

Masarykova univerzita v Brně

Přírodovědecká fakulta

Bakalářská práce

CCD fotometrie vybrané hvězdokupy I

Vypracovala : **Eva Žampachová**

Vedoucí : **doc. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.**

Konzultant : **Mgr. Jan Janík, PhD.**

Brno 2004

Prohlášení

Prohlašuji, že jsem tuto bakalářskou práci vypracovala samostatně. Veškerou literaturu a databázové prameny, ze kterých jsem čerpala, jsem uvedla v seznamu použité literatury.

V Brně, dne :

Podpis :

Poděkování

Ráda bych poděkovala svému vedoucímu doc. RNDr. Zdeňku Mikuláškov, CSc. za pečlivé přečtení této práce a následné cenné rady a Mgr. Janu Janíkovi, PhD. za pomoc při konzultacích.

Obsah

1. Úvod.....	6
2. Teoretická část	7
2.1 Otevřené hvězdokupy.....	7
2.1.1 Historie poznávání hvězdokup	7
2.1.2 Rozdělení hvězdokup a jejich vlastnosti	8
2.1.3 Vlastnosti otevřených hvězdokup.....	9
2.1.4 H-R diagram a barevný diagram otevřených hvězdokup	11
2.2 Základy astronomické fotometrie.....	14
2.2.1 Elektromagnetické záření	14
2.2.2 Záření absolutně černého tělesa, tepelné záření	15
2.2.3 Zářivý výkon hvězd, hvězdná velikost.....	17
2.2.4 Efektivní teplota hvězd.....	18
2.2.5 Barevný index hvězdy, barevný exces	18
2.2.6 Efektivní vlnová délka, fotometrické barvy	20
2.2.7 Fotometrické systémy.....	20
2.2.8 Atmosférická extinkce, transformace fotometrických barev.....	21
2.3 CCD fotometrie	22
2.3.1 Vlastnosti CCD detektorů.....	22
2.3.2 Princip CCD detektoru	23
2.3.3 Zdroje šumu v CCD detektorech a jejich eliminace.....	25
3. Praktická část	27
3.1 Pozorovaný objekt, pozorovací přístroj a podmínky	27
3.1.1 Pozorovaný objekt	27
3.1.2 Pozorovací přístroj a podmínky.....	27
3.2 Výsledky měření a jejich analýza.....	28
3.2.1 Zpracování měření.....	28
3.2.2 Vzdálenost hvězdokupy.....	35
3.2.3 Trojbarevný diagram	37
3.2.4 Stáří hvězdokupy	38
3.3 Diskuse výsledků.....	39
4. Závěr	40
5. Použitá literatura	41

1. Úvod

V této bakalářské práci bude na základě výsledků CCD fotometrie studována otevřená hvězdokupa M 34.

V teoretické části se nejdříve seznámíme s historií poznávání hvězdných soustav. Poté následuje vymezení pojmu otevřených hvězdokup a shrnutí jejich nejdůležitějších fyzikálních vlastností. V další části se budeme zabývat základy astronomické fotometrie a nakonec bude popsán princip a vlastnosti CCD detektorů.

V praktické části budou zpracována vlastní fotometrická data a sestrojeny barvené diagramy hvězdokupy. Výsledkem analýzy těchto diagramů bude odhad vzdálenosti a stáří hvězdokupy. Nakonec bude provedeno srovnání těchto výsledků s hodnotami určenými z jiných měření publikovaných v různých astronomických časopisech.

2. Teoretická část

2.1 Otevřené hvězdokupy

2.1.1 Historie poznávání hvězdokup

Už v dávných dobách si lidé všimli, že hvězdná obloha není vůbec jednotvárná. Kromě osamocených hvězd tam také nacházeli mnoho hvězdných skupin a mlhavých útvarů. Příkladem může být nejznámější otevřená hvězdokupa Plejády v souhvězdí Býka, která podle záznamů patří mezi nejstarší známé objekty na obloze; v mnoha mytologiích byla samostatným souhvězdím. Pouhým okem lze rozpoznat zpravidla 6 hvězd, ale už GALILEO GALILEI (1564–1642) pozoroval pomocí svého dalekohledu v Plejádách 36 hvězd (dnes je známo přes 1000 členů této hvězdokupy). Galilei také rozložil na jednotlivé hvězdy Mléčnou dráhu. S názorem, že žijeme uvnitř rozsáhlého hvězdného systému diskovitého tvaru se Sluncem ležícím poblíž roviny tohoto disku a že tento systém Mléčné dráhy není ve vesmíru nijak výjimečný, přišel už v roce 1734 EMANUEL SWEDENBORG. Filozof IMMANUEL KANT pak v roce 1755 napsal, že mlhavé obláčky tu a tam rozesté po obloze nejsou ničím jiným než soustavami mnoha hvězd vzdálenými natolik, že je jako jednotlivé už nerozlišíme (Mikulášek, 2000). Francouzský astronom CHARLES MESSIER (1730–1817), který se zabýval objevováním komet, sestavil v roce 1781 první katalog mlhavých objektů, které by pozorovatel mohl považovat za kometu. Katalog se nazývá Messierův, původně obsahoval 103 mlhavých objektů a později byl doplněn o dalších 7 objektů. Objekty se v něm označují písmenem M a číslem od 1 do 110 (např. otevřená hvězdokupa M29 v Labuti). Kantovu hypotézu o hvězdné povaze tzv. „mlhovin“ podpořil WILLIAM HERSCHEL (1732–1822), když pomocí stále se zlepšujících dalekohledů rozložil některé tyto objekty na hvězdy. Už v roce 1786 publikoval Herschel katalog s 1000 mlhavých objektů, do konce svého života našel 2500 mlhovin. Herschel věřil, že větší dalekohled by rozložil na hvězdy všechny tyto mlhoviny, což se mu ovšem nepotvrdilo. V roce 1791 tedy uveřejnil klasifikaci mlhovin na pravé (tvořené zředěným plynem) a nepravé (vzdálené hvězdné systémy tvořené hvězdami) (Štefl, 1988). V jeho práci pokračoval syn JOHN HERSCHEL (1792–1871), který roku 1864 publikoval Obecný katalog mlhovin a hvězdokup, obsahující přes 5000 objektů. V roce 1888 vydal JOHN L. E. DREYER New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars obsahující už téměř 8000 objektů. Objekty se zde označují zkratkou NGC a pořadovým číslem podle rektascenze. Dalším pozorovatelem mlhavých objektů byl WILLIAM PARSONS (1800–1876), který pomocí 180-cm reflektoru rozložil některé silně koncentrované hvězdokupy na jednotlivé hvězdy a objevil spirální strukturu několika mlhovin. Od 20. let 20. století byly sestrojeny H-R diagramy mnoha otevřených hvězdokup a jejich studium přineslo velký pokrok v teorii vývoje hvězd. Otevřené hvězdokupy proto patří mezi velmi studované vesmírné objekty.

2.1.2 Rozdělení hvězdokup a jejich vlastnosti

Hvězdokupy jsou skupiny hvězd s určitými společnými vlastnostmi, které jsou soustředěny v relativně malém objemu. Hvězdy patřící do hvězdokupy vznikly v přibližně stejném okamžiku důsledkem zhroucení obřího molekulového oblaku. Jejich stáří a počáteční chemické složení musí proto být velmi podobné, odlišná bude jejich hmotnost. Podle vzhledu dělíme hvězdokupy na :

- *kulové hvězdokupy* – mají kulově symetrický vzhled
- *otevřené hvězdokupy* – nemají pravidelný tvar
- *hvězdné asociace* – nevýrazná seskupení hvězd, jejich určení je možné až srovnáním fyzikálních vlastností hvězd v dané oblasti oblohy

Jednotlivé typy hvězdokup se od sebe liší především stářím – nejstarší jsou kulové hvězdokupy (současné odhady stáří těchto hvězdokup jsou od 10 do 18 miliard let a představují horní mez pro stáří vesmíru), nejmladší jsou hvězdné asociace (stáří je několik milionů let). Různý je i počet členů – od málo početných hvězdných asociací (obsahujících desítky hvězd) po nejpočetnější kulové hvězdokupy (tvořené až milionem hvězd). V neposlední řadě se hvězdokupy liší i rozmístěním v prostoru – mladé asociace a otevřené hvězdokupy leží poblíž galaktické roviny, zatímco mnohem starší kulové hvězdokupy se vyskytují především v galaktickém halo.

Skutečnost, že kinematické vlastnosti hvězd, jejich povrchové chemické složení, hmotnost a stáří souvisí s jejich prostorovým uspořádáním, rozpoznal v roce 1943 WALTER BAADE a zavedl pojem dvou hvězdných populací. *Populaci I* nazval hvězdy slunečního okolí a hvězdy otevřených hvězdokup s převahou velmi hmotných a krátce žijících hvězd mezi nejjasnějšími. Hvězdy populace I se účastní galaktické rotace (pohybují se v rovině Galaxie po téměř kruhových trajektoriích v jednom směru) a jeví velmi silnou koncentraci ke galaktické rovině, kde tvoří zploštělý disk obsahující i spirální ramena s nejzářivějšími hvězdami soustavy. Typická hodnota celkového obsahu prvků těžších než helium je $Z = 0,04$. Hvězdy *populace II* lze v Galaxii nalézt všude (i v disku a ve spirálách). Tvoří kulové hvězdokupy, eliptické galaxie a centrální části spirálních galaxií. Jsou silně soustředěny k centru galaxií a směrem od centra jejich výskyt rychle klesá. Protože se hvězdy populace II pohybují kolem centra po velmi výstředných a neuzavřených drahách, rotace Galaxie se skoro neúčastní. Nejjasnějšími hvězdami této populace jsou červení obří a obří asymptotické větve hvězd o hmotnostech Slunce. Oproti hvězdám populace I obsahují objekty populace II až stokrát méně těžších prvků ($Z = 0,003$). Tento deficit lze vysvětlit rozdílným stářím hvězd v populacích I a II. Hvězdy populace II patří k nejstarším hvězdám v Galaxii a vznikly tedy z mezihvězdné látky málo znečištěné produkty jaderného vývoje ve hvězdách. Na rozdíl od nich vznikly hvězdy populace I z mezihvězdné látky obohacené o těžší prvky, které se vytvořily ve hvězdách předchozí generace. Koncem 50. let 20. stol. ukázal BORIS V. KUKARKIN, že rozdělení hvězd do dvou populací je pouze hrubé. Ve skutečnosti se Galaxie skládá z několika se překrývajících subsystémů s různým zploštěním. Nejčastější je dělení na *diskové a sféroidální hvězdné populace*.

Hvězdy jsou ve hvězdokupách vázány gravitací. Kinetická energie hvězd v méně početných systémech, tj. v asociacích, otevřených a pohybových hvězdokupách, je větší než jejich vazebná energie (energie potřebná k rozložení systému na jednotlivé složky). Proto se tyto

systemy během poměrně krátké doby (milióny až desítky miliónů let) rozpadají. Naproti tomu tvoří početné kulové hvězdokupy velmi stabilní soustavy, protože velký počet hvězd soustředěný v malém prostoru představuje velkou vazebnou energii. Ta drží hvězdy pohromadě a kulové hvězdokupy jsou proto jedny z nejstarších objektů ve vesmíru.

Celkovou hmotnost hvězdokupy můžeme odhadnout z věty o viriálu, kterou odvodil RUDOLPH CLAUSIUS (1822–1888) pro vázané systémy částic. Pro takové soustavy musí platit, že jejich vnitřní energie daná součtem kinetické a potenciální energie soustavy je záporná. Pro případ gravitačního působení mezi částicemi má viriálový teorém tvar :

$$2\langle E_k \rangle + \langle E_p \rangle = 0,$$

kde $\langle E_k \rangle, \langle E_p \rangle$ jsou střední hodnoty kinetické a potenciální energie soustavy. Kinetická energie je dána střední rychlostí hvězd \bar{v} vzhledem k hmotnému středu hvězdokupy a její hmotností M jako :

$$E_k \cong \frac{1}{2} M \bar{v}^2.$$

Pro potenciální energii platí vztah :

$$E_p \cong -\frac{GM^2}{0,5 \cdot R},$$

kde G je gravitační konstanta, R je poloměr hvězdokupy a průměrná vzdálenost hvězd od středu je $0,5 \cdot R$.

Po dosazení do viriálové věty dostaneme pro hmotnost hvězdokupy přibližný vztah :

$$M \cong \frac{R \bar{v}^2}{2G}.$$

2.1.3 Vlastnosti otevřených hvězdokup

Otevřené hvězdokupy jsou tvořeny desítkami až několika tisíci hvězd, které jeví mnohem menší koncentraci ke středu než je tomu u kulových hvězdokup. Jak již bylo řečeno výše, otevřené hvězdokupy náleží k populaci I a jsou tedy silně soustředěné ke galaktické rovině (proto se jim také říká *galaktické hvězdokupy*). Silná extinkce na neprůhledné mezihvězdné látce, která je nejvíce vázaná právě k rovině Galaxie, nám znemožňuje pohled do vzdáleností větších než několik tisíc světelných let. Přesto už známe v Galaxii asi 1200 těchto hvězdných soustav (Binney a Merrifield, 1998) a další byly objeveny i v jiných galaxiích. Otevřené hvězdokupy tvoří velmi rozmanité systémy hvězd. Typický zářivý výkon je $500 L_{\odot}$, maximální pak $5 \cdot 10^4 L_{\odot}$. Hmotnosti se pohybují kolem $50 M_{\odot}$. Průměry mohou nabývat hodnot do několika desítek světelných let, typická velikost je ale 5 sv. let. Protože otevřené hvězdokupy nejsou příliš pevně gravitačně vázány, musí jít o nedávno vzniklé systémy. Pouze několik otevřených hvězdokup je starších než 10^9 let, většina z nich je mladších než $2 \cdot 10^8$ let, stáří nejmladších hvězdokup je méně než 10^6 let. Hustota hvězd v těchto soustavách je mnohem větší než hustota hvězd ve slunečním okolí (od $\sim 0,1$ hvězdy pc^{-3} do $\sim 10^3$ hvězdy pc^{-3}).

Zvláštním druhem otevřených hvězdokup jsou *pohybové hvězdokupy*. Jsou to skupiny hvězd, které se pohybují v prostoru stejným směrem a stejnou rychlostí tak, že se prodloužené

vektory jejich rychlostí zdánlivě sbíhají v jednom bodě, tzv. úběžníku (nazývá se vertex hvězdokupy). Pohybové hvězdokupy nemusí na obloze vytvářet žádný výrazný útvar, hvězdy mohou být rozloženy na velké části oblohy (např. skupina hvězd ve Velké medvědici). Tyto systémy patří zřejmě mezi otevřené hvězdokupy ve velmi pokročilém stadiu rozpadu. Nejznámější pohybovou hvězdokupou severní oblohy jsou Hyády v souhvězdí Býka.

