

MASARYKOVA UNIVERZITA
Přírodovědecká fakulta

Bakalářská práce

CCD FOTOMETRIE
OTEVŘENÉ HVĚZDOKUPY M37

Helena Hanzlová



Vedoucí práce: RNDr. Jan Janík, Ph.D.
Brno 2009

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

V Brně dne

.....

Helena Hanzlová

Děkuji především vedoucímu své práce RNDr. Janu Janíkovi, Ph.D., za cenné rady i trpělivost. Dále děkuji Kocimu za pořízení snímků v jediné fotometricky vhodné noci. Velký dík také patří mému příteli Márovi a rodině za psychickou podporu i připomínky k mé práci.

Abstrakt:

Cílem této bakalářské práce je provést CCD fotometrii otevřené hvězdokupy M37 a z těchto měření zjistit její základní charakteristiky.

Úvodní kapitoly obsahují obecný přehled o hvězdokupách, zejména otevřených. Následují kapitoly věnované H-R diagramu, fotometrii a CCD. V neposlední řadě je uveden i souhrn poznatků o hvězdokupě M37.

V praktické části jsou shrnuty výsledky pozorování a následuje zpracování CCD snímků. Jsou sestrojeny barevné diagramy, díky nimž byla zjištěna vzdálenost, stáří a chemické složení. Nakonec je provedeno srovnání mých výsledků s hodnotami publikovanými v odborných člancích.

Klíčová slova: Hvězdokupa, otevřená hvězdokupa, M37, CCD fotometrie, H-R diagram, barevný diagram

Abstract:

The purpose of this study is to perform CCD photometry of open cluster M37 and to find out its basic characteristics from this measurements.

Introductory chapter contain general survey about clusters, especially open clusters. The chapters referring to H-R diagram, photometry and CCD follow. Last but not least a complex of knowledge of M37 is adduced.

In practice section the results of observations are recapitulated and the processing of CCD photos follows. The colour-magnitude diagrams are constructed, thanks to which distance, age and chemical composition were found out. At the end the comparison of my results with the findings that have been published in scientific essays is shown.

Keywords: Cluster, open cluster, M37, CCD photometry, H-R diagram, colour-magnitude diagram

Obsah

Úvod	7
1. Hvězdokupy	8
1.1 Dějiny poznávání hvězdokup	8
1.2 Vlastnosti hvězdokup a jejich rozdělení	10
1.3 Otevřené hvězdokupy	12
1.4 Klasifikace otevřených hvězdokup	15
2. H-R diagram	17
2.1 Historie H-R diagramu	17
2.2 Vzhled H-R diagramu a vývoj hvězd	19
2.3 H-R diagram otevřených hvězdokup	22
3. Fotometrie a CCD	25
3.1 Historický přehled detekce světelného signálu	25
3.2 Vlastnost CDD	26
3.3 Princip CCD	28
3.4 Metody zpracování a korekce snímků	29
3.5 Oprava o atmosférickou extinkci	30
3.6 Fotometrické systémy a barvy	31
4. M37	34
4.1 Souhvězdí Vozka a pozorování hvězdokupy M37	34
4.2 Charakteristika	34
5. Pozorování a zpracování dat	36
5.1 Pozorovací přístroj a podmínky měření	36
5.2 Zpracování měření	36
5.3 Barevné diagramy	38
5.4 Stáří, chemické složení a vzdálenost	41
5.5 Diskuse výsledků	44
6. Závěr	45

A. Přílohy	46
A.1 Pravděpodobnosti příslušnosti hvězd k hvězdokupě	46
A.2 Výsledky CCD fotometrie	48
A.3 Barevná kalibrace	53
Literatura	55

Úvod

Co to jsou hvězdy? Díry v nebeské klenbě, za nimiž prosvítá božské světlo? Nebo snad jiskřivé perly, které se vznášejí ve věčném oceánu? Každé kultuře i jedinci připomínaly a připomínají něco jiného. Někteří Malajci třeba ještě na začátku 20. století věřili, že hvězdy jsou hřebíky zatlučené do velkého hrnce přikrývajícího zem. Postupem času lidé přišli na spojitost mezi hvězdami a zbožštěným Sluncem a nakonec pomyslným bohům odebrali duši a učinili z nich pouhé vesmírné objekty. Dnes víme, že to jsou horká, relativně stabilní gravitačně vázaná tělesa.

Jelikož hvězdy kromě Slunce nemůžeme přímo vnímat jiným smyslem než zrakem a navíc jejich vzdálenost od Země je pro nás nepředstavitelně velká, dlouho lidé mohli popisovat a zkoumat pouze pohyby Slunce, Měsíce a planet mezi hvězdami. Zjistit pravou podstatu hvězd, vzdálenost, stáří či chemické složení, se zdálo nemožné. Stejně jako pozitivistický filosof August Comte i mnoho dalších vzdělaných lidí na začátku 19. století nevěřilo, že by lidstvo mohlo poznat hvězdy a vesmír hlouběji. A přece. Přicházely další a další objevy, zdokonalovala se technika a znalosti, které se dřív přisuzovaly pouze bohům, se přesunuly ze snů lidské fantazie do reálného světa poznání. I já se jako mnoho dalších pokusím poodhrnout roušku tajemství jedné z hvězdokup a s výhodou znalostí získaných za stovky let usilovnou prací vědců a filosofů se mi snad trochu podaří nakouknout do záhad skrytých za hromádkou perel.

HVĚZDOKUPY

1.1 Dějiny poznávání hvězdokup

Podívá-li se člověk na jasnou noční oblohu daleko od světla měst, určitě ho nejdříve zaujmou nejjasnější hvězdy, které dodávají tvary souhvězdím. Hned nato si všimne slabších hvězd, krčících se ve stínu těch jasných, a kdo má ostrý zrak, najde tu a tam i nějakou skvrnku. Dokud lidé neznali podstatu těchto mlžných obláčků, moc pozornosti jim nevěnovali. Avšak několik otevřených hvězdokup je na obloze natolik výrazných, že se o nich dochovaly záznamy i ze starověku.

Aristoteles se ve svém čtyřsvazkovém spise O nebi nejspíše zmiňuje o hvězdokupě M41, Ptolemaios roku 137 uváděl hvězdokupu M7 v souhvězdí Štíra, která se dodnes honosí jeho jménem ([e11]). Nejstarší známé hvězdokupy jsou však jistě Kuřátka (Plejády, M45) a Hyády v souhvězdí Býka nebo Jesličky (Praesepe, M44) v souhvězdí Raka. Například Plejády znamenaly pro starý Orient souhvězdí záplav, pro Babyloňany byly v jistém smyslu prvním souhvězdím, nazývali je jednoduše Souhvězdí. Pouhým okem lze rozpoznat pět až sedm hvězd, na začátku 17. století Galileo Galilei pomocí svého nově zkonstruovaného přístroje, dalekohledu, napočítal přes 40 hvězd ([e11]).

Vynález dalekohledu roku 1609 posunul zkoumání hvězdokup o velký krok vpřed. Krásný pohled na hvězdokupy přilákal pozornost mnoha lidí, někteří se však nechtěli jen dívat, ale začali o podstatě těchto mlžných útvarů i diskutovat. Už Galileo Galilei při pozorování M44 odhalil, že je složená z hvězd. Filosof Immanuel Kant se v polovině 18. století domníval, že mlhavé obláčky jsou hvězdy natolik vzdálené, že nejdou od sebe rozlišit.

Jeho myšlenku podpořil o třicet let později vědec William Herschel, kterému se mnoho „mlhovin“ podařilo rozložit na hvězdy. Postupně v letech 1786, 1789 a 1802 publikoval katalogy objevených mlhovin a hvězdokup. V roce 1791 uveřejnil klasifikaci mlhovin, které rozlišoval na pravé, skládající se z ředěného plynu, a nepravé, což byly vzdálené hvězdné soustavy. Na začátku 19. století se pokusil o klasifikaci mlhovin podle koncentrovanosti ke středu a začal zkoumat jejich rozložení ve vesmíru.

V práci pokračoval jeho syn John Herschel, který zmapoval jižní oblohu a podstatně tak rozšířil katalog hvězdokup a mlhovin svého otce. V roce 1864 publikoval Obecný katalog mlhovin a hvězdokup (*General Catalogue of Nebulae and Clusters*), obsahující více než 5000 objektů. V roce 1888 John Louis Emil Dreyer vydal Nový obecný katalog (*New General Catalogue*), v němž je zahrnuto již 8000 mlhovin značených NGC. O dvacet let později byla vydána aktualizovaná verze *Index Catalogue* (IC) se 13 000 objekty nejrůznější povahy, od mlhovin až po hvězdokupy a galaxie.

Avšak první a známější katalog mlhovin a hvězdokup byl vydán již v roce 1781. Jeho autor, Charles Messier, byl vášnivým lovcem komet a katalog mu sloužil hlavně pro jejich snazší hledání. Tento katalog se nazývá jednoduše *Messierův* a původně obsahoval 103 objektů (mlhovin, hvězdokup a galaxií), označovaných písmenem M a pořadovým číslem. Později byl katalog doplněn o dalších sedm objektů.

V roce 1767 reverend John Michell odvodil, že hvězdokupy nejsou pouhé shluky hvězd, ale fyzikálně příbuzné skupiny. Poté co Edmund Halley roku 1717 pozoroval vlastní pohyb některých hvězd, upřela se pozornost astronomů i na hledání souvislostí s pohybem některých skupin hvězd. Johann Heinrich Mädler v polovině 19. století upozornil na pohyb patnácti hvězd Plejád. Obdobně Richard Anthony Proctor popsal pohyb některých hvězd Velkého vozu, jejichž prodloužené vektory rychlostí se protínají v jednom bodě, v tzv. *vertexu*. Studium pohybové hvězdokupy Hyády se zabýval astronom Lewis Boss, který na začátku 20. století využil vlastních pohybů ke stanovení vzdálenosti tohoto souhvězdí.

Roku 1930 Robert Julius Trümpler publikoval svůj výzkum 100 otevřených hvězdokup, v němž stanovil hvězdné velikosti a spektrální třídy jednotlivých členů a srovnáním s H-R diagramem i absolutní hvězdné velikosti a vzdálenost, která je pro všechny hvězdy v jedné hvězdokupě přibližně stejná. Když vypočítal z úhlových průměrů skutečné, zjistil, že střední průměr hvězdokup roste s jejich vzdáleností. Vysvětlení této záhady našel v mezihvězdné absorpci, která zeslabuje zdánlivou jasnost hvězd v průměru o půl magnitudy na kiloparsek a předstírá tak větší vzdálenost hvězdokup. Díky této znalosti Trümpler vypočítal polohy 330 otevřených hvězdokup v prostoru (Štefl 2008).

Gravitační stabilitou hvězdných soustav se ve čtyřicátých letech zabývali například americký astronom Bart Jan Bok, americký astrofyzik Subrahmanyan Chandrasekhar, arménský astrofyzik Viktor Amazaspovič Ambarcumjan a americký astrofyzik Lyman Spitzer.

1.2 Vlastnosti hvězdokup a jejich rozdělení

Hvězdokupy jsou soustavy desítek až milionů hvězd, které se soustřeďují do relativně malé oblasti prostoru, jsou navzájem gravitačně svázané a mají řadu společných vlastností. Hvězdy ve hvězdokupách vznikly takřka současně v důsledku zhroucení obřího molekulového mračka, takže kromě stejného stáří měly i velmi podobné počáteční chemické složení.

Hvězdokupy obecně dělíme do tří základních skupin:

- otevřené hvězdokupy
- kulové hvězdokupy
- hvězdné asociace

O otevřených hvězdokupách si více povíme v následujících kapitolách. *Kulové hvězdokupy* jsou velmi stabilní sféricky symetrické objekty nacházející se převážně v galaktickém halo. Vznikly zřejmě v prvotních fázích vývoje galaxie z původního plynného oblaku, z něhož se teprve později vytvořil galaktický disk. Je to nejjasnější, nejbohatší a nejstarší typ hvězdokup, jejíž hvězdy patří k populaci II, a skládají se tedy převážně z vodíku a hélia s jen nepatrnou příměsí těžších prvků. Vzhledem k vysokému stáří nejsou v těchto hvězdách pozorovány hvězdy hlavní posloupnosti raných spektrálních tříd O a B, neboť pokud tam takové hvězdy byly, spotřebovaly už své zásoby vodíku a posunuly se do oblasti červených obrů.

Hvězdné asociace jsou nepříliš výrazná seskupení hvězd jistého typu, jejichž prostorová hustota je vyšší než hustota stejného typu hvězd v okolí asociace, ale nižší než hustota všech okolních hvězd. Na obloze se tedy neprojevují jako na první pohled patrné hvězdokupy, ale jen zvětšeným počtem hvězd jistých typů v dané části oblohy. Jsou to mladé objekty s vyšším obsahem těžších prvků. Nacházejí se zejména ve spirálních ramenech, neboť tam v současnosti dochází k hromadnému vzniku hvězd. Členů v každé z nich není moc, počítají se na desítky, nejvýše stovky hvězd. V důsledku této malé hustoty nejsou hvězdy mezi sebou dostatečně pevně gravitačně vázané a hvězdokupa se poměrně brzy rozpadá (do dvaceti milionů let). Podle množství velmi hmotných hvězd spektrálních typů O a B nebo proměnných hvězd typu T Tauri je dělíme na asociace typu *O*, *B*, *OB* nebo *T*.

Zjištění celkového obsahu těžších prvků ve hvězdném materiálu je obtížné, proto pracujeme s *metalicitou*, označovanou $[Fe/H]$. Je definována jako dekadický logaritmus poměru koncentrace atomů železa ke koncentraci

atomů vodíku námi zkoumaného objektu, který je vztažený ke stejné veličině jako u Slunce:

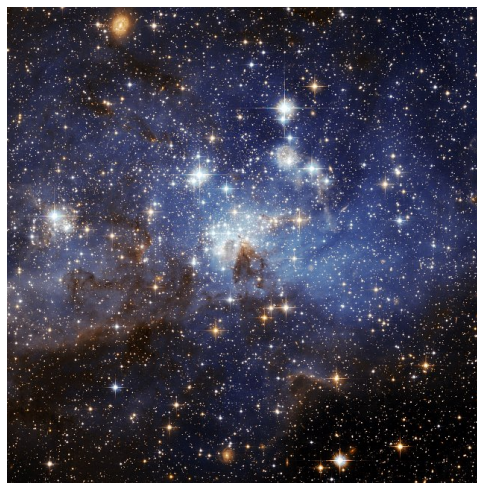
$$\left[\frac{\text{Fe}}{\text{H}} \right] = \log \left[\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right] - \log \left[\frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right]_{\odot}. \quad (1.1)$$

Celkovou hmotnost hvězdokupy můžeme odhadnout pomocí viriálového teorému, který už v roce 1870 odvodil fyzik Rudolph Clausius pro vázané systémy částic. Pro tyto soustavy platí, že jejich vnitřní energie U , daná součtem potenciální a kinetické energie systému, je záporná. V případě gravitační přitažlivosti má viriálová věta tvar: $2 \langle E_k \rangle + \langle E_p \rangle = 0$, kde $\langle E_k \rangle$ a $\langle E_p \rangle$ jsou střední hodnoty kinetické a potenciální energie soustavy. Kinetická energie je dána střední rychlostí hvězd \bar{v} vzhledem k těžišti hvězdokupy a hmotností hvězdokupy M , potenciální energie se stanoví pro hodnotu $0,5 R$, kde R je poloměr hvězdokupy, neboť taková je střední vzdálenost hvězd od středu soustavy. Po dosazení do viriálové věty dostáváme pro přibližnou hmotnost hvězdokupy vztah:

$$M \cong \frac{R\bar{v}^2}{2G}. \quad (1.2)$$



Obrázek 1: Kulová hvězdokupa M13 nebo-li Velká kulová hvězdokupa v souhvězdí Herkula ([e1])



Obrázek 2: Asociace LH 95 nacházející se ve Velkém Magellánově Oblaku ([e2])

1.3 Otevřené hvězdokupy

Otevřené hvězdokupy jsou gravitačně vázané soustavy tvořené desítkami až několika sty hvězd. Oproti kulovým hvězdokupám mají nepravidelný tvar a koncentrace hvězd k centru se výrazně nezvyšuje. Jejich průměr se v 80 % případů pohybuje mezi dvěma až šesti světelnými lety, i když u některých dosahuje až dvacet světelných let.



