

Mararykova Universita v Brně  
Přírodovědecká fakulta

Bakalářská práce

CCD fotometrie vybrané hvězdokupy II

Vypracoval: Jan Polster

Vedoucí: doc. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.

Brno 2004

### **Prohlášení**

Prohlašuji, že jsem předloženou bakalářskou práci zpracoval sám. Všechny použité prameny jsou uvedeny v oddílu Literatura.

V Brně dne:

Podpis:

## **Poděkování**

Chtěl bych tímto poděkovat vedoucímu bakalářské práce doc. RNDr. Zdeňku Mikuláškoví, CSc. a konzultantu Mgr. Janu Janíkovi, Ph.D. za pomoc při vytváření této práce.

# Obsah

<b>1</b>	<b>Úvod</b>	<b>6</b>
<b>2</b>	<b>Teoretická část</b>	<b>7</b>
2.1	Hvězdná uskupení . . . . .	7
2.1.1	Otevřené hvězdokupy . . . . .	8
2.1.2	Rozlišení hvězdokupy od hvězd pozadí . . . . .	9
2.1.3	Klasifikace otevřených hvězdokup . . . . .	10
2.2	Hvězdná fotometrie . . . . .	11
2.2.1	Stupnice hvězdných velikostí . . . . .	11
2.2.2	Zářivý výkon a tok . . . . .	12
2.2.3	Fotometrické systémy; hvězdy jako absolutně černé zářiče . . . . .	13
2.2.4	Redukce měřených fotometrických jasností . . . . .	16
2.3	Hertzsprungův-Russelův diagram . . . . .	16
2.3.1	Spektrální klasifikace hvězd . . . . .	17
2.3.2	Vznik a podoba Hertzsprungova-Russelova diagramu . . . . .	18
2.3.3	H-R diagram otevřené hvězdokupy . . . . .	19
2.4	CCD pozorování . . . . .	21
2.4.1	Princip CCD . . . . .	21
2.4.2	Spektrální citlivost . . . . .	22
2.4.3	Konstrukční typy . . . . .	23
2.4.4	Převod shromážděných nábojů na obraz . . . . .	23
2.4.5	Zdroje šumu a jejich omezování . . . . .	24
<b>3</b>	<b>Praktická část</b>	<b>26</b>
3.1	Pozorovaný objekt . . . . .	26
3.2	Pozorování a pozorovací přístroj . . . . .	26
3.3	Redukce a zpracování pozorování . . . . .	27
3.4	Určení vzdálenosti hvězdokupy . . . . .	33
3.5	Určení stáří hvězdokupy . . . . .	35
3.6	Diskuse výsledků . . . . .	36
<b>4</b>	<b>Závěr</b>	<b>38</b>

# 1 Úvod

Cílem předkládané bakalářské práce je provést CCD fotometrii otevřené hvězdokupy M34 (NGC 1039) v několika barvách a z těchto měření sestrojít H-R diagram hvězd, které k ní náleží.

V teoretické části práce je podán stručný souhrn současné úrovně znalostí o otevřených hvězdokupách. Dále se tato část zabývá základy hvězdné fotometrie a pozorování pomocí CCD techniky. Pomocí fotometrických metod lze pro hvězdokupy konstruovat tzv. Hertzsprungovy-Russelovy diagramy a barevné diagramy, kterým je věnován další oddíl teoretické části.

V praktické části jsou shrnuty výsledky pozorování a následné zpracování CCD snímků. Jsou zde uvedena fotometrická data a z nich získané diagramy, ke kterým je připojen stručný komentář a diskuse výsledků.

## 2 Teoretická část

### 2.1 Hvězdná uskupení

Již v dávných dobách lidé zvedali oči a upírali pohled k záhadným a dalekým světlům na obloze a některé z těchto lidí uchvátila natolik, že se rozhodli dozvědět se o nich více. S přístrojovým vybavením starých (a konečně i novějších – středověkých) astronomů (astroláb, kvadrant, Jakubova hůl . . .) byl však výzkum omezen jen na jevy, které jsou pozorovatelné pouhým okem, i když třeba až po dlouhých časových úsecích. Tak byly proměřovány a matematicky popisovány pohyby planet po hvězdné obloze. Objeveny však byly i některé efekty, projevující se podstatně méně, a které jsou patrné až z řady pozorování, přesahující i délku lidského života, například precese zemské osy. Pohyb některých hvězd (bludic = planet), či jiné pozorované jevy se odehrávaly na nehybném pozadí hvězd (stálic). Pozorování bylo omezeno na proměrování poloh hvězd viditelných pouhým okem, především pro použití jako záchytných bodů k určování poloh planet na hvězdné obloze. Vznikají tak první hvězdné katalogy, např. Hipparchův ve starověku (Hipparchos z Niceji, 190-125 př. n. l.) nebo na počátku novověku katalog Tychoův (Tycho Brahe de Knudstrup, 1546-1601).

S vynálezem dalekohledu však už mohli první průkopníci, například Galileo Galilei (1564-1642), upřít pohled za hranice naší sluneční soustavy a shlédnout, co tolika generacím před nimi unikalo. Bylo možno podstatně zpřesnit měření poloh hvězd, ale také objevit objekty, které byly dosud neznámé. Pozorováním bylo postupně zjištěno, že hvězdy zdaleka nejsou takoví samotáři, jak by se mohlo zdát při prohlížení hvězdné oblohy neozbrojenýma očima. Sdružují se do skupin, větších či menších, a více či méně stabilních. Velmi častými objekty jsou dvojhvězdy či vícenásobné hvězdy – gravitačně vázané, dlouhodobě stabilní systémy.

Pomineme-li největší seskupení hvězd – galaxie, zjistíme, že jsou tu ještě další uskupení: kulové hvězdokupy, hvězdné asociace a otevřené hvězdokupy.

Hvězdné asociace dělíme do typů OB a T. Asociace typu OB obsahují mladé žhavé obří hvězdy spektrálních typů O a B, typ T (označený podle hvězdy T Tauri) pak chladnější hvězdy spektrálních typů G až M. V centrálních částech hvězdných asociací se pak často nacházejí jedna či více otevřených hvězdokup.

### 2.1.1 Otevřené hvězdokupy

Otevřené (galaktické) hvězdokupy jsou uskupení, obsahující desítky, stovky, někdy až tisíce hvězd. Jejich rozměry se počítají na parseky. Mezi počtem hvězd v hvězdokupě  $N$  a jejím průměrem v parsecích  $D$  platí přibližně vztah [2]:

$$\log N = 1,3 \log D + 2,0.$$

I když rozměry otevřených hvězdokup jsou několik parseků a mohou na obloze zabírat i plochu několika čtverečních stupňů, přesto většinou můžeme jejich rozměry zanedbat a počítat s tím, že všechny hvězdy dané hvězdokupy jsou od nás stejně daleko. Můžeme si to dovolit vzhledem ke vzdálenosti od nás, která bývá stovky nebo spíše tisíce parseků.

Otevřené hvězdokupy se nacházejí především v oblastech oblohy blízkých Mléčné dráze, tedy ve směru roviny galaktického disku. Výskyt kulových hvězdokup není výrazně omezen na rovinu Galaxie (s výjimkou jejich vyšší koncentrace ve směru do souhvězdí Střelce) a pozorovat jich můžeme jen asi 150. Oproti tomu otevřené hvězdokupy jsou velice hojné. Jejich počet jde do tisíců (předpokládá se cca 20 000). Koncentraci otevřených hvězdokup k rovině Galaxie lze vysvětlit tím, že právě v této části Galaxie se nacházejí prachoplynná oblaka, z jejichž materiálu vznikají hvězdy. Proces hvězdného vzniku je však velmi neefektivní co do využitého materiálu, z nějž se jen část využije ke zformování nových hvězd. Některé mladé hvězdokupy můžeme pozorovat právě ve stadiu formování, např. oblast Orlí mlhoviny či Velké mlhoviny v Orionu. V těchto oblastech nacházíme jak zárodečný materiál mlhoviny, tak hvězdy vznikající nebo již zformované. Zde jsou nápadné především hmotné jasné hvězdy, jejichž vývojové stadium trvá nejkratší dobu a proto se zformovaly nejdříve. Tyto hvězdy ovlivňují své okolí intenzivním hvězdným větrem, díky němuž je z něj odstraněn materiál mlhoviny a hvězdy jsou lépe pozorovatelné. Příkladem může být čtveřice „Trapez“ v mlhovině v Orionu.

Celá oblast hvězdokupy však vyčištěna být nemusí. Potom pozorujeme přítomnost difuzních oblaků, které září díky světlu hvězd rozptýlenému na prachových částicích. To se při fotometrii projeví zeslabením přijímaného světelného toku a ve spektru se objeví čáry prvků a sloučenin, ze kterých se oblak skládá. Známým příkladem pozorování difuzních oblaků v hvězdokupě jsou Plejády. Zde však nejde o zárodečný materiál, ze kterého hvězdokupa vznikala, ale o mlhovinu, kterou právě prolétá.

To, že otevřené hvězdokupy pozorujeme především poblíž míst jejich vzniku nám napovídá, že jsou to objekty mladé ( $10^6$ – $10^9$  let ale i méně). Vysokého stáří se tato hvězdná uskupení nedožijí, protože hvězdy, ze kterých se skládají jsou jen volně gravitačně vázány a podléhají rušivým vlivům objektů svého okolí.

O nízkém věku otevřených hvězdokup a hvězdných asociací svědčí také to, že se v nich vyskytují hvězdy s vysokým obsahem prvků těžších než helium (kovy). Tyto prvky nejsou

ve vesmíru přítomny od jeho vzniku, ale vznikly až později jadernými reakcemi v nitrech hvězd. Po dobu života hvězdy však látka z jejího jádra nemá možnost obohatit její vnější vrstvy o těžší prvky. Atmosféry hvězd mají složení stejné jako při svém vzniku. Z toho vyplývá, že hvězdy s vyšším obsahem kovů v atmosféře, kde jsme schopni je spektroskopicky detekovat, vznikly z látky již obohacené. Před vznikem dané hvězdy tedy musela existovat jedna nebo více generací hvězd. Dříve vzniklé hvězdy, které mají atmosféry složeny pouze z vodíku a helia s nepatrnou příměsí těžších prvků se nazývají hvězdy *populace II*. Hvězdy vzniklé později a obohacené o těžší prvky řadíme do *populace I*<sup>1</sup>. Prvky z hvězdných jader se do mezihvězdného prostoru rozptylují výbuchy supernov.

Hvězdy otevřených hvězdokup a hvězdných asociací spojuje místo vzniku a společný směr pohybu prostorem. Ten je stejný jako směr pohybu původní mlhoviny. Přesto nejsou tyto skupiny hvězd stabilní a podléhají vlivům okolí, díky čemuž se skupina po určité době rozpadne a její členové se rozptýlí mezi ostatní hvězdy galaxie. Dobu života  $t$  otevřené hvězdokupy lze vyjádřit vztahem [2]:

$$t = 2 \cdot 10^8 \varrho \text{ let.}$$

kde  $\varrho$  je hustota látky v hvězdokupě v hmotnostech Slunce na krychlový parsek.

Se zvyšujícím se věkem otevřených hvězdokup klesá počet pozorovaných zástupců. Starší otevřené hvězdokupy nalézáme spíše mimo oblast galaktického rovníku, kde je gravitační působení okolních hvězd slabší a hvězdokupa je zde stabilnější. Vliv na stabilitu hvězdokupy má i koncentrace jejích členů. Čím je hvězdokupa koncentrovanější, tím pevněji jsou v ní hvězdy vázány a její životnost je větší. 91 % starších otevřených hvězdokup patří podle koncentrovanosti do horních dvou stupňů Trumplerovy klasifikace (viz podkapitola 2.1.3).

I poté, co se hvězdokupa rozptýlí, si její hvězdy zachovávají přibližně stejný směr pohybu. Při pozorování se jeví, jako by jejich vektory rychlosti směřovaly do jednoho bodu, tzv. vertexu. Takové uskupení se nazývá pohybový proud. Příkladem může být část hvězd Velkého vozu (všechny kromě dvou) ze souhvězdí Velké medvědice. Tato skupina je už velmi rozptýlena a patří k ní např. i  $\alpha$  CMa (Sirius) nebo  $\alpha$  CrB (Gemma), které se nacházejí na vzdálených částech oblohy.