Otevřené hvězdokupy lze rozlišit podle různých vlastností následujícími klasifikacemi :

- podle bohatosti a koncentrace (HARLOW SHAPLEY)
 - c (velmi volné a nepravidelné), d , e , f , g (značně bohaté a koncentrované)
 - podle koncentrace, rozsahu jasnosti a bohatosti (R. J. TRUMPLER – 1930)
 - 1) stupeň koncentrace : I (oddělené, silně koncentrované ke středu), II, III, IV (špatně oddělitelné od hvězd pozadí)
 - 2) rozsah jasnosti : 1 (malý), 2 (průměrný), 3 (velký)
 - 3) bohatost : p (méně než 50 hvězd), m (50–100 hvězd), r (více než 100 hvězd)
- Mlhovina přidružená ke hvězdokupě se značí písmenem n .
- podle typu spektra hvězd (R. J. Trumpler)
 - 1) hlavní dělení : 1 (všechny hvězdy na hlavní posloupnosti v H-R diagramu), 2 (většina hvězd na hlavní posloupnosti, několik červených obrů), 3 (převážně obří spektrálního typu G až M)
 - 2) jemnější dělení : o , b , a , f nebo g (spektrální typ nejjasnější hvězdy na hlavní posloupnosti)

Otevřené hvězdokupy vznikají v hustých chladných mlhovinách (např. ve Velké mlhovině v Orionu). Zejména v mladých systémech se narodil od kulových hvězdokup běžně vyskytuje mezihvězdný prach a plyn. V nejmladších hvězdokupách pozorujeme hustá plynná jádra, ze kterých vznikají hvězdy, a také hodně hvězd typu T Tauri, které patří mezi nejmladší hvězdy. Tato skutečnost spolu s tím, že otevřené hvězdokupy obsahují jasné modré hvězdy, podporuje teorii malého stáří těchto soustav. Některé otevřené hvězdokupy (např. Plejády) jsou obklopeny prachem, který rozptyluje záření okolních hvězd a jeví se jako reflexní mlhovina s nízkým povrchovým jasnem. Pomocí záření na vlnové délce 21 cm byl hlavně v mladých hvězdokupách objeven neutrální vodík, jehož hmotnost klesá s rostoucím stářím hvězdokupy. Spektrálním studiem hvězd v otevřených hvězdokupách byla určena jejich *metalicita*¹ v rozmezí $-0,75 < [Fe/H] < 0,25$. Takto vysoké hodnoty metalicity také mluví pro nízký věk otevřených hvězdokup.

Pro určení vzdálenosti otevřené hvězdokupy lze využít všech metod, kterými se měří vzdálenosti jednotlivých hvězd, ale pouze pokud víme, že měřená hvězda je členem hvězdokupy. Příslušnost ke hvězdokupě se určuje podle vlastního pohybu nebo radiálních rychlostí hvězd, které by měly být pro členy hvězdokupy prakticky stejné. Dalším potvrzením členství je sho-

¹ Metalicita se používá místo celkového obsahu těžších prvků Z a je definována jako :

$$\left[\frac{Fe}{H} \right] = \log \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right) - \log \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{\odot}$$

kde je logaritmus poměru koncentrace atomů železa vůči koncentraci atomů vodíku zkoumaného objektu vztažen k téže veličině v případě Slunce (pro Slunce je tento poměr roven $3 \cdot 10^{-5}$).

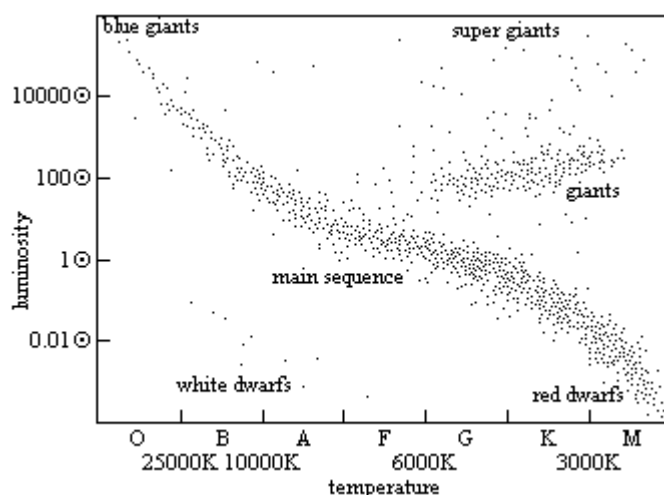
da zdánlivé hvězdné velikosti a barevného indexu hvězdy s hodnotami v H-R diagramu sestrojeného pro danou hvězdokupu. Hrubý odhad vzdálenosti dostaneme z úhlového průměru hvězdokupy, pokud předpokládáme, že otevřené hvězdokupy téže struktury jsou zhruba stejně velké. Nejspolehlivější výsledky poskytuje sestrojení diagramu spektrum-svítivost nebo jeho modifikací (barevný diagram). Podrobnější rozbor barevných diagramů bude proveden v následující kapitole.

Otevřené hvězdokupy patří k nejvíce studovaným objektům ve vesmíru. Přispívají k rozvoji poznání vlastností hmotných hvězd (obsahují velké množství hvězd tohoto typu), struktury Galaxie (z prostorového uspořádání hvězdokup) a vlastností galaktického disku (mnoho hvězd v rovině Galaxie pochází z otevřených hvězdokup).

2.1.4 H-R diagram a barevný diagram otevřených hvězdokup

Vztah mezi zářivým výkonem L hvězdy a její efektivní teplotou T_e zachycuje tzv. *Hertzsprungův-Russellův* diagram (zkráceně *H-R diagram*). Sestrojili ho v letech 1910–1913 nezávisle na sobě astronomové HANS ROSENBERG (1879–1940), EJNAR HERTZSPRUNG (1873–1965) a HENRY NORRIS RUSSELL (1877–1939).

Příklad H-R diagramu je na obr.1 (zdroj : Smith, 1999).



Obr. 1 H-R diagram ve formě teplota (spektrální třída)–zářivý výkon. Jsou znázorněny tyto vývojové oblasti : hlavní posloupnost (main sequence), obří (giants), veleobří (super giants), modří obří (blue giants), bílí trpaslíci (white dwarfs) a červení trpaslíci (red dwarfs).

Na vodorovnou osu diagramu se vynášejí efektivní teplota (v logaritmické škále), spektrální typ nebo barevný index hvězd, na svislé ose jsou vyneseny zářivý výkon (v logaritmické škále) nebo absolutní hvězdná velikost. Každá hvězda je znázorněna v diagramu jedním bodem (T_e , L), vývojové změny se projeví posunem tohoto bodu podél vývojové dráhy. Protože rovnice stavby hvězd nepovolují realizaci všech dvojic (T_e , L), není diagram pokryt rovnoměrně. Hvězdy se zde seskupují podél několika větví. Šikmo od levého horního rohu (tj. od horkých hvězd s velkým zářivým výkonem) do pravého dolního rohu (tj. k chladným červeným hvězdám s malým zářivým výkonem) leží *hlavní posloupnost*. Zde hvězdy stráví většinu svého života, přičemž setrvávají prakticky na místě a jejich poloha je dána jejich hmotností (čím

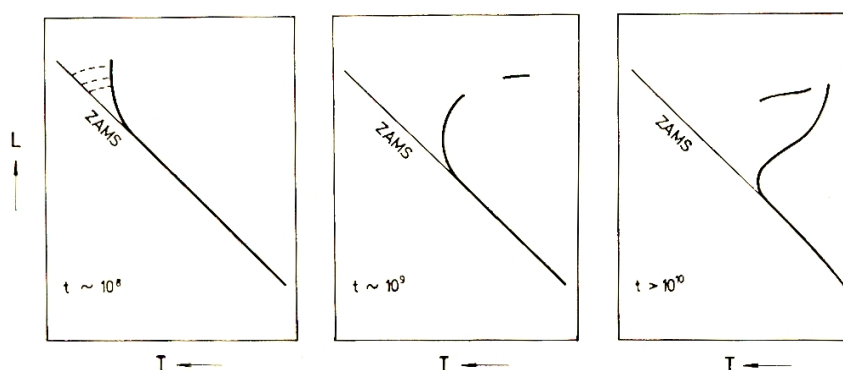
mají větší hmotnost, tím větší je zářivý tok a tím výše jsou na hlavní posloupnosti). Mají jednoduchou stavbu, jsou chemicky homogenní s výjimkou centrálních částí, kde se vodík termonukleárně spaluje na helium. Mezi hvězdy hlavní posloupnosti patří asi 90 % hvězd z našeho hvězdného okolí včetně Slunce. V pravé horní části H-R diagramu je *větev obrů*. V heliovém jádru probíhá za vysokých teplot (10^8 K) hoření helia, heliové jádro je obaleno vrstvou vodíku, který se spaluje na helium. Menším počtem objektů je definována *větev červených obrů* (méně hmotné hvězdy s elektronově degenerovaným heliovým jádrem a vrstvou hořícího vodíku) splývající s *asymptotickou větví obrů* (hvězdy s elektronově degenerovaným uhlíko-kyslíkovým jádrem obaleným vrstvou hořícího helia, vrstvou neaktivního helia a vrstvou hořícího vodíku). Ještě výše jsou velmi jasní a poměrně vzácní *veleobři*. Jejich stavba je velmi složitá a v jejich nitru se za vysokých teplot (až $4 \cdot 10^9$ K) tvoří těžší prvky až skupiny železa. Veleobři končí svůj vývoj výbuchem supernovy, po níž zůstane *neutronová hvězda* nebo *černá díra*. Další rychlé fáze hvězdného vývoje jsou zastoupeny jen několika málo objekty. V levé dolní části diagramu se nachází *bílí trpaslíci*, což jsou elektronově degenerované chladnoucí hvězdy, které se postupně mění v infračervené až černé trpaslíky. Z H-R diagramu lze získat mnoho informací o stavu hvězdy (poloměr hvězdy, její hmotnost, povrchové gravitační zrychlení a hustotu, chemické složení, stáří a vzdálenost) a je velmi důležitý při studiu vývoje hvězd.

Pro studium hvězdokup je velmi výhodné vynášet do diagramu místo spektrálního typu *barevný index* a místo absolutní hvězdné velikosti pouze pozorovanou hvězdnou velikost. Výsledkem této transformace je *barevný diagram*. Protože jsou hvězdy patřící ke hvězdokupě od nás přibližně stejně daleko, liší se pozorované hvězdné velikosti pouze konstantním modulem vzdálenosti od absolutních hvězdných velikostí (za předpokladu, že hustota mezihvězdné hmoty způsobující extinkci světla je stejná před všemi hvězdami hvězdokupy). Nahrazením spektrálního typu barevným indexem navíc můžeme do diagramu zařadit i málo jasné hvězdy, pro které je obtížné určit jejich spektrální klasifikaci. Rozložení hvězd na H-R diagramech hvězdokup se od H-R diagramů hvězd pole liší hlavně ostřeji definovanými posloupnostmi, což je dáno přibližně stejným stářím členů hvězdokupy.

Protože se otevřené hvězdokupy vyskytují blízko galaktické roviny, obsahují jejich barevné diagramy mnoho hvězd pozadí, které je nutné eliminovat. Další komplikací je zvýšená extinkce a existence prachu kolem hvězdokup, což způsobuje závislost extinkce na směru. Hvězdy různých hmotností se přesouvají na *hlavní posloupnost nulového stáří* (ZAMS) z tzv. *Hayashiho linie*² poté, co se v jejich centrech zažehnou vodíkové reakce. Hvězdy ležící na ZAMS jsou tedy chemicky homogenní objekty díky předchozímu konvektivnímu promíchání. Křivka spojující místa v barevném diagramu obsazená hvězdami různé hmotnosti stejného stáří se nazývá *izochrona*. Na začátku se izochrona přimyká k ZAMS, ale za několik milionů let se nejhmotnější hvězdy začnou odchylovat k vyšším výkonům a nižším teplotám do oblasti obrů (přeměnou vodíku na helium roste hustota v nitru, tím se zvětšuje zářivý výkon a poloměr hvězdy a klesá teplota). Místo odklonu izochrony od ZAMS se nazývá *bod obratu*. Poloha tohoto bodu jednoznačně určuje stáří hvězdokupy – čím je hvězdokupa starší, tím více

² Hayashiho linie je geometrické místo bodů na pravé straně H-R diagramu, od nichž napravo jsou hroučící se hvězdy v kompletní konvektivní rovnováze.

bod obratu sestupuje směrem k méně hmotným hvězdám a tím více se izochrona zakřivuje směrem k červeným obrům (viz obr. 2, zdroj : Vanýsek, 1980).



Obr. 2 Schematicky znázorněný H-R diagram pro hvězdokupy různého stáří (ZAMS = zero age main sequence, stáří t je vyjádřeno v rocích, škála teploty T i zářivého výkonu L je logaritmická).

Proto jsou hvězdokupy obsahující hvězdy s vysokou povrchovou teplotou (spektrálního typu B, A) mladé a jejich izochrony se jen málo liší od ZAMS. Naopak přítomnost červených obrů ve hvězdokupě ukazuje na větší stáří. Stáří hvězdokupy odpovídá době, kterou má hvězda v bodu obratu strávit na hlavní posloupnosti. Pro tento čas lze přibližně psát (Vanýsek, 1980) :

$$t = 7 \cdot 10^9 M^{-2},$$

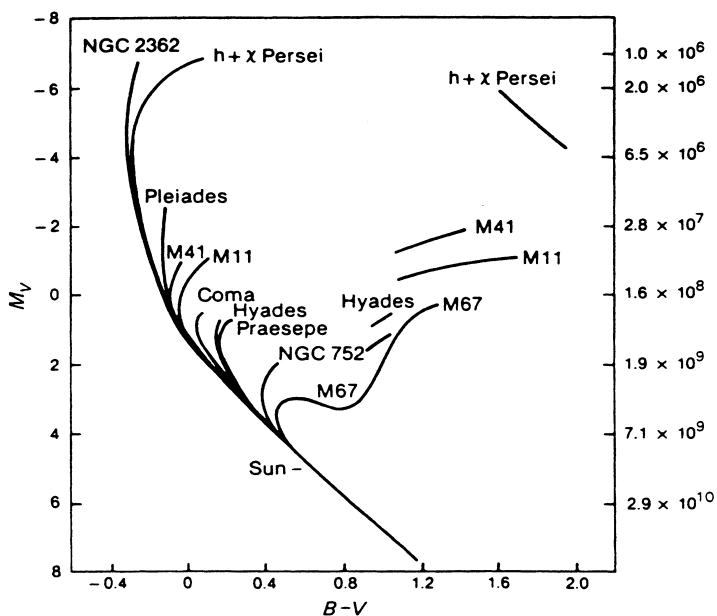
kde t je vyjádřeno v rocích a M je hmotnost hvězdy ve slunečních jednotkách.