Obrázek 3: Otevřená hvězdokupa NGC 3603 nacházející se v souhvězdí Lodní kůly zhruba 20 000 světelných let od Slunce ([e3])

Mezi počtem hvězd v hvězdokupě N a jejím průměrem v parsecích D platí přibližný vztah:

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

I ty nejjasnější otevřené hvězdokupy září méně než běžné kulové hvězdokupy, typický je zářivý výkon $500 L_{\odot}$ ($L_{\odot} = 3,846 \cdot 10^{26}$ W).

Na hvězdokupy působí tyto síly:

- přitažlivé síly hvězdokupy jako celku na jednotlivé členy
- síly, kterými působí Mléčná dráha jako celek na hvězdokupu a její členy
- měnící se síly, kterými při náhodném přiblížení působí dva členové hvězdokupy navzájem
- měnící se síly, kterými působí cizí hvězdy galaktického pole při průchodu kupou nebo při přiblížení k ní

Nejdůležitějším faktorem stability hvězdokup je jejich hustota. Ta se u otevřených hvězdokup pohybuje od 0,25 hvězdy na krychlový parsek (Hyády) do 80 hvězd pc^{-3} , přičemž průměrná hustota v okolí Slunce je 0,15 hvězdy na krychlový parsek (Vanýsek 1980). Přesto je lze považovat za relativně řídké, a proto otevřené hvězdokupy nejsou pevně gravitačně vázané soustavy, aby na dlouhou dobu vzdorovaly rušivým vlivům sousedních objektů. I jádro galaxie silněji přitahuje tu hvězdu, která je mu blíže, než vzdálenější hvězdu, následkem toho pak vzniká slapová síla rozkládající hvězdokupu.

V našem okolí jen polovina z nich vydrží ještě 200 milionů let a jen u 2 % je bude jejich gravitace držet další miliardu let (Mikulášek 2005). Dobu života t otevřené hvězdokupy lze odhadnout pomocí vztahu:

$$t = 2 \cdot 10^8 \rho, \quad (1.4)$$

přičemž čas t vyjde v rocích a ρ je hustota látky v hmotnostech Slunce na krychlový parsek.

Hvězdy, které opustí hvězdokupu, se rozptýlí mezi ostatní hvězdy galaxie, i když si zachovají přibližný směr původního pohybu hvězdokupy. Příkladem může být Sirius, který patřil k téže pohybové hvězdokupě jako pět hvězd Velkého vozu ze souhvězdí Velké medvědice.

Podle teorie, kterou vypracovali Ambarcumjan a Spitzer, by „vypařování“ hvězd z hvězdokup nemělo probíhat až do kompletního rozpadu hvězdokupy. Když se dva členové hvězdokupy navzájem natolik přiblíží, že se jednomu účastníkovi udělí rychlost dostačující úniku z kupy, hvězdokupa se následkem toho ještě více smrští. Při úniku hvězdy dochází k porušení původního Maxwellova rozdělení rychlostí hvězd, k jehož obnovení je potřeba určitého, tzv. *relaxačního času*. Obecně platí, že čím větší je poloměr

hvězdokupy a čím větší je počet hvězd v ní, tím větší je relaxační čas, který u otevřených hvězdokup činí několik desítek milionů let (Štefl 2008).

Kvůli své krátké době života patří nynější otevřené hvězdokupy k nejmladším galaktickým objektům. Pouze několik je starších než 10^9 let, většina je mladších než $2 \cdot 10^8$ let, dokonce některé jsou mladší než milion let. Protože jsou to útvary poměrně mladé, zůstávají v blízkosti místa svého vzniku, v galaktické rovině (proto je nacházíme nedaleko Mléčné dráhy), a to tím blíže, čím jsou mladší. Mladé hvězdokupy obsahující hvězdy typu O až B2 se pak nacházejí výhradně ve spirálních ramenech.

Jelikož se mezihvězdný prach, ze kterého další hvězdy a hvězdokupy vznikají, váže k rovině galaxie, je tu extinkce tak veliká, že dokážeme dohlédnout jen do hloubky několika tisíc světelných let, což nám znemožňuje přímo sledovat jejich celkové rozložení v Galaxii.

Můžeme tvrdit následující obecné charakteristiky:

- všechny hvězdy ve hvězdokupě jsou prakticky stejně staré
- všechny hvězdy ve hvězdokupě měly skoro stejné počáteční chemické složení
- všechny hvězdy ve hvězdokupě jsou od nás přibližně stejně daleko
- jednotlivé hvězdy mají rozdílnou hmotnost pohybující se od 80–100 M_{\odot} pro nejhmotnější hvězdy ve velmi mladých hvězdokupách, po 0,08 M_{\odot}

Otevřené hvězdokupy vznikají z oblaků prachu a plynu v galaktické rovině, přičemž tento proces trvá velmi krátce oproti době existence hvězdokupy, proto můžeme tvrdit, že jsou tyto hvězdy prakticky stejně staré. Navíc vznikly ze stejného zárodečného oblaku, takže se můžeme domnívat, že jejich počáteční chemické složení bylo velmi podobné. Otevřené hvězdokupy zaujímají relativně malý objem a přitom jsou od nás natolik vzdálené, že lze říci, že jejich členové jsou od nás přibližně stejně daleko.

Zvláštním druhem otevřených hvězdokup jsou *hvězdokupy pohybové*. Jsou to skupiny hvězd, které se pohybují stejným směrem a stejnou rychlostí v prostoru. Vzájemnou souvislost jednotlivých hvězd je možné určit právě podle společného pohybu prostorem. Když prodloužíme vektory jejich rychlostí, budou se sbíhat v jednom bodě, vertexu. Jestliže se k nám hvězdokupa přibližuje, dráhy hvězd se z tohoto bodu rozbíhají, u vzdalujících se hvězdokup se naopak k tomuto bodu sbíhají. Za tento jev nemůže nic jiného než perspektiva.

V naší Galaxii je známo asi 1700 otevřených hvězdokup, i když jejich počet může být až stokrát větší ([e12]).

1.4 Klasifikace otevřených hvězdokup

Poprvé se o klasifikaci hvězdných uskupení pokusil Harlow Shapley. Bylo to v roce 1930 a rozdělil je podle bohatosti a koncentrace, přičemž vlastní hvězdokupy patří do kategorií c až g:

- a nepravidelnosti hvězdného pole
- b hvězdné asociace
- c velmi chudé a nepravidelné hvězdokupy
- d chudé hvězdokupy
- e středně bohaté hvězdokupy
- f bohaté hvězdokupy
- g velmi bohaté a koncentrované hvězdokupy

Většina známých hvězdokup by se dala zařadit do kategorie „d“ – 34 %, ostatní: „c“ – 8,2 %, „e“ – 26,8 %, „f“ – 18,9 %, „g“ – 12 % ([e13]). Ve stejném roce byla vytvořena i jiná, propracovanější klasifikace. Robert Julius Trümpler rozdělil hvězdokupy na třídy podle stupně koncentrace a každou třídu ještě podle počtu hvězd a rozsahu jasností:

Stupeň koncentrace:

- I oddělené, ke středu silně koncentrované
- II oddělené, ke středu slabě koncentrované
- III oddělené, neznatelná koncentrace ke středu
- IV špatně oddělitelné od hvězdného pozadí

Rozsah jasností:

- 1 malý rozsah jasností, hvězdy mají podobnou jasnost
- 2 střední rozsah jasností
- 3 velký rozsah jasností, hvězdokupa je tvořena z jasných i slabých hvězd

Bohatost:

p slabé, méně než 50 hvězd

m průměrné, 50 až 100 hvězd

r bohaté, více než 100 hvězd

Pokud se za Trümplerovou klasifikací nachází písmeno n , znamená to, že ke hvězdokupě je navíc přidružena difúzní mlhovina.

H-R DIAGRAM

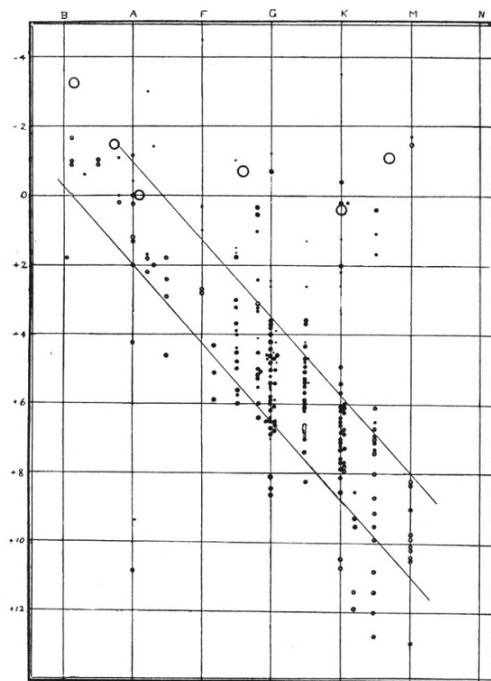
2.1 Historie H-R diagramu

Od 19. století, kdy se začala rozvíjet spektroskopie a pomocí trigonometrických parallax byly určeny vzdálenosti nejbližších hvězd, se nashromáždil rozsáhlý soubor spekter a dalších charakteristik hvězd, který astronomové začali systematicky zkoumat a hledat v nich nejrůznější statistické závislosti.

Roku 1905 dánský astronom Ejnar Hertzsprung sestavil tabulky závislosti spektrální třídy na absolutní hvězdné velikosti a objevil mezi těmito dvěma charakteristikami určitou souvislost. Také rozdělil hvězdy s povrchovou teplotou podobnou Slunci na dvě skupiny s výrazně odlišujícími se zářivými výkony, na posloupnost trpaslíků a obrů („ryb a velryb“). O dva roky později opět rozdělil hvězdy na dvě skupiny, tentokrát na hvězdy hlavní posloupnosti a na obry. Obě jeho práce však byly uveřejněny v časopise o fotografování a přirozeně tak ušly pozornosti astronomů.

O rozčlenění poloh hvězd na diagramu se v roce 1910 pokusil německý astronom Hans Rosenberg. Rosenberg získal spektra hvězd Plejád, k jejichž studiu vynesl závislost pozorované vizuální hvězdné velikosti na efektivní teplotě s vědomím, že vzhledem ke stejné vzdálenosti členů hvězdokupy je rozdíl mezi pozorovanými a absolutními hvězdnými velikostmi, tzv. *modul vzdálenosti*, stejný. O rok později zveřejnil nezávisle na něm podobný diagram i Hertzsprung.

Interpretaci *H-R diagramu* jako závislosti absolutní hvězdné velikosti na spektrální třídě představil roku 1913 americký astrofyzik Henry Norris Russell, který zavedl i názvosloví trpaslík–obr. Později se hvězdy detailněji rozdělily do oblasti hlavní posloupnosti, veleobrů, nadobrů, červených nebo modrých obrů, podobrů, podtrpaslíků a bílých a červených trpaslíků. Pro získání představ o relativním zastoupení hvězd v jednotlivých posloupnostech bylo nutné sestavit diagramy pro hvězdy jen do určitých vzdáleností od Slunce, neboť kvůli výběrovému efektu pozorujeme převážně jen hvězdy o vysokých zářivých výkonech. První takovéto diagramy do vzdálenosti 5 pc sestrojil holandský astronom Peter van de Kamp.



Obrázek 4: Původní Russelův H-R diagram. Dvě přímky vymezují hlavní posloupnost, kterou pro hvězdokupy Plejády a Hyády získal Hertzsprung ([e4]).

Od 20. let 20. století byl H-R diagram velmi důležitý při studiu hvězdokup. Protože hvězdy v hvězdokupách mají tentýž modul vzdálenosti, nebylo nutné určovat jejich absolutní hvězdné velikosti, ale stačily pouze pozorované. Začaly se též využívat diagramy se závislostí barva–absolutní hvězdná velikost, které pro různé hvězdokupy sestrojili Herold Lester Johnson, William Wilson Morgan a další astronomové. Srovnáním takovýchto diagramů se určily relativní vzdálenosti od Slunce a ověřila se teorie vývoje hvězd.

Právě práce amerického astrofyzika Roberta Julia Trümplera a nezávisle na něm dánského astrofyzika Daniela Strömgrena výrazně změnily teorie vývojových křivek na H-R diagramu. Dospěli k současné koncepci, při které se hvězdy při vývoji posouvají doprava nahoru, od hlavní posloupnosti do oblasti obrů. Tuto teorii potvrdil svými pozorováními Gerhard Peter Kuiper, jehož diagramy spektrum–absolutní hvězdná velikost byly také velmi důležité pro pochopení vývoje hvězd.

Pro jednoznačnější určení polohy zavedl Morgan roku 1943 k hustě zaplněným větvím římskou číslici charakterizující třídu svítivosti, například

číslici I pro veleobry, V pro hvězdy hlavní posloupnosti nebo VII pro bílé trpaslíky. V roce 1957 americký astrofyzik Allan Rex Sandage upozornil na další interpretaci H-R diagramu. Při sestrojení souhrnného diagramu pro více hvězdokup lze srovnáním místa odklonu od hlavní posloupnosti a rozložení hvězd na H-R diagramu porovnat jejich stáří.

2.2 Vzhled H-R diagramu a vývoj hvězd

Hertzsprungův-Russellův diagram je snad nejslavnějším astronomickým diagramem. Na vodorovnou osu nanášíme v logaritmické škále efektivní teplotu, spektrální typ nebo barevný index hvězdy, a na svislou osu logaritmus absolutní hvězdné velikosti, svítivosti nebo zářivého výkonu.

