



MASARYKOVA UNIVERZITA
Přírodovědecká fakulta
Ústav teoretické fyziky a astrofyziky



Historický a současný výzkum cefeid na Astronomickém ústavu Univerzity Karlovy v Praze

Diplomová práce

Tereza Mádlová

Vedoucí diplomové práce: prof. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.

Brno 2018

Bibliografický záznam

Autor: Tereza Mádlová
Přírodovědecká fakulta, Masarykova univerzita
Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

Název práce: Historický a současný výzkum cefeid na Astronomickém ústavu
Univerzity Karlovy v Praze

Studijní program: Fyzika

Studijní obor: Teoretická fyzika a astrofyzika

Vedoucí práce: prof. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.

Akademický rok: 2017/18

Počet stran: 93

Klíčová slova: proměnné hvězdy, cefeidy, světelná křivka, pole NGC 330,
historické pozorovací deníky

Bibliographic entry

Author: Tereza Mádlová
Faculty of Science, Masaryk University
Department of Theoretical Physics and Astrophysics

Title of thesis: Historical and contemporary studies of Cepheids
at the Astronomical Institute of Charles University in Prague

Degree Programme: Physics

Field of Study: Theoretical Physics and Astrophysics

Supervisor: prof. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.

Academic Year: 2017/18

Number of Pages: 93

Keywords: variable stars, cepheids, light curve, NGC 330 field, historical observation diaries

Abstrakt

Tato diplomová práce částečně navazuje na bakalářskou práci T. Mádlové z roku 2014 s názvem *Metoda tzv. standardních svíček k určování vzdáleností ve vesmíru* [1], jejíž jedna kapitola pojednává o cefeidách. První kapitola diplomové práce je věnována teoretickému přehledu týkajícímu se cefeid a jejich pozorování. Ve druhé kapitole nalezneme výsledky fotometrického studia cefeid, které se nachází v hvězdném poli NGC 330, a to zejména světelné křivky cefeid, jejich periody a absolutní hvězdné velikosti. Třetí kapitola se zabývá výzkumem historických pozorovacích deníků z konce 19. století, jež se dochovaly na Astronomickém ústavu Univerzity Karlovy v Praze, jedná se o zpracování zaznamenaných pozorování cefeid, sestavení jejich světelných křivek, jejich porovnání se současnými daty a diskuse přesnosti tehdejších pozorování.

Abstract

This Master's thesis partially follows up T. Mádlová's Bachelor's thesis from 2014 with the title of *Method of standard candles for determining distances in the Universe* [1], whose one of the chapters deals with cepheids. First chapter of the Master's thesis deals with the theoretical overview related to cepheids and their observation. In the second chapter we can find results of photometrical study of cepheids, which are located in a stellar field of NGC 330, especially light curves of the cepheids, their periods and absolute magnitudes. The third chapter deals with a research of historical observation diaries from the end of the 19th century, which survived at the Astronomical Institute of Charles University in Prague, it is about processing of observations of cepheids, compilation of their light curves, their comparison with current data and a discussion about accuracy of then observations.



MASARYKOVA UNIVERZITA
Přírodovědecká fakulta

ZADÁNÍ DIPLOMOVÉ PRÁCE

Akademický rok: 2016/2017

Ústav: Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

Studentka: Bc. Tereza Mádlová

Program: Fyzika

Obor: Teoretická fyzika a astrofyzika

Směr: Astrofyzika

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

Téma práce: Historický a současný výzkum cefeid na Astronomickém ústavu Univerzity Karlovy v Praze

Téma práce anglicky: Historical and contemporary studies of Cepheids at the Astronomical Institute of Charles University in Prague

Oficiální zadání:

Cefeidy jsou významným typem pulzujících proměnných hvězd, které se často a navíc systematicky pozorují. Zajímavé jsou nejen z hlediska své stavby a vývoje, ale proto, že se pomocí nich určují vzdálenosti hvězdných soustav, jichž jsou členem. V archivu Astronomického ústavu Univerzity Karlovy se zachovaly tři pozorovací deníky z konce 19. století s vizuálním pozorováním proměnných hvězd, z nichž některé jsou cefeidy. Prvním cílem diplomové práce je prohlédnout tyto záznamy provedené Argelanderovou metodou, porovnat je s publikovanými světelnými křivkami a odhadnout přesnost tehdejších pozorování obsažených v denících. Druhým cílem diplomové práce bude moderní CCD fotometrie cefeid ve hvězdokupě NGC 330 v poli Velkého Magellanova oblaka na základě pozorování 1,5-m dánským dalekohledem na observatoři ESO v La Silla v Chile. Půjde o identifikaci cefeid, sestavení jejich světelných křivek, určení period a absolutních jasností. Observační částí bude předcházet teoretický úvod o současném stavu poznání cefeid a o otevřených problémech jejich výzkumu.

Jazyk závěrečné práce: čeština

Vedoucí práce: prof. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.

Konzultant: doc. RNDr. Marek Wolf, CSc.
doc. RNDr. Martin Šolc, CSc.

Datum zadání práce: 23. 11. 2015

V Brně dne: 16. 2. 2016

Souhlasím se zadáním (podpis, datum):

Bc. Tereza Mádlová
studentka

prof. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.
vedoucí práce

prof. Rikard von Unge, Ph.D.
ředitel Ústavu teoretické fyziky a
astrofyziky

Poděkování

Na tomto místě bych chtěla poděkovat především vedoucímu práce prof. RNDr. Zdeňku Mikuláškoví, CSc. za odborné vedení, cenné rady a milý a pozitivní přístup, dále konzultantům doc. RNDr. Martinu Šolcovi, CSc. a doc. RNDr. Marku Wolfovi, CSc. za poskytnuté informace a materiály. Mé poděkování patří i RNDr. Janu Janíkovi, Ph.D. za ochotu a poskytnutou pomoc, doc. RNDr. Miloslavu Zejdovi, Ph.D. za poskytnutá data, Bc. Tadeáši Tumpachovi za korekci práce, dále Mgr. Jakubu Bělinovi, Mgr. Janu Kotkovi, Mgr. Davidu Kordovi, Mgr. Miroslavu Jagelkovi a paní Haně Mifkové, jejichž větší či drobnější pomoc a ochota mi velice usnadnila práci. V neposlední řadě bych ráda poděkovala své rodině, svým blízkým a partnerovi za podporu během studia.

Prohlášení

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

V Brně dne 4. 1. 2018

.....
Tereza Mádlová

Obsah

Úvod	9
1 Teoretický úvod	11
1.1 Základy fotometrie	11
1.1.1 Fotometrické veličiny	11
1.1.2 Standardní barevné systémy	12
1.1.3 Fotometrické metody	13
1.2 Proměnné hvězdy	14
1.2.1 Fyzické proměnné hvězdy	15
1.2.2 Geometrické proměnné hvězdy	17
1.3 HR diagram – vývoj hvězd a pás nestability	18
1.3.1 Pás nestability	18
1.3.2 Fáze hvězdného vývoje	20
1.4 Cefeidy a jejich vlastnosti	22
1.4.1 Klasické cefeidy	22
1.4.2 Cefeidy typu II	24
1.4.3 Anomální cefeidy	26
1.4.4 Závislost světelné křivky na vlnové délce	27
1.4.5 Vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí	29
1.4.6 Příčiny vzniku pulzací	31
1.5 Cefeidy v historii	32
1.5.1 Objev cefeid	32
1.5.2 Vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí	33
1.5.3 Využití cefeid jako standardních svíček	36
1.6 Současný výzkum cefeid	37
2 Praktická část I: Současná data	40
2.1 Cíl	40
2.2 Úvod	40
2.2.1 Oblast NGC 330	40
2.2.2 Malé a Velké Magellanovo mračno	41
2.2.3 Dalekohled DK154	42
2.3 Data a jejich zpracování	43
2.3.1 Identifikace hvězd	43
2.3.2 Zpracování dat	44
2.4 Výsledky	45
2.4.1 Periodogramy a určení period	45
2.4.2 Světelné křivky	48
2.4.3 Absolutní hvězdné velikosti	53
2.4.4 Ověření typu proměnnosti a umístění měřených hvězd	54

2.5	Závěr	56
3	Praktická část II: Historická data	58
3.1	Cíl	58
3.2	Úvod	58
3.3	Zpracování dat a výsledky	59
3.3.1	Obsah pozorovacích deníků a jejich autoři	59
3.3.2	Deník Gustava Grusse	61
3.3.3	Nesignované deníky	64
3.3.4	Diskuse a odhad přesnosti měření	75
3.4	Závěr	76
	Závěr	77
	Literatura	79
	Seznam obrázků a tabulek	89
	Seznam použitých zkratk	93

Úvod

Cefeidy patří mezi první objevené proměnné hvězdy. Jsou pojmenovány po hvězdě δ Cephei, jejíž proměnnost objevil ke konci 18. století anglický amatérský astronom John Goodricke. Cefeidy se řadí mezi pulzující proměnné hvězdy: proměnnost jejich jasnosti vzniká v důsledku radiálních pulzací, jejichž periody se pohybují v řádu jednotek až desítek dnů.

Pokud si vykreslíme graf závislosti zářivého výkonu či absolutní hvězdné velikosti jednotlivých hvězd na jejich efektivní teplotě, barevném indexu nebo spektrální třídě, získáme tzv. Hertzsprungův–Russellův (HR) diagram. Zde se jednotlivé hvězdy kupí do několika oblastí, jako je hlavní posloupnost, do které patří většina hvězd včetně našeho Slunce, dále pak oblast bílých trpaslíků, obrů či veleobrů. Cefeidy a příbuzné pulzující proměnné hvězdy v tomto diagramu zaujímají své specifické místo, které se nachází mezi oblastmi obrů a veleobrů a nazývá se pás nestability. Hvězda po svém vzniku z protohvězdy usedne na hlavní posloupnost, kde stráví většinu času své existence. Dále se podle své počáteční hmotnosti přesune do oblasti obrů, případně veleobrů. Hvězdy s počátečními hmotnostmi do $11 M_{\odot}$ skončí jako bílí trpaslíci, naopak hmotnější hvězdy explodují jako supernovy typu II a svou existenci završí jako neutronové hvězdy, případně černé díry. Pokud se hvězda po opuštění hlavní posloupnosti dostane právě do pásu nestability, stává se pulzující proměnnou hvězdou (více viz v kap. 1.3 na straně 18).

Během 20. století byla objevena příčina pulzací cefeid, která tkví ve způsobu přenosu energie z centra těchto hvězd na jejich povrch. V jádru většiny hvězd probíhají termojaderné reakce, během kterých se jádra vodíku slučují na jádra hélia, přičemž se uvolní energie, která se dostává z nitra na povrch hvězdy difuzí záření nebo prostřednictvím makroskopické konvekce. Z hvězdy pak tuto energii odnáší záření. V cefeidách existuje vrstva obsahující částečně a úplně ionizované hélium, které střídavě rekombinuje a ionizuje, během čehož se ve vrstvě mění opacita (neprůhlednost). Prostřednictvím zvýšené opacity vrstva akumuluje záření, díky čemuž se postupně stává průhlednější a energii poté vyzáří. V důsledku této skutečnosti hvězda cyklicky mění svůj poloměr a jasnost, tedy pulzuje. Tento proces se nazývá κ -mechanismem, podle opacity, která se značí řeckým písmenem κ (kap. 1.4.6 na str. 31).

Pozorovanou změnu jasnosti proměnné hvězdy v čase můžeme vynést do grafu, čímž získáme světelnou křivku, z níž lze vyčíst také periodu hvězdy.

Díky objevu Henrietty Swan Leavittové z roku 1912 můžeme cefeidy používat jako standardní svíčky, pomocí nichž lze měřit vzdálenosti ve vesmíru. Leavittová si totiž všimla vztahu mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí. Z historického hlediska lze pak považovat za velmi významný např. objev Edwina Hubble, který pomocí cefeid v roce 1924 určil vzdálenost galaxie M 31, čímž definitivně odpověděl na zásadní otázku tzv. Velké debaty, která proběhla v roce 1920 mezi dvěma tábory astronomů představovaných Curtisem a Shapleyem, o tom, zda jsou spirální galaxie (tehdy zvané mlhoviny) součástí naší Galaxie, nebo jestli jsou samostatnými světy tvořené hvězdami, což potvrdil mimo jiné i Hubble položením spirály M 31 za hranice Galaxie (kap. 1.5 na str. 32).

V současné době jsou cefeidy užívány rovněž pro měření a zpřesňování vzdáleností ke

galaktickým i extragalaktickým objektům [2], nebo například ke galaktickému centru [3]. Dále je možné pomocí cefeid měřit prostorovou (3D) strukturu objektů [4], kalibrovat vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí [5], nebo měřit věk [6] či hmotnost [7] cefeid samotných. Díky pulzujícím proměnným hvězdám tak můžeme neustále prozkoumávat vlastnosti naší Galaxie a jejího okolí.

Tato diplomová práce částečně vychází z článku K. M. Sebova & P. R. Wooda, 1994 [8], respektive z disertační práce K. M. Sebova, 1996 [9], který vyhledává a identifikuje cefeidy a dlouhoperiodické proměnné hvězdy mimo jiné v poli NGC 330 v Malém Magellanově mračně (SMC), kterým se zabývá i část této diplomové práce. Dalším výstupem disertační práce jsou pak světelné křivky a další vlastnosti těchto proměnných hvězd. Sebo také např. ukazuje nerovnost mezi evolučními a pulzačními hmotnostmi cefeid (viz kap. 1.6 na straně 37) a porovnává hmotnosti těchto hvězd mezi oběma Magellanovy mračny a ukazuje, že cefeidy v SMC jsou méně hmotné než ty v LMC (Velké Magellanovo mračno).

Mezi další práce, které se zabývají pulzujícími proměnnými hvězdami v Magellanových mračnecích, především v Malém, a z nichž lze rovněž čerpat, lze zařadit historickou práci C. Payne-Gaposchkinové & S. Gaposchkina, 1966 [10], kteří zpracovávají pozorování 1146 cefeid v SMC a prezentují světelné křivky některých typických cefeid a zkoumají tak závislost parametrů křivky na periodě.

Dále lze uvést práci L. A. Balony, 1992 [11], který vyhledává krátkoperiodické cefeidy v hvězdokupě NGC 330, jejichž světelné křivky a periody jsou v práci prezentovány.

Další práce, které představují fotometrii a přehledku cefeid v SMC, jsou např. práce H. Shapleye et al., 1943 [12], H. Arpa, 1960 [13], či A. M. van Genderena, 1969 [14], [15].

Z moderních prací lze jmenovat např. práci G. Clementiniho, 2009 [16], který shrnuje vlastnosti pulzujících proměnných hvězd v obou Magellanových mračnecích a diskutuje jejich roli při poznávání těchto galaxií.

V neposlední řadě lze zmínit články zabývající se kalibrací vztahu mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí pro cefeidy v Magellanových mračnecích, jako je např. práce A. Sandageho et al., 2009 [17], který určuje vztah perioda – absolutní hvězdná velikost pro klasické cefeidy v SMC a zároveň jej porovnává s těmito vztahy pro cefeidy ležící v Galaxii a LMC. Dále článek G. A. Tammanna, et al., 2011 [18], který porovnává vztahy perioda – absolutní hvězdná velikost pro cefeidy v některých trpasličích galaxiích s cefeidami v SMC, poskytuje vztah perioda – absolutní hvězdná velikost pro klasické cefeidy pulzujících jak v základním, tak i v prvním harmonickém módu. Vztahy perioda – absolutní hvězdná velikost pro cefeidy typu II a anomální cefeidy pak poskytují např. M. A. T. Groenewegen & M. I. Jurkovic, 2017 [19] (kap. 1.4.5 na str. 29).

Kapitola 1

Teoretický úvod

1.1 Základy fotometrie

Jedním z nejrozšířenějších způsobů, jakým lze pozorovat proměnné hvězdy v současnosti a prakticky jediný způsob pozorování hvězd v minulosti, je metoda fotometrie. Fotometrie je obor optiky, který zkoumá světlo přicházející z různých zdrojů z hlediska jeho působení na lidské oko [20].

1.1.1 Fotometrické veličiny

Aby bylo možné vlastnosti zdroje kvantifikovat, byly definovány některé fotometrické veličiny. Mezi tyto veličiny patří např. tok záření Φ , tedy množství zářivé energie, které projde určitou plochou vyzařovaného tělesa za jednotku času. V astronomii se pak často používá zářivý výkon, značený písmenem L , definovaný jako energie vyzářená celou plochou zdroje, tedy celkové množství vyzářené energie, za jednotku času. Jednotkou zářivého výkonu i toku záření je pak watt (W). Další veličinou je hustota zářivého toku, neboli intenzita záření F , což je množství energie vyzářené zdrojem, které projde jednotkovou plochou kolmou ke směru záření za jednotku času. Jednotkou veličiny je tedy W m^{-2} . Vztah mezi zářivým výkonem a hustotou zářivého toku lze vyjádřit vztahem

$$L = 4\pi r^2 F, \quad (1.1)$$

kde r značí vzdálenost detekující plochy od zdroje. Pomocí zářivého výkonu lze definovat efektivní teplotu hvězdy T_{ef} , tedy takovou povrchovou teplotu, jakou by mělo absolutně černé těleso stejných rozměrů a se stejným tokem záření jako daná hvězda, následujícím vztahem [21]:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{ef}}^4, \quad (1.2)$$

kde R je poloměr hvězdy a σ Stefanova–Boltzmannova konstanta.

V astronomii velice často používanou veličinou je hvězdná velikost m , jež udává míru jasnosti zdrojů, jejíž jednotka je zvaná magnituda. Hvězdná velikost je definovaná Pogsonovou rovnicí

$$m_A - m_B = -2,5 \log \frac{F_A}{F_B}, \quad (1.3)$$

kde m_A a m_B značí hvězdné velikosti zdrojů A a B a F_A a F_B představují hustoty zářivého toku těchto zdrojů. Logaritmus v rovnici je důsledkem logaritmického vnímání lidského oka, faktor 2,5 byl odvozen z empirického faktu, že rozdíl 5 magnitud odpovídá stonásobný rozdíl jasností a záporné znaménko značí nepřímou úměru mezi hvězdnou velikostí

a intenzitou záření, neboť již ve 2. století př. n. l. antický astronom Hipparchos zavedl předchůdce jednotky magnitudy tak, že hvězdy označil od 1. do 6. velikosti, přičemž hvězdy 1. velikosti byly nejjasnější.

Protože hvězdná velikost definovaná v rovnici 1.3 je relativní – záleží na vzdálenosti zdroje, zavádí se tzv. absolutní hvězdná velikost M , což je hvězdná velikost objektu pozorovaného ze vzdálenosti $r_0 = 10$ pc.

Pokud za použití rovnice 1.1 vyjádříme poměr intenzity záření zdroje ve vzdálenosti r a r_0 , získáme vztah

$$\frac{F}{F_0} = \frac{r_0^2}{r^2}. \quad (1.4)$$

Po dosazení této rovnice do vztahu 1.3, kde $m_A = m$ a $m_B = M$, a za ponechání jednotek vzdálenosti v parsecích získáme nový vztah

$$m - M = 5 \log r - 5, \quad (1.5)$$

kde rozdíl $m - M$ se nazývá modul vzdálenosti. Tento vztah je stěžejní pro měření vzdáleností vesmírných objektů se známou absolutní hvězdnou velikostí – tzv. standardních svíček.

1.1.2 Standardní barevné systémy

Protože hvězdná velikost závisí na spektrální oblasti, v níž je záření detekováno, je dobré pracovat s barevnými filtry, které propouštějí pouze určité vlnové délky. Vzniklo tak několik barevných systémů, které definují barevné filtry a jejich propustnost.

Nejrozšířenější je tzv. *UBV* systém, nebo také Johnsonův–Morganův systém, který byl zaveden americkými astronomy H. L. Johnsonem a W. W. Morganem v polovině 20. století. Systém je založen na fotometrii klasickým fotoelektrickým fotometrem (viz kap. 1.1.3 na straně 13) a třech filtrech: filtru U s propustností vlnových délek v intervalu (300, 420) nm s maximem u 360 nm, tedy v ultrafialovém oboru, dále z filtru B s propustností v intervalu (360, 560) nm s maximem u 420 nm v modré barvě a z filtru V s propustností (460, 745) nm s maximem u 535 nm, tedy v oblasti blízké té, na kterou je lidské oko nejcitlivější (žlutá či žlutozelená barva). Tento systém byl postupně rozšířen do červené a infračervené oblasti pomocí filtrů R s maximem u 700 nm, I s maximem u 900 nm, J s maximem u 1250 nm, K s maximem u 2200 nm a L s maximem u 3400 nm.

Pomocí rozdílů hvězdných velikostí změřených v jednotlivých filtrech, které jsou značeny příslušným písmenem (např. V , případně m_V), se pak definují barevné indexy $(B - V)$, $(U - B)$, $(V - I)$ a další, které mohou charakterizovat např. teplotu či barvu hvězdy. [21]

Kromě tohoto širokopásmového systému byly vytvořeny i jiné. Jedním z nich je např. středněpásmový Strömgenův systém, navrhnut v 60. letech 20. století dánským astronomem B. Strömgenem. Systém využívá čtyř filtrů s užšími intervaly propustnosti. Patří mezi ně filtr u s maximem u 350 nm, v s maximem u 410 nm, b s maximem u 470 nm a y s maximem u 550 nm. Pološířky intervalů propustnosti se pohybují mezi 10 a 40 nm. Kromě barevných indexů analogických těm z *UBV* systému byly zavedeny barevné indexy $c_1 = (u - v) - (v - b)$ a $m_1 = (v - b) - (b - y)$, které jsou vhodné pro lepší popis rozložení energie ve spektru a pro eliminace mezihvězdného zčervenání. [21]

Kromě hvězdných velikostí měřených přes jednotlivé filtry existuje i bolometrická hvězdná velikost, která odpovídá hvězdné velikosti integrované přes všechny vlnové délky.

Rozdíl mezi bolometrickou a vizuální hvězdnou velikostí se nazývá bolometrická korekce, která závisí zejména na teplotě hvězdy (spektrálním typu) a na luminozitní třídě, která je dána profilem spektrálních čar a zpravidla tak určuje oblast v HR diagramu. Podle těchto kritérií lze bolometrickou korekci nalézt v tabulkách.

1.1.3 Fotometrické metody

Fotometrie je v astronomii užívána zejména ke stanovování jasností měřených objektů. Z hlediska historie se s přibývajícím technickými možnostmi rozvíjely i metody získávání fotometrických veličin.

Nejstarší metodou je metoda vizuální, která získává veličiny v oboru vlnových délek, na které je lidské oko nejcitlivější (střed kolem 555 nm). Metoda je založena na porovnávání jasností proměnné hvězdy s hvězdami srovnávacími, jedná se tedy o diferenciální fotometrii. Příkladem je metoda, kterou navrhl německý astronom F. W. A. Argelander během 19. století. Její princip spočívá v porovnávání proměnné hvězdy se dvěma vhodně vybranými srovnávacími hvězdami – v poli leží poblíž proměnné a rovněž svou jasností jsou blízko proměnné, avšak jedna srovnávací je jasnější a druhá slabší než hvězda proměnná. V každém čase pozorování se zaznamená počet odhadních stupňů mezi hvězdami podle tabulky 1.1.

Odhadní stupně	Slovní popis	Zápis
0	Hvězda A se jeví stejně slabá jako hvězda B nebo se chvílemi zdá střídavě nepatrně slabší a nepatrně jasnější než hvězda B.	A0B
1	Při bedlivém pozorování se hvězda A jeví častěji jasnější než stejně jasná jako hvězda B, jen výjimečně se jeví hvězda B jasnější než hvězda A.	A1B
2	Hvězda A se jeví takřka vždy o málo jasnější než hvězda B, jen zřídka se zdá, že se jejich slabosti rovnají.	A2B
3	Hvězda A se na první pohled jeví jasnější než hvězda B.	A3B
4	Hvězda A je výrazně jasnější než hvězda B.	A4B

Tabulka 1.1: Odhadní stupně Argelanderovy metody, upraveno podle [22].

Hvězdná velikost proměnné hvězdy se pak spočítá z interpolačního vztahu [22]

$$v = x + \frac{y - x}{p + q}p, \quad (1.6)$$

kde v je hvězdná velikost proměnné hvězdy v magnitudách, x , resp. y , hvězdná velikost jasnější, resp. slabší srovnávací hvězdy, p je počet Argelanderových odhadních stupňů mezi jasnější srovnávací hvězdou a hvězdou proměnnou a nakonec q značí počet odhadních stupňů mezi slabší srovnávací a proměnnou hvězdou. Pokud proměnnou hvězdu a srovnávací hvězdy označíme velkými písmeny V, X a Y, můžeme pozorování zapsat ve tvaru $X \ p \ V \ q \ Y$.

Zatímco Argelanderova metoda porovnává proměnnou hvězdu s oběma srovnávacími hvězdami nezávisle na sobě, Niljandova–Blažkova metoda využívá faktu, že lidské oko lépe rozezná poměr jasností než jejich rozdíl. Pokud odhadneme rozdíl jasností např. mezi hvězdami V a A, pomocí poměru rozdílu jasností mezi těmito hvězdami a hvězdami V a B můžeme určit, zda počet odhadních stupňů mezi hvězdami V a B bude větší či menší než

mezi prvními dvěma zmíněnými. Ideální je tak kombinovat obě metody. Hvězdná velikost proměnné hvězdy se pak spočítá rovněž ze vztahu 1.6.

Po rozvoji fotografie se ve druhé polovině 19. století začaly v astronomii používat fotografické desky, na něž se zachycoval obraz pozorovaných objektů. Desky získaly uplatnění např. při hledání planetek či komet, dlouhé expozice mohly zachycovat i slabé objekty, jako jsou cizí galaxie. Velká výhoda fotografie spočívala také v možnosti měření slunečního a hvězdných spekter. Vzhledem k tomu, že maximum spektrální citlivosti se na fotografiích posunulo k modré oblasti, byl zaveden barevný index jako rozdíl mezi fotografickou a vizuální hvězdnou velikostí ($m_{pg} - m_{viz}$) a to německým astronomem K. Schwarzschildem [1], [23].

S dalším rozvojem byla vyvinuta fotoelektrická metoda založená na měření pomocí fotonásobiče. Ten využívá fotoelektrický jev, jež na konci 19. století objevil německý fyzik H. R. Hertz a jehož podstatu vysvětlil na počátku 20. století Albert Einstein. Foton, který dopadne na fotokatodu, způsobí na základě fotoelektrického jevu emisi elektronů. Ty jsou urychlovány elektrickým polem a postupně dopadají na jednotlivé elektrody, tzv. dynody, na nichž je udržováno napětí, které je na každé následující dynodě vyšší. Dopadající elektrony na dynodě způsobí emisi sekundárních elektronů, které jsou napětím urychleny k další dynodě, kde emitují další elektrony atd., vzniká tak lavinový efekt, přičemž jeden dopadající foton způsobí vznik $10^5 - 10^7$ elektronů, a výstupem je elektrický signál. [24]

V současné době se hojně využívá CCD detektor (CCD je zkratka z anglického Charge-Coupled Device, neboli nábojově vázaný prvek), jež byl objeven na konci 60. let 20. století. Jedná se o polovodičovou destičku, která na základě fotoelektrického jevu přemění dopadající fotony na elektrony a pomocí potenciálových jam způsobených kladně nabitou elektrodou elektrony v každém pixelu kumuluje. Čtení elektronů pak probíhá po jednotlivých řadách, čímž vznikne dvourozměrný obraz snímané části noční oblohy. Velká výhoda CCD detektoru spočívá v jeho citlivosti a účinnosti – detektor zachytí okolo 75 % dopadajících fotonů. Méně účinná fotografická deska zachytila pouze 1 % fotonů. Při pořizování snímků pomocí CCD detektoru tak postačí výrazně kratší expoziční doba, než byla potřeba u klasických fotografií. [25]

1.2 Proměnné hvězdy

Výše popsané metody slouží především ke zkoumání proměnných hvězd. Za proměnné se označují ty hvězdy, které, periodicky či nepravidelně, mění svoji pozorovanou hvězdnou velikost. Existují dva základní typy proměnných hvězd – fyzické, jejichž proměnnost je způsobena skutečnou změnou zářivého výkonu, případně rozložení energie ve spektru, samotné hvězdy, způsobenou např. pulzacemi hvězdy, a geometrické proměnné hvězdy, což jsou anizotropně zářící objekty, jejichž geometrie vzhledem k pozorovateli se v průběhu času mění (např. zákrytové dvojhvězdy či rotující hvězdy se skvrnami na povrchu). Tyto dva typy se dělí do několika podskupin, viz tabulka 1.2.

Pro porovnání jsou dále v textu znázorněny také tři světelné křivky. Jako představitelka pulzujících hvězd byla zvolena klasická cefeida (obrázek 1.1 vlevo), za eruptivní hvězdy je zobrazena světelná křivka supernovy typu Ia (obrázek 1.1 vpravo) a geometrické proměnné reprezentuje zákrytová dvojhvězda typu W UMa (obrázek 1.2).