K porovnání barevných diagramů různých otevřených hvězdokup je nutné převést pozorované hvězdné velikosti m na absolutní hvězdné velikosti M . Provádí se to posunutím stupnice pozorovaných hvězdných velikostí tak, aby se pozorovaná hlavní posloupnost shodovala s teoreticky určenou hlavní posloupností nulového stáří. Ta byla odvozena z částí posloupností některých dobře prozkoumaných hvězdokup, jejichž vzdálenosti byly spolehlivě určeny jinými metodami (např. pomocí cefeid nalezených v některých hvězdokupách). Posunutí stupnice je přímo rovno *modulu vzdálenosti* $m - M$ v magnitudách, ze kterého lze určit vzdálenost hvězdokupy r v parsecích podle vztahu :

$$m - M = 5 \cdot \log r - 5.$$

Nejvýraznější vlastností složeného diagramu několika otevřených hvězdokup (viz obr. 3, zdroj : Mikulášek, 2000) je široké rozmezí bodů obratu, které je způsobeno řádovými rozdíly ve stáří hvězdokup.

Obr. 3 Složený H-R diagram pro 11 otevřených hvězdokup (podle klasické práce Allana Sandage (1957)). Na levé ose je vynášena absolutní hvězdná velikost v magnitudách, na pravé ose je stáří hvězdokupy v rocích, na vodorovné ose je barevný index $B-V$ v magnitudách.



2.2 Základy astronomické fotometrie

2.2.1 Elektromagnetické záření

Elektromagnetické záření tvoří významnou část hvězdného materiálu, zprostředkovává přenos energie z nitra hvězd na povrch a hlavně z povrchu hvězd do prostoru. Díky tomu, že se může šířit i vakuem, přináší nám mnoho informací o objektech ve vesmíru.

Elektromagnetické záření je příčné vlnění s navzájem kolmými vektory magnetické indukce a elektrické intenzity, které jsou kolmé ke směru šíření vlnění. Podle kvantové teorie má elektromagnetické záření duální povahu – chová se současně jako vlnění i jako částice. Základními charakteristikami pro vlnovou povahu elektromagnetického záření jsou *frekvence* ν (udávaná v hertzech) nebo *vlnová délka* λ (udávaná v metrech a jeho zlomcích), která je ale závislá na prostředí, jímž se záření šíří. Ve vakuu se elektromagnetické záření šíří rychlostí světla c , která je základní fyzikální konstantou tvořící nepřekročitelnou hranici rychlosti pohybu v inerciální soustavě. Frekvence a vlnová délka jsou pak spolu svázány vztahem :

$$c = \lambda \nu.$$

Elektromagnetické záření je tvořeno tzv. *fotony* a tedy má i částicový charakter. Pojem fotonu byl zaveden počátkem 20. století ALBERTEM EINSTEINEM (1879–1955) a MAXEM PLANCKEM (1858–1947), aby se vysvětlil nespojitý přechod energie mezi zářením a látkou. Fotony jsou elementární částice s nulovým nábojem, jednotkovým spinem (patří mezi bosony) a nulovou klidovou hmotností. Ve vakuu se tak mohou pohybovat pouze rychlostí světla. Foton s frekvencí ν a vlnovou délkou λ nese ve vakuu energii danou vztahem :

$$E_f = h\nu = \frac{hc}{\lambda},$$

kde h je *Planckova konstanta*, $h = 6,626\,068\,76(52) \cdot 10^{-34}$ J s, $c = 2,997\,924\,58 \cdot 10^8$ m s⁻¹ (Mikulášek, 2000). Podle Einsteinovy rovnice :

$$E_f = m_f c^2,$$

Ize pohybujícímu se fotonu přiřadit hmotnost m_f a hybnost $m_f c$.

Jestliže se zdroj elektromagnetického záření pohybuje vůči pozorovateli, mění se energie fotonů a tím i frekvence a vlnová délka. Při pohybu zdroje směrem k pozorovateli se vlnová délka zmenší (posun k fialovému konci spektra), při pohybu směrem od pozorovatele se vlnová délka zvětší (posun k červenému konci spektra). Tuto skutečnost popisuje *Dopplerův jev* a pro nerelativistickou radiální rychlost zdroje vůči pozorovateli v_r (kladnou pro vzdalování zdroje) platí vztah :

$$v_r = \frac{c}{\lambda_0}(\lambda - \lambda_0),$$

kde λ_0 je laboratorní vlnová délka, λ je pozorovaná vlnová délka a c je rychlost světla ve vakuu.

Záření s jedinou vlnovou délkou se nazývá *monochromatické* záření. Reálné zdroje ale vždy vysílají záření o různých vlnových délkách. Funkci zastoupení záření podle vlnové délky nebo frekvence nazýváme *spektrém záření*. Pokud se ve spektru nachází všechny vlnové délky a intenzita je v nich spojitou funkcí, jedná se o *spojité* spektrum.

2.2.2 Záření absolutně černého tělesa, tepelné záření

Všechna tělesa vysílají do prostoru spojitě záření, jehož spektrální složení závisí na teplotě. Rozborem spektra tedy získáme informace o teplotě zářícího tělesa. Ideálním případem je záření *absolutně černého tělesa*, které všechno dopadající záření pohlcuje, žádné nepropouští ani neodráží. Laboratorním zdrojem záření absolutně černého tělesa je vodivý kovový blok udržovaný na konstantní termodynamické teplotě T . Uvnitř bloku je dutina s černými stěnami dobře pohlcujícími záření, po ustavení rovnováhy je v dutině tzv. *rovnovážné tepelné záření* o teplotě T . Toto záření je izotropní, homogenní, koncentrace fotonů a jejich rozdělení podle energií závisí pouze na teplotě T a spektrum popisuje Planckův zákon záření absolutně černého tělesa. Vzorec popisující spektrum záření absolutně černého tělesa našel Max Planck až v roce 1900 za odvážného předpokladu, že zářivá energie je látce předávána po kvantech a ne spojitě, jak se věřilo v dosavadní fyzice.

Základní vlastnosti spektra záření absolutně černého tělesa (AČT) jsou :

- Absolutně černé těleso je tzv. *kosinový zářič* (koule zářící jako AČT nejeví okrajové ztemnění).
- Při zvýšení teploty vzroste tzv. *monochromatický jas (intenzita) B_ν* ve všech vlnových délkách. Monochromatický jas (intenzita) B_ν je množství zářivé energie procházející v daném místě prostoru v daném směru kolmo jednotkovou plochou do jednotkového prostorového úhlu v jednotkovém intervalu frekvencí za jednotku času. Rozměr této veličiny je $\text{W m}^{-2} \text{sr}^{-1} \text{Hz}^{-1}$.
- Vlnová délka maxima λ_{max} vyzařované energie při zvýšení teploty klesá. Barva AČT se tedy mění v závislosti na teplotě. Tuto závislost popisuje tzv. *Wienův zákon posuvu* :

$$\lambda_{max} T = 2,898 \cdot 10^{-3} \text{ K m.}$$

- Pro tok záření absolutně černého tělesa o teplotě T do poloprostoru platí tzv. *Stefanův-Boltzmannův zákon* :

$$\pi B(T) = \sigma T^4,$$

kde $B(T) = \int_0^{\infty} B_\nu(T) d\nu$ je celková (bolometrická) intenzita záření absolutně černého tělesa,

σ je *Stefanova-Boltzmannova konstanta*, $\sigma = 5,670\,400(40) \cdot 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$ (Harmanec, 2003).

- Závislost monochromatického jasu absolutně černého tělesa $B_\nu(T)$, resp. $B_\lambda(T)$ na teplotě a frekvenci, resp. vlnové délce vyjadřuje *Planckův zákon* :

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

kde k je *Boltzmannova konstanta*, $k = 1,380\,6503(24) \cdot 10^{-23} \text{ J K}^{-1}$.

- V dlouhovlnné oblasti spektra ($h\nu \ll kT$) přechází Planckův zákon v *Rayleighův-Jeansův zákon* :

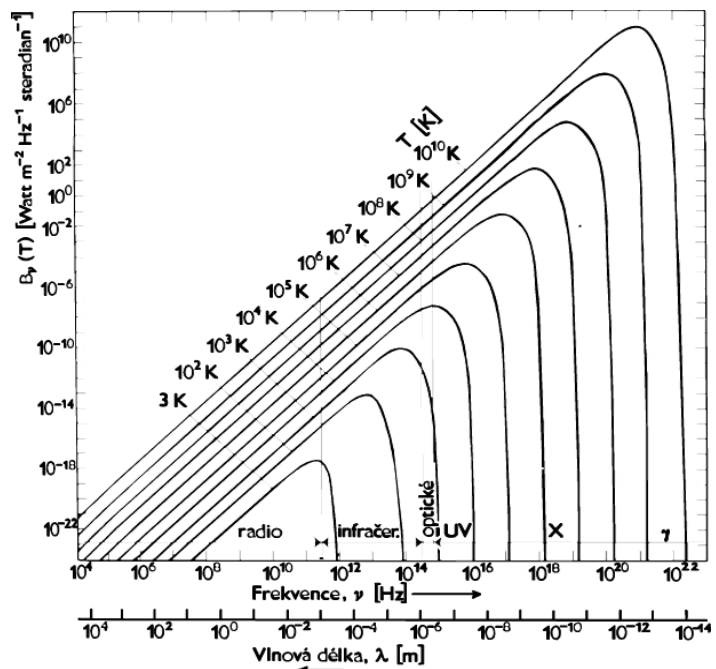
$$B_\nu(T) = \frac{2\nu^2}{c^2} kT.$$

- V krátkovlnné oblasti spektra ($h\nu \gg kT$) přechází Planckův zákon ve *Wienův zákon* :

$$B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} e^{-\frac{h\nu}{kT}}.$$

Spektrum záření absolutně černého tělesa je na obr. 4 (zdroj : Vanýsek, 1980).

Obr. 4 Závislost monochromatického jasu absolutně černého tělesa B_ν na frekvenci, vlnové délce a teplotě.



Model absolutně černého tělesa je v astrofyzice velmi důležitý, protože bylo zjištěno, že většina hvězd září v prvním přiblížení právě jako absolutně černá tělesa.

2.2.3 Zářivý výkon hvězd, hvězdná velikost

Celkový *zářivý výkon* (*zářivý tok*) L hvězdy je roven celkové energii vyzařené na všech vlnových délkách za jednotku času a vyjadřuje se ve wattech nebo ve výkonech tzv. *nominálního Slunce* L_{\odot} . Ten byl definován jako $L_{\odot} = 3,846 \cdot 10^{26}$ W.

Bolometrická jasnost (*hustota zářivého toku*) F je množství záření, které za jednotku času projde jednotkovou plochou kolmou ke směru paprsků ve vzdálenosti r od hvězdy. Vyjadřuje se ve $W m^{-2}$. Pro izotropní zářič ve vzdálenosti r (v metrech), kterým hvězdy v prvním přiblížení jsou, pak platí vztah :

$$L = 4\pi r^2 F.$$

Protože jsou hvězdy velmi vzdálené, jsou hodnoty toků nesmírně nízké a proto je jejich měření dost obtížné. Jestliže je hustota zářivého toku registrována v celém rozsahu elektromagnetického spektra, je největším problémem odlišná propustnost zemské atmosféry pro různé obory spektra a také neodstranitelná mezihvězdná extinkce. Měření se provádí pomocí *bolometrů* a získané veličiny se nazývají *bolometrické*.

Častěji se měří veličiny vztahující se pouze k určité části spektra elektromagnetického záření vymezené filtry s přesně definovanou propustností. Nejvýznamnější je *vizuální obor* definovaný filtrem V s propustností odpovídající spektrální citlivosti lidského oka při denním vidění (maximum propustnosti leží u 550 nm). Hustota zářivého toku v barvě V se ztotožňuje s *jasností* (hustotou světelného toku) j . Analogicky se zavedou „nevizuální“ jasnosti jako hustoty zářivého toku po průchodu určitým filtrem.

Jasnost hvězdy se vyjadřuje v tzv. *hvězdných velikostech* určených v *magnitudách*. Tato škála, která se vytvořila empiricky už velmi dávno, je řazena sestupně a respektuje skutečnost, že lidské oko vnímá lineárně se měnící osvětlení na logaritmické škále. Hvězdná velikost m je tedy svázána s jasností hvězdy j logaritmickým vztahem zvaným *Pogsonova rovnice* :

$$m = -2,5 \log \left(\frac{j}{j_0} \right) \text{ mag},$$

kde j_0 je tzv. referenční jasnost zdroje s hvězdnou velikostí 0 mag. Protože přibližně platí, že rozdíl pěti magnitud odpovídá stonásobný rozdíl jasností, má konstanta v Pogsonově rovnici hodnotu 2,5. Podle typu jasnosti dostáváme různé hvězdné velikosti, např. vizuální m_v , bolometrickou m_{bol} atd. Z definice referenční bolometrické jasnosti $F_0 = 2,553 \cdot 10^{-8} W m^{-2}$ pro hvězdu s $m_{bol} = 0$ mag vyplývá převodní vztah mezi bolometrickou jasností F a bolometrickou hvězdnou velikostí m_{bol} :

$$F = 2,553 \cdot 10^{-8} W m^{-2} 10^{-0,4 \left(\frac{m_{bol}}{1 \text{ mag}} \right)}.$$

Pro vizuální hvězdnou velikost m_v je referenční jasnost $j_0 = 2,54 \cdot 10^{-6} lm m^{-2}$. Mezi bolometrickou a vizuální hvězdnou velikostí platí vztah (Mikulášek, 2000) :

$$m_{bol} = m_v + BC,$$

kde BC je tzv. *bolometrická korekce*, která vyjadřuje rozložení energie ve spektru hvězdy. Nulové hodnoty nabývá u hvězd s povrchovou teplotou kolem 7000 K (spektrální typ F), jejichž záření má největší světelnou účinnost. U všech ostatních tříd je BC záporná.