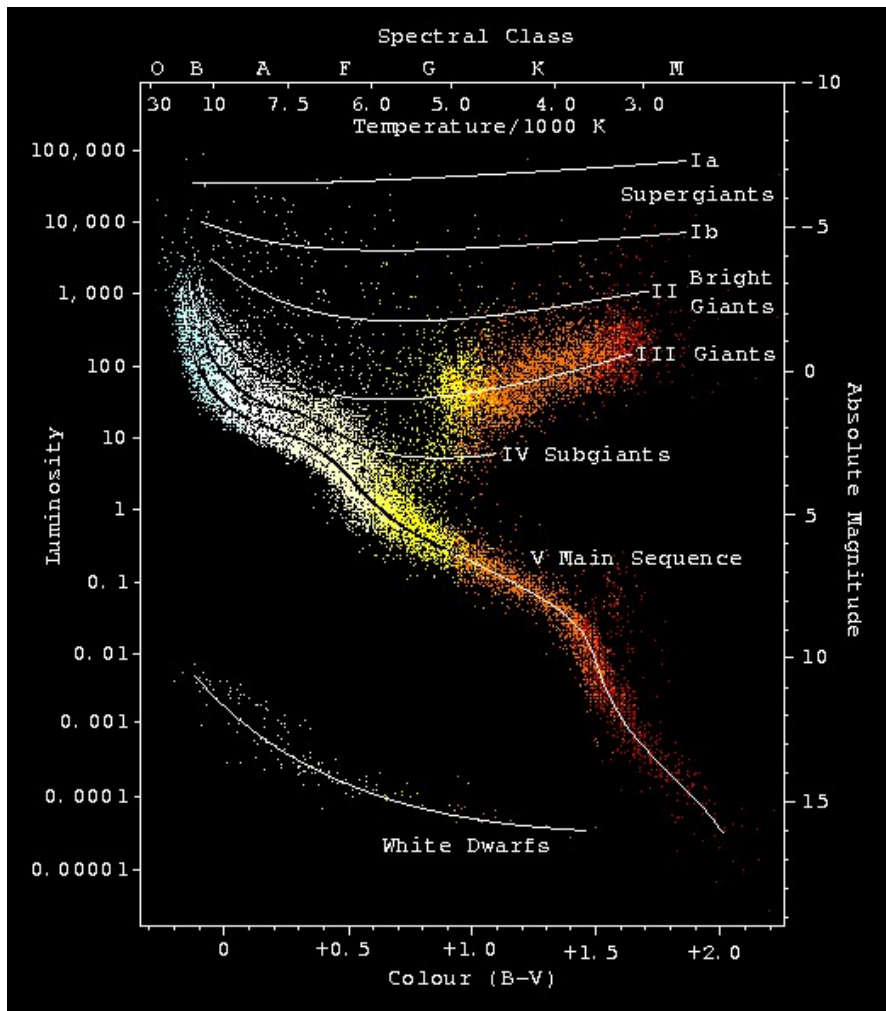
Už při letném pohledu si všimneme, že body jakožto hvězdy nejsou rozmístěny rovnoměrně, ale shlukují se do určitých oblastí nebo pásů. V oblastech hustě pokrytými obrazy hvězd je jejich vývoj nejpomalejší, hvězdy zde stráví významnou část svého života, nebo dosahují mimořádné svítivosti, že je spatříme, i když jsou hodně daleko, to je ovšem vlastnost výběrového efektu. Naopak prázdná místa na diagramu naznačují, že se do takového stavu hvězdy nemohou dostat anebo jimi procházejí velice rychle, či jsou velmi slabé a my jsme je nepozorovali.

H-R diagram umožňuje docela názorně graficky zobrazit, jak se hvězda vyvíjí. Vypadá to tak, že hvězda „putuje“, jednou rychleji, jednou pomaleji, mezi různými částmi diagramu. Hvězda se může přemístit i nespojitě, to když dochází k výbuchům supernov.

Protohvězda, která vznikla z plynoprachové mlhoviny a následně se prudce smrštila a zahřála, vstupuje na diagram zprava, a to tím výše, čím je hmotnější. Postupně se posouvá vlevo dolů po Hayashiho linii, a až jí teplota a tlak v nitru stoupne natolik, že se zapálí termonukleární reakce, usadí se na hlavní posloupnosti v místě tzv. *hlavní posloupnost nulového stáří* (Zero Age Main Sequence – *ZAMS*).

Hlavní posloupnost se táhne napříč celým diagramem z pravého dolního rohu od chladných červených trpaslíků s malým zářivým výkonem do horního levého, kde sídlí horké hvězdy – modří obři s velkým zářivým výkonem. Zde hvězda poklidně spaluje vodík v jádře na helium a stráví tu 80–90 % svého života (a proto tu v našem okolí nacházíme až 90 % hvězd). Hvězda se na hlavní posloupnosti posouvá mírně doprava k tzv. *konečné hlavní posloupnosti* (Terminal Age Main Sequence - *TAMS*), přičemž její poloha je dána její hmotností – čím je hvězda hmotnější, tím větší je její zářivý výkon a tedy

tím výše na hlavní posloupnosti leží. Po vyčerpání vodíku v centru hvězdy se začne spalovat vodík v tenké slupce okolo jádra, zářivost hvězdy stoupá, vnější obal se rozpíná a její povrch chladne. Na diagramu se to projeví tak, že se hvězda posouvá doprava nahoru od hlavní posloupnosti do oblasti obrů nebo veleobrů.



Obrázek 5: H-R diagram ([e5])

Červení obři, což jsou hvězdy s neaktivním elektronově degenerovaným heliovým jádrem a vrstvou hořícího vodíku, na diagramu splývají s asympto-

tickou větví obrů, s hvězdami s elektronově degenerovaným uhlíko-kyslíkovým jádrem obaleným vrstvičkou hořícího i nehořícího helia a energeticky nejdůležitější vrstvičkou hořícího vodíku. Na diagramu nad nimi leží velice jasné a poměrně vzácné *veleobři*. Jsou to nejhmotnější hvězdy s krátkým životem, v jejichž nitru se vytvářejí těžší prvky až po železo. Hmotné hvězdy vybuchují jako supernovy typu II za vzniku neutronové hvězdy nebo černé díry, ty s počáteční hmotností menší než $11 M_{\odot}$ (a hmotností jádra do $1,44 M_{\odot}$) se ke konci života stávají bílými trpaslíky.

Bílí trpaslíci jsou elektronově degenerované hvězdy, které mohou vzplát jako supernova typu Ia, nebo vychladnout do stadia černého trpaslíka. Svě místo na H-R diagramu mají u dolního levého rohu. Co se týká relativního počtu příslušníků jednotlivých skupin, v naší Galaxii na 10 miliónů hvězd hlavní posloupnosti připadá zhruba 1 milión bílých trpaslíků, 1 tisíc obrů a pouze jeden veleobr ([e4]).

Určitě je třeba zmínit i tzv. *pás nestability*. Pokud v této oblasti najdeme hvězdu, je s velkou pravděpodobností pulzačně nestabilní. Pás nestability se táhne téměř vertikálně z oblasti veleobrů třídy G, protíná hlavní posloupnost v místě pozdních typů A a ranných F a zasahuje až do oblasti bílých trpaslíků pozdního typu B a raného A.

H-R diagram je velmi důležitý nejen při studiu vývoje hvězd, ale poskytuje i mnoho informací o hvězdě samotné. Poloměr R získáme ze Stefanova zákona:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4, \quad (2.1)$$

kde L je výkon hvězdy, T je teplota hvězdy jako absolutně černého tělesa a σ je Stefanova–Boltzmannova konstanta ($\sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$). Poloměr hvězdy na hlavní posloupnosti získáme jednoduše ze vztahu:

$$R \approx M^{0,6}. \quad (2.2)$$

Hmotnostem hvězd hlavní posloupnosti docela dobře vyhovuje vztah:

$$M \approx L^{\frac{7}{2}}, \quad (2.3)$$

kde hmotnost M i zářivý výkon L jsou vztaženy ke Slunci. Ze znalosti poloměru a hmotnosti se dá určit povrchové gravitační zrychlení g i střední hustota $\bar{\rho}$:

$$g = GM/R^2, \quad (2.4)$$

$$\bar{\rho} = 3M/4\pi R^3. \quad (2.5)$$

Pomocí modulu vzdálenosti ($m-M$) určíme vzdálenost a z postavení hvězdy v diagramu můžeme soudit kromě stáří i na chemické složení.

Nakonec zmíním úvahu, jak se dá z H-R diagramu jednoduše určit relativní poloměr hvězdy. Vezmeme si dvě hvězdy stejného spektrálního typu – například M, jednoho trpaslíka a jednoho obra. Z diagramu zjistíme, že se liší o 10 magnitud, tudíž obr je desetitisíckrát jasnější než trpaslík. Jelikož oba mají stejnou povrchovou teplotu, jeden centimetr čtvereční vyzařuje u obou hvězd stejné množství světla. Lze to vyvodit ze Stefanova-Boltzmannova zákona, který říká, že intenzita záření I absolutně černého tělesa závisí pouze na čtvrté mocnině teploty T :

$$I = \sigma T^4. \quad (2.6)$$

Z toho vyplývá, že povrch obra musí být desetitisíckrát větší než u trpasličí hvězdy, což mu dává stokrát větší průměr. Podobnou úvahu můžeme rozšířit i na další hvězdy v H-R diagramu.

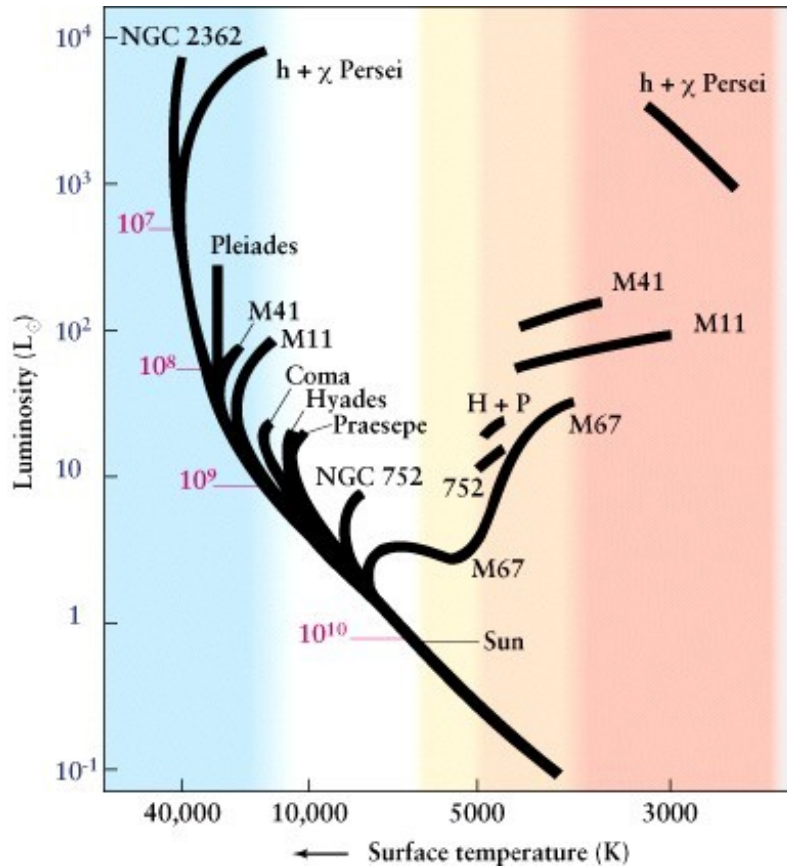
2.3 H-R diagram otevřených hvězdokup

Pro studium hvězdokup je velice výhodné použít modifikovaný H-R diagram. Jelikož barva je mírou povrchové teploty hvězd, a tedy spektrálního typu, lze závislost spektrum–svítivost nahradit funkcí barva–svítivost, popřípadě barva–pozorovaná či absolutní hvězdná velikost. Takovému diagramu se říká *barevný diagram*. Nahrazením spektrálního typu barevným indexem lze do diagramu zařadit i velmi slabé hvězdy, u kterých není možné pořádkovat spektra s dostatečně rozlišenými spektrálními čarami, a tím je zařadit do spektrálních tříd.

Co se týče vzhledu, H-R diagram hvězdokup se od diagramu hvězd pole na první pohled liší hlavně výrazněji definovanými posloupnostmi, kterými můžeme proložit spojitou křivku, i když někdy může být přerušená. To je dáno přibližně stejným stářím členů hvězdokupy a jejich stejnou vzdáleností od Slunce.

Pro pochopení H-R diagramu jako zdroje informací o stáří hvězdokup je nutné si ještě jednou zopakovat pár poznatků o vývoji hvězd. Jakmile se hvězdy smrští a zahřejí natolik, že se spustí vodíkové reakce, dostanou se na *hlavní posloupnost nulového stáří* (ZAMS). Hvězdy jsou konvekcí zcela promíchané a mají standardní chemické složení (70 % H a 28 % He). Poloha na ZAMS je jednoznačně dána hmotností hvězdy: hmotnější hvězdy leží na hlavní posloupnosti výše.

Křivka, která na diagramu spojuje obrazy hvězd různé hmotnosti, ale stejného stáří, se nazývá *izochrona*. Zpočátku izochrona splývá s hlavní posloupností nulového stáří. Hmotnější hvězdy se však vyvíjejí rychleji než ty méně hmotné a posouvají se k menším teplotám a větším výkonům do oblasti obrů. Isochrona se začne značně ohýbat a tomu místu, kde k odklonu od hlavní posloupnosti dochází, se říká *bod obratu*.



Obrázek 6: H-R diagram některých otevřených hvězdokup ([e6])

Postupem času i ty méně hmotné hvězdy chladnou, jejich poloměr a výkon roste a bod obratu se posouvá stále níž. Čím je tedy hvězdokupa starší, tím větší je přítomnost červených obrů a tím níže na hlavní posloupnosti se izochrona odklání. Poloha bodu obratu tedy jednoznačně charakterizuje stáří hvězdokupy, neboť odpovídá době, kterou hvězda v bodu obratu má strávit

a už i strávila na hlavní posloupnosti. Tento čas můžeme přibližně zjistit ze vztahu:

$$t = 7 \cdot 10^9 M^2, \quad (2.7)$$

kde M je hmotnost hvězdy v poměru ke hmotnosti Slunce a čas t nám vyjde v rocích (stáří otevřených hvězdokup se většinou pohybuje v rozmezí 10^6 až 10^9 let).

Pro porovnání barevných diagramů různých otevřených hvězdokup a zjištění jejich vzdáleností od Slunce je nutné převést pozorované hvězdné velikosti m na absolutní M . Proveďte se to posunutím stupnice pozorovaných hvězdných velikostí tak, aby se hlavní posloupnost shodovala s teoreticky určenou hlavní posloupností. Ta se odvozuje z dobře prozkoumaných hvězdokup, jejichž vzdálenosti byly určeny jinými metodami, například díky výskytu cefeid. Posunutí stupnice je rovno modulu vzdálenosti ($m - M$), ze kterého lze určit vzdálenost hvězdokupy r v parsecích podle rovnice:

$$(m - M) = 5 \log r - 5. \quad (2.8)$$

FOTOMETRIE A CCD

3.1 Historický přehled detekce světelného signálu

Nezákladnějším a rozhodně nejstarším a nejužívanějším detektorem světla jsou naše oči. Světločivné buňky očí, jež tvoří sítnici, jsou dvojího druhu. Tyčinky se uplatní při vnímání velmi slabých světelných podnětů, ale nemožňují barevné vidění. To zajišťují čípky, které jsou trojího typu – první je nejcitlivější na modrou část spektra, druhý na zelenou barvu a třetí na oranžovou a červenou.

Sítnice je nejcitlivější na žlutozelenou barvu vlnové délky kolem 560 nm. Její citlivost se však i liší, díváme-li se dalekohledem, nebo ne. Při pohledu dalekohledem do oka dopadá dostatečné množství světla, které vnímáme čípky. Pak se nám můžou dvě hvězdy, červená a modrá, zdát třeba stejně jasné. Když se ale na ně podíváme prostým okem, bude se nám zdát jasnější namodralá hvězda. Je to způsobeno tím, že tyčinky, které signál zaznamenají, jsou citlivější na modrozelené světlo (500 nm). Další nevýhodou je vlastnost, že oko reaguje na okamžité množství světla. Klesne-li množství světla pod určitou mez, můžeme se dívat jakkoliv dlouho, ale nevidíme nic.

Lidé nevidí uniformně stejně a dokonce i jeden člověk vnímá pokaždé jinak v závislosti na svém psychickém stavu. Když se k tomu připočte i záznam takřikajíc od ruky, je vizuální fotometrie velmi subjektivní a nepřesná.

S historicky prvním způsobem objektivní detekce a archivace světelných signálů přišel v roce 1839 Luis Daguerre. Jeho „*daguerrotypie*“, neboli záznam světla na stříbrné desky pomocí želatinové emulze s halogenidy stříbra, se stala předchůdkyní klasického fotografování. Samotná původní daguerrotypie byla brzy opuštěna, neboť byla drahá a náročná na zpracování, při vyvolání hrozila otrava rtuťovými párami a ani nemožňovala kopírování – každá deska byla originál. Nahradily ji další fotografické metody, které posunuly astronomii zase o kousek dál.