Fyzické	Pulzující	Cefeidy	Klasické (typ I)	BL Herculis W Virginis RV Tauri
			Typ II	
		Anomální (BL Bootis)		
		δ Scuti β Cephei RR Lyrae		
	Dlouhoperiodické	Miridy Polopravidelné		
Eruptivní	Supernovy Novy Rekurentní novy Trpasličí novy Symbiotické hvězdy R Coronae Borealis			
Geometrické	Zákrytové dvojhvězdy		Algol β Lyrae W Ursae Majoris	
	Rotační proměnné		Asférické hvězdy Hvězdy se skvrnami Pulsary	

Tabulka 1.2: Rozdělení proměnných hvězd, sestaveno pomocí kombinace [26], [27] a [28].

1.2.1 Fyzické proměnné hvězdy

Pulzující proměnné hvězdy

Pulzující proměnné hvězdy mění svou jasnost v důsledku radiálních či neradiálních pulzací. Tyto změny probíhají periodicky, s výjimkou polopravidelných proměnných hvězd, jejichž periodicitu je částečně narušována určitými nepravidelnostmi. Tvar jejich světelné křivky se tak může v každém cyklu lišit. Mezi pulzující proměnné hvězdy se řadí cefeidy, krátkoperiodické a dlouhoperiodické proměnné hvězdy.

Pulzující proměnné hvězdy s periodami od zlomků dnů do několika desítek dnů tvoří skupinu tzv. krátkoperiodických proměnných. Vzhledem k tomu, že v tabulce 1.2 tvoří cefeidy, které by se mohly řadit jak mezi krátko-, tak i dlouhoperiodické hvězdy, samostatnou kategorii a hvězdy zahrnuté ve skupině krátkoperiodických proměnných hvězd mají periody o velikosti nejvýše několik dnů, lze pro tento případ krátkoperiodické proměnné definovat jako hvězdy s periodou pohybující se v rozmezí zlomků až jednotek dnů. Mezi jejich představitele patří hvězdy typu δ Scuti, β Cephei a RR Lyrae.

Proměnné typu δ Scuti jsou hvězdy spektrálního typu A–F ležící v pásu nestability, které pulzují jak radiálně, tak neradiálně s periodou pohybující se mezi 0,02–0,3 dne s vizuální amplitudou menší než 1 mag. Hvězdy tohoto typu se řídí vlastním vztahem mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí, mohou se tedy, podobně jako cefeidy, používat jako standardní svíčky. [26]

Hvězdy typu β Cephei, nebo také β Canis Majoris, jsou rovněž radiálně i neradiálně pulzující hvězdy hlavní posloupnosti. Nacházejí se v její horní části v rozmezí spektrálních typů B0–B2 a pulzují s periodou v rozmezí 0,1 až 0,6 dne s malou amplitudou vizuálních změn, jež nepřevyšuje několik desetin magnitudy. [28]

Proměnné hvězdy typu RR Lyrae pulzují radiálně, leží v pásu nestability a jejich spektrální typ se pohybuje v rozmezí A–F. Periody jejich světelných změn nabývají hodnot 0,2 až 1,2 dne a mají amplitudy o velikosti 0,2 až 2,5 magnitudy. [28] Rovněž u těchto hvězd lze vyhledávat vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí, jež lze použít pro měření vzdáleností například kulových hvězdokup, obsahujících starší hvězdy populace II¹, ve kterých se klasické cefeidy nenacházejí, neboť se jedná o mladší hvězdy populace I. Cefeidy typu II se v kulových hvězdokupách nacházejí, avšak méně často než hvězdy typu RR Lyrae [30].

Dlouhoperiodické proměnné hvězdy pulzují s periodou v rozmezí od stovek dnů po roky, jako například hvězdy typu Mira, neboli miridy, jež jsou chladnými obry spektrálních typů K a M [31] s periodou přesahující i 1000 dní a amplitudou pohybující se v rozmezí 2,5 až 11 magnitud [28]. Dalším typem dlouhoperiodických proměnných hvězd jsou polo-regularní proměnné hvězdy, značené SR (semiregular). Jsou to hvězdy v mnoha znacích podobné miridám, liší se však poruchami periodicity [28].

Cefeidy pulzují s periodami, jež nabývají hodnot od jednotek po několik málo stovek dnů, typicky se však tyto hodnoty pohybují v rámci několika dnů [26]. Hvězdy typu RV Tauri s periodami přesahujícími stovky dnů [26] se řadí rovněž mezi dlouhoperiodické proměnné hvězdy. Každý podtyp cefeid splňuje svůj vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí. Podrobnějšímu popisu cefeid bude věnována kapitola 1.4 na straně 22.

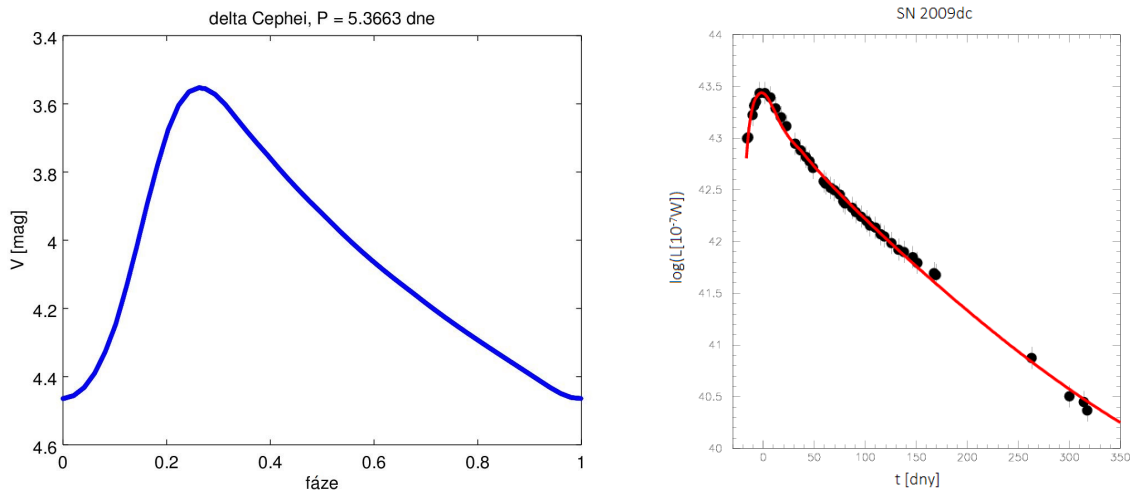
Eruptivní proměnné hvězdy

Eruptivní hvězdy jsou aperiodické proměnné hvězdy, jejichž změna jasnosti je způsobena změnou hvězdy, případně jejího okolí. Do této skupiny patří supernovy, novy, rekurentní novy, trpasličí novy, symbiotické hvězdy a hvězdy typu R Coronae Borealis.

Supernovy se podle vzhledu spektra dělí na typy Ia, Ib, Ic a II. Supernova typu II je závěrečným stadiem vývoje velmi hmotné hvězdy, v jejímž jádru se kumulují prvky skupiny železa. Dochází k elektronové degeneraci jádra a po překročení kritické hmotnosti ke kolapsu na neutronovou hvězdu, přičemž je uvolněno obrovské množství energie, jejíž část pak způsobí i viditelné vzplanutí supernovy. Příčiny a průběh vzplanutí supernovy typu Ib a Ic jsou podobné. Naopak příčina vzniku supernovy typu Ia je odlišná. Vzniká v binárních systémech složených z bílého trpaslíka a červeného obra. Obr se rozpíná, ztrácí svou obálku a svou hmotu přenáší na bílého trpaslíka, který se po překročení tzv. Chandrasekharovy meze, která činí asi $1,44 M_{\odot}$ ² [32], začne hroutit a přitom se zahřeje natolik, že v nitru hvězdy začne probíhat překotná termonukleární reakce. Kyslík a uhlík, které z většiny tvoří bílého trpaslíka, se přemění na prvky skupiny železa. Uvolněná termonukleární energie zastaví kolaps a změní jej na explozi supernovy typu Ia. Celá hvězda se pak rozptýlí do mezihvězdného prostoru. Vzhledem k tomu, že tento úkaz vzniká vždy při takřka identických podmínkách, mají tyto supernovy shodnou absolutní hvězdnou velikost, jejíž hodnota se pohybuje kolem -19 mag [33]. Supernovy typu Ia tak lze použít jako standardní svíčky pro extragalaktické vzdálenosti. Vzhledem k tomu, že supernovy jsou velice jasné, lze je pozorovat i ze vzdáleností kosmologických a měřit tak rozpínání vesmíru popsané Hubbleovou konstantou (viz kap. 1.5.3 na straně 36).

¹Podle stáří a metalicity (relativním obsahem těžších prvků) lze hvězdy rozdělit do několika populací. Do populace I se řadí nejmladší hvězdy s nejvyšší metalicitou, zatímco starší hvězdy s nižším obsahem těžších prvků patří do populace II. Existují také hypotetické hvězdy populace III s nulovou metalicitou, které jsou prvními hvězdami vzniklými po velkém třesku. Většina těchto hvězd už ovšem přešla do konečného stadia svého vývoje a staly se z nich nezárivé neutronové hvězdy, černé díry nebo chladní bílí trpaslíci, viz např. [29].

²Index „ \odot “ značí sluneční hodnoty, v tomto případě hmotnost Slunce.



Obrázek 1.1: Vlevo světelná křivka hvězdy δ Cephei, typické představitelky klasických cefeid, vytvořeno z dat A. Mérida. et al. [34]. Vpravo světelná křivka supernovy SN 2009dc, supernovy typu Ia, jakožto zástupkyně aperiodických fyzických proměnných hvězd, upraveno podle [35].

1.2.2 Geometrické proměnné hvězdy

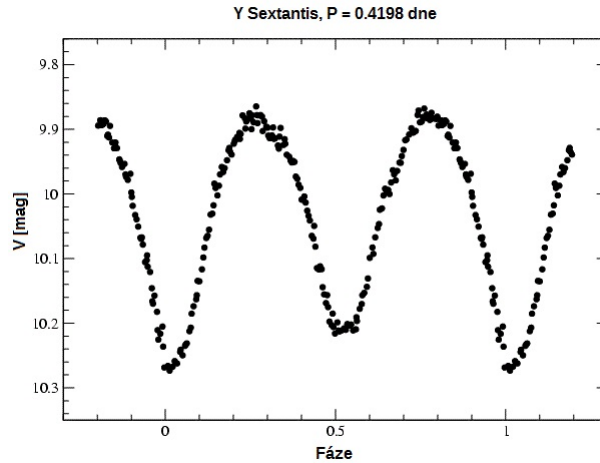
Zákrytové dvojhvězdy

Zákrytové dvojhvězdy jsou dvojhvězdy, které při svém oběhu vzájemně zakrývají. Podle tvaru světelné křivky, obsahující zpravidla dvě různě hluboká minima, rozeznáváme tři typy. Dvojhvězdy typu Algol vykazují mělké sekundární minimum a úzké primární minimum; tato minima jsou způsobena vzájemnými zákryty nestejných složek. Na světelné křivce systému typu β Lyrae vidíme i výraznější sekundární minimum. Obě minima v sebe plynule přechází, což naznačuje protáhlý tvar složek těsné dvojhvězdy, kdy kromě zákrytů pozorujeme i změnu jasnosti vlivem změny velikosti průmětu kapkovitých složek. Posledním typem je W Ursae Majoris, jehož obě minima jsou téměř shodná. Složky jsou rovněž eliptické, navíc se téměř dotýkají, jasnost soustavy se tak neustále mění. [22]

Rotační proměnné

Rotační proměnné hvězdy vznikají v důsledku nestejnorození viditelného povrchu hvězdy, jako jsou hvězdné skvrny. Do skupiny rotačních proměnných hvězd řadíme i pulsary, což jsou rotující neutronové hvězdy, v jejichž rozměrných magnetosférách se generuje synchrotronové elektromagnetické záření, převážně ve směru osy skloněného magnetického dipólu. Pokud nás tento kužel, většinou rádiového záření, zasáhne, zaznamenáme pulz – odtud název objektů – pulsary.

Kromě zmíněných proměnných hvězd existují i další typy, které zde nebyly uvedeny, neboť v tabulce 1.2 jsou znázorněny pouze známější a typičtější objekty. Mezi nezařazené proměnné hvězdy patří např. krátkoperiodické pulzující hvězdy typu δ Doradus. Jedná se o trpasličí pulzující proměnné hvězdy spektrálního typu F0 až F2 ležící v pásu nestability. Hvězdy pulzují neradiálně až s pěti periodami o délce 0,4 až 3 dny s amplitudami vizuálních změn kolem 0,1 mag. Dalším příkladem může být hvězda typu T Tauri či FU Orionis, jejichž proměnnost je způsobena nestabilitou před vstupem na hlavní posloupnost. Tyto dva typy by se mohly zařadit mezi v tabulce 1.2 neuvedený typ fyzických aperiodických hvězd. [28]



Obrázek 1.2: Světelná křivka hvězdy Y Sextantis, zákrytové dvojhvězdy typu W UMa, upraveno podle [36].

1.3 HR diagram – vývoj hvězd a pás nestability

Každý druh pulzujících proměnných hvězd má své specifické místo v Hertzsprungově–Russellově diagramu, který představuje závislost zářivého výkonu či absolutní hvězdné velikosti hvězd na jejich spektrální třídě, barevném indexu nebo teplotě. HR diagram může znázornit jednak velké množství hvězd, které se podle svých vlastností kupí do několika oblastí, a jednak průběh života hvězdy jediné, jejíž vlastnosti se během vývoje mění a hvězda tak danými oblastmi, které tedy představují vývojové fáze hvězdy, prochází.

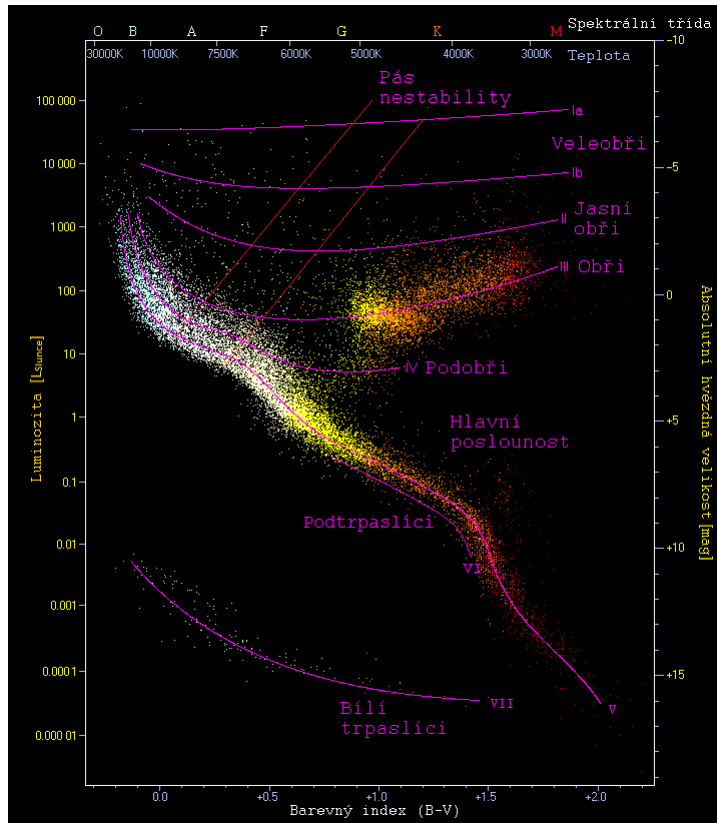
První ze dvou zmíněných případů je znázorněn na obrázku 1.3, kde je v HR diagramu vyneseno přibližně 22 000 hvězd z katalogu Hipparcos [37] a asi tisícovka méně jasných hvězd z Glieseho katalogu nedalekých hvězd [38].

Oblasti, do kterých se hvězdy v diagramu seskupují, jsou na obrázku 1.3 označeny purpurovými čarami s nápisy. Nejvíce hvězd najdeme v hlavní posloupnosti, neboť se jedná o nejdelší fázi hvězdné existence. Starší hvězdy pak najdeme v oblastech obrů a bílých trpaslíků. Římské číslice u každé oblasti označují zařazení dle Morganovy–Keenanovy spektrální klasifikace, která rozšiřuje klasifikaci Harvardskou. Zatímco druhá zmíněná dělí hvězdy podle teploty na několik spektrálních tříd (O, B, A, F, G, K, M), první z nich přidává rozdělení dle zářivého výkonu. Hvězdy stejné teploty se tak mohou rozdělit na více druhů. (Např. hvězda spektrálního typu F může být jak bílým trpaslíkem, tak hvězdou hlavní posloupnosti. Označení V nebo VII pak upřesní, o jakou fázi hvězdné existence (tzv. luminozitní třídu) se jedná.)

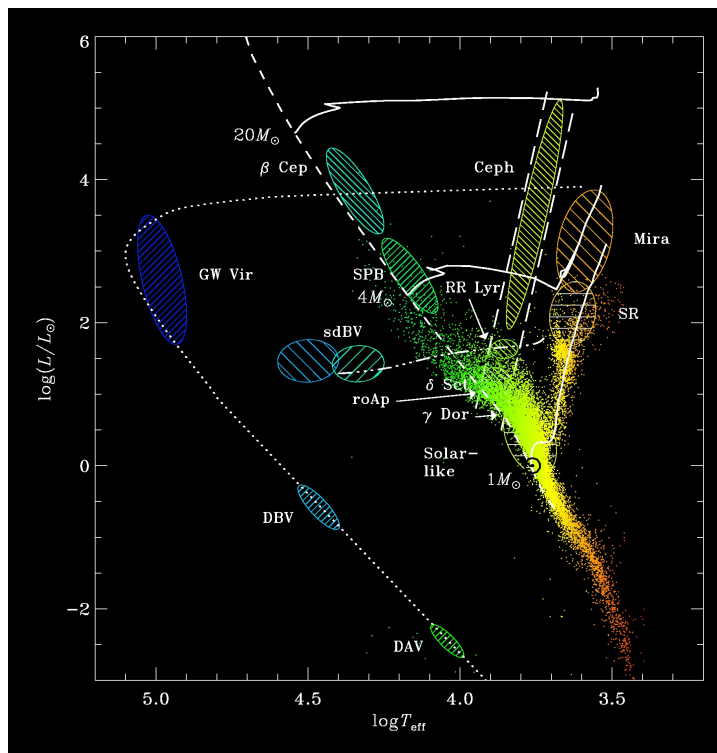
1.3.1 Pás nestability

Červenými čarami je v diagramu na obrázku 1.3 vyznačen pás nestability, ve kterém se nachází velká část radiálně pulzujících hvězd. Jak bude ukázáno v kapitole 1.4.6 na straně 31, radiálně pulzující hvězda splňuje podmínku pulzační nestability, která spočívá v existenci vrstvy, která je schopna akumulovat a uvolňovat energii. Aby nebyly pulzace utlumeny, musí se vrstva nacházet v určité hloubce hvězdy. Vzhledem k tomu, že se hvězdy podobných vlastností, mezi které patří zejména stavba hvězdy, kupí do stejných oblastí, seskupují se rovněž hvězdy splňující zmíněnou podmínku pulzační nestability.

Jak můžeme vidět na obrázku 1.4, v pásu nestability leží cefeidy klasické i typu II, hvězdy typu RR Lyrae, δ Scuti a rychle oscilující hvězdy typu Ap, značeny roAp, kde A značí (střední) spektrální třídu a p představuje slovo pekuliární (zvláštní, podivný).



Obrázek 1.3: HR diagram zobrazující hvězdy z družice Hipparcos a z Glieseho katalogu, upraveno podle [39].

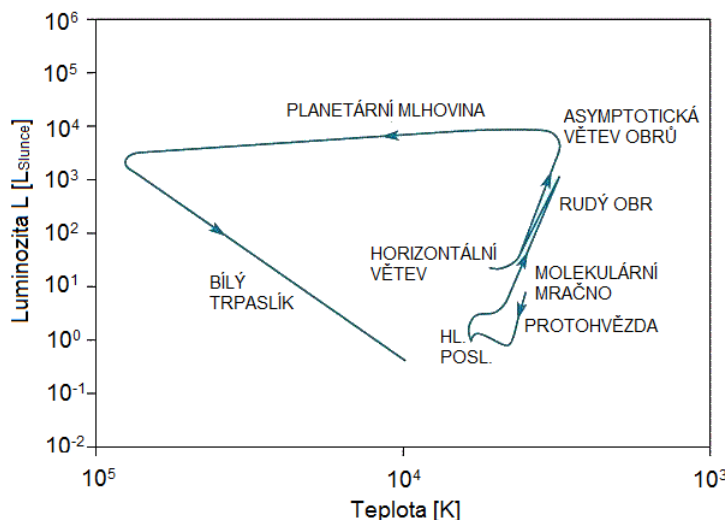


Obrázek 1.4: Umístění pulzujících proměnných hvězd v HR diagramu [40].

Jedná se tedy o pekuliární proměnnou hvězdu, která vykazuje nepatrné změny v jasnosti způsobené neradiálními pulzacemi určenými magnetickým polem [28]. Hvězd typu roAp je dosud známo pouze několik desítek [41]. Pás nestability je v obrázku 1.4 vyznačen čárkovanými čarami. Pokud bychom tento pás prodloužili až do oblasti bílých trpaslíků, viděli bychom, že obsahuje i hvězdy typu ZZ Ceti – pulzující bílé trpaslíky, v obrázku značené písmeny DAV (jedná se o hvězdy spektrálního typu DA, tedy bílé trpaslíky spektrálního typu A; písmenko *D* je pouze jiným značením luminozitivní třídy VII). V obrázku můžeme vidět umístění i ostatních pulzujících hvězd, jako např. hvězdy typu Mira ležící v oblasti obrů, či proměnné typu β Cephei ležící v horní části hlavní posloupnosti. V obrázku jsou také bílými čarami naznačeny trasy vývoje hvězd o hmotnosti jednoho, čtyř a dvaceti Sluncí po opuštění hlavní posloupnosti.

1.3.2 Fáze hvězdného vývoje

Vývoj hvězdy o hmotnosti Slunce v HR diagramu je znázorněn na obrázku 1.5. Další popis obrázku, tedy vývoje hvězdy sluneční hmotnosti, ale i ostatních hmotností, je pak v následujícím textu.



Obrázek 1.5: HR diagram znázorňující vývoj hvězdy o hmotnosti Slunce, upraveno podle [42].

Průběh a délka existence hvězdy závisí na její hmotnosti. Hmotnější hvězdy spalují své palivo rychleji, a tak na hlavní posloupnosti, kde hvězda stráví přibližně 80–90 % své existence, stráví kratší dobu. Hvězda o hmotnosti Slunce zde stráví asi 10^{10} let, zatímco hvězda dvacetkrát hmotnější pouze 10^7 let.

Hvězdy vznikají v molekulových mračnecích – prachoplynných gravitačně vázaných objektech skládajících se především z molekul vodíku a z prachových částic. Pokud oblak či jeho část splňuje podmínku tzv. Jeansova kritéria, tedy pokud má hmotnost rovnou či větší než je Jeansova hmotnost M_J , jež závisí na teplotě T a hustotě ρ podle vztahu 1.7, může se začít gravitačně hroutit. Impulsem pro hroucení může být např. tlaková vlna přicházející od nedaleko vybuchující supernovy, případně náhodná fluktuace hustoty.

$$M_J \sim T^{3/2} \rho^{-1/2} \quad (1.7)$$

Hvězdy vznikají nejčastěji hromadně, a to v tzv. obřích molekulových mračnecích, o rozměrech kolem 50 pc.

Oddělením zhuštěné hmoty od okolního prostoru vzniká hvězdný zárodek, který se dále vyvíjí relativně samostatně – protohvězda. Ta díky zákonu zachování momentu hybnosti během smršťování zrychluje svou rotaci, což může vést k zastavení kontrakce v případě, kdy hodnota odstředivého zrychlení přesáhne hodnotu gravitačního zrychlení. Kolem protohvězdy se však může z rozptýleného materiálu vytvořit rozsáhlá disková struktura, tzv. akreční disk, který na sebe naváže část momentu hybnosti a protohvězdě tak dovolí dál kontrahovat. Z tohoto disku mohou později zhuštěním látky vzniknout planety.

Kontrakce probíhá nejprve rychle, volným pádem, v důsledku čehož roste v centru protohvězdy teplota a hustota, a tedy i tlak. Kontrakce se tak zpomalí a postupně se ustanovuje hydrostatická rovnováha v celém objemu hvězdy. V tomto momentu se protohvězda dostává do tzv. Hayashiho linie, která v HR diagramu odděluje stabilní (vlevo) a nestabilní (vpravo od Hayashiho linie) konfigurace hvězdy. Tato linie v HR diagramu vede přibližně svisle přes místa, kde se nacházejí objekty s povrchovou teplotou asi dvou tisíc kelvinů.

Potenciální energie, která se uvolňuje smršťováním protohvězdy, se přeměňuje jak na vnitřní energii, která hvězdu zahřívá, tak na energii zářivou, která se na povrch přenáší nejprve zejména konvekcí. Vlivem vyzařování energie do okolí se protohvězda dále smršťuje, čímž roste její vnitřní energie, klesá opacita (viz kap. 1.4.6 na straně 31) a pro přenos zářivé energie začne být dominantní zářivá difuze.

Teplota v centru hvězdy roste a po dosažení alespoň $3 \cdot 10^6$ K se v jádru zažehnou termonukleární reakce, během nichž se vodík přeměňuje na hélium, přičemž se uvolňuje energie. Brzy tato energie začne uhrazovat ztráty způsobené vyzařováním, hvězda se přestane smršťovat, dostává se do rovnovážného stavu a stává se hvězdou hlavní posloupnosti. V této fázi jsou prakticky jediným zdrojem energie termonukleární reakce.

Jak je možné vidět na obrázku 1.5, poloha na hlavní posloupnosti se prakticky nemění, ačkoliv zde hvězda stráví většinu své existence. Během této fáze v jádru hvězdy probíhá syntéza vodíku na helium ve formě protonově-protonového řetězce, kdy postupně vznikne ze čtyř protonů (jader vodíku) jádro helia, a CNO cyklu, v němž syntéza vodíku na helium probíhá za přítomnosti katalyzátorů, kterými jsou uhlík C, dusík N a kyslík O. Protonově-protonový řetězec dominuje v méně hmotných hvězdách, zatímco CNO cyklus ve hvězdách hmotnějších, přičemž tato hranice činí přibližně $2 M_{\odot}$. Během spalování vodíku v jádru je hvězda ve víceméně rovnovážném stavu.

Poté, co v jádru dohoří téměř všechny vodík, začne se vnitřek hvězdy smršťovat, neboť termojaderné reakce již neuhradí vyzářený výkon hvězdy. V jádru tak vzroste hustota i teplota, čímž se ohřejí i vyšší vrstvy, v nichž se začne spalovat vodík na helium, což vede k expanzi hvězdného obalu a hvězda se stane červeným obrem.

V závěrečných fázích existence hvězdy dochází k elektronové degeneraci jádra. U méně hmotných hvězd, jejichž jádro mívá nižší teplotu a vyšší hustotu než jádra hvězd hmotnějších ve stejné vývojové fázi, nastává tato degenerace dříve.

Ve hvězdách lehčích než $0,075 M_{\odot}$ dojde k elektronové degeneraci jádra dokonce dříve, než by dosedly na hlavní posloupnost. Degenerace jádra nedovolí protohvězdě kontrahovat natolik, aby v centru dosáhla teploty potřebné pro zapálení jaderných reakcí. Z tohoto objektu pak vznikne hnědý trpaslík.

Ve hvězdách s hmotnostmi podobnými hmotnosti Slunce (do cca $2 M_{\odot}$) dojde k elektronové degeneraci jádra ve fázi rudého obra. Vodivý elektronově degenerovaný plyn rychle rozvede energii vzniklou z heliových reakcí, které se zažehly po překročení hmotnosti heliového jádra $0,4 M_{\odot}$, po celém jádru. Díky tomu se velice rychle rozšíří oblast, ve které dojde k zažehnutí heliových reakcí, kdy se jádra helia přeměňují na další prvky, jako je uhlík a kyslík, a dojde k tzv. heliovému záblesku. Hvězda se pak dostává na horizontální větev, což je přibližně vodorovný pás v HR diagramu procházející místy, kde se nacházejí

objekty se zářivým výkonem přibližně $10^2 L_{\odot}$. Vlivem zahřívání heliovými reakcemi teplota jádra převyšuje teplotu degenerace a jádro tak degenerované být přestane. Další vývoj je pak obdobný jako vývoj hvězd popsáný v následujícím odstavci.

