minimální dobou expozice (bias snímky) pro redukci posunu nulového bodu a snímky zdroje spojitého spektra (flat snímky) pro korekci citlivosti spektrografu. Jelikož byly v obou případech CCD čipy spektrografů chlazeny tekutým dusíkem na nízkou teplotu, nebylo třeba pořizovat klasické temné snímky pro redukci tepelného šumu. Kalibrační snímky emisního spektra byly v obou případech pořízeny pomocí Thorium-Argonové lampy.

5.2 Redukce spekter

První krok při práci se CCD snímky je kontrola jejich obsahu, aby nedošlo k záměně nebo případnému použití vadných snímků. Tento krok byl na místě v případě snímků z observatoře NARIT. Nezanedbatelná část korekčních a kalibračních snímků byla vadná a nepoužitelná. Tento jev byl způsoben tím, že spektrograf byl stále v režimu testování, a proto ještě nebyl přístroj úplně odladěn.

Další nezbytný krok je provedení korekce CCD snímků. V tomto případě byla aplikována pouze korekce posunu nulového bodu pomocí bias snímku. Korekce je podrobněji popsána v kapitole 6.1, a proto nebude v této kapitole dále rozvedena. Následně byly snímky ořezány od částí, které nenesou žádnou informaci.

Na obou observatořích byla pořízena spektra hvězd spektrografem typu ešlet, který rozděljuje spektrum do mnoha částí pod sebe do jednotlivých řádů. Aby bylo možné jednotlivé řády spektra extrahovat, byla vytvořena maska apertur na kombinaci flat snímků z důvodu většího odstupů signálu od šumu. Pro každý profil apertury byl stanoven její střed, meze a hodnota pozadí. Podélný tvar apertur byl popsán individuálně nejvhodnějším polynomem tak, aby co nejlépe vystihoval zakřivení apertury. Pomocí vzniklé masky byly extrahovány jednotlivé řády hvězdného i kalibračního spektra. Pro kompenzaci citlivosti CCD čipu na různé vlnové délky záření a případných nedokonalostí aparatury byly extrahovány apertury i sloučeného flat snímku. Těmi byly následně poděleny příslušné apertury hvězdného spektra.

Nejdůležitější procedurou při redukci spekter je jejich kalibrace na vlnové délky. Právě pro tento krok slouží emisní spektrum Thorium-Argonové lampy, které obsahuje ostré emisní čáry s laboratorními vlnovými délkami. Tyto čáry byly v každé apertuře identifikovány a díky nim bylo pak možné nalézt vztah mezi instrumentální polohou na CCD čipu a vlnovou délkou. Nalezená kalibrace byla následně aplikována na příslušný řád hvězdného spektra. Kalibrace vlnových délek pro dané hvězdné spektrum byla ještě opravena o pohyb Země kolem Slunce heliocentrickou korekcí.

Aby bylo možné následně porovnat naměřená hvězdná spektra se syntetickými spektry, je nutné naměřená spektra normalizovat. Tento krok spočívá v přepočítání naměřeného instrumentálního toku záření na hodnoty od 0 do 1, kdy jednička přísluší kontinuum spektra.

U ešletových spekter se průběh naměřeného kontinua podobá konkávní parabole. Aby byl průběh kontinua dostatečně dobře popsán, byly použity pro popisující křivku polynomy vyššího řádu. Pro normalizaci spektra bylo poděleno hvězdné spektrum nalezenou křivkou. Je třeba zmínit, že tento krok je velmi obtížný v případě spektrálních oblastí, které jsou hustě pokryté absorpčními čarami.

Výše popsanou procedurou prošla všechna získaná data z obou observatoří. Pro redukci snímků z observatoře NARIT byl použit program IRAF, který obsahuje všechny potřebné nástroje pro redukci spektroskopických snímků. Podrobný popis programu a jeho nástrojů je dostupný na [E19]. Spektroskopické snímky z Ondřejovské observatoře byly zredukovány programem OPERA, který je volně dostupný na [E20]. Podrobný popis redukce spekter z Ondřejovského ešletového spektrografu je popsán v práci [41].

5.3 Spektrální analýza

Pro generování syntetických LTE modelů spekter byl použit program SYNSPEC, který je odvozen od programu pro generování syntetických spekter TLUSTY (Ivan Hubený & Thierry Lanz). Tento program je dostupný z [E21]. Program pro generaci modelů vyžaduje síť modelů hvězdných atmosfér s příslušnými parametry pro danou hvězdu. Proto byla vybrána síť modelů ATLAS9 (Castelli & Kurucz)[42], která je dostupná na [E22].

Pro každou hvězdu byla spočítána orientační efektivní povrchová teplota hvězdy podle vztahu 1.28 a odhadnuto gravitační povrchové zrychlení hvězdy podle tabulky parametrů hvězd různých spektrálních tříd [E23]. Podle těchto parametrů byla následně vybrána síť modelů atmosfér pro danou hvězdu. Třetí parametr, který je nutný pro výběr modelu, je metalicita. Ta byla zvolena jako vyšší než sluneční ($Z = +0,019$), jelikož se jedná nejspíše o mladé hvězdy populace I.

Aby byla syntetická spektra ve shodě s naměřenými, je třeba syntetická spektra opravit o rozlišení spektrografu, rotaci hvězdy a turbulentní rychlosti atmosféry. Tato procedura se obecně nazývá rotační konvoluce, která rozšíří absorpční čáry syntetického spektra podle zadaných parametrů. Tento krok byl realizován programem ROTIN3, který byl vytvořen k programu SYNSPEC a je dostupný také na [E21].

Prvním krokem spektrální analýzy bylo určení oblasti vlnových délek, ve kterých se bude syntetické spektrum generovat. Tato oblast byla vybrána podle oblasti hvězdného spektra, které obsahovalo přiměřené množství absorpčních čar a dobře definovatelné kontinuum. Pro každou hvězdu byly vybrány celkem 3 oblasti spektra, pro které se generovaly syntetická spektra.

Vygenerované syntetické spektrum bylo následně porovnáváno vůči naměřenému hvězdnému spektru. Výchozí chemické složení bylo položeno slunečnímu a postupnými změnami podílu železa a vodíku ($N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}}$) bylo dosaženo stejné hloubky vybraných absorpčních čar železa. Výsledný profil čar byl dosažen nalezením správné rotační rychlosti hvězdy v_{rot} . Metalicita hvězdy byla stanovena podle vztahu 1.2 a známého podílu počtu atomů železa a vodíku pro Slunce ($(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}})_{\odot} = 3,16 \cdot 10^{-5}$, $Z_{\odot} = 0,0143$ [43]).

Vodorovný posun mezi syntetickým a reálným spektrem $\Delta\lambda$, který je způsoben radiálním pohybem hvězdy, byl nalezen nejprve intuitivně vizuální shodou absorpčních čar. Po nalezení shodného tvaru obou spekter byla použita přesnější metoda pro určení posunu naměřeného spektra vůči syntetickému. Metoda spočívala v určení celkové odchylky inten-

zit obou spektrálních křivek a její minimalizaci. Pro každou hodnotu posuvu z vybraného intervalu kolem vizuálně stanovené hodnoty byla stanovena odchylka křivek. Nejistota měření posuvu je pak rovna kroku mezi dvěma hodnotami posuvu. Posun s nejnižší hodnotou odchylky byl pak vybrán jako celkový posun naměřeného spektra vůči syntetickému pro danou spektrální oblast. Z výsledného posuvu a rovnice 1.15 byla následně vypočítána radiální rychlost hvězdy v_r .

Po rozboru naměřených dat bylo zjištěno, že tři hvězdná spektra bohužel nemůžou být použita pro spektrální analýzu kvůli svým vlastnostem. Z observatoře NARIT nemůže být použita druhá hvězda, neboť se jedná o horkou a velmi rychle rotující hvězdu. Její spektrum tím pádem obsahuje velmi malé množství absorpčních spektrálních čar, které jsou vlivem rotace značně rozšířeny. Tyto čáry jsou pak obtížně odlišitelné od kontinua a jejich měření by mělo velkou nejistotu. Velmi podobné vlastnosti mají i obě hvězdy, které byly pozorované na Ondřejovské observatoři. Analýzu těchto spekter dále komplikuje získaný velmi malý poměr signálu k šumu, který souvisí s nízkou jasností hvězd. Kvůli výše zmíněným důvodům budou analyzována pouze spektra dvou hvězd z observatoře NARIT.

Hvězda č. 1, která patří mezi červené obry, má orientační povrchovou efektivní teplotu $T_{\text{eff}} = 5000$ K a povrchové gravitační zrychlení $\log g = 3,0$. Turbulentní rychlost byla zvolena $v_{\text{turb}} = 2$ km/s a rychlost rotace byla stanovena na $v_{\text{rot}} = 17$ km/s. Pro hvězdu č. 3 byla odhadnuta efektivní teplota $T_{\text{eff}} = 9500$ K a gravitační zrychlení $\log g = 4,0$, jelikož patří k hvězdám hlavní posloupnosti. Rychlost rotace hvězdy byla určena na $v_{\text{rot}} = 20$ km/s a turbulentní rychlost byla opět rovna 2 km/s. Nalezené spektroskopické vlastnosti obou hvězd jsou uvedeny v tabulce 5.2. Grafy naměřených a výsledných syntetických spekter obou hvězd jsou uvedeny v příloze 2.

Tabulka 5.2: Nalezené parametry pro hvězdu č. 1 a 3

No.	Spektrální oblast [Å]	$\left(\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}}\right)$	$\left[\frac{\text{Fe}}{\text{H}}\right]$	$\Delta\lambda$ [Å]	v_r [km/s]
1	4905 – 5000	4,0E-5	0,10	-0,293	-17,74
	5280 – 5380	4,5E-5	0,15	-0,301	-16,93
	5520 – 5630	4,3E-5	0,13	-0,343	-18,44
3	4910 – 5010	6,5E-4	1,31	-0,294	-17,77
	5120 – 5220	5,5E-4	1,24	-0,315	-18,27
	5280 – 5380	7,0E-4	1,35	-0,269	-15,13

Po provedené spektrální analýze bylo zjištěno, že hvězdy mají téměř identickou radiální rychlost. To je důsledkem výběru hvězd podle pravděpodobnosti příslušnosti k hvězdokupě. Hvězdy mají tedy společnou trajektorii s hvězdokupou, a proto může být průměr jejich radiálních rychlostí pokládán za hodnotu radiálního pohybu hvězdokupy. Velikost radiálního pohybu hvězdokupy tedy činí $\bar{v}_r = -17 \pm 1$ km/s.

Nalezený poměr železa a vodíku u hvězdy č. 3 je mnohem větší než u Slunce, který činí $[\text{Fe}/\text{H}] = 1,30 \pm 0,05$ ($Z = 0,28 \pm 0,03$). Jedná se pravděpodobně o chemicky pekulární hvězdu. Proto bude poměr železa a vodíku pro hvězdokupu určen jenom podle hvězdy č. 1. Hodnota tohoto poměru je $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,13 \pm 0,03$. Metalicita pak činí $Z = 0,019 \pm 0,001$.

Kapitola 6

Fotometrie

6.1 Redukce fotometrických CCD snímků

Základem moderní fotometrie je technologie CCD (angl. Charge-Coupled Device), která již téměř nahradila fotografické desky a fotonásobiče. CCD čip je hlavní komponentou CCD kamer, které se umísťují do ohniska dalekohledu pro zachycení jasnosti vesmírných objektů. I tato technologie, i přes nesporné výhody, není úplně dokonalá. Byly však vyvinuty metody pro redukci získaných CCD snímků pro potlačení těchto nedokonalostí. Další postupy umožňují určení polohy a hustoty zářivého toku zaznamenaného objektu na čip.

6.1.1 Základní korekce snímků

Obecně je CCD snímek ovlivňován třemi základními efekty, které se projevují na jeho výsledném obrazu. První z nich má původ v elektronice čipu, která způsobuje posun nulového bodu, tedy plošné navýšení hodnot každého bodu na čipu. Hlavní důvod tohoto posunu je snaha se vyhnout záporným hodnotám pramenící z náhodných fluktuací. Další podstatný jev, který se projevuje na snímcích je tepelný šum. Ten je závislý hlavně na teplotě čipu a roste s dobou expozice. Třetí efekt je způsoben nerovnoměrnou citlivostí čipu a nedokonalostí optické soustavy. Projevuje se především rozdílnou intenzitou různých částí čipu a zobrazování různých „stínových“ obrazců.