Díky kumulaci světla během dlouhých expozic byly detekovány i slabé objekty, zpřesnila se měření polohy objektů až na 0,03" a hlavně na každé desce bylo zaznamenáno obrovské množství informací, ke kterým se dalo vrátit

a znovu vyhodnotit. Hlavním nedostatkem používání fotografické emulze byl fakt, že není jednoduchá přímá úměra mezi hustotou zčernání fotografické emulze a logaritmem osvitů. Při malých osvětleních deska téměř nezčerná, je podexponovaná, a naopak při velkých intenzitách hustota zčernání dokonce začne klesat.

Další způsob detekce světelného signálu přináší užití *fotoefektu*, což je jev, který poprvé v roce 1887 popsal Heinrich Hertz a za jehož kvantové vysvětlení dostal roku 1921 Albert Einstein Nobelovu cenu. Využívá se vlastností některých látek, hlavně kovů, které při dopadu fotonů vhodné vlnové délky emitují elektrony, čímž vznikne proud.

Rozhodujícím momentem pro širší uplatnění v astronomii přinesl až vynález fotonásobiče, který díky sekundární emisi znásobil počet elektronů až milionkrát, čímž se zesílil dříve velmi slabý a nezaznamenanatelný signál. Další výhodou je vlastnost, že počet uvolněných elektronů je přímo úměrný počtu fotonů, tedy intenzitě dopadajícího záření, proto se jasnost hvězd určí daleko spolehlivěji.

Proti fotometrii fotonásobičí však mluví i pár faktů, jako třeba velmi drahé vybavení nebo preference modré barvy, kde je ale atmosféra nejhůře propustná. Proto se všeobecně přešlo na novou techniku, která v sobě soustřeďuje výhody fotografie i fotoelektrické fotometrie, a tou je CCD.

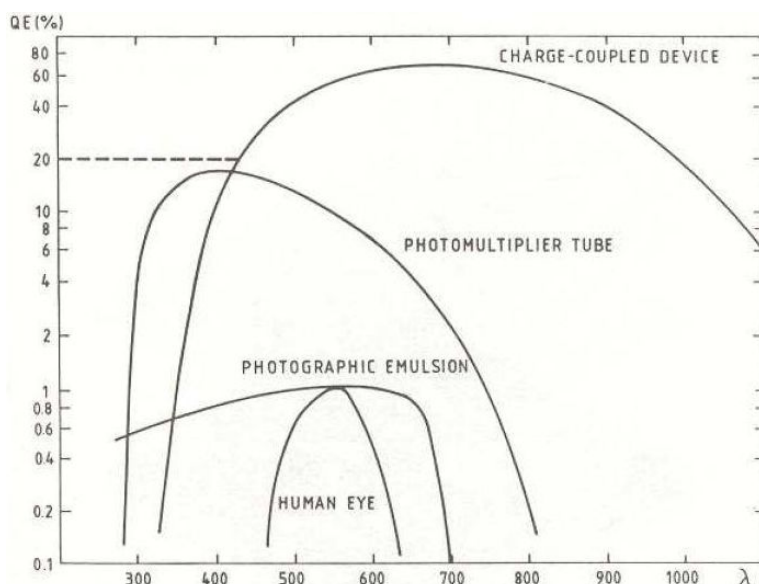
3.2 Vlastnost CDD

CCD (Charge-Coupled Device = zařízení s vázanými náboji, nebo také nábojově vázaný prvek) je elektronická polovodičová (křemíková) součástka používaná ke snímání světelného signálu. *CCD* kamera je zobrazovací detektor, který zaznamenává obraz vytvořený v ohniskové rovině objektivem dalekohledu. *CCD* čipy vynalezli roku 1969 v Bellových laboratořích Williard Boyle a George E. Smith, přičemž původně měly sloužit jako experimentální počítačové paměti. První astronomický snímek pomocí *CCD* vznikl o 6 let později, když vědci z Jet Propulsion Laboratory vyfotili planetu Uran.

I když první *CCD* čipy nabízely velmi vysokou citlivost na světlo, trpěly vysokým šumem, malým rozlišením a byly nesmírně drahé. Dnes jsou sice stále velmi drahé, ostatní nedostatky však byly eliminovány a zůstaly nám výhody jako citlivost, lineární odezva na světlo, mechanicky stabilní detektory a digitální podoba snímků.

Citlivost charakterizujeme tzv. *kvantovou účinností*. Kvantová účinnost (anglicky quantum efficiency – QE) vyjadřuje v procentech poměr fotonů

dopadajících na čip a vygenerovaných elektronů. Velmi citlivé filmy dosahují QE kolem tří až pěti procent, zato CCD v kvalitních astronomických kame-
rách 60 % ve dvou třetinách spektrální citlivosti a některé dokonce až 90 %
(Howell 2006). To umožňuje zkrácení doby expozic i větší dosah dalekohledu.



Obrázek 7: Srovnání spektrální citlivosti pro různé detektory ([e7])

CCD mají lineární charakteristiku světelného signálu, tudíž počet gene-
rovaných elektronů je přímo úměrný počtu přicházejících fotonů. Pokud
tedy srovnáváme signál dvou hvězd na CCD snímku, budou hodnoty pi-
xelů ve stejném poměru jako jejich tok záření. Platí to však, pokud signál
není velice intenzivní. Jestliže kapacita přesáhne hodnotu kolem 100 000
elektronů na pixel, dochází k nasycení potenciálové jámy a elektrony začnou
přetékat na sousední pixely. Existují CCD detektory, které tomu mají za-
bránit. Jsou to čipy s tzv. antiblooming elektrodami, které při příliš velkém
osvětlení odvádějí přebytečný náboj a zamezují tak saturaci. Problém je, že
náboj odvádějí dříve, než dojde k nasycení pixelu, a to je také příčina ne-
linearity. Z tohoto důvodu se tento druh CCD pro astronomické účely moc
nepoužívá.

Křemíkový čip, na němž je CCD vyroben, má stálé mechanické rozměry.
Přesně definované a neměnné rozměry dovolují provádět precizní astrome-
trická měření. Na CCD snímku lze určit polohu objektu (hvězdy, planety,

komety...) s přesností až 1/10 úhlového rozměru pixelu, což odpovídá zlomkům úhlové vteřiny ([e14]).

V případě použití CCD čipů je obraz k dispozici přímo v digitální podobě v tzv. FITS formátu, což umožňuje bezprostřední zpracování pomocí počítačů. Snímek lze prohlédnout pár sekund po vyfocení a díky tomu mohou být hned analyzovány a opraveny případné chyby. Jediný nástroj potřebný ke zpracování snímků je počítač (a speciální software), nepotřebujeme žádná specializovaná a velmi drahá zařízení. Další výhodou digitálních snímků je například snadná archivace a rozmnožování.

3.3 Princip CCD

CCD využívá jako ostatní světločivné součástky fotoelektrického jevu. Při expozici se tedy excitují v polovodiči elektrony. Jelikož je na čipu vytvořena síť vodorovných a svislých záporných elektrod, elektrony mezi ně zapadnou, hromadí se a nemůžou se po čipu volně pohybovat. Každá potenciálová jáma reprezentuje jeden pixel (z anglického picture element), tedy nejmenší čtveřec obrazu. Velikost pixelů se pohybuje mezi 2–12 μm , kapacita může být až milion elektronů a některé CCD mají až 4096×4096 pixelů (Howell 2006).

Snímání obrazu probíhá díky postupnému zvyšování a snižování napětí na sousedních elektrodách. Shluky elektronů z jednotlivých pixelů se tak posouvají k výstupnímu zesilovači, kde je elektrický náboj převeden na napětí. Podle rozložení pixelů můžeme CCD rozdělit do dvou skupin:

- lineární CCD
- maticový CCD

Lineární CCD detektor je tvořen jedinou řadou pixelů. Používá se při snímání jednorozměrného obrazu, například při detekci spektra. Můžeme jím však vytvořit i dvourozměrný obraz, stačí, aby se detektor nebo objekt pohyboval. Obraz je tak vytvářen postupným snímáním řádek po řádku. V astronomii se tohoto principu často využívá v družicích a sondách obíhajících kolem zkoumaných planet.

Pixely sdružené do matice vytvářejí *maticový CCD*. Tento detektor snímá obrázky najednou, a proto se využívá v astronomických CCD kamerách. Obraz se snímá tak, že se pomocí změny napětí na vertikálních elektrodách posune celý obraz o jeden řádek dolů. Spodní řádek se posune do tzv. horizontálního registru, kde se pak pomocí horizontálních elektrod posouvá k výstupnímu zesilovači, který hodnoty digitalizuje.

3.4 Metody zpracování a korekce snímků

Ze snímků můžeme získat dva typy informace – polohu a úhlovou velikost objektu a jeho tok energie (jasnost). Existují dvě základní metody získání fotometrické informace ze snímku:

- aperturní fotometrie
- profilová fotometrie

Aperturní fotometrie spočívá v sečtení signálu zdroje (tedy intenzit na jednotlivých pixelech) v uměle vytvořené clonce. Je to poměrně snadné, protože se obejdeme bez komplikovaných matematických postupů a můžeme ji použít na libovolný tvar objektu. Právě program Muniwin, pomocí kterého jsou zpracovávána data v této práci, je založen na aperturní fotometrii.

Profilová fotometrie znamená, že se měřeným profilem hvězdy proloží vhodná funkce a z ní se odvodí měřený signál. Je to komplikovaná metoda, ale poměrně přesná a necitlivá na náhodné chyby a šумы a dá se použít v hustých hvězdných polích, například kulových hvězdokupách.

Při zpracování snímků musíme počítat s rušivými vlivy CCD, a to:

- čtecí šum
- temný proud
- nerovnoměrné osvětlení obrazového pole
- nestejná citlivost pixelů

Čtecí šum je vlastností každého elektronického zařízení, neboť žádné není dokonalé. Vzniká při vyčítání elektronů z pixelů a následné digitalizaci.

Každý materiál o teplotě vyšší než absolutní nula je zdrojem teplotního šumu. Znamená to tedy, že elektrony vznikají v pixelech nejen v důsledku dopadajícího světla, ale i v závislosti na teplotě. Tomuto teplotně generovanému náboji se říká *temný proud*. Pro CCD je definován jako počet tepelných elektronů vzniklých za sekundu na jeden pixel nebo jako proud generovaný ve čtverečním centimetru. Temný proud se snažíme minimalizovat chlazením přístroje, a to tekutým dusíkem (až -100 °C) nebo levnější termoelektrickou metodou (Peltierův jev, -20 °C až -50 °C).

Za pokojové teploty je temný proud pro CCD kolem $2,5 \cdot 10^4$ elektronů na pixel za sekundu a pro chlazené zařízení už jen 2–0,04 elektronů na pixel za sekundu (Howell 2006). Ačkoliv dva elektrony generované každou sekundu

na pixel vypadá jako velmi málo, při patnáctiminutové expozici se jejich počet zvýší na 1800, proto se pak při samotném zpracování snímků odečítá tzv. temný snímek (dark frame, konkrétně masterdark). Temný snímek obsahuje pouze signál generovaný temným proudem a získáme ho tak, že pořídíme několik snímků s uzavřenou závěrkou za stejné teploty a se stejně dlouhou expozicí jako vlastní focení objektu a z těchto snímků uděláme průměrný snímek, tzv. *masterdark*.

Obrazové pole může být dalekohledem osvětleno nerovnoměrně (například kvůli prachu vznikají prstencové stíny). Také citlivost na světlo může být různá pixel od pixelu. Vliv těchto efektů se eliminuje aplikací tzv. *flat field* snímků. Flat field je obraz jednotně jasného pozadí, například rovnoměrně osvětleného nebe při soumraku, a to pro každý barevný filtr zvlášť. Takže veškeré nerovnoměrnosti osvětlení na tomto obrazu jsou způsobeny pouze dalekohledem nebo kamerou.

Dále musíme počítat i s rušivými vlivy atmosféry. Teplejší vzduch má menší index lomu než chladnější vzduch, takže prouděním v atmosféře dochází k rozmazání obrazu hvězdy, tomu se říká *seeing*. Ke zkreslení dat přispívá také atmosférická extinkce, což je zeslabení světla při průchodu atmosférou, která je logicky největší při vysoké zenitové vzdálenosti objektu.

3.5 Oprava o atmosférickou extinkci

Světlo nebeských objektů je při průchodu zemskou atmosférou zeslabeno a dochází i ke změně spektrálního složení. Můžeme si to ukázat na Slunci. Když zapadá či vychází, jeho světlo k nám jde přes tlustší vrstvu atmosféry, a to způsobuje, že plochu kolmou na něj neohřívá tolik jako v poledne a také se nám samo zdá zbarveno do červena.

Zemská atmosféra funguje jako filtr propouštějící či nepropouštějící záření objektů. Proto mluvíme o tzv. *atmosférických oknech*, jako třeba optické okno, radiové okno... Extinkce je také různá pro každou vlnovou délku. Platí, že čím kratší vlnová délka, tím větší je extinkce. Závislost mezi hvězdnou velikostí $m(c, z)$ v určité barvě c pozorovanou v zenitové vzdálenosti z a hvězdnou velikostí neztlumenou o zemskou atmosféru $m_0(c)$ se označuje jako extinkční přímka, nebo-li tzv. *Boguerova polopřímka*:

$$m(c, z) = m_0(c) + k(c) X(z), \quad (3.1)$$

kde $k(c)$ je lineární extinkční koeficient příslušné barvy vyjádřený v magnitudách a X je *vzdušná hmota*.

Boguerovu polopřímku dostaneme, vyneseme-li pozorovanou hvězdnou velikost v závislosti na vzdušné hmotě. Její průsečík se svislou osou udává mimoatmosférickou hvězdnou velikost objektu a její sklon je roven extinkčnímu koeficientu. Ten udává, kolik světla se ztratí při průchodu atmosférou. Je-li tedy $k = 0,2$, pak je světlo v zenitu ztlumeno o dvacet procent.

Vzdušná hmota je bezrozměrná veličina, která vyjadřuje relativní výšku sloupce vzduchu zemské atmosféry vztaženou ke sloupci vzduchu v zenitu. Klesá-li pozorovaný objekt k obzoru, jeho světlo musí procházet po stále delší dráze, protože i vzdušná hmota je větší. Pro planparalelní atmosféru by platilo, že vzdušná hmota je nepřímo úměrná kosinu zenitové vzdálenosti. Pro přesnější měření ale musíme vzít v úvahu zakřivení zemského povrchu a použít vztah:

$$X = \frac{1}{\cos z} \left[1 - 0,0012 \left(\frac{1}{\cos^2 z} - 1 \right) \right]. \quad (3.2)$$

Extinkce zemské atmosféry je způsobena zejména rozptylem procházejícího světla na náhodných shlucích molekul vzduchu. Tento druh rozptylu se nazývá *Rayleighův rozptyl*, který je příčinou modré barvy oblohy. Jeho velikost je v dané barvě relativně konstantní a závisí jen na okamžité velikosti atmosférického tlaku. Rayleighův rozptyl je nepřímo úměrný čtvrté mocnině vlnové délky.

Další složkou extinkce je *Mieův rozptyl*, který je nepřímo úměrný první mocnině vlnové délky. Je to rozptyl na drobných částicích prachu (aerosolech) o velikosti srovnatelné s vlnovou délkou světla. Je to silně proměnná složka extinkce, jelikož zaprášenost zemské atmosféry je pokaždé jiná.

3.6 Fotometrické systémy a barvy

Pro měření jasností vesmírných objektů se používají fotometrické systémy s filtry, které propouštějí světlo jen v určitém intervalu elektromagnetického spektra. Tyto filtry definují tzv. *barvy fotometrického systému*.