### 2.1.2 Rozlišení hvězdokupy od hvězd pozadí

Pozorujeme-li otevřené hvězdokupy, je často obtížné na pořizovaných snímcích odlišit její členy od hvězdného pole pozadí, zvláště tehdy, nejví-li členové hvězdokupy výraznější koncentraci k jejímu středu. Tento úkol je ztížen i tím, že se většina těchto uskupení nachází v oblasti Mléčné dráhy, kde jsou hvězdy pozadí velmi početné. Pravděpodob-

<sup>1</sup>Tuto klasifikaci hvězd zavedl roku 1944 Walter Baade.



nost, že daná hvězda je členem hvězdokupy (=membership probability), můžeme určit z fotometrie nebo z měření vlastních pohybů hvězd.

Při průchodu světla hvězd mezihvězdným prostorem dochází k zeslabování světelného toku především v modré části spektra. To je způsobeno rozptylem na částech mezihvězdné hmoty, který je nepřímo úměrný vlnové délce. Projeví se tak tzv. *mezihvězdné zčervenání světla*. Předpokládáme-li, že se mezi námi a pozorovanou hvězdou nenacházejí žádné větší shluky hmoty (mlhoviny), bude zčervenání světla úměrné vzdálenosti hvězdy. Protože u otevřených hvězdokup většinou předpokládáme stejnou vzdálenost všech hvězd, měl by být u všech pozorovatelný i stejný stupeň zčervenání. Toto je tedy jeden ze způsobů, jak určit příslušnost k hvězdokupě. Další pomůckou může být i to, že hvězdy, které vznikly z jedné části zárodečné mlhoviny, by měly mít přibližně stejný obsah kovů (*metalicitu*).

Všechny hvězdy otevřené hvězdokupy vznikly ze stejné zárodečné mlhoviny. Z toho vyplývá, že se musí pohybovat prostorem přibližně rovnoběžně, aby se zachovala hybnost původní látky. Rychlost a směr tohoto pohybu můžeme měřit. Radiální složku rychlosti určíme z posuvu čar ve spektru. Tangenciální složku určíme přímým úhlovým měřením změny polohy vůči hvězdnému pozadí (*vlastní pohyb*). Má-li hvězdokupa dobře měřitelný vlastní pohyb, říká se jí pohybová. Příkladem pohybové hvězdokupy jsou Hyády v souhvězdí Býka. Má-li tedy hvězda vektor rychlosti blízký vektorům ostatních hvězd pozorované skupiny, pak se pravděpodobně jedná o člena hvězdokupy. Měřením vlastního pohybu hvězdokupy je možno přibližně určit i její vzdálenost.

### 2.1.3 Klasifikace otevřených hvězdokup

Podle některých vlastností je možno rozdělit otevřené hvězdokupy do podskupin. Klasifikace Harlowa Shapleyho dělí hvězdokupy podle bohatosti a koncentrovanosti. Jednotlivé stupně jsou označeny písmeny *c* až *g*. Dokonalejší schéma zavedené roku 1930 Robertem J. Trumplerem dělí otevřené hvězdokupy podle koncentrace, rozsahu jasnosti a bohatosti:

*Koncentrace:*

- I oddělené, silně koncentrované směrem ke středu
- II oddělené, slabě koncentrované směrem ke středu
- III oddělené, bez koncentrace směrem ke středu
- IV špatně oddělitelné od kolem ležících hvězdných polí

*Rozsah jasnosti:*

- 1 malý rozsah jasnosti
- 2 průměrný rozsah jasnosti
- 3 velký rozsah jasnosti

*Bohatost:*

- p slabé: méně než 50 hvězd
- m průměrně bohaté: 50 až 100 hvězd
- r bohaté: více než 100 hvězd

Někdy se na konec přidává písmeno „n“. Označuje výskyt difuzních zdrojů záření v okolí hvězd hvězdokupy (n – nebula = mlhovina).

## 2.2 Hvězdná fotometrie

Už při pohledu pouhým okem jsou dobře patrné rozdíly mezi hvězdami. Pozorujeme tak rozdíly v jasnosti a u jasných hvězd lze rozlišit i různé barvy. Většinou se hvězdy jeví bílé či načervenalé. V menších dalekohledech jsme schopni rozlišit i několik dalších odstínů.

### 2.2.1 Stupnice hvězdných velikostí

Právě díky prvním pozorováním pouhým okem vznikla první stupnice jasností hvězd. Od ní je odvozena i stupnice jasností, kterou používáme v současné době. Jasnost hvězdy udává veličina *hvězdná velikost*. Její jednotkou je 1 magnituda, zkratka mag. Z historických důvodů je stupnice řazena tak, že čím je hvězda jasnější tím nižší číslo na stupnici jí odpovídá. Hvězda  $\alpha$  CMa (Sirius;  $m = -1,46$  mag) je tedy jasnější než  $\alpha$  Lyr (Vega;  $m = 0,01$  mag). Lidské oko vnímá světelné počítky v logaritmické škále, proto i stupnice hvězdných velikostí závisí na přijímaných tocích zářivé energie logaritmicky. Velikost jednotky „magnituda“ je definována tak, že rozdíl pěti magnitud znamená poměr jasností 1/100. Matematicky je tento vztah dán Pogsonovou rovnicí

$$m_2 - m_1 = 2,5 \log \frac{E_1}{E_2},$$

kde  $m_1, m_2$  jsou hvězdné velikosti a  $E_1, E_2$  měřené toky zářivé energie daných hvězd. Konstanta 2,5 před logaritmem vyplývá z definice velikosti magnitudy. Druhou možností zápisu je

$$\frac{E_1}{E_2} = 10^{0,4(m_2 - m_1)}.$$

Zde dostáváme z definice další konstantu:  $10^{0,4} = \sqrt[5]{100} = 2,5119$ . Numerická hodnota této konstanty se blíží 2,5. Je tedy důležité nezaměňovat ji s konstantou z prvního vyjádření Pogsonovy rovnice.

Z Pogsonovy rovnice také vyplývá, že hvězdná velikost není aditivní veličina. Chceme-li určit celkovou jasnost objektu, který se skládá z více hvězd (dvojhvězda, hvězdokupa), dostaneme vztah

$$m = -2,5 \log \left( \sum_i E_i \right).$$

Zde se již nejedná o poměry toků energie, proto je třeba ze  $E_i$  dosadit již kalibrované hodnoty toků, o kterých bude řeč v následující podkapitole.

O tom, jak jasná se nám hvězda jeví, nerozhoduje jen její zářivý výkon, ale také její vzdálenost od nás. Pro srovnávání hvězd tedy definujeme *absolutní hvězdnou velikost*  $M$ , která udává, jak jasná by se nám hvězda jevila ze vzdálenosti  $R = 10$  parseků. Známe-li pozorovanou hvězdnou velikost  $m$  a vzdálenost hvězdy v parsecích  $r$  (případně paralaxu  $\pi$  v úhlových vteřinách), můžeme zapsat převodní vztah

$$m - M = 5 \log r - 5 = -5 \log \pi - 5,$$

protože

$$m - M = 2,5 \log \frac{E_M}{E_m} = 2,5 \log \left( \frac{r}{R} \right)^2 = 5 (\log r - \log 10) = 5 \log r - 5.$$

Pomocí tohoto vztahu definujeme *modul vzdálenosti* jako rozdíl pozorované a absolutní hvězdné velikosti ( $m - M$ ). Pro naše Slunce  $(m - M)_\odot = -31,57$  mag.

### 2.2.2 Zářivý výkon a tok

V předchozí podkapitole byla popsána stupnice hvězdných velikostí, vycházející z fyziologie lidského oka. Při měření přístroji však neměříme přímo hvězdnou velikost objektů, ale zaznamenáváme množství zářivé energie jako aditivní veličinu. Dosud se ve vztazích používal tok zářivé energie, označený  $E$ . Tento blíže nedefinovaný pojem v této podkapitole nahradíme lépe definovanými veličinami, kterým je  $E$  úměrné.

Hvězdy vydávají do svého okolí energii v podobě elektromagnetického záření. Množství zářivé energie vydané za jednotku času se nazývá *zářivý výkon*  $L$ . Výkon  $L$  se vyjadřuje buď ve wattech nebo ve výkonech nominálního Slunce  $L_\odot$  (definováno  $L_\odot = 3,846 \cdot 10^{26}$  W). Definujeme ještě další dvě veličiny. *Zářivost*  $I$  (= zářivý tok vysílaný do prostorového úhlu 1 steradiánu [ $\text{Wm}^{-2}\text{sr}^{-1}$ ]) a *bolometrickou jasnost* (*hustotu zářivého toku*)  $F$  (= tok záření, který za 1 sekundu projde  $1 \text{ m}^2$  plochy kolmé ke směru přicházejícího záření [ $\text{Wm}^{-2}$ ]). Pokládáme-li hvězdy za izotropní zářiče (což není vždy splněno), můžeme pro pozorovatele ve vzdálenosti  $r$  od hvězdy psát

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

V podkapitole 2.2.1 byla definována stupnice hvězdných velikostí pouze poměrně, bez udání nulového bodu. Nyní lze stupnici kalibrovat. Pro hvězdu s bolometrickou hvězdnou velikostí<sup>2</sup>  $m_{\text{bol}} = 0$  platí:  $F_0 = 2,553 \cdot 10^{-8} \text{ Wm}^{-2}$ . Pro absolutní bolometrickou hvězdnou

<sup>2</sup>Bolometrickou hvězdnou velikost získáme z měření celkového toku záření hvězdy na všech vlnových délkách. Tento způsob určení je však problematický, proto se pomocí jiných metod určí *bolometrická korekce*  $BC$ . Pro bolometrickou hvězdnou velikost pak platí

$$M_{\text{bol}} = M_{\text{obs}} + BC.$$

Bolometrická korekce je vždy záporná.

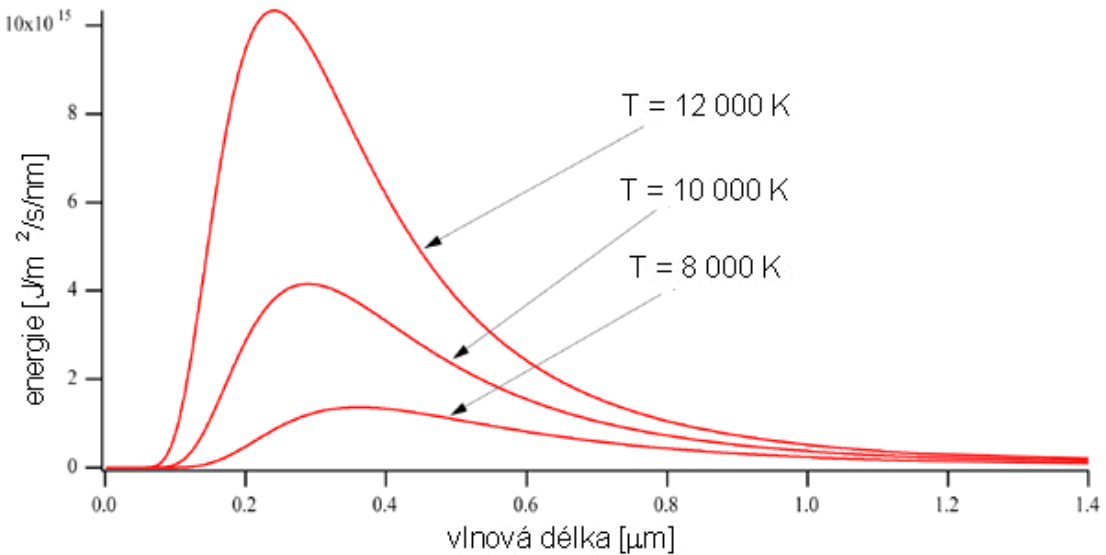
velikost  $M_{\text{bol}} = 0$  platí:  $L_0 = 3,055 \cdot 10^{28} \text{ W} = 79,43 L_{\odot}$ . Pro kalibrovanou hvězdnou velikost  $m$  tedy platí tento tvar Pogsonovy rovnice

$$m = -\log \frac{j}{j_0},$$

kde  $j$  je obecně  $L$ ,  $F$  nebo  $I$ .

### 2.2.3 Fotometrické systémy; hvězdy jako absolutně černé zářiče

Záření hvězdy můžeme v prvním přiblížení považovat za záření absolutně černého tělesa. Hvězdy se sice zcela jako černá tělesa nechovají (například v jejich spektru se vyskytují emisní a absorpční čáry), ale pro mnoho astrofyzikálních aplikací je tato aproximace postačující.