Tyto efekty lze však odstranit vhodnou procedurou s použitím tzv. korekčních snímků. K odstranění posunu nulového bodu slouží *bias* snímky B , které se pořizují se zavřenou závěrkou a s nejkratším možným časem. Pro redukci tepelného šumu složí *dark* neboli temné snímky D , které se pořizují opět s uzavřenou závěrkou. Doba expozice a teplota čipu musí být stejná jako u astronomického snímku. Dark snímek pak obsahuje šum i posun, takže ho lze použít samostatně. Pro odstranění nedokonalostí optické soustavy a čipu slouží *flat* snímek F , který se pořizuje s otevřenou závěrkou na rovnoměrně osvětlené ploše. Všechny typy korekčních snímků se pořizují ve větším počtu, aby se mohly statisticky zkombinovat do výsledných korekčních snímků. Bližší popis korekčních snímků je například v [44, s. 44–46]. Pořízený astronomický snímek S lze pak opravit o korekční snímky podle vztahu [44, s. 45]:

$$S_{DF} = \frac{S - D}{(F - D) / \langle F - D \rangle}. \quad (6.1)$$

6.1.2 Astrometrie a fotometrie na CCD snímku

Po základní korekci CCD snímků přichází obvykle na řadu *astrometrie*, která spočívá v nalezení hvězd na snímku s následným přepočtem jejich instrumentálních pozic na ekvatoriální souřadnice. Tato transformace je popsána například v [44, s. 25–32]. Pro astrometrii na snímku je vždy nezbytný katalog souřadnic hvězd, které se nachází v zorném poli CCD snímku. Pomocí získaných souřadnic lze pak ztotožnit zachycené hvězdy s katalogovými souřadnicemi.

Dalším krokem je fotometrie hvězd na snímku, která se dělí na aperturní a profilovou. Nejčastěji se používá aperturní fotometrie, která spočívá v sečtení veškerého signálu od hvězdy v odpovídající clonce neboli apertuře. Od této hodnoty je třeba odečíst hodnotu signálu pozadí ve stejně velké apertuře. Získaný signál je následně přepočten podle parametrů aparatury na standardní jednotky, ve kterých se měří intenzita záření. Podrobně je tato metoda popsána například v [44, s. 37–48].

6.1.3 Program FOTOSKRIPT

Výše zmíněné procedury pro redukci CCD snímků tedy tvoří posloupnost kroků, kterou lze popsat algoritmem. Pro urychlení redukce velkého počtu snímků byl vytvořen program *FOTOSKRIPT* v programovacím jazyce *Python* [E15], který provádí tuto posloupnost procedur na snímcích. Tento skript ve své podstatě dává instrukce programu *Munipack* [E12] a využívá jej jako multifunkční nástroj.

Prvním krokem tohoto programu je kontrola hlaviček snímků, jestli obsahují všechny potřebné klíčové parametry a odpovídající hodnoty. Následně je na vyžádání vytvořena tabulka pozorování se základními parametry. Pokud je vše v pořádku, přistoupí se k tvorbě hlavních korekčních snímků. Při následné fotometrické korekci vědeckých snímků program přidělí *dark* snímek s odpovídající dobou expozice a *flat* snímek v odpovídajícím filtru. Dalším volitelným krokem je ořezání a překlopení snímků kvůli nedokonalostem okrajových částí a špatné orientaci vůči sférickým souřadnicím.

Nejtěžším krokem procedury je nalezení hvězd na snímku, jelikož se může snímek od snímku lišit. Procedura *find* v programu *Munipack* vyžaduje pro hledání hvězd vstupní parametry, které určují odstup signálu od šumu a instrumentální velikost hvězd. Pro zautomatizování této procedury je nutno zadat minimální a maximální očekávaný počet nalezených hvězd na snímku pro dané hvězdné pole. Při proceduře program upravuje parametry tak, aby vždy našel vhodný počet hvězd. Pokud je snímek nekvalitní, po určitém počtu změn parametrů je tato procedura přerušena a daný snímek je vyřazen z následujících procedur.

Je-li nalezen dostatečný počet hvězd, provádí se jejich aperturní fotometrie. Následuje astrometrie snímku, která vyžaduje katalog souřadnic. Ten je získán po zadání přibližných souřadnic středu snímku a úhlového poloměru tak, aby pokryl zorné pole snímku. Dalším krokem je fotometrická kalibrace na standardní fotometrický systém, který je nezbytné definovat vhodným klíčovým slovem (např. „Johnson“). Poslední volitelný krok procedury provádí extrakci získaných fotometrických dat do tabulky, ve které každý sloupec odpovídá konkrétní hvězdě. Každý přidáný řádek pak obsahuje čas a místo měření, filtr, hodnotu pozadí a posloupnost fotometrických dat pro příslušné hvězdy.

6.2 Absolutní fotometrie

6.2.1 Použitá data

Pro získání absolutních fotometrických dat hvězd v poli studované otevřené hvězdokupy byla použita data z již zmíněné polské observatoře Suhora [E13]. Tato observatoř se nachází na $49,5691^\circ$ severní šířky a $20,0675^\circ$ východní délky v nadmořské výšce 1009 m. Observatoř disponuje dalekohledem s primárním zrcadlem o průměru 600 mm a ohniskové vzdálenosti 2400 mm. V primárním ohnisku je umístěná CCD kamera *Alta U47* [E24] s velikostí čipu 1024 X 1024 pixelů a jsou v ní zasazeny filtry *BVRI* Johnsonova-Cousinova fotometrického systému. Zorné pole kamery činí $20'$.

Pořizování CCD snímků hvězdného pole studované hvězdokupy NGC 2281 a hvězdokupy se sekundárními standardními hvězdami NGC 7142 bylo provedeno v pěti nocích. Podrobné informace o měření v každé noci jsou uvedeny v tabulce 6.1.

Tabulka 6.1: Seznam pozorovacích nocí včetně počtu pořízených snímků a délky expozic

Datum	NGC 2281					NGC 7142				
	N	B[s]	V[s]	R[s]	I[s]	N	B[s]	V[s]	R[s]	I[s]
12. 11. 2013	158	20	10	10	10	100	60	30	20	20
19. 11. 2013	10/10	5/20	2/10	2/10	2/10	119	60	30	20	20
27. 11. 2013	35/35	5/20	2/10	2/10	2/10	65	60	30	20	20
14. 12. 2013	40/20	5/20	2/10	2/10	2/10	74	60	30	20	20
13. 1. 2014	48/12	5/20	2/10	2/10	2/10	17	60	30	20	20

Získané snímky obou hvězdokup prošly fotometrickou redukcí, astrometrií, fotometrií a fotometrickou kalibrací pomocí programu *Munipack* pod vedením programu *FOTO-SKRIPT*. Výsledná instrumentální aperturní fotometrie byla vyextrahována pomocí programu *CONVERT* [45] pro následný přepočítání na absolutní fotometrii programem *HEC22*.

6.2.2 Fotometrické standardy

Pro přepočítání hodnot instrumentálních jasností na jasnosti absolutní je nutné použít hvězdy, u kterých jsou přesně známy jasnosti v jednotlivých filtrech standardního fotometrického systému. Pro tento účel slouží tzv. primární neboli sezonní standardy, jenž jsou proměřeny danou aparaturou několikrát za pozorovací sezonu. Druhou kategorií standardních hvězd tvoří tzv. sekundární standardy, které jsou proměřovány v průběhu noci na různých místech hvězdné oblohy kvůli zachycení vlivu atmosferické extinkce. Poslední skupinu hvězd tvoří všechny ostatní, které potřebujeme proměřit a vztáhnout jejich jasnosti k standardním hvězdám.

Jako primární standardní hvězdy byly zvoleny hvězdy z Landoltova standardního hvězdného pole PG1633+099 [46]. Sekundární standardní hvězdy byly vybrány z hvězdného pole otevřené hvězdokupy NGC 6885, NGC 7142 a z pole studované otevřené hvězdokupy. Souřadnice a jasnosti všech standardních hvězd jsou uvedeny v tabulce 6.2.

Tabulka 6.2: Seznam použitých fotometrických standardů pro absolutní fotometrii

Název	α			δ			Jasnosti [mag]			
	h	m	s	°	'	''	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>
PG163399	16	35	24	+09	47	50	14,205	14,396	14,481	14,604
PG163399A	16	35	26	+09	47	53	16,130	15,259	14,753	14,248
PG163399B	16	35	33	+09	46	21	14,049	12,968	12,379	11,878
PG163399C	16	35	37	+09	46	16	14,368	13,224	12,612	12,091
PG163399D	16	35	40	+09	46	42	14,224	13,689	13,365	13,040
PG163399E	16	35	45	+09	49	24	13,954	13,113	12,629	12,160
PG163399F	16	35	37	+09	49	40	14,646	13,768	13,245	12,733
C1-6885	20	12	19	+26	21	26	14,578	13,201	12,383	11,552
C2-6885	20	11	43	+26	20	49	13,676	12,247	11,433	10,616
C3-6885	20	12	12	+26	23	03	12,930	12,467	12,221	11,946
C1-7142	21	44	55	+65	42	35	13,193	12,843	12,599	12,260
C2-7142	21	46	02	+65	48	35	13,405	12,655	12,283	11,848
C3-7142	21	44	42	+65	47	50	15,350	14,100	13,477	12,769
C4-7142	21	44	44	+65	46	43	15,587	14,082	13,376	12,608
C5-7142	21	46	03	+65	43	60	15,260	13,485	12,370	10,764
C6-7142	21	45	28	+65	43	23	14,417	13,668	13,300	12,817
C7-7142	21	45	29	+65	42	04	14,632	13,927	13,584	13,112
C8-7142	21	44	54	+65	42	35	13,326	12,815	12,618	12,267
C9-7142	21	44	37	+65	43	19	14,849	13,519	12,798	11,998
C10-7142	21	44	27	+65	43	31	14,192	13,412	13,032	12,523
C1-2281	06	48	07	+41	04	38	10,910	10,679	10,611	10,141
C2-2281	06	48	32	+41	06	31	10,945	10,747	10,707	10,279
C3-2281	06	48	38	+41	06	21	10,320	10,234	10,253	9,842
C4-2281	06	47	59	+41	07	13	11,531	11,250	11,168	10,686
C5-2281	06	47	52	+41	02	10	12,478	12,017	11,830	11,254

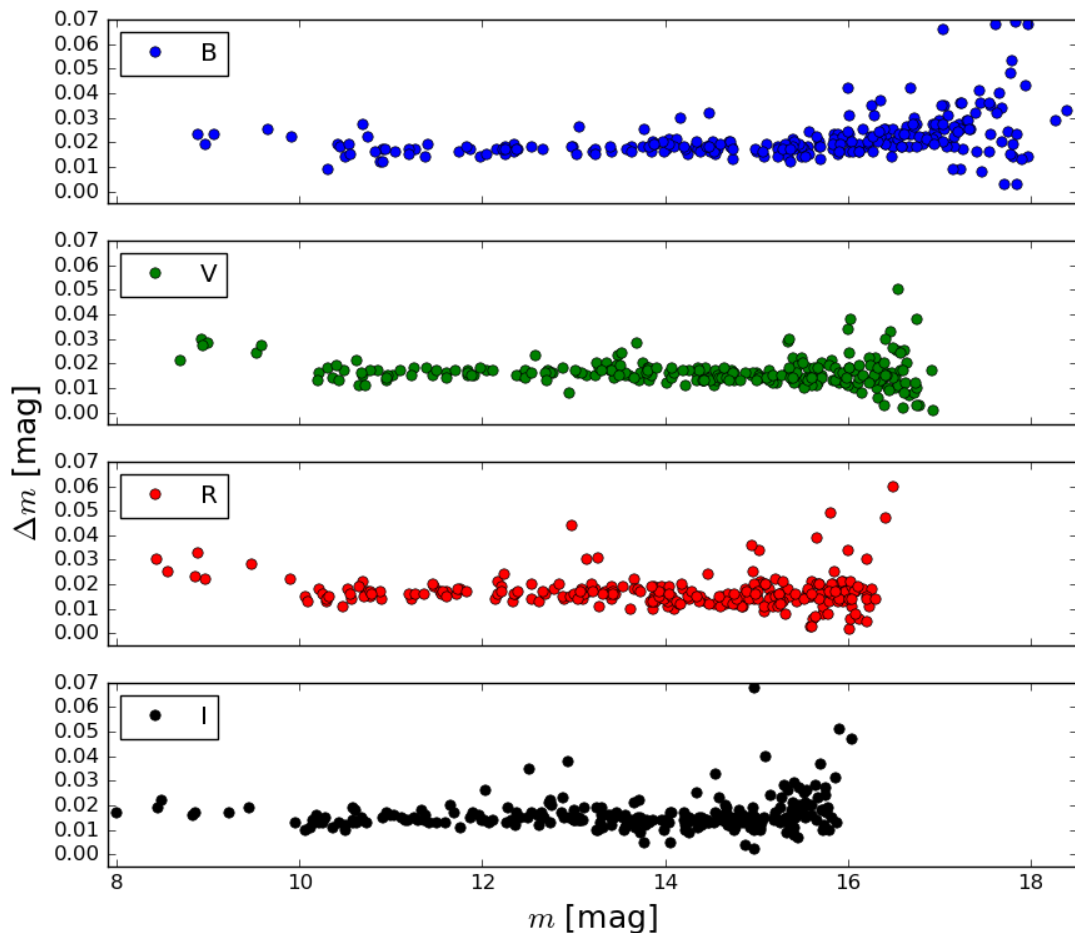
6.2.3 Přepočítání na absolutní fotometrii

Přepočítání naměřených instrumentálních jasností na absolutní jasnosti hvězd studované otevřené hvězdokupy byl proveden programem *HEC22*. Tento program vytvořil Petr Harnanec a Jiří Horn v programovacím jazyce *FORTRAN77*. Program je konstruovaný na zpracování výstupních dat z fotonásobiče v podobě tabulky, kde pro každou hvězdu je uvedeno její pořadové číslo, filtr, čas a naměřený fotonový tok za sekundu. Druhý nezbytný soubor je soupis pozic a jasností standardních a měřených hvězd.