Ve hvězdách hmotnějších než $2 M_{\odot}$ k heliovému záblesku nedojde, neboť k elektronové degeneraci jádra dochází později. Ve fázi červeného obra se v centru těchto hvězd však rovněž, avšak ne s explozivním charakterem, zažehnou heliové reakce, což povede k rozepnutí jádra a ochlazení vyšší vrstvy, v níž probíhaly vodíkové reakce. Vlivem ochlazení dojde k poklesu tempa těchto reakcí a snížení výkonu vyzařovaným hvězdou. Ta se opět smrští, jádro se zahřeje a heliové reakce, jejichž produkty jsou převážně uhlík a kyslík, se urychlí. Poté, co tyto reakce ustanou, jádro degeneruje a helium se začne spalovat na jeho povrchu. V další vyšší vrstvě se začne spalovat vodík, díky čemuž hvězda opět expanduje a dostane se v případě hvězd s hmotnostmi do $8 M_{\odot}$ [43] do asymptotické větve obrů (horní mez oblasti obrů), v případě hvězd s hmotnostmi vyššími do oblasti veleobrů.

Nejhmotnější hvězdy, jejichž hmotnost je větší než asi $11 M_{\odot}$, mohou palivo ve svém jádru postupně přeměnit až na prvky skupiny železa. Poté, co se hmotnost následně degenerovaného jádra dostane na tzv. Chandrasekharovu mez, která čítá $1,44 M_{\odot}$, se jádro gravitačně zhroutí a uvolněná energie exploduje jako supernova typu II, Ib nebo Ic. Pokud počáteční hmotnost hvězdy byla nižší než asi $50 M_{\odot}$, zbytek po výbuchu supernovy se zhroutí do neutronově degenerované tzv. neutronové hvězdy. Hvězdy vyšší počáteční hmotnosti se na konci své existence, po výbuchu supernovy, stanou černými dírami.

Jádro hvězd méně hmotných, s počáteční hmotností větší než $0,4 M_{\odot}$ a menší než $11 M_{\odot}$, zdegeneruje dříve, než dojde k přeměně paliva na železo. Degeneraci předchází odhození vnějších vrstev hvězdy, z nichž se stane tzv. planetární mlhovina, v důsledku hvězdného větru. Jádro se mění na bílého trpaslíka, který postupně vyhasíná a změní se na trpaslíka černého.

V nejméně hmotných hvězdách, které prošly fází hlavní posloupnosti, s počátečními hmotnostmi mezi $0,075$ a $0,4 M_{\odot}$, nedošlo ani k zapálení heliových reakcí. Vzhledem k nízké teplotě dochází k přenosu energie především konvekcí, která učiní hvězdu chemicky homogenní. Po spotřebování téměř veškerého vodíku v celém objemu se hvězda začne hroutit, elektronově degeneruje, postupně chladne a stává se tzv. heliovým trpaslíkem. Vzhledem ke stáří vesmíru a k nepřímé úměrnosti mezi hmotností hvězdy a délkou její existence však zatím nemohla být žádná takováto hvězda pozorována.

V obrázku 1.4 lze na vývojových trasách hvězd, vyznačených bílou plnou čarou, vidět, kdy se hvězdy různých hmotností mohou dostat do pásu nestability, případně do jiné oblasti proměnných hvězd.

Kapitola 1.3.2 byla psána především podle skript Z. Mikuláška & J. Krtičky, 2005 [44], částečně také podle online zdroje *Hvězdy* [32].

1.4 Cefeidy a jejich vlastnosti

Jak již bylo ukázáno v kapitole 1.2, cefeidy patří mezi pulzující fyzické proměnné hvězdy. Mohou být buď klasické, neboli cefeidy typu δ Cephei či I. typu, dále cefeidy II. typu anebo anomální.

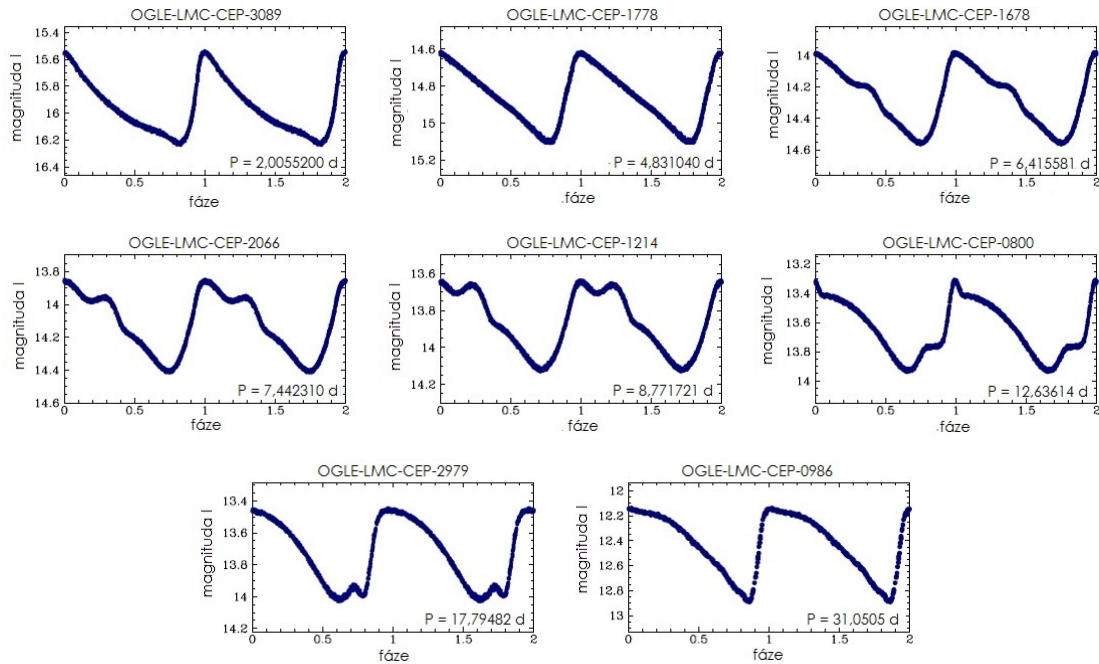
1.4.1 Klasické cefeidy

Klasické cefeidy představují nejdéle známý typ cefeid, pojmenovaný po první objevené cefeidě – δ Cephei. Jedná se o hmotné hvězdy populace I v pokročilém stupni vývoje, spektrálního typu F–K luminozitní třídy Ib–II (nadobři–veleobři) [28]. Perioda jejich pul-

zací může činit jeden až několik set dnů, typicky se však pohybuje v řádu jednotek dnů [26]. Amplituda světelných změn může dosáhnout až 2 mag [28].

Klasické cefeidy mohou pulzovat jak v módu základním, tak i v prvním harmonickém (viz kap. 1.4.6 na straně 31). Světelná křivka klasických cefeid pulzujících v základním módu, kterých je většina, je asymetrická s rychlým nárůstem do maxima a pomalejším poklesem. Světelné křivky těchto cefeid s periodami zhruba od 6 do 20 dnů zpravidla vykazují jistou nerovnost („hrbol“), která se se vzrůstající periodou posouvá po světelné křivce směrem doleva. Tento jev je známý pod pojmem Hertzsprungova progrese. [26]

Na obrázku 1.6 jsou ukázky světelných křivek klasických cefeid pulzujících v základním módu s různými periodami, na nichž je zřetelná Hertzsprungova progrese.



Obrázek 1.6: Světelné křivky klasických cefeid pulzujících v základním módu s různými periodami vytvořené z dat z přehledky OGLE [45], obrázky převzaty a upraveny podle [26].

Klasické cefeidy pulzující v prvním harmonickém módu mají periody kratší, ty se pohybují v rozmezí od desetin dne do několika dnů. Hodnota maximální periody závisí na metalicitě³ okolních hvězd, pro SMC je tato hodnota 4,5 dne, pro LMC 6 dnů a pro galaktické cefeidy až 7,6 dne [26], [46]. Rovněž amplitudy světelných změn těchto cefeid jsou nižší, jejich hodnoty nabývají několik desetin magnitudy.

Na obrázku 1.7 je ukázka dvou klasických cefeid pulzujících v prvním harmonickém módu. Jejich světelným křivkám jsou velice podobné křivky proměnných hvězd typu δ Scuti. Ačkoliv periody těchto hvězd bývají kratší než periody klasických cefeid pulzující v prvním harmonickém módu, neexistuje ostrá hranice mezi těmito dvěma typy proměnných [26].

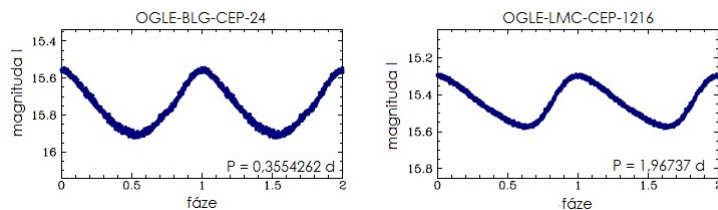
Velmi vzácně mohou hvězdy typu δ Cephei pulzovat i ve druhém harmonickém módu. Světelná křivka těchto hvězd je téměř sinusová s amplitudami menšími než 0,1 mag [26].

Některé cefeidy typu I pulzují ve více módech zároveň. Jejich světelná křivka je pak složením křivek jednotlivých módů.

Klasické cefeidy se, podobně jako ostatní hvězdy populace I, nachází především v rovině galaktického disku, např. v otevřených hvězdokupách. Tyto cefeidy pozorujeme

³Metalicita vyjadřuje obsah prvků, které jsou těžší než hélium.

také v jiných galaxiích, jakou jsou Malé a Velké Magellanovo mračno a galaxie M 31 v Andromedě.

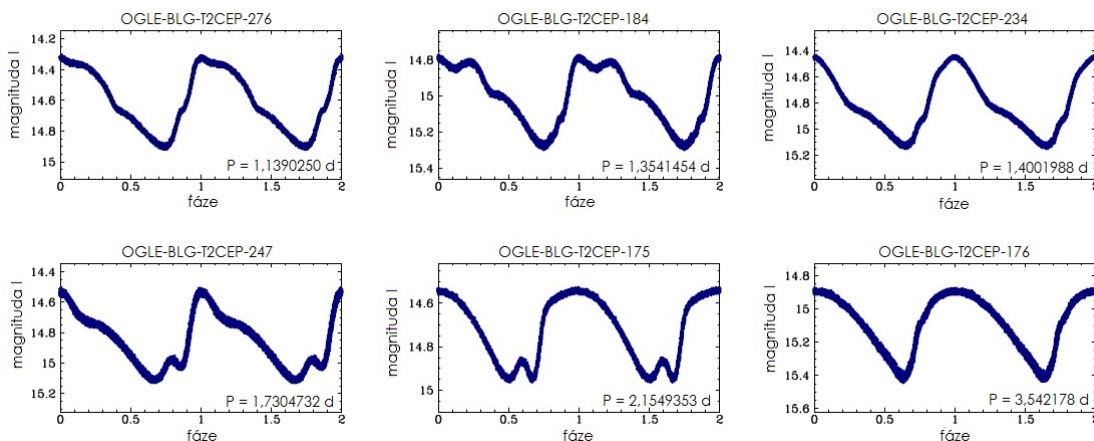


Obrázek 1.7: Světelné křivky klasických cefeid pulzujících v prvním harmonickém módu vytvořené z dat z přehlídky OGLE [45], obrázky převzaty a upraveny podle [26].

1.4.2 Cefeidy typu II

Cefeidy typu II jsou starší hvězdy populace II, které jsou rozprostřeny téměř po celém pásu nestability (spektrální třídy A–K). Dělí se na 3 podtypy.

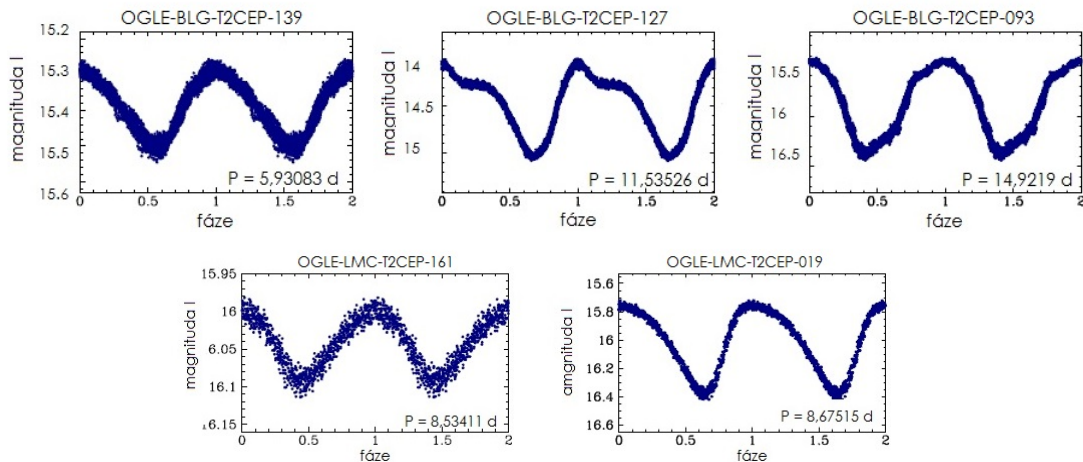
Nejrychleji pulzují hvězdy typu BL Herculis s periodou přibližně 1–5 dní [26] a amplitudou světelných změn až 2 mag [28]. Proměnnou typu BL Herculis se může hvězda stát při přechodu z horizontální větve do asymptotické větve obrů, pokud se během tohoto procesu dostane do pásu nestability [26]. Světelná křivka hvězd typu BL Herculis je svým charakterem podobná křivkám klasických cefeid, které pulzují v základním módu. Křivka hvězd typu BL Herculis s periodou kratší než 3 dny vykazuje podobně jako klasické cefeidy nerovnost, která se s rostoucí periodou posouvá po světelné křivce směrem vlevo, analogicky Hertzsprungově progresu. Na obrázku 1.8 jsou příklady světelných křivek několika hvězd typu BL Herculis, na nichž je posun nerovnosti patrný.



Obrázek 1.8: Světelné křivky hvězd typu BL Herculis vytvořené z dat z přehlídky OGLE [47], [48], obrázky převzaty a upraveny podle [26].

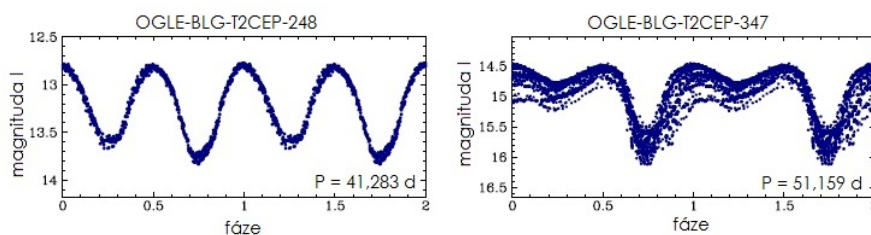
Delší periodu pulzací mají hvězdy typu W Virginis, u nichž činí přibližně 5–20 dní (v Magellanových mračnech mají hvězdy tohoto typu periody již od 4 dní) [26]. Jedná se o hvězdy nacházející se ve fázi asymptotické větve obrů s amplitudou světelných změn až 2 mag [28]. Světelná křivka těchto cefeid je často symetričtější, u vyšších period se objevují nerovnosti. Během pulzací hvězda vykazuje malé změny v periodě. V Malém a Velkém Magellanově mračnu byly pozorovány tzv. pekulární hvězdy typu W Virginis, které jsou jasnější a jejichž spektrum je posunuté více do modré barvy, než jak je tomu u normálních hvězd tohoto typu, pekulární hvězdy tak nerespektují vztah perioda – absolutní hvězdná

velikost pro normální hvězdy typu W Vir a mají rovněž odlišnou světelnou křivku [26]. Na obrázku 1.9 jsou zobrazeny světelné křivky některých hvězd typu W Virginis. Na posledních dvou grafech jsou k porovnání světelné křivky normální (vlevo) a pekulární hvězdy typu W Vir (vpravo) o podobné periodě.



Obrázek 1.9: Světelné křivky normálních hvězd typu W Virginis a jedné pekulární (graf vpravo dole) vytvořené z dat z přehlídky OGLE [47], [48], [49], obrázky převzaty a upraveny podle [26].

Nejdelší periodu pulzací mají hvězdy typu RV Tauri, veleobři, jejichž perioda se pohybuje od 40 do více než 100 dní [26] a amplituda světelných změn od 3 do 4 mag. Během pulzačního cyklu se kromě zářivého výkonu mění i spektrální typ hvězdy, kdy v minimu spadá do třídy K–M a v maximu F–G [28]. Ve světelné křivce můžeme pozorovat primární a sekundární minima, perioda se pak počítá jako doba mezi dvěma po sobě jdoucími primárními minimy. Hvězdy typu RV Tauri se dále dělí na dva podtypy – RVa, jejichž průměrná jasnost je na dlouhodobé škále víceméně konstantní, a RVb, vykazující dlouhodobé změny, které modulují změny pulzační. [26] Na obrázku 1.10 jsou světelné křivky dvou hvězd typu RVa a na obrázku 1.11 jedné hvězdy typu RVb – na horním grafu lze vidět dlouhodobý vývoj jasnosti, na spodních dvou pak křivky dlouhodobých a krátkodobých změn, z nichž se křivka nahoře skládá.

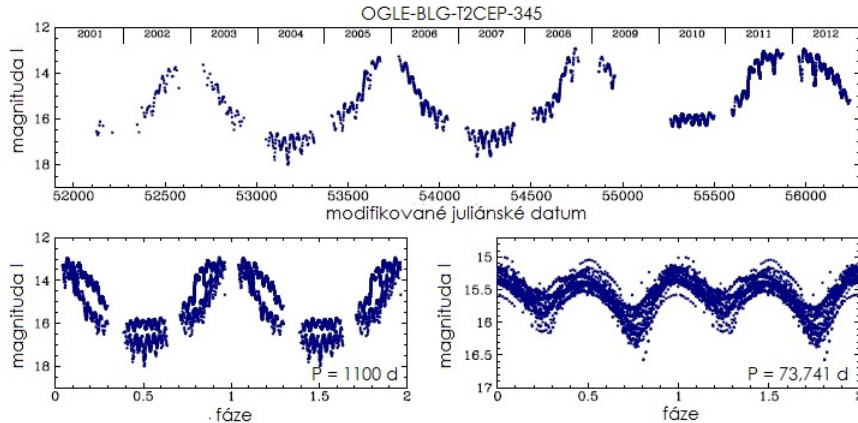


Obrázek 1.10: Světelné křivky hvězd typu RVa vytvořené z dat z přehlídky OGLE [47], [48], obrázky převzaty a upraveny podle [26].

Z důvodu odlišné světelné křivky od ostatních cefeid a dlouhých period se hvězdy typu RV Tauri někdy řadí mezi dlouhoperiodické hvězdy, tedy do kategorie mimo cefeidy.

Společně s ostatními hvězdami populace II můžeme cefeidy typu II nalézt v galaktickém halo, které tvoří oblast přibližně sféricky symetrickou kolem středu Galaxie dosahující do vzdálenosti 20 kpc [50] od středu Galaxie. Tyto hvězdy pak leží zejména v kulových

hvězdokupách a blízko centra Mléčné dráhy i jiných spirálních galaxií, dále je pak lze pozorovat v galaxiích eliptických.



Obrázek 1.11: Světelné křivky hvězdy typu RVb. Horní graf znázorňuje složenou světelnou křivku, spodní dva pak křivku modulace (vlevo) a křivku pulzací (vpravo). Vytvořeno z dat z přehlídky OGLE [47], [48], obrázky převzaty a upraveny podle [26].

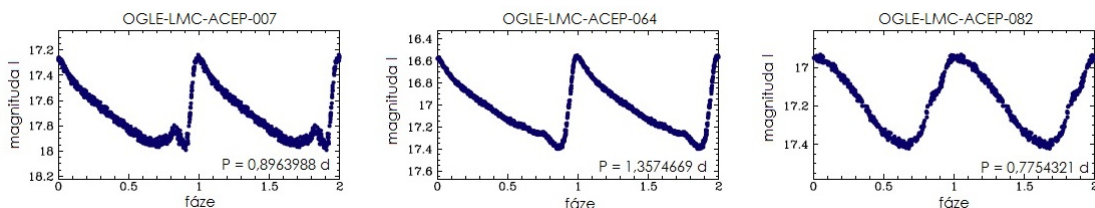
1.4.3 Anomální cefeidy

Kromě klasických cefeid a cefeid typu II pozorujeme také anomální cefeidy, což jsou hvězdy s nízkou metalicitou a hmotností mezi $1-2 M_{\odot}$, jejichž křivka pro vztah perioda – absolutní hvězdná velikost leží mezi křivkami pro klasické cefeidy a cefeidy typu II (viz obr. 1.17 na straně 30). Pravděpodobně se jedná buď o relativně mladé hvězdy s extrémně nízkou metalicitou, anebo o hvězdy, které vznikly sloučením starších dvojhvězd [26], [49].

Podobně jako klasické cefeidy pulzují jak v základním, tak v prvním harmonickém módu. Periody pulzací v základním módu se u anomálních cefeid pohybují mezi několika hodinami a přibližně dvěma dny a amplitudy kolem 1 mag. Světelná křivka vykazuje rychlý nárůst do maxima a pozvolnější pokles. Křivky anomálních cefeid s periodou kratší než 1 den jsou velice podobné světelným křivkám hvězd typu RR Lyrae; křivky anomálních cefeid s periodami větší než 1 den jsou pak podobné křivkám klasických cefeid. Pro rozlišení mezi těmito typy je pak často nutné znát absolutní hvězdnou velikost. [26]

Periody pulzací anomálních cefeid pulzujících v prvním harmonickém módu nabývají hodnot od 0,3 do přibližně 1 dne, amplitudy světelných změn se pohybují kolem 0,5 mag. Světelné křivky jsou poměrně symetrické.

Na obrázku 1.12 jsou světelné křivky dvou anomálních cefeid pulzujících v základním módu (vlevo) a jedné pulzující v prvním harmonickém módu (vpravo).

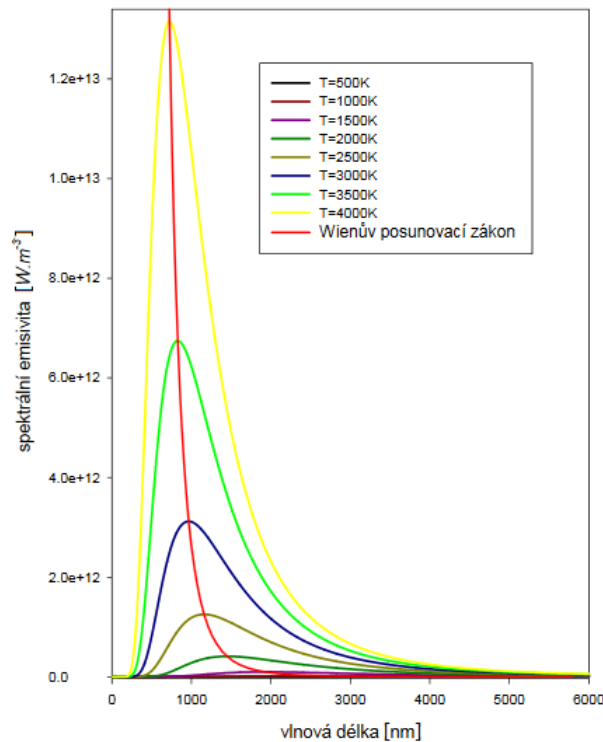


Obrázek 1.12: Světelné křivky anomálních cefeid pulzujících v základním módu (první dvě zleva) a v prvním harmonickém (první zprava) vytvořené z dat z přehlídky OGLE [49], obrázky převzaty a upraveny podle [26].

Většina anomální cefeid byla nalezena v nedalekých trpasličích sferoidálních galaxiích, což jsou malé, málo jasné satelitní galaxie přibližně sférického tvaru; jedná se o podtyp trpasličích eliptických galaxií. Poměrně hodně anomálních cefeid bylo nalezeno v LMC [49], několik kandidátů bylo pozorováno také v SMC [51]. V naší Galaxii – v kulových hvězdách – bylo pozorováno pouze několik málo anomálních cefeid [26].

1.4.4 Závislost světelné křivky na vlnové délce

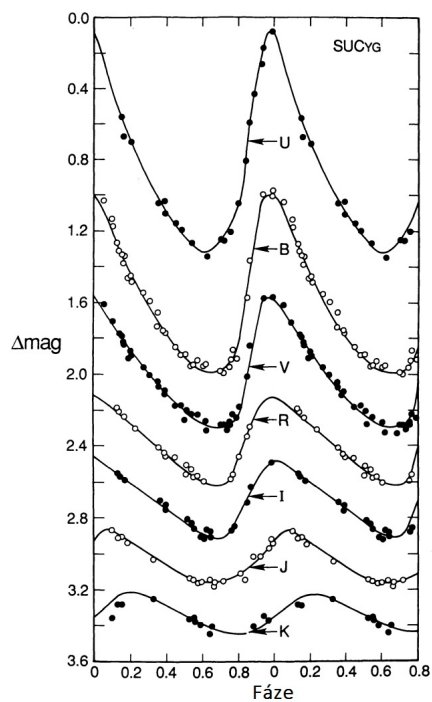
Vzhledem k tomu, že podle Planckova vyzařovacího zákona množství energie vyzařené objektem závisí na vlnové délce, přičemž dle Wienova posunovacího zákona se maximum vyzařování s rostoucí teplotou objektu posouvá ke kratším vlnovým délkám (viz obrázek 1.13), bude rovněž světelná křivka proměnných hvězd záviset na použitém filtru. Planckův vyzařovací zákon platí pro absolutně černé těleso, kterým lze rozložení energie ve spektru aproximovat, avšak změny vyzařování reálných pulzujících hvězd v závislosti na vlnové délce jsou často mnohem větší.



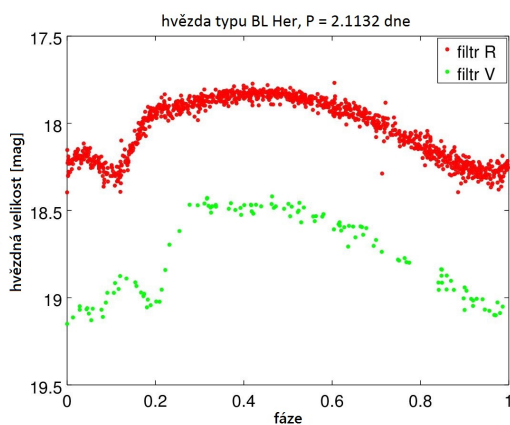
Obrázek 1.13: Planckův vyzařovací zákon se znázorněním Wienova posunovacího zákona, spektrální emisivita na vertikální ose představuje spektrální hustotu toku, tedy hustotu toku energie vyzařené v určité vlnové délce [52].

Obrázek 1.14 znázorňuje závislost světelné křivky galaktické klasické cefeidy SU Cyg s periodou 3,845 d [53] na barevném filtru. V obrázku můžeme vidět pokles amplitudy směrem k filtrům propouštějícím delší vlnové délky a rovněž posun maxima směrem k pozdější fázi s rostoucí vlnovou délkou propuštěného světla. Tento posun je však patrný až u filtrů *J* a *K*.

Na obrázku 1.15 je pak znázorněna světelná křivka hvězdy typu BL Herculis, ležící v Malém Magellanově mračně, ve dvou filtrech – *V* a *I*. Před nástupem do maxima lze pozorovat nerovnost diskutovanou v kapitole 1.4.2 na straně 24, která se vyskytuje v obou filtrech.



Obrázek 1.14: Závislost tvaru světelné křivky klasické cefeidy SU Cyg na barevném filtru, na svislé ose je vynesena diferenciální magnituda, upraveno podle [54].



Obrázek 1.15: Světelné křivky hvězdy typu BL Her s názvem OGLE-SMC-T2CEP-16 ve filtrech V a I, vynesena byla data z přehlídky OGLE [55].

1.4.5 Vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí

Cefeidy jsou hojně využívány jako standardní svíčky, neboť pro ně platí známý vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí (dále označovaný také jako PL vztah, podle anglického „Period–Luminosity“); každý podtyp cefeidy však splňuje svůj vlastní PL vztah. Rovněž cefeidy v naší Galaxii splňují jiný vztah než cefeidy téhož typu v SMC a než v LMC.

Vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí hvězdy je logaritmický. Pokud tedy vyneseme závislost zářivého výkonu či absolutní hvězdné velikosti na logaritmu periody, získáme vztah lineární. Díky znalosti tohoto vztahu lze nepřímě měřit vzdálenost cefeid pomocí jejich periody. Změřením periody a jejím dosazením do PL vztahu získáme absolutní hvězdnou velikost. Pokud známe pozorovanou hvězdnou velikost, kterou lze získat fotometrickými měřeními, můžeme vzdálenost objektu spočítat z modulu vzdálenosti ze vztahu 1.5 na straně 12.

V tabulce 1.3 jsou uvedeny PL vztahy ve filtru V pro klasické cefeidy v naší Galaxii a v obou Magellanových mračnách podle práce A. Sandageho, et al., 2004 [56] a 2009 [17]. M_V představuje absolutní hvězdnou velikost ve filtru V a P periodu pulzací, která se udává ve dnech.