Obr. 2.1: Planckova křivka pro teplotu 6000 K

Rozdělení energie ve spektru absolutně černého tělesa udává Planckův zákon

$$E(\nu) = \frac{8\pi}{c^3} \frac{h\nu^3}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1},$$

kde  $h$  je Planckova konstanta a  $k$  Boltzmannova konstanta. V astronomii se však většinou používá místo frekvence vlnová délka světla. Především v optickém a dlouhovlnějších oborech spektra. Vyjádření Planckova zákona v závislosti na vlnové délce  $\lambda$  pak vypadá takto:

$$E(\lambda) = \frac{8\pi c}{\lambda^5} \frac{h}{e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1}.$$

Považujeme-li tedy záření hvězdy za záření absolutně černého tělesa, můžeme ze Stefanova zákona určit *efektivní teplotu*  $T_{\text{ef}}$

$$L = 4\pi r^2 F = \sigma T_{\text{ef}}^4 4\pi R^2,$$

$$T_{\text{ef}} = \sqrt[4]{\frac{Fr^2}{\sigma R^2}}.$$

Zde  $\sigma = 5,67051 \cdot 10^{-8} \text{ Wm}^{-2}\text{K}^{-4}$  je Stefan-Boltzmannova konstanta. Dále potřebujeme znát vzdálenost hvězdy  $r$  a její poloměr  $R$ , které je často problém pozorovatelsky určit.

Známe-li teplotu hvězdy, můžeme uplatnit i Wienův posunovací zákon a určit maximum energie ve spektru:

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

Maximum vyzařování hvězdy se tedy s vyšší teplotou přesouvá ke kratším vlnovým délkám. Tím je vysvětlena barevnost hvězd – chladné, červené hvězdy mají maximum vyzařování v oblasti větších vlnových délek zatímco teplejší, modré v kratších.

Pozorovací přístroje, kterými měříme tok energie v celém spektru se nazývají bolometry. Většinou však používáme pozorovací přístroje, které jsou citlivé pouze v určité části spektra. Ani v daném intervalu vlnových délek však často není citlivost přístroje konstantní. Pro celkový změřený tok zářivé energie  $E$  je možno psát

$$E = \int_0^\infty E(\lambda)R(\lambda),$$

kde  $E(\lambda)$  je rozložení energie ve spektru a  $R(\lambda)$  spektrální citlivost přístroje.

Vůbec prvním používaným detektorem bylo lidské oko. Díky tomu, že naše Slunce má maximum vyzařování ve žluté barvě, leží zde i maximum citlivosti našeho oka (kolem vlnové délky 550 nm). Pozorujeme-li pouhýma očima, dostaneme tzv. *vizuální hvězdnou velikost*  $m_{\text{vis}}$ . Přesnost určení je obvykle několik desetin magnitudy. Zpřesnění přišlo s použitím fotografie, kde je přesnost určení hvězdné velikosti zhruba 0,1 mag. Fotografická emulze má však maximum citlivosti v modré oblasti spektra. Měřením dostáváme fotografickou hvězdnou velikost  $m_{\text{pg}}$ . S příchodem citlivějších přístrojů (fotonásobiče a poté CCD prvky) bylo možné začít používat při pozorování filtry, propouštějící jen určité intervaly vlnových délek. Podle šířky pásma propustnosti lze filtry rozdělit na širokopásmové (několik stovek nm), středopásmové (desítky nm) a úzkopásmové (méně než 20 nm). V současné době je používáno několik barevných systémů, daných určitými sadami filtrů. Nejznámější a nejrozšířenější je *Johnsonův UBV systém* (Johnson a Morgan 1953, Johnson a kol. 1966). Používá tři filtry:

filtr	propustnost	maximum
<i>U</i>	300 nm – 420 nm	360 nm (ultrafialový)
<i>B</i>	360 nm – 560 nm	420 nm (modrý)
<i>V</i>	460 nm – 740 nm	535 nm (žlutý)

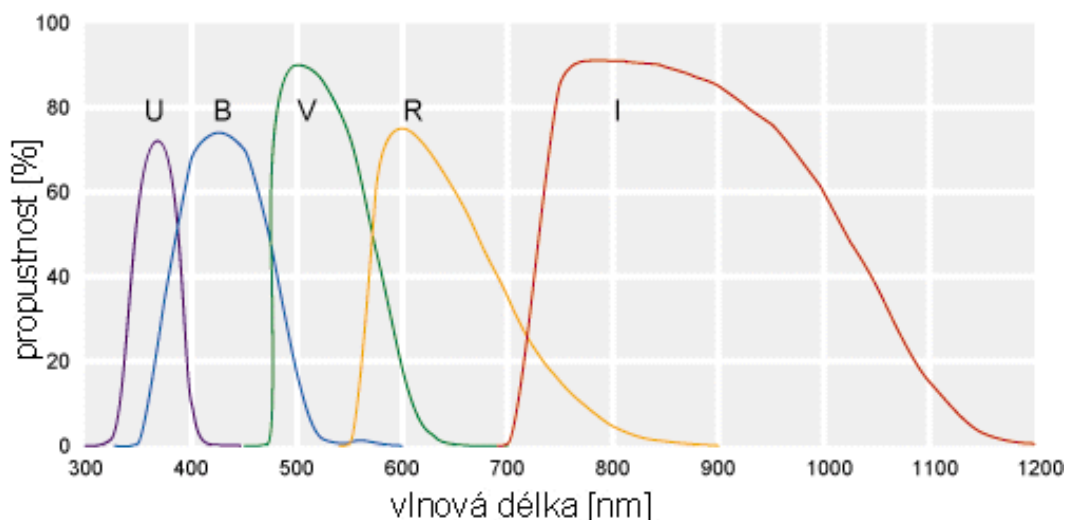
Měřenou hvězdu lze charakterizovat *barevnými indexy* ( $CI$ =color index) ( $B-V$ ) a ( $U-B$ ). Obecně i pro jiné systémy platí:

$$CI = m_{c1} - m_{c2} \quad , \quad \lambda_{c1} < \lambda_{c2}.$$

Protože záření hvězdy lze považovat za záření černého tělesa, tato nevyzařuje na všech vlnových délkách stejně a hvězdné velikosti, změřené přes různé filtry se budou lišit. Z toho lze vyvodit, že existuje souvislost mezi barevnými indexy hvězdy a její teplotou. Přiřadíme-li hvězdě další efektivní veličinu, tzv. *barevnou teplotu*  $T_b$ , dostaneme vztah

$$(B - V) = \frac{7200 K}{T_b} - 0,51.$$

Barevná teplota  $T_b$  se poněkud liší od efektivní teploty díky tomu, že se hvězdy zcela jako černá tělesa nechovají.



Obr. 2.2: Schéma propustnosti filtrů UBVRI Johnsonova systému

Pro lepší určení vlastností hvězdy měřením byl Johnsonův systém rozšířen i do červené a infračervené oblasti:

filtr	<i>R</i>	<i>I</i>	<i>J</i>	<i>K</i>	<i>L</i>
maximum [nm]	700	900	1250	2200	3400

V tomto systému jsou prováděna měření v této práci (filtry  $V, R, I$ ).

Existují i další barevné systémy, např. *Strömgrenův uvby*, vlastní systémy používají i pozorovací družice, např. Hipparcos.

#### 2.2.4 Redukce měřených fotometrických jasností

Záření, které pozorujeme, je ovlivněno nejen vzdáleností, ale i vlastnostmi prostředí mezi námi a hvězdou. Mezihvězdné zčervenání ochuzuje přicházející světlo zejména o jeho krátkovlnnou složku. Dále má na světlo vliv zemská atmosféra, kterou musí projít na cestě k pozorovateli na zemském povrchu. Atmosféra světlo rozptyluje a pohlcuje, dochází tak k atmosférické *extinkci*. Intenzita extinkce závisí na vlnové délce světla, na vlastnostech atmosféry a na tloušťce vrstvy atmosféry, která leží mezi pozorovatelem a hvězdou. Záleží tedy na výšce pozorované hvězdy nad obzorem a nadmořské výšce místa pozorování. Intenzita extinkce se liší v různých oborech spektra, při jejím určování je tedy třeba měřit zvlášť pro každý filtr.

Ve hvězdné fotometrii se extinkční koeficient udává jako zeslabení v magnitudách pro hvězdy, ležící v zenitu, kde je nejmenší sloupec vzdušné hmoty ( $X = 1$ ). Bylo zjištěno, že velikost sloupce vzdušné hmoty v hvězdných veličinách  $X$  je zhruba nepřímo úměrná kosinu zenitové vzdálenosti  $z$ . V oblastech, kde se provádějí fotometrická měření přibližně platí vztah[3]

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

či přesnější vztah, odvozený Bemporadem[3]

$$X = \sec z - 0,0018167Q - 0,02875Q^2 - 0,0008083Q^3 \quad , \quad Q = \sec z - 1.$$

Pro pozorovanou hvězdnou velikost pak platí vztah

$$m = m_0 + kX,$$

kde  $m$  – pozorovaná hvězdná velikost,  
 $m_0$  – skutečná hvězdná velikost (vně atmosféry),  
 $k$  – lineární extinkční koeficient.

### 2.3 Hertzsprungův-Russelův diagram

Poté, co byla v roce 1838 poprvé změřena trigonometrická paralaxa (Friedrich Bessel, hvězda 61 Cygni), vstoupila astronomie do éry, kdy již bylo možno určit vzdálenosti alespoň těch nejbližších hvězd. Tak dostali astronomové možnost určovat u takto proměřených hvězd z pozorovaných jasností jejich absolutní hvězdné velikosti. Protože se

v 19. století začala rozvíjet i spektroskopie, která podává informace o teplotě a chemickém složení hvězdných atmosfér, mohli astronomové studovat vlastnosti hvězd na fyzikálním základě.

### 2.3.1 Spektrální klasifikace hvězd

Jakmile bylo možno rozložit světlo hvězd na jednotlivé vlnové délky, povšimli si fyzikové a astronomové světlých a tmavých čar v jinak spojitých spektrech. Ve spektru Slunce objevil tyto čáry Joseph von Fraunhofer, po němž byly také pojmenovány. Na vysvětlení vzhledu spekter se pak velkou měrou podíleli Wilhelm Bunsen a Gustav-Robert Kirchhoff, kteří také dokázali, že ve hvězdách se vyskytují tytéž prvky, jako na Zemi.

Ukázalo se, že existuje několik typů hvězdných spekter, na nichž byly založeny různé klasifikace hvězd podle *spektrálních typů* (první sestavil v roce 1860 Angelo Secchi). V současné době se používá tzv. *harvardská klasifikace*, která vznikla v letech 1918-1924 pro katalog Henryho Drapera.

#### Základní harvardská spektrální klasifikace [3], [2]

- O – Ve spektru se vyskytují čáry ionizovaného helia He II, neutrálního helia He I a čáry dvakrát ionizovaného kyslíku, uhlíku a dusíku O III, C III a N III.
- B – Dominantní jsou čáry neutrálního helia He I a neutrálního vodíku H I, dále obsahuje čáry O II, C II, N II, Fe III a Mg II.
- A – Neobsahuje čáry neutrálního helia He I, dominují čáry neutrálního vodíku H I. Nápadné jsou čáry jednou ionizovaných kovů skupiny železa: Fe II, Ti II, V II, Cr II.
- F – Výrazně slabší, ale stále dominantní čáry neutrálního vodíku, přibývá čar kovů.
- G – Dominují čáry H a K ionizovaného vápníku Ca II (393,3 nm a 396,9 nm), objevují se první molekulární pásy.
- K – Spektrum je bohaté na čáry neutrálních kovů, dále obsahuje čáry molekul a slabé čáry vodíku.
- M – Převládají pásy molekul, zejména TiO a VO.

Postupně byly přidávány i další třídy, postihující např. chemické pekuliarity spekter či třídy L a T pro hnědé trpaslíky. Každá třída je ještě dělena na deset stupňů pro jemnější rozlišení. Užívá se i předpon podle velikosti hvězdy a přípon vypovídajících více o vzhledu čar.