Podle šířky pásma propustnosti se tyto systémy dělí do tří tříd:

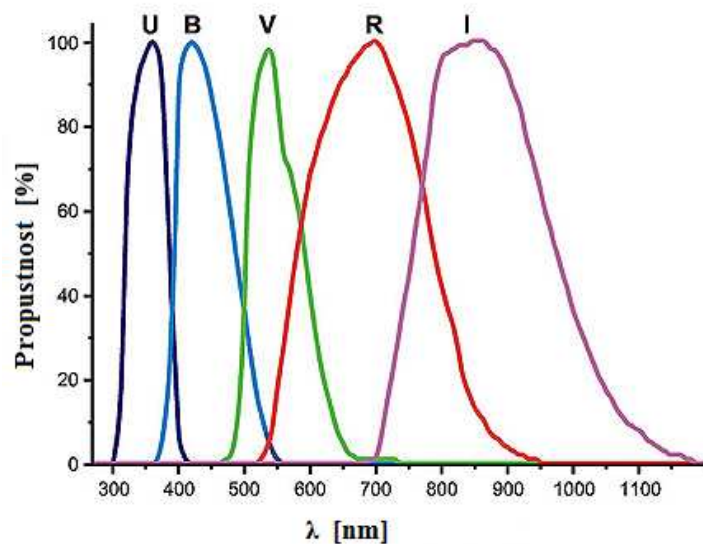
- širokopásmové, šířka minimálně 30 nm
- středněpásmové, pásma široká od 10 do 30 nm
- úzkopásmové, víceméně monochromatické s šířkou několika nm

Fotometrických systémů je velmi mnoho, avšak zmíním tu pouze ty nejvýznamnější.

Systém *UBV* je jistě nejznámějším a nejrozšířenějším hvězdným fotometrickým systémem. V roce 1953 ho zavedli američtí astronomové Harold Johnson a William Morgan. Je určen třemi širokopásmovými filtry:

- *U*: propustnost od 300 nm do 420 nm, maximum u 365 nm (ultrafialová)
- *B*: propustnost od 360 nm do 500 nm, maximum u 440 nm (modrá)
- *V*: propustnost od 460 nm do 740 nm, maximum u 545 nm (žlutá)

Filtry systému byly navrženy tak, aby pokryly základní charakteristiky hvězd i citlivosti měřících zařízení: *U* má polohu Balmerova skoku, *B* odpovídá nejvyšší citlivosti fotografické emulze a *V* lidskému oku (Hroch 2006).



Obrázek 8: Graf propustnosti (upraveno podle [e8])

Systém byl brzy rozšířen i do dlouhovlnější oblasti spektra prostřednictvím širokopásmových filtrů: *R* (700 nm), *I* (900 nm), *J* (1250 nm), *K* (2200 nm) a *L* (3400 nm). Tyto filtry postihují oblasti spektra, do kterých zasahuje vodní pára jen minimálně.

Nevýhodou Johnsonova systému je, že se filtr U překrývá s oblastí vyhrazenou pro filtr B i že se špatně určuje výška Balmerova skoku. Proto v šedesátých letech navrhl Bengt Strömgen systém *uvby*:

- u : pološířka 34 nm, maximum 350 nm
- v : pološířka 20 nm, maximum 410 nm
- b : pološířka 16 nm, maximum 465 nm
- y : pološířka 24 nm, maximum 545 nm

Tento systém je díky užším pásům lépe definován a poskytuje i přesnější informace o vlastnostech hvězd než systém UBV .

Při sestrovování barevných diagramů pracujeme s *barevnými indexy*. Barevný index je rozdíl hvězdných velikostí naměřených u jedné hvězdy v různých barvách. Vždy se hvězdná velikost naměřená v dlouhovlnné oblasti odečítá od hvězdné velikosti v krátkovlnnější oblasti, tedy $CI = m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$, kde $\lambda_2 > \lambda_1$. Tyto indexy, jako $U - B$ nebo $B - V$, závisí na rozdělení energie ve spektru hvězdy a jsou pro každou hvězdu jiné. Podle definice nulového barevného indexu hvězdy o povrchové teplotě 10^4 K (spektrálního typu A0) mají v rozmezí 5,5–6,5 magnitud pro všechny vlnové délky stejnou jasnost. Hvězdy s kladným barevným indexem jsou červenější a tedy chladnější než hvězdy spektrálního typu A0, naopak ty se záporným barevným indexem jsou modřejší a mají tedy vyšší povrchovou teplotu.

Barevné indexy bývají často zkresleny kvůli extinkci, protože ta více postihuje krátkovlnný konec spektra. Rozdíl mezi pozorovaným barevným indexem ($B - V$) a barevným indexem bez vlivu mezihvězdné extinkce ($B - V$)₀ se nazývá *barevný exces* $E(B - V)$. Obdobně $E(U - B) = (U - B) - (U - B)$ ₀. Jelikož extinkce způsobená mezihvězdným prachem více ovlivňuje krátkovlnnější oblast spektra, dochází k tzv. *mezihvězdnému zčervenání*. Hvězdy se pak jeví červenější a tedy chladnější, než ve skutečnosti jsou. Barevný exces můžeme odečíst z trojbarevného diagramu, například $U - B$ závislé na $B - V$. Naměřená data jsou vůči teoretické křivce vodorovně posunuta a to je právě způsobeno mezihvězdnou absorpcí.

M37

4.1 Souhvězdí Vozka a pozorování hvězdokupy M37

Původní řecký název souhvězdí byl Heniochos („ten, který drží opratě“), avšak vžil se název latinský – Auriga = Vozka. Podle řecké pověsti toto souhvězdí ztvárňuje chromého krále Erichthonia, syna boha Hefaista. Proslul tím, že jako první zapřáhl koně do vozu a stal se mistrem v ovládání spřežení. Rozhodnutím samotného Dia se dostala na oblohu i Capella (Kozička). Je to koza, která svým mlékem kojila malého Dia na Krétě, kde ho jeho matka skrývala před všepožírajícím titánem času Chronem. Z vděčnosti ji pak Zeus umístil na oblohu, kde září jako nejjasnější hvězda Vozky.

Toto souhvězdí představuje jednu z dominant oblohy odcházejícího podzimu a přicházející zimy. V zimě je tedy viditelné po celou noc a na jaře už jen večer. Nejjasnější hvězdou je Capella (0 mag) ležící v horní části souhvězdí, ostatní výrazné hvězdy jsou jasné 2 až 3 magnitudy. Zajímavé je, že ačkoliv jasná hvězda na jižním okraji souhvězdí zcela logicky patří do obrazce Vozky, byla v první třetině dvacátého století přiřknuta Býkovi a dnes ji označujeme jako β Tauri.

Hvězdokupa M37 byla poprvé pozorována Giovannim Baptistou Hodiernou již před rokem 1654. Ačkoliv je M37 nejjasnější ze tří otevřených hvězdokup v jižní části souhvězdí Vozka, Le Gentil ji v roce 1749, kdy objevil sousední dvě, přehlédl. Byla tedy znovuobjevena a katalogizována Charlesem Messierem až na podzim roku 1764 ([e11]).

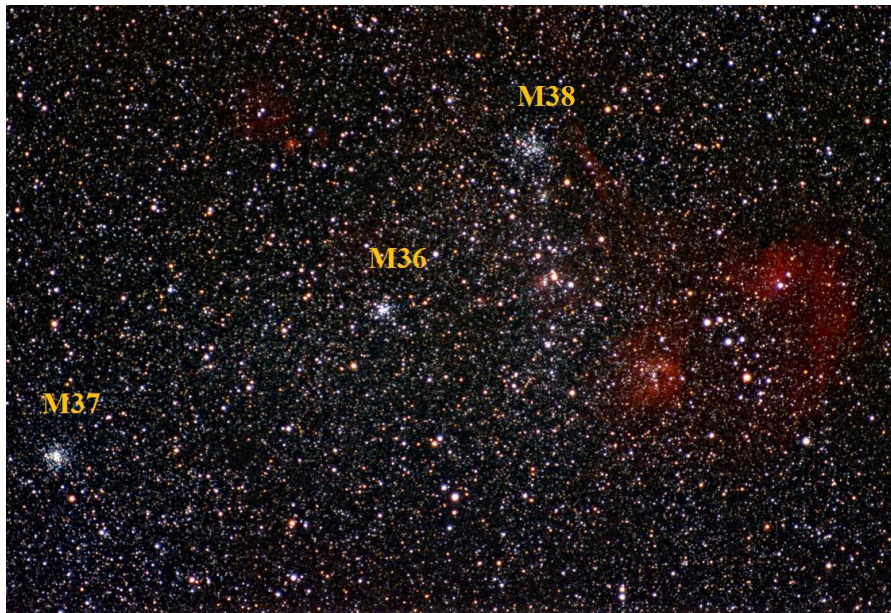
4.2 Charakteristika

Hvězdokupa M37, jejíž jiné označení je NGC 2099, je nejjasnější, nejbohatší i nejstarší ze tří otevřených hvězdokup v souhvězdí Vozka. Její rektascenze je $\alpha = 05^h 52^m 18^s$ a deklinace $\delta = +32^\circ 33' 12''$ (obě ep=2000, eq=2000) ([e15]). Pozorovaná hvězdná velikost je 5,6 magnitud ve filtru V a 6,19 magnitud ve filtru B . Neobsahuje téměř žádné jasné hvězdy a díky tomu se jí někdy říká

Diamantový prach. Tato hvězdokupa obsahuje zhruba 150 hvězd jasnějších než 12,5 magnitudy z celkových asi dvanácti tisíci hvězd.

Co se týče stáří, studie se různí, většinou se odhaduje mezi 300 až 650 miliony let. Její vzdálenost také není přesně známa, pohybuje se mezi 1150 a 2060 parseky. Úhlová velikost je 24 čtverečných minut. Tato hvězdokupa byla klasifikována jako Trümpler typu I,1,r nebo také I,2,r.

V jejím okolí nalezneme další dvě otevřené hvězdokupy M36 a M38. Leží zhruba ve stejných vzdálenostech jako jejich jasnější sousedka, ale představují různé vývojové stupně hvězdokup. M36 je stará pouze 25 milionů let, a proto se skládá spíše z mladých zářivých hvězd, M38 je o něco starší (220 milionů let) a obsahuje tedy mladší i starší hvězdy.



Obrázek 9: Vyznačené hvězdokupy v souhvězdí Vozka ([e9])

POZOROVÁNÍ A ZPRACOVÁNÍ DAT

5.1 Pozorovací přístroj a podmínky měření

Otevřená hvězdokupa M37 byla pozorována z observatoře Masarykovy univerzity v Brně na Kraví hoře (zeměpisná šířka $+49^{\circ} 12' 16''$; zeměpisná délka $+16^{\circ} 35' 02''$; nadmořská výška 305 m n. m.) v průběhu tří nocí. Při zpracování se ale zjistilo, že data z prvních dvou nocí jsou nepoužitelná kvůli velice proměnlivé extinkci. Proto jsou zpracovány snímky pouze z noci 3. 4. 2009, a to od 20:37:02 do 21:31:21 světového času (UT).

Pozorovacím přístrojem byl 62cm zrcadlový reflektor a detektorem byla CCD kamera typu SBIG ST-8XME s čipem KAF-1603ME. Použity byly čtyři filtry:

- *B*: 28 snímků, expozice 20 s
- *V*: 28 snímků, expozice 20 s
- *R*: 30 snímků, expozice 15 s
- *I*: 34 snímků, expozice 10 s

5.2 Zpracování měření

Tato hvězdokupa se nachází poblíž Mléčné dráhy, proto bylo nutné zjistit u každé hvězdy pravděpodobnost příslušnosti k této hvězdokupě. To bylo provedeno díky interaktivní mapce na stránkách WEBDA ([e10]), která čerpá z práce pánů von Zeipela a Lindgrena.

Hvězdokupa je velice bohatá a některé snímky obsahovaly přes 800 hvězd. Proto kvůli přehlednosti i pro eliminaci hvězd nepatřících ke hvězdokupě byly při zpracování vynechány velice slabé hvězdy a byl zhotoven výřez centrálnější části hvězdokupy (viz obrázek 20 v dodatku). Na tomto výřezu se nachází 301 hvězd, z toho 174 hvězd má pravděpodobnost příslušnosti ke hvězdokupě větší než 60 %.



Obrázek 10: M37 ([e1])

Získané snímky byly zpracovány v programu Muniwin, kde byly ošetřeny o dark frame a flat field a byla provedena fotometrie s aperturou 3. Získané instrumentální hvězdné velikosti musely být opraveny o atmosférickou extinkci a pomocí barevné kalibrace převedeny do standardního fotometrického systému. Proto bylo vybráno 20 jasnějších hvězd s čísly: 2, 22, 23, 105, 106, 109, 132, 141, 143, 157, 165, 166, 203, 222, 226, 233, 241, 256, 263 a 282. U každé z těchto hvězd byly sestrojeny grafy metodou Bougerových polopřímek a díky tomu se zjistily jejich mimoatmosférické hvězdné velikosti.

U těchto srovnávacích hvězd jsem pomocí [e15] zjistila jejich katalogizované hodnoty a provedla barevnou kalibraci. Ta byla nutná z toho důvodu, že každý přístroj je na barvy různě citlivý, a spočívala tedy v porovnání měřených magnitud v různých filtrech s magnitudami katalogovými. Získala jsem tyto kalibrační rovnice:

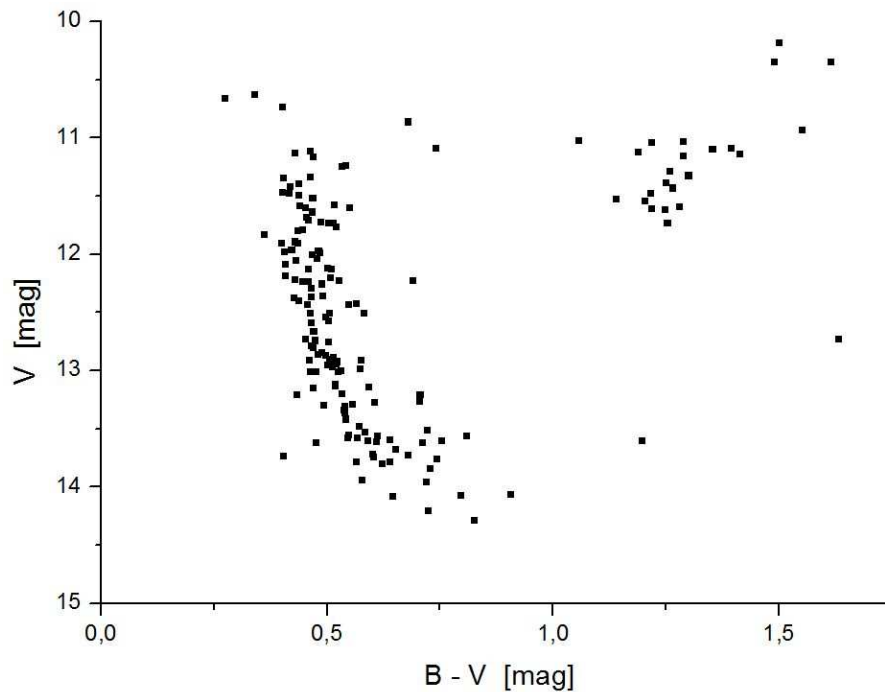
$$\begin{aligned}
 m_B &= m_b - (1,12973 \pm 0,04145) + (0,1343 \pm 0,0385) \cdot (m_b - m_v), \\
 m_V &= m_v - (0,81454 \pm 0,03637) + (0,0394 \pm 0,0525) \cdot (m_v - m_r), \\
 m_R &= m_r - (1,05045 \pm 0,07396) - (0,2138 \pm 0,1068) \cdot (m_v - m_r), \\
 m_I &= m_i - (1,86528 \pm 0,09162) - (0,32079 \pm 0,17269) \cdot (m_r - m_i),
 \end{aligned}$$

kde velké indexy značí okalibrované hvězdné velikosti a malé indexy instrumentální hvězdné velikosti.