Hlavní částí programu je výpočet parametrů atmosferické extinkce ze vstupních dat pro každý bod pozorování pomocí polynomu, který může být až do 5. řádu. Ze získaných extinkčních parametrů a jasností standardních hvězd jsou následně přepočteny instrumentální jasnosti měřených hvězd na absolutní pomocí vhodných transformací. Pro naše CCD měření byla využita bilineární transformace. Rovnice pro výpočet extinkčních parametrů a transformace spolu s podrobným popisem programu jsou uvedeny v manuálu [E25].

Prvním krokem přepočtu bylo vytvoření vstupních souborů, které obsahovaly data pouze pro primární a sekundární hvězdné standardy. Z těchto dat byla nalezena transformační matice, s jejíž pomocí byly přepočítány všechny naměřené body standardních hvězd. V dalším kroku byly odstraněny hrubé chyby měření, které pramenily převážně z pozorovacích podmínek (např.: mraky, vlhkost, východ slunce). Zbylé body byly proloženy přímkou a body ležící dále od této přímky než 3σ byly odstraněny. Celý proces se ještě jednou zopakoval pro získání větší přesnosti měření. První noc musela být rozdělena do dvou částí, z důvodu rozdělení pozorování studované hvězdokupy, kdy mezi tím byla pozorována hvězdokupa NGC 7142.

Získaná transformační matice pro příslušnou noc byla zafixována a s její pomocí byly přepočítány instrumentální jasnosti na absolutní pro každou hvězdu zvlášť. Výsledné hodnoty všech měření pro daný filtr a hvězdu byly proloženy konstantní přímkou. Po odstranění hrubých chyb měření a odlehlých bodů byla nalezena konečná absolutní jasnost pro každou hvězdu v daném filtru včetně její nejistoty. Získané hodnoty absolutní fotometrie pro každou hvězdu včetně jejich nejistot jsou uvedeny v tabulce v příloze 1. Hodnoty nejistot absolutních jasností hvězd pro každý filtr jsou znázorněny na obrázku 6.1.



Obrázek 6.1: Grafy závislosti nejistoty měření na jasnosti hvězd pro každý filtr

6.3 Barevný exces

Absolutní fotometrie je zatížena extinkcí na mezihvězdné látce, která způsobuje zeslabení naměřené jasnosti. Toto zeslabení je závislé na vlnové délce záření, a proto je úbytek záření v modré oblasti viditelného spektra větší než v červené. Proto se tomuto jevu říká zčervenání (ve své podstatě by se tento jev měl nazývat „odmodráním“). Míra mezihvězdné extinkce je pak vyjádřena barevným excesem $E(CI)$, který představuje rozdíl pozorovaného a skutečného barevného indexu hvězdy CI .

Existuje spousta metod, které dokáží tento jev eliminovat. Všechny jsou založeny právě na rozdílném projevu v různých oblastech spektra. Nejčastěji používaná metoda vyžaduje absolutní jasnosti hvězd ve filtru U , které bohužel nebyly naměřeny. Proto budou použity tři jiné nezávislé metody pro určení mezihvězdné extinkce studované hvězdokupy, jejichž cílem bude získat hodnotu barevného excesu $E(B - V)$.

6.3.1 Nalezení barevného excesu z naměřených dat $BVRI$

První metoda, kterou lze eliminovat barevný exces hvězd hvězdokupy, je založena na minimalizaci rozdílů naměřených barevných indexů $(B - V)$, $(V - R)$ a $(V - I)$. Pro nalezení relace mezi excesy daných barevných indexů byly použity hodnoty z tabulky 6.3, jež byla převzata z [47] na straně 84.

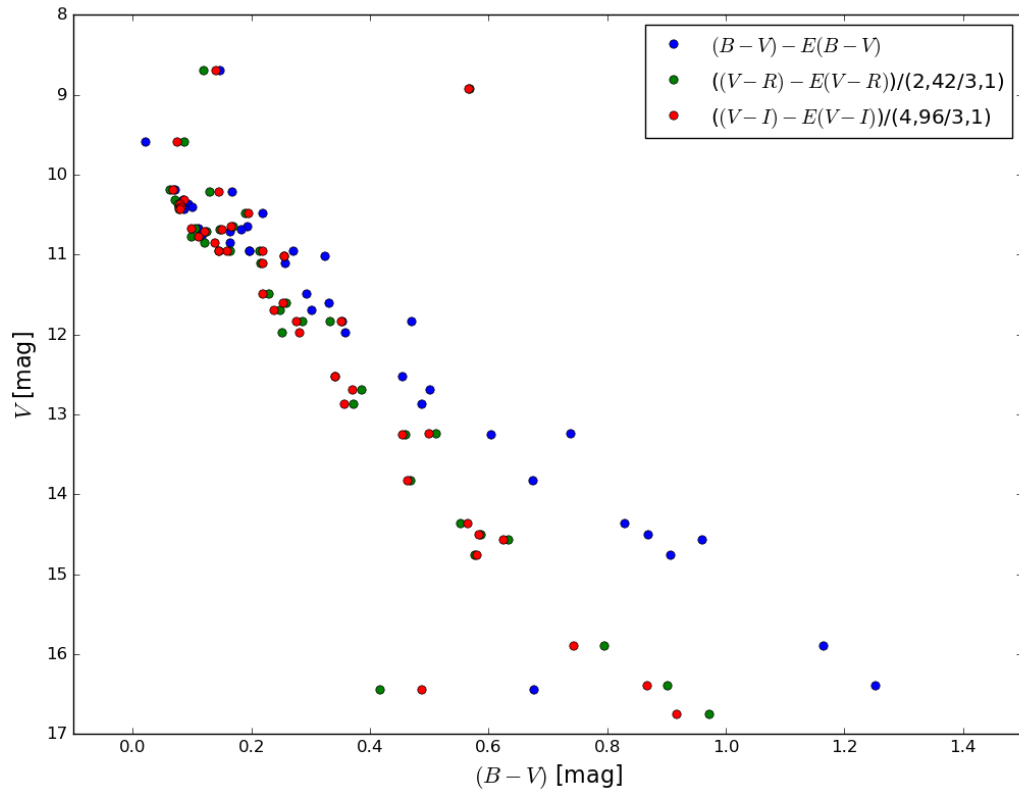
Tabulka 6.3: Hodnoty mezihvězdné extinkce pro Johnsonův-Cousinův fotometrický systém

Filtr	λ [μm]	$\frac{E(\lambda - V)}{E(B - V)}$ [mag]	$\frac{A_\lambda}{E(B - V)}$ [mag]
B	0,44	1,00	4,10
V	0,55	0,00	3,10
R	0,70	-0,78	2,32
I	0,90	-1,60	1,50

Pomocí tabulkových hodnot byla nalezena relace mezi mezihvězdnou extinkcí A_V a excesy pro dané barevné indexy:

$$A_V = 3,1E(B - V) = 2,42E(V - R) = 4,96E(V - I) . \quad (6.2)$$

Z relace 6.2 pro různé barevné excesy byl nalezen minimální rozdíl naměřených barevných indexů. Toto minimum bylo nalezeno metodou nejmenších čtverců, kde hledaný parametr byla mezihvězdná extinkce A_V . Pro tuto metodu byly použity hvězdy s pravděpodobností p_μ větší než 30 %. Nalezená hodnota mezihvězdné extinkce činí $A_V = 0,12 \pm 0,01$ mag. Z hodnoty mezihvězdné extinkce byla následně určena hodnota barevného excesu pro barevný index $(B - V)$, který činí $E(B - V) = 0,038 \pm 0,004$ mag. Pro ilustraci tohoto minimálního rozdílu byl sestaven barevný diagram pro pozorované barevné indexy, které byly opraveny o nalezené barevné excesy. Hodnoty barevných indexů byly navíc sjednoceny na barevný index $(B - V)$ podle parametrů relace. Výsledný diagram je na obrázku 6.2.



Obrázek 6.2: Barevný diagram opravených barevných indexů $BVRI$ o mezihvězdnou extinkci

6.3.2 Nalezení barevného excessu z převzatých dat JHK_s

Druhá metoda nalezení mezihvězdné extinkce bude principiálně totožná s první metodou, ale budou použita převzatá fotometrická data z přehlídky $2MASS$ [27]. Jasnosti hvězd jsou zde uvedeny v infračervených filtrech J , H a K_s , takže bude potřeba nalézt novou relaci mezi barevnými indexy. Pro tento účel byly převzaty následující vztahy pro poměry extinkcí v infračervených filtrech a filtru V z [48] a [49]:

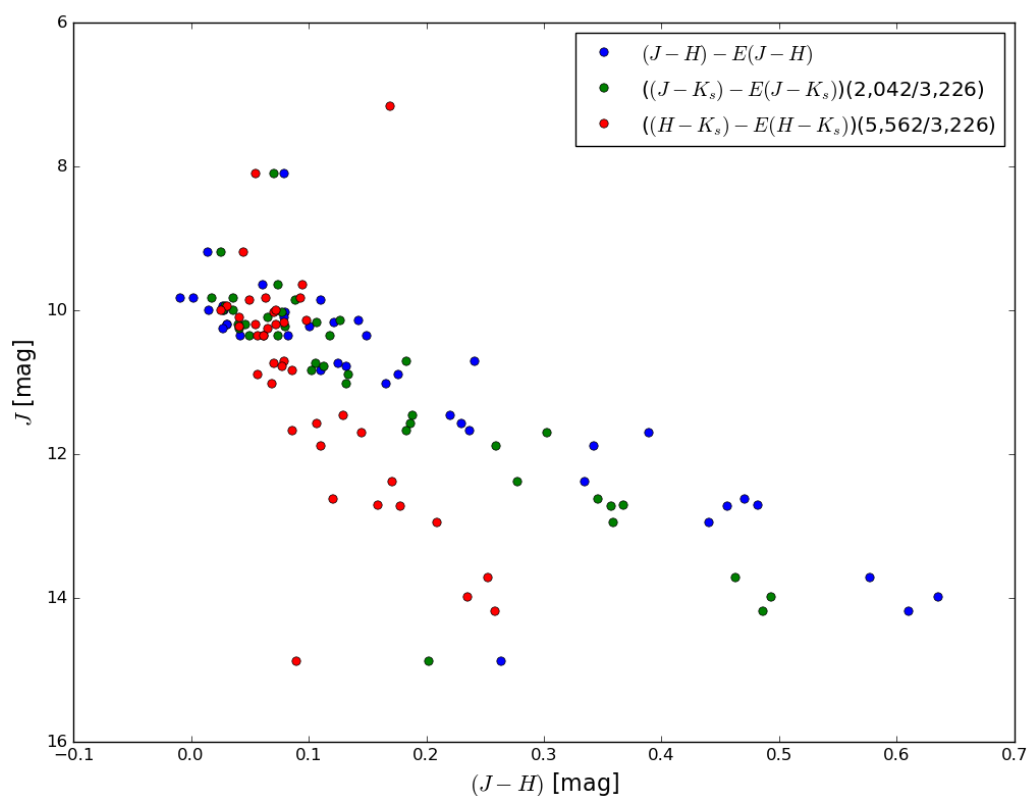
$$\frac{A_J}{A_V} = 0,276 \quad , \quad \frac{A_H}{A_V} = 0,176 \quad , \quad \frac{A_{K_s}}{A_V} = 0,118. \quad (6.3)$$

Z těchto vztahů byla nalezena relace mezi infračervenými barevnými excesy a $E(B-V)$:

$$E(B-V) = 3,226E(J-H) = 2,042E(J-K_s) = 5,562E(H-K_s), \quad (6.4)$$

se kterou je možné opět nalézt minimální rozdíly mezi infračervenými barevnými indexy hvězd.

Pro nalezení minima byly opět oužity hvězdy s $p_\mu > 30\%$ a metoda nejmenších čtverců. Získaná hodnota barevného excessu činí $E(B-V) = 0,035 \pm 0,009$ mag. Infračervené barevné indexy byly opraveny o nalezené barevné excesy, sjednoceny na barevný index $(J-H)$ podle relace a vyneseny do barevného diagramu na obrázku 6.3.