Bolometrická jasnost F zdroje je nepřímo úměrná čtverci vzdálenosti r , ve které jasnost měříme. Odtud pro poměr jasností F_1, F_2 téhož zdroje měřených v různých vzdálenostech r_1, r_2 dostaneme :

$$\frac{F_2}{F_1} = \left(\frac{r_1}{r_2} \right)^2.$$

Z Pogsonovy rovnice plyne pro bolometrické hvězdné velikosti m_1, m_2 vztah :

$$\left(\frac{m_2 - m_1}{1 \text{ mag}} \right) = 5 \log \left(\frac{r_2}{r_1} \right).$$

Odtud plyne, že hvězdná velikost závisí na vzdálenosti. Proto se pro porovnávání zářivých výkonů hvězd zavádí *absolutní hvězdná velikost* M jako hvězdná velikost zdroje pozorovaného ze vzdálenosti 10 parseků. Rozdíl mezi pozorovanou (zdánlivou) a absolutní hvězdnou velikostí je modul vzdálenosti (definovaný v kapitole 1.1.4), pomocí kterého lze určit vzdálenost hvězdokupy.

Vztah mezi absolutní bolometrickou hvězdnou velikostí M_{bol} a zářivým výkonem L získáme z definice referenčního zářivého výkonu $L_0 = 3,055 \cdot 10^{28}$ W pro $M_{bol} = 0$ mag :

$$\frac{M_{bol}}{1 \text{ mag}} = 71,2125 - 2,5 \log \left(\frac{L}{1 \text{ W}} \right).$$

2.2.4 Efektivní teplota hvězd

Efektivní teplota hvězdy T_{ef} je definována jako teplota, kterou by měla koule o poloměru hvězdy R zářící jako absolutně černé těleso se zářivým výkonem L odpovídajícím zářivému výkonu hvězdy. Podle Stefan-Boltzmannova zákona platí :

$$L = \sigma T_{ef}^4 4\pi R^2.$$

Efektivní teplotu hvězdy T_{ef} lze určit ze vztahů (Mikulášek, 2000) :

$$\frac{M_{bol}}{1 \text{ mag}} = 42,368 - 5 \log \left(\frac{R}{R_{\odot}} \right) - 10 \log \left(\frac{T_{ef}}{1 \text{ K}} \right), \quad \frac{m_{bol}}{1 \text{ mag}} = 25,706 - 5 \log \left(\frac{\alpha}{1''} \right) - 10 \log \left(\frac{T_{ef}}{1 \text{ K}} \right),$$

kde α je pozorovaný úhlový průměr hvězdy, $\alpha = 0,004651 \left(\frac{R}{R_{\odot}} \right) \pi$, π je paralaxa hvězdy

v úhlových vteřinách, poloměr Slunce je $1 R_{\odot} = 6,95830 \cdot 10^8$ m. Tento způsob určení efektivní teploty můžeme využít jen u nejbližších a největších hvězd, u kterých lze změřit jejich úhlové průměry. Jinak musíme tuto teplotu odhadnout např. pomocí barevných indexů.

2.2.5 Barevný index hvězdy, barevný exces

K definici barevného indexu je nutné zavést *monochromatickou hvězdnou velikost* ve vlnové délce λ jako (Mikulášek, 2002) :

$$m(\lambda) = -2,5 \log(F_{\lambda}(\lambda)) + C(\lambda),$$

kde F_λ je spektrální hustota zářivého toku, $F(\lambda) = \int_0^\infty F_\lambda(\lambda) d\lambda$, konstanta $C(\lambda)$ se volí tak,

aby si u hvězd spektrální třídy A0 byly všechny monochromatické hvězdné velikosti rovny.

Barevný index CI je rozdíl monochromatických hvězdných velikostí pozorované hvězdy měřených ve dvou různých barvách c_1, c_2 (jejich efektivní vlnové délky splňují vztah : $\lambda_{c_1} < \lambda_{c_2}$) :

$$CI = m(c_1) - m(c_2) = -2,5 \log \left(\frac{F_\lambda(c_1)}{F_\lambda(c_2)} \right) + [C(c_1) - C(c_2)].$$

Barevný index klesá s rostoucí teplotou hvězdy monotónně. Není ale funkcí pouze efektivní teploty (to platí jen pro absolutně černé těleso), takže pomocí něj získáme pouze odhad této teploty. Teplota určená z barevného indexu se nazývá *barevná teplota*. Od efektivní teploty se poněkud liší a je rozdílná pro různé barevné indexy.

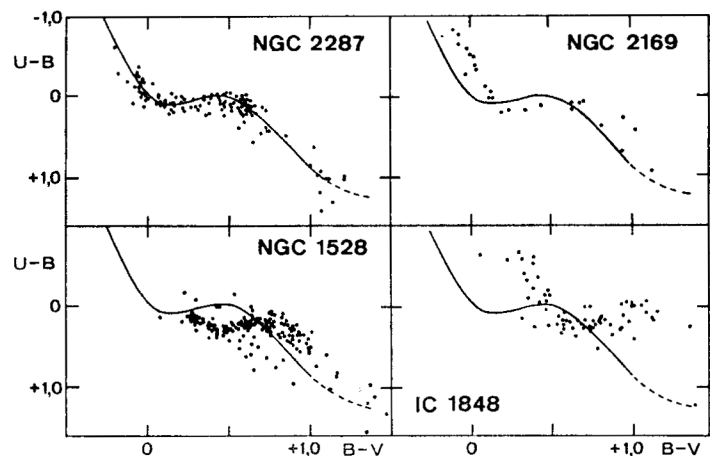
Zavedení vícebarevné fotometrie mělo tu výhodu, že bylo možné v mnoha případech určit mezihvězdnou extinkci. Zvláště barevné indexy z krátkovlnné oblasti spektra ($B-V$) a ($U-B$) jsou nejvíce zvětšovány působením extinkce – dochází k *mezihvězdnému zčervenání* a pozorovaná hvězda se jeví jako chladnější. Rozdíl mezi pozorovaným barevným indexem a očekávaným barevným indexem nezkrášeným extinkcí (označený indexem 0) se nazývá *barevný exces* (např. $E(B-V) = (B-V) - (B-V)_0$). Experimentálně bylo zjištěno, že pro horké hvězdy (s povrchovými teplotami nad asi 10 000 K) lze kombinací několika vztahů určit nezčervenalý index $(B-V)_0$ z pozorovaných hodnot U, B a V (v Johnsonově systému – viz kapitola 1.2.7) z rovnice (Harmanec, 2003) :

$$(B-V)_0 = \frac{0,332(U-B) - 0,239(B-V) - 0,0166(B-V)^2}{1 - 0,0166(B-V)}.$$

Dalšími úpravami lze odvodit i zdánlivou vizuální hvězdnou velikost V_0 . Z barevného diagramu ($V_0, (B-V)_0$) lze už odvodit vzdálenost např. otevřené hvězdokupy nezatiženou vlivem extinkce (viz kapitola 1.1.4). Vliv mezihvězdné extinkce na trojbarevný diagram otevřených hvězdokup je vidět na obr. 5 (zdroj : Vanýsek, 1980).

Obr. 5 Vliv mezihvězdné extinkce na trojbarevný diagram $(U-B)/(B-V)$ pro otevřené hvězdokupy. Plná čára znázorňuje teoretickou hlavní posloupnost neovlivněnou extinkcí, body odpovídají pozorovaným hvězdám. Posunutí bodů vůči křivce je způsobeno extinkcí. Analýzou diagramů byly získány tyto hodnoty extinkce a vzdálenosti :

- NGC 2287 (0 mag, 670 pc),
- NGC 2169 (0,54 mag, 1100 pc),
- NGC 1528 (0,87 mag, 800 pc),
- IC 1848 (1,83 mag, 2200 pc).



Dříve se k určování barevné teploty používal nejčastěji index ($B-V$), ale kvůli velkému zkreslení extinkcí se začaly jako spolehlivější odhady efektivní teploty používat barevné indexy z dlouhovlnné oblasti spektra ($V-R$) a ($R-I$), které jsou extinkcí postiženy mnohem méně.

2.2.6 Efektivní vlnová délka, fotometrické barvy

Bolometrické i monochromatické hvězdné velikosti jsou pouze idealizací, ve skutečnosti měříme jasnost v určitém oboru vlnových délek, který je popsán *relativní spektrální citlivostí* $R(\lambda)$ detekčního zařízení (dalekohled, fotometr a vlastní detektor). Naměřené veličiny se nazývají *heterochromatické*. Použitím barevných filtrů propouštějících záření v přesně definovaném oboru spektra výrazně ovlivníme relativní spektrální citlivost. Pro výkon zářivé energie zaznamenané detektorem platí :

$$E = \int_0^{\infty} R(\lambda) F_{\lambda}(\lambda) d\lambda.$$

Efektivní vlnová délka detekčního zařízení (*fotometrické barvy* – při použití barevného filtru) určuje maximum propustnosti daného filtru a je funkcí rozložení energie ve spektru hvězdy :

$$\lambda_{ef} = \frac{\int_0^{\infty} \lambda R(\lambda) F_{\lambda}(\lambda) d\lambda}{\int_0^{\infty} R(\lambda) F_{\lambda}(\lambda) d\lambda}.$$

2.2.7 Fotometrické systémy

Fotometrický systém je určen několika barevnými filtry, které definují *barvy* fotometrického systému. Výběr systému závisí na mnoha okolnostech (typ pozorovaného objektu, spektrální citlivost detektorů atd.). Podle šířky pásem propustnosti se dělí na :

- širokopásmové systémy – šířka pásem nejméně 30 nm
- středněpásmové systémy – šířka pásem 10–30 nm
- úzkopásmové systémy – šířka pásem pouze několik nm (téměř monochromatické systémy)

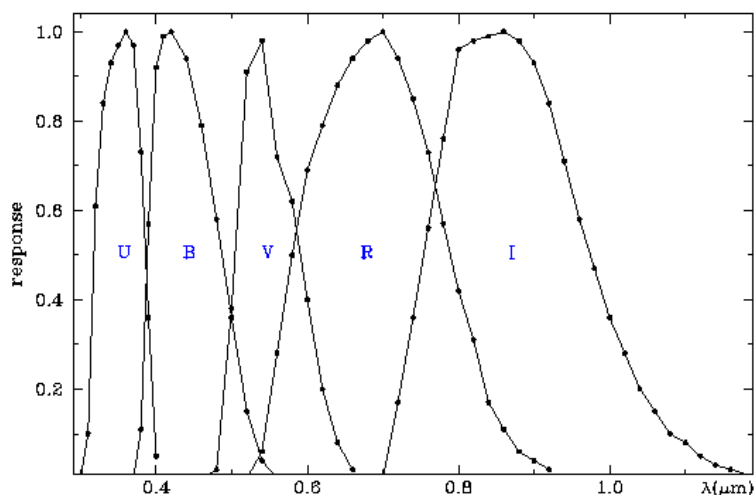
Naměřené hodnoty jasností závisí na detekčním zařízení a také na stavu atmosféry (atmosférická extinkce), proto musí kromě definice propustnosti filtrů obsahovat fotometrický systém také *hvězdné standardy* (dobře proměřené konstantní hvězdy). Pouze v tomto případě lze převést *instrumentální* hvězdné velikosti na *standardní* (podrobněji v kapitole 1.2.8).

Historicky první fotometrický systém využíval *vizuální* m_{viz} (maximum citlivosti ve žlutozelené oblasti spektra) a *fotografickou* m_{pg} (maximum citlivosti v modré oblasti spektra) hvězdnou velikost. V důsledku různé citlivosti se tyto hvězdné velikosti od sebe lišily v závislosti na barvě (a tedy i teplotě) hvězd. Barevný index $m_{pg} - m_{viz}$ tak souvisel se spektrálním typem hvězd. S rozvojem fotonásobičů se začaly provádět měření v různých barvách a přesnost měření rostla.

Nejrozšířenější fotometrický systém *UBV* zavedl v roce 1953 H. L. JOHNSON a W. W. MORGAN. Skládá se ze tří širokopásmových filtrů definovaných efektivní vlnovou délkou a rozsahem propustnosti : *U* (365 nm, 300-420 nm), *B* (440 nm, 360-500 nm) a *V* (545 nm,

460-740 nm). Systém byl v roce 1966 rozšířen do červené a infračervené oblasti spektra širokopásmovými filtry určenými maximy propustnosti : R (700 nm), I (900 nm), J (1250 nm), K (2200 nm) a L (3400 nm), které leží v oblastech s minimální atmosférickou extinkcí. Nevýhodou tohoto systému je velká šířka pásem. Spektrální citlivost filtrů Johnsonova systému $UBVRI$ je na obr. 6 (zdroj : Munari, Fiorucci a Moro, 2002).

Obr. 6 Spektrální citlivost filtrů v Johnsonově fotometrickém systému $UBVRI$



Proto vytvořil v 60. letech 20. století B. STRÖMGREN středněpásmový systém $uvby$, který je definován maximem a pološířkou intervalu propustnosti filtrů takto : u (350 nm, 34 nm), v (410 nm, 20 nm), b (465 nm, 16 nm) a y (545 nm, 24 nm). Tyto fotometrické systémy jsou nejpoužívanější, ale existuje mnoho dalších fotometrických systémů (např. ženevský, Walravenův, systém družice Hipparcos atd.). Pro většinu těchto systémů jsou známy transformační vztahy do UBV systému, takže lze všechna měření porovnávat.

2.2.8 Atmosférická extinkce, transformace fotometrických barev

Dopadne-li záření na zemskou atmosférou, dochází k jeho výraznému ovlivnění. Atmosféra je totiž propustná jen v určitých oblastech spektra (tzv. *atmosférických oknech*), ostatní části spektra nepropouští. V optické oblasti platí, že s klesající vlnovou délkou je dopadající záření více zeslabováno. Toto zeslabení se nazývá *atmosférická extinkce* a je způsobeno absorpcí a rozptylem na molekulách vzduchu a prachových částicích. Extinkce je popsána *extinkčním koeficientem* k , který závisí na vlnové délce a na čase (ale časovou závislost v první aproximaci zanedbáme), a roste s rostoucí zenitovou vzdáleností podle vztahu :

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

kde $m_0(c)$ je hvězdná velikost, kterou bychom naměřili v určité barvě vně atmosféry, $m(c, z)$ je naměřená hvězdná velikost hvězdy v zenitové vzdálenosti z , $k(c)$ je lineární extinkční koeficient v magnitudách, X je bezrozměrná *vzdušná hmota*. Ta je svázána se zenitovou vzdáleností přibližným vztahem :

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

Extinkční koeficient získáme jako směrnici *Boguerovy polopřímky*, která je grafem závislosti pozorované hvězdné velikosti m na vzdušné hmotě X . Protože tuto polopřímku získáme pouze z delšího pozorování, bude výsledek záviset na stabilitě atmosféry a tedy na proměnnosti

extinkce v čase a barvě. Další problém může způsobit proměnnost citlivosti detekčního zařízení během pozorování (změna nulového bodu c škály přístrojových hvězdných velikostí, kde $m = 2,5 \log d + c$, d je měřená veličina určující osvětlení). Po zahrnutí těchto vlivů se transformační rovnice mezi m a m_0 poněkud zkomplikuje. Zmíněné vlivy lze omezit, jestliže kromě vybraných hvězd pozorujeme i hvězdné standardy. Získaný extinkční koeficient se většinou vztahuje pouze k dané pozorovací noci.