Objekt	PL vztah
Galaxie	$M_V = -(3,087 \pm 0,085) - (0,914 \pm 0,098) \log P$
LMC	$M_V = -(2,702 \pm 0,028) - (1,491 \pm 0,022) \log P$
SMC	$M_V = -(2,588 \pm 0,045) - (1,400 \pm 0,035) \log P$

Tabulka 1.3: PL vztahy klasických cefeid pro Galaxii a Magellanova mračna [17], [56].

Další prací, která se zabývá PL vztahy klasických cefeid jak v základním, tak ve vyšších harmonických módech v Malém a Velkém Magellanově mračně, je článek I. Soszyńského et al., 2015 [57]. Vztahy mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí cefeid typu II v naší Galaxii se zabývají např. A. Bhardway et al., 2017 [3], N. Matsunaga et al., 2006 [58] a D. H. McNamara, 1995. PL vztahy cefeid typu II a anomálních cefeid v základním i prvním harmonickém módu ležících v Magellanových mračnách pak najdeme v práci M. A. T. Groenewegena & M. I. Jurkovic, 2017 [19].

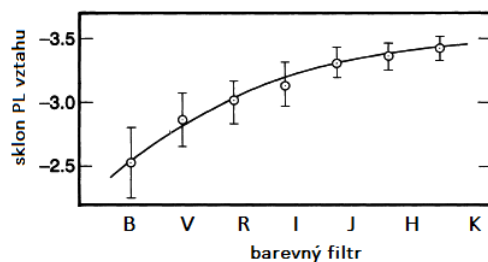
PL vztah se v poslední době často vyjadřuje pomocí tzv. Wesenheitova indexu W_I definovaného vztahem

$$W_I = I - 1,55(V - I), \quad (1.8)$$

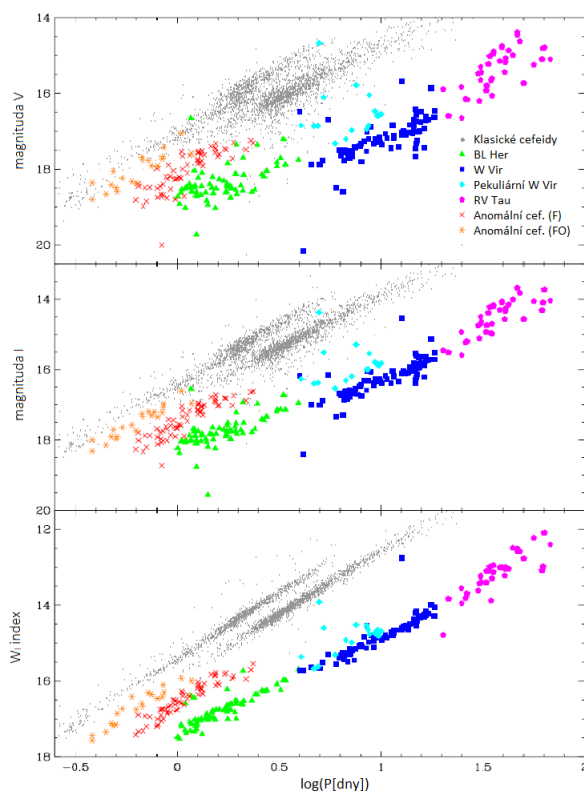
kde I a V jsou pozorované hvězdné velikosti ve filtrech I a V [57]. Výhoda zavedení Wesenheitova indexu tkví zejména v tom, že není ovlivněn mezihvězdným zčervenáním, které vzniká rozptylem světla na prachových částicích v mezihvězdném prostoru.

Parametry vztahu mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí závisí na použitém barevném filtru, v němž vyjadřujeme hvězdnou velikost. Na obrázku 1.16 je znázorněna závislost sklonu přímky vztahu mezi hvězdnou velikostí a logaritmem periody na barevném filtru.

Na obrázku 1.17 jsou PL relace všech typů cefeid ve Velkém Magellanově mračně pro magnitudy V a I a Wesenheitův index.



Obrázek 1.16: Závislost sklonu přímky PL vztahu na barevném filtru, upraveno podle [54].



Obrázek 1.17: PL relace všech typů cefeid v LMC pro hvězdné velikosti V , I a Wesenheitův index; pro klasické cefeidy vidíme dvě oblasti – spodní přísluší cefeidám pulzujícím v základním módu, horní pak v prvním harmonickém. U anomálních cefeid značí F základní mód, FO první harmonický mód. Upraveno podle [49] za použití [45].

1.4.6 Příčiny vzniku pulzací

Cefeidy, stejně jako téměř všechny ostatní hvězdy pásu nestability, pulzují radiálně, což znamená, že se mění jejich poloměr. Zdrojem radiálních pulzací je tok zářivé energie vycházející z centra hvězd. Aby se pulzace udržely, je potřeba speciálního mechanismu, neboť pokud dojde k adiabatickému stlačení hvězdy, hustota ρ a teplota T uvnitř vzroste tak, že poklesne opacita (neprůhlednost) κ daná Kramersovým zákonem

$$\kappa \propto \rho T^{-3,5}. \quad (1.9)$$

Snížená opacita pak propustí více světla z centra, ve vyšších vrstvách vzroste teplota a hvězda se opět rozeprne, čímž se dostane zpět do rovnováhy; pulzace jsou tak potlačeny.

Vzhledem k tomu, že je pozorováno nezanedbatelné množství pulzujících proměnných hvězd, musí existovat mechanismus, který tyto pulzace udržuje. Takovýto mechanismus nastínil již v roce 1926 britský astrofyzik A. S. Eddington [59], který navrhl tzv. záklopkový mechanismus – „valve mechanism“, který spočívá v existenci jakési pomyslné záklopkovy, která způsobí při stlačení hvězdy pozastavení zářivého toku a jeho uvolnění při expanzi, což lze splnit, pokud ve hvězdě existuje vrstva, v níž při stlačení vzroste opacita.

Záklopkový mechanismus, který propočítali N. Baker & R. Kippenhahn v roce 1962 [60], kteří mu dali název κ -mechanismus podle označení opacity, jež se vyjadřuje řeckým písmenem κ , funguje na základě existence tzv. aktivní vrstvy, která obsahuje srovnatelné množství jednou a dvakrát ionizovaného helia (He II a He III). Když dojde ke kompresi hvězdy, zvýšená energie se spotřebuje na ionizaci prvků v aktivní vrstvě, teplota tedy tolik nevzroste, hustota se naopak zvýší a opacita dle Kramersova zákona (vzorec 1.9) vzroste. Vyšší neprůhlednost pak způsobí zvýšení tlaku záření přicházejícího z centra hvězdy, jehož působením hvězda expanduje a aktivní vrstva se tak posune do oblasti s nižší teplotou a hustotou a atomy helia začnou rekombinovat a uvolňovat tak naakumulovanou energii. Teplota vrstvy tím pádem klesá pomaleji než okolí, avšak hustota klesá společně s okolím, což vede k poklesu opacity. Postupně však začne tíha materiálu převyšovat tlak záření, hvězda se začne opět smršťovat a cyklus se tak uzavírá.

Aby pulzace nebyly utlumeny, musí být aktivní vrstva, která má teplotu přibližně 40 000 K uložena v přiměřené hloubce. Nejchladnější hvězdy mají tuto vrstvu uloženou příliš hluboko pod povrchem, kde je amplituda pulzací tak nízká, že se vlastnosti této vrstvy prakticky nemění. V horkých hvězdách je naopak tato vrstva příliš vysoko, tedy v místech s nízkou hustotou. Aktivní vrstva tak nemá dostatečnou hmotnost, aby akumulovala množství energie potřebné pro udržení pulzací.

Módy pulzací

Hvězdy nejčastěji pulzují v základním módu, jsou však pozorovány i hvězdy, které pulzují v módech vyšších harmonických.

Pulzace hvězd mají povahu zvukové vlny, která se šíří podélně. Vlnění přicházející z centra hvězdy se může odrážet na její fotosféře, jejíž tloušťka je oproti vlnové délce, která zde činí 10^4 – 10^5 km [28], zanedbatelná. Vlna pak může interferovat sama se sebou a vzniká stojaté vlnění. Vzhledem k tomu, že se jedná o třírozměrný rezonátor, můžeme pulzace popsat uspořádanou trojicí vlnových čísel $\{n, l, m\}$.

Pro radiální pulzace platí $l = 0 = m$ a jejich povahu lze popsat parametrem n . Hvězdy pulzující v základním módu mají $n = 0$, v prvním harmonickém $n = 1$, ve druhém harmonickém módu $n = 2$ atd. Radiální pulzace je možné přirovnat k vlnění v píšťalách – polouzavřených lineárních rezonátorech, v nichž jsou dovoleny pouze takové módy vlnění, které mají uzel na uzavřeném konci píšťaly (u hvězdy jádro) a kmitnu na konci otevřeném (u hvězdy povrch). Pokud jediný uzel leží právě v centru hvězdy,

jedná se o pulzace v základním módu, pokud existují uzly další, hvězda pulzuje ve vyšších harmonických módech, jejichž vlnová délka, a tedy i perioda, je kratší. Uzly vyšších harmonických módů, jejichž počet mezi jádrem a povrchem hvězdy udává vlnové číslo n , mají ve hvězdě formu uzlových sfér, které jsou v klidu, zatímco oblasti v okolí kmitny kmitají s nejvyšší amplitudou.

Zatímco v píšťale jsou vzdálenosti uzlů vyšších harmonických módů od uzavřeného konce pro první mód $2/3 L$, pro druhý $2/5 L$ a $4/5 L$, kde L je délka píšťaly, ve hvězdě jsou tyto uzly od středu vzdáleny v prvním módu $0,6 R$ a ve druhém $0,5 R$ a $0,85 R$, kde R je poloměr hvězdy. Důvodem je fakt, že hvězda není lineárním, nýbrž třírozměrným rezonátorem a že rychlost zvuku klesá ve hvězdě s klesající hustotou, tedy směrem od středu. Pulzace ve hvězdě pak nemají sinusový průběh, jak je tomu v případě píšťaly. Amplituda je v centru minimální, nejvíce pak pulzují vnější části hvězdy.

To, v jakém módu bude hvězda pulzovat, určuje hloubka aktivní vrstvy. Chladnější hvězdy, které mají tuto vrstvu níže, pulzují v základním módu, zatímco hvězdy teplejší mohou pulzovat ve vyšších harmonických módech. Pro to, aby byly pulzace vybudeny, je nutné, aby se tato vrstva nacházela spíše blíže kmitny daného módu, nikoliv blízko uzlu.

Pokud jsou vlnová čísla l a m nenulová, dochází k pulzacím neradiálním, kdy některé části povrchu expandují, zatímco jiné se smršťují. Čísla l a m udávají počet uzlových kružnic, které na povrchu hvězdy oddělují části, které vůči sobě pulzují ve fázi či protifázi. Číslo l je celé nezáporné a udává počet uzlových rovnoběžek, zatímco číslo m může nabývat hodnot $\{-l, (-l + 1), \dots, 0, 1, \dots, (l - 1), l\}$ a udává počet uzlových poledníků, které mohou putovat ve směru hvězdy (pro $m > 0$) či proti směru hvězdy ($m < 0$).

Kapitola 1.4.6 byla napsána z většiny podle skript Z. Mikuláška & M. Zejdy, 2013 [28] a Z. Mikuláška & J. Krtyčky, 2005 [44].

1.5 Cefeidy v historii

Aby byl plně pochopen význam cefeid v astronomii, bude následující kapitola věnována historii objevu a výzkumu cefeid.

1.5.1 Objev cefeid

Proměnnost první cefeidy, kterou byla hvězda δ Cephei ze souhvězdí Cefeia, objevil anglický amatérský astronom John Goodricke v roce 1784 [61]. Po hvězdě byl později pojmenován tento typ proměnných. Nejedná se však o první objevenou pulzující proměnnou hvězdu, tou byla α Ceti, objevená v roce 1596 německým amatérským astronomem Davidem Fabriciem. Ten pozorovanou hvězdu nazval Mira, neboli „Podivuhodná“. První vědecké pozorování proměnné hvězdy obecně provedl v roce 1572 dánský astronom Tycho Brahe; jednalo se o novu („novou hvězdu“). [28]

Po rozeznání hvězdných populací americkým astronomem Walterem Baadem, které bylo publikováno v roce 1944 [62], došlo k rozdělení cefeid na dva podtypy – cefeidy typu (populace) I, neboli klasické cefeidy stejného typu, jako první objevená Johnem Goodrickeem, a cefeidy typu II, tedy hvězdy starší populace, které rovněž rozeznal Walter Baade. Ten díky intenzivnímu pozorování proměnných hvězd v Galaxii v Andromedě (M 31) letech 1950–1952 pomocí Haleova 200palcového teleskopu na observatoři Palomar [63] v Kalifornii v USA objevil, že přes podobnost obou typů cefeid cefeidy populace II vykazují jemné rozdíly ve světelné křivce a ve spektru. Největší rozdíly však byly pozorovány ve vztahu mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí – klasické cefeidy jsou asi o 1,5 mag

jasnější než cefeidy typu II [64]. Již v 70. letech byly známy tři druhy „cefeid v kulových hvězdokupách“ (typu II) – BL Herculis, W Virginis a RV Tauri [65].

Během 2. poloviny 20. století byly pozorovány také cefeidy, které se svými vlastnostmi, zejména vztahem mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí, lišily od cefeid typu I i typu II. Tento typ hvězd byl pak nazván anomálními cefeidami [65]. Anomální cefeidy byly pozorovány zejména v trpasličích sferoidálních galaxiích; jako jedni z prvních je pozorovali např. W. Baade & H. H. Swope, 1961 [66], či H. H. Swope, 1968 [67]. V současnosti jsou však pozorovány také v LMC [49] a několik kandidátů v SMC [51].

1.5.2 Vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí

Existence vztahu mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí cefeid i jiných pulzujících hvězd, jako jsou např. hvězdy typu RR Lyrae, je velice důležitá pro poznávání vesmíru, neboť pomocí těchto hvězd lze poměrně jednoduše měřit vzdálenosti v naší Galaxii (např. vzdálenost centra či hvězdokup) i vzdálenosti bližších extragalaktických systémů v rozmezí cca 10^2 – 10^7 pc [68].

Vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí objevila americká astronomka Henrietta Swan Leavittová v roce 1912 na základě pozorování proměnných hvězd na observatoři Harvard College v Massachusetts v USA, kde pracovala jako dobrovolná asistentka od roku 1893 [69].

V roce 1908 vydala katalog 1777 proměnných hvězd v Malém a Velkém Magellanově mračnu [70], který obsahoval také 16 period proměnných hvězd z Malého Magellanova mračna a již zde Leavittová poznamenává, že jasnější hvězdy mají delší periodu. V roce 1912 pak ředitel observatoře Harvard College Edward C. Pickering publikuje Leavittové objev ukázaný na periodách 25 proměnných hvězd z Malého Magellanova mračna [71]. Pickering v článku popisuje tvar světelných křivek měřených hvězd jako křivku s rychlým nárůstem do maxima a pozvolnějším poklesem, což je typické nejen pro cefeidy, ale i pro hvězdy typu RR Lyrae a δ Scuti.

Periody 25 publikovaných hvězd se pohybují v rozmezí od 1,25 do 127 dní, mohlo by se tedy jednat o hvězdy různého typu – klasické i různé cefeidy typu II, případně i typu RR Lyrae, neboť sám autor uvádí, že nejjasnější hvězdy mají podobnou světelnou křivku jako hvězda UY Cygni – hvězda posledního zmiňovaného typu [72]. Nicméně téměř všechny hvězdy z 25 Pickeringem publikovaných jsou obsaženy v katalogu klasických cefeid v SMC přehledky OGLE [51]. Výjimku tvoří 4 z nich⁴, které nebyly pomocí databáze Vizier⁵ nalezeny v žádném z katalogů.

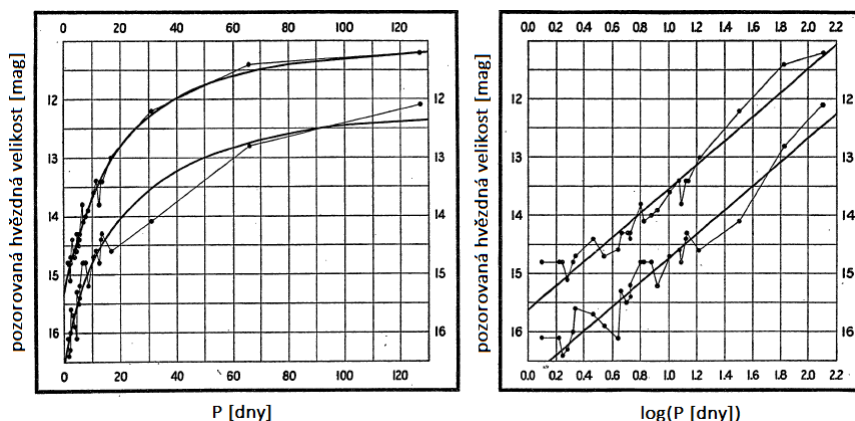
Přes nepřesnosti vnesené do PL vztahu vlivem nedokonalé techniky i tehdejších znalostí, lze rozeznat logaritmickou závislost, jak je vidět na původních grafech na obrázku 1.18. Na svislé ose je vynesena pozorovaná hvězdná velikost; vzhledem k tomu, že se jedná o hvězdy z jedné oblasti, tedy o hvězdy o přibližně stejné vzdálenosti, lze závislost pozorované hvězdné velikosti aproximovat závislostí absolutní hvězdné velikosti na periodě (graf vlevo), resp. na logaritmu periody (graf vpravo). V obou grafech jsou dvě křivky – horní znázorňuje průběh maxima hvězdy, spodní pak průběh minima.

Zajímavé je, že přestože termín cefeida byl zaveden už v roce 1903 v knize A. M. Clerkové [73], [74], ve člancích Leavittové ani Pickeringa tento pojem použit nebyl. Byl pravděpodobně rozšířen až kolem roku 1913, kdy jej ve svém článku používal dánský astronom E. Hertzsprung [75], [76]. Rovněž není bez zajímavosti, že v době objevu Leavittové byla

⁴Jedná se o hvězdy s označením HV842, HV1413 HV1422 a HV1436. Všech 25 hvězd lze nalézt v tabulce 1 v Pickeringově práci z roku 1912 [71].

⁵Databázi Vizier lze nalézt na webových stránkách <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>.

Magellanova mračna považována za galaktické mlhoviny, nikoliv za samostatné galaxie (viz kap. 1.5.3 na straně 36).



Obrázek 1.18: První znázornění PL vztahu – objev H. S. Leavittové, upraveno podle [71].

Vývoj oprav kalibrace vztahu perioda – absolutní hvězdní velikost

Pickering ve svém článku píše, že lze doufat ve změření parallax některých hvězd tohoto typu [71], což by vedlo ke kalibraci vztahu mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí, která však byla určena hned následující rok.

První, kdo kalibroval PL vztah, byl E. Hertzsprung, který v roce 1913 určil statistickou parallaxu⁶ 13 cefeid. Zjistil tak, že cefeidy s periodou 6,6 dne jsou v absolutní vizuální hvězdné velikosti přibližně o 7 mag jasnější než Slunce. Protože Leavittová získala své výsledky, které Hertzsprung pro své výpočty použil, ve fotografické hvězdné velikosti, převedl fotografickou hvězdnou velikost na vizuální pomocí barevného indexu ($m_{pg} - m_{viz}$), který předpokládal 1,5 mag pro všechny hvězdy. Za použití svého nulového bodu a Leavittové sklonu kalibroval vztah na:

$$\langle M_V \rangle = -0,6 - 2,1 \log P, \quad (1.10)$$

kde $\langle M_V \rangle$ je střední vizuální absolutní hvězdná velikost a P perioda pulzací ve dnech.

Hertzsprung ve svých výpočtech neuvažoval mezihvězdnou absorpci, jejíž existence však byla tou dobou již postulována. Na druhou stranu poznamenal, že hvězdy typu RR Lyrae by se neměly zařazovat mezi cefeidy. Pomocí své kalibrace určil vzdálenost SMC jako 3 000 světelných let (ly). Jihoafrický profesor J. D. Fernie ve svém článku z roku 1969, shrnující historické okolnosti týkající se PL relace, píše, že se muselo jednat o přepočítání či chybu v tisku; vzdálenost podle něho měla být 30 000 ly [76], což byla hodnota, která byla do 20. let 20. století považována za správnou [78]. Současná hodnota vzdálenosti SMC vyjádřená jako modul vzdálenosti činí asi 19 mag [2], což odpovídá asi 200 000 ly.

Na Hertzsprungovy výsledky navázal americký astronom Harlow Shapley, který ze 13 cefeid měřených Hertzsprungem vyřadil dvě s odlišnou světelnou křivkou. Ve vzorku mu tak podle Fernieho zůstalo 11 klasických cefeid [76], které však byly od cefeid typu II

⁶Jedná se o metodu určení vzdálenosti skupiny hvězd s podobnými vlastnostmi, a tedy i podobnou vzdáleností. Za předpokladu náhodného rozložení vlastních pohybů lze jejich průměrnou hodnotu považovat za nulovou a průměrnou radiální rychlost za rovnou průměrné tangenciální složce rychlosti. Vzdálenost skupiny hvězd pak můžeme spočítat jako poměr průměrné radiální rychlosti hvězd a průměrné kolmé složky vlastního pohybu [77].

odlišeny až ve 40. letech 20. století [62]. PL vztah tak Shapley kalibroval na tvar, zveřejněný v roce 1918 [79],

$$(m_{\text{pg}} - m_{\text{viz}}) = -0,55 + 1,5 \log P. \quad (1.11)$$

Zavedním barevného indexu do vztahu se vyhnul nutnosti převádět fotografickou hvězdnou velikost na vizuální.

Stejně jako Hertzsprung, ani Shapley nepočítal s mezihvězdnou absorpcí. Jeho kalibrace však položila základ pro vědecké práce na dalších 40 let [76]. Kalibrace tak byla mnohokrát diskutována a upravována pomocí nových měření a rozšiřování měřeného vzorku skupiny hvězd, přičemž k měření vzdáleností cefeid byla užívána především metoda statistické paralaxy. Bylo také diskutováno zařazení hvězd skupiny RR Lyrae a později byla do vztahu započítávána mezihvězdná absorpce, jejíž existence byla finálně potvrzena ve 30. letech 20. století [80].

S příchodem 200palcového dalekohledu na observatoři Palomar v polovině 20. století se výsledky zpřesnily, neboť díky němu bylo možné pozorovat hvězdy slabší než 21 mag, což bylo doposadním limitem [62], [76]. Rovněž byly rozlišeny dva typy cefeid [63]. Největší vinu na nepřesnosti však do této doby nesl nedostatek dat a neuvažování mezihvězdné extinkce.

V 50. letech 20. století se rozvinula metoda semiteoretického přístupu, který se zakládá na rovnici pulzace cefeid:

$$P\sqrt{\bar{\rho}} = Q, \quad (1.12)$$

kde P značí periodu pulzací, $\bar{\rho}$ střední hustotu a Q tzv. pulzační konstantu. Při výpočtech byly používány vztahy mezi hmotností a zářivým výkonem, závislost zářivého výkonu na poloměru a efektivní teplotě podle vztahu 1.2, který lze nalézt na straně 11, a závislost efektivní teploty na barevném indexu. Ve vztahu 1.12 pak lze hmotnost a poloměr, na nichž střední hustota závisí, nahradit zářivým výkonem a efektivní teplotou. Tím lze do PL relace zařadit další parametr – barevný index, který je s efektivní teplotou hvězdy úzce spjat, a získat tak relaci mezi peridou, zářivým výkonem a barevným indexem (tzv. PLC relaci). Problematikou semiteoretického přístupu se zabýval např. americký astronom Alan Sandage ve svém článku z roku 1958 [81].

Dalšími, kdo se zabývali kalibrací PL, respektive PLC relace, byli např. A. Sandage & G. A. Tammann, kteří v roce 1968 kalibrovali vztah pomocí galaktických cefeid známého zářivého výkonu změřeného fotometrickými metodami měření paralaxy [82].

V poslední době lze vztah PL díky nově dostupným technikám, jako jsou např. CCD detektory, určovat se stále větší přesností. Např. v roce 1997 byl vztah pro klasické cefeidy kalibrován pomocí trigonometrických paralax 223 galaktických cefeid, získaných družicí HIPPARCOS, M. W. Feastem a R. M. Catchpolem. Nejlepší výsledek však získali použitím dat pouze 26 cefeid s největší vahou, získali tak tvar [83]

$$M_V = -(1,43 \pm 0,10) - (2,81 \pm 0,06) \log P, \quad (1.13)$$

přičemž hodnotu sklonu autoři převzali z práce J. A. R. Cadwella & C. D. Laneyho z roku 1991 [84], kteří jej našli pomocí 88 cefeid z LMC [83].

Další používanou metodou určování vzdáleností cefeid a kalibrováním tak PL vztahu je např. interferometrická Baadeho–Wessleinkova metoda⁷, která využívá radiálních pulzací cefeid: spektroskopem s vysokým rozlišením se změří křivka radiálních rychlostí pulzujícího povrchu (jedná se tedy o změny v radiálním směru), z níž lze integrací dle času

⁷Návrh Baadeho–Wessleinkovy metody přišel v první polovině 20. století od německého astronoma W. Baadeho v roce 1926 [85] a nizozemského astronoma A. W. Wesslinka v roce 1946 [86], [87].

získat změny poloměru hvězdy. Interferometr pak změří křivku znázorňující změny úhlového poloměru (změny v kolmém směru). Pokud vyjádříme amplitudu radiálních změn poloměru ΔR v jednotkách poloměru Slunce a amplitudu změn úhlového poloměru $\Delta\theta$ v úhlových milisekundách, získáme vzdálenost d v parsecích ze vztahu [88]

$$d = \frac{9,305\Delta R}{\Delta\theta}. \quad (1.14)$$

Úhlový poloměr lze pro tyto účely velice dobře měřit interferometrem VLTI (Very Large Telescope Interferometer) observatoře ESO, nacházející se v Chile na hoře Cerro Paranal [88], [89], [90].

Prací na téma recalibrace vztahu perioda – absolutní hvězdná velikost je mnoho a pravděpodobně budou vydávány i další, které budou relaci neustále zpřesňovat. Jak již bylo řečeno výše, v současné době jsou rozlišovány PL vztahy pro různé filtry, typy hvězd, dokonce i oblasti – relace má tedy jiný tvar v naší Galaxii než např. v Malém Magellanově mráčně.

Jak bylo uvedeno v tabulce 1.3 na straně 29, jedna z nejnovějších kalibrací PL vztahu pro galaktické klasické cefeidy ve filtru V má tvar [56]

$$M_V = -(3,087 \pm 0,085) - (0,914 \pm 0,098) \log P. \quad (1.15)$$

Kapitola 1.5.2 byla z větší části psána podle bakalářské práce T. Mádlové, 2014 [1], částečně také podle článku J. D. Fernieho, 1969 [76].

1.5.3 Využití cefeid jako standardních svíček

Díky vztahu mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí se cefeidy staly velice často používanými standardními svíčkami. Již při určování prvních kalibrací se s jejich pomocí měřily vzdálenosti objektů, jako jsou blízké galaxie SMC, LMC nebo M 31, či galaktických hvězdokup.

Až do poloviny 20. let 20. století [91] však nebylo známo, zda tzv. spirální mlhoviny (dnes spirální galaxie, jako je např. Galaxie v Andromedě – M 31) leží v naší Galaxii, či zda se jedná o samostatné hvězdné systémy. Dne 26. 4. 1920 se tak během každoročního shromáždění Národní akademie věd ve Washingtonu uskutečnila tzv. Velká debata mezi Curtisem a Shapleyem, která řešila především zmíněnou otázku spirálních mlhovin. Deník New York Times následující den téma debaty vystihl slovy: „(...) o tom, zda existuje jeden velký hvězdný vesmír pravděpodobně desetkrát větší než se věřilo, nebo zda existuje milion vesmírných ostrovů podobných naší Galaxii.“ [92]

Hlavními protagonisty Velké debaty byli američtí astronomové Herbert D. Curtis a Harlow Shapley. Zatímco první z nich byl zastáncem názoru, že spirální mlhoviny jsou samostatné světy, druhý zmíněný věřil, že jsou to plynná oblaka v naší Galaxii, která představuje celý vesmír. Přes vyčerpávající předložení množství argumentů z obou stran, více či méně odpovídajících skutečnosti, problém bezprostředně po debatě vyřešen nebyl.

S řešením přišel až americký astronom Edwin Hubble, který v roce 1924 zveřejnil na 33. setkání Americké astronomické společnosti ve Washingtonu [93] a v roce 1925 publikoval vzdálenosti objektů M 31 (Galaxie v Andromedě) a M 33 (Galaxie v Trojúhelníku), v nichž rozeznal cefeidy, které pozoroval pomocí 100 a 60palcového dalekohledu na observatoři Mount Wilson v Kalifornii [91]. Podle PL vztahu H. Shapleye z roku 1918 (viz vztah 1.11 na straně 35) určil vzdálenosti obou galaxií jako přibližně 285 000 pc, tedy asi 930 000 ly, čímž je umístil za hranice naší Galaxie, jejíž průměr určil Shapley pomocí kulových hvězdokup jako cca 300 000 ly, což byla hodnota asi desetkrát větší, než se do

té doby předpokládalo [1], [78], [92]. Shapleyho hodnota se řádově shoduje se současnou hodnotou 200 000 ly.