Obrázek 6.3: Barevný diagram odčervenělé barevných indexů JHK_s o mezihvězdnou extinkci

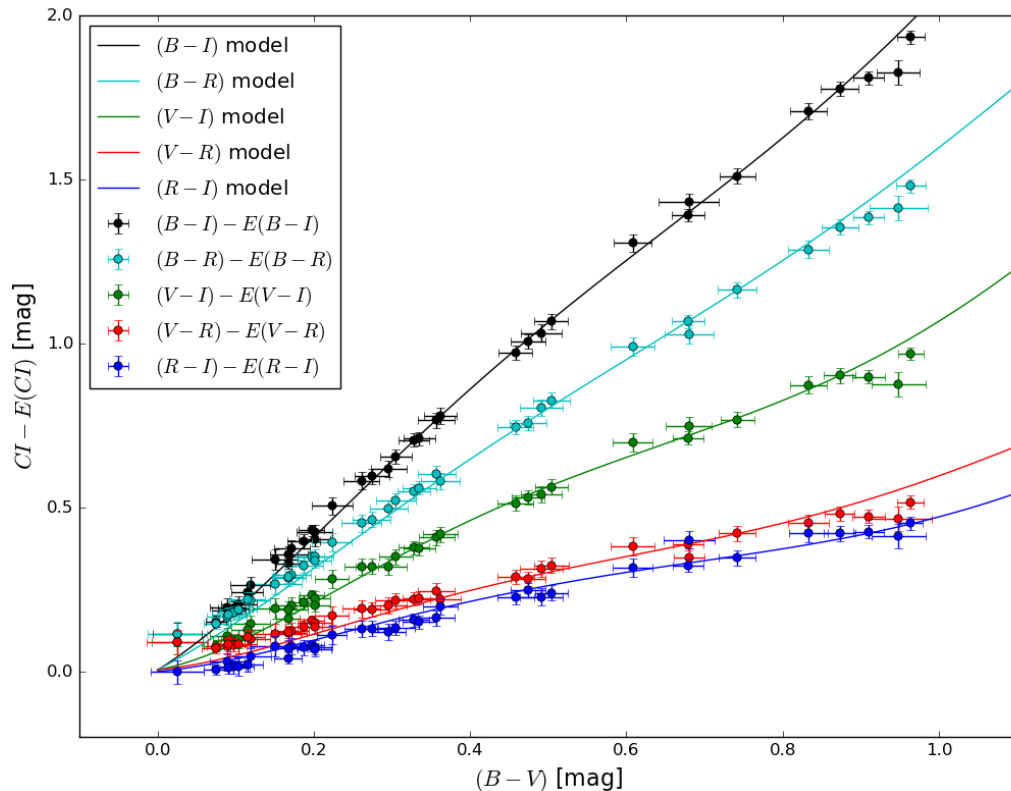
6.3.3 Nalezení barevného excesu pomocí naměřených dat a izochron

Poslední metoda, která byla použita pro určení barevného excesu a tím i mezihvězdné extinkce, využívá klasický barevně barevný diagram na jehož vodorovnou i svislou osu je vynášen různý barevný index hvězdy. Její postup spočívá v eliminaci zčervenání naměřených dat a následné porovnání s teoretickou hodnotou barevného indexu z izochron. Výsledná hodnota barevného excesu je nalezena ve chvíli, kdy je rozdíl naměřených a teoretických barevných indexů minimální.

Jako zdroj použitých izochron byl vybrán generátor vývojových křivek *PARSEC*¹ [50]. Z tohoto zdroje byla vygenerovaná série křivek pro známou metalicitu s různým stářím. Jelikož je stáří hvězdokupy přibližně známo z předchozích studií, byly použito celkem pět izochron se stářím $\log t$ od 8,65 do 8,85 let. Každá z nich je reprezentována posloupností bodů, které představují vývojovou linii hvězd s různou hmotností a navzájem se v barevných indexech od sebe téměř neliší. Tuto posloupnost bohužel nelze celou popsat prostou funkcí, protože obsahuje mnoho smyček, kde by nebyla funkce jednoznačná. Proto byla izochrona omezena pouze na část, kde je hlavní posloupnost, která se v prvním přiblížení podobá přímce. Tento úsek bodů byl popsán polynomem 5. řádu. Výsledná křivka s nalezenými parametry polynomu úzce kopíruje průběh bodů izochrony. Tato funkce byla získána ještě v inverzní variantě, aby bylo možné dopočítat teoretickou polohu hvězdy na diagramu.

¹Zkratka z anglického názvu *PA*dova and *tR*ieste *St*ellar *E*volution *C*ode.

Pro získání barevného excusu byly použity všechny dostupné naměřené a teoretické barevné indexy $(B - V)$, $(B - R)$, $(B - I)$, $(V - R)$, $(V - I)$ a $(R - I)$, pro které byly stanoveny barevné excusy vůči $E(B - V)$ z tabulky 6.3. Hledané minimum pro všechny barevné indexy bylo určeno pomocí metody nejmenších čtverců a použité hvězdy měly opět pravděpodobnost p_μ větší než 30 %. Výsledný barevný excus činí $E(B - V) = 0,035 \pm 0,001$ mag. Opravené barevné indexy včetně teoretických vývojových křivek hlavní posloupnosti jsou vyneseny do diagramu na obrázku 6.4.



Obrázek 6.4: Barevný diagram opravených barevných indexů o mezihvězdnou extinkci s příslušnými izochronami

Pokud však pro tuto metodu použijeme všechny dostupné hvězdy, tedy i ty jejichž $p_\mu = 0$ %, získáme hodnotu barevného excusu $E(B - V) = 0,065$ mag, která plně souhlasí s předchozími studiemi. Nalezená hodnota barevného excusu tedy činí $0,036 \pm 0,001$ mag a byla nalezena třemi různými metodami.

6.4 Barevný diagram

6.4.1 Popis diagramu a použitých vývojových modelů

Barevný diagram je nejdůležitějším nástrojem pro studium otevřených hvězdokup, kde se na vodorovnou osu obecně vynáší libovolný pozorovaný barevný index a na svislou osu pozorovaná jasnost v libovolném filtru. Oproti klasickému H–R diagramu, který má jasné dané veličiny obou os, je zde možnost mnoha variant.

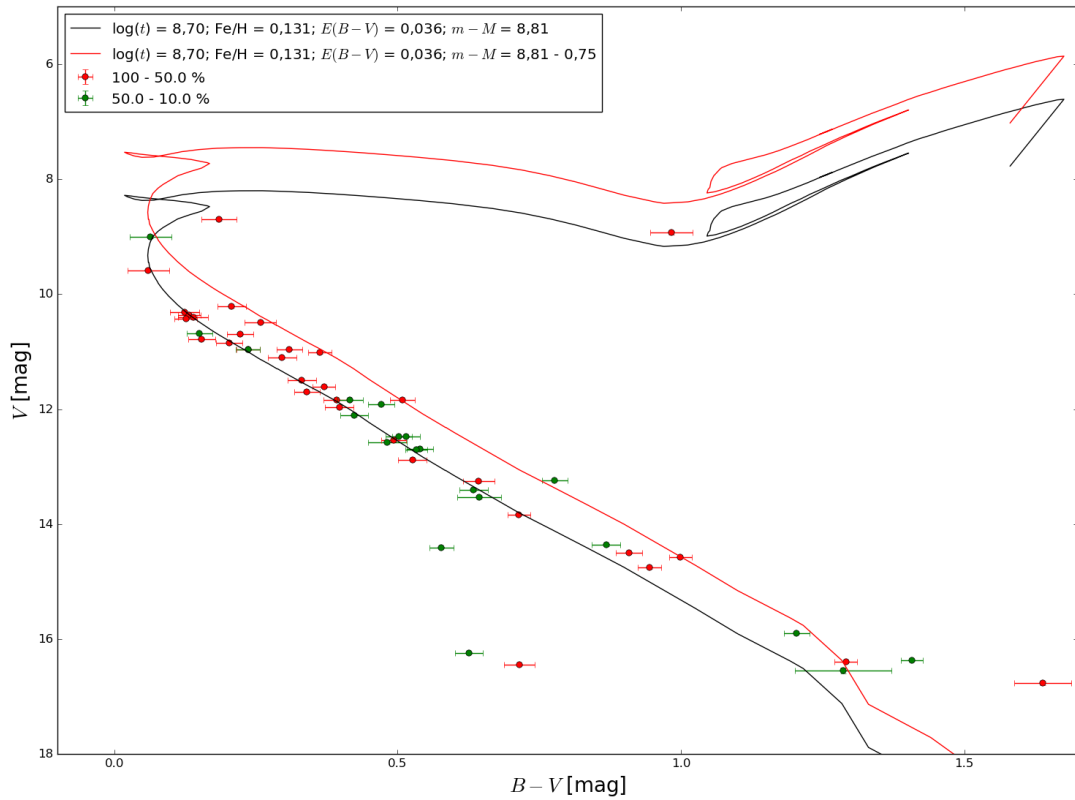
Síť vývojových modelů, kterými budou prokládána naměřená data, byla vygenerována ze zdroje vývojových modelů *PARSEC* [50]. Tyto vývojové modely nebudou hned kopírovat naměřená data, protože byly vygenerovány pro absolutní hvězdné velikosti bez vlivu mezihvězdné extinkce. Navíc je tvar izochron určen stářím hvězd a jejich metalicitou. Z výše uvedeného tedy plyne, že existují čtyři stupně volnosti, kterými lze měnit polohu a tvar izochrony.

Pro usnadnění prokládání dat vývojovými modely můžeme zafixovat dva zmíněné stupně volnosti. První stupeň volnosti, který ovlivňuje tvar izochrony je metalicita. Ta byla stanovena spektroskopickou studií hvězd hvězdokupy na $Z = 0,019$. Druhý parametr, který ovlivňuje posun ve vodorovné ose diagramu je barevný exces, který byl stanoven z fotometrických dat na $E(B - V) = 0,035$. Další dva parametry, které ovlivňují svislý posun a tvar izochrony jsou věk a vzdálenost hvězdokupy. Svislý posun udává modul vzdálenosti, který je dán vztahem 1.24. Ten je třeba ještě opravit o mezihvězdnou extinkci podle vztahu 1.29. Tyto neznámé parametry bude třeba nalézt jejich postupnými změnami a následnou vizuální kontrolou podobnosti dat a vývojového modelu na barevném diagramu.

6.4.2 Barevný diagram a nalezené parametry hvězdokupy

Pro barevný diagram bylo zvoleno klasické obsazení os, tedy V na $(B - V)$. Do diagramu byly vyneseny naměřené hodnoty z absolutní fotometrie hvězd hvězdokupy. Tyto hvězdy byly rozděleny do dvou skupin podle pravděpodobností příslušnosti z vlastních pohybů p_μ k hvězdokupě. První skupinu hvězd, které jsou označeny červenou barvou, tvoří hvězdy s p_μ vyšší než 50 %. Druhou skupinu hvězd, které jsou označeny zelenou barvou, tvoří hvězdy s nízkou, avšak nenulovou pravděpodobností příslušnosti, tedy s rozsahem p_μ 10 – 50 %. Téměř všechny hvězdy z obou skupin se na barevném diagramu úzce seskupují podél linie, která představuje hlavní posloupnost hvězdokupy. Pokud by se do barevného diagramu vynesly veškeré naměřené hvězdy, vznikl by rozlehlý shluk hvězd kolem hlavní posloupnosti, který by ztížil nalezení nejlepší polohy izochrony.

Ideální poloha izochrony byla nalezena postupnými změnami svislého posunu tak, aby kopírovala spodní okraj hlavní posloupnosti. Ideální tvar izochrony byl nalezen postupnými změnami stáří tak, aby vystihla co nejlépe bod obratu a polohu hvězd mimo hlavní posloupnost. Nad základní izochronou pro samostatné hvězdy se nachází druhá izochrona posunutá o $-0,75$ mag v ose y (jasnost V). Tato izochrona představuje vývojovou linii pro dvojhvězdy. Z výsledného tvaru izochrony, která kopíruje body naměřených fotometrických dat vyplývá, že stáří hvězdokupy je přibližně 500 milionů let ($\log t = 8,7$ let). Z nalezeného modulu vzdálenosti $m_V - M_V = 8,81$ mag a vztahu 1.24 byla stanovena vzdálenost hvězdokupy na $d = 550$ pc (1 795 ly). Výsledný barevný diagram spolu s vývojovými modely je na obrázku 6.5.