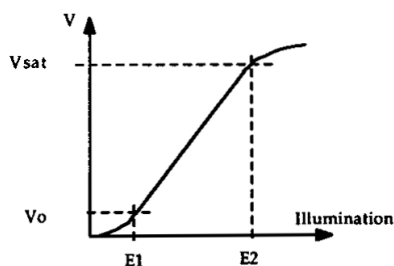
Protože relativní spektrální citlivost každého detekčního přístroje je různá a nikdy se úplně neshoduje s definicí pro daný fotometrický systém, musíme provést po odstranění vlivu extinkce ještě tzv. *normální transformaci*. Ta převede výsledky z instrumentálního systému do některého standardního fotometrického systému. Pomocí měření jasností hvězdných standardů lze pro daný přístroj a danou pozorovací sezónu (protože optické vlastnosti detekčního přístroje se s časem mění) určit potřebné transformační koeficienty barevného systému fotometru na systém standardní.

2.3 CCD fotometrie

2.3.1 Vlastnosti CCD detektorů

Pro rozšiřování dosavadních znalostí o vesmíru se hledají stále lepší pozorovací prostředky. S rozvojem pozorovacích technologií vznikají stále větší dalekohledy, jejichž důležitou součástí jsou detektory záření. Nejdéle používaným detektorem je lidské oko, které má obrovský dynamický rozsah, ale jeho omezení plyne z fyziologie vnímání světla a subjektivity. Proto přinesl objev fotografické emulze v 19. století velký pokrok v astronomickém pozorování. Velkou výhodou byla objektivita pozorování, možnost zachycení velmi slabých objektů dlouhými expozicemi a uchování velkého množství informací na jediné desce. Postupně byla citlivost fotografické emulze z ultrafialové a modré oblasti spektra pomocí senzibilátorů rozšířena až do infračervené oblasti. Přesto zůstala účinnost emulze velmi nízká (zachytí asi 1 % dopadajících fotonů), navíc má malý dynamický rozsah a není lineárním detektorem (závislost zčernání na osvětlení není lineární). Proto se začaly používat fotoelektrické detektory, z nichž nejvýznamnější je CCD.

CCD (charge coupled device – nábojově vázaná struktura) detektor byl sestaven v roce 1970 BOYLEM a SMITHEM v Bellových laboratořích. Dnes se CCD používají v mnoha oblastech jako paměti, korelační a optické detektory atd. V astronomii se používá CCD jako optický detektor, který dnes téměř zcela nahradil fotografické desky. Oproti fotografické emulzi má mnohem větší účinnost (kolem 75 %), což umožňuje zkrácení expozic a zvětšuje dosah dalekohledu. Další výhodou je větší a rozšířená citlivost. CCD je citlivé nejen na viditelné záření, ale i na měkké rentgenové, ultrafialové a infračervené záření, přičemž nejcitlivější je v červené a blízké infračervené oblasti spektra. CCD je v širokém rozmezí hodnot dopadajícího zářivého toku lineární detektor (viz obr. 7, zdroj : Buil, 1991), výstup je také lineární funkcí *integrační doby* (doby expozice) – doba, po kterou se střádají dopadající fotony. Proto je CCD detektor schopen zachytit velmi nízké hodnoty zářivého toku.

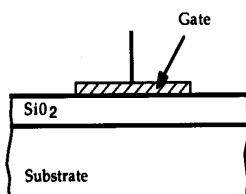


Obr. 7 Závislost výstupu na osvětlení pro CCD detektor. Hodnota osvětlení E_1 je velmi nízká (nonlinearita způsobena prahovým jevem – elektrony jsou zachytávány např. nečistotami v Si), překročení hodnoty E_2 způsobí poruchu CCD (detektor je nasycen, dojde k přetečení – blooming).

CCD kamera je zobrazovací detektor a zaznamenává obraz vytvořený v ohniskové rovině objektivem dalekohledu. CCD detektor shromažďuje po integrační dobu fotoelektrony uvolněné dopadem fotonů a převádí je na elektrický signál, který je zdigitalizován. Výsledný obraz může být ihned zobrazen na počítači a mohou tak být analyzovány a opraveny případné chyby, což je velká výhoda oproti klasické fotografii. Přesnost fotometrických měření z jednoho CCD snímku je asi 0,01 mag (menší než u fotonásobičů), ale matematickým zpracováním až tisíce snímků se přesnost fotometrie zvětšuje. Určitou nevýhodou CCD detektorů je jejich malý rozměr, takže ještě nemohou fotografickou emulzi zcela nahradit (např. při přehlídkových projektech s použitím Schmidovy komory). Pro získání obrazu rozlehlého objektu je nutné složit několik navazujících snímků. Při fotometrii dochází k diskriminaci příliš jasných hvězd, protože není možné na jednom snímku zachytit více stejně jasných hvězd a porovnat jejich jasnosti (došlo by k přetečení).

2.3.2 Princip CCD detektoru

Základem CCD detektoru je tenká polovodičová destička (nejčastěji z dopovaného křemíku), která je pokrytá velmi malými čtvercovými elementy citlivými na světlo, tzv. *pixely* (zkratka pro „picture element“). Velikost pixelu se pohybuje od 7 do 24 μm , v současnosti existují i CCD čipy s 4096 x 4096 pixely – jsou řazeny do mnoha sloupců a řad. Pixely jsou tvořeny tzv. *MOS kondenzátory* (Metal Oxide Semiconductor). MOS kondenzátor je složen z dopovaného polovodiče (většinou křemík typu P), tenké izolační vrstvy (SiO_2) a vodivé elektrody (viz obr. 8, zdroj : Buil, 1991).



Obr. 8 Průřez MOS kondenzátorem (substrate – dopovaný Si, gate – elektroda).

V polovodiči typu P jsou majoritními nositeli náboje díry a minoritními nositeli jsou elektrony. Jestliže přivedeme na elektrodu kladné napětí, díry jsou od rozhraní $\text{SiO}_2\text{-Si}$ odpuzovány

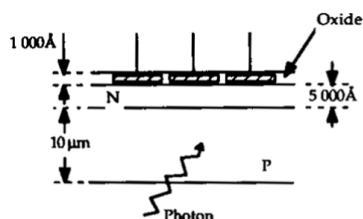
a naopak elektrony se zde hromadí. Vlivem tepelného pohybu v krystalové mřížce Si jsou porušeny kovalentní vazby v křemíku a vznikne pár elektron–díra. Ten je rozdělen elektrickým polem a po uplynutí *termální relaxační doby* je počet elektronů na rozhraní stejný jako počet děr v substrátu, nastává tedy rovnováha. Náboj vzniklý tímto způsobem tvoří tzv. *temný proud*, jehož velikost závisí na relaxační době. Ta je závislá především na teplotě. Aby byl vliv temného proudu zanedbatelný, musí být integrační doba menší než termální relaxační doba. K zachycení nízkého toku záření je nutná delší integrační doba, proto musí být relaxační doba prodloužena chlazením CCD čipu. Elektron nesoucí informaci o pozorovaném objektu se uvolňuje fotoelektrickým jevem při dopadu fotonu na křemíkovou vrstvu – princip je analogický jako u vzniku temného proudu, kovalentní vazba je ale porušena energií dodanou fotonem. Proto je počet takto vzniklých elektronů úměrný počtu dopadajících fotonů a CCD je tedy lineárním detektorem. Zachycený obraz je diskrétní, prostorové rozlišení výsledného obrazu závisí na velikosti pixelů.

Hustota zářivého toku závisí na tloušťce z vrstvy křemíku podle vztahu :

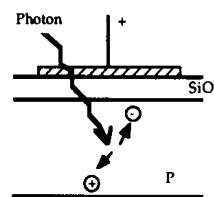
$$F(z) = F(0)e^{-\alpha z},$$

kde $F(0)$ je dopadající hustota toku a α je koeficient absorpce křemíku. Ten roste s rostoucí teplotou a klesající vlnovou délkou. Proto jsou krátkovlnné fotony z modré oblasti spektra ($\lambda = 400$ nm) pohlceny mnohem dříve než infračervené fotony ($\lambda > 1000$ nm), jejichž energie ale nestačí na porušení vazby v křemíku a tedy na uvolnění elektronu. Zlepšení citlivosti v modré i červené oblasti spektra zároveň není možné, proto se používají dva typy uspořádání pixelů :

- *Backside CCD* – Citlivost v modré oblasti je omezena slabou pronikavostí fotonů, ke zvýšení účinnosti musí být vrstva Si velmi tenká ($\sim 10 \mu\text{m}$). CCD čip je ozařován ze strany křemíkové vrstvy, fotony tedy nemusí procházet žádnou mezivrstvou (viz obr. 9, zdroj : Buil, 1991).
- *Frontside CCD* – Pro zlepšení citlivosti v červené oblasti spektra musí být křemíková vrstva tlustší ($\sim 500 \mu\text{m}$), aby se zvýšila pravděpodobnost interakce fotonu s atomem Si. Fotony v tomto uspořádání nejprve prochází elektrodou a vrstvou SiO_2 , proto je tento typ téměř necitlivý na krátké vlnové délky (viz obr. 10, zdroj : Buil, 1991).



Obr. 9 Princip backside CCD.



Obr. 10 Princip frontside CCD.

Jednotlivé pixely mají kapacitu až $5 \cdot 10^5$ elektronů, do 10^5 elektronů je charakteristika lineární. Po uplynutí integrační doby je náboj převeden do digitální formy, kondenzátor se vybije a je připraven k další expozici. Jestliže je pozorován příliš jasný objekt, dojde k nasycení pixelu a přetečení elektronů do sousedních pixelů ve stejné řadě. Tento jev se nazývá *přetečení* (*blooming*) a projevuje se jako světlá čára vycházející z jasného objektu.

2.3.3 Zdroje šumu v CCD detektorech a jejich eliminace

Hlavním zdrojem šumu je tepelný šum, jehož důsledkem vzniká temný proud (viz. kapitola 1.3.2). Elektrony tedy v křemíkové vrstvě vznikají i za tmy a v extrémním případě mohou pixely zcela zahltnit, takže elektrony uvolněné dopadajícím zářením už nemají v pixelu místo. Ke snížení tepelného šumu je nutné CCD čip chladit. Způsobů chlazení existuje několik, např. pomocí tekutého dusíku, suchého ledu, Peltierova článku (využívá termoelektrického jevu). CCD čip by neměl být chlazen na teploty nižší než $-120\text{ }^{\circ}\text{C}$, protože při nižších teplotách se mění spektrální citlivost a může dojít k poruchám čipu. Tepelný šum patří mezi aditivní šum, tj. jeho hodnota se přičítá k obrazu objektu.

Dalším zdrojem šumu je tzv. *výstupní šum*, který vzniká při vyčítání elektronů z pixelu a následnou digitalizací. Tento šum je konstantní a tedy nezávislý na integrační době, liší se v závislosti na typu CCD čipu. Většina ostatních šumů (např. přenosový šum, signální šum, šum vzniklý v elektronické části CCD kamery) je přímo úměrná druhé odmocnině integrační doby, zatímco počet elektronů uvolněných dopadem záření je přímo úměrný této době. Proto poměr signál–šum roste s rostoucí dobou expozice.

Multiplikativní šum vzniká rozdílnou citlivostí jednotlivých pixelů na dopadající fotony. Ta může být způsobena např. rozdíly v tloušťce čipu, nerovnoměrným osvětlením nebo nečistotami na filtrech. Některé pixely čipu, tzv. *hot spots*, vykazují větší temný proud než okolní pixely a lze zde nalézt i zcela necitlivé pixely, tzv. *dark spots*. Počet těchto defektů je úměrný ploše CCD čipu.

Vliv aditivních (hlavně temný proud) a multiplikativních šumů lze eliminovat vhodnými korekcemi získaného snímku. Aditivní šum se odstraňuje odečtením tzv. *dark frame* (temný snímek), což je snímek získaný při uzavřené optice při teplotě a expoziční době stejné jako při získání snímku objektu. Dark frame je tedy velmi dobrou aproximací prostorového rozložení temného proudu a jeho odečtením od zpracovávaného obrazu dostaneme snímek nezatižený vlivem temného proudu. Multiplikativní šum se eliminuje podělením snímku opraveného o dark frame tzv. *flat-fieldem*. To je snímek rovnoměrně osvětlené plochy, který získáme nejlépe při soumraku nebo za svítání, kdy má obloha ideální jasnost (příliš jasná obloha vede k přesycení pixelů, při příliš temné obloze je nutná dlouhá expozice a proto se objevují hvězdy). Je nezbytné, aby byl flat-field získán při stejných podmínkách jako opravovaný snímek, tj. stejnou CCD kamerou, dalekohledem i barevnými filtry. Při použití barevných filtrů je nutné udělat flat-field pro každý z nich, protože se spektrální citlivost pro jednotlivé pixely liší, barva oblohy se v průběhu noci také mění a navíc dochází k rozdílným odrazům na ploše filtru, které produkují nadbytečné záření. Ideální je získat několik flat-fieldů a udělat z nich průměr, čímž se sníží šum, který obsahují. Přestože je doba expozice pro flat-field krátká a vliv temného proudu je tedy zanedbatelný, je nutné odečíst jeho dark frame kvůli určení nulové hodnoty flat-fieldu. Teprve pak je možné opravovaný snímek takto opraveným flat-fieldem podělit. Korekce lze popsat tímto vztahem (Buil, 1991) :

$$E(x, y, t) = K \frac{R(x, y, t) - N(x, y, t)}{F(x, y, t') - N'(x, y, t')}$$

kde (x, y) jsou souřadnice pixelu, t je integrační doba opravovaného snímku, t' je integrační doba flat-fieldu, $R(x, y, t)$ je původní snímek, $N(x, y, t)$ je dark frame původního snímku, $F(x,$

$y, t')$ je flat-field, $N(x, y, t')$ je dark frame flat-fieldu, K je průměrná intenzita flat-fieldu a $E(x, y, t)$ je opravený snímek. Možnost matematického zpracování CCD snímků je obrovskou výhodou oproti klasické fotografii.