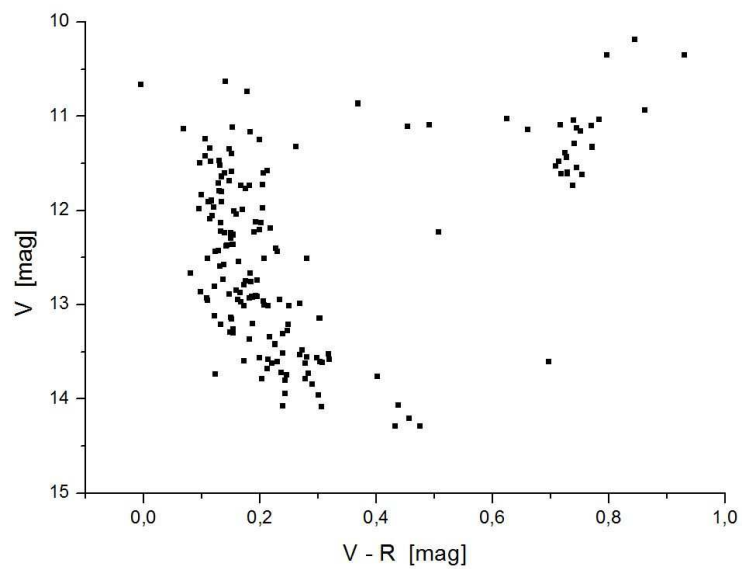
Následně i ostatní hvězdy, u kterých je příslušnost k hvězdokupě větší než 60 %, byly ošetřeny o extinkci a barevně zkalibrovány. Už nic nebránilo vytvořit barevné diagramy.

5.3 Barevné diagramy

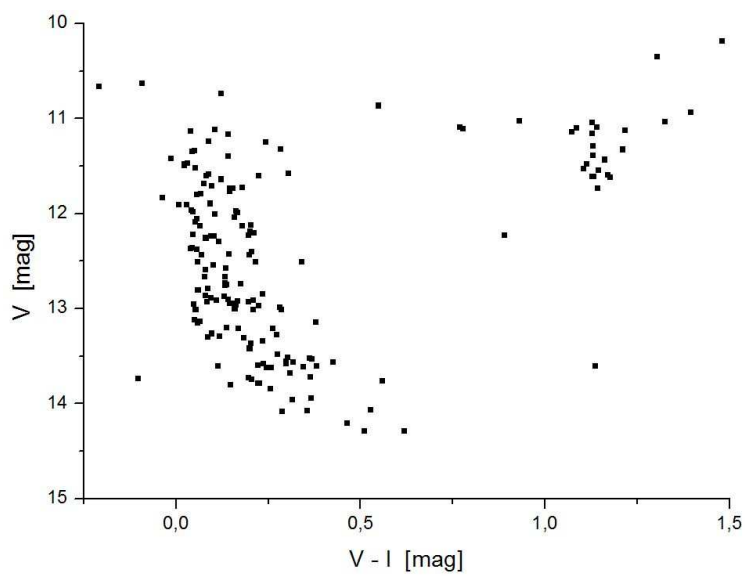
Barevné diagramy byly sestrojeny pro barevné indexy $B - V$, $V - R$ a $V - I$, přičemž na svislou osu je vždy vynášena vizuální hvězdná velikost V . Na těchto diagramech je jasně vidět hlavní posloupnost, na které se nachází nejvíce hvězd, bod obratu i větev obrů. Z toho lze usoudit, že se jedná o středně starou hvězdokupu.



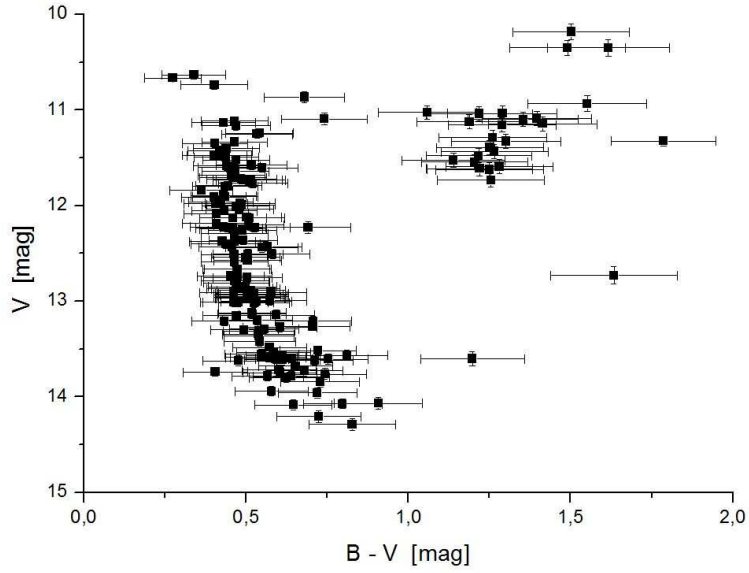
Obrázek 11: Barevný diagram M37 pro barevný index $B - V$



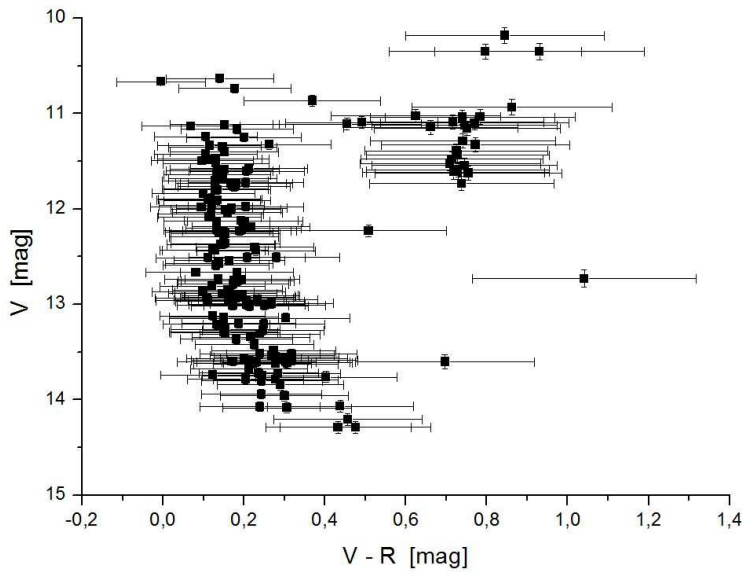
Obrázek 12: Barevný diagram M37 pro barevný index $V - R$



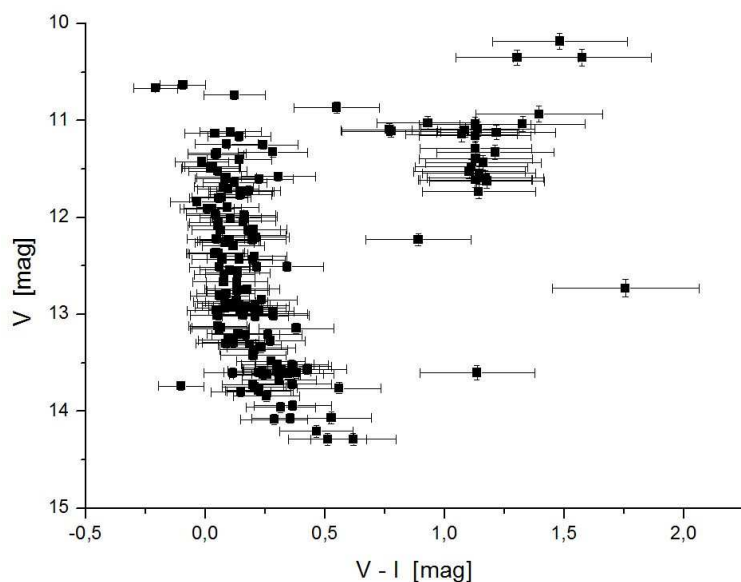
Obrázek 13: Barevný diagram M37 pro barevný index $V - I$



Obrázek 14: Diagram M37 s chybami barevného indexu $B - V$ a hvězdné velikosti ve filtru V



Obrázek 15: Diagram M37 s chybami barevného indexu $V - R$ a hvězdné velikosti ve filtru V

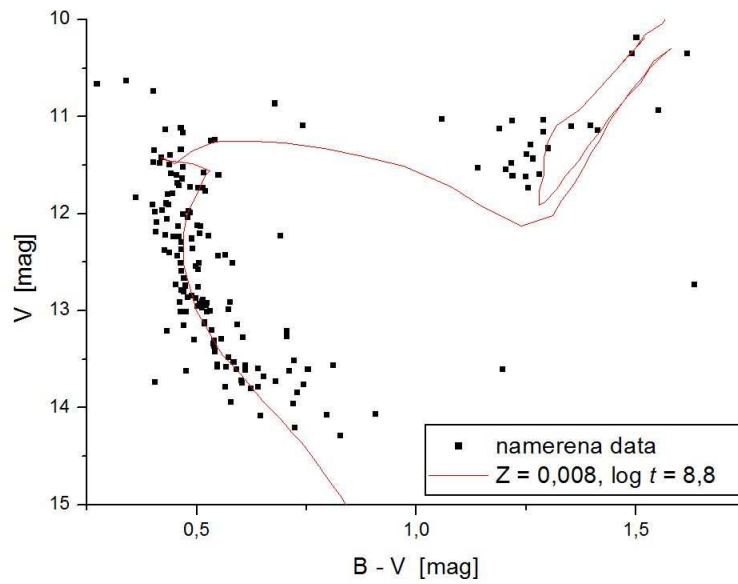


Obrázek 16: Diagram M37 s chybami barevného indexu $V - I$ a hvězdné velikosti ve filtru V

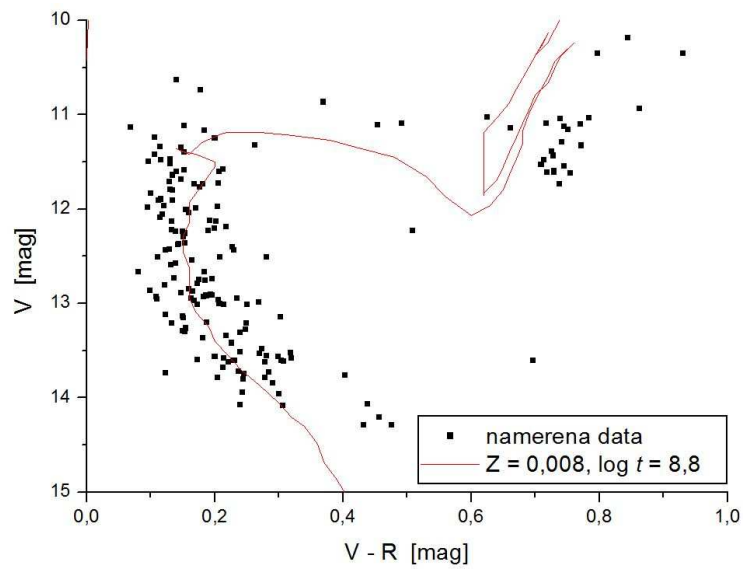
5.4 Stáří, chemické složení a vzdálenost

Abychom určili stáří, chemické složení a vzdálenost hvězdokupy, je třeba proložit sestrojené barevné diagramy teoretickými izochronami. Na internetu se dá najít mnoho teoretických modelů, každý odpovídá různému stáří a chemickému složení. Isochrony v této práci byly získány z padovské databáze [e16], konkrétně z práce G. Bertelliho a kolektivu ([Bertelli 1994]).

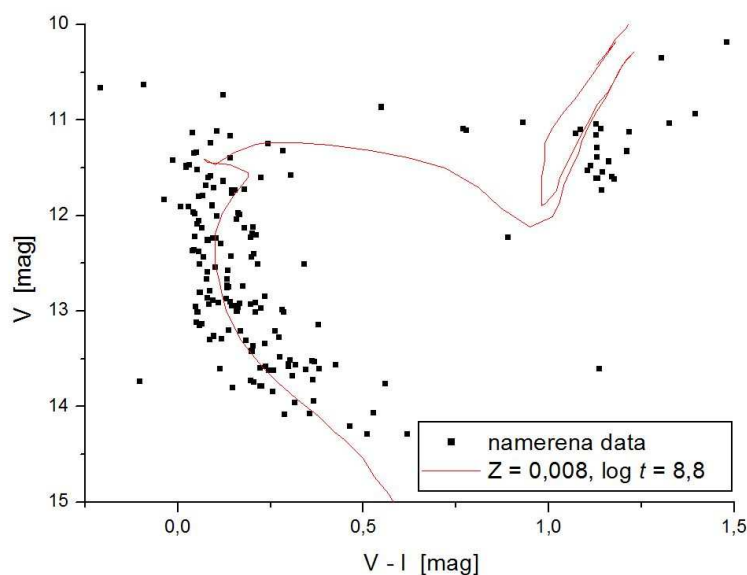
Teoretickou izochronu je nutné vertikálně posunout, aby dobře fitovala naměřená data. Tento posun odpovídá modulu vzdálenosti, ze kterého získáme vzdálenost hvězdokupy.



Obrázek 17: Barevný diagram M37 s teoretickou izochronou pro barevný index $B - V$



Obrázek 18: Barevný diagram M37 s teoretickou izochronou pro barevný index $V - R$



Obrázek 19: Barevný diagram M37 s teoretickou izochronou pro barevný index $V - I$

Nejlépe odpovídal model pro $Z = 0,008$, $Y = 0,25$ a stáří $10^{8,8}$ let, což znamená, že hvězdokupa obsahuje 0,8 % těžkých prvků, 25 % helia a zbytek (74,2 %) je vodík, a je stará 630 milionů let.

Pro barevný index $B - V$ vychází modul vzdálenosti ($V - M_V$) 11,26 mag; pro barevný index $V - R$ je modul vzdálenosti rovný 11,2 mag a pro barevný index $V - I$ je to 11,25 mag. Průměrná hodnota posunutí teoretického modelu je $11,24 \pm 0,02$ mag. Vzdálenost hvězdokupy určíme z upravené Pogsonovy rovnice:

$$r = 10^{\frac{V - M_V + 5}{5}}. \quad (5.1)$$

Průměrná hodnota vzdálenosti hvězdokupy pak vychází:

$$r = 1770 \pm 20 \text{ pc}.$$

5.5 Diskuse výsledků

Na základě CCD snímků byly sestrojeny barevné diagramy, na kterých je jasně zřetelná hlavní posloupnost i méně výrazná větev obrů. Z toho lze usoudit, že se jedná o středně starou hvězdokupu. Její stáří jsem určila porovnáním s teoretickým modelem na $630 \cdot 10^6$ let a podíl těžších prvků na $Z = 0,008$. Dále byl z grafů odečten průměrný modul vzdálenosti $(V - M_V) = 11,24 \pm 0,02$ mag, ze kterého díky Pogsonově rovnici vyšla vzdálenost na $r = 1770 \pm 20$ pc.

Studie zabývající se hvězdokupou M37 se v těchto základních charakteristikách různí. Podíl těžších prvků se pohybuje v rozmezí $Z = 0,008$ (Sagar 2002) po $Z = 0,02$ (Mermilliod 1996) a (Kang 2007).

Stáří hvězdokupy se uvádí od $316 \cdot 10^6$ let (Nilakshi 2002) do $650 \cdot 10^6$ let (Kalirai 2005). Sagar (2002) ho určil na $400 \cdot 10^6$ let, Mermilliod (1996) a Kang (2007) shodně udávají $450 \cdot 10^6$ let. Grocholski a Sarajedini (2003) zmiňují stáří hvězdokupy jako $537 \cdot 10^6$ let a Kalirai (2006) uvádí nejpravděpodobnější hodnotu mezi 590 až 620 miliony lety.