Obrázek 6.5: Barevný diagram pro naměřená data absolutní fotometrie s vývojovými modely

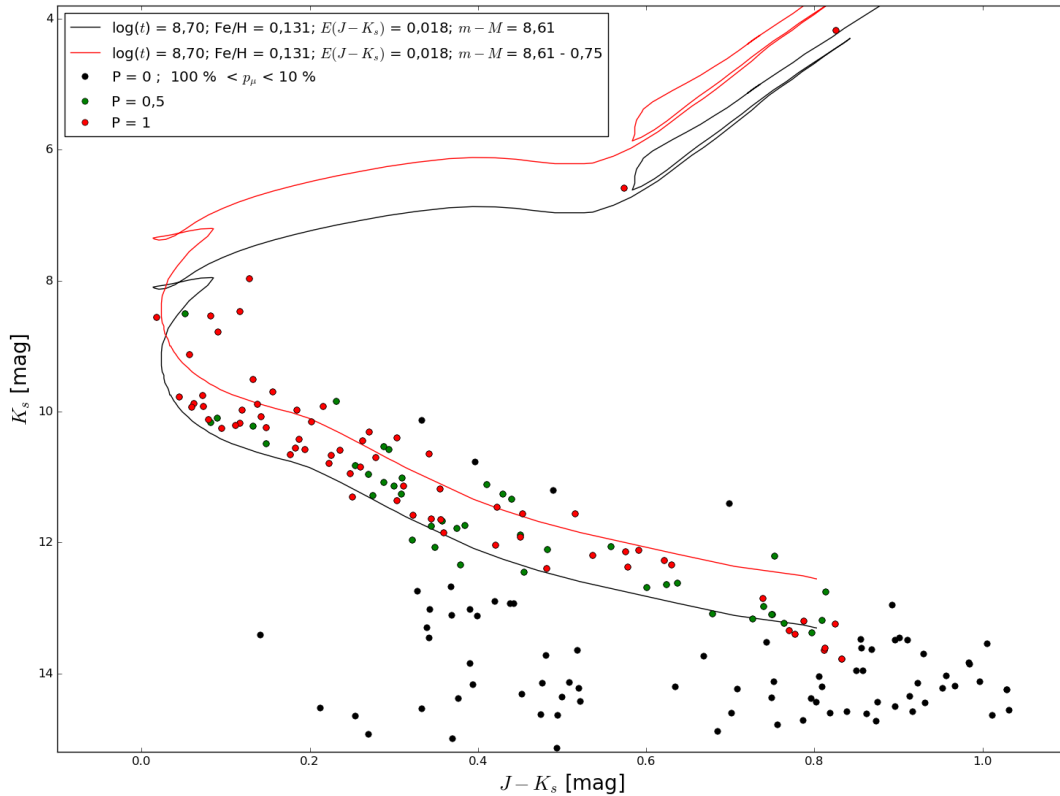
6.4.3 Praviděpodobnostní příslušnost hvězd z barevného diagramu

Vlastní měření fotometrických dat bohužel nepokrývá celou oblast hvězdokupy. Pro nezanedbatelnou část hvězd, pro které byla stanovena vysoká pravděpodobnost příslušnosti p_μ z vlastního pohybu, proto chybí fotometrická data. Bude tedy nutné použít jiný zdroj fotometrických dat pro závěrečné určení příslušnosti hvězd k hvězdokupě. Pro tento účel byla převzata fotometrická data ve filtrech *JHK* z infračervené přehlídky 2MASS [27] pro hvězdy s $p_\mu > 10\%$. Tato data byla vynesena do barevného diagramu, kde se na svislou osu vynášší hvězdná velikost ve filtru K_s a na vodorovnou osu barevný index ($J - K_s$).

Do barevného diagramu byly vyneseny vývojové modely s totožným věkem, metalicitou a korekcí o známou mezihvězdnou extinkci podle vztahů 6.3 a 6.4. Modul vzdálenosti byl zde stanoven na $m_{K_s} - M_{K_s} = 8,61$ mag. Hodnota vzdálenosti hvězdokupy podle tohoto barevného diagramu pak činí $d = 525$ pc (1712 ly).

Z poloh hvězd na diagramu, pravděpodobnostní příslušnosti p_μ a vývojového modelu byla určena konečná příslušnost hvězd k hvězdokupě. Pokud byla hvězda vzdálená od jednoho z vývojových modelů méně než 0,07 mag a p_μ byla větší než 50 %, byla určena za člena hvězdokupy s $P = 1$. Pokud byla vzdálenost hvězdy od vývojových modelů menší než 0,05 mag a p_μ byla v rozsahu 10 – 50 %, byla určena za potenciálního člena hvězdokupy s $P = 0,5$. Hvězdy, které byly příliš vzdálené od vývojových modelů, nebo jejich pravděpodobnostní příslušnost byla menší než 10 %, nebyly určeny za členy hvězdokupy

($P = 0$). Při výpočtu vzdálenosti hvězd a modelů na diagramu byla souřadnice y (K_s) podělena číslem 10 kvůli odlišnému měřítku os. Studovanou hvězdokupu pak tvoří 69 skutečných a 42 potenciálních členů. Tyto hvězdy spolu s vývojovými modely jsou na obrázku 6.6. Hodnoty parametru příslušnosti P jsou pak uvedeny pro každou hvězdu v tabulce v příloze 1.



Obrázek 6.6: Barevný diagram pro data z přehlídky 2MASS se členy hvězdokupy a vývojovými modely

6.4.4 Proměnné hvězdy

Z barevného diagramu také vyplývá, že studovaná hvězdokupa obsahuje nezanedbatelné množství dvojhvězd, které by mohli být zákrytovými proměnnými. Dále obsahuje několik hvězd v pokročilé vývojové fázi, které by se mohly vyskytovat v pásu nestability. Tyto hvězdy pak mění svou jasnost vlivem pulzací. Spektroskopickou studií byla nalezena chemicky pekulární hvězda, u kterých se dá sledovat spektroskopická i fotometrická proměnnost.

V diplomové práci byl kladen primární cíl na určení základních parametrů hvězdokupy pomocí astrometrické, spektroskopické a fotometrické studie. Určení proměnnosti hvězd hvězdokupy diferenciální fotometrií tedy nebylo hlavním cílem, a proto nebylo provedeno. Výše uvedené argumenty nevylučují výskyt proměnných hvězd v poli hvězdokupy, které by mohly být předmětem dalšího studia hvězdokupy.

Kapitola 7

Shrnutí a diskuze výsledků

V astrometrické studii byl proveden rozbor převzatých vlastních pohybů hvězd ve hvězdném poli studované hvězdokupy. Pomocí metody superpozice Gaussových ploch byl sestaven prostorový diagram vlastních pohybů hvězd. Z nalezených parametrů modelu, který popisuje prostorový diagram vlastních pohybů, byl stanoven vlastní pohyb studované hvězdokupy na $\cos \delta \mu_\alpha \doteq -3,452$ mas/rok a $\mu_\delta \doteq -7,793$ mas/rok. Tyto hodnoty jsou v souladu s předchozími studiemi, avšak je mírně odlišná hodnota pro pohyb v deklinaci od současné udávané hodnoty vlastního pohybu hvězdokupy ($\cos \delta \mu_\alpha = -4,13 \pm 0,18$ a $\mu_\delta = -7,74 \pm 0,25$ mas/rok (Kharchenko, 2005; [29])). Ze stejných parametrů modelu byly určeny pravděpodobnosti příslušnosti hvězd k hvězdokupě, které byly využity v následujících metodách.

Statickou astrometrií byly určeny morfologické vlastnosti hvězdokupy. Na klasickém radiálním diagramu plošné hustoty hvězd byl stanoven poloměr centra studované hvězdokupy na $r_c = 0,112^\circ$. Celkový poloměr hvězdokupy nebyl přesně určen, jelikož se hvězdy s nezanedbatelnou pravděpodobností příslušnosti nacházely na okraji vybrané oblasti o poloměru $0,5^\circ$. Celková velikost hvězdokupy bude pravděpodobně ještě větší. Z parametrů modelu, který popisuje sestavený diagram plošné hustoty hvězdokupy, byly stanoveny souřadnice skutečného středu hvězdokupy na $\alpha = 6^h 48^m 18,1(9)^s$, $\delta = 41^\circ 05' 18,(6)''$. Tato poloha se jen mírně liší od katalogové polohy (tabulka 3.1), která byla pravděpodobně v minulosti intuitivně umístěna do středu „hvězdného kříže“ uprostřed hvězdokupy. Byl zaveden i efektivní poloměr hvězdokupy, který udává plochu s maximální plošnou hustotou hvězdokupy. Jeho hodnota byla stanovena na $r_{\text{eff}} = 0,198^\circ$.

Spektroskopickou metodou byly studovány dvě hvězdy, které mají velkou pravděpodobnost příslušnosti k hvězdokupě. Naměřená spektra byla porovnávána se syntetickými spektry, jejichž parametry stanovily metalicitu hvězdy. Vzájemný vodorovný posuv pak udával radiální rychlost hvězd vůči Slunci. U jedné hvězdy byl stanoven velmi vysoký obsah železa, který naznačuje, že se jedná o chemicky pekuliární hvězdu neznámého typu ($[\text{Fe}/\text{H}] = 1,30 \pm 0,05$; $Z = 0,28 \pm 0,03$). Metalicita hvězdokupy musela tedy být stanovena pouze podle jediné hvězdy, která činí $Z = 0,019 \pm 0,001$. Související podíl železa a vodíku, který činí $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,13 \pm 0,03$ je plně v souladu s hodnotou ze zdroje [51]. Radiální rychlost obou hvězd byla téměř identická, proto jejich průměrná radiální rychlost udává celkovou radiální rychlost hvězdokupy $v_r = -17 \pm 1$ km/s. Hodnota získané radiální rychlosti je úplně opačná oproti současné hodnotě $v_r = 21,0$ km/s (Kharchenko, 2005; [29]), která byla ale získána proměřením pouze jediné hvězdy z pole hvězdokupy.

Fotometrickou studií byly získány absolutní jasnosti hvězd, které se nacházely v zorném poli použitého teleskopu. Naměřené jasnosti hvězd jsou ve velmi dobré shodě s historickými hodnotami z fotometru (Yoshizawa, 1978; [20]). Z fotometrických dat ve filtrech B , V , R a I byla nalezena hodnota mezihvězdné extinkce a tím i hodnota excesu barevného indexu $E(B - V)$ třemi různými metodami. Následně byl sestaven klasický barevný diagram, do kterého byly vyneseny hvězdy s nenulovou pravděpodobností příslušnosti k hvězdokupě podle jejich vlastních pohybů. S použitím hodnoty barevného excesu a metalicity hvězdokupy byl nalezen ideální vývojový model pro studovanou hvězdokupu a tím i stáří t a vzdálenost hvězdokupy d . Z parametrů vývojového modelu a převzatých fotometrických dat byl nalezen celkový počet hvězd hvězdokupy N . Výše zmíněné parametry jsou uvedeny v tabulce 7.1, kde jsou pro porovnání uvedeny hodnoty z předchozích studií hvězdokupy.

Tabulka 7.1: Srovnání parametrů otevřené hvězdokupy NGC 2281

Autor studie	d [pc]	$\log t$ [roky]	$m - M$ [mag]	$E(B - V)$ [mag]	N
Trumpler (1930), [14]	780	–	9,00	0,15	–
Cuffey (1938), [16]	780	–	9,47	0,0	100
Vasilevski+ (1959), [17]	–	–	–	–	56
Pesch (1961), [18]	500	8,80	8,50	0,02	–
Alcaino (1966), [19]	480	8,74	8,40	0,1	–
Yoshizawa (1977), [20]	457	–	8,30	0,07	61
Patenaude (1978), [21]	–	8,45	–	–	–
Glaspey (1987), [22]	535	–	8,30	0,11	–
Kharchenko (2005), [29]	558	8,70	8,92	0,06	28
Velčovský (2016)	550	8,70	8,81	0,036	69(+42)

Nalezené stáří je tedy v souladu s předchozími studiemi. Modul vzdálenosti a tím i vzdálenost hvězdokupy byla určena ještě podle převzatých fotometrických dat z infračervené přehlídky 2MASS [27]. Hodnota takto nalezené vzdálenosti je $d = 525$ pc ($m - M = 8,61$ mag). Vzniklá nejistota určení vzdálenosti pak činí $\Delta d = 25$ pc (5 %). Získaný barevný exces je ale téměř poloviční oproti ostatním hodnotám, protože byl stanoven pouze pro pravděpodobné členy hvězdokupy. Počet členů hvězdokupy naznačuje, že se jedná o početnější hvězdokupu, než bylo původně předpokládáno. Podle Trumplerova systému by měla být klasifikace hvězdokupy přehodnocena na $I3m$.

Ze známé vzdálenosti hvězdokupy byl určen průměr jádra hvězdokupy na 7 ly a efektivní průměr hvězdokupy na 12,4 ly. Celkový průměr hvězdokupy je větší než 30 ly. Pomocí známých vlastních pohybů a vzdálenosti byly určeny absolutní vlastní pohyby $\cos \delta \mu_\alpha = -9,0 \pm 0,4$ km/s a $\mu_\delta = -20,3 \pm 0,9$ km/s. Tečná rychlost hvězdokupy pak činí $v_t = 22 \pm 1$ km/s. Z tečného a radiálního pohybu byla určena podle vztahu 1.16 absolutní velikost rychlosti hvězdokupy prostorem $v = 28 \pm 1$ km/s.

Závěr

Pro komplexní studii otevřené hvězdokupy NGC 2281 byly použity astrometrické, spektroskopické a fotometrické metody. Pro astrometrickou studii byla použita data ze šesti katalogů, jejichž hodnoty byly následně zkombinovány. Pomocí takto získaných dat byl proveden dynamický rozbor hvězd hvězdokupy, který stanovil celkový vlastní pohyb hvězdokupy a pravděpodobnostní příslušnost hvězd k hvězdokupě. Z poloh hvězd a jejich pravděpodobnostních příslušností byl proveden morfologický rozbor hvězdokupy, který stanovil skutečný střed hvězdokupy, poloměr jádra a efektivní poloměr. Celkový poloměr nebyl stanoven z důvodu studia menšího hvězdného pole hvězdokupy.