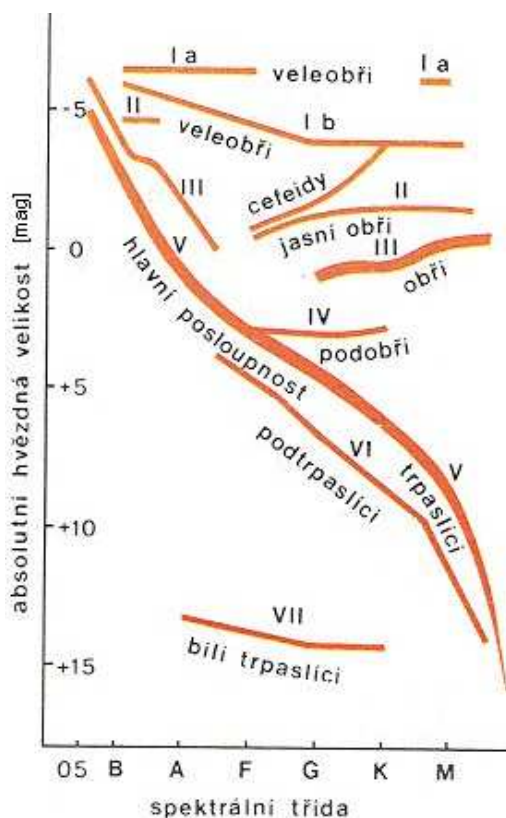
Zprvu se mělo za to, že posloupnost O-B-A-F-G-K-M je posloupnost vývojová a že hvězdy během svého života prochází postupně těmito fázemi. Dnes víme, spektrální třída hvězdy závisí spíše na hmotnosti, která udává teplotu hvězdy. Tato závislost však platí pouze na tzv. hlavní posloupnosti H-R diagramu (viz podkapitola 2.3.2).



Spektrální typ souvisí s teplotou. Hvězdy typu O jsou nejteplejší (30 000 K až 50 000 K), nejchladnější je typ M (2500 K až 3500 K). Jak bylo řečeno v kapitole o fotometrii (2.2), teplota hvězdy souvisí s jejími barevnými indexy.

### 2.3.2 Vznik a podoba Hertzsprungova-Russelova diagramu

Roku 1910 studoval Hans Rosenberg otevřenou hvězdokupu Plejády a z pozorovaných údajů sestavil diagram, do kterého vynesl hvězdy podle jejich absolutní hvězdné velikosti v závislosti na spektrálním typu jeho vlastní spektrální klasifikace. Podobný diagram uveřejnil roku 1911 i Ejnar Hertzsprung. Jejich závěry potvrdil o dva roky později Henry N. Russel, který jako první publikoval diagram tak, jak jej známe dnes. Diagram, zachycující závislost absolutní hvězdné velikosti na spektrálním typu (teplotě, barvě, barevném indexu) hvězdy nazýváme *Hertzsprungův-Russelův (H-R) diagram*.



Obr. 2.3: Hertzsprung-Russelův diagram

Jak je vidět z obr. 2.3 nejsou hvězdy v H-R diagramu rozloženy rovnoměrně, ale sdružují se kolem určitých oblastí a linií. To je dáno hvězdným vývojem. Oblasti, které jsou hustě obsazeny hvězdami, reprezentují taková stadia vývoje, na kterých hvězdy stráví významnou část svého života. Neobsazené části diagramu udávají takové stavy, do kterých se

hvězdy buď nemohou dostat nebo jimi procházejí velice rychle a my pozorujeme takových hvězd velmi málo.

Podle příslušnosti k jednotlivým oblastem H-R diagramu roztrídil Morgan hvězdy do *tříd svítivosti (luminozitních tříd)* [2]:

- I – veleobři (podtypy Ia, Ib a Ic);  $M = -4,5 \text{ mag} - -7 \text{ mag}$
- II – jasní obři;  $M = -2,5 \text{ mag} - -5,5 \text{ mag}$
- III – obři;  $M = 1,5 \text{ mag} - -5,4 \text{ mag}$
- IV – podobři;  $M = 3,2 \text{ mag} - -4,7 \text{ mag}$
- V – hvězdy hlavní posloupnosti a trpaslíci;  $M = 16 \text{ mag} - -5,7 \text{ mag}$
- VI – podtrpaslíci;  $M = 16 \text{ mag} - 4 \text{ mag}$
- VII – bílí trpaslíci;  $M = 14 \text{ mag} - 10 \text{ mag}$

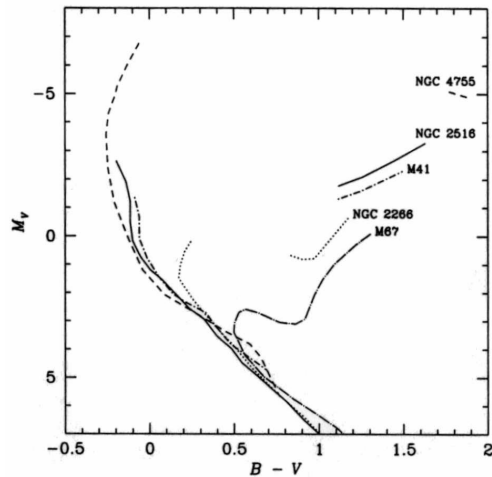
Pro získávání informací o otevřených hvězdokupách jsou důležité především hlavní posloupnost a větve obrů.

Během svého vzniku se hvězda nachází ve fázi protohvězdy a vyskytuje se v pravé části H-R diagramu, kde se posouvá vlevo dolů po tzv. *Hayashiho linii*. Po ukončení fáze protohvězdy se hvězda usadí na hlavní posloupnosti, kde setrvá nejdéle část svého aktivního života. Zde hvězda hradí vyzářenou energii z energetického výtěžku spalování vodíku v jádře (zpravidla se uplatňuje proton-protonový řetězec). Po vyčerpání vodíku v jádře hvězda přechází do fáze obra či veleobra a v H-R diagramu se přesouvá vpravo nahoru od hlavní posloupnosti. Hvězdy do hmotnosti zhruba 1,44 hmotností Slunce pak končí svůj aktivní život mezi bílými trpaslíky, ty hmotnější pak výbuchem supernovy, za vzniku neutronové hvězdy či černé díry.

### 2.3.3 H-R diagram otevřené hvězdokupy

To, jak rychle se bude hvězda vyvíjet a jaký bude její konec, je určeno především její hmotností. Čím je počáteční hmotnost hvězdy větší, tím rychlejší bude její vývoj a tím rychleji dospěje do některého ze závěrečných stadií hvězdného vývoje. Tohoto poznatku můžeme využít při určování věku hvězdokup.

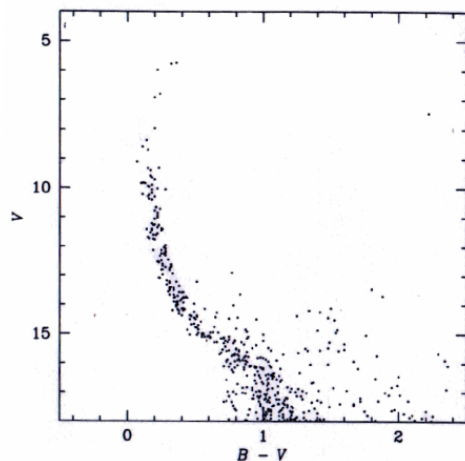
Postupujeme-li po hlavní posloupnosti vlevo nahoru, nacházíme hvězdy nejen stále svítivější, ale i hmotnější. Velmi hmotné hvězdy však záhy opouštějí hlavní posloupnost a přecházejí do fází obrů a veleobrů. Podle modelů hvězdného vývoje jsme schopni určit, kdy se tak stane. Předpokládáme-li tedy, že hvězdy v hvězdokupě vznikly přibližně ve stejnou dobu a na H-R diagramu hvězdokupy najdeme místo, kde hlavní posloupnost končí, můžeme určit přibližné stáří hvězdokupy. Toto je dobře patrné na obr. 2.4, kde jsou schematicky vyznačeny hlavní posloupnosti a body odklonu, kde již hmotnější hvězdy přecházejí do větví obrů.



Obr. 2.4: H-R diagramy několika otevřených hvězdokup. Obrázek převzat z [11]

Dalším znakem H-R diagramu mladších otevřených hvězdokup je výskyt poměrně velkého počtu hvězd vpravo dole od hlavní posloupnosti (obr. 2.5). Rozšíření hlavní posloupnosti v její spodní části je příliš velké na to, aby mohlo být přičteno pozorovacím chybám. Jinak by se podobný jev vyskytoval ve všech jejích částech.

Nejedná se o pozorovací nepřesnosti, ale o důsledek hvězdného vývoje. Hmotné hvězdy, vyskytující se v horní části hlavní posloupnosti, se vyvíjejí rychleji již při svém vzniku. Naopak málo hmotné hvězdy potřebují pro svůj vznik a vývoj delší časový úsek. I když se tedy hmotní členové hvězdokupy již dostali na hlavní posloupnost, část menších hvězd pozorujeme stále v rannějších částech vývoje, při kterých se vyskytují v pravé spodní části H-R diagramu (nízká svítivost, velmi nízká teplota).



Obr. 2.5: H-R diagram mladé hvězdokupy. Obrázek převzat z [11]

## 2.4 CCD pozorování

Podklady pro tuto kapitolu jsou převzaty převážně z [4]. Pozorování hvězdokupy v této práci bylo provedeno pomocí dalekohledu s CCD kamerou jako detektorem. CCD (charge coupled device) je v dnešní době v astronomii nejrozšířenější detekční přístroj. Poprvé byl sestaven roku 1970 Boylem a Smithem v Bellových laboratořích. Oproti starší metodě fotografického pozorování má výhodu podstatně vyšší citlivosti a účinnosti (je schopen detekovat 40 %–80 % dopadajících fotonů oproti 2 %–4 % u fotografické emulze). Tím je možno podstatně zkrátit expoziční doby a lépe tak využít pozorovací čas. Zvyšuje také dosah pozorovacích přístrojů. Nevýhodou proti klasické fotografii je menší snímané zorné pole, protože je v současné době velmi drahé sestavit CCD čip potřebné velikosti. Proto si fotografie udržela své postavení v celoplošných přehlídkách oblohy, kde je třeba snímat najednou velké zorné pole. Vůči dříve používaným fotonásobičům má naopak CCD tu výhodu, že pozorování není omezeno na jednu vybranou hvězdu, ale na oblast v zorném poli dalekohledu, snímanou CCD kamerou, což je užitečné zejména při pozorování proměnných hvězd. Dalekohledem tak není třeba přejíždět z hvězdy pozorované na srovnávací a zpět.

### 2.4.1 Princip CCD

Vznik CCD byl umožněn rozvojem polovodičové techniky a CCD čip je dnes jednou z běžně používaných polovodičových součástek. Samotný CCD čip je křemíková destička bohatě dotovaná na polovodič typu P. Na povrchu destičky je napařena tenká vrstvička  $\text{SiO}_2$ , na niž jsou z druhé strany přiloženy elektrody, je zde tedy uplatněna tech-

Tab. 2.1: Závislost  $\alpha$  na vlnové délce  $\lambda$  a teplotě  $T$  [4]

$\lambda$ [nm]	$\alpha$ [ $\mu\text{m}^{-1}$ ]	
	$T = 300$ K	$T = 77$ K
400	5,0	4,0
600	0,5	0,25
800	0,1	0,005
1000	0,01	0,002

nologie MOS. Vrstva  $\text{SiO}_2$  má izolační funkci. Elektrody jsou uspořádány do matice a svým elektrickým polem vytváří v substrátu potenciálové jámy. Tím rozdělují základní destičku na jednotlivé obrazové elementy (pixely) tvaru čtverce (některé přístroje využívající CCD technologii – např. televizní technika – mají trojúhelníkové pixely, ty však nejsou vhodné pro astronomické účely). Tyto pixely mají rozměr cca 7–24  $\mu\text{m}$  a v současné době je možno vyrobit čipy o rozměrech až 4096  $\times$  4096 pixelů.

Detekce přicházejícího záření se děje na principu fotoefektu. Dopadající fotony jsou v materiálu polovodiče pohlcovány a vytvářejí zde páry elektron-díra, kterým je pak ve zpětné rekombinaci zabráněno polem elektrod. Elektrony (zde minoritní nosiče) se shromažďují v potenciálových jamách, vytvořených elektrodami a tím dochází k postupné integraci náboje v jednotlivých pixelech. Složením pixelů do celku vzniká výsledný obraz. Díky tomuto způsobu detekce je CCD lineárním detektorem v poměrně velkém rozsahu až zhruba do 100 000 elektronů na pixel, kdy začne docházet k přetečení náboje do sousedních pixelů – potenciálová jáma, vytvořená elektrodou, je již naplněna. Linearita je porušena i při velmi nízkých tocích záření, kdy začne hrát roli počet elektronů, ztracených při čtení snímku z čipu. Přesto je CCD vhodný i pro pozorování slabých objektů.