3. Praktická část

3.1 Pozorovaný objekt, pozorovací přístroj a podmínky

3.1.1 Pozorovaný objekt

Otevřená hvězdokupa M 34 (NGC 1039) se nachází v souhvězdí Persea zhruba v půli cesty mezi hvězdami Algol a Alamak. Její poloha je určena rovníkovými souřadnicemi : rektascenze $\alpha = 2^{\text{h}}42^{\text{m}}$, deklinace $\delta = +42^{\circ}47'$ (J2000), zdroj : Kleczek (2002). Byla objevena Hodierovou kolem roku 1654 (Clarke, 2003) a v roce 1764 ji zanesl do svého katalogu Messier. Hvězdokupa M 34 byla již předmětem mnoha pozorovacích programů. Fotometrie v systému *UBV* byla poprvé provedena v roce 1954 (JOHNSON). Ve Strömngrenově fotometrickém systému *uvby- β* měřil např. CANTERNA et al. (1979). Pravděpodobnost příslušnosti hvězd ke hvězdokupě odvodili z měření vlastních pohybů např. IANNA a SCHLEMMER (1993) nebo JONES a PROSSER (1996). Vzdálenost hvězdokupy určená různými autory se liší v rozmezí od 440 pc (CANTERNA et al., 1979) do 525 pc (JOHNSON, 1954). M 34 patří mezi středně staré hvězdokupy (odhady jejího stáří leží mezi $1 \cdot 10^8$ let a $5 \cdot 10^8$ let).

M 34 je podle Trumplerovy klasifikace typu I3m, jedná se tedy o silně koncentrovanou a středně bohatou hvězdokupu (obsahuje asi 100 hvězd) s velkým rozsahem jasností jejích členů. Patří k úhlově větším hvězdokupám (úhlový průměr je kolem 35'). Celková hvězdná velikost je 5,2 mag, takže jde o objekt na hranici viditelnosti pouhým okem.

3.1.2 Pozorovací přístroj a podmínky

Pozorování otevřené hvězdokupy M 34 bylo provedeno na Hvězdárně a planetáriu Mikuláše Koperníka v Brně dne 17. března 2004 od 20:30 do 20:45 SEČ. Pozorovacím přístrojem byl reflektor typu Newton RL o průměru zrcadla 0,4 m s ohniskovou vzdáleností 1750 mm a zorným polem 9' x 13'. Dále byla použita CCD kamera typu SBIG ST7 s fotometrickými filtry *V, R, I* ze standardního Johnsonova systému (parametry popsány v kapitole 2.2.7). V každém filtru bylo pořízeno deset snímků. Doba expozice ve filtrech *R* a *I* byla 15 s, ve filtru *V* 22 s.

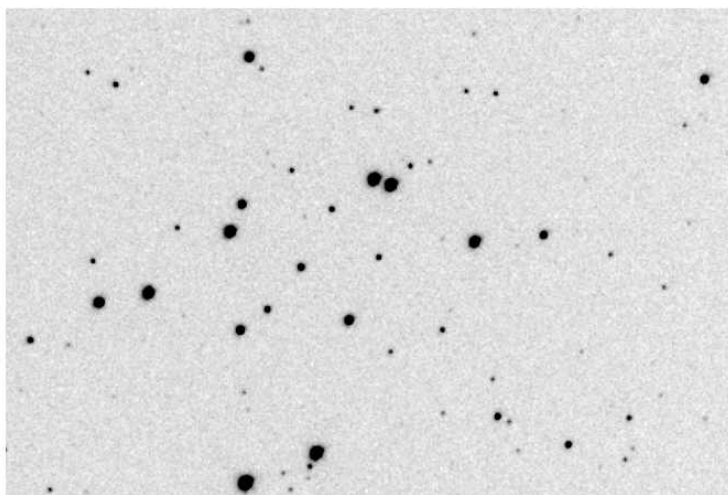
Protože je úhlový rozměr hvězdokupy větší než zorné pole dalekohledu, byla pozorována pouze její centrální část s nejvyšší koncentrací hvězd. Pozorovaná hvězdokupa se nachází ve vnějším, méně koncentrovaném pásu Mléčné dráhy, a proto by měly získané snímky obsahovat pouze malý počet slabých hvězd pozadí, které by bylo nutné eliminovat. Objekt měl v době pozorování už velkou zenitovou vzdálenost, takže hrálo velkou roli brněnské světelné znečištění. Z tohoto důvodu byla omezena mezní hvězdná velikost, takže jsou na snímcích zachyceny pouze nejjasnější hvězdy. Vliv Mléčné dráhy jako zdroje slabých hvězd pozadí je tedy zanedbatelný.

3.2 Výsledky měření a jejich analýza

3.2.1 Zpracování měření

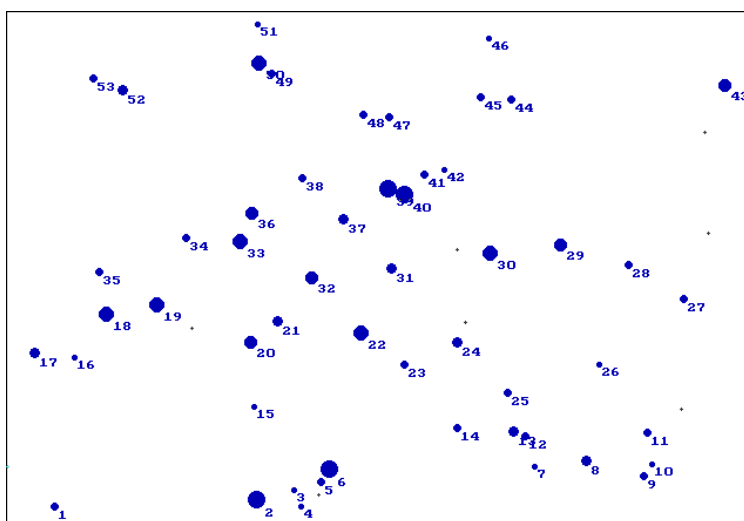
Data získaná CCD kamerou byla zpracována pomocí počítačových programů *CMunipack* a *Munipack*. Pomocí prvního programu byly získány průměrné hodnoty dark frame a flat-field (příkazy Masterdark a Masterflat). Ve druhém programu byla provedena instrumentální fotometrie s aperturou 2. Nejméně hvězd bylo pozorováno ve filtru V , v datech ze zbývajících filtrů byly tedy analyzovány pouze hvězdy vyskytující se i ve V .

Snímek hvězdného pole získaný pomocí programu *CMunipack* je na obr. 11.



Obr. 11 CCD snímek hvězdného pole v okolí otevřené hvězdokupy M 34 ve filtru V .

Hvězdy, u kterých byla prováděna instrumentální fotometrie v programu *Munipack* jsou na obr. 12.



Obr. 12 Označené hvězdy v okolí otevřené hvězdokupy M 34, pro které byly získány fotometrická data.

Protože už byla hvězdokupa M 34 objektem několika pozorovacích programů, nebyly v průběhu noci pozorovány standardní hvězdy, pomocí kterých se převádí instrumentální hvězdné velikosti na standardní a odstraňuje se vliv atmosférické extinkce (viz kapitola 2.2.8). Převod do standardního fotometrického systému byl proveden následujícím, ne zcela správným způsobem. V článku Prossera a Jonese (1996) byly nalezeny hodnoty pozorovaných hvězdných velikostí převedených do standardního systému a opravených o extinkci ve filtrech V a I .

Hodnoty hvězdných velikostí ve filtru R jsem získala následujícím způsobem. Pomocí kalibračních hodnot pro hvězdy hlavní posloupnosti uvedených v tabulce 3 jsem získala závislost mezi barevnými indexy $R-I$ a $V-I$, která byla v intervalu hodnot $V-I$ pro srovnávací hvězdy lineární :

$$(R - I) = -0,03 + 0,427 \cdot (V - I).$$

Pomocí této závislosti jsem barevné indexy $V-I$ srovnávacích hvězd převedla na jejich barevné indexy $R-I$. Odtud už jsem snadno určila hodnoty hvězdných velikostí ve filtru R . Uvedený postup není sice úplně korektní, ale vzhledem k nižší přesnosti měření dosažené v této bakalářské práci by neměly mít případné odchylky příliš velký vliv.

Protože je oprava závislá na citlivosti aparatury v dané barvě, je její velikost v jednotlivých filtrech různá. Oprava se tedy musí provádět pro každý filtr zvlášť. K určení posunu mezi instrumentální a standardní hvězdnou velikostí byly vybrány hvězdy č. 3, 4, 15, 17, 21, 25, 28, 29, 31, 32, 34, 36, 38, 44 a 45 na obr. 12. Posun byl nalezen jako aritmetický průměr rozdílů instrumentálních (naměřených) a standardních (tabelovaných) hodnot hvězdných velikostí. Jeho hodnoty jsou následující:

$$P_V = (4,49 \pm 0,06) \text{ mag}$$

$$P_R = (4,07 \pm 0,04) \text{ mag}$$

$$P_I = (4,44 \pm 0,04) \text{ mag}.$$

Odečtením této opravy od hvězdných velikostí získaných měřeními byly získány hodnoty standardních hvězdných velikostí pro všechny hvězdy. Chyby takto opravených hvězdných velikostí byly získány ze zákona šíření chyb pomocí směrodatných odchylek samotného měření a posunu. Protože měla snímaná část hvězdokupy velmi malý úhlový rozměr, je zenitová vzdálenost jednotlivých hvězd hvězdokupy prakticky stejná a oprava by se tedy neměla v různých směrech příliš lišit (srovnávací hvězdy byly vybrány tak, aby pokrývaly zhruba celé zorné pole). Z tohoto důvodu lze ospravedlnit tento zjednodušený způsob převodu z instrumentálního do standardního fotometrického systému, i když přesnost a důvěryhodnost výsledků je mnohem menší než při proměření standardních hvězd.

Výsledky CCD fotometrie jsou shrnuty v tabulkách 1 a 2.

Tabulka 1 Hodnoty hvězdných velikostí pro hvězdy v okolí M 34.

Číslo	I [mag]	σ_I [mag]	R [mag]	σ_R [mag]	V [mag]	σ_V [mag]	P
1	12,26	0,05	12,47	0,05	12,77	0,08	0
2	8,04	0,04	7,94	0,05	7,91	0,06	--
3	12,71	0,05	13,04	0,05	13,58	0,10	98
4	12,70	0,06	12,97	0,06	13,43	0,11	97
5	11,78	0,04	11,97	0,05	12,21	0,07	0
6	8,44	0,04	8,34	0,04	8,29	0,06	--
7	12,78	0,06	13,19	0,07	13,82	0,07	48
8	10,22	0,05	10,61	0,04	11,22	0,07	0
9	12,40	0,05	12,67	0,05	13,06	0,09	0
10	13,29	0,09	13,53	0,10	13,96	0,13	5
11	11,31	0,04	11,71	0,05	12,26	0,07	0
12	12,47	0,05	12,77	0,05	13,15	0,09	98
13	10,98	0,04	11,06	0,05	11,21	0,07	99
14	12,95	0,07	13,12	0,07	13,38	0,09	0
15	12,96	0,06	13,17	0,05	13,61	0,22	97
16	13,16	0,10	13,36	0,09	13,63	0,15	0/0
17	11,20	0,04	11,29	0,04	11,47	0,07	97
18	9,37	0,04	9,30	0,04	9,28	0,07	--
19	8,95	0,04	8,87	0,04	8,84	0,07	--
20	9,95	0,04	9,90	0,05	9,90	0,06	--
21	10,96	0,04	11,01	0,05	11,16	0,06	99
22	9,67	0,04	9,66	0,05	9,68	0,07	--
23	11,88	0,04	12,24	0,05	12,81	0,07	--
24	11,73	0,04	11,89	0,04	12,15	0,07	98
25	12,54	0,05	12,79	0,05	13,17	0,11	94
26	13,31	0,07	13,64	0,13	14,01	0,16	93
27	12,81	0,06	12,90	0,07	13,13	0,07	0
28	12,43	0,05	12,65	0,06	13,02	0,10	95
29	10,39	0,04	10,38	0,05	10,43	0,06	99
30	9,10	0,04	9,00	0,05	8,96	0,06	--
31	11,50	0,04	11,65	0,04	11,89	0,07	99
32	10,53	0,04	10,59	0,04	10,71	0,06	99
33	8,85	0,04	8,78	0,05	8,77	0,06	--
34	11,94	0,05	12,14	0,05	12,48	0,07	98
35	11,82	0,05	12,02	0,05	12,32	0,07	99
36	10,01	0,04	9,97	0,04	9,98	0,06	99
37	11,60	0,05	11,65	0,05	11,75	0,07	0
38	11,96	0,04	12,11	0,05	12,41	0,08	98
39	8,55	0,04	8,46	0,05	8,42	0,07	--
40	8,62	0,04	8,51	0,04	8,48	0,06	--

Pokračování tabulky 1

Číslo	I [mag]	σ_I [mag]	R [mag]	σ_R [mag]	V [mag]	σ_V [mag]	P
41	11,71	0,05	11,92	0,05	12,26	0,07	99
42	12,79	0,05	13,07	0,08	13,48	0,10	0
43	10,19	0,04	10,14	0,04	10,14	0,06	--
44	12,06	0,05	12,22	0,04	12,49	0,08	99
45	12,28	0,05	12,43	0,05	12,69	0,08	94
46	12,46	0,06	12,97	0,05	13,67	0,11	0
47	12,00	0,05	12,21	0,05	12,55	0,08	0/99
48	12,08	0,05	12,36	0,06	12,75	0,09	99
49	12,29	0,05	12,62	0,06	13,04	0,08	98
50	8,54	0,04	8,97	0,04	9,58	0,07	0
51	13,02	0,08	13,25	0,08	13,59	0,12	0/0
52	10,97	0,04	11,31	0,05	11,86	0,08	0
53	12,28	0,05	12,49	0,05	12,84	0,08	4

Tabulka 2 Hodnoty barevných indexů pro hvězdy v okolí M 34.