Hodnota vzdálenosti se ve vědeckých pracích pohybuje od 1150-1380 pc (Kalirai 2006) do 2060 pc (Sarajedini 2004). Nilakshi a Sagar v obou svých pracích v roce 2002 udávají hodnotu 1360 pc, Mermilliod (1996) a Kang (2007) ji zmiňují zhruba kolem 1950 parseků.

ZÁVĚR

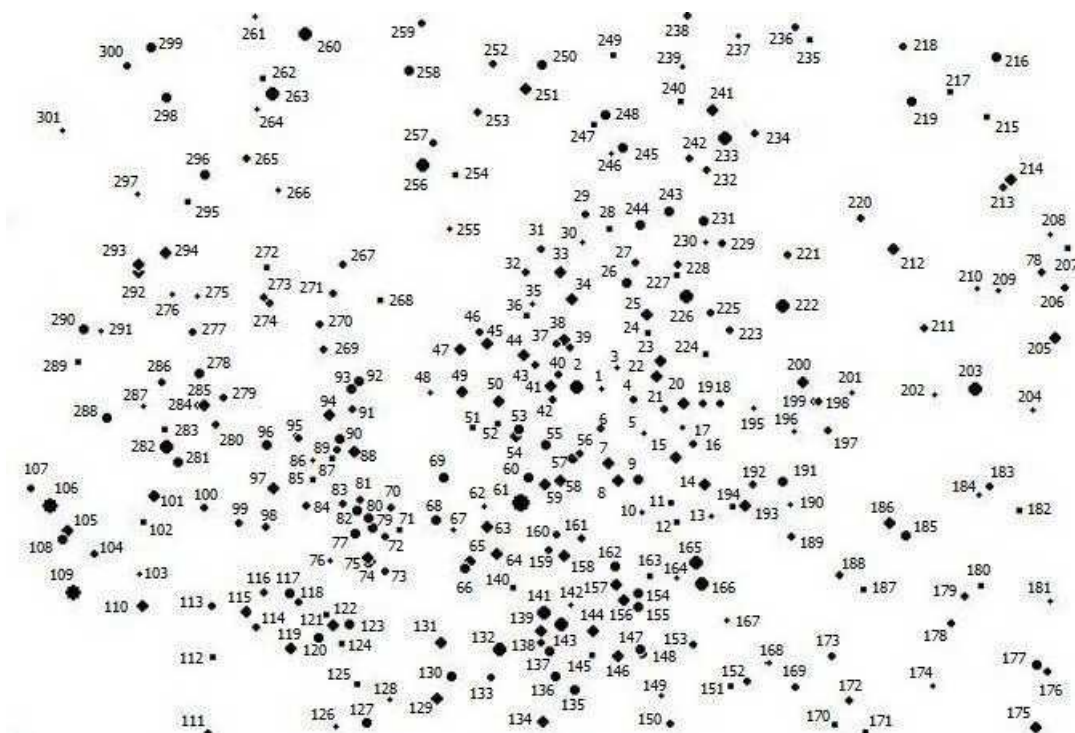
Během tří nocí bylo pořízeno zhruba 250 snímků otevřené hvězdokupy M37. Zpracováno bylo 120 snímků a to z jediné, fotometricky vhodné noci. Po redukci o atmosféru a barevné kalibraci byly sestrojeny barevné diagramy ve třech barevných indexech $B - V$, $V - R$, $V - I$, pomocí nichž jsem zjistila stáří, chemické složení a vzdálenost.

Stáří M37 bylo určeno na $630 \cdot 10^6$ let, což se pohybuje v rozmezí udávaném jinými studiemi. Vzdálenost $r = 1770 \pm 20$ pc a podíl těžších prvků $Z = 0,008$ též zapadá mezi hodnoty udávané ve vědeckých pracích.

Hodnotější výsledky bych nejspíše získala pořízením většího počtu snímků v průběhu více kvalitnějších nocí.

DODATEK A.
PŘÍLOHY

A.1 Pravděpodobnosti příslušnosti hvězd k hvězdokupě



Obrázek 20: CCD snímek M37 s očíslovanými hvězdami

Tabulka 1: Pravděpodobnosti

číslo	P [%]	číslo	P [%]	číslo	P [%]	číslo	P [%]	číslo	P [%]	číslo	P [%]
2	89	51	89	98	0	145	67	200	89	251	75
4	77	52	28	99	0	146	80	203	69	252	30
5	64	53	89	100	89	147	88	205	85	253	0
6	24	54	88	101	88	148	88	206	87	254	0
7	88	55	86	102	65	150	4	207	86	256	89
8	85	56	63	104	24	152	59	210	0	257	89
9	89	57	90	105	87	153	89	211	72	258	30
11	0	58	88	106	72	154	84	212	90	259	90
12	7	59	89	107	79	155	54	213	54	260	87
14	88	60	85	108	6	156	84	214	89	263	89
15	88	61	86	109	88	157	86	215	17	265	87
16	77	63	90	110	87	158	79	216	77	267	58
18	27	64	85	111	88	159	1	217	23	268	5
19	23	65	88	112	53	160	50	218	46	269	80
20	82	66	64	113	90	161	88	219	80	270	78
21	66	68	88	114	0	162	85	220	1	271	88
22	90	69	70	115	86	163	85	221	24	272	82
23	81	70	89	116	63	165	88	222	90	273	88
25	90	71	78	117	13	166	86	223	86	274	70
26	90	72	89	118	60	169	33	224	0	277	75
27	84	73	49	119	88	170	0	225	67	278	90
28	83	74	88	120	80	171	0	226	86	279	85
29	0	75	77	122	90	172	16	227	90	280	88
31	84	77	73	123	89	173	34	228	55	281	90
32	84	78	80	124	31	175	89	229	48	282	82
33	89	79	84	125	78	176	63	230	0	285	89
34	86	80	68	127	87	177	5	231	55	286	79
35	0	81	89	129	88	178	38	232	33	288	88
36	55	82	73	130	83	179	8	233	84	289	1
37	87	83	62	131	80	180	5	234	24	290	73
38	87	84	7	132	46	182	0	235	70	292	86
39	70	85	25	133	87	183	45	236	83	293	0
40	50	88	60	134	54	184	86	238	78	294	90
41	87	89	85	135	90	185	54	240	46	296	90
42	90	90	45	136	65	186	84	241	89	298	21
43	5	91	57	137	57	187	90	242	82	299	74
44	86	92	88	138	89	188	68	243	33	300	2
45	83	93	76	139	1	191	85	244	78		
46	54	94	84	140	88	192	82	245	87		
47	82	95	70	141	72	193	79	24	35		
49	63	96	90	143	87	197	1	248	90		
50	76	97	85	144	73	198	86	250	82		

A.2 Výsledky CCD fotometrie

Tabulka 2: Hvězdné velikosti

číslo	B [mag]	σ_B [mag]	V [mag]	σ_V [mag]	R [mag]	σ_R [mag]	I [mag]	σ_I [mag]
2	12,258	0,104	11,040	0,083	10,300	0,159	9,912	0,165
4	13,641	0,089	13,208	0,072	13,075	0,116	13,039	0,129
5	15,115	0,210	14,288	0,142	13,855	0,184	13,777	0,172
6	14,237	0,132	13,515	0,088	13,275	0,135	13,212	0,142
7	12,518	0,078	12,038	0,056	11,878	0,101	11,880	0,104
8	11,932	0,072	11,494	0,050	11,397	0,092	11,472	0,089
9	12,699	0,078	12,240	0,056	12,101	0,101	12,145	0,099
14	12,154	0,078	11,604	0,057	11,398	0,105	11,380	0,106
15	12,875	0,112	11,595	0,084	10,866	0,159	10,424	0,175
16	13,539	0,096	13,015	0,070	12,801	0,117	12,806	0,114
20	12,248	0,078	11,734	0,056	11,552	0,103	11,580	0,099
21	13,876	0,106	13,271	0,077	13,023	0,124	12,998	0,124
22	11,784	0,075	11,242	0,050	11,136	0,093	11,153	0,098
23	12,446	0,108	11,157	0,084	10,405	0,160	10,029	0,163
25	11,635	0,072	11,166	0,054	10,982	0,101	11,024	0,094
26	13,013	0,083	12,507	0,061	12,299	0,109	12,292	0,108
27	14,330	0,126	13,618	0,081	13,397	0,128	13,373	0,130
28	14,423	0,120	13,799	0,081	13,556	0,128	13,651	0,109
31	13,419	0,088	12,906	0,064	12,713	0,110	12,764	0,102
32	13,471	0,091	12,949	0,067	12,715	0,116	12,794	0,098
33	12,210	0,075	11,724	0,056	11,519	0,104	11,544	0,097
34	12,238	0,074	11,792	0,053	11,662	0,097	11,725	0,092
37	13,968	0,117	13,262	0,072	13,108	0,120	13,165	0,118
38	12,474	0,080	12,006	0,058	11,850	0,104	11,900	0,100
39	13,622	0,101	13,152	0,074	13,001	0,120	13,093	0,114
41	12,748	0,106	11,544	0,085	10,799	0,161	10,399	0,168
42	13,564	0,102	12,991	0,076	12,722	0,126	12,708	0,120
44	12,834	0,112	11,615	0,085	10,897	0,159	10,486	0,171
45	12,872	0,110	11,622	0,085	10,867	0,162	10,445	0,172
47	12,094	0,075	11,577	0,056	11,365	0,105	11,272	0,117
49	12,112	0,092	11,325	0,059	11,063	0,110	11,043	0,104
50	12,199	0,072	11,837	0,053	11,737	0,096	11,873	0,082
51	14,407	0,125	13,727	0,087	13,443	0,136	13,529	0,115
53	12,919	0,089	12,228	0,076	11,720	0,138	11,338	0,168
54	12,666	0,104	11,526	0,083	10,817	0,157	10,422	0,167
55	12,801	0,080	12,374	0,061	12,231	0,106	12,318	0,098

Tabulka 2: Pokračování tabulky

číslo	B [mag]	σ_B [mag]	V [mag]	σ_V [mag]	R [mag]	σ_R [mag]	I [mag]	σ_I [mag]
56	14,375	0,138	13,564	0,088	13,266	0,136	13,138	0,147
57	13,446	0,095	12,922	0,068	12,734	0,115	12,755	0,114
58	12,311	0,074	11,910	0,055	11,776	0,100	11,902	0,085
59	12,547	0,108	11,287	0,084	10,546	0,160	10,157	0,166
60	12,640	0,082	12,131	0,061	11,929	0,109	11,951	0,104
61	10,918	0,114	9,294	0,081	8,539	0,159	7,740	0,235
63	12,988	0,113	11,734	0,086	10,996	0,161	10,591	0,171
64	12,699	0,109	11,434	0,083	10,706	0,159	10,272	0,174
65	11,785	0,075	11,252	0,055	11,052	0,103	11,009	0,108
66	12,596	0,075	12,188	0,060	11,970	0,109	11,987	0,103
68	12,712	0,081	12,204	0,060	12,005	0,108	11,994	0,108
69	13,089	0,086	12,507	0,065	12,226	0,116	12,166	0,116
70	13,438	0,091	12,931	0,066	12,749	0,112	12,734	0,115
71	14,730	0,161	14,084	0,113	13,777	0,157	13,796	0,147
72	14,118	0,112	13,534	0,081	13,265	0,129	13,165	0,136
74	11,836	0,083	11,095	0,069	10,604	0,133	10,325	0,147
75			11,111	0,068	10,657	0,129	10,334	0,154
77	13,254	0,085	12,788	0,063	12,615	0,109	12,701	0,096
78	14,194	0,110	13,602	0,078	13,372	0,125	13,487	0,104
79	13,138	0,083	12,666	0,056	12,584	0,097	12,588	0,108
80	13,337	0,086	12,848	0,061	12,688	0,106	12,614	0,122
81	13,906	0,105	13,366	0,075	13,185	0,120	13,163	0,126
82	13,226	0,086	12,751	0,063	12,576	0,109	12,615	0,104
83	13,882	0,105	13,344	0,076	13,127	0,123	13,110	0,124
88	12,627	0,109	11,326	0,085	10,554	0,163	10,115	0,174
89	13,486	0,090	13,010	0,069	12,760	0,118	12,724	0,117
92	12,487	0,075	12,055	0,053	11,936	0,097	11,999	0,093
93	13,345	0,086	12,865	0,059	12,767	0,102	12,784	0,109
94	11,841	0,072	11,402	0,053	11,250	0,098	11,259	0,100
95	13,460	0,092	12,957	0,064	12,847	0,107	12,909	0,105
96	12,987	0,084	12,438	0,061	12,208	0,111	12,239	0,101
97	12,166	0,075	11,706	0,053	11,577	0,097	11,610	0,097
100	14,504	0,129	13,761	0,089	13,359	0,143	13,202	0,145
101	12,028	0,072	11,587	0,053	11,435	0,098	11,497	0,091
102	14,518	0,119	13,940	0,084	13,697	0,132	13,574	0,146
105	12,312	0,103	11,123	0,083	10,378	0,160	9,906	0,180
106	10,504	0,076	9,868	0,064	9,452	0,123	9,278	0,128
107	14,797	0,157	13,600	0,102	12,903	0,168	12,464	0,185
109	11,684	0,111	10,183	0,086	9,338	0,169	8,701	0,207

Tabulka 2: Pokračování tabulky

číslo	B [mag]	σ_B [mag]	V [mag]	σ_V [mag]	R [mag]	σ_R [mag]	I [mag]	σ_I [mag]
110	12,387	0,073	11,981	0,051	11,886	0,094	11,934	0,095
111	13,991	0,072	13,522	0,079	13,204	0,129	13,160	0,123
113	14,223	0,114	13,612	0,082	13,304	0,131	13,267	0,125
115	11,991	0,073	11,522	0,052	11,391	0,096	11,470	0,088
116	13,963	0,102	13,420	0,073	13,194	0,121	13,220	0,114
118	13,654	0,099	13,135	0,070	12,985	0,113	13,071	0,105
119	12,107	0,075	11,639	0,053	11,505	0,097	11,516	0,100
120	13,075	0,084	12,571	0,058	12,432	0,102	12,435	0,107
122	12,235	0,074	11,800	0,053	11,665	0,097	11,744	0,089
123	12,974	0,081	12,511	0,056	12,400	0,099	12,452	0,098
125	14,571	0,133	13,842	0,088	13,552	0,135	13,587	0,122
127	12,756	0,080	12,229	0,058	12,039	0,105	12,032	0,105
129	12,480	0,077	11,994	0,055	11,824	0,102	11,829	0,102
130	12,757	0,078	12,292	0,057	12,141	0,102	12,175	0,100
131	12,140	0,073	11,684	0,053	11,537	0,098	11,608	0,090
133	13,473	0,088	13,010	0,064	12,837	0,110	12,956	0,092
135	12,493	0,075	12,085	0,054	11,970	0,097	12,032	0,095
136	13,213	0,086	12,739	0,065	12,544	0,112	12,563	0,108
138	13,848	0,104	13,292	0,072	13,143	0,115	13,174	0,116
140	14,975	0,179	14,067	0,112	13,629	0,164	13,540	0,152
141	11,139	0,068	10,737	0,052	10,559	0,099	10,615	0,089
143	12,452	0,109	11,098	0,084	10,327	0,162	10,011	0,153
144	12,055	0,076	11,601	0,055	11,461	0,100	11,519	0,095
145	14,678	0,165	13,958	0,112	13,658	0,158	13,643	0,150
146	11,877	0,070	11,474	0,052	11,344	0,096	11,444	0,084
147	12,995	0,087	12,430	0,058	12,301	0,102	12,287	0,110
148	12,839	0,080	12,402	0,062	12,175	0,111	12,197	0,103
153	13,371	0,085	12,909	0,063	12,723	0,110	12,798	0,097
154	12,652	0,076	12,223	0,055	12,090	0,099	12,178	0,090
156	12,238	0,076	11,733	0,054	11,565	0,101	11,587	0,099
157	12,559	0,112	11,145	0,078	10,484	0,151	10,073	0,169
158	12,832	0,107	11,613	0,083	10,884	0,159	10,480	0,169
161	13,914	0,107	13,207	0,071	12,958	0,121	12,945	0,119
162	12,682	0,080	12,235	0,058	12,084	0,104	12,131	0,100
163	14,870	0,165	14,073	0,101	13,834	0,149	13,718	0,161
165	10,972	0,065	10,632	0,050	10,492	0,095	10,725	0,059
166	10,940	0,062	10,666	0,042	10,671	0,079	10,875	0,064
175	11,800	0,072	11,335	0,050	11,220	0,093	11,286	0,089
176	14,151	0,106	13,584	0,079	13,264	0,130	13,284	0,113