Spektroskopickou metodou byla studována naměřená spektra dvou hvězd, které mají vysokou pravděpodobnost příslušnosti k hvězdokupě podle vlastních pohybů. Spektra obou hvězd měla téměř identický posun vlnových délek vůči syntetickým spektrům. Obě hvězdy tedy vykazují téměř stejný radiální pohyb, který byl proto přisouzen celkovému radiálnímu pohybu studované hvězdokupy. Porovnáním naměřených a syntetických spekter byla nalezena metalicita hvězd. Metalicita první hvězdy byla nepatrně vyšší než u Slunce, zatímco spektrum druhé hvězdy obsahovalo značný podíl těžších prvků, který je charakteristický pro chemicky pekuliární hvězdy. Proto byla metalicita studované hvězdokupy stanovena podle první hvězdy.

Fotometrickou metodou byly studovány naměřené absolutní jasnosti hvězd z hvězdného pole hvězdokupy. Pomocí naměřených jasností, získané metalicity ze spektroskopické studie a pravděpodobností příslušnosti hvězd z dynamické astrometrie bylo určeno mezihvězdné zčervenání, vzdálenost a věk hvězdokupy. Z převzatých fotometrických dat a pravděpodobností příslušnosti hvězd z dynamické astrometrie byla určena celková příslušnost hvězd ke studované hvězdokupě a tím i počet hvězdných členů hvězdokupy.

Získané výsledky byly porovnány s hodnotami z předchozích studií. Většina naměřených hodnot byla v souladu se staršími studiemi, některé se však odlišovaly. To je způsobeno individuálním přístupem a provázáním výše zmíněných metod, které tím pádem poskytují přesnější výsledky. Dalším důvodem, proč se některé hodnoty odlišovaly od posledních studií, je automatická aplikace obecného modelu na značné množství otevřených hvězdokup.

Komplexní studie otevřených hvězdokup nabízí určení mnoha klasicky určovaných parametrů s velmi dobrou přesností. Použité netradiční postupy pak umožňují nalezení dalších parametrů, které přispívají k pochopení studovaného objektu. Nevýhodou komplexní studie je její náročnost na rozsáhlost kvalitních dat různých druhů a nutný individuální přístup.

Příloha 1

Tabulka naměřených a získaných dat

Následující tabulka obsahuje naměřené hodnoty absolutní fotometrie pro fotometrický systém *BVRI*, kde n je počet měření dané hvězdy. Dále obsahuje získané vlastní pohyby hvězd $\cos \delta \mu_\alpha$ a μ_δ , včetně jejich nejistot. Pravděpodobnostní příslušnost hvězdy k hvězdokupě podle vlastních pohybů je uvedena ve sloupci p_μ . Poslední sloupec obsahuje konečnou příslušnost hvězdy k hvězdokupě P .

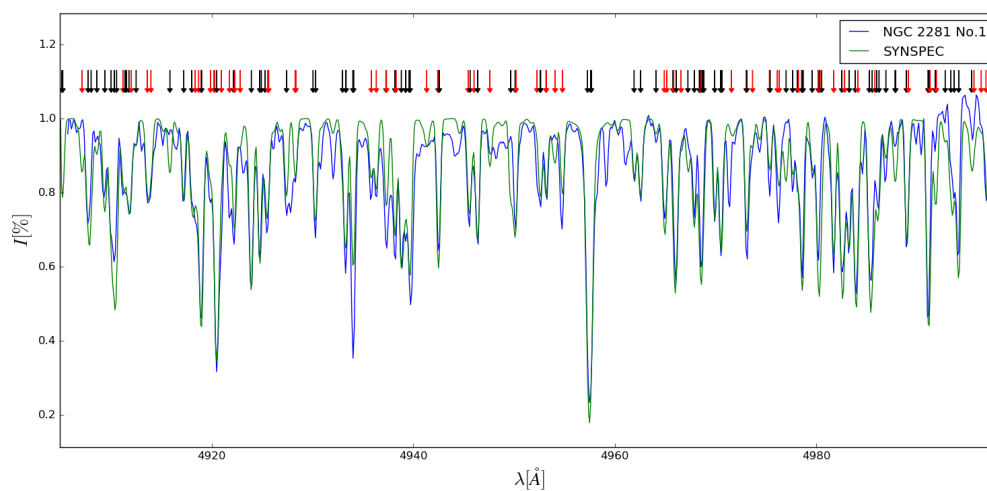
α			δ			B	ΔB	V	ΔV	R	ΔR	I	ΔI	n	μ_α	$\Delta \mu_\alpha$	μ_δ	$\Delta \mu_\delta$	p_μ	P
h	m	s	°	'	''	[mag]									cos δ · [mas/rok]		[mas/rok]	%		
06	48	15,90	+41	04	22,2	9,916	0,022	8,933	0,030	8,441	0,030	8,001	0,017	19	-2,8	0,3	-7,2	0,3	58,9	1
06	48	27,97	+41	04	50,7	10,691	0,027	9,532	0,024	8,966	0,022	8,492	0,022	17	-7,3	0,6	-19,5	0,3	0,0	0
06	47	45,53	+41	13	10,6	12,155	0,017	10,626	0,021	9,897	0,022	9,226	0,017	43	-5,2	0,9	-1,0	0,4	0,0	0
06	48	40,84	+41	03	59,3	8,884	0,023	8,699	0,021	8,556	0,025	8,451	0,019	15	-2,7	0,3	-7,2	0,2	53,6	1
06	48	15,90	+41	05	44,8	12,668	0,017	11,385	0,018	10,725	0,016	10,115	0,011	51	8,3	1,7	-21,6	0,4	0,0	0
06	48	22,11	+40	57	45,0	9,062	0,023	8,998	0,028	8,882	0,033	8,839	0,016	18	-2,0	0,2	-8,2	0,2	21,7	0,5
06	48	08,55	+41	14	05,9	12,353	0,019	11,253	0,018	10,690	0,021	10,193	0,016	50	1,3	0,3	1,8	0,9	0,0	0
06	48	20,84	+41	05	02,8	8,967	0,019	8,937	0,027	8,859	0,023	8,860	0,017	16	-3,6	1,5	-10,4	3,5	2,6	0
06	47	45,40	+40	56	09,9	13,866	0,020	12,413	0,015	11,719	0,016	11,040	0,016	46	-0,6	0,2	-3,3	0,3	0,0	0
06	48	17,35	+41	04	58,7	9,651	0,025	9,591	0,027	9,474	0,028	9,447	0,019	21	-3,4	0,2	-8,2	0,2	93,0	1
06	49	01,93	+41	07	09,9	13,208	0,016	12,051	0,017	11,475	0,019	10,948	0,017	51	-2,8	0,3	-3,1	0,7	0,0	0
06	48	14,16	+40	56	09,3	13,633	0,018	12,370	0,015	11,760	0,018	11,159	0,014	50	-4,0	0,4	0,1	0,4	0,0	0
06	48	18,88	+41	04	25,6	10,423	0,019	10,216	0,016	10,065	0,015	9,958	0,013	49	-3,1	0,2	-7,4	0,1	85,7	1
06	48	21,37	+41	05	08,4	10,747	0,022	10,489	0,017	10,292	0,013	10,152	0,014	49	-2,9	0,3	-7,5	0,5	78,3	1
06	47	51,20	+40	58	35,7	10,441	0,018	10,317	0,018	10,212	0,018	10,154	0,013	53	-3,1	0,5	-8,2	0,1	83,7	1
06	48	37,54	+41	06	21,0	10,307	0,009	10,197	0,013	10,098	0,013	10,063	0,010	35	-3,9	0,3	-7,9	0,1	84,9	1
06	48	26,66	+41	01	28,0	11,746	0,016	11,232	0,015	10,897	0,014	10,632	0,013	50	1,7	0,3	-43,1	0,2	0,0	0
06	47	58,86	+41	10	37,6	10,500	0,014	10,368	0,014	10,259	0,016	10,216	0,013	47	-3,3	0,7	-7,4	0,3	92,2	1
06	48	07,27	+41	04	38,4	10,886	0,012	10,654	0,011	10,473	0,011	10,365	0,011	39	-4,0	0,2	-8,6	0,1	58,4	1
06	48	35,45	+41	05	26,4	10,545	0,019	10,406	0,019	10,295	0,014	10,251	0,013	52	-4,0	0,3	-8,5	0,4	60,3	1
06	47	53,99	+41	09	12,0	10,557	0,015	10,431	0,013	10,321	0,015	10,280	0,015	50	-3,3	0,4	-8,2	0,3	89,7	1
06	48	10,50	+40	59	10,0	11,381	0,014	11,018	0,015	10,770	0,015	10,585	0,013	51	-4,2	0,3	-7,9	0,1	66,5	1
06	48	16,89	+41	07	49,4	10,917	0,017	10,695	0,015	10,531	0,018	10,429	0,013	52	-3,9	0,4	-7,5	0,1	81,7	1
06	48	14,71	+41	10	42,2	11,270	0,017	10,961	0,015	10,745	0,017	10,585	0,014	53	-4,2	0,5	-8,1	0,1	68,6	1
06	48	25,61	+41	00	39,5	12,257	0,018	11,611	0,016	11,230	0,014	10,917	0,015	51	-9,7	0,5	-7,8	0,3	0,0	0
06	49	02,79	+41	12	46,5	13,777	0,025	12,713	0,017	12,169	0,021	11,654	0,020	49	-3,9	0,5	-1,0	0,3	0,0	0
06	48	55,25	+40	56	06,2	14,246	0,015	12,947	0,008	12,330	0,013	11,764	0,011	14	-1,6	0,4	1,2	0,2	0,0	0
06	48	45,83	+40	56	44,9	11,055	0,016	10,852	0,017	10,708	0,015	10,607	0,018	47	-3,7	0,2	-8,5	0,2	74,8	1
06	48	32,70	+41	06	30,8	10,919	0,012	10,717	0,011	10,570	0,014	10,500	0,010	36	-3,6	0,2	-9,2	0,2	34,6	0,5
06	49	04,50	+41	00	06,9	10,934	0,017	10,780	0,017	10,654	0,019	10,579	0,019	49	-3,2	0,3	-8,1	0,1	89,7	1
06	48	48,52	+41	11	28,1	13,850	0,016	12,770	0,016	12,209	0,019	11,697	0,017	49	-2,0	0,2	-0,1	0,1	0,0	0
06	48	14,55	+41	06	45,1	11,403	0,019	11,107	0,017	10,889	0,017	10,731	0,013	51	-3,7	0,5	-7,7	0,3	95,0	1
06	48	20,50	+41	04	21,2	10,833	0,016	10,683	0,016	10,551	0,016	10,500	0,012	51	-2,4	0,4	-7,8	0,1	43,6	0,5
06	48	40,17	+41	07	20,5	11,195	0,017	10,959	0,013	10,782	0,017	10,680	0,015	53	-2,5	0,3	-8,7	0,3	35,8	0,5
06	47	58,73	+41	08	45,0	11,194	0,015	10,958	0,014	10,795	0,016	10,700	0,014	52	-2,7	0,2	-8,5	0,3	51,7	1
06	48	55,36	+41	03	49,3	11,874	0,017	11,465	0,015	11,199	0,016	10,993	0,016	51	-2,0	0,2	-4,2	0,2	0,0	0
06	47	57,80	+41	01	23,7	14,334	0,018	13,143	0,015	12,544	0,014	11,996	0,014	52	0,0	0,3	-0,7	0,2	0,0	0
06	48	00,22	+40	57	01,9	12,354	0,016	11,845	0,015	11,536	0,017	11,259	0,015	50	-3,9	0,4	-7,7	0,3	87,6	1
06	48	43,86	+41	05	10,7	11,828	0,018	11,497	0,017	11,269	0,016	11,121	0,015	52	-3,5	0,2	-8,3	0,1	86,2	1
06	48	31,10	+40	57	34,5	12,258	0,015	11,842	0,017	11,562	0,016	11,341	0,018	52	-4,0	0,5	-9,3	0,4	25,9	0,5
06	48	40,76	+41	07	27,9	11,981	0,014	11,611	0,014	11,360	0,016	11,181	0,014	53	-3,5	0,4	-7,3	0,2	89,7	1
06	48	36,33	+41	03	25,2	12,389	0,017	11,918	0,015	11,605	0,017	11,366	0,014	52	-4,4	0,4	-6,6	0,3	27,5	0,5