Na základě pozorování cefeid a jiných hvězd se známou absolutní hvězdnou velikostí, jako jsou například novy, v extragalaktických systémech určil Hubble vzdálenosti 24 z nich. Pomocí spektroskopického měření rudého posuvu, a tím určením radiálních rychlostí těchto galaxií, Hubble objevil lineární závislost mezi radiálními rychlostmi a vzdálenostmi cizích galaxií. Tento jev byl Hubblem publikován v roce 1929 [94] a nyní je znám pod názvem Hubbleův zákon. Důsledkem pozorované skutečnosti, že vzdálenější galaxie se od nás vzdalují rychleji, je pak fakt, že se vesmír rozpíná. Konstanta úměrnosti se nyní nazývá Hubbleova konstanta H . Hubbleův zákon tak lze vyjádřit vztahem

$$v = Hr, \quad (1.16)$$

kde v značí rychlost vzdalování a r vzdálenost galaxie.

Hubbleova konstanta má jednotku s^{-1} , avšak používanou jednotkou je $\text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$. Ta pak vyjadřuje, jak se se vzdáleností mění rychlost vzdalování. Vzhledem k tomu, že ve vesmíru působí přitažlivá gravitační síla, měla by se rychlost rozpínání snižovat a Hubbleova konstanta, která je konstantní v prostoru, ale nemusí být konstantní v čase, by tak měla s časem klesat. Na konci 20. století však bylo pomocí pozorování vzdálených supernov typu Ia objeveno, že vesmír expanduje zrychleně, a to exponenciálně, Hubbleova konstanta je tudíž s časem konstantní. Příčinou zrychlené expanze je tzv. temná energie, která tvoří většinu energie ve vesmíru. Objev učinili nezávisle na sobě A. G. Riess a kol., 1998 [95] a S. Perlmutter a kol., 1999 [96]. Objevitelé tohoto jevu byli v roce 2011 oceněni Nobelovou cenou.

Kapitola 1.5.3 byla psána především podle bakalářské práce T. Mádlové, 2014 [1].

1.6 Současný výzkum cefeid

Cefeidy jsou používány především pro měření vzdáleností, proto je zde snaha neustále zpřesňovat vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí, pomocí něhož lze vzdálenosti cefeid, a tím i objektů, ve kterých se nacházejí, získat (viz kap. 1.5.2 na straně 34).

V prvním desetiletí 21. století byla však diskutována možná nelinearita v PL vztahu pro klasické cefeidy ve Velkém Magellanově mračnu v podobě zlomu kolem periody 10 dní. Nelinearita nebyla pozorována pouze ve filtrech K_S ⁸ a Wessenheitova indexu W_I [98]. Další práce na toto téma však zatím pravděpodobně publikovány nebyly.

V poslední době je rovněž diskutováno, zda vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí závisí na metalicitě, tedy obsahu těžších prvků. První testy na závislost PL vztahu na metalicitě byly prováděny v 90. letech 20. století. Např. v roce 1998 R. C. Kennicutt et al. [99] došli k závislosti modulu vzdálenosti na metalicitě pro klasické cefeidy v následujícím tvaru:

$$\frac{\delta(m - M)_0}{\delta[\frac{O}{H}]} = -0,24 \pm 0,16 \text{ mag dex}^{-1}, \quad (1.17)$$

kde $(m - M)_0$ značí modul vzdálenosti za předpokladu nulového mezihvězdného zčervenání, $[\frac{O}{H}]$ metalicitu definovanou vztahem 1.18 [99] a δ značí gradient.

$$\left[\frac{O}{H}\right] = \frac{\log(\frac{O}{H})}{\log(\frac{O}{H})_{\odot}}, \quad (1.18)$$

⁸Filtr K_S má propustnost vlnových délek v intervalu (1950, 2150) nm a střed kolem 2150 nm [97].

zde $(\frac{O}{H})$ je poměr počtu atomů kyslíku a počtu atomů vodíku ve vodíkových H II oblastech, které se v dané galaxii nachází na stejné azimutální vzdálenosti jako měřené cefeidy [99], [100] a $(\frac{O}{H})_{\odot} = 7,9 \times 10^{-4}$ [99]. Jednotka dex pak značí dekadický exponent⁹.

Novější práce W. L. Freedmana & B. F. Madoreho z roku 2011 uvádí závislost ve tvaru [100]

$$\delta(m - M)_0 = -0,17(\pm 0,31) \left(\left[\frac{O}{H} \right] - 8,80 \right) - 0,21(\pm 0,10). \quad (1.19)$$

Metalicitu lze měřit nejen pomocí poměru počtů atomů kyslíku a vodíku v H II oblastech, ale rovněž pomocí poměru počtů atomů železa a vodíku $[\frac{Fe}{H}]$ v jednotlivých cefeidách [100].

Nejnovejší práce však uvádějí, že metalicita je velice malá – P. Wielgorski et al. v práci z roku 2017 [2] tvrdí, že závislost absolutní hvězdné velikosti klasických cefeid na metalicitě je menší než $0,07 \text{ mag dex}^{-1}$ pro všechny filtry. Dle práce M. A. T. Groenewegena & M. I. Jurkovicke z roku 2017 [19] pak PL vztah pro cefeidy typu II na metalicitě závisí pravděpodobně velmi málo nebo vůbec.

Na základě existence vztahu mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí jsou cefeidy užívány nejen k měření vzdáleností extragalaktických objektů, např. k Malému Magellanově mračnu [2], a objektů galaktických, jako je galaktické centrum [3]. Cefeidy lze použít např. i pro stanovování vzdáleností supernov typu Ia a tím k měření Hubbleovy konstanty v současném čase H_0 [102]. Podle práce B. H. Zhanga et al., 2017 tato konstanta činí $H_0 = 72,5 \pm 3,1(\text{stat.}) \pm 0,77(\text{syst.}) \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ [102]. Hodnoty měřené touto metodou, kterou použil např. i A. G. Riess et al., který došel k číslu $H_0 = 73,2 \pm 1,7 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ [103], se však liší od hodnoty měřené pomocí reliktního záření družicí Planck, která činí $H_0 = 67,3 \pm 0,7 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ [104]. Y. Wang et al. v článku z roku 2017 poznamenávají, že hodnoty měřené pomocí reliktního záření jsou, na rozdíl od hodnot získaných druhou metodou, závislé na kosmologickém modelu [105].

Dále lze pomocí poloh a vzdáleností klasických cefeid mapovat např. spirální strukturu Mléčné dráhy [106] nebo určovat struktury galaxií, jako je např. Malé Magellanovo mračno [4]. Rozložení cefeid v galaxii lze určovat rovněž v závislosti na věku či metalicitě [4]. Věk cefeid je možné odhadnout pomocí vztahu mezi periodou a věkem, na který bylo pomocí teoretického odvození poukázáno již na sklonku 60. let 20. století [107], [108], [109] a jehož empirický vztah, odvozen roku 2015 prostřednictvím cefeid ležících v galaxii M 31, má tvar [6]

$$\log t = (-0,69^{+0,25}_{-0,20}) \log P + 8,38^{+0,37}_{-0,36}, \quad (1.20)$$

kde t je věk hvězdy v letech a P perioda pulzací ve dnech. Díky tomuto vztahu lze měřit např. také věk hvězdokupy, v níž se daná cefeida nachází [110], neboť díky vzniku ve stejném „okamžiku“ jsou hvězdy ve hvězdokupě stejného stáří.

S použitím vztahu mezi periodou a věkem cefeidy je tedy možné zmapovat věkové rozložení hvězd a dle toho pak zkoumat např. historii formace hvězd v galaxiích [111].

Evoluční historii jednotlivých cefeid v reálném čase lze pak zkoumat pomocí pozorování dlouhodobých změn jejich period, což napomáhá k pochopení přechodu horkých hvězd z hlavní posloupnosti do asymptotické větve obrů [112].

Bez zajímavosti není ani Blažkův jev, který popisuje dlouhodobé, více či méně periodické změny v amplitudě a periodě pulzací hvězd typu RR Lyrae [113]. V poslední době byl však tento jev identifikován i u dvou klasických cefeid s periodami Blažkova jevu

⁹Označení dex je zkratka z anglického decimal exponent (dekadický exponent). Pak platí $\alpha \text{ dex} = 10^{\alpha}$ [101].

1204 a 1242 dní [113], [114]. Mechanismus Blažkova efektu je však doposud předmětem bádání [115].

V neposlední řadě lze zmínit zákrytové dvojhvězdy, jejichž jednu složku tvoří cefeida. První cefeida v binárním systému takového uspořádání, že se ze Země jeví jako zákrytová dvojhvězda, byla objevena v roce 2010 týmem vedeným polským astronomem G. Pietrzyńskim [116], [117]. Jedná se o klasickou cefeidu o periodě pulzací 3,8 dne. Systém se nachází v LMC a jeho orbitální perioda má hodnotu 309,7 dní [117]. Pozorování této a později dalších takových dvojhvězd pomohlo vyřešit problém rozdílu mezi hmotnostmi získanými prostřednictvím výpočtů vycházejících z evoluční teorie hvězd a hmotnostmi vypočtenými z teorie pulzací. Od 60. let 20. století bylo pozorováno, že tzv. pulzační hmotnost je asi o 20–30 % menší než hmotnost evoluční [116].

Díky tomu, že tým vypočetl tzv. dynamickou hmotnost hvězdy třetím, nezávislým způsobem, a to prostřednictvím teorie pohybu dvojhvězd, získal hmotnost cefeidy s doposud nejvyšší přesností, jejíž hodnota je asi 1 % [117]. Nepřesnost určení dynamických hmotností cefeid nacházejících se v binárních, ne však zákrytových, systémech činila do této doby 15–30 %; nebylo tak možné rozhodnout, která teorie pro určení hmotnosti je ta správná [117]. Až tým G. Pietrzyńského pomocí přesné hodnoty hmotnosti změřené spektroskopicky a fotometricky ukázal, že správný je výpočet podle teorie pulzační [117].

Prací zabývajících se výzkumem zejména klasických cefeid, ale i cefeid typu II, je nesčetně. Zde bylo nastíněno pouze několik témat, jimiž se tyto práce zabývají. Cefeidy jsou velice důležité pro poznávání vesmíru, proto je perspektivní se jimi zabývat; výzkumu na toto téma tak bude pravděpodobně věnováno úsilí i v budoucí době.

Kapitola 2

Praktická část I: Současná data

2.1 Cíl

Cílem této části diplomové práce je zpracování snímků získaných 1,5metrovým dánským dalekohledem na observatoři ESO v La Silla v Chile. Jedná se o CCD fotometrii cefeid nacházejících se v poli hvězdokupy NGC 330 v Malém Magellanově mračnu, konkrétně o sestavení světelných křivek, určení period a absolutních hvězdných velikostí, čemuž bude předcházet identifikace cefeid.

2.2 Úvod

V úvodní kapitole přiblížím základní fakta o snímané oblasti a o zmiňovaném dalekohledu.

2.2.1 Oblast NGC 330

V této části diplomové práce je zkoumána malá oblast hvězdné oblohy o rozměrech přibližně 10×10 úhlových minut [9], v jejímž středu se nachází otevřená [118] hvězdokupa Malého Magellanova mračna – NGC 330.

Jedná se o nejjasnější (celková jasnost $m_V = 9,55$ mag [119]) a nejhmotnější mladou hvězdokupu v SMC nacházející se severně od nejhustší oblasti této galaxie [9] na ICRS souřadnicích $\alpha = 00^{\text{h}}56^{\text{m}}20,59^{\text{s}}$, $\delta = -72^{\circ}27'12,5''$ pro epochu 2000 [119]. Hvězdokupa NGC 330 je od nás vzdálena asi 56 kpc [120].

Z ohledu výzkumu cefeid není oblast NGC 330 příliš probádaná. Proměnnými hvězdami, jako jsou cefeidy, dlouhoperiodické proměnné a další, v NGC 330, se zabýval především K. M. Sebo ve svém článku z roku 1994, na kterém spolupracoval s P. R. Woodem [8], a ve své disertační práci z roku 1996 [9]. Autor v daném poli našel 22 cefeid, z nichž 14 bylo nově objevených [8]. Podle databáze SIMBAD¹ je pouze několik málo z těchto 22 cefeid zařazeno i do jiných katalogů, jako je např. katalog přehlídky OGLE [51]; viz tabulku 2.1 na straně 44.

Krátkoperiodickými proměnnými hvězdami se v poli NGC 330 zabýval např. L. A. Balona v roce 1992 [11], který zde našel proměnné jako zákrytové dvojhvězdy či hvězdy typu λ Eridani, což jsou pulzující proměnné hvězdy [121] typu Be – horké hvězdy spektrálního typu B, které vykazují Balmerovy emisní čáry ve spektru [122].

¹Astronomickou databázi SIMBAD lze nalézt na Webových stránkách <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>.

Vzhledem k tomu, že „modrá“ [11] hvězdokupa NGC 330 je bohatá na hvězdy typu B a Be, je v současné době z velké části využívána pro výzkum hvězd těchto typů, viz např. [121], [123] či [124].

2.2.2 Malé a Velké Magellanovo mračno

Zkoumané pole leží v Malém Magellanově mračně, což je nepravidelná trpasličí galaxie obíhající kolem naší Galaxie. Příčinou jeho protáhlého tvaru mohlo být přiblížení Velkého a Malého Magellanova mračna, k němuž došlo asi před $2,5 \cdot 10^9$ lety [125]. Obě galaxie jsou pojmenovány po portugalském mořeplavci Ferdinandu Magellanovi (Fernão de Magalhães [126]), který díky svým plavbám v první polovině 16. století mimo jiné také prokázal kulatost Země [127]. [128]

Magellanova mračna obíhají kolem společného těžiště s periodou cca $9 \cdot 10^8$ let a naši Galaxii obíhají s periodou o velikosti asi $1,5 \cdot 10^9$ let [129]. Lze je pozorovat na jižní polokouli na ICRS souřadnicích $\alpha = 00^h52^m38,0^s$, $\delta = -72^\circ48'01''$ (SMC) a $\alpha = 05^h23^m34,6^s$, $\delta = -69^\circ45'22''$ (LMC) pro epochu 2000 [130]. Jejich galaktické délky, tedy úhlové vzdálenosti od galaktického disku směrem k severnímu pólu dle databáze SIMBAD činí přibližně -44 (SMC) a -33 (LMC) stupňů. Malé Magellanovo mračno je od nás vzdáleno asi 60 kpc, zatímco Velké asi 50 kpc [131]. Galaxie jsou poměrně jasné, ve vizuální hězdné velikosti má SMC 2,2 mag, LMC pak 0,4 mag [132]; lze je tedy pozorovat pouhým okem. Malé Magellanovo mračno na obloze zabírá plochu o rozměrech cca 5×3 úhlové stupně [133], což podle trigonometrie odpovídá rozměrům zhruba $4,6 \times 2,7$ kpc. Úhlově více než dvakrát větší LMC na obloze zabírá plochu o rozměrech asi 11×9 úhlových stupňů [133].

Na obrázku 2.1 lze vidět fotografii Malého Magellanova mračna s vyznačenou polohou hvězdokupy NGC 330 (žlutý kříž).



Obrázek 2.1: Snímek Malého Magellanova mračna s vyznačením hvězdokupy NGC 330, získaný z přehlídky DSS2 observatoře ESO prostřednictvím atlasu oblohy Aladin, jež lze nalézt na webových stránkách <http://aladin.u-strasbg.fr/>. Výrazný objekt v pravé horní části obrázku představuje kulovou hvězdokupu 47 Tucanae [134].

Malé Magellanovo mračno je z historického hlediska poměrně významné, neboť pomocí měření cefeid v této galaxii byl objeven vztah mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí. Podle tohoto vztahu pak byla vypočtena vzdálenost této i jiných galaxií a bylo tak např. dokázáno, že se jedná o samostatné hvězdné systémy (viz kap. 1.5.3 na straně

36). V současné době jsou Magellanova mračna pozorována také pro jejich poměrně různorodý obsah (nejen) pulzujících proměnných hvězd, jako jsou cefeidy všech typů, hvězdy typu RR Lyrae či proměnné typu δ Scuti, viz např. katalogy přehlídky OGLE². Některá témata týkající se výzkumu cefeid v SMC jsou uvedena v kapitole 1.6 na straně 37.

2.2.3 Dalekohled DK154

Snímky pro tuto část diplomové práce byly získány pomocí dánského dalekohledu DK154, který se nachází na observatoři La Silla na stejnojmenné hoře, vysoké 2400 m, v Chile.

Observatoř byla založena v roce 1964 podepsáním kupní smlouvy půdy na hoře La Silla, kde panují vhodné podmínky pro astronomická pozorování díky suchému klimatu a dobrému přístupu. Smlouvu v hlavním městě Chile – v Santiagu de Chile – podepsala tamní vláda a organizace ESO, která byla založena o dva roky dříve jakožto společná astronomická organizace evropských států a jejímiž zakládajícími členy byly Belgie, Francie, Německo, Nizozemí a Švédsko. Česká republika se stala členem v roce 2007 [135]. [136]

Postupem času byla na hoře vystavěna silnice a několik dalekohledů, které kromě organizaci ESO mohou patřit také jednotlivým členským státům.

Takovýmto tzv. národním teleskopem je i dalekohled DK154, který je v provozu od roku 1979 [137]. Jedná se o reflektor s průměrem hlavního zrcadla 1,54 m [138]. Kromě Dánska se na provozu podílí i Česká republika [139], která tak má přidělené pozorovací časy. O ty se dělí několik skupin, které z České republiky teleskop dálkově ovládají a získávají tak snímky. Mezi tyto skupiny patří Astronomický ústav Matematicko-fyzikální fakulty Univerzity Karlovy v Praze, Oddělení astrofyziky Ústavu teoretické fyziky a astrofyziky Přírodovědecké fakulty Masarykovy univerzity v Brně a dvě oddělení Astronomického ústavu Akademie věd České republiky, která sídlí v Ondřejově – stelární oddělení a oddělení meziplanetární hmoty [140].

Na obrázku 2.2 je na levé fotografii znázorněna observatoř La Silla s označeným dánským dalekohledem DK154, který je detailně znázorněn na pravé fotografii.



Obrázek 2.2: Nalevo observatoř La Silla s vyznačením dalekohledu DK154 žlutým kroužkem, upraveno podle [141] s použitím zdroje [142]. Napravo dalekohled DK154 [143].

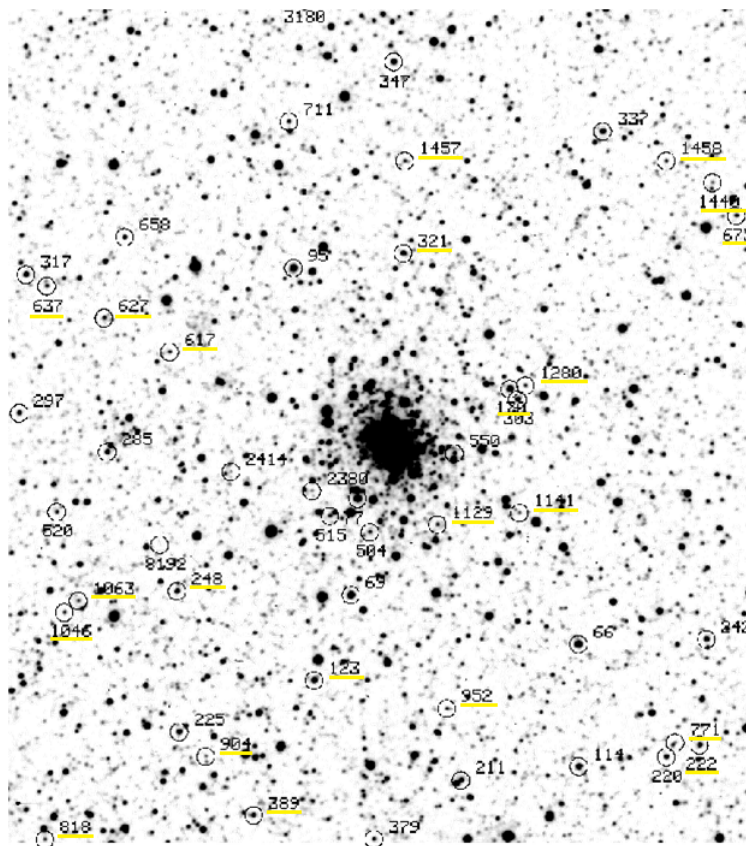
²Seznam jednotlivých katalogů OGLE lze nalézt na webových stránkách <http://ogledb.astrouw.edu.pl/ogle/CSV/>.

2.3 Data a jejich zpracování

Jako základ pro fotometrii oblasti NGC 330 byly použity výsledky publikované v disertační práci K. M. Seboa z roku 1996 [9]. Byly zkoumány požadované vlastnosti 21 z 22 autorem nalezených cefeid v poli NGC 330.

Zpracovávány byly snímky získané dánským dalekohledem DK154 prostřednictvím MFF UK v Praze a PĚF MU v Brně ve filtrech *V* a *R* a to v období mezi říjnem roku 2012 a březnem roku 2016.

Na obrázku 2.3 je znázorněn snímek pole NGC 330, který pochází z disertační práce K. M. Seboa a zobrazuje všechny proměnné hvězdy, které autor v poli našel; ty jsou vyznačeny kroužkem. Barevně jsou pak podtržena čísla cefeid.



Obrázek 2.3: Snímek pole NGC 330 z disertační práce K. M. Seboa se žlutě vyznačenými cefeidami, upraveno podle [9].

2.3.1 Identifikace hvězd

V první řadě byla provedena identifikace cefeid. Pomocí databáze SIMBAD a aplikace Aladin Lite³ byly určeny ICRS souřadnice hvězd v epoše 2000 a označení těchto hvězd v různých katalogích.

Tyto informace lze nalézt v tabulce 2.1. V prvním sloupci jsou zapsána označení hvězd podle horního snímku na obrázku 2.3, ve druhém označení podle katalogu Sebo & Wood [8], které začíná zkratkou NGC 330 SW a pokračuje číslem, které nalezneme v dalších řádcích tohoto sloupce, ve třetím jsou případná označení v katalogu OGLE [51], která začínají zkratkou SMC–CEP– a pokračují číslem v dalších řádcích. Ve

³Aplikace Aladin Lite je dostupná na webové stránce <http://aladin.u-strasbg.fr/AladinLite/>.

čtvrtém sloupci nalezneme informaci o tom, zda se daná hvězda vyskytuje i v jiných katalozích, kterými mohou být katalog přehlídky 2MASS [144], v tabulce označený jako 2M, katalog GCVS [145] značený G a Harvardský katalog HV. Pokud se hvězda nachází i v jiných katalozích, je tak naznačeno třemi tečkami. Konečně v posledních dvou sloupcích najdeme rektascenzi a deklinaci cefeid. Souřadnice hvězd, které nejsou součástí jiných katalogů než Sebo & Wood, byly vyhledávány ručně, a proto je třeba brát je v potaz jako přibližné.

Hvězda č. 818 v tabulce ani do dalších výpočtů zařazená není, neboť se nachází mimo pole snímané dalekohledem DK154.

*	Sebo & Wood NGC 330 SW ...	OGLE SMC-CEP-...	Další kat.	α [h m s]	δ [° ' "]
123	-	2428	2M, G	00 55 40,85	-72 28 29,8
170	170	2545	2M, G, HV, ...	00 56 28,16	-72 26 29,0
222	222	-	-	00 55 35,703	-72 23 57,51
248	248	-	-	00 55 52,869	-72 30 10,32
321	321	2597	2M, G, HV	00 56 47,88	-72 27 50,7
389	389	-	-	00 55 19,291	-72 29 3,75
617	617	-	-	00 56 29,735	-72 30 27,61
627	627	-	-	00 56 34,358	-72 31 14,67
637	637	-	-	00 56 40,080	-72 32 13,22
673	673	2615	2M, G, HV, ...	00 56 57,48	-72 24 00,1
771	771	-	-	00 55 35,245	-72 24 14,89
904	904	-	-	00 55 27,662	-72 29 40,53
952	952	2420	G, HV	00 55 38,08	-72 26 55,8
1046	1046	-	-	00 55 48,063	-72 31 27,65
1063	1063	-	-	00 55 50,255	-72 31 18,37
1129	1129	-	-	00 56 6,158	-72 27 11,91
1141	1141	-	-	00 56 8,986	-72 26 14,79
1280	1280	2549	2M, G, HV	00 56 28,873	-72 26 18,63
1440	1440	-	-	00 57 2,338	-72 24 17,09
1457	1457	-	-	00 57 2,204	-72 27 53,62
1458	1458	2634	2M, G, HV	00 57 05,091	-72 24 51,83

Tabulka 2.1: Identifikace cefeid – jejich polohy a označení v různých katalozích.

Je vhodné poznamenat, že, jak ukázal Sebo ve své práci, žádná z těchto cefeid není přímou součástí hvězdokupy NGC 330 [9].

2.3.2 Zpracování dat

Snímky získané dalekohledem DK154 byly zpracovávány prostřednictvím programu Mu-niwin 2.1. Po jejich prvotních úpravách, tedy po redukci pomocí vytvořených bias a flat snímků, rozeznání jednotlivých hvězd a po spárování těchto na snímcích si odpovídajících hvězd byla na jednom z nich vybrána aktuálně zkoumaná proměnná hvězda a k ní vhodná srovnávací a dvě kontrolní srovnávací hvězdy podobné jasnosti a blízké polohy, jako má hvězda proměnná. Program poté ze zpracovaných snímků, kterých bylo v každém z filtrů V a R přibližně 80, vypsal časy pořízení ve formátu juliánského datování, diferenciální

hvězdné velikosti získané rozdílem hvězdných velikostí proměnné a srovnávací, respektive kontrolními srovnávacími hvězdami, a jejich nepřesnosti.

Dále byl pomocí programu Octave 4.0.0 a metody nejmenších čtverců vykreslen periodogram, neboli graf závislosti směrodatné odchylky na možných periodách ve zvoleném oboru, a z něj pak byla určena perioda dané cefeidy jako střed nejvýraznějšího vrcholku, tedy jako hodnota periody, pro niž byla směrodatná odchylka nejmenší.

Pomocí takto nalezené periody byla spočtena fáze pulzačního cyklu ze vztahu

$$\phi = \text{frac} \left[\frac{t - M_0}{P} \right], \quad (2.1)$$

kde ϕ je fáze, t čas ve formátu heliocentrického juliánského data, M_0 je okamžik základního maxima či minima jasnosti ve stejném formátu, P je perioda ve dnech a funkce frac odečítá od reálného čísla jeho celou část, tedy největší celé číslo, které je menší nebo rovno původnímu číslu⁴ [146]; fáze pak nabývá hodnot mezi 0 a 1 [44].

Data byla proložena harmonickým polynomem 6. řádu⁵. Po jeho vynesení v závislosti na fázi byla získána tzv. fázová světelná křivka každé z měřených hvězd.

Před zpracováním byly odstraněny některé snímky, které obsahovaly zjevné odlehlé body, které několikrát přesahovaly měřené hodnoty na ostatních snímcích. Rovněž program pro výpočet parametrů prokládací funkce byl vypracován tak, aby nebylo počítáno s body, které jsou v normálním pravděpodobnostním rozdělení dat od průměru dále než $3,5\sigma$ (tedy 3,5násobek směrodatné odchylky).

2.4 Výsledky

2.4.1 Periodogramy a určení period

Vykreslené periodogramy kromě vrcholku, který určoval správnou periodu pulzací hvězdy, vykazovaly také další, poměrně výrazné vrcholky, které mohou být způsobeny existencí zdánlivých period, tzv. aliasů. Ty mohou vznikat např. při pravidelném pozorování objektu vždy ve stejný hvězdný čas, kdy např. objekt prochází meridiánem, nebo ve stejném období roku či měsíční fáze. V získaných periodogramech byly však kromě základního nejčastější vrcholky dvojnásobných period. Takovéto vrcholky prokazují, že se světelné křivky výrazně odlišují od sinusovek. Můžeme tak detekovat vyšší harmonické periody analogické těm, které se v akustice vyskytují ve složeném tónu. Pokud by naopak světelná křivka byla dokonale sinusová, periodogram by vykazoval pouze jeden vrcholek.

Ověření, která z periodogramem nabízených period je správná, lze učinit jednoduše pomocí vykreslení světelné křivky hvězdy pro obě periody. Např. světelná křivka cefeidy s dvojnásobnou periodou vyazuje dvě stejně vysoká maxima. Na základně znalosti tvaru světelné křivky cefeid lze takto mnohé falešné periody vyloučit.

Určení period všech cefeid však proběhlo bez problému, neboť periodogram obsahoval vždy jeden nejvýraznější vrcholek, který patřil správné periodě. Druhý nejvýraznější vrcholek pak patřil periodě dvojnásobné.