#### 2.4.2 Spektrální citlivost

Díky způsobu vzniku nábojů (fotoefekt) je výsledný obraz závislý na interakci přicházejících fotonů s polovodičovým materiálem CCD. Intenzita toku záření  $F(x)$ , procházející substrátem v hloubce  $x$  pod povrchem destičky, je dána vztahem

$$F(x) = F_0 e^{-\alpha x},$$

kde  $F_0$  je tok dopadající na povrch CCD. Koeficient  $\alpha$ , udávající absorpci, je závislý na teplotě materiálu a především na vlnové délce záření (viz Tab. 1). Závislost na vlnové délce pak omezuje citlivost CCD v okrajových oblastech té části spektra, se kterou CCD pracuje.

Jak je vidět z Tab. 1, je absorpce v modré oblasti spektra silná a v červené slabá,

což udává podmínky pro konstrukci čipu. Potřebujeme-li přístroj citlivý spíše v červené oblasti, je třeba vyrobit základní destičku tlustší, abychom zvýšili pravděpodobnost interakce fotonu s atomem. Tloušťku destičky však nelze zvyšovat příliš, neboť s vyšším množstvím substrátu nastávají problémy s rostoucím tzv. temným proudem, kterým se budeme zabývat dále.

Naopak pro modrou oblast, se silnou absorbcí už blízko povrchu, musí být destička tenká, aby došlo k interakci fotonů s materiálem v oblasti elektrického pole elektrod, kde mohou být vzniklé fotoelektrony zachyceny.

### 2.4.3 Konstrukční typy

V zásadě jsou možné dva konstrukční typy: tzv. *frontside CCD*, vhodný spíše pro větší vlnové délky, a *backside CCD*, pro kratší vlnové délky.

*Frontside CCD* znamená, že čip je v kameře umístěn tak, aby světlo dopadalo na stranu pokrytou elektrodami. Základní destička čipu je poměrně silná (cca 500  $\mu\text{m}$ ) a tím zvyšuje citlivost v oblastech vyšších vlnových délek. Foton musí u tohoto typu CCD před detekcí projít elektrodou a izolační vrstvou, což citlivost přístroje snižuje (v maximu kolem 50 %) a v oblasti  $\lambda = 400 \text{ nm}$  a méně je prakticky nulová. V červené oblasti je však citlivost dostačující. Existují i technologie, které umožňují vyrobit tento typ CCD, citlivý i na vlnové délky v modré a ultrafialové oblasti. Jednou z možností je pokrýt osvětlenou stranu čipu fluorescenční vrstvou. Po průchodu modrého či UV fotonu touto vrstvou je z ní vyslán foton o vlnové délce, kterou CCD dokáže zachytit. Existují i jiné postupy, ale všechny pracují s vrstvou, která slouží jako měnič vlnové délky.

Druhou možnou konstrukcí je *backside CCD*. Zde je čip osvětlen z druhé strany, tedy z té, na které nejsou přiloženy elektrody. U tohoto typu odpadá problém s průchodem záření stínící vrstvou a citlivost je tak teoreticky vyšší. Pro detekci záření o kratších vlnových délkách je však třeba konstruovat čip podstatně tenčí než v předchozím případě. Aby byl foton skutečně zaznamenán, je třeba, aby k jeho absorpci došlo ve vrstvě ovlivněné polem elektrod. Světlo krátkých vlnových délek je však účinně pohlcováno již v povrchových vrstvách a proto je třeba tento povrch přiblížit zóně, kde dochází k integraci fotonů. Ztenčení destičky však vede ke snížení citlivosti na vyšší vlnové délky z důvodů popsaných výše. Z důvodu rychlé absorpce zejména v UV oblasti je tento typ CCD náročný na hladkost povrchu. Projeví se už výkyv jednoho mikronu.

Problém vzniku nábojů mimo oblast integrace se někdy řeší tím, že se osvětlený povrch pokryje vrstvičkou kovu nabitou statickým nábojem. Elektrony jsou tak puženy směrem k elektrodám. Kovová vrstva je silná přibližně 0,5 nm a tak prakticky průhledná.

### 2.4.4 Převod shromážděných nábojů na obraz

Dva výše zmíněné typy CCD se liší konstrukčně, ale princip vzniku obrazu je tentýž –

shromažďování fotoelektronů v místech jednotlivých pixelů. Po skončení expozice je tedy třeba údaje z CCD matice přečíst, abychom získali výsledný obraz a data, se kterými můžeme pracovat. Postup čtení je takový, že balíčky nábojů z pixelů se posouvají řádek po řádku do nejspodnějšího řádku matice, který je určen pro vyčítání balíčků. V tomto řádku se pak balíčky posouvají na výstup, kde čtecí zařízení určí velikosti nábojů v balíčcích a vytvoří tak postupně digitální obraz, kde je intenzita jednotlivých pixelů dána počtem nábojů v nich nashromážděných. Posouvání se děje pomocí potenciálového spádu mezi sousedními elektrodami.

Je-li pozorovaný objekt příliš jasný nebo expoziční doba příliš dlouhá, dochází k uvolnění velmi mnoha elektronů, které zcela zaplní potenciálovou jámu pixelu. Může se pak stát, že při čtení se balíček elektronů nestačí přesunout najednou, ale část zůstává a přesouvá se do vedlejších pixelů proti směru čtení. Vzniká tak tzv. *blooming*, který se projevuje na výsledném obrázku jako světlá čára, táhnoucí se od objektu proti směru vyčítání. Tomuto negativnímu jevu můžeme čelit zkrácením doby expozice.

Při čtení může nastat problém, stojí-li v cestě posouvání nábojů vadný pixel. Pokud leží v té části CCD, kde dochází ke vzniku obrazu, bude na snímku chybět část nebo celý sloupec, což při velikosti a počtu pixelů většinou příliš nevadí. Je-li však vadná část spodního vyčítacího řádku, je ovlivněna podstatně větší část snímku (nebo i celý) a CCD čip je třeba vyměnit.

#### 2.4.5 Zdroje šumu a jejich omezování

Čtení a připojená elektronika jsou také zdrojem *šumu*, který zhoršuje kvalitu snímku. Vliv šumu lze omezit tím, že zvýšíme expoziční dobu. Hladina šumu závisí na druhé odmocnině expoziční doby, zatímco úroveň signálu (registrovaného záření) závisí na čase lineárně. Poměr signál/šum tedy s časem roste a obraz je kvalitnější. Jak však bylo uvedeno výše, je třeba dát pozor, aby expoziční doba nebyla příliš dlouhá, zvláště u jasných objektů. Je tedy nutný jistý kompromis, který je závislý na druhu pozorovaného objektu a dalších faktorech.

Kromě elektronů vzniklých díky fotoefektu však v polovodičovém materiálu vznikají páry elektron-díra i samovolně. Tento efekt je také zdrojem šumu a nežádoucího tzv. *temného proudu* (dark current), který snižuje poměr signál/šum ve výsledném snímku. Rychlost vzniku párů je závislá na teplotě, která určuje tzv. termální relaxační dobu, po níž nastane v materiálu rovnováha mezi vznikajícími a rekombinujícími páry elektron-díra.

K pozorování s CCD je třeba dosáhnout stavu nerovnováhy, při kterém je počet tepelně vzniklých párů zanedbatelný. Při běžných teplotách okolí je relaxační doba velmi krátká a velmi rychle dochází k saturaci pixelů. Proto je třeba CCD prvek chladit. Zchlazením čipu dojde ke snížení frekvence vzniku nežádoucích nábojů a podstatně se zvětší relaxační

doba. Např. při zchlazení o  $10^{\circ}\text{C}$  poklesne úroveň temného signálu  $2,5\times$ .<sup>3</sup>

Chlazení je možno provádět několika způsoby, například tekutým dusíkem, suchým ledem nebo Peltierovým článkem. Chlazením se však nesmí CCD poškodit. Proto při chlazení tekutým dusíkem či suchým ledem stojí mezi přístrojem a chladicím médiem ještě měděný válec, sloužící jako tepelný vodič. Čím nižší teploty se dosáhne, tím slabší bude temný proud. Teplota CCD by však neměla klesnout pod  $-120^{\circ}\text{C}$ , kdy může dojít k poškození přístroje.

I po ochlazení čipu však bude ve výsledném snímku šum způsobený temným proudem a výstupním šumem, který vzniká při vyčítání elektronů z pixelů, případně připojenou elektronikou. Tento šum se u jednotlivých čipů liší.

Problémy s šumem byly zmíněny výše. K odstranění vlivu temného proudu se používá tzv. *temný snímek* (dark frame), který je exponován stejně dlouho jako snímek opravovaný, ale se zacloněnou CCD kamerou. Na výsledném obrázku se tak podílí jen temný signál a temný šum. Je vhodné udělat více temných snímků a ty potom sečíst a udělat snímek jediný. Tím se z nich vyloučí náhodný temný šum a získá se temný signál, který je při dané teplotě prakticky konstantní. Tento temný snímek pak lze od pozorovaných snímků odečíst a tím se zbavit podstatné části šumu.

Kvalitu snímků snižuje i nestejná citlivost jednotlivých pixelů, přítomnost tzv. „hor- kých“ či „tmavých“ pixelů, případně nestejně osvětlení snímací plochy čipu. Tyto problémy řeší *flat field*, tedy snímek pořízený při rovnoměrném osvětlení čipu. Flat fieldem se určí citlivost a poměr osvětlení jednotlivých oblastí na ploše čipu. Flat field je také třeba opravit o temný snímek. Je vhodné, stejně jako u temného snímku, udělat flat fieldů více a zprůměrovat je kvůli odstranění různých náhodných vlivů, např. mírných změn osvětlení. Podle výsledného flat fieldu pak lze provést korekci pozorovaných snímků.

---

<sup>3</sup> *Temný signál* je střední hladina temného proudu, *temný šum* je pak odchylka od střední hodnoty.



# 3 Praktická část

## 3.1 Pozorovaný objekt

Pozorovaným objektem je otevřená hvězdokupa M34 (NGC 1039). Poprvé byla pozorována 1654 Hodiernou a poté 1764 nezávisle Charlesem Messierem, který ji zanesl do svého katalogu. Obsahuje zhruba 100 hvězd a je na hranici viditelnosti pouhým okem (celková hvězdná velikost 5,2 mag) a je dobře pozorovatelná malými dalekohledy. Její úhlový průměr je zhruba 35'. Nachází se v souhvězdí Persea ( $\alpha = 2^{\text{h}}42^{\text{m}}$ ,  $\delta = +42^{\circ}47'$  [2000]). Podle Trumplerovy klasifikace se jedná o typ I3m.

## 3.2 Pozorování a pozorovací přístroj

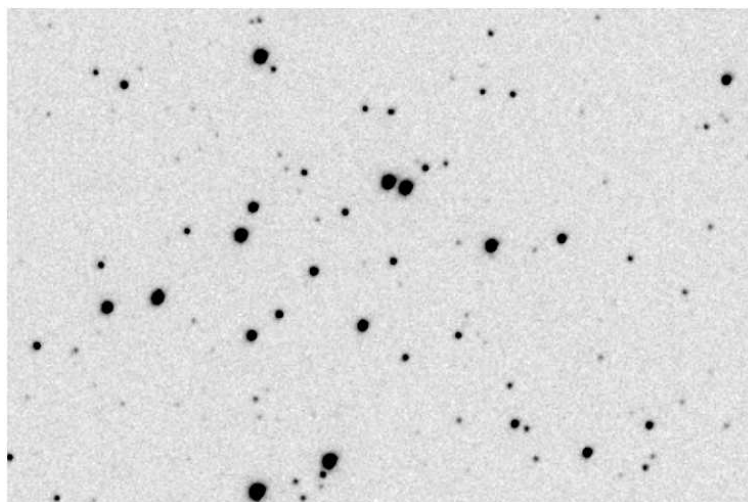
Pozorování otevřené hvězdokupy M34 bylo provedeno na Hvězdárně a planetáriu Mikuláše Koperníka v Brně (zeměpisná šířka:  $49^{\circ}12'14,9''$ ; zeměpisná délka:  $16^{\circ}35'1,8''$ ; nadmořská výška: 305 m). Čas pozorování: 17. 3. 2004 od 20:30 do 20:45 (JD: 2453082,35459 – 2453082.36444).

Použitý pozorovací přístroj: **reflektor RL 400 konstrukce Newton**

průměr hlavního zrcadla	:	400 mm
ohnisková vzdálenost	:	1750 mm
kamera	:	SBIG ST7
filtry	:	V, R, I
ovládací program	:	Newton 400
zorné pole	:	$9' \times 13'$

Vzhledem k výše uvedenému rozměru zorného pole dalekohledu byla snímána jen centrální část hvězdokupy, kde je koncentrace jejích členů nejvyšší. Hvězdokupa M34 leží mimo oblast Mléčné dráhy (přibližně ve vzdálenosti  $25,5^{\circ}$  od roviny Galaxie), což je příznivé vzhledem k nižšímu počtu hvězd pozadí.