α			δ			B	ΔB	V	ΔV	R	ΔR	I	ΔI	n	μ_α	$\Delta\mu_\alpha$	μ_δ	$\Delta\mu_\delta$	p_μ	P
h	m	s	°	'	''	[mag]								$\cos \delta$	[mas/rok]	[mas/rok]	[mas/rok]	%		
06	47	53,63	+41	05	11,6	17,040	0,020	16,399	0,020	16,021	0,014	15,602	0,020	16	3,6	3,0	-4,0	0,6	0,0	0
06	48	39,96	+40	56	59,8	17,329	0,025	16,619	0,008	16,240	0,011	15,820	0,015	6	-3,2	0,7	-12,4	1,1	0,0	0
06	48	58,19	+41	08	46,0	17,044	0,027	16,408	0,030	16,008	0,034	15,699	0,037	22	-0,3	2,2	-4,1	3,0	0,0	0
06	48	49,88	+40	59	12,0	16,941	0,019	16,412	0,015	16,039	0,014	15,731	0,018	15	5,0	1,4	3,5	1,1	0,0	0
06	47	53,89	+40	56	16,7	17,205	0,024	16,579	0,024	16,211	0,014	15,776	0,019	7	2,0	2,4	-13,4	5,2	0,0	0
06	47	50,57	+41	09	27,7	17,549	0,016	16,741	0,012	16,302	0,014	15,873	0,013	9	2,0	4,1	-1,7	2,3	0,0	0
06	48	21,72	+41	18	08,3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,0	0,3	-7,7	0,1	87,3	1
06	47	14,23	+40	45	32,6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,3	0,2	-7,9	0,2	98,9	1
06	49	59,24	+40	59	51,0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,6	0,2	-8,0	0,1	95,5	1
06	48	51,83	+40	35	35,1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,6	0,3	-8,5	0,2	73,4	1
06	47	31,90	+41	03	48,3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,9	0,2	-8,1	0,2	74,8	1
06	47	33,19	+40	54	12,8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,7	0,2	-8,4	0,4	58,7	1
06	47	16,73	+40	50	15,7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,6	0,3	-7,3	0,3	86,1	1
06	46	34,74	+41	26	37,6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,5	0,7	-7,8	0,1	54,5	1
06	47	06,59	+41	29	36,6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,0	0,3	-7,2	0,4	70,0	1
06	47	03,71	+41	13	22,9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,4	0,3	-7,8	0,2	52,7	1
06	49	47,88	+41	15	45,3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,3	0,4	-8,4	0,2	80,2	1
06	47	06,88	+41	14	12,4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,0	0,3	-7,5	0,3	76,2	1
06	48	22,51	+40	50	43,6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,9	0,7	-8,6	0,3	57,5	1
06	47	51,82	+41	02	10,2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,4	0,3	-7,7	0,3	54,1	1
06	48	36,48	+41	15	57,0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,8	0,7	-8,6	0,4	63,0	1
06	47	14,27	+40	47	15,6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,0	0,4	-7,0	0,3	60,1	1
06	49	39,30	+41	06	09,4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,6	0,2	-8,5	0,2	74,9	1
06	50	48,52	+41	01	07,9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,1	0,6	-8,1	0,5	88,5	1
06	48	37,37	+40	44	02,8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,5	0,7	-7,3	0,9	86,0	1
06	48	04,17	+40	46	57,6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,1	0,5	-7,5	0,2	74,1	1
06	48	40,45	+40	53	07,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,3	0,7	-7,2	0,5	80,2	1
06	47	34,78	+41	17	15,9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,7	0,4	-7,8	0,9	95,1	1
06	49	05,23	+40	45	22,6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,9	0,4	-8,7	0,3	54,4	1
06	48	05,22	+41	19	49,8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,4	0,5	-7,4	3,3	92,9	1
06	48	39,69	+40	41	47,0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,8	1,1	-8,2	0,3	69,8	1
06	47	21,54	+40	56	11,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,8	0,5	-8,3	1,0	63,4	1
06	47	42,84	+41	28	50,8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,5	1,5	-8,9	1,2	54,3	1
06	47	17,94	+40	41	22,1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,0	1,1	-8,3	1,4	71,3	1
06	49	48,40	+41	06	50,9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,6	1,1	-7,3	1,0	55,4	1
06	47	31,91	+41	02	21,0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,1	2,6	-7,9	1,5	73,4	1
06	48	39,13	+41	25	58,1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,6	2,0	-8,4	1,3	51,9	1
06	49	27,15	+40	56	55,7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,5	1,1	-7,7	2,1	54,9	1
06	48	30,23	+41	17	37,3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,1	3,9	-7,8	1,1	93,6	1
06	47	32,92	+40	48	20,1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,7	0,4	-7,3	0,5	61,3	1
06	48	47,92	+41	21	27,1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,5	1,1	-8,9	4,1	50,8	1
06	48	47,95	+41	21	26,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,5	1,1	-8,9	4,1	50,8	1
06	48	26,15	+41	23	40,2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,6	1,4	-6,8	0,9	37,7	0,5
06	47	04,88	+41	05	38,7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,3	0,4	-9,1	0,3	38,7	0,5
06	49	37,49	+41	00	47,6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,3	0,3	-9,3	0,3	12,2	0,5
06	46	50,80	+41	08	43,4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,0	1,7	-7,7	0,9	21,5	0,5
06	47	59,19	+40	53	55,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,5	0,3	-6,0	1,4	16,4	0,5
06	46	46,41	+41	24	33,9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,3	0,4	-6,8	0,4	37,9	0,5
06	49	16,58	+40	52	02,7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,6	0,4	-8,2	0,2	34,1	0,5
06	48	27,83	+40	49	00,2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,7	0,4	-7,6	0,5	34,3	0,5
06	47	11,28	+40	59	37,0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,1	1,6	-8,3	0,6	27,5	0,5
06	49	24,70	+41	17	50,4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,8	0,7	-6,1	0,1	19,7	0,5
06	50	55,12	+41	02	21,9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,7	0,9	-8,6	1,4	25,8	0,5
06	50	11,94	+40	58	19,0	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,0	1,3	-8,8	1,0	13,9	0,5
06	49	37,49	+41	11	58,1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,7	0,5	-9,0	0,4	31,8	0,5
06	46	11,59	+41	21	09,8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,6	0,6	-6,2	1,5	16,3	0,5
06	50	55,25	+41	03	26,6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,5	1,0	-7,3	1,1	39,5	0,5
06	49	19,34	+41	04	56,8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,4	1,0	-9,5	1,2	10,7	0,5
06	48	10,35	+41	29	16,6	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,9	1,3	-8,9	3,7	42,6	0,5
06	47	04,21	+40	53	00,7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,4	0,8	-8,2	0,9	45,0	0,5
06	48	41,93	+40	46	55,1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,5	1,8	-9,4	1,4	14,1	0,5
06	47	01,70	+40	40	12,1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,1	1,1	-7,9	2,3	27,5	0,5
06	47	03,30	+41	18	53,4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-3,2	1,1	-9,8	1,4	12,2	0,5
06	49	36,23	+41	17	19,1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-2,1	1,2	-9,2	2,0	10,8	0,5
06	50	18,76	+41	08	02,7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,1	1,3	-9,6	1,6	12,1	0,5
06	48	18,86	+40	46	10,1	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-4,7	0,7	-7,6	2,3	35,1	0,5

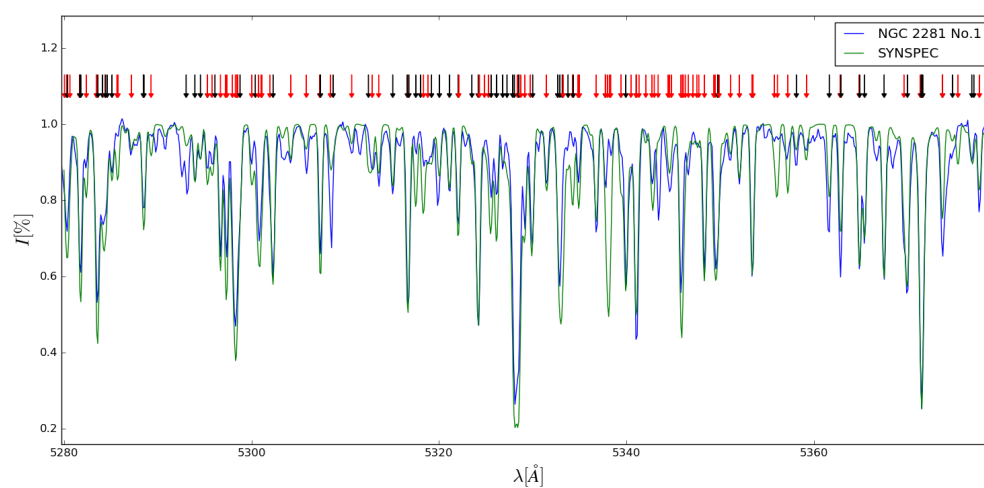
Příloha 2

Grafy naměřených a syntetických spekter

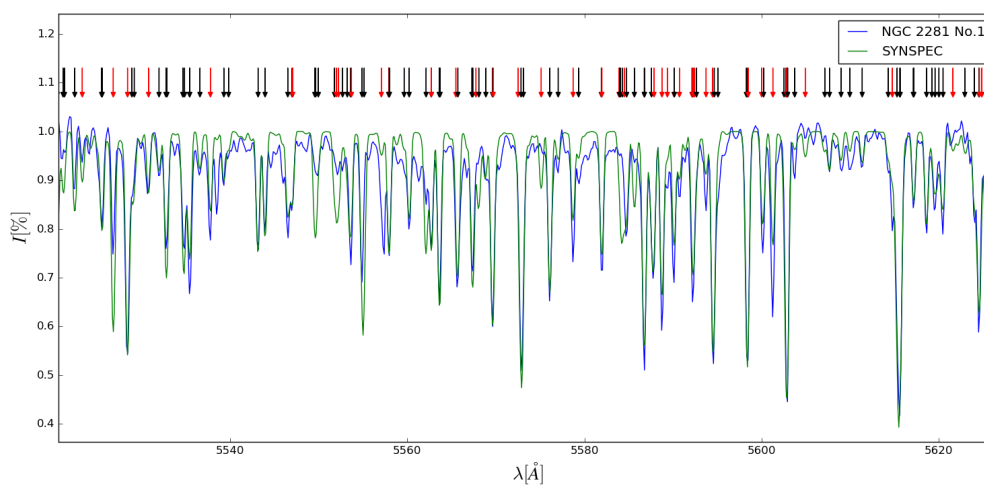
Zde jsou uvedeny grafy naměřených a syntetických spekter pro první a třetí analyzovanou hvězdu ze studované hvězdokupy. Naměřené spektrum je vždy vykresleno modrou barvou a syntetické spektrum zelenou. Pro lepší orientaci v grafech jsou absorpční čáry železa označeny černou šipkou a ostatní prvky červenou šipkou.



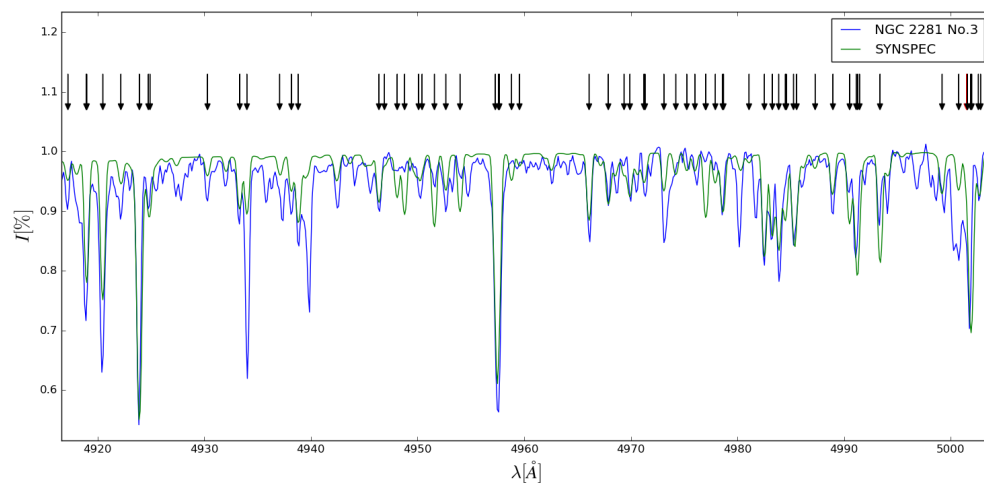
Obrázek 7.1: Naměřené a syntetické spektrum hvězdy č. 1 v 17. řádu



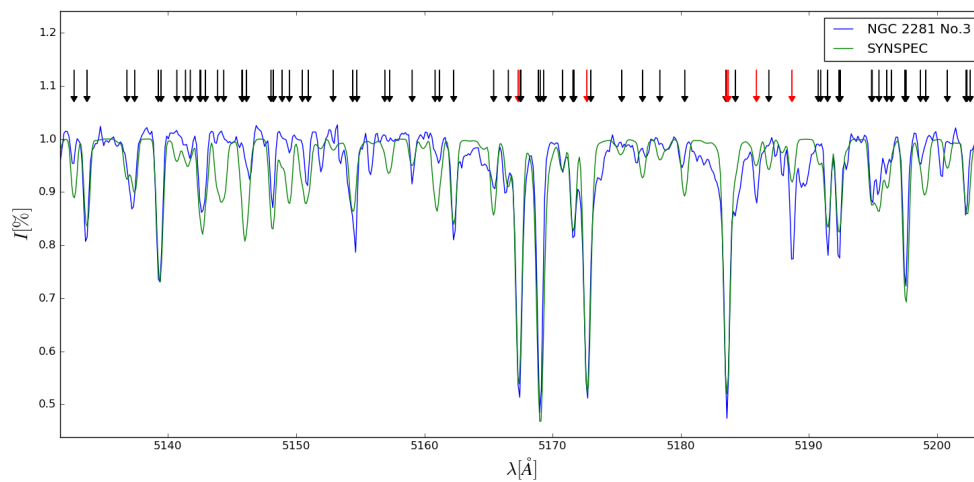
Obrázek 7.2: Naměřené a syntetické spektrum hvězdy č. 1 v 22. řádu