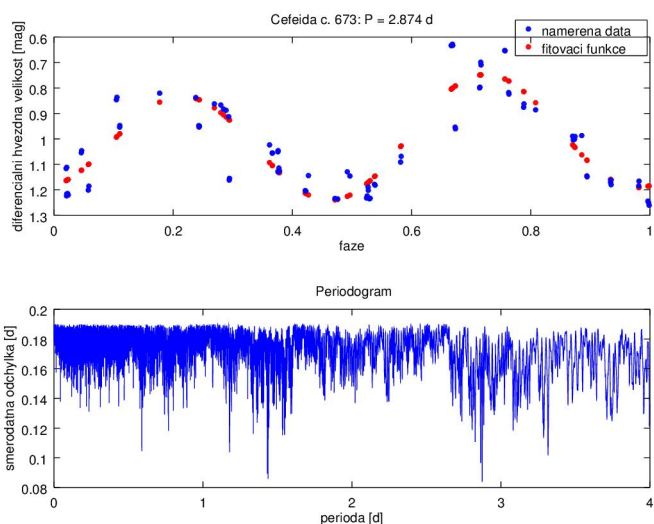
Výjimkou je pouze hvězda s označením 673, která ve filtru V i R vykazovala kromě vrcholku dvojnásobné periody, který byl dokonce výraznější než vrcholek periody pravé,

⁴ $\text{frac}(1, 75) = 0, 75$, ale $\text{frac}(-1, 75) = 0, 25$ [44].

⁵Pro účely výpočtu periody však byl použit harmonický polynom 4. řádu, neboť, jak bylo vyzkoušeno, na hodnotu výsledné periody požadované přesnosti zde vyšší stupeň neměl vliv.

i vrcholek periody, který byl velice blízko správné periodě. Ta pak musela být určena porovnáním světelných křivek spočtených z různých možných period této hvězdy.

Postup určení periody je naznačen na následujících obrázcích, které byly vytvořeny ve filtru V ; ve filtru R byly všechny základní aspekty téměř shodné. Na obrázku 2.4 můžeme na spodním grafu vidět peridogram, který vykazuje dva hlavní vrcholy, přičemž ten, který patří periodě s vyšší hodnotou, je výraznější. Na horním grafu je pak vynesena světelná křivka cefeidy č. 673 pro tuto delší periodu. Zde jsou však patrné dva vrcholy nestejně výšky, takže delší z obou period lze vyloučit.



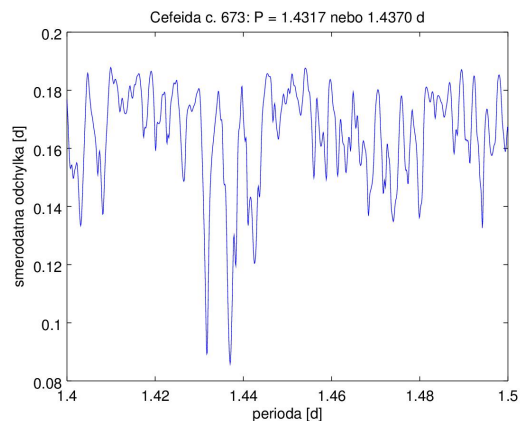
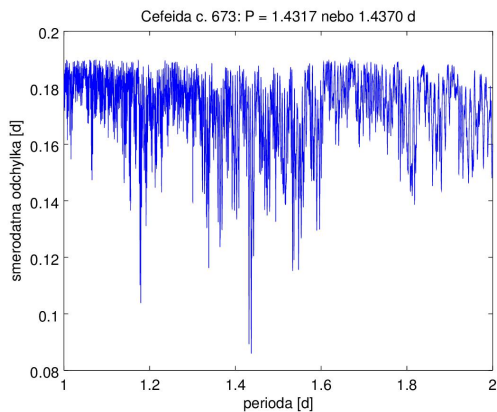
Obrázek 2.4: Periodogram a světelná křivka hvězdy č. 673 v oboru V pro periodu 2,874 dne.

Podrobnější periodogramy pro tuto hvězdu jsou znázorněny na obrázku 2.5, kde je možné rozeznat rozdvojení druhého nejvýraznějšího vrcholku, který se nachází u poloviční periody, než byl dominantní vrchol z obrázku 2.4. Na obrázku 2.6 jsou vyneseny světelné křivky ve filtru V pro obě sobě blízké periody, které přísluší rozdvojenému vrcholku, z nichž levá vykazuje typické parametry světelné křivky cefeidy, jako je rychlý nárůst a pozvolnější pokles. Za správnou lze tedy považovat periodu 1,4317 dne, což může podpořit nejen podobný výsledek světelných křivek ve filtru R na obrázku 2.7, ale i fakt, že v obrázku 2.5 lze v pravém grafu rozeznat, že levý vrcholek předpokládané správné periody je hladší a užší než vrcholek periody pravděpodobně falešné.

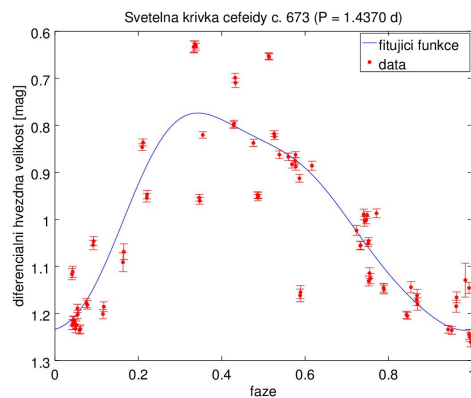
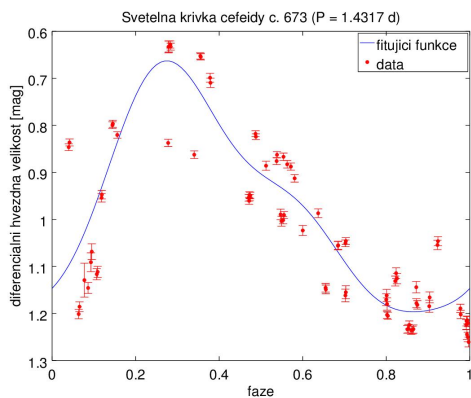
V tabulce 2.2 jsou představeny vypočtené periody cefeid měřených ve filtru V (P_V) a R (P_R) v jednotkách dnů včetně jejich směrodatných odchylek (σ), dále periody vypočtené K. M. Seboem v disertační práci [9] (P_{Sebo}), případně periody získané přehlídkou OGLE [51] (P_{OGLE}).

Periody v tabulce 2.2 byly počítány ze změny diferenciální hvězdné velikosti vypočtené jako rozdíl hvězdných velikostí hvězdy proměnné a srovnávací. Rovněž byly vypočteny tyto periody z dat získaných porovnáváním hvězdných velikostí proměnné hvězdy a kontrolních srovnávacích hvězd; tyto periody se však lišily maximálně na řádu desetitisícin, zatímco nejistota vypočtených hodnot se pohybuje v řádu desetin či setin. Tento fakt lze považovat za podpoření správnosti výběru srovnávací hvězdy a vůbec celého zpracování.

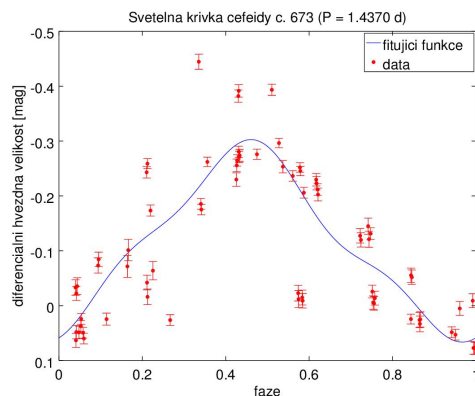
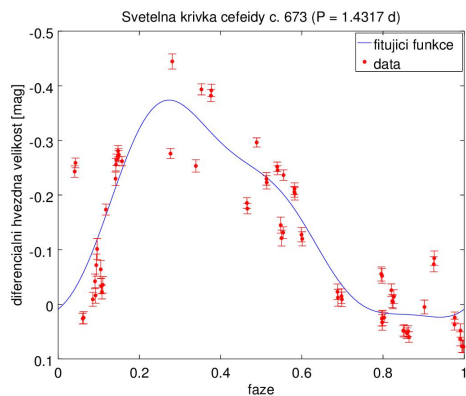
V tabulce 2.2 je možné vidět, že naměřené periody se dobře shodují s periodami publikovanými Seboem i s periodami publikovanými v katalogu OGLE; liší se maximálně na řádu tisícín, což je nižší číslo než nejistota zjištěné periody.



Obrázek 2.5: Podrobnější periodogramy cefeidy č. 673 pro možné periody 1,4317 dne a 1,4370 dne.



Obrázek 2.6: Světelná křivka hvězdy č. 673 v oboru V pro periodu 1,4317 dne (vlevo) a 1,4370 dne (vpravo).



Obrázek 2.7: Světelná křivka hvězdy č. 673 v oboru R pro periodu 1,4317 dne (vlevo) a 1,4370 dne (vpravo).

Cefeida č. 673 má podle katalogu OGLE dvě různé periody. Hvězda totiž pulzuje jak v základním, tak v prvním harmonickém módu [51], přičemž kratší perioda přísluší prvnímu harmonickému módu. Perioda základního módu však v periodogramu detekována nebyla.

*	P_V	σ_{PV}	P_R	σ_{PR}	P_{Sebo}	P_{OGLE}
123	2,7797	0,0119	2,7797	0,1205	2,77961	2,779642
170	6,8450	0,0197	6,8436	0,0170	6,84407	6,844636
222	3,1746	0,0151	3,1745	0,0129	3,17400	-
248	2,1204	0,0087	2,1205	0,0142	2,12012	-
321	2,5724	0,0131	2,5726	0,0129	2,57246	2,572679
389	2,3839	0,0210	2,3840	0,0194	2,38435	-
617	1,2784	0,0242	1,2784	0,0195	1,27827	-
627	3,4856	0,0413	3,4854	0,0342	3,48523	-
637	2,3140	0,1040	2,3142	0,0860	2,31369	-
673	1,4317	0,0893	1,4317	0,0738	1,43235	1,955141; 1,4318485
771	1,5038	0,0923	1,5038	0,0962	1,50353	-
904	1,3795	0,0666	1,3796	0,0653	1,37956	-
952	1,4233	0,1131	1,4235	0,0849	1,42347	1,423517
1046	1,4991	0,0431	1,4991	0,0310	1,49885	-
1063	0,6486	0,0689	0,6486	0,0562	0,64866	-
1129	1,1848	0,0421	1,1848	0,0296	1,18483	-
1141	1,1935	0,0710	1,1935	0,0584	1,19346	-
1280	1,9361	0,1208	1,9359	0,1145	1,93597	1,935927
1440	1,7064	0,0578	1,7064	0,0549	1,70652	-
1457	0,9749	0,0178	0,9749	0,0151	0,97478	-
1458	2,5097	0,1563	2,5097	0,1418	2,50951	2,509673

Tabulka 2.2: Zjištěné periody (ve dnech) cefeid a jejich porovnání s jinými zdroji.

Hodnoty period měřených cefeid se pohybují od zlomků dne po necelých 7 dní. Jak již konstatoval Sebo, výskyt hvězd s kratšími periodami v SMC je pravděpodobně způsoben nižšími hmotnostmi těchto cefeid [9]. Podle vztahu mezi hmotností \mathcal{M} a zářivým výkonem L platí $\log L \sim \log \mathcal{M}$ [9]. Podle vztahu mezi periodou P a zářivým výkonem za použití definice hvězdné velikosti M platí $\log L \sim M \sim \log P$, z čehož lze odvodit závislost mezi hmotností a periodou $\log P \sim \log \mathcal{M}$, což souhlasí s výše zmíněným tvrzením, že hvězdy nižších hmotností mají kratší periody.

2.4.2 Světelné křivky

Pomocí zjištěných period mohly být vykresleny fázové světelné křivky zkoumaných cefeid. Ty lze vidět na obrázcích 2.8 až 2.10, kde jsou znázorněny světelné křivky všech měřených cefeid v obou barevných filtrech. Na vodorovné ose je vynesena fáze, na svislé diferenciální hvězdná velikost. Plná čára znázorňuje funkci, kterou byla data proložena a tato data jsou pak reprezentována body s chybovými úsečkami.

V každém grafu jsou znázorněny dvě světelné křivky – zelená pro filtr V a červená pro filtr R . Tyto křivky byly sjednoceny podle osy x i y . Vzhledem k tomu, že je známa pouze diferenciální hvězdná velikost a pro získání světelné křivky ve filtrech V a R mohly být obecně použity jiné srovnávací hvězdy, nemá porovnávání těchto světelných křivek

podle jejich polohy na ose y smysl. Minima obou světelných křivek tak byla nastavena na ose y na nulovou hodnotu. Okamžik maxima jasnosti M_0 byl pro obě světelné křivky určen jako okamžik, v němž byla ve filtru V naměřena nejmenší hvězdná velikost, čímž byly sjednoceny i na ose x . Pokud se periody vypočtené v obou filtrech lišily, byla pro tento účel použita jejich průměrná hodnota.

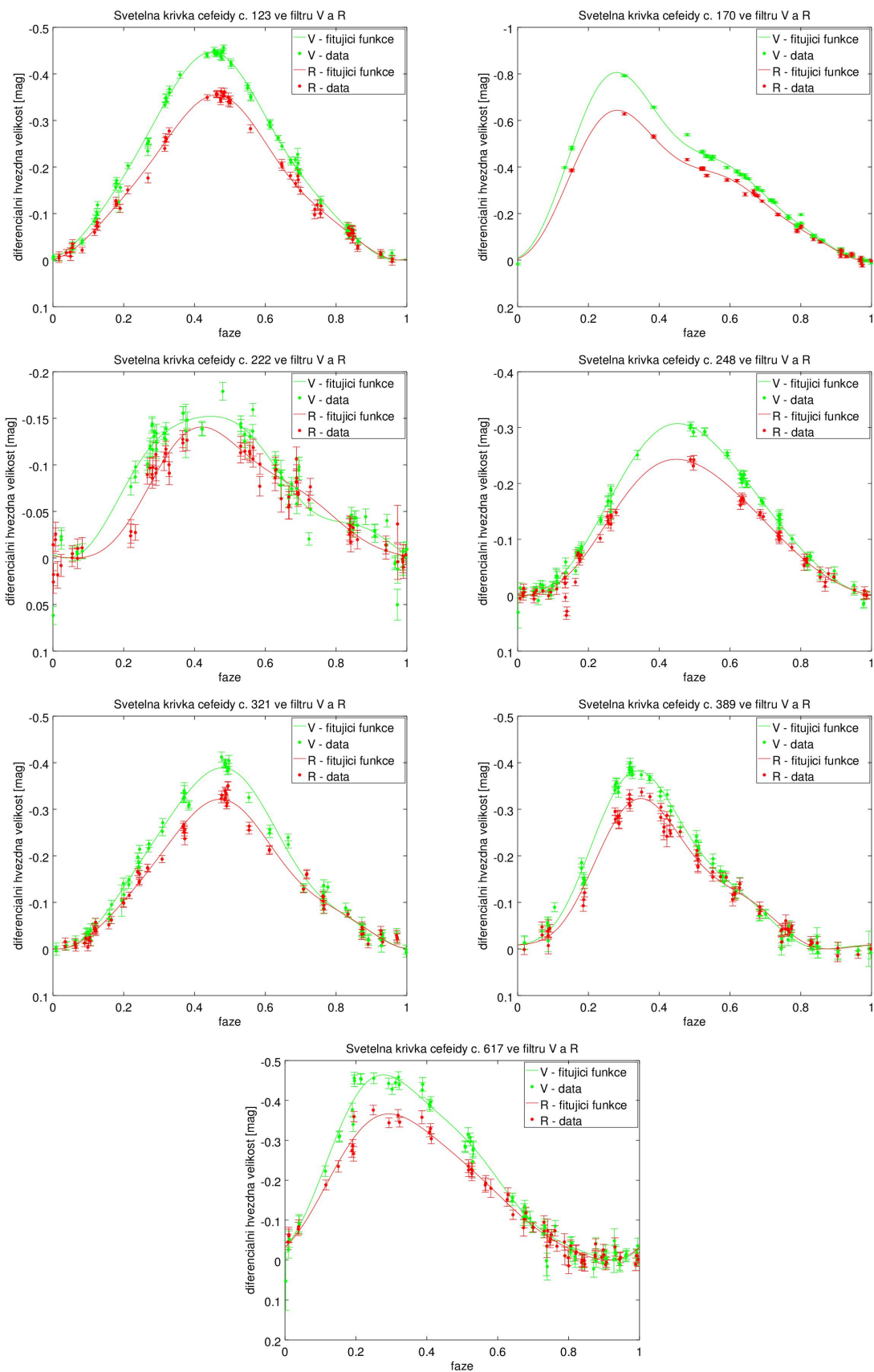
Po srovnání světelných křivek každé hvězdy v obou filtrech lze zjistit, že charakterem průběhu si většinou odpovídají. Amplituda ve filtru V je však dle očekávání vyšší než amplituda ve filtru R , viz obrázek 1.14 na straně 28, který znázorňuje závislost tvaru světelné křivky cefeidy na použitém filtru.

Pokud porovnáme světelné křivky mezi sebou, uvidíme, že zde existuje více druhů těchto křivek. Zatímco některé jsou svým rychlým nárůstem a pomalejším poklesem typické pro klasické cefeidy pulzující v základním módu, jiné jsou více symetrické, podobně jako světelné křivky klasických cefeid pulzujících v prvním harmonickém módu. Vzhledem k tomu, že měřené cefeidy neleží přímo v otevřené hvězdokupě, nemusí se nutně jednat o mladé klasické cefeidy. Z cefeid typu II podle délky periody připadají v úvahu především hvězdy typu BL Her, případně W Vir. Jak je diskutováno v kapitole 2.4.4 na straně 54, jiné typy proměnných hvězd než cefeidy lze podle jejich polohy v Hertzsprungově–Russellově diagramu vyloučit.

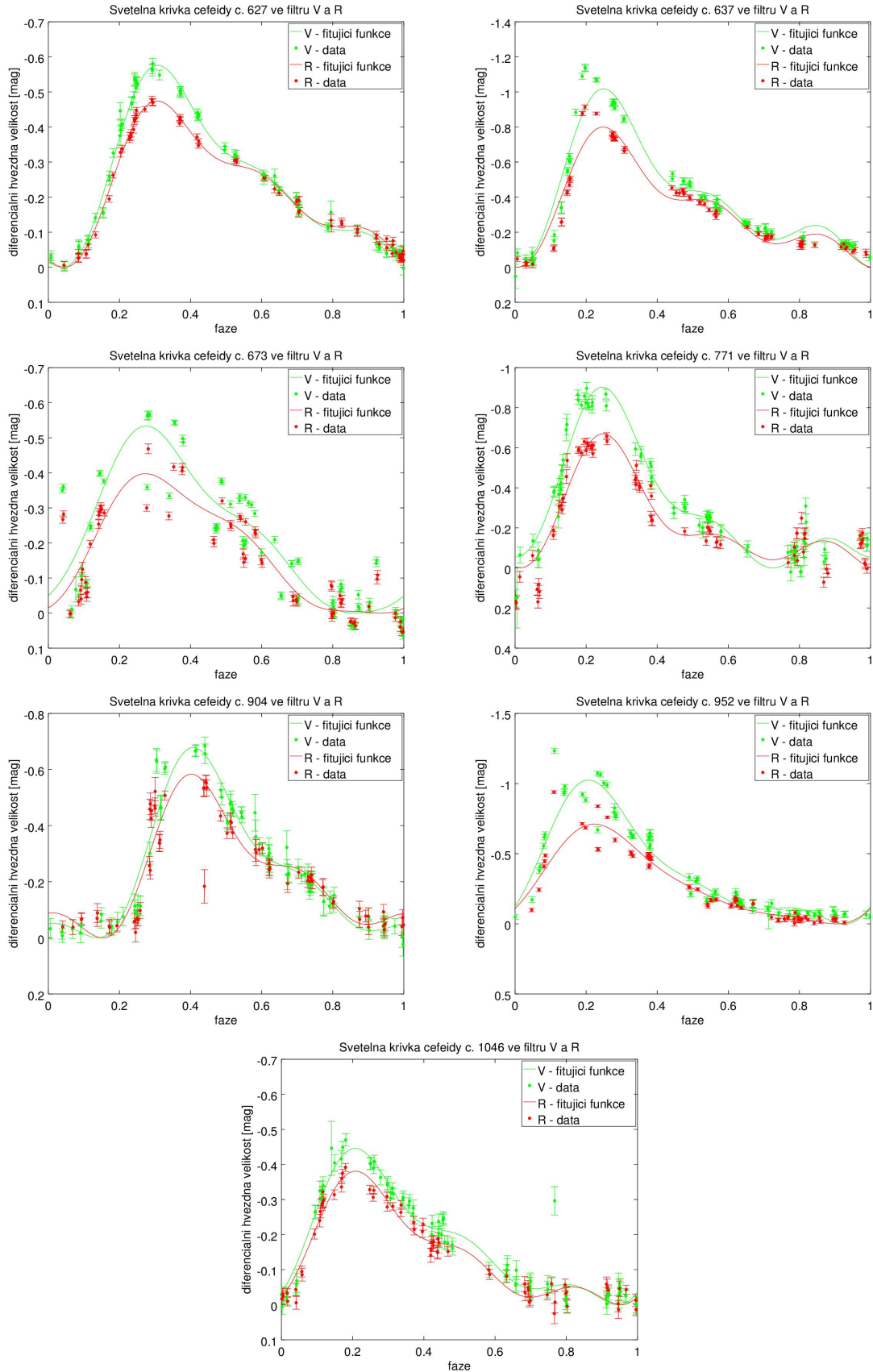
Na základě srovnání světelných křivek s publikovanými z katalogu OGLE [26] autorka diplomové práce určila, o které typy cefeid by se mohlo jednat. Výsledky jsou shrnuty v tabulce 2.3, kde lze rovněž nalézt typy těchto cefeid podle disertační práce K. M. Seboa [9], případně podle katalogu OGLE [51]. U hvězd typu δ Cep je přidána informace, zda se jedná o pulzace v módu základním (0) či v prvním harmonickém (I).

*	Typ dle autorky	Typ dle Seboa	Typ dle OGLE
123	δ CepI	δ CepI	δ CepI
170	δ Cep0	δ Cep0	δ Cep0
222	BL Her	δ CepI	-
248	δ CepI	δ CepI	-
321	δ CepI	δ CepI	δ CepI
389	δ Cep0	δ Cep0	-
617	δ CepI	δ CepI	-
627	δ Cep0	δ Cep0	-
637	δ Cep0	δ Cep0	-
673	δ CepI	δ CepI	δ Cep0, δ CepI
771	δ Cep0	δ Cep0	-
904	δ Cep0	δ Cep0	-
952	δ Cep0	δ Cep0	δ Cep0
1046	δ Cep0	δ Cep0	-
1063	δ CepI	δ CepI	-
1129	δ CepI/BL Her	δ CepI	-
1141	δ CepI/BL Her	δ Cep0	-
1280	δ Cep0	δ Cep0	δ Cep0
1440	δ Cep0	δ Cep0	-
1457	δ CepI	δ CepI	-
1458	δ Cep0	δ Cep0	δ Cep0

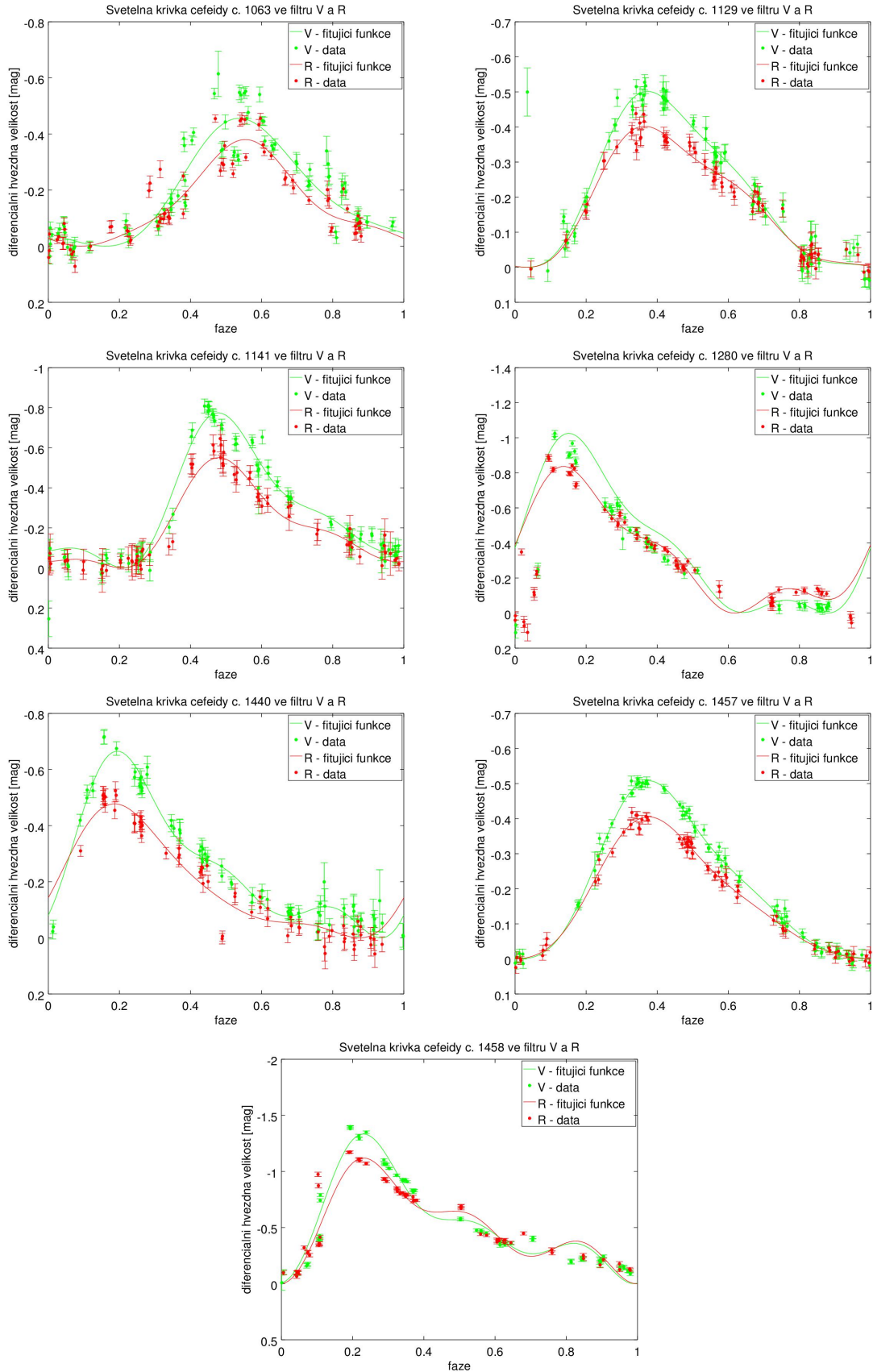
Tabulka 2.3: Odhady typů cefeid dle periody a světelné křivky se srovnáním s K. M. Seboem [9] a katalogem OGLE [51].



Obrázek 2.8: Světelné křivky s měřeními body hvězd č. 123, 170, 222, 248, 321, 389 a 617 v oboru V (zeleně) a R (červeně).



Obrázek 2.9: Světelné křivky s měřeními body hvězd č. 627, 637, 673, 771, 904, 952 a 1046 v oboru V (zeleně) a R (červeně).



Obrázek 2.10: Světelné křivky s měřeními body hvězd č. 1063, 1129, 1141, 1280, 1440, 1457 a 1458 v oboru V (zeleně) a R (červeně).

Jak je možné vidět v tabulce 2.3, v několika případech se odhady autorky liší od typů publikovaných Seboem. Pro přesnější určení typů cefeid by bylo potřeba více dat a podrobnější analýzy.

2.4.3 Absolutní hvězdné velikosti

Díky objevu Henrietty S. Leavittové lze z periody cefeidy spočítat její absolutní hvězdnou velikost, jak bylo učiněno i v této diplomové práci. Protože je v měřené skupině více typů cefeid, byl použit pro každý typ specifický PL vztah. Pro výpočty byly použity následující vztahy:

BL Her: Groenewegen & Jurkovic, 2017 [19]: $M_{Bol} = -0,691 \log P - 0,250$

δ **Cep0:** Sandage et al., 2009 [17]: $M_V = -2,588 \log P - 1,4$

δ **CepI:** Tammann et al., 2011 [18]: $M_V = -2,531 \log P - 2,028$.