Číslo	$V - R$ [mag]	σ_{V-R} [mag]	$R - I$ [mag]	σ_{R-I} [mag]	$V - I$ [mag]	σ_{V-I} [mag]	Poznámka
1	0,30	0,09	0,21	0,07	0,51	0,09	
2	-0,03	0,08	-0,10	0,06	-0,13	0,08	
3	0,54	0,12	0,34	0,07	0,87	0,11	
4	0,45	0,13	0,28	0,09	0,73	0,13	
5	0,24	0,08	0,19	0,06	0,43	0,08	
6	-0,05	0,08	-0,09	0,06	-0,14	0,08	
7	0,63	0,10	0,42	0,09	1,04	0,10	
8	0,60	0,08	0,39	0,06	1,00	0,08	
9	0,38	0,10	0,28	0,07	0,66	0,10	
10	0,43	0,17	0,24	0,13	0,67	0,16	
11	0,55	0,09	0,40	0,07	0,95	0,08	
12	0,38	0,10	0,30	0,07	0,68	0,10	
13	0,15	0,08	0,09	0,06	0,24	0,08	
14	0,26	0,12	0,17	0,10	0,43	0,12	
15	0,44	0,22	0,21	0,08	0,65	0,22	
16	0,26	0,17	0,20	0,13	0,47	0,18	*
17	0,18	0,08	0,09	0,06	0,27	0,08	
18	-0,02	0,08	-0,07	0,06	-0,09	0,08	
19	-0,03	0,08	-0,07	0,06	-0,10	0,08	
20	0,00	0,08	-0,05	0,06	-0,05	0,08	

Pokračování tabulky 2

Číslo	$V - R$ [mag]	σ_{V-R} [mag]	$R - I$ [mag]	σ_{R-I} [mag]	$V - I$ [mag]	σ_{V-I} [mag]	Poznámka
21	0,15	0,08	0,05	0,06	0,20	0,08	
22	0,02	0,08	-0,02	0,06	0,01	0,08	
23	0,57	0,09	0,36	0,06	0,92	0,09	
24	0,26	0,08	0,16	0,06	0,42	0,08	
25	0,38	0,12	0,25	0,07	0,62	0,12	
26	0,37	0,21	0,33	0,14	0,69	0,18	
27	0,23	0,10	0,09	0,09	0,32	0,09	
28	0,37	0,11	0,22	0,08	0,59	0,11	
29	0,05	0,08	-0,01	0,06	0,04	0,08	
30	-0,04	0,08	-0,10	0,06	-0,14	0,08	
31	0,24	0,08	0,16	0,06	0,40	0,08	
32	0,12	0,08	0,06	0,06	0,18	0,08	
33	-0,01	0,08	-0,07	0,06	-0,07	0,08	
34	0,34	0,08	0,21	0,07	0,54	0,09	
35	0,30	0,09	0,19	0,07	0,49	0,09	
36	0,01	0,08	-0,04	0,06	-0,03	0,08	
37	0,11	0,09	0,05	0,07	0,15	0,08	
38	0,30	0,09	0,15	0,07	0,45	0,09	
39	-0,03	0,08	-0,09	0,06	-0,13	0,08	
40	-0,04	0,08	-0,10	0,06	-0,14	0,08	
41	0,35	0,08	0,20	0,06	0,55	0,08	
42	0,41	0,13	0,28	0,09	0,68	0,12	
43	0,00	0,08	-0,05	0,06	-0,05	0,08	
44	0,28	0,09	0,16	0,07	0,43	0,09	
45	0,26	0,09	0,15	0,07	0,42	0,09	
46	0,70	0,12	0,51	0,08	1,21	0,12	
47	0,34	0,09	0,20	0,07	0,54	0,10	*
48	0,40	0,10	0,28	0,08	0,68	0,10	
49	0,42	0,10	0,32	0,08	0,75	0,09	
50	0,61	0,08	0,43	0,06	1,04	0,08	
51	0,34	0,14	0,23	0,11	0,57	0,14	*
52	0,55	0,09	0,34	0,06	0,90	0,09	
53	0,35	0,10	0,21	0,07	0,56	0,09	

Popis tabulek 1 a 2 :

Číslo – odpovídá označení hvězdy na obr. 12.

I, R, V – pozorované hvězdné velikosti ve filtrech I, R, V převedené do standardního fotometrického systému.

$\sigma_I, \sigma_R, \sigma_V$ – směrodatné odchylky I, R, V .

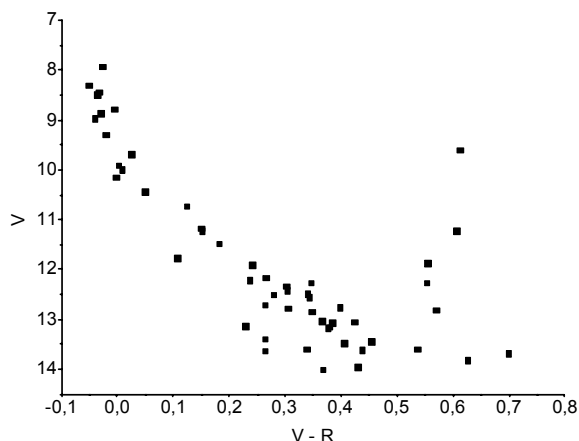
P – pravděpodobnost příslušnosti hvězdy ke hvězdokupě (Jones a Prosser, 1996). V případě spojených hvězd jsou uvedeny pravděpodobnosti pro obě hvězdy. Symbol „--“ znamená, že pravděpodobnost nebyla v článku uvedena (jde o nejjasnější hvězdy v okolí M 34, které jsou s vysokou pravděpodobností členy hvězdokupy).

$V-R, R-I, V-I$ – hodnoty barevných indexů určené z hvězdných velikostí ve filtrech I, R, V .

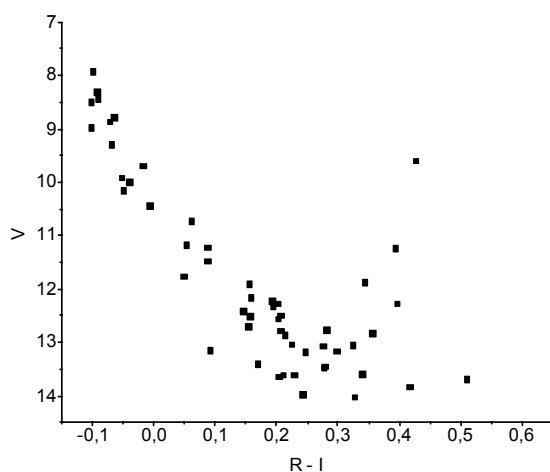
$\sigma_{V-R}, \sigma_{R-I}, \sigma_{V-I}$ – směrodatné odchylky barevných indexů $V-R, R-I, V-I$.

Poznámka – * značí, že program *Munipack* pravděpodobně spojil dvě hvězdy, které byly blízko sebe.

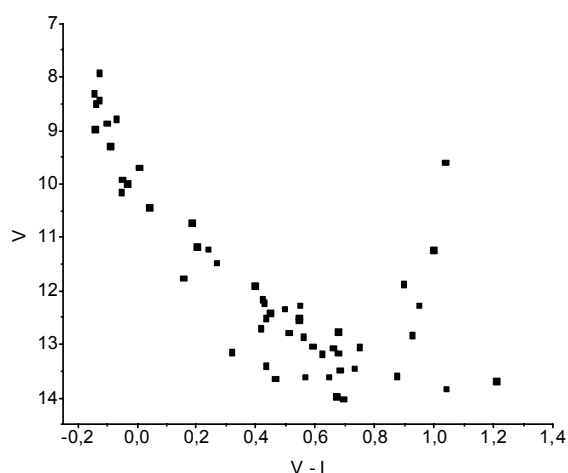
Vynesením hodnot z tabulek 1 a 2 do grafů, byly získány H-R diagramy hvězdného pole ve tvaru barevný index ($V-R, R-I, V-I$) – pozorovaná hvězdná velikost ve filtru V . Hvězdná velikost i barevné indexy jsou vyneseny v magnitudách. Tyto H-R diagramy jsou na obrázcích 13, 14 a 15.



Obr. 13 H-R diagram tvaru barevný index ($V-R$) – pozorovaná hvězdná velikost ve filtru V hvězdného pole v okolí otevřené hvězdokupy M 34.



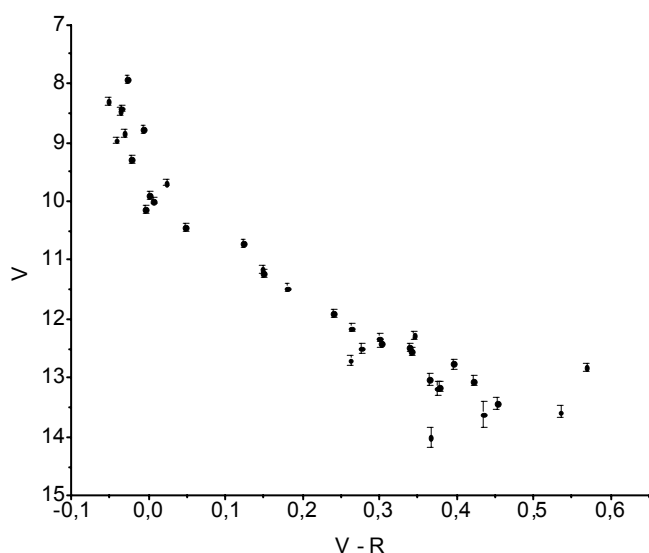
Obr. 14 H-R diagram tvaru barevný index ($R-I$) – pozorovaná hvězdná velikost ve filtru V hvězdného pole v okolí otevřené hvězdokupy M 34.



Obr. 15 H-R diagram tvaru barevný index ($V-I$) – pozorovaná hvězdná velikost ve filtru V hvězdného pole v okolí otevřené hvězdokupy M 34.

Na těchto diagramech je dobře patrná hlavní posloupnost směřující šikmo z pravého dolního rohu do levého horního rohu a také oblast vpravo od hlavní posloupnosti, ve které se vyskytuje několik hvězd. Podle znalostí průběhu H-R diagramů (viz kapitola 2.1.4) by se mohlo jednat o hvězdy, ve kterých se ještě nezapálily termonukleární reakce (leží vpravo od Hayashiho linie).

Příslušnost hvězd k hvězdokupě byla stanovena na základě hodnot pravděpodobností P v tabulce č. 1. Ty byly určeny ze studia vlastních pohybů hvězd v článku Jonese a Prossera (1996). Hvězdy s pravděpodobností příslušnosti ke hvězdokupě menší než 90 % byly z H-R diagramů hvězdného pole odstraněny a výsledkem jsou H-R diagramy otevřené hvězdokupy M 34 (viz obr. 16).



Obr. 16 H-R diagram otevřené hvězdokupy M 34 pro barevný index $V-R$ a pozorovanou hvězdnou velikost ve V .

Protože se v tomto diagramu už nenachází hvězdy napravo od hlavní posloupnosti, které by odpovídaly raným fázím vývoje hvězd, musí být hvězdokupa M 34 v pokročilejším stupni vývoje. Ale vzhledem k tomu, že zde není zastoupena větev obrů a odklon od hlavní posloupnosti je nepatrný, nejde o pozdní, ale spíše střední etapu vývoje hvězdokupy.

3.2.2 Vzdálenost hvězdokupy

Vzdálenost hvězdokupy budeme určovat z modulu vzdálenosti (viz kapitola 2.1.4). Teoretickou hlavní posloupnost získáme ze závislosti mezi spektrálními typy (a tedy i barevnými indexy) a absolutní hvězdnou velikostí ve filtru V . Data potřebná k sestrojení H-R diagramů s teoretickou hlavní posloupností jsou v tabulce 3 (Cox, 2000).

Tabulka 3 Kalibrace spektrálních typů hvězd hlavní posloupnosti

Sp	M_V [mag]	$B-V$ [mag]	$V-R$ [mag]	$R-I$ [mag]	T_{ef} [K]	BC [mag]
O5	-5,70	-0,33	-0,15	-0,32	42000	-4,40
O9	-4,50	-0,31	-0,15	-0,32	34000	-3,33
B0	-4,00	-0,30	-0,13	-0,29	30000	-3,16
B2	-2,45	-0,24	-0,10	-0,22	20900	-2,35
B5	-1,20	-0,17	-0,06	-0,16	15200	-1,46
B8	-0,25	-0,11	-0,02	-0,10	11400	-0,80
A0	0,65	-0,02	0,02	-0,02	9790	-0,30
A2	1,30	0,05	0,08	0,01	9000	-0,20
A5	1,95	0,15	0,16	0,06	8180	-0,15
F0	2,70	0,30	0,30	0,17	7300	-0,09

Popis tabulky 3 :

Sp – spektrální typ hvězdy hlavní posloupnosti.

M_V – absolutní hvězdná velikost ve filtru V .

$B-V$, $V-R$, $R-I$ – barevné indexy.

T_{ef} – efektivní teplota hvězdy v kelvinech.

BC – bolometrická korekce.