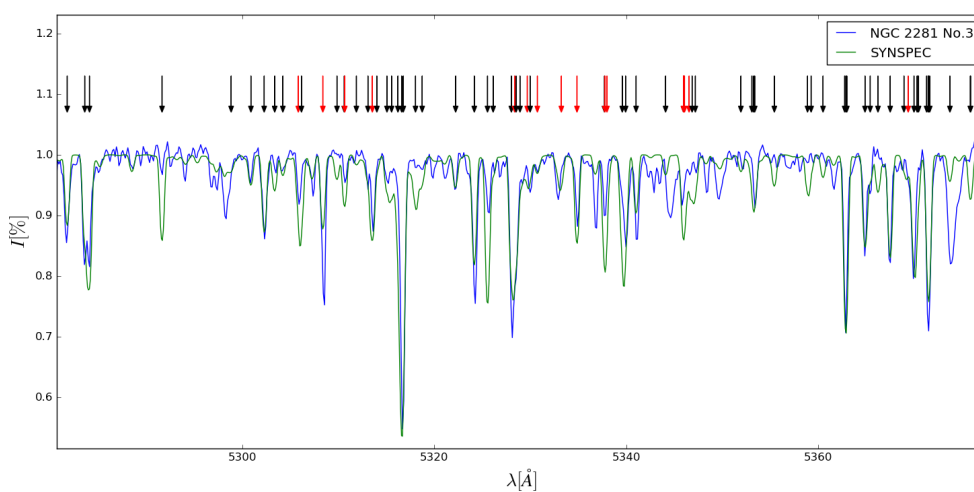
Obrázek 7.3: Naměřené a syntetické spektrum hvězdy č. 1 v 25. řádu



Obrázek 7.4: Naměřené a syntetické spektrum hvězdy č. 3 v 17. řádu



Obrázek 7.5: Naměřené a syntetické spektrum hvězdy č. 3 v 20. řádu



Obrázek 7.6: Naměřené a syntetické spektrum hvězdy č. 3 v 22. řádu

Seznam použité literatury

- [1] Archinal, B. A.; Hynes, S. J.: *Star clusters*, Willmann-Bell, Richmond 2003
- [2] Mikulášek, Z.; Krtička, J.: *Základy fyziky hvězd*, Skriptum, UTFA Přf MU, Brno 2005
- [3] Lada, C.; Lada, E.: *The formation and evolution of star clusters*, ASP Conference Series, v. 13, p. 3-22, 1991
- [4] Hlad, O.; Pavlousek, J.: *Přehled astronomie*, SNTL, Praha 1990
- [5] Sagar, R.; Cannon, R. D.: *A deep UBVR CCD photometric study of the moderately young southern open star cluster NGC 4755*, Astronomy and Astrophysics, v. 111, p. 75-84, 05/1995
- [6] Vanýsek, V.: *Základy astronomie a astrofyziky*, Academia, Praha 1980
- [7] Ambartsumian, V. A.: *On the dynamics of star clusters*, (Orig.: Uch. Zap. L.G.U., No. 22, p. 19, 1938), IAU Symposium, No. 113, p. 521, 1985
- [8] Spitzer, L.: *The stability of isolated clusters*, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 100, p. 396, 03/1940
- [9] Marcos, De la F.: *Searching for open cluster remnants*, Astronomy and Astrophysics, v. 333, p. L27-L30, 05/1998
- [10] Mikulášek, Z.; Zejda, M.: *Úvod do studia proměnných hvězd*, Skriptum, UTFA Přf MU, Brno 2013
- [11] Sharma, S.; Pandey, A. K.; et al.: *Mass Functions and Photometric Binaries in Nine Open Clusters*, The Astronomical Journal, v. 135, p. 1934-1945, 05/2008
- [12] van Leeuwen, F.: *Parallaxes and proper motions for 20 open clusters as based on the new Hipparcos catalogue*, Astronomy and Astrophysics, v. 497, p. 209-242, 04/2009
- [13] Bessell, M., S.: *Standard Photometric Systems*, Annual Review of Astronomy & Astrophysics, v. 43, p. 293-336, 09/2005
- [14] Trumpler, R. J.: *Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters*, Lick Observatory bulletin, Berkeley: University of California Press, no. 420, p. 154-188, 00/1930

- [15] O'MEARA, S. J.: *Steve O'Meara's Herschel 400 observing guide: how to find and explore 400 star clusters, nebulae, and galaxies discovered by William and Caroline Herschel*, Cambridge University Press, Cambridge 2007
- [16] Cuffey, J.: *Red indices in galactic clusters. II. Messier 35, NGC 2158, IC 2157, NGC 2129, 1817, 2266, 2281*, Annals of Harvard College Observatory, v. 106, p. 39-74, 00/1938
- [17] Vasilevskis, S.; Balz, A. G. A.: *Relative proper motions of stars in the region of the open cluster NGC 2281*, Astronomical Journal, v. 64, p. 170-174, 06/1959
- [18] Pesch, p.: *Photometric and objective prism observations in three galactic clusters*, Astrophysical Journal, v. 134, p. 602, 09/1961
- [19] Alcaino, G.: *The Galactic Cluster NGC 2281*, Astrophysical Journal, v. 147, p. 112, 01/1967
- [20] Yoshizawa, M.: *Study of the intermediate-age galactic cluster NGC 2281. I. UVB photoelectric observations, binary frequency, and the luminosity function of bright members*, Publications of the Astronomical Society of Japan, v. 30, p. 123-138, 00/1978
- [21] Patenaude, M.: *Age determinations of open clusters*, Astronomy and Astrophysics, v. 66, p. 225-239, 05/1978
- [22] Glaspey, J., W.: *A spectroscopic study of the open cluster NGC 2281*, Astronomical Society of the Pacific, v. 99, p. 1089-1092, 10/1987
- [23] Zhao, J. L.; Tian, K. P.: *Catalogue of membership for 43 open clusters*, Bulletin d'Information du Centre de Données Stellaires, v. 47, p. 5, 07/1995
- [24] Alves, V., M.; Bica, E.; Pavani, D., B.: *Determination of astrophysical parameters of open clusters using classical and semi-automated isochrone-fitting methods*, IAU Symposium, v. 266, p. 352-352, 01/2010
- [25] Eswaraiah, C.; et al.: *A multiwavelength polarimetric study towards the open cluster NGC 1893*, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, v. 411, p. 1418-1434, 03/2011
- [26] Turner, D. G.: *The usefulness of 2MASS JHKs photometry for open cluster studies*, Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, v. 47, p. 127-137, 04/2011
- [27] Skrutskie, M. F.; Cutri, R. M.; et al.: *The Two Micron All Sky Survey (2MASS)*, The Astronomical Journal, v. 131, p. 1163-1183, 02/2006
- [28] Puanova, A. F.; et al.: *CCD BVRI photometry of the open clusters NGC 7142 and NGC 2281*, Memorie della Societa Astronomica Italiana, v. 86, p. 352, 00/2015
- [29] Kharchenko, N. V.; Piskunov, A. E.; et al.: *Astrophysical parameters of Galactic open clusters*, Astronomy and Astrophysics, v. 438, p. 1163-1173, 08/2005

- [30] Kharchenko, N. V.: *All-sky compiled catalogue of 2.5 million stars*, Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel, v. 17, p. 409-423, 10/2001
- [31] Bonnarel, F.; Fernique, P.; et al.: *The ALADIN interactive sky atlas. A reference tool for identification of astronomical sources*, Astronomy and Astrophysics, v. 143, p. 33-40, 04/2000
- [32] Monet, D. G.; Levine, S. E.; et al.: *The USNO-B Catalog*, The Astronomical Journal, v. 125, p. 984-993, 02/2003
- [33] Ježek, J.: *Výpočet transformačních koeficientů vybraných 2D transformací*, MZK (PDF dokument), 10 s., 2008
- [34] Roeser, S.; Schilbach, E.; et al.: *PPM-Extended (PPMX) - a catalogue of positions and proper motions*, Astronomy and Astrophysics, v. 488, p. 401-408, 06/2008
- [35] Zacharias, N.; Monet, D. G.; et al.: *The Naval Observatory Merged Astrometric Dataset (NOMAD)*, Bulletin of the American Astronomical Society, v. 36, p. 1418, 12/2004
- [36] Roeser, S.; Demleitner, M.; et al.: *The PPMXL Catalog of Positions and Proper Motions on the ICRS. Combining USNO-B1.0 and the Two Micron All Sky Survey (2MASS)*, The Astronomical Journal, v. 139, p. 2440-2447, 06/2010
- [37] Zacharias, N.; Finch, C. T.; et al.: *UCAC4 Catalogue*, VizieR On-line Data Catalog: I/322A, 07/2012
- [38] Hog, E.; Fabricius, C.; et al.: *The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars*, Astronomy and Astrophysics, v. 355, p. L27-L30, 03/2000
- [39] Zacharias, N.; Finch, C.; et al.: *The First U.S. Naval Observatory Robotic Astrometric Telescope Catalog*, The Astronomical Journal, v. 150, p. 13, 10/2015
- [40] Smart, R. L.; Nicastro, L.: *The Initial Gaia Source List (IGSL)*, VizieR On-line Data Catalog: I/324, 11/2013
- [41] Grossová, R.: *Vysokodisperzní spektroskopie s Ondřejovským Ešeletovým Spektrografem*, Diplomová práce, Brno 2016
- [42] Castelli, F.; Kurucz, R., L.: *New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres*, IAU Symp. No 210, 05/2004
- [43] Grevesse, N.; Asplund, M.; et al.: *The New Solar Chemical Composition — from $Z = 0.02$ to $Z = 0.013$* , Astronomical Society of the Pacific, p. 41, 09/2012
- [44] Hroch, F.: *Astronomické praktikum*, Skriptum, ÚTFA PŘF MU, Brno 2014
- [45] Kamenský, O.: *CCD fotometria vybraných otevřených hvězdotoků*, Bakalářská práce, Brno 2014

- [46] Landolt, A., U.: *UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator*, *Astronomical Journal*, v. 104, p. 340-371, 07/1992
- [47] Savage, B., D.; Mathis, J., S.: *Observed properties of interstellar dust*, *Annual review of astronomy and astrophysics*, v. 17, p. 73-111, 00/1979
- [48] Schlegel, D., J.; et al.: *Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds*, *The Astrophysical Journal*, v. 500, p. 525-553, 06/1998
- [49] Dutra, C., M.; Santiago, B., X.; Bica, E.: *Low-extinction windows in the inner Galactic Bulge*, *Astronomy and Astrophysics*, v. 381, p. 219-226, 01/2002
- [50] Bressan, A.; Marigo, P.; et al.: *PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code*, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 427, p. 127-145, 04/2012
- [51] Chen, L.; Hou, J. L.; et al.: *On the Galactic Disk Metallicity Distribution from Open Clusters. I. New Catalogs and Abundance Gradient*, *The Astronomical Journal*, v. 125, p. 1397-1406, 03/2003

Elektronické zdroje

- [E1] <http://cs.wikipedia.org/>
- [E2] <http://hubblesite.org/>
- [E3] <http://www.osservatoriomtm.it/>
- [E4] <http://www.treking.cz/>
- [E5] <http://www.astrophoton.com/>
- [E6] <http://geneze.info/>
- [E7] <http://rsta.royalsocietypublishing.org/>
- [E8] <http://abyss.uoregon.edu/~js/ast122/lectures/lec15.html>
- [E9] <http://webda.physics.muni.cz/>
- [E10] <http://cs.astronomy.com/>
- [E11] <http://www.astro.caltech.edu/~wws/poss2.html>
- [E12] <http://munipack.physics.muni.cz/>
- [E13] <http://www.as.up.krakow.pl/>
- [E14] http://www.bajaobs.hu/bajaobs_start/index.php
- [E15] <http://www.python.org/>
- [E16] <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR/>
- [E17] <http://www.narit.or.th/>
- [E18] <http://stelweb.asu.cas.cz/>
- [E19] <http://iraf.noao.edu/>
- [E20] <http://sourceforge.net/projects/operapipeline/>
- [E21] <http://nova.astro.umd.edu/Synspec49/synspec.html/>
- [E22] <http://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/grids.html>
- [E23] <http://www.ast.obs-mip.fr/users/leborgne/stelib/stars.html>
- [E24] <http://www.as.up.krakow.pl/rzeczy/ALTAU47.PDF>
- [E25] <http://astro.troja.mff.cuni.cz/ftp/hec/PHOT/manual.pdf>