V tabulce 2.4 je možné nalézt vypočtené hodnoty absolutních hvězdných velikostí a vzdáleností cefeid. Absolutní hvězdná velikost ve 4. sloupečku je v případě klasických cefeid vizuální, v případě hvězdy typu BL Her bolometrická. Pro hvězdy č. 1129 a 1141 byly vypočteny hodnoty dvě – s použitím PL vztahu pro klasické cefeidy pulzující v prvním harmonickém módu a pro hvězdy typu BL Herculis. Pozorovaná hvězdná velikost v 5. sloupci byla převzata z katalogu Sebo & Wood, případně z katalogu OGLE [51], [147]. Pomocí těchto hodnot byl vypočten modul vzdálenosti, jehož hodnoty jsou umístěny v 6. sloupci tabulky a vzdálenost, kterou nalezneme ve sloupci 7. Do průměrné hodnoty modulu vzdálenosti a vzdálenosti, která byla vypočtena ze vztahu 1.5 na straně 12, nebyla započtena hvězda č. 222, neboť zde byl vypočten jiný typ hvězdné velikosti⁶, a pro hvězdy č. 1129 a 1141 byly použity hodnoty vypočtené za předpokladu, že se jedná o klasické cefeidy pulzující v prvním harmonickém módu.

V tabulce 2.4 můžeme pozorovat značný rozptyl vypočtených hodnot vzdálenosti, jejichž průměrná hodnota je asi o 10 kpc větší nežli skutečná vzdálenost Malého Magellanova mračna. Příčinou tohoto rozdílu je s největší pravděpodobností nezahrnutí mezihvězdné extinkce do výpočtů. Absorpce a rozptyl světla v mezihvězdném prostoru způsobuje zeslabení světla přicházejícího ze zdroje, a ten je pak pozorován na větší vzdálenosti než je skutečná. Vypočtené hodnoty vzdálenosti jsou tedy právem nadhodnoceny. Příčinou rozptylu hodnot pak může být rovněž nezapočtená mezihvězdná extinkce, která může být obecně různá v každém směru, tedy i pro každou hvězdu. Možnou alternativou však může být i fakt, že Malé Magellanovo mračno je rozlehlejší ve směru spojnice Slunce–SMC než ve směru kolmém na tuto spojnici, jak se lze dočíst např. i v práci V. Ripepiho et al., 2017 [4]. Ten tvrdí, že hloubka Malého Magellanova mračna činí až 30 kpc (jak bylo řečeno v kapitole 2.2.2 na straně 41, rozměry v kolmém směru činí přibližně $4,6 \times 2,7$ kpc).

Průměrné hodnoty modulů vzdálenosti byly vypočteny také zvlášť pro cefeidy pulzující v základním módu a pro ty, které pulzují v módu prvním harmonickém. Hodnoty však vyšly velice blízké sobě navzájem ($19,28 \pm 0,39$) mag a ($19,31 \pm 0,89$) mag, větší rozptyl hodnot vzniklý započtením cefeid obou typů lze tedy vyloučit.

⁶Pro výpočet vizuální hvězdné velikosti z bolometrické lze použít bolometrickou korekci, která však pro tuto hvězdu není známa.

*	Typ	P [dny]	M [mag]	m [mag]	m-M [mag]	d [kpc]
123	δ CepI	2,7797	-3,15	15,617	18,77	56,72
170	δ Cep0	6,845	-3,56	14,958	18,52	50,58
222	BL Her	3,1746	-0,60	16,35	16,95	24,51
248	δ CepI	2,1204	-2,85	16,25	19,10	66,20
321	δ CepI	2,5727	-3,07	16,245	19,31	72,83
389	δ Cep0	2,3839	-2,38	16,54	18,92	60,71
617	δ CepI	1,2784	-2,30	17,27	19,57	81,96
627	δ Cep0	3,4856	-2,80	16,81	19,61	83,69
637	δ Cep0	2,314	-2,34	16,92	19,26	71,22
673	δ CepI	1,4317	-2,42	16,669	19,09	65,81
771	δ Cep0	1,5038	-1,86	17,86	19,72	87,84
904	δ Cep0	1,3795	-1,76	17,82	19,58	82,47
952	δ Cep0	1,4233	-1,80	17,116	18,91	60,61
1046	δ Cep0	1,4991	-1,86	17,4	19,26	70,96
1063	δ CepI	0,6486	-1,55	17,72	19,27	71,52
1129	δ CI/BL H	1,1848	-2,21/0,30	17,10	19,31/17,40	72,93/30,21
1141	δ CI/BL H	1,1935	-2,22/0,30	17,91	20,13/18,21	106,29/43,92
1280	δ Cep0	1,9358	-2,14	17,029	19,17	68,28
1440	δ Cep0	1,7064	-2,00	17,9	19,90	95,53
1457	δ CepI	0,9749	-2,00	17,2	19,20	69,18
1458	δ Cep0	2,5097	-2,43	16,787	19,22	69,86
Průměrná hodnota					19,29	73,26
Směrodatná odchylka					0,37	12,93

Tabulka 2.4: Tabulka vypočtených period, absolutních hvězdných velikostí a vzdáleností; pozorovaná hvězdná velikost byla převzata od K. M. Seboa [9].

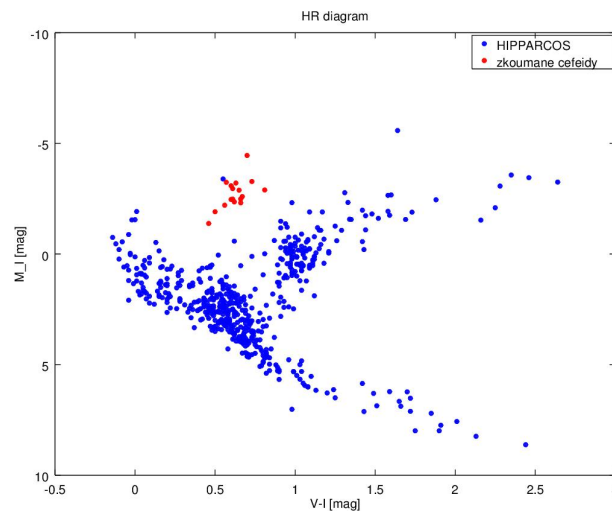
2.4.4 Ověření typu proměnnosti a umístění měřených hvězd

Pro kontrolu, zda měřené hvězdy leží v pásu nestability, byl vytvořen barevný diagram⁷ obsahující měřené proměnné hvězdy a asi tisíc hvězd z katalogu HIPPARCOS [37], který lze vidět na obrázku 2.11. Měřené hvězdy jsou vyznačeny červeně, hvězdy z družice HIPPARCOS modře. Na svislé ose je vynesena vypočtená absolutní hvězdná velikost ve filtru I , která byla převedena z absolutní hvězdné velikosti ve filtru V , uvedené v tabulce 2.4, pomocí barevného indexu $(V - I)$ převzatého z disertační práce K. M. Seboa [9]. Na vodorovné ose je pak vynesena tento Seboův barevný index $(V - I)$. Světlo delších vlnových délek se rozptyluje méně než světlo vlnových délek kratších, a proto byla na svislou osu vynesena hvězdná velikost ve filtru I , která je mezihvězdnou látkou ovlivněna pouze minimálně. Z podobného důvodu byl pro vodorovnou osu zvolen barevný index $(V - I)$, který rovněž není příliš ovlivněn mezihvězdným zčervenáním a dobře tak vyjadřuje teplotu hvězdy (viz odstavec pojednávající o Wesseheitově indexu v kap. 1.4.5 na straně 29). Čtyři hvězdy do výpočtů zahrnuty nebyly, neboť pro ně barevný index není znám. Těmito hvězdami jsou cefeidy č. 222, 627, 637 a 771.

V grafu na obrázku 2.11 můžeme vidět, že všechny hvězdy leží v oblasti, kde se nachází pás nestability, o jehož umístění se lze kromě porovnání s obrázky 1.3 a 1.4 na straně

⁷Jedná se o speciální případ HR diagramu, kde na vodorovné ose je vyznačen barevný index a na svislé absolutní hvězdná velikost.

19 přesvědčit také faktem, že ve stejné oblasti se nachází jedna hvězda měřená družicí HIPPARCOS, která zjevně nenáleží jiné oblasti HR diagramu. Výše zmíněná skutečnost potvrzuje, že měřené hvězdy jsou cefeidami, neboť hvězdy leží spíše v horní části pásu nestability, nikoliv poblíž hlavní posloupnosti, kde se nachází i jiné pulzující proměnné hvězdy, jako např. hvězdy typu RR Lyrae. Fakt, že se jedná o cefeidy a nikoliv o jiné krátkoperiodické pulzující hvězdy, může potvrdit také odlišná světelná křivka v příslušném oboru period a rovněž délka period samotných; hvězdy typu δ Scuti a β Cephei mají periody kratší než měřené cefeidy; hvězdy typu RR Lyrae dosahují i period, které mají (v absolutní hvězdné velikosti) nejjasnější měřené proměnné hvězdy, ty lze však od hvězd typu RR Lyrae odlišit prostřednictvím tvaru světelné křivky či zejména zmíněné polohy v HR diagramu.



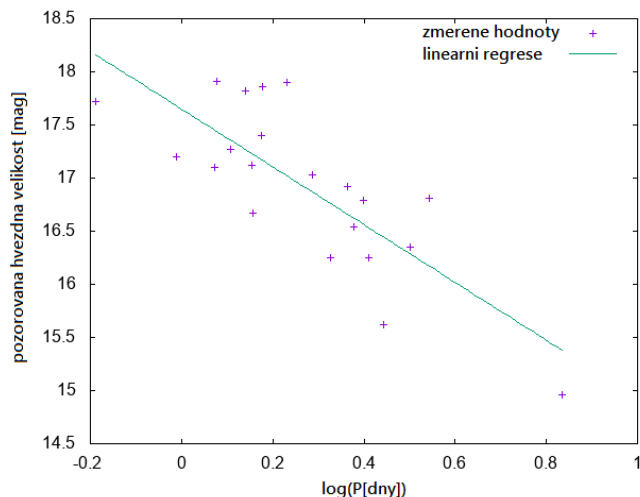
Obrázek 2.11: Barevný diagram měřených cefeid, které jsou vyznačeny červeně, s daty použitými z družice HIPPARCOS [37].

Kromě faktu, že měřené hvězdy jsou skutečně cefeidami, může jejich umístění v HR diagramu na obrázku 2.11 potvrdit také správnost určení period a tím absolutních hvězdných velikostí těchto cefeid. Pokud by absolutní hvězdné velikosti byly určeny nesprávně, hvězdy by se nacházely pravděpodobně v jiné části diagramu. Hvězdy vytváří poměrně kompaktní oblast o šířce 0,5 mag na vodorovné ose a výšce přibližně 3–4 mag na ose svislé, přičemž pás nestability má šířku přibližně 1 mag a výšku cca 10 mag. Jedná se tak o hvězdy podobných vlastností typu zářivý výkon, hmotnost, teplota, což může potvrzovat i skutečnost, že se hvězdy nacházejí ve stejné oblasti, kterou je v tomto případě Malé Magellanovo mračno. Zařazení hvězd do shodné oblasti bude diskutováno v následujících odstavcích.

Tvrzení, že se jedná o cefeidy lze podpořit také vykreslením grafu vyjadřujícího PL vztah, který je možné vidět na obrázku 2.12. Na vodorovné ose je vyneseno logaritmus změřených period, na svislé pak pozorované hvězdné velikosti, které jsou vypsány v tabulce 2.4. Body v grafu byly proloženy přímkou, jejíž rovnice má podle programu Gnuplot 5.2 tvar $m = -2,72 \log P + 17,65$. Vypočtený sklon je podobný sklonu PL relací, které jsou v současné době publikovány (viz tabulku 1.3 na straně 29).

Na obrázku 2.12 můžeme vidět, že body v grafu nejsou rozloženy náhodně, nopak přibližně sledují přímkou lineární regrese. Tento fakt podporuje tvrzení, že vynesené hvězdy leží v přibližně stejné vzdálenosti. Pokud by tomu tak nebylo, body by byly rozsety nahodile, neboť na vertikální ose není vynesena hvězdná velikost absolutní, nýbrž

pozorovaná, která, na rozdíl od absolutní, závisí na vzdálenosti.



Obrázek 2.12: Vztah mezi periodou a pozorovanou hvězdnou velikostí měřených cefeid, který připomíná PL relaci.

Poměrně značný rozptyl bodů kolem přímky je pak způsoben mezihvězdnou extinkcí nebo rozptylem vzdáleností jednotlivých hvězd. Vzdálenosti bodů od regresní přímky v horizontálním směru sahají až do desetin jednotek. Hodnota $\Delta \log P = 0,1$ odpovídá pro jednodenní periodu rozptylu vzdáleností přibližně $\frac{\Delta r}{r} = 0,05$, pro $P = 2$ dny pak cca $\frac{\Delta r}{r} = 0,03$, jak bylo zjištěno výpočtem pomocí vztahu pro modul vzdálenosti (viz vztah 1.5) a přibližného vztahu mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí, kde byla pro jednoduchost hodnota sklonu uvažována jako 2,5 a posun po svislé ose jako 0, neboť hodnota sklonu se při výpočtu ΔM_V následně vynuluje. Pro konstantní pozorovanou hvězdnou velikost lze pak závislost mezi rozptylem periody ΔP a rozptylem vzdálenosti Δr napsat ve tvaru

$$\frac{r}{r + \Delta r} = \sqrt{\frac{P - \Delta P}{P}}. \quad (2.2)$$

Pro periodu $P = 1$ den pak vyjde $\Delta r = 0,05 r$, což pro vzdálenost SMC, která čítá asi 60 kpc, činí $\Delta r = 3$ kpc. Tato hodnota koresponduje s rozměry SMC, které činí cca $4,6 \times 2,7$ kpc (viz kap. 2.2.2 na str.41), případně i s hloubkou galaxie SMC, která, jak již bylo řečeno výše, může být i větší než rozměry ve zbylých dvou směrech.

Zkoumané hvězdy však nemohou náležet hvězdokupě NGC 330, jejíž rozměry za předpokladu úhlového rozměru přibližně 3 úhlové minuty a kulového tvaru činí cca 50 pc; tato hodnota je mnohonásobně menší než vypočtený rozptyl vzdáleností.

2.5 Závěr

Cíl části diplomové práce týkající se zpracování současných dat získaných dalekohledem DK154, konkrétně provedení identifikace měření hvězd, sestavení jejich světelných křivek, určení period a absolutních hvězdných velikostí, byl splněn, přičemž bylo dosaženo i dalších cílů: Byla provedena identifikace 21 z 22 cefeid nalezených K. M. Seboem [9]; jedna cefeida leží mimo pole snímané dalekohledem. Informace o jejich polohách a názvech v dalších katalozích jsou shrnuty v tabulce 2.1. Dále byly zjištěny periody těchto proměnných hvězd, které se shodují s hodnotami publikovanými Seboem [9] i s hodnotami publikovanými katalogem OGLE [51], pokud existují. Informace o periodách jsou

shrnuty v tabulce 2.2. Dále byly získány světelné křivky měřených cefeid, které lze nalézt na obrázcích 2.8, 2.9 a 2.10. Podle jejich tvaru byl odhadnut typ hvězd. Odhady autorky se většinou shodly s typy určenými Seboem [9]. Typy měřených cefeid lze nalézt v tabulce 2.3. Pomocí vztahů mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí pro jednotlivé typy cefeid byly určeny absolutní hvězdné velikosti těchto cefeid a z nich jejich vzdálenosti, jak lze nalézt v tabulce 2.4. Rozdíl mezi nalezenými vzdálenostmi a publikovanými lze přičíst na vrub nezapočtení mezihvězdné extinkce, jejímž stanovením jsem se nezabývala. Na závěr byl ověřen fakt, že se jedná o cefeidy, jejich zanesením do barevného diagramu, kde zaujímal horní část pásu nestability. Bylo také ověřeno umístění měřených hvězd v jedné oblasti jejich vynesením do vztahu mezi periodou a pozorovanou hvězdnou velikostí, kde body bylo možné proložit přímkou s podobným sklonem jako mají současné kalibrované vztahy mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí.

Kapitola 3

Praktická část II: Historická data

3.1 Cíl

Tato část diplomové práce má za cíl prostudovat tři pozorovací deníky z konce 19. století, které se zachovaly v archivu Astronomického ústavu Univerzity Karlovy, v nichž jsou zaznamenána pozorování některých proměnných hvězd. Bylo třeba mezi proměnnými nalézt cefeidy, zrekonstruovat jejich světelné křivky, porovnat je s publikovanými světelnými křivkami a odhadnout přesnost pozorování zaznamenaných v těchto denících.

3.2 Úvod

19. století je považováno za období vzniku astrofyziky, neboť s příchodem fotografie, která se v astronomii začala používat ve druhé polovině 19. století, s rozvojem spektroskopie, přičemž první spektrogram hvězdy provedl v roce 1872 americký amatérský astronom Henry Draper¹, a dalších oborů se astronomie stala objektivnější. [28]

Přesto se však ještě na přelomu 19. a 20. století prováděla vizuální astronomická pozorování Argelanderovou metodou, jak je zaznamněno i ve třech analyzovaných pozorovacích denících, které byly nalezeny v archivu Astronomického ústavu Univerzity Karlovy.

Pouze jeden z těchto deníků byl signován a to Gustavem Grussem. Byl to matematik, fyzik a astronom, který se narodil v roce 1854 v Jičíně. Po absolvování místního gymnázia začal studovat Filozofickou fakultu Karlo-Ferdinandovy univerzity, kde byl prohlášen doktorem filozofie. Po studiích, která zakončil státní zkouškou pro učitelství matematiky a fyziky na českých gymnáziích, Gruss pracoval jako geodetik ve Vídni, později jako suplent na gymnáziu v Brně a poté pracoval na klementinské hvězdárně v Praze. Od roku 1892 působil jako profesor teoretické astronomie na české univerzitě a v tomtéž roce byl jmenován ředitelem astronomického ústavu. Gruss se věnoval především proměnným hvězdám; se svým asistentem Václavem Láskou publikoval např. hvězdné velikosti a data maxim a minim proměnných hvězd pozorovaných v letech 1892–1894 [149] a 1894–1895 [150]. Gruss napsal také popularizační knihu Z říše hvězd, která byla publikována v roce 1894 [151]. Gustav Gruss zemřel v roce 1922 v Praze. [152], [153]

Kromě Grusse v této době na Astronomickém ústavu působili také August Seidler, který působil jako ředitel astronomického ústavu od roku 1890, kterého později nahradil G. Gruss, dále již zmíněný Grussův asistent Václav Láška, který z ústavu odchází v roce 1896, jeho nástupce Josef Malír, který na ústavu působil do roku 1899, či např. Grussův

¹Po Draperovi je pojmenován katalog značený HD, jenž byl sestaven na Harvardově univerzitě pod vedením E. C. Pickeringa [148]

někdejší student František Nušl, který se v roce 1898 stal společně s továrníkem Josefem Janem Fričem zakladatelem hvězdárny v Ondřejově [154].

Mezi hvězdami ve třech zkoumaných denících byly nalezeny především proměnné hvězdy typu Mira, polopravidelné proměnné hvězdy a zákrytové dvojhvězdy typu Algol a β Lyr. Z cefeid to pak byly tři klasické a jedna typu RV Tauri. Jedná se o hvězdy δ Cephei, η Aquilae a ζ Geminorum jakožto představitelky klasických cefeid a o hvězdu R Scuti, která představuje typ RV Tauri. Jsou to poměrně jasné hvězdy pozorovatelné pouhým okem na severní obloze: hvězda δ Cephei leží v souhvězdí Cefeje (Cepheus), η Aquilae v souhvězdí Orla (Aquila), ζ Geminorum v souhvězdí Blíženců (Gemini) a R Scuti v souhvězdí Štítu (Scutum). Základní, dnes známé vlastnosti těchto cefeid, mezi které patří poloha v ICRS souřadnicích pro epochu 2000 (rektascenze α a deklinace δ) [155], hvězdná velikost [72], perioda a vzdálenost (pro klasické cefeidy [156], pro hvězdu R Sct [157]), jsou uvedeny v tabulce 3.1.

*	typ	α [h m s]	δ [° ' "]	m_V [mag]	P [dny]	d [kpc]
δ Cep	δ Cep	22 29 10.26502	+58 24 54.7139	3,75	5,3663	0,244
η Aql	δ Cep	19 52 28.36775	+01 00 20.3696	3,80	7,1766	0,256
ζ Gem	δ Cep	07 04 06.53079	+20 34 13.0739	3,79	10,1508	0,370
R Sct	RV Tau	18 47 28.94988	-05 42 18.5417	5,20	140,2	4451

Tabulka 3.1: V současné době známé základní informace o cefeidách, které byly pozorovány v historických denících.

3.3 Zpracování dat a výsledky

3.3.1 Obsah pozorovacích deníků a jejich autoři

Mezi pozorovacími deníky byl menší nesignovaný s černými deskami o rozměrech cca A6, který obsahuje 58 listů s daty mezi léty 1896–1897, dále rovněž nesignovaný deník s červenými deskami protáhlého tvaru, v němž bylo volně vloženo celkem 54 listů s daty z týchž let, a deník s černými deskami o velikosti cca A5 se 180 stranami, z nichž popsáno bylo pouze 40 daty z let 1883–1893, podepsaný Gustavem Grusem.

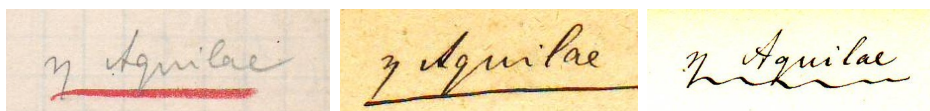
Deník Gustava Grusse z cefeid obsahoval pozorování hvězdy R Scuti z roku 1883 a hvězdy η Aql pravděpodobně z téhož roku. Kromě pozorování proměnných hvězd jiných typů jsou v tomto deníku zaznamenány také teoretické výpočty týkající se parametrů zákrytových dvojhvězd či také náčrty hvězdných polí kolem polopravidelné pulzující hvězdy T Arictis a miridy R Cassiopeiae. Až na několik českých poznámek je deník psán německy.

Menší černý nesignovaný deník obsahuje pouze pozorování proměnných hvězd, z cefeid jsou zde obsaženy δ Cep, η Aql a ζ Gem.

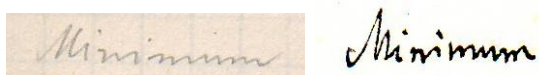
Třetí, červený pozorovací deník s volně vloženými listy je s největší pravděpodobností spjat s druhým nesignovaným deníkem, neboť zatímco černý obsahuje zápisy měření, v tomto červeném deníku nalezneme výpočty jasností hvězd a fází z těchto pozorování a náčrty světelných křivek některých hvězd. Téměř s jistotou lze tedy tvrdit, že dva nesignované pozorovací deníky mají společného autora.

Přes podobnost písma mezi nesignovanými deníky a podepsaným deníkem lze nalézt jisté odchylky, jejichž příklady jsou znázorněny na obrázcích 3.1–3.3. Ve slově „ η Aquilae“ lze v deníku G. Grusse pozorovat odlišné „A“, naopak ve slově „Minima“ jsou si velká

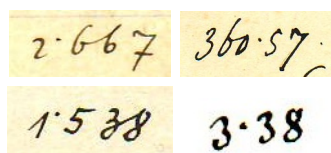
„M“ dosti podobná. Co se týče čísel, v případě zápisu několika číslic za sebou byla v nesignovaných denících, zejména v malém černém, tato čísla často spojována, jak lze vidět na obrázku 3.3, v deníku Grusse byla čísla spojena pouze v několika případech. Tento poslední fakt však není směrodatný, neboť záleží na rychlosti psaní, respektive na snaze o úhlednost.



Obrázek 3.1: Porovnání slova „η Aquilae“ v černém nesignovaném deníku (vlevo), v červeném nesignovaném deníku (uprostřed) a v deníku G. Grusse (vpravo).



Obrázek 3.2: Porovnání slova „Minimum“ v černém nesignovaném deníku (vlevo) a v deníku G. Grusse (vpravo).



Obrázek 3.3: Porovnání čísel v červeném nesignovaném deníku (vlevo) a v deníku G. Grusse (vpravo).

Po porovnání písem na obrázcích 3.1–3.3 lze obecně říci, že styl je u obou autorů velice podobný, avšak s malými odchylkami. Nelze tak s jistotou říci, zda se jedná o stejného autora, tedy Gustava Grusse, či o autory odlišné.

Mezi potenciální autory nesignovaných deníků mohou patřit tehdejší pracovníci astronomického ústavu, o nichž byla řeč v úvodu této kapitoly. Mezi ně patří zejména Grussovi asistenti, kterými byli V. Láska a J. Malíř. Vzhledem k tomu, že Láska z ústavu odešel v roce 1896, je pravděpodobnějším autorem nesignovaných deníků J. Malíř, který se v témže roce ujal funkce asistenta, neboť v nepodepsaných denících jsou zaznamenána pozorování z let 1896–1897. Této skutečnosti odpovídá i fakt, že v deníku s červenými deskami nalezneme ukázkou dat Grusse a Lásky, nicméně ani to nevyklučuje skutečnost, že by jeden ze zmiňovaných mohl být autorem. Lásku však vylučuje jeho odchod z astronomického ústavu v roce, kdy začla být data měřena, přičemž měření trvalo až do následujícího roku. Pravděpodobnost, že by autorem byl Gruss, je snížena jemnými rozdíly v písmu a rovněž faktem, že jeho signovaný deník je psán převážně německy, zatímco zbývající dva jsou psány celé česky. Tato pravděpodobnost však není nulová. Mezi nejpravděpodobnější adepty by však připadl Josef Malíř, případně jiný pracovník astronomického ústavu.

Pro určení autora s jistotou by bylo třeba nalezení prací ostatních členů astronomického ústavu a porovnání písma v těchto pracích a v denících, což však není náplní této diplomové práce.

3.3.2 Deník Gustava Grusse

Hvězda R Scuti

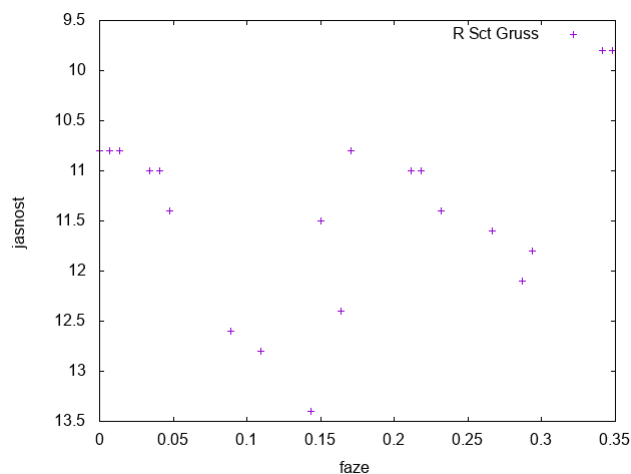
Pozorování hvězdy R Scuti bylo v signovaném deníku zaznamenáno ve formě již zpracované – jednalo se o záznamy datumů a již vypočtených hvězdných velikostí, které byly získány v deníku neuvedenou cestou. Data byla převedena na juliánské datum² a poté byla vypočtena fáze pomocí vztahu 2.1 na straně 45. U pozorování však nebyl zaznamenán čas – pouze u prvního data se objevila poznámka o čase pozorování, který byl pro další výpočty použit pro každé datum. Měření byla provedena v období červenec–srpen roku 1883. Vzhledem k tomu, že letní čas byl v českých zemích zaveden až v roce 1916 a trvale pak v roce 1979 [159], byla pro výpočet juliánského data od času zaznamenaného v denících odečtena jedna hodina, čímž se středoevropský čas převedl na světový čas UTC. Klasické datum, středoevropský čas, juliánské datum, které bylo získáno pomocí konvertoru³ a výpočtů, vypočtená fáze a zaznamenaná hvězdná velikost jsou uvedeny v tabulce 3.2. Výsledná světelná křivka je zobrazena na obrázku 3.4. Vzhledem k tomu, že není známo, jaké jednotky pro jasnost hvězdy autor deníku použil, není ani jisté, zda s rostoucí jasností jednotky rostou či klesají. V tomto případě bylo předpokládáno, že jednotky jasnosti mají stejný princip jako jednotky hvězdné velikosti – magnitudy, které s rostoucí jasností hvězdy klesají.

datum	čas	JD	fáze	hv. velikost
2. 7.	23:15	2408994,427	0,00	10,8
3. 7.	23:15	2408995,427	0,01	10,8
4. 7.	23:15	2408996,427	0,01	10,8
7. 7.	23:15	2408999,427	0,03	11,0
8. 7.	23:15	2409000,427	0,04	11,0
9. 7.	23:15	2409001,427	0,05	11,4
15. 7.	23:15	2409007,427	0,09	12,6
18. 7.	23:15	2409010,427	0,11	12,8
23. 7.	23:15	2409015,427	0,14	13,4
24. 7.	23:15	2409016,427	0,15	11,5
26. 7.	23:15	2409018,427	0,16	12,4
27. 7.	23:15	2409019,427	0,17	10,8
2. 8.	23:15	2409025,427	0,21	11,0
3. 8.	23:15	2409026,427	0,22	11,0
5. 8.	23:15	2409028,427	0,23	11,4
10. 8.	23:15	2409033,427	0,27	11,6
13. 8.	23:15	2409036,427	0,29	12,1
14. 8.	23:15	2409037,427	0,29	11,8
21. 8.	23:15	2409044,427	0,34	9,8
22. 8.	23:15	2409045,427	0,35	9,8

Tabulka 3.2: Zpracovaná data o hvězdě R Scuti z deníku G. Grusse.