Modul vzdálenosti hvězdokupy tedy bude odpovídat posunu hlavní posloupnosti získané z pozorování vůči teoretické hlavní posloupnosti sestrojené pomocí hodnot v tabulce 3. Získáme ho jako aritmetický průměr vzdálenosti jednotlivých hvězd hvězdokupy od teoretické hlavní posloupnosti, protože hlavní posloupnost má nenulovou šířku. Modul vzdálenosti byl určen z H-R diagramů závislých na barevných indexech $V-R$, $R-I$ a $V-I$. Hodnoty této veličiny získané výše uvedeným způsobem jsou následující :

$$(V - M_V)_{V-R} = (9,37 \pm 0,55) \text{ mag,}$$

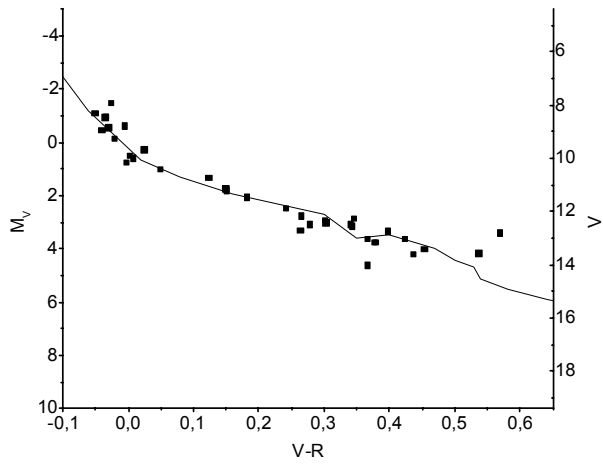
$$(V - M_V)_{R-I} = (9,13 \pm 0,55) \text{ mag,}$$

$$(V - M_V)_{V-I} = (9,26 \pm 0,56) \text{ mag.}$$

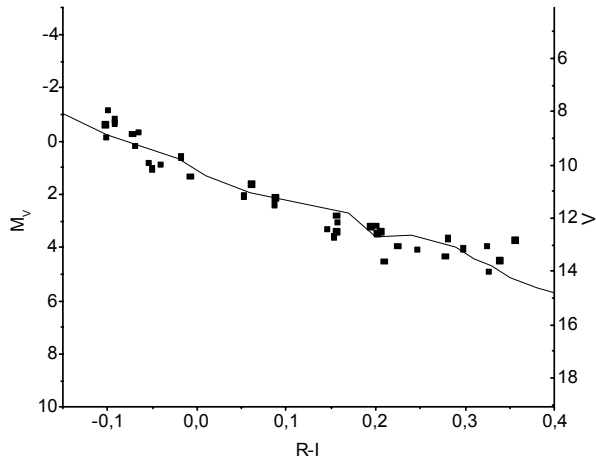
Výsledný modul vzdálenosti dostaneme jako aritmetický průměr ze tří hodnot :

$$(V - M_V) = (9,25 \pm 0,09) \text{ mag.}$$

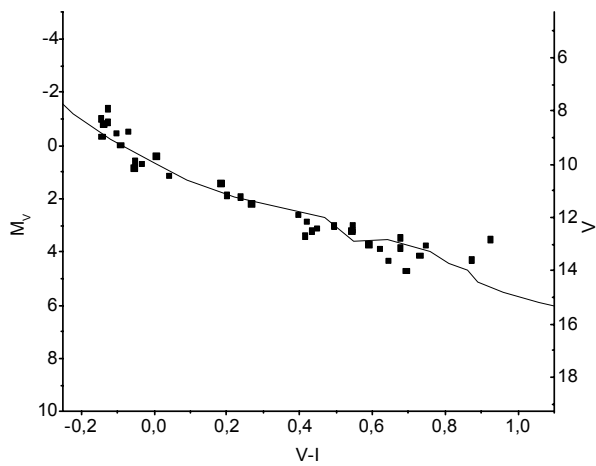
H-R diagramy posunuté o modul vzdálenosti jsou na obrázcích č. 17, 18 a 19, kde absolutní hvězdná velikost M_V je vynesena na svislou osu vlevo a pozorovaná hvězdná velikost ve filtru V je vynesena vpravo. Rozdíl mezi nimi je právě hledaný modul vzdálenosti. Hvězdné velikosti i barevné indexy jsou uvedeny v magnitudách. Teoretická hlavní posloupnost je znázorněna lomenou čarou.



Obr. 17 H-R diagram otevřené hvězdokupy M 34 pro barevný index $V-R$ s teoretickou hlavní posloupností.



Obr. 18 H-R diagram otevřené hvězdokupy M 34 pro barevný index $R-I$ s teoretickou hlavní posloupností.



Obr. 19 H-R diagram otevřené hvězdokupy M 34 pro barevný index $V-I$ s teoretickou hlavní posloupností.

Vzdálenost hvězdokupy v parsecích určíme ze vztahu :

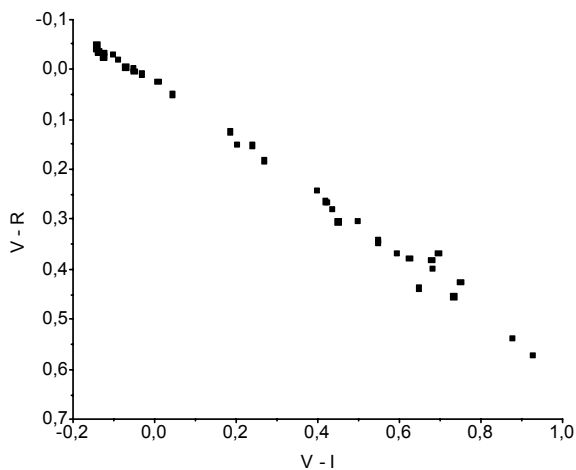
$$r = 10^{\frac{V-M_V+5}{5}},$$

kde modul vzdálenosti dosazujeme v magnitudách. Směrodatnou odchylku hodnoty vzdálenosti dostaneme ze zákona šíření chyb pomocí směrodatné odchylky modulu vzdálenosti. Hodnota vzdálenosti hvězdokupy určená tímto způsobem je :

$$r = (710 \pm 30) \text{ pc.}$$

3.2.3 Trojbarevný diagram

Vynesení barevných indexů (např. $V-R$ a $V-I$) do grafu získáme trojbarevný diagram. Z posunutí pozorované hlavní posloupnosti vůči teoretické hlavní posloupnosti nezátžené extinkcí lze určit hodnotu mezihvězdné extinkce, která způsobuje mezihvězdné zčervenání (viz kapitola 2.2.5). Trojbarevný diagram pro barevné indexy $V-R$ a $V-I$ sestrojený pro otevřenou hvězdokupu M 34 je na obr. 20.



Obr. 20 Trojbarevný diagram otevřené hvězdokupy M 34.

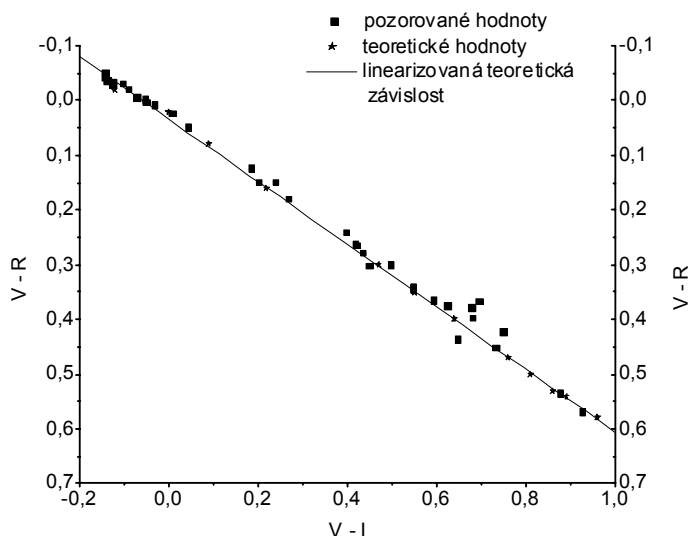
Srovnání hlavní posloupnosti určené z pozorování s teoretickou hlavní posloupností neovlivněnou mezihvězdnou extinkcí a sestrojenou z údajů v tabulce 3 je provedeno na obr. 21. Na levou osu je vynesena hodnota barevného indexu $V-R$ pro teoretickou hlavní posloupnost, napravo je hodnota téhož barevného indexu pro pozorovanou hlavní posloupnost. Linearizovaná část teoretické hlavní posloupnosti je popsána rovnicí :

$$(V - R) = (0,572 \pm 0,006) \cdot (V - I) + (0,034 \pm 0,004).$$

Lineární závislost mezi pozorovanými barevnými indexy $V-R$ a $V-I$ je popsána vztahem :

$$(V - R) = (0,558 \pm 0,008) \cdot (V - I) + (0,031 \pm 0,004).$$

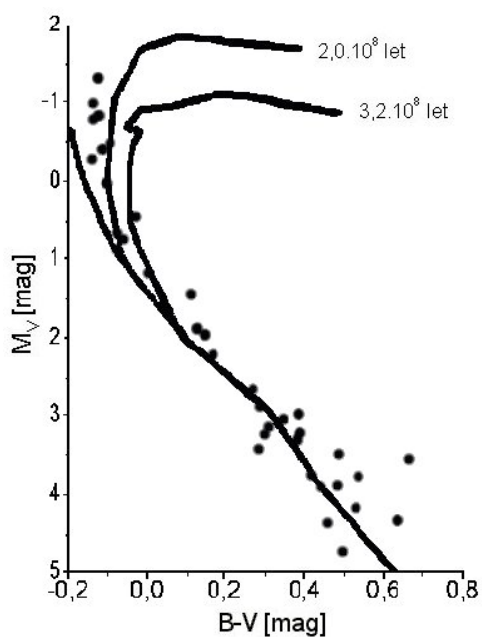
Sklon i posunutí přímek jsou ve výborné shodě, vliv mezihvězdné extinkce je proto zanedbatelný.



Obr. 21 Vliv mezihvězdné extinkce na trojbarevný diagram hvězdokupy M 34.

3.2.4 Stáří hvězdokupy

Stáří otevřených hvězdokup se určuje z polohy bodu obratu izochrony od hlavní posloupnosti nulového stáří (viz kapitola 2.1.4) v barevném diagramu. Tyto izochrony jsou nejčastěji vytvářeny pro barevné diagramy ve tvaru absolutní hvězdná velikost ve filtru V (M_V) – barevný index $B-V$. Proto bylo nutné převést některý naměřený barevný index (např. $V-I$) na index $B-V$. Postup převodu je analogický jako při převádění indexu $V-I$ na barevný index $R-I$ v kapitole 3.2.1, tj. pomocí kalibračních hodnot z tabulky 3. Absolutní hvězdná velikost M_V byla získána odečtením modulu vzdálenosti od pozorované hvězdné velikosti V . Isochrony použité pro určení stáří hvězdokupy pochází z článku Jonese a Prossera (1996), kteří je převzali z práce Meyneta et al. (1993). Z H-R diagramu na obr. 22 byla stanovena horní hranice stáří hvězdokupy jako $2 \cdot 10^8$ let.



Obr. 22 Barevný diagram otevřené hvězdokupy M 34 s vyznačenými izochronami pro různé stáří hvězdokupy.

3.3 Diskuse výsledků

V kapitole 3.2.2 byla pomocí H-R diagramů hvězdokupy získána následující hodnota modulu vzdálenosti : $(V - M_V) = (9,25 \pm 0,09)$ mag. Odtud byla určena vzdálenost hvězdokupy jako : $r = (710 \pm 30)$ pc. Oprava o mezihvězdnou extinkci nebyla provedena, ale ze vzhledu trojbarvého diagramu v kapitole 3.2.3 plyne, že mezihvězdné zčervenání v barevném indexu $V-I$ je zanedbatelné. Jones a Prosser (1996) určovali modul vzdálenosti z H-R diagramu závislém na barevném indexu $B-V$ opraveném o mezihvězdné zčervenání 0,07 mag. Užitím teoretické ZAMS z článku Meyneta et al. (1993) určili modul vzdálenosti 8,38 mag, který odpovídá vzdálenosti hvězdokupy kolem 475 pc. Tato hodnota se liší od hodnoty určené v této práci asi o 30 %. Velmi malá oprava o mezihvězdné zčervenání nemůže způsobit tak velký rozdíl výsledků. Ten je dán s velkou pravděpodobností použitím rozdílných teoretických hlavních posloupností.

Protože H-R diagram neobsahuje větev obrů a odklon od hlavní posloupnosti je nepatrný, je možné určit stáří hvězdokupy pouze přibližně. Přesnost hodnoty získané pomocí izochron je v řádu 10^8 let. Fitováním pozorované hlavní posloupnosti na izochrony pocházející z článku Prossera a Jonese (1996) bylo odhadnuto stáří hvězdokupy (viz kapitola 3.2.4) na hodnotu nižší než $2 \cdot 10^8$ let. Jde tedy o středně starou hvězdokupu, což je v souladu se vzhledem jejího H-R diagramu. Nejsou zde totiž zastoupeny hvězdy v raných ani pozdních fázích vývoje (viz kapitola 3.2.1), hvězdokupa obsahuje především hvězdy hlavní posloupnosti. Odhad stáří hvězdokupy získaný v této práci se dobře shoduje s hodnotami získanými různými autory, které se pohybují v rozmezí $1 \cdot 10^8$ až $5 \cdot 10^8$ let. Z porovnání s nejznámějšími otevřenými hvězdokupami, kterými jsou mladé Plejády ($\sim 0,7 \cdot 10^8$ let) a starší Hyády ($\sim 8 \cdot 10^8$ let), je vidět, že jde o hvězdokupu středního stáří.

4. Závěr

Pomocí fotometrických měření a následnou analýzou H-R diagramů byla v této práci určena vzdálenost a věk otevřené hvězdokupy M 34. Hodnota vzdálenosti hvězdokupy $r = (710 \pm 30)$ pc se poněkud liší od výsledků získaných jinými autory. Horní odhad stáří pozorovaného objektu $2 \cdot 10^8$ let se s předchozími výsledky shoduje poměrně dobře.

K získání spolehlivějších výsledků by bylo nutné proměření standardních hvězd. Tímto způsobem je možné provést korektní převod instrumentálních hvězdných velikostí na standardní. Protože v této práci standardní hvězdy proměřeny nebyly, jsou zvláště hodnoty v barvě R méně hodnověrné (byly odhadnuty pomocí teoretické závislosti mezi barevnými indexy). K dalšímu zpřesnění výsledků by přispělo pořízení většího počtu snímků v jednotlivých filtrech.

5. Použitá literatura

Binney, J., Merrifield, M. : *Galactic Astronomy*, 3rd edition, Princeton, New Jersey : Princeton University Press, 1998

Buil, C. : *CCD Astronomy*, 1st edition, Rigmond, Virginia : Willmann-Bell, Inc., 1991

Clarke, R. : <http://www.r-clarke.org.uk>, 2003

Cox, A. N. (editor) : *Allen's Astrophysical Quantities*, 4th edition, New York : Springer-Verlag, 2000

Harmanec, P. : *Základy astronomie a astrofyziky II.*, skripta, Praha, Univerzita Karlova, 2003

Ianna, P. A., Schlemmer, D. M. : *Membership in the galactic open cluster NGC 1039 (M 34)*, *Astron. J.*, 1993, vol. 105, no. 1, p. 209-219

Jones, B. F., Prosser, C. F. : *Membership of stars in NGC 1039 (M 34)*, *Astron. J.*, 1996, vol. 111, no. 3, p. 1193-1204

Kleczek, J. : *Velká encyklopedie vesmíru*, Praha, Academia, 2002

Mikulášek, Z. : *Proměnné hvězdy*, skripta, Brno, Masarykova univerzita, 2002

Mikulášek, Z. : *Úvod do fyziky hvězd a hvězdných soustav*, skripta, Brno, Masarykova univerzita, 2000

Munari, U., Fiorucci, M., Moro, D. : *The Asiago Database on Photometric Systems (ADPS)*, http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/Systems/Sys_033/sys_033_resp.html , 2002

Smith, G. : <http://cassfos02.ucsd.edu/public/tutorial/HR.html>, University of California, 1999

Štefl, V. : *Úvod do dějin astronomie*, skripta, Brno, UJEP, 1988

Vanýsek, V. : *Základy astronomie a astrofyziky*, Praha, Academia, 1980

The NASA Astrophysics Data System : http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html

VizieR Service : <http://vizier.u-strasburg.fr>

The Aladin Interactive Sky Atlas : <http://aladin.u-strasburg.fr/aladin.gml>