Na pořízeném CCD snímku (obr. 3.1) je však méně hvězd, než by bylo možno v tomto poli mimo Mléčnou dráhu pozorovat. Důvodem byly jednak horší pozorovací podmínky v Brně (především světelné znečištění) a také to, že v době pozorování se hvězdokupa nacházela již poměrně nízko nad obzorem. Tyto okolnosti snižují kontrast hvězd vůči pozadí a slabší hvězdy pak nejsou vůbec pozorovatelné. Vzdálenost od Mléčné dráhy tak



Obr. 3.1: CCD snímek hvězdokupy M34 (NGC 1039) ve filtru  $I$

hraje méně významnou roli neboť hvězdy, které ji tvoří, jsou většinou slabé a nejjasnější hvězdy na snímku z převažující části patří do hvězdokupy.

Při pozorování byly použity barevné filtry  $V, I, R$ . V každém z filtrů bylo pořízeno deset snímků. Pro jednotlivé filtry byly použity tyto expoziční doby:

filtr  $V$  : 22 sekund

filtr  $I$  : 15 sekund

filtr  $R$  : 15 sekund

Rozdíl v délce expozice mezi filtry je dán především rozdílným množstvím propuštěného zářivého toku. S menším množstvím propuštěného záření je třeba delší integrační doby.

### 3.3 Redukce a zpracování pozorování

Postup redukce získaných snímků byl popsán v podkapitole 2.2.4. Pro zjištění extinkčního koeficientu  $k$  je třeba během pozorování snímat hvězdy, které jsou dobře proměřeny a jsou přijaty jako standardy jasnosti. Ze zjištěného zeslabení světla těchto standardních hvězd pak lze určit extinkci světla hvězd pozorované hvězdokupy. Protože v jednotlivých vlnových délkách je extinkce odlišná, musíme tyto srovnávací snímky dělat zvlášť pro každý filtr, který používáme při pozorování objektu.

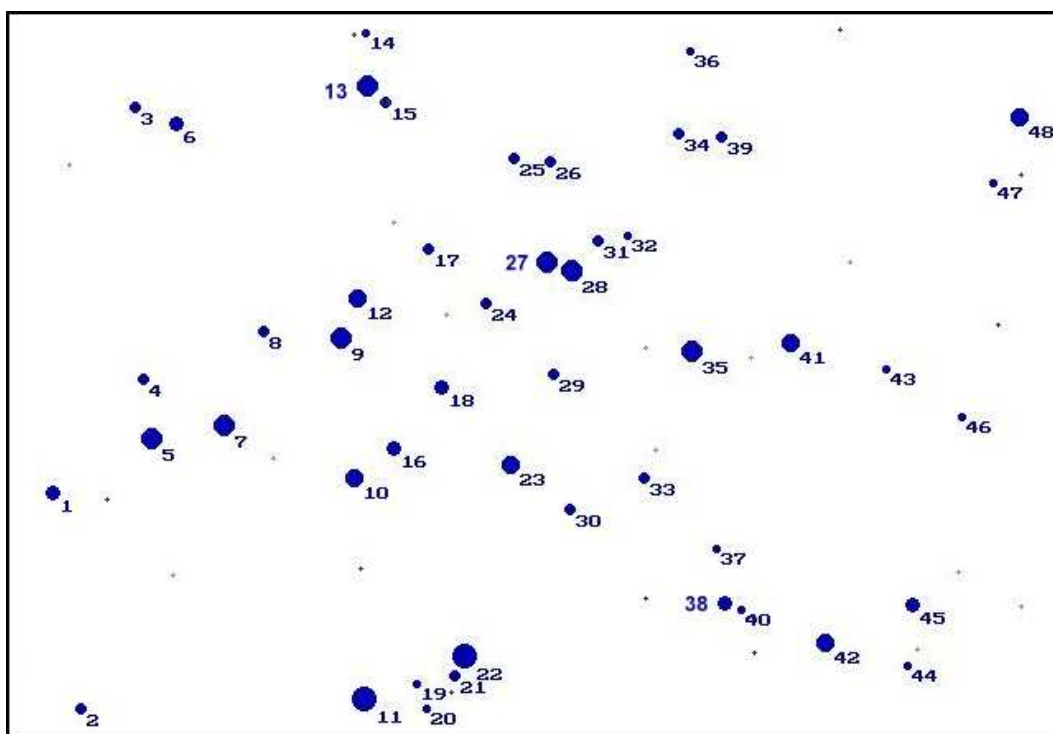
M34 je poměrně známá a dobře proměřená hvězdokupa, proto bylo od pozorování srovnávacích hvězd upuštěno s tím, že pro porovnání a zjištění rozdílu pozorované a skutečné hvězdné velikosti budou použita data z dřívějších pozorování hvězdokupy, zveřejněná na internetu. Pro srovnání se však ukázala dostupná pouze pozorování ve filtrech  $V$  a  $I$ ,

proto mohla být v této práci zpracována pouze pozorování z těchto filtrů. Jako srovnání byla použita data z článku [6].

Rozdíl hvězdné velikosti byl určen pomocí rozdílu hvězdných velikostí ve srovnávacích datech a pozorovaných hvězdných velikostech u hvězd označených na obr. 3.3 čísly 1, 4, 8, 12, 18, 21, 34, 38, 41, 42 a 48. Velikost rozdílu hvězdných velikostí byla vypočtena jako aritmetický průměr rozdílů u srovnávacích hvězd.

Zjištěná velikost rozdílu pozorované a skutečné hvězdné velikosti  $\Delta_{\text{filtr}}$  v jednotlivých filtrech:  $\Delta_V = (4,30 \pm 0,18)$  mag

$$\Delta_I = (4,28 \pm 0,11)$$
 mag



Obr. 3.2: Schematický snímek hvězdokupy ve filtru  $I$ . Hvězdy, u nichž byla provedena fotometrie, jsou očíslovány.

Snímané zorné pole je dostatečně malé na to, aby nebylo třeba brát v úvahu u jeho jednotlivých částí jejich rozdílnou výšku nad obzorem.

Zpracování snímků, tedy oprava o temný snímek a flat field a vlastní zjištění hvězdné velikosti byla provedena pomocí souboru programů *Munipack*. K dalšímu zpracování, tedy zejména k opravě o extinkci bylo použito programu *Origin 6.0*.

Výsledné údaje o hvězdách ze snímku jsou uspořádány v tab. 3.1.

Tab. 3.1: Změřené hvězdné velikosti ve filtrech  $V$  a  $I$  a barevný index ( $V - I$ )

číslo	$V$	$\sigma_V$	$I$	$\sigma_I$	$(V - I)$	$\sigma_{(V-I)}$	$P$	pozn.
1	11,52	0,18	11,23	0,11	0,29	0,21	97	
2	12,84	0,19	12,29	0,11	0,55	0,22	0	
3	12,86	0,19	12,32	0,12	0,55	0,22	4	
4	12,37	0,18	11,89	0,11	0,48	0,21	99	
5	9,39	0,18	9,43	0,11	-0,04	0,21	–	
6	11,96	0,18	11,04	0,11	0,91	0,21	0	
7	8,95	0,18	9,00	0,11	-0,05	0,21	–	
8	12,51	0,18	11,96	0,11	0,54	0,21	98	
9	8,88	0,18	8,91	0,11	-0,03	0,21	–	
10	10,00	0,18	10,02	0,11	-0,01	0,21	–	
11	8,02	0,18	8,10	0,11	-0,08	0,21	–	
12	10,09	0,18	10,08	0,11	0,01	0,21	99	
13	9,67	0,18	8,61	0,11	1,07	0,21	0	
14	13,38	0,21	12,82	0,13	0,56	0,25	0/0	2
15	13,07	0,20	12,28	0,11	0,79	0,23	98	
16	11,25	0,18	11,02	0,11	0,23	0,21	99	
17	12,52	0,18	12,05	0,11	0,47	0,22	98	
18	10,81	0,18	10,59	0,11	0,22	0,21	99	
19	13,62	0,24	12,77	0,13	0,84	0,27	98	
20	13,40	0,23	12,77	0,13	0,64	0,27	97	
21	12,04	0,18	11,65	0,11	0,39	0,21	0	
22	8,40	0,18	8,50	0,11	-0,10	0,21	–	
23	9,79	0,18	9,74	0,11	0,06	0,21	–	
24	11,87	0,18	11,66	0,11	0,21	0,21	0	
25	12,82	0,19	12,15	0,11	0,67	0,22	99	
26	12,66	0,19	12,08	0,11	0,58	0,22	0/99	2
27	8,53	0,18	8,61	0,11	-0,08	0,21	–	
28	8,59	0,18	8,68	0,11	-0,09	0,21	–	
29	12,00	0,18	11,56	0,11	0,44	0,21	99	
30	12,87	0,19	11,93	0,11	0,94	0,22	98	
31	12,35	0,18	11,77	0,11	0,58	0,21	99	
32	13,62	0,23	12,90	0,13	0,72	0,26	0	
33	12,22	0,18	11,79	0,11	0,43	0,21	98	
34	12,77	0,19	12,32	0,12	0,45	0,22	94	
35	9,07	0,18	9,17	0,11	-0,10	0,21	–	
36	13,57	0,23	12,51	0,12	1,06	0,25	0	

Pokračování Tab. 3.1

číslo	$V$	$\sigma_V$	$I$	$\sigma_I$	$(V - I)$	$\sigma_{(V-I)}$	$P$	pozn.
37	13,27	0,20	12,63	0,12	0,65	0,24	94	
38	11,32	0,18	11,03	0,11	0,28	0,21	99	
39	12,58	0,18	12,08	0,11	0,51	0,22	99	
40	13,14	0,20	12,47	0,12	0,67	0,23	98	
41	10,53	0,18	10,45	0,11	0,08	0,21	99	
42	11,33	0,18	10,28	0,11	1,05	0,21	0	
43	13,11	0,20	12,46	0,12	0,65	0,23	95	
44	13,17	0,20	12,47	0,12	0,70	0,23	0	
45	12,34	0,18	11,37	0,11	0,97	0,21	0	
46	13,24	0,20	12,86	0,13	0,38	0,24	0	
47	13,31	0,21	12,74	0,12	0,58	0,24	98	
48	10,25	0,18	10,26	0,11	-0,00	0,21	99	

Sloupce v tab. 3.1 mají následující význam:

číslo : identifikační číslo hvězdy na obr. 3.3

$V$  : hvězdná velikost ve filtru  $V$  v mag

$\sigma_V$  : nejistota  $V$  vzniklá složením nejistot měření a průměrování extinkce

$I$  : hvězdná velikost ve filtru  $I$  v mag

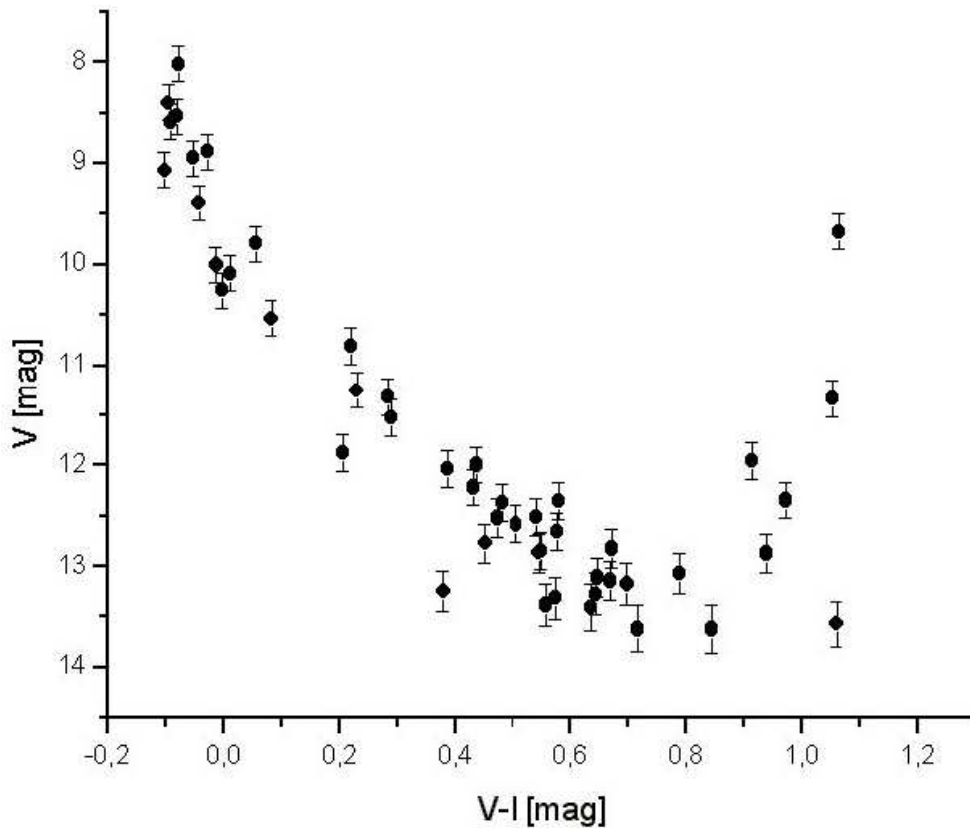
$\sigma_I$  : nejistota  $I$  vzniklá složením nejistot měření a průměrování extinkce

$(V - I)$  : barevný index  $(V - I)$  v mag

$\sigma_{(V-I)}$  : nejistota indexu  $(V - I)$  vzniklá složením nejistot  $V$  a  $I$

$P$  : pravděpodobnost příslušnosti hvězdy k hvězdokupě převzatá z [6]

pozn. : poznámky; je-li v poznámce uvedeno „2“, znamená to, že se na snímku pravděpodobně nacházely dvě hvězdy tak blízko sebe, že je program Munipack spojil a vyhodnotil jako jednu hvězdu. Ve sloupci  $P$  jsou pak uvedeny pravděpodobnosti pro obě hvězdy.