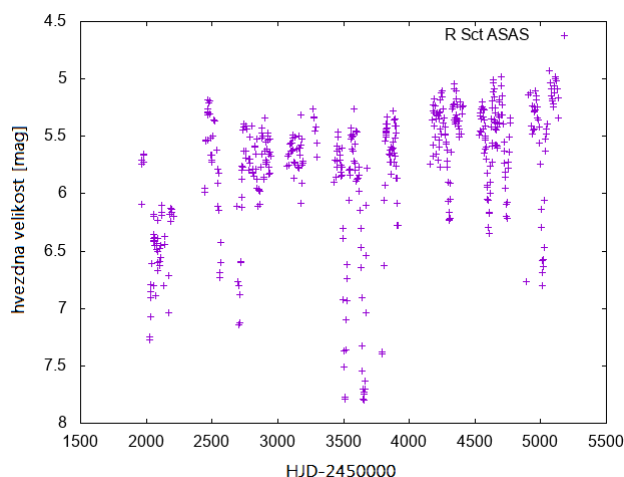
²Juliánské datování je forma vyjádření okamžiku jedním číslem, které vyjadřuje počet dní, které uběhly od poledne světového času dne 1. 1. roku 4713 př. n. l. Celá čísla tak vyjadřují počet dní, desetinná počet hodin, minut a sekund, případně jejich zlomků. Např. 1. 1. roku 2018 v 0:00 hodin bylo juliánské datum, značené JD, rovno 2458106,5. [158]

³Konvertor mezi klasickým, juliánským a heliocentrickým juliánským datem lze nelézt na webových stránkách http://britastro.org/computing/applets_dt.html.



Obrázek 3.4: Část světelné křivky hvězdy R Scuti zrekonstruované z pozorovacího deníku G. Grusse, na svislé ose je vynesena jasnost v jednotkách uvedených v deníku.

Podle katalogu ASAS⁴ je perioda hvězdy R Scuti 146,5 dne. Vzhledem k tomu, že pozorování trvala pouze přibližně 50 dní, nebyla pozorována ani jedna celá fáze. Jak je vidět na obrázku 3.5, který byl vytvořen z dat přehlídky ASAS, tvar světelné křivky se dlouhodobě mění.



Obrázek 3.5: Světelná křivka hvězdy R Sct vykreslená z dat přehlídky ASAS.

Hvězda η Aquilae

Pozorování hvězdy η Aql nebylo příliš možné dobře zpracovat, neboť způsob zaznamenávání dat v deníku Gustava Grusse nebyl zcela pochopen. Pozorování byla pravděpodobně prováděna a zaznamenávána Argelanderovou metodou, která je popsána v kapitole 1.1.3 na straně 13. Data pozorovaná touto metodou mají formát A p B, kde A a B představují dvě různé měřené hvězdy, které zde mohou být nejen proměnná a srovnávací, ale i dvě srovnávací, a p počet Argelanderových odhadních stupňů mezi porovnávanými hvězdami. Místo odhadních stupňů však zde byly použity znaky (>, <, =), které je nutno kvantifikovat, a dále nebylo jednoznačné, k jaké hvězdě se některá porovnání jasnosti vážou, neboť zde byla uvedena pouze jedna hvězda (viz ukázkou z deníku na obrázku 3.6). Dále

⁴Katalog proměnných hvězd přehlídky ASAS je dostupný na webových stránkách <http://www.astrouw.edu.pl/asas/?page=acvs>.

nebylo možné provést identifikaci všech srovnávacích hvězd. U hvězd, které byly označeny řeckými písmeny, bylo předpokládáno, že patří, stejně jako proměnná hvězda, do souhvězdí Orla, neboť srovnávací hvězdy by měly ležet co nejbližší hvězdě proměnné. Hvězda autorem deníku označená např. písmenem β pak byla považována za hvězdu β Aquilae. V záznamech se však objevila i označení hvězd čísly, které identifikovány nebyly. Je však možné, že tato čísla nepředstavují hvězdy, nýbrž jakési odhadní stupně.

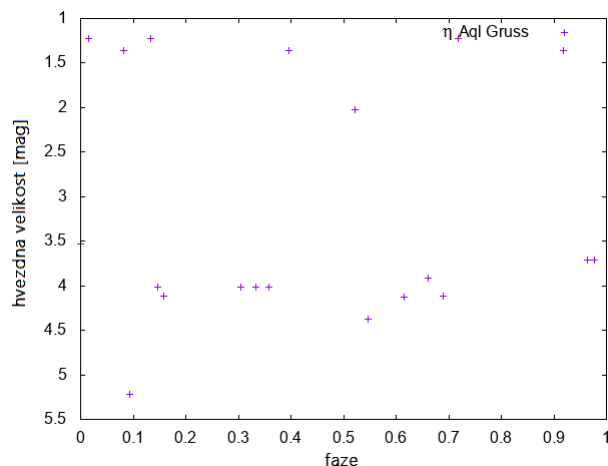
Aug	3.	10 35	$\eta < \gamma$, $2 < \delta$, $1 < \beta$		
"	10.	9 38	$1 < \ell$		
"	13.	10 12	$\eta < \delta$, $< \delta$, $> \ell$		
"	14.	10 48	$\eta < \delta$, $< \delta$, $= \ell$, $> \nu$		
"	18.	10 20	$\eta < \delta$, $2 < \delta$, $= \ell$, $< \beta$		
"	21.	10 45	$\eta < \delta$, $1 > \ell$, $\frac{1}{2} < \beta$		
"	22.	8 50	$2 < \delta$, $2 < \delta$, $> \ell$, $> \beta$		
"	24.	9 50		$< \ell$, $< \beta$, $> \nu$	
"	25.	10 25		$> \ell$, $< \beta$, $> \nu$	
"	26.	10 30	$2 < \delta$	$> \ell$, $\frac{1}{2} < \beta$	
"	27.	9 40		$> \ell$, $\frac{1}{2} < \beta$	
"	29.	10 30		$2 > \ell$, $= \beta$, $3 > \ell$	
"	31.	9 45		$< \ell$, $< \beta$, $2 < \ell$	
1. Sept.	9 55			$> \ell$, $\leq \beta$, $2 < \ell$	
4 "	10 20	$< \delta$		$2 > \ell$, $> \beta$	
5. "	10 0	$2 < \delta$		$2 > \ell$, $> \beta$	

Obrázek 3.6: Ukázka ze zaznamenání pozorování hvězdy η Aquilae v deníku Gustava Grusse.

Data, která se pohybovala v rozmezí červenec–září roku 1883 (u měření rok pozorování uveden nebyl, avšak rok 1883 byl zapsán u měření, která tomuto přecházela a lze tak předpokládat, že i pozorování hvězdy η Aquilae bylo provedeno v tomto roce), byla převedena na juliánská data a z nich pak byla pomocí periody o velikosti 7,17679, která byla převzata z katalogu ASAS, spočtena fáze. Za předpokladu, že druhou porovnávanou hvězdou v zápisech, v nichž byla uvedena pouze jedna hvězda, byla proměnná η Aquilae, a po přiřazení Argelanderových stupňů k symbolům, které byly použity v deníku, podle následujících úvah, byly vypočteny jasnosti hvězd metodou, která je podrobně popsána v následující kapitole 3.3.3, přičemž identifikovaným srovnávacím hvězdám byly přiřazeny publikované [160], [161] hvězdné velikosti ve filtru V nalezená prostřednictvím databáze SIMBAD⁵. Symbolu „=“ bylo přiřazeno dle tabulky 1.1 na straně 13 0 odhadních stupňů, symbolům „ \leq “ a „ \geq “ 1 a symbolům „ $<$ “ a „ $>$ “ číslo 2. Pro periodu byla použita hodnota získaná z katalogu přehledky ASAS a to 7,17679 dne. Pomocí vypočtené fáze a hvězdných velikostí byla sestavena světelná křivka, která však nevykazovala žádnou korelaci. Tato světelná křivka je umístěna na obrázku 3.7.

Příčinou faktu, že světelná křivka na obrázku 3.7 představuje spíše náhodně rozložené body, je pravděpodobně skutečnost, že jsem nepochopila systém zaznamenávání pozorování této hvězdy, kterým chybělo vysvětlení.

⁵Astronomickou databázi SIMBAD lze nalézt na webových stránkách <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>.



Obrázek 3.7: Rekonstrukce světelné křivky η Aquilae z dat Gustava Grusse.

3.3.3 Nesignované deníky

Pozorovaná data byla zaznamenávána v menším černém deníku ve formátu A p B, případně A p B q C, kde velká písmena představují měřené hvězdy, tedy proměnnou a hvězdy srovnávací, a malá písmena značí počet Argelanderových odhadních stupňů, který se pohyboval v souladu s Argelanderovou metodou od 0 do 4, vyskytovala se zde i desetinná čísla (představující pouze poloviny čísel – 0,5; 1,5, atd.). Porovnání mezi různými hvězdami bylo pro daný den vždy několik; téměř ke každému porovnání byl uveden čas pozorování s přesností na minuty. Ve větším červeném deníku pak byly sepsány výpočty jasností hvězd v odhadních stupních, nikoliv přímo hvězdné velikosti, které mají jako jednotku magnitudu. Hodnoty jasností srovnávacích hvězd v odhadních stupních autor spočetl pomocí soustavy lineárních rovnic. Příkladem může být pozorování hvězdy η Aql ze 13. 9. 1896, jehož zápis lze shrnout ve tvaru:

$$\gamma x \delta y \eta z \beta u \iota, \quad (3.1)$$

kde řeckými písmeny jsou označeny srovnávací hvězdy a hvězda proměnná (zde η) seřazené podle jasnosti a malými písmeny psanými latinkou počet odhadních stupňů. Ze znalosti těchto stupňů mezi některými z těchto hvězd lze pak sestavit soustavu lineárních rovnic

$$\begin{aligned} z &= 1 \\ x + y &= 4 \\ z + u &= 1 \\ y &= 1,5 \\ y + z &= 2,5 \\ y + z + u &= 3, \end{aligned}$$

z nichž můžeme spočítat počet odhadních stupňů mezi každými sousedícími hvězdami. Autor poté nejméně jasné hvězdě (zde hvězdě ι) přiřadil jasnost 0, z čehož lze již snadno dopočítat jasnosti v odhadních stupních zbývajících hvězd včetně proměnné. Jednotky jasnosti jsou pak koncipovány tak, že hvězdě větší jasnosti je přiřazeno více odhadních stupňů, narozdíl od hvězdné velikosti, kde jasnější hvězda má nižší počet magnitud.

Druhý způsob výpočtu jasnosti proměnné hvězdy autor použil v případě, že jasnosti srovnávacích hvězd získal jinou metodou, jak je tomu v případě srovnávacích hvězd ι , β a δ

pro hvězdu η Aql. Zde autor připsal poznámku, že jasnosti těchto hvězd byly vypočteny „přímo, ze středu pozorování neredukovaných“. V tomto případě jasnost proměnné hvězdy pro každé pozorování spočetl jako průměrnou hodnotu z těch, které získal přičtením počtu odhadních stupňů k jasnosti slabší hvězdy, respektive jejich odečtením od jasnosti hvězdy jasnější.

Autor tak získal několik jasností, které jsou uvedeny v následujících podkapitolách.

Autorka diplomové práce hodnoty hvězdných velikostí získala výpočtem za použití vzorce 1.6 na straně 13. Protože v černém deníku bylo téměř pro každé porovnání jasností dvou hvězd zapsán čas měření a pro výpočet bylo nutné použít více těchto porovnání najednou, byl pro každý večer, respektive ráno, spočítán střední čas mezi první a poslední zapsanou hodinou, které se od sebe lišily většinou maximálně o 10 minut, což v juliánském datu činí odchylku v řádu tisícín. Protože porovnání bylo provedeno několik i pro proměnnou hvězdu, jako výsledek byla považována průměrná hodnota z hodnot vypočtených. Pro výpočty byly použity publikované hvězdné velikosti srovnávacích hvězd ve filtru V , který odpovídá vnímání lidského oka, pomocí něhož byla pozorování ve zkoumaných historických denících prováděna. Vzhledem k tomu, že pro výpočty byly použity hvězdné velikosti, je jasnost proměnné hvězdy vypočtená autorkou diplomové práce dána v jednotkách magnitudy.

Stejně jako při analýze deníku Gustava Grusse bylo vypočteno juliánské datum a díky známým periodám také fáze. Pomocí jasností hvězd vypočtené autorem deníku a hvězdných velikostí vypočtené autorkou diplomové práce pak byly sestaveny světelné křivky, které lze s křivkami sestavenými z publikovaných dat porovnat v následujících odstavcích.

Hvězda η Aquilae

Hvězda η Aquilae byla v nesignovaných denících pozorována od září do prosince roku 1896. V deníku s červenými deskami jsou zaznamenány výpočty, jejichž výsledkem jsou tři různé sady jasností hvězd. Dvě z nich byly spočteny pomocí metody přičítání odhadních stupňů k jasnostem hvězd srovnávacích, jak je popsáno výše. Třetí sada byla získána pomocí výpočtu soustavy lineárních rovnic, tento způsob je rovněž popsán výše. Čtvrtá sada, která obsahuje hvězdné velikosti proměnné hvězdy, byla vypočtena autorkou diplomové práce Argelanderovou metodou pomocí vztahu 1.6 na straně 13.

Jako srovnávací hvězdy byly použity hvězdy s označením ι , β , δ a γ , o kterých bylo, podobně jako v deníku Gustava Grusse, předpokládáno, že se jedná o hvězdy patřící do stejného souhvězdí jako hvězda proměnná, tedy do souhvězdí Orla. Správnost tohoto tvrzení lze v případě nesignovaných deníků potvrdit faktem, že v červeném deníku můžeme nalézt poznámku o hvězdných velikostech srovnávacích hvězd zjištěných z publikace Uranometrie Nova Oxoniensis, která pojednává o pozorovaných hvězdných velikostech hvězd viditelných pouhým okem [162]. Srovnávací hvězdy byly autorem pozorovacího deníku vybrány poměrně vhodně, žádná z nich není proměnnou hvězdou. V tabulce 3.3 můžeme kromě typů srovnávacích hvězd, zjištěné pomocí databáze SIMBAD, nalézt jejich hvězdné velikosti podle publikace Uranometria Nova Oxoniensis, které jsou uvedeny v deníku, a hvězdné velikosti v současné době publikované [160], [161], zjištěné prostřednictvím databáze SIMBAD. Hvězdné velikosti, označené mag s příslušným indexem, mají jednotku magnitudy. Pro výpočty jasností proměnných hvězd však autor deníků použil jasnosti srovnávacích hvězd, které získal výpočtem lineárních rovnic.

V tabulce 3.4 jsou zaznamenány parametry pozorování jako je datum a čas, které byly převedeny na juliánské datum, a fáze vypočtená pomocí periody, jejíž hodnota

je podle katalogu proměnných hvězd ASAS 7,17679 dne. Dále jsou v tabulce uvedeny hvězdné velikosti označené m_1 , m_2 , m_3 a m_{Arg} . Hvězdné velikosti m_1 , m_2 a m_3 byly vypočteny autorem pozorovacího deníku a jsou uvedeny v jednotkách odhadních stupňů. První dvě byly získány metodou přičítání odhadních stupňů, třetí z nich byla získána pomocí výpočtu lineárních rovnic. Hvězdná velikost m_{Arg} byla vypočtena autorkou diplomové práce prostřednictvím Argelanderovy metody za použití těch hvězdných velikostí srovnávacích hvězd, které byly zjištěny pomocí databáze SIMBAD a jsou uvedeny v tabulce 3.3 v posledním sloupci v jednotkách magnitudy.

Minuty jsou uvedeny v desetinných číslech, neboť byl použit čas střední, jak bylo popsáno výše. Argelanderovou metodou nebyly určeny tři hvězdné velikosti, pro něž neexistoval dostatečný počet pozorování; pro výpočet touto metodou je potřeba porovnání proměnné jak se slabší, tak s jasnější srovnávací hvězdou, v deníku však bylo porovnání pouze jedno.

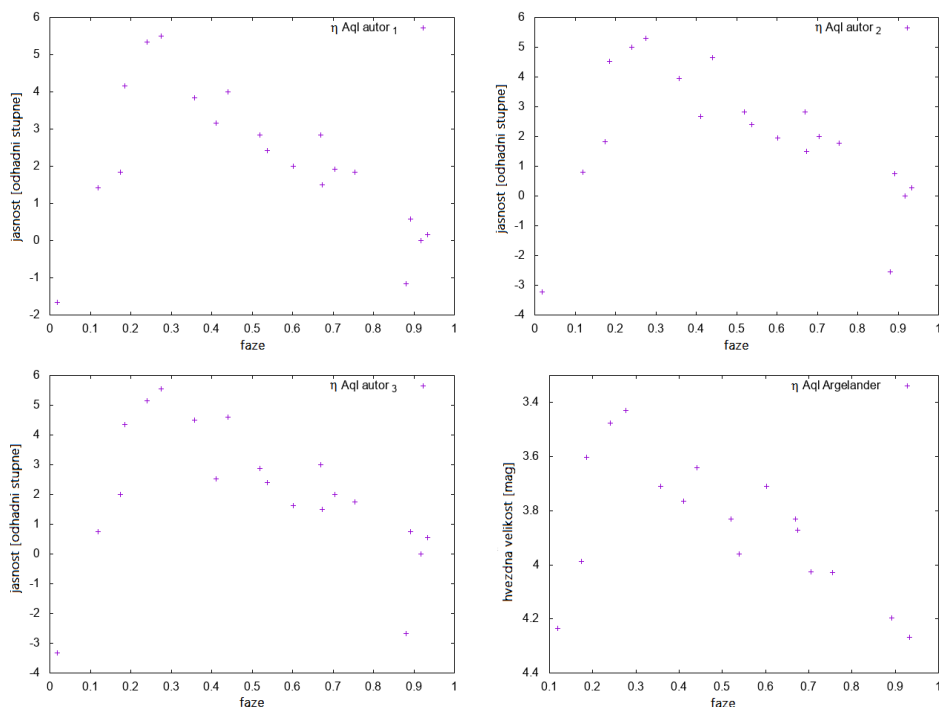
hvězda	typ	mag _{deník}	mag _{SIMBAD}
ι Aql	hvězda nspecifikovaného typu	4,52	4,36
β Aql	hvězda s vysokým vlastním pohybem	3,69	3,71
δ Aql	vícenásobná hvězda	3,36	3,36
γ Aql	hvězda nspecifikovaného typu	2,81	2,72

Tabulka 3.3: Vlastnosti srovnávacích hvězd použitých při pozorování cefeidy η Aql.

datum	čas	JD	fáze	m_1	m_2	m_3	m_{Arg}
13. 9.	22:06.5	2413816,379	0,41	3,16	2,68	2,53	3,77
21. 9.	21:16.5	2413824,344	0,52	2,83	2,83	2,88	3,83
24. 9.	20:26.5	2413827,309	0,93	0,16	0,27	0,55	4,27
27. 9.	21:34.5	2413830,357	0,36	3,83	3,95	4,50	3,71
2. 10.	20:06.75	2413836,296	0,19	4,16	4,52	4,35	3,60
6. 10.	19:49	2413839,284	0,60	1,99	1,95	1,63	3,71
7. 10.	22:06.5	2413840,379	0,75	1,83	1,78	1,76	4,03
8. 10.	19:45	2413841,281	0,88	-1,17	-2,56	-2,67	-
9. 10.	19:32	2413842,272	0,02	-1,67	-3,22	-3,33	-
10. 10.	22:25	2413843,392	0,17	1,83	1,83	2,00	3,99
12. 10.	20:19.5	2413845,305	0,44	3,99	4,65	4,59	3,64
18. 10.	20:08.5	2413851,297	0,28	5,49	5,31	5,54	3,43
25. 10.	18:25	2413858,225	0,24	5,33	4,99	5,14	3,48
28. 10.	20:06	2413861,295	0,67	2,83	2,83	3,00	3,83
6. 11.	19:15	2413870,260	0,92	0,00	0,00	0,00	-
13. 11.	19:07.5	2413877,255	0,89	0,57	0,75	0,75	4,20
26. 11.	19:17.5	2413890,262	0,70	1,92	2,00	2,00	4,03
29. 11.	18:37.5	2413893,234	0,12	1,42	0,80	0,75	4,24
2. 12.	18:47.5	2413896,241	0,54	2,42	2,40	2,40	3,96
3. 12.	18:09	2413897,214	0,67	1,49	1,50	1,50	3,87

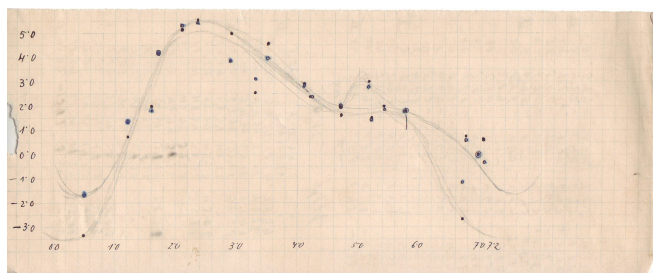
Tabulka 3.4: Parametry pozorování hvězdy η Aql včetně hvězdných velikostí vypočtených autorem deníků a autorkou diplomové práce.

Na obrázku 3.8 můžeme vidět čtyři světelné křivky hvězdy η Aql pro čtyři sady hvězdných velikostí, které jsou uvedeny v tabulce 3.4. Světelné křivky vykreslené pomocí hvězdných velikostí vypočtené autorem deníků mají na svislé ose jasnost v jednotkách odhadních stupňů, na vertikální ose světelné křivky získané z dat vypočtené autorkou diplomové práce je vynesena hvězdná velikost v magnitudách.



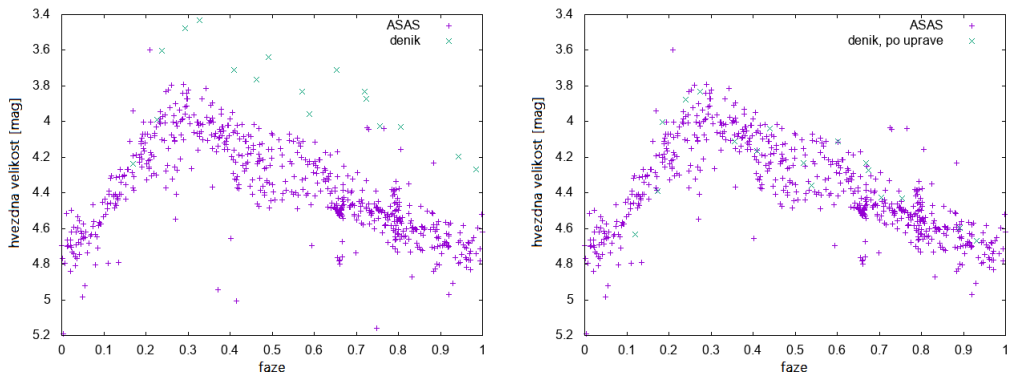
Obrázek 3.8: Světelné křivky hvězdy η Aquilae podle nesignovaných deníků, pro první tři křivky byly použity jasnosti vypočtené autorem deníků, hvězdné velikosti poslední křivky byly vypočteny Argelanderovou metodou autorkou diplomové práce.

Na obrázku 3.9 můžeme vidět světelnou křivku hvězdy η Aql, kterou načrtl autor ve svém pozorovacím deníku pravděpodobně z dat, která jsou v tabulce 3.4 umístěny ve sloupci označeném m_3 .



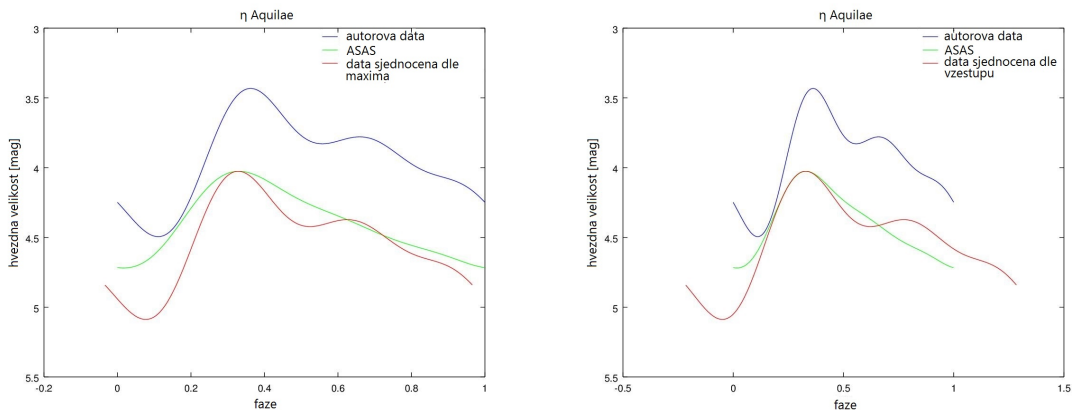
Obrázek 3.9: Světelná křivka hvězdy η Aql načrtnutá autorem pozorovacích deníků.

Data byla též porovnána s publikovanými daty získanými prostřednictvím přehlídky ASAS. Porovnání můžeme vidět na obrázku 3.10, kde data přehlídky ASAS jsou vyznačena fialově, data získaná zpracováním pozorování v nesignovaných denících Argelanderovou metodou jsou pak vynesena modře. Na pravém grafu jsou data z deníků posunuta tak, aby jejich maximum souhlasilo s maximem světelné křivky z dat přehlídky ASAS, a to na svislé ose o $+0,4$ mag (směrem dolů) a na vodorovné ose o přibližně $-0,05$ (směrem vlevo).



Obrázek 3.10: Světelné křivky hvězdy η Aquilae, fialově jsou znázorněna data získaná z přehlídky ASAS, modře hodnoty vyčtené z pozorovacích deníků zpracované Argelan-derovou metodou. Vlevo jsou neupravená data, vpravo jsou data z pozorovacích deníků posunuta tak, aby se maxima shodovala.

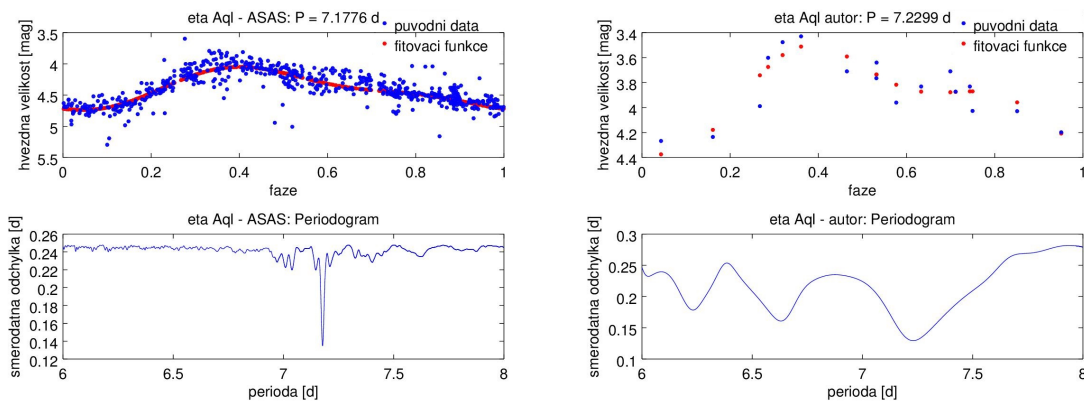
Data z přehlídky ASAS i data vypočtená z pozorovacích deníku byla proložena harmonickým polynomem 6. řádu. Tyto prokládací funkce jsou zobrazeny v grafech na obrázku 3.11. Modrá křivka znázorňuje funkci proloženou daty vypočtenými z pozorování autora deníků, zelená pak funkci proloženou daty z přehlídky ASAS. Červená křivka znázorňuje upravenou prokládací funkci dat z deníků – na levém obrázku jsou křivky sjednoceny podle maxima – křivka vytvořená z dat z deníků byla po ose y posunuta o $+0,5934$ mag a po ose x o $-0,0338$; tuto transformaci lze zapsat ve tvaru $f_2(\phi) = f(\phi - 0,0338) + 0,5934$, kde f resp. f_2 reprezentují původní resp. upravenou prokládací funkci a ϕ fázi.. Křivka z dat z deníků na obrázku vpravo byla navíc rozšířena a tak napojena na křivku z dat ASAS podle vzestupu jasnosti pomocí transformace $f_2(\phi) = f(1,5\phi - 0,215) + 0,5934$.



Obrázek 3.11: Prokládané křivky jasnosti hvězdy η Aql. Na levém grafu jsou funkce sjednoceny podle maxima, na pravém navíc i podle vzestupu jasnosti hvězdy.

Kromě rekonstrukce dat, jejich proložení křivkou a její úpravy byly vytvořeny také periodogramy pro hledání periody. Periodogram byl vytvořen jak