Tabulka 2: Pokračování tabulky

číslo	B [mag]	σ_B [mag]	V [mag]	σ_V [mag]	R [mag]	σ_R [mag]	I [mag]	σ_I [mag]
184	15,003	0,092	14,288	0,107	13,812	0,163	13,669	0,153
186	12,343	0,073	11,907	0,052	11,795	0,095	11,878	0,089
187	14,928	0,142	14,204	0,100	13,747	0,156	13,740	0,129
188	14,128	0,103	13,581	0,072	13,367	0,121	13,344	0,122
191	12,625	0,078	12,122	0,058	11,930	0,105	11,920	0,106
192	13,401	0,088	12,885	0,061	12,739	0,107	12,790	0,102
193	12,695	0,107	11,478	0,082	10,764	0,157	10,365	0,168
198	13,850	0,098	13,310	0,071	13,071	0,120	13,125	0,106
200	11,753	0,070	11,350	0,052	11,203	0,097	11,306	0,083
203	12,084	0,096	11,026	0,076	10,402	0,146	10,096	0,151
205	11,895	0,071	11,478	0,051	11,362	0,094	11,455	0,085
206	13,732	0,095	13,198	0,067	13,011	0,114	13,061	0,106
207	14,348	0,115	13,782	0,080	13,578	0,126	13,557	0,129
211	13,792	0,092	13,297	0,065	13,144	0,110	13,212	0,103
212	12,644	0,106	11,392	0,082	10,667	0,158	10,261	0,169
214	11,845	0,070	11,425	0,050	11,319	0,093	11,439	0,080
216	14,362	0,148	12,729	0,105	11,688	0,194	10,972	0,224
219	12,855	0,079	12,364	0,057	12,211	0,102	12,319	0,087
222	11,839	0,111	10,349	0,084	9,552	0,164	9,045	0,185
223	13,487	0,091	12,909	0,064	12,713	0,111	12,701	0,113
225	14,175	0,108	13,564	0,075	13,364	0,121	13,246	0,141
226	12,486	0,111	11,090	0,081	10,374	0,156	9,950	0,171
227	14,350	0,120	13,746	0,083	13,500	0,133	13,541	0,121
233	12,486	0,117	10,934	0,088	10,072	0,171	9,539	0,190
235	14,144	0,098	13,739	0,071	13,615	0,116	13,841	0,090
236	13,477	0,089	12,964	0,065	12,758	0,112	12,802	0,103
238	13,637	0,092	13,119	0,062	12,996	0,105	13,068	0,102
241	11,561	0,070	11,131	0,047	11,063	0,088	11,091	0,095
242	14,360	0,122	13,606	0,082	13,302	0,133	13,225	0,135
244	13,257	0,085	12,753	0,061	12,568	0,108	12,621	0,100
245	12,888	0,079	12,431	0,055	12,308	0,099	12,361	0,097
248	12,838	0,079	12,373	0,056	12,229	0,101	12,334	0,088
250	12,747	0,078	12,258	0,056	12,104	0,101	12,177	0,092
251	12,288	0,077	11,767	0,055	11,591	0,101	11,621	0,097
256	11,546	0,080	10,866	0,062	10,497	0,119	10,317	0,130
257	14,319	0,113	13,717	0,078	13,481	0,126	13,354	0,142
259	13,453	0,088	12,931	0,059	12,823	0,102	12,846	0,107
260	11,579	0,071	11,115	0,051	10,962	0,097	11,009	0,092
263	12,327	0,101	11,037	0,084	10,253	0,163	9,710	0,192

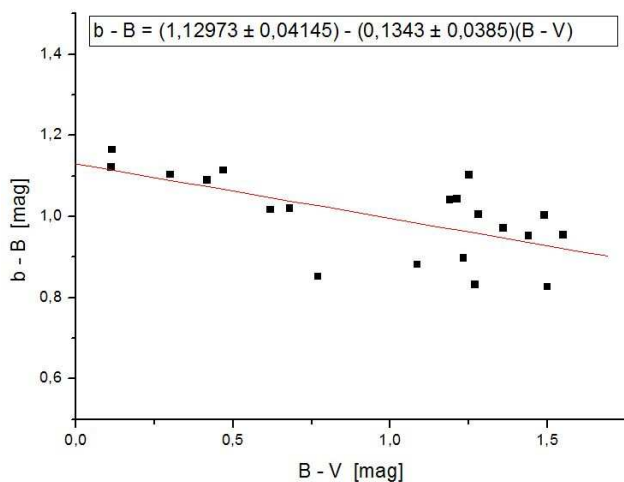
Tabulka 2: Pokračování tabulky

číslo	B [mag]	σ_B [mag]	V [mag]	σ_V [mag]	R [mag]	σ_R [mag]	I [mag]	σ_I [mag]
265	13,366	0,086	12,868	0,062	12,702	0,108	12,738	0,104
269	14,240	0,113	13,600	0,074	13,427	0,119	13,378	0,130
270	14,098	0,101	13,622	0,078	13,344	0,128	13,364	0,116
271	13,533	0,091	13,002	0,066	12,794	0,113	12,842	0,103
272	14,427	0,118	13,787	0,083	13,509	0,133	13,564	,116
273	13,481	0,088	12,968	0,062	12,800	0,108	12,743	0,119
274	14,331	0,114	13,679	0,076	13,466	0,122	13,369	0,136
277	14,103	0,104	13,555	0,078	13,274	0,127	13,256	,122
278	13,278	0,085	12,808	0,060	12,686	0,103	12,748	0,100
279	14,056	0,103	13,484	0,075	13,210	0,125	13,209	0,116
280	13,737	0,098	13,144	0,073	12,841	0,125	12,764	0,125
281	13,187	0,083	12,735	0,060	12,598	0,104	12,602	0,109
282	11,966	0,116	10,350	0,091	9,419	0,178	8,775	0,208
285	12,325	0,074	11,895	0,052	11,778	0,096	11,802	0,099
286	13,463	0,090	12,949	0,063	12,786	0,109	12,802	0,109
288	13,057	0,081	12,591	0,057	12,460	0,102	12,512	0,099
290	13,135	0,082	12,664	0,060	12,481	0,106	12,531	0,099
292	12,384	0,073	11,962	0,052	11,841	0,096	11,920	0,089
294	12,457	0,076	11,976	0,057	11,771	0,105	11,813	0,096
296	12,587	0,076	12,128	0,054	11,995	0,098	12,062	0,092
299	13,037	0,082	12,539	0,058	12,376	0,105	12,437	0,097

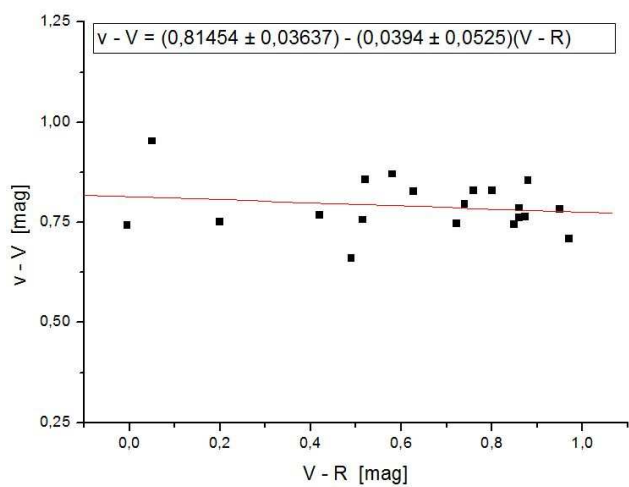
Popis tabulek 1 a 2:

- číslo - číslo hvězdy odpovídající označení na obrázku 20
- P - procentuální pravděpodobnost příslušnosti hvězdy ke hvězdokupě převzatá z WEBDA ([e10]). Týká se jen hvězd, které byly ve zmíněné práci identifikovány.
- B , V , R , I - pozorované hvězdné velikosti v příslušných filtrech redukované o extinkci a kalibrované do standardního fotometrického systému v jednotkách magnitud. Týká se jen hvězd s pravděpodobností nad 60 % (u hvězdy č. 75 se nepodařilo nalézt katalogizovanou hodnotu ve filtru B , proto jsem ji v tomto filtru nemohla okalibrovat)
- σ_B , σ_V , σ_R , σ_I - směrodatné odchylky příslušných hvězdných velikostí vypočítané ze zákona šíření chyb

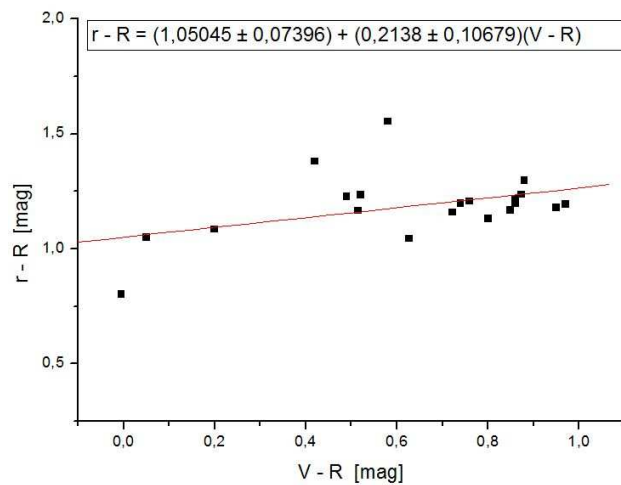
A.3 Barevná kalibrace



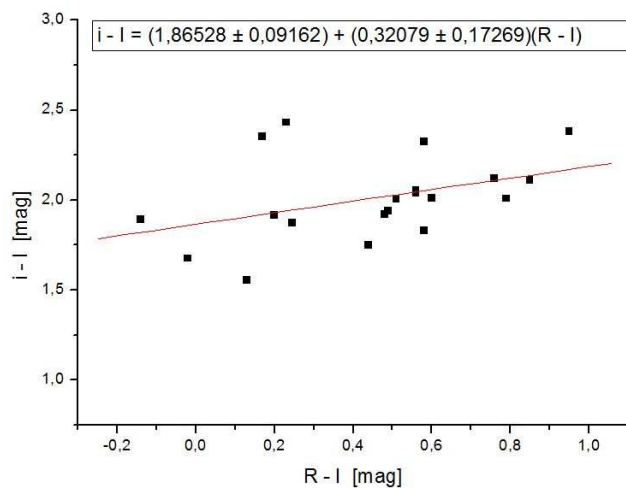
Obrázek 21: Lineární regrese barevné kalibrace pro filtr B



Obrázek 22: Lineární regrese barevné kalibrace pro filtr V



Obrázek 23: Lineární regrese barevné kalibrace pro filtr R



Obrázek 24: Lineární regrese barevné kalibrace pro filtr I

Vysvětlivky ke grafům na obrázcích 21-24:

- b, v, r, i - instrumentální hvězdné velikosti ve filtrech *B*, *V*, *R*, *I*
- B, V, R, I - kalibrované hvězdné velikosti ve filtrech *B*, *V*, *R*, *I*

Literatura

- Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Nasi E.: *Theoretical isochrones from models with new radiative opacities*, A&A 106,275 (1994)
- Grocholski A. J., Sarajedini A.: *WIYN Open Cluster Study - XVI. Optical/infrared photometry and comparisons with theoretical isochrones*, Mon. Not. R. Astron. Soc. 345, 1015-1029 (2003)
- Grygar J., Horský Z., Mayer P.: *Vesmír*, Mladá fronta, Praha 1983
- Guth V., Link F., Mohr J. M., Šternberk B.: *Astronomie*, Československá akademie věd, Praha 1954
- Howell S. B.: *Handbook of CCD astronomy*, Cambridge University Press, 2006
- Hroch F.: *Astronomické praktikum*, ÚTFA PřF MU, skripta, Brno 2006
- Kalirai J. S.: *Probing stellar evolution with open star clusters*, Bull. Astr. Soc. India 34, 141-152 (2006)
- Kalirai J. S., Richer H. B., Reitzel D., Hansen B. M. S., Rich R. M., Fahlman G. G., Gibson B. K., von Hippel T.: *The initial-final mass relationship: Spectroscopy of white dwarf in NGC 2099 (M37)*, Astrophys. J. 618, L123-L127 (2005)
- Kang Y. B., Kim S.-L., Rey S.-C., Lee C.-U., Kim Y. H., Koo J.-R., Jeon Y.-B.: *Variable Stars in the Open Cluster NGC 2099 (M37)*, arXiv:astro-ph/0702675v1 (2007)
- Mermilliod J.-C., Huestamendia G., del Rio G., Mayor M.: *Red giants in open clusters, V. NGC 2099*, A&A 307, 80-87 (1996)
- Mikulášek Z., Krτίčka J.: *Základy fyziky hvězd*, ÚTFA PřF MU, skripta, Brno 2005

- Mikulášek Z., Krtička J.: *Fyzika horkých hvězd*, ÚTFA PřF MU, skripta, Brno 2007
- Nilakshi, Sagar R., Pandey A. K., Mohan V.: *A study of spatial structure of galactic open star clusters*, A&A 383, 153-162 (2002)
- Pavloušek J., Hladil O.: *Přehled astronomie*, Praha 1990
- Sagar R., Nilakshi: *A comprehensive study of the rich open star cluster NGC 2099 based on deep BVI CCD observations*, A&A 381, 65-76 (2002)
- Sarajedini A., Brandt K., Grocholski A. J., Tiede G. P.: *WIYN Open Cluster Study - XIX. Main-sequence-fitting distances to open clusters using V-K color-magnitude diagrams*, Astrophys. J. 127, 991-999 (2004)
- Singh S.: *Velký třesk*, Argo/Dokořán, Praha 2007
- Šolc M., Švestka J., Vanýsek V.: *Fyzika hvězd a vesmíru*, Státní pedagogické nakladatelství, Praha 1983
- Štefl V., Krtička J.: *Historie astronomie*, ÚTFA PřF MU, skripta, Brno 2008
- Vanýsek V.: *Základy astronomie a astrofyziky*, Academia, Praha 1980

Elektronické zdroje

[e1] <http://www.mistisoftware.com/astronomy/Clusters>

[e2] <http://www.flickr.com/photos>

[e3] <http://apod.nasa.gov>

[e4] <http://astronomia.zcu.cz>

[e5] <http://www.ifa.hawaii.edu/>

[e6] <http://odin.physastro.mnsu.edu/>

[e7] <http://physics.muni.cz/~hroch/ccd1.pdf>

[e8] <http://www.bph.rub.de/~axelm/tso/bilder/ubvri.jpg>

[e9] <http://home.zcu.cz/>

[e10] <http://www.univie.ac.at/webda>

[e11] <http://www.maa.clell.de>

[e12] <http://www.astro.iag.usp.br/~wilton>

[e13] <http://homepage.mac.com/andjames>

[e14] <http://ccd.mii.cz/art?id=303&lang=405>

[e15] <http://aladin.u-strasbg.fr>

[e16] <http://pleiadi.pd.astro.it>