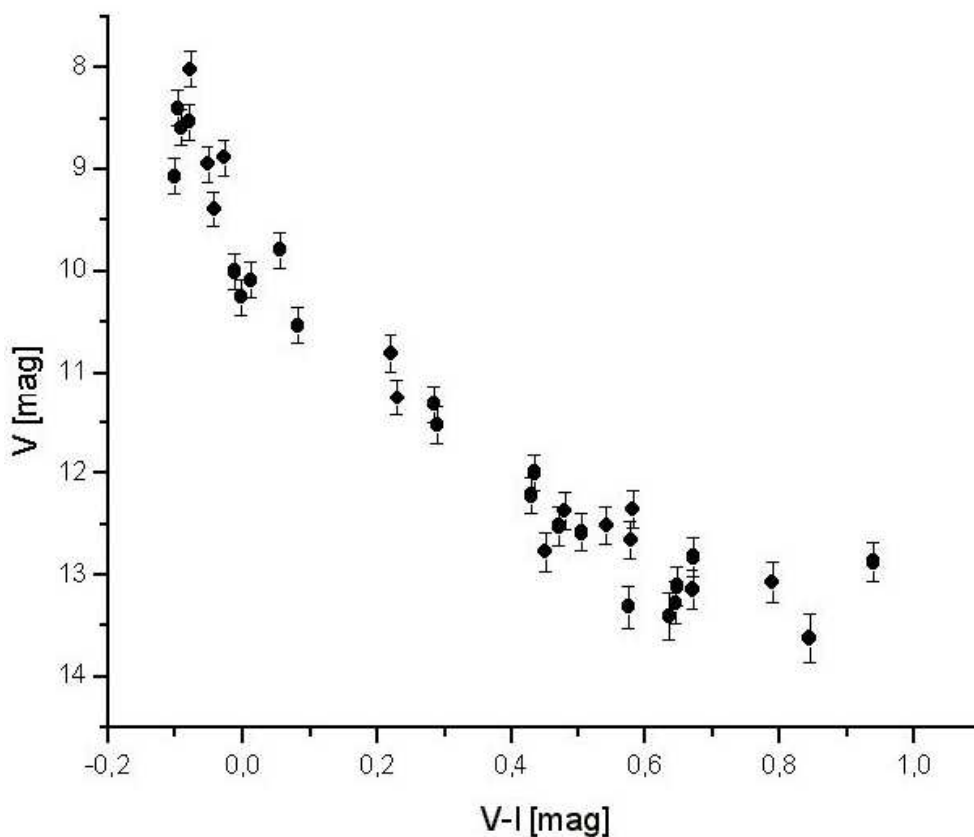


Obr. 3.3: H-R diagram hvězdného pole jako závislost hvězdné velikosti ve filtru  $V$  na barevném indexu ( $V - I$ )

Z dat v tab. 3.1 je možno vytvořit H-R diagram hvězdného pole (viz obr. 3.3). Hvězdy jsou vyneseny do grafu závislosti  $V$  na barevném indexu ( $V - I$ ). V H-R diagramu hvězdného pole je jasně vidět hlavní posloupnost, táhnoucí se z pravého dolního do levého horního rohu grafu. Dále je v pravé části diagramu patrná oblast nad hlavní posloupností, kde se také vyskytuje jistý počet hvězd. Podle podkapitoly 2.3.3 by se mohlo jednat o hvězdy v rané fázi vývoje.

Z tab. 3.1 jsou u hvězd uvedeny pravděpodobnosti příslušnosti ke hvězdokupě, převzaté ze [6]. Tyto pravděpodobnosti byly zjištěny pomocí měření vlastních pohybů hvězd, tedy nikoli fotometrickými metodami. S použitím těchto údajů je možno z diagramu odstranit hvězdy, které ke hvězdokupě nepřísluší. Z diagramu byly odstraněny hvězdy, u kterých byla uvedena pravděpodobnost příslušnosti ke hvězdokupě menší než 90 %. Hvězdy, u nichž je ve sloupci „Pravděpodobnost“ znak „-“, nebyly ve srovnávacích datech uvedeny. Jedná se o nejjasnější hvězdy v tomto hvězdném poli a je proto pravděpodobné, že do hvězdokupy náleží. Tyto hvězdy jsou v H-R diagramu hvězdokupy zahrnuty.

Takto upravený diagram je uveden na obr. 3.4. Je zde vidět, že hvězdy mimo hlavní posloupnost vymizely. Hvězdokoupa je tedy již v pokročilejším stadiu svého vývoje a jasné



Obr. 3.4: H-R diagram otevřené hvězdokupy M34 (NGC 1039) jako závislost hvězdné velikosti ve filtru  $V$  na barevném indexu ( $V - I$ )

hvězdy, v nichž se dosud nezapálily termonukleární reakce neobsahuje. V H-R diagramu se však nenachází větev obrů a odklon od hlavní posloupnosti v její horní části je sice patrný, ale není příliš nápadný.

Je-li z pozorování k dispozici více barevných indexů, lze pro hvězdy sestavit i barevné diagramy, tedy závislosti jednoho barevného indexu na druhém. Tvar závislosti je ovlivněn mezihvězdným zčervenáním. Pokud tento vliv odstraníme, lze z diagramu vyčíst spektrální typy hvězd, podobně jako z H-R diagramu. Zde ovšem nepotřebujeme informaci o svítivosti hvězd.

V přípravě na tuto práci byla hvězdokupa pozorována ve filtrech  $V$ ,  $R$ ,  $I$ , opravu o atmosférickou extinkci však bylo možno provést jen pro data v barvách  $V$  a  $I$ . Barevný diagram bylo tedy možno vytvořit pouze z dat, která nebyla opravena o extinkci. Vzhledem k tomu, že zde pracujeme s rozdíly hvězdných velikostí, nemá na výsledný barevný diagram vliv velikost extinkce, ale rozdílnost její velikosti pro různé vlnové délky.

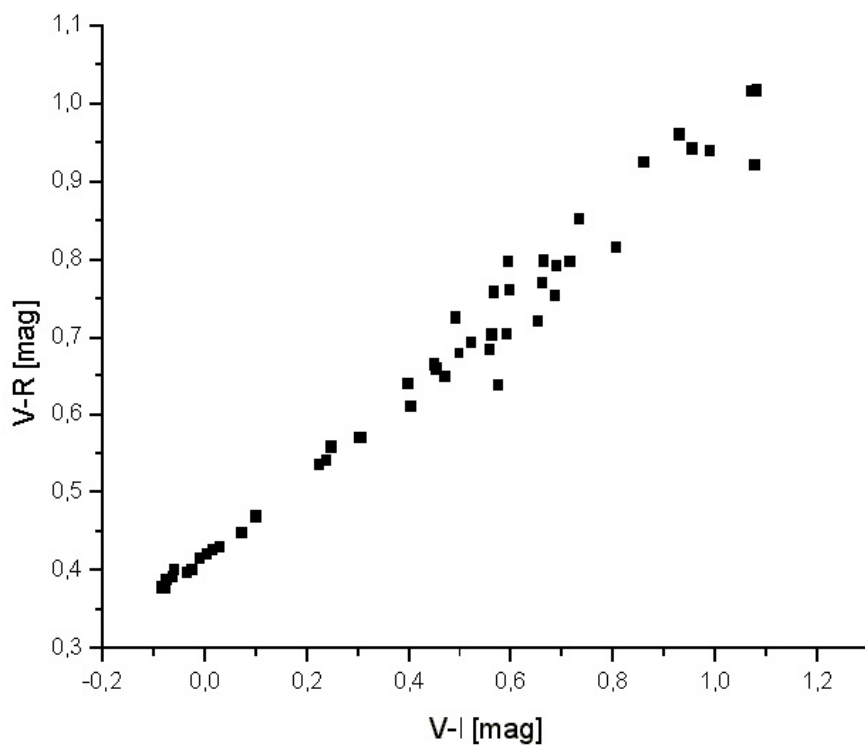
Barevný diagram pro barevné indexy  $(V - R)$  a  $(V - I)$  je uveden na obr. 3.5. Závislost je prakticky přímková. Rovnice přímky, proložené závislostí je

$$(V - R) = 0,53(V - I) + 0,42 \text{ mag.}$$

Rovnice přímky, proložené diagramem, vytvořeným ze srovnávacích dat, převzatých z [12] je

$$(V - R) = 0,52(V - I) + 0,07 \text{ mag.}$$

Rozdíl ve sklonu přímky není příliš velký, výsledky pozorování jsou tedy v dobré shodě s teoretickým předpokladem. Absolutní člen se liší více, což je pravděpodobně způsobeno rozdílnou kalibrací použitých přístrojů.



Obr. 3.5: Barevný diagram hvězdokupy jako závislost  $(V - R)$  na  $(V - I)$

### 3.4 Určení vzdálenosti hvězdokupy

Ze známých závislostí mezi barevnými indexy a absolutní hvězdnou velikostí pro hvězdy hlavní posloupnosti lze sestavit H-R diagram s naznačeným průběhem hlavní posloupnosti. Protože v tomto diagramu pracujeme s absolutními hvězdnými velikostmi (tedy



s hvězdami ve vzdálenosti 10 pc), můžeme tento průběh hlavní posloupnosti použít jako kalibrační a určit podle něj pro hvězdokupu modul vzdálenosti. Pro interval  $(V - I)$  indexů, zjištěný v tomto pozorování jsou kalibrační hodnoty zaneseny v tab. 3.2. Tato tabulka obsahuje pro porovnání i spektrální typy, efektivní povrchové teploty a bolometrické korekce pro hvězdy v daném intervalu.

Na obr. 3.6 je znovu vynesena H-R diagram hvězdokupy, do nějž byla přidána křivka (lomená čára), která vznikla z hodnot v tab. 3.2. Tato lomená čára je zde srovnávací hlavní posloupností. Z její vzdálenosti od hlavní posloupnosti, získané z pozorování, lze určit přímo modul vzdálenosti v magnitudách. Protože reálná hlavní posloupnost není jen křivka, ale má jistou šířku, určuje se modul vzdálenosti jako střední hodnota vzdálenosti pozorované hlavní posloupnosti od srovnávací. Zde je modul vzdálenosti určen jako aritmetický průměr vzdálenosti jednotlivých hvězd od lomené čáry srovnávací hlavní posloupnosti. Z porovnávání bylo vynecháno šest hvězd s nejvyšším  $V$ , které se již nacházejí nad hlavní posloupností a tvoří ohyb směrem k větvi obrů (v H-R diagramu jsou vyznačeny symbolem  $\star$ ). Tímto postupem vychází modul vzdálenosti  $(m - M) = (9,28 \pm 0,49)$  mag.

Tab. 3.2: Vizuální hvězdné velikosti a barevné indexy pro interval, do kterého spadají pozorované hvězdy. Pro srovnání jsou tabulce uvedeny i další údaje. Tabulka byla vytvořena podle [12]

Sp	$V$	$(B - V)$	$(V - I)$	$T_{\text{ef}}$	$BC$
B8	-0,25	-0,11	-0,12	11400	-0,80
A0	0,65	-0,02	0,00	9790	-0,30
A2	1,30	0,05	0,09	9000	-0,20
A5	1,95	0,15	0,22	8180	-0,15
F0	2,70	0,30	0,47	7300	-0,09
F2	3,60	0,35	0,55	7000	-0,11
F5	3,50	0,44	0,64	6650	-0,14
F8	4,00	0,52	0,76	6250	-0,16
G0	4,40	0,58	0,81	5940	-0,18
G2	4,70	0,63	0,86	5790	-0,20
G5	5,10	0,68	0,89	5560	-0,21

Sp : spektrální typ hvězdy

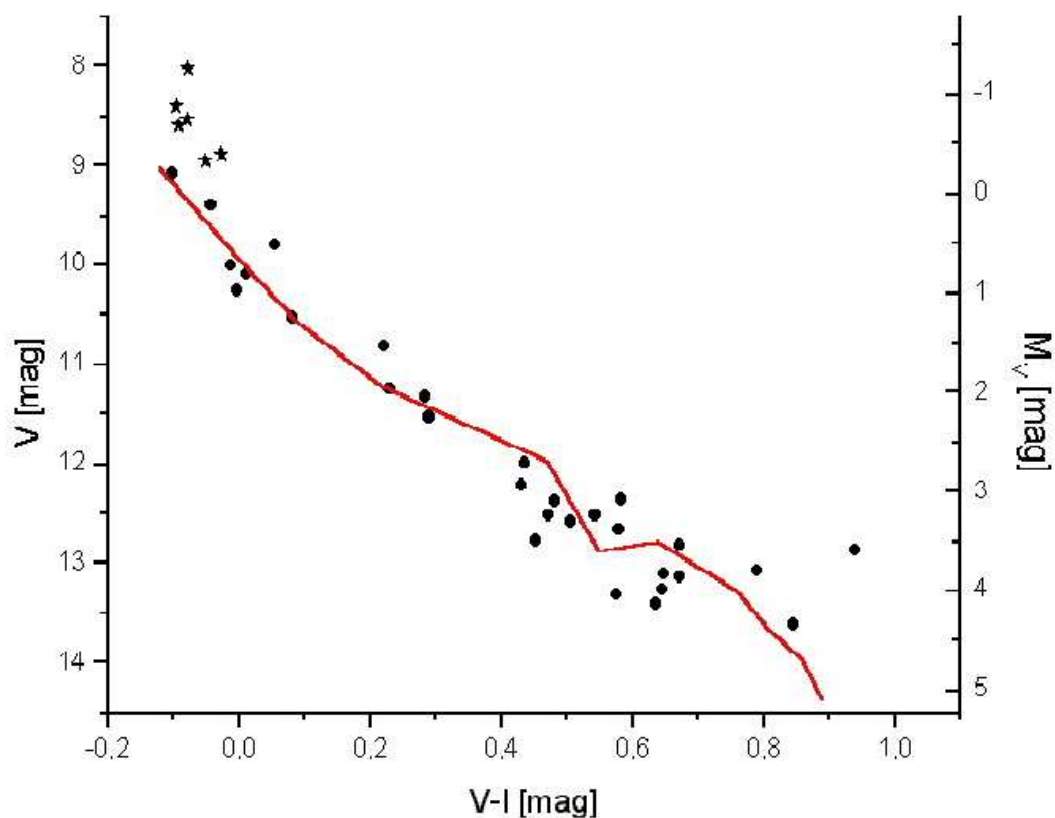
$V$  : hvězdná velikost ve filtru  $V$  v magnitudách

$(V - I), (B - V)$  : barevné indexy v magnitudách

$T_{\text{ef}}$  : efektivní povrchová teplota hvězdy v kelvinech

$BC$  : bolometrická korekce v magnitudách

Na obr. 3.6 je na levé ose uvedena hvězdná velikost ve filtru  $V$  určená z pozorování. Na pravé ose je absolutní hvězdná velikost  $M_V$  pro kalibrační křivku. Osy jsou vůči sobě posunuty právě o velikost modulu vzdálenosti.



Obr. 3.6: Diagram hvězdokupy s kalibrační křivkou hlavní posloupnosti

### 3.5 Určení stáří hvězdokupy

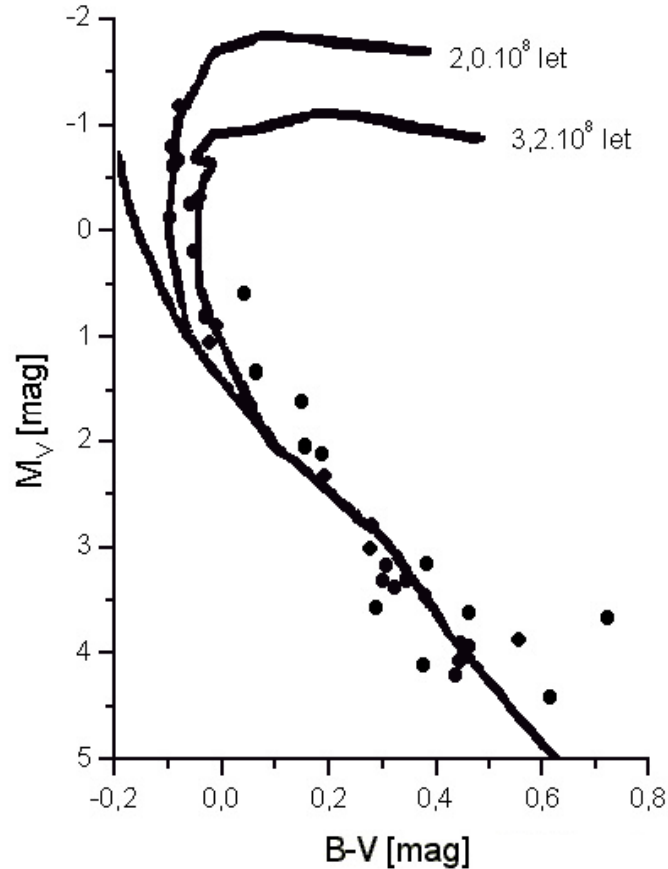
Stáří otevřených hvězdokup lze určit pomocí vzhledu jejich barevných diagramů, a to z místa odklonu od hlavní posloupnosti. Čáry, které schematicky určují rozložení přibližně stejně starých hvězd v diagramu se nazývají *izochrony*.

Většinou se barevné diagramy tvoří jako závislost absolutní hvězdné velikosti v barvě  $V$ , označené  $M_V$ , na barevném indexu  $(B - V)$ . Isochrony jsou většinou konstruovány pro tyto diagramy, proto již vytvořený H-R diagram byl převeden na tento typ, závislý na  $(B - V)$  indexu.

Pomocí údajů z tab. 3.2 lze převést  $(V - I)$  indexy pozorovaných hvězd na indexy  $(B - V)$ . Absolutní hvězdná velikost  $M_V$  byla získána přičtením modulu vzdálenosti

k pozorované hvězdné velikosti. Izochrony pro určení stáří hvězdokupy jsou převzaty z článku [6].

Výsledný H-R diagram se zaznačenými izochronami je uveden na obr. 3.7. Z diagramu na obr. 3.7 vyplývá hodnota stáří hvězdokupy přibližně  $2,0 \cdot 10^8$  let.



Obr. 3.7: H-R diagram hvězdokupy s přidávanými izochronami

### 3.6 Diskuse výsledků

Modul vzdálenosti, určený z obr. 3.6, je  $(9,2 \pm 0,5)$  mag, což dává vzdálenost hvězdokupy  $(718 \pm 163)$  pc ( $(2341 \pm 531)$  ly). Protože nebyla provedena spektroskopická měření pro porovnání spektrálních typů s barevnými indexy, nebylo možno provést opravu o mezihvězdné zčervenání. Při dané poloze hvězdokupy by se však zčervenání v indexu  $(V - I)$  nemělo příliš projevit.

V článku [6](Prosser, Jones; 1996), z nějž pocházejí srovnávací data, dospěli autoři k odlišné hodnotě modulu vzdálenosti. V H-R diagramu použili index  $(B - V)$  a opravu

o zčervenání 0,07 mag. Fitováním jimi použité srovnávací hlavní posloupnosti (z modelu Schallera a kol., 1992) dospěli k modulu vzdálenosti 8,38 mag, což dává vzdálenost hvězdokupy 474 pc (1546 ly). To je 66 % hodnoty vzdálenosti, zjištěné v této práci. Z výše uvedených údajů vyplývá, že na rozdíl ve výsledcích se podstatně nepodílí mezihvězdné zčervenání. Autoři v článku uvádějí i H-R diagram pro index ( $V - I$ ). V daném intervalu hvězdných velikostí jsou si diagramy podobné. Rozdíl ve výsledcích je pravděpodobně způsoben především odlišnými daty pro vytvoření srovnávací hlavní posloupnosti.

Dalším výsledkem měření je určení stáří hvězdokupy. Jak je vidět na diagramu 3.7, určení stáří hvězdokupy podle izochron je jen přibližné s přesností (v této oblasti hlavní posloupnosti) zhruba na stamiliony let. Stáří by bylo možno určit přesněji, kdyby diagram obsahoval výraznější větve obrů.

Na fakt, že se hvězdokupa nenachází v některé z ranných fází vývoje, ukázal už vzhled jejího H-R diagramu, v němž je prázdná oblast vznikajících hvězd. Příliš vysoké stáří vylučuje také koncentrovanost hvězdokupy ke středu. Díky tomu, že hvězdokupa leží mimo oblast Mléčné dráhy, může dosáhnout vyššího věku než většina hvězdokup, které v Mléčné dráze leží.

Z analýzy H-R diagramu pomocí izochron vyšel věk hvězdokupy zhruba  $2,0 \cdot 10^8$  let, což je střední až vyšší stáří. Z dřívějších měření, uvedených v člancích [6] a [5], vyplývají hodnoty stáří  $1 \cdot 10^8$ ,  $1,8 \cdot 10^8$ ,  $2,5 \cdot 10^8$  a  $5 \cdot 10^8$  let, což dává většinou dobrou shodu s uvedeným výsledkem.

Hvězdokupa M34 se tak svým věkem řadí mezi známé otevřené hvězdokupy Plejády ( $1 \cdot 10^8$  let) a Hyády ( $8 \cdot 10^8$  let).

## 4 Závěr

Zvolená metodika umožnila změřit vzdálenost otevřené hvězdokupy M34 a její stáří. Vzdálenost hvězdokupy vyšla značně odlišná v porovnání s dřívějšími měřeními jiných pozorovatelů. Stáří se s předešlými měřeními poměrně dobře shoduje.

Hodnověrnost měření by se zvýšila použitím dat v barvě  $R$ . Tak by bylo možno vytvořit i H-R diagram jako  $V$  v závislosti na  $(V - R)$  a výsledky analýzy obou diagramů porovnat. Zpřesnil by se tím také barevný diagram  $(V - R)$ ,  $(V - I)$ .

# Literatura

- [1] Mikulášek, Zdeněk: *Úvod do fyziky hvězd a hvězdných soustav*. Brno, 2000. skripta
- [2] Pavlousek, J., Hlad, O. *Přehled astronomie* Praha, 1990
- [3] Harmanec, P. *Základy astronomie a astrofyziky II*. Praha, 2003. skripta
- [4] Buil, Christian *CCD Astronomy* 1st ed. Rigmond, Virginia: Willmann-Bell, Inc., 1991.
- [5] Ianna, Philip A., Schlemmer, Dean M. Membership in the galactic open cluster NGC 1039 (M34). *The Astronomical Journal*, January 1993, vol. 105, no. 1, p. 209-219
- [6] Jones, B. F., Prosser Charles F. Membership of stars in NGC 1039 (M34). *The Astronomical Journal*, March 1996, vol. 111, no. 3, p. 1193-1204
- [7] [http://adsabs.harvard.edu/abstract\\_service.html](http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html) (online)
- [8] <http://www.r-clarke.org.uk> (online)
- [9] <http://vizier.u-strasbg.fr/> (online)
- [10] <http://aladin.u-strasbg.fr/aladin.gml> (online)
- [11] Binney, J.; Merrifield, M. *Galactic Astronomy* 3rd ed. Princeton, New Jersey: Princeton university press, 1998. ISBN 0-691-004402-1
- [12] Cox, A. N. (ed.) *Allen's Astrophysical quantities* 4th ed. New York: Springer-Verlag, 2000. ISBN 0-387-98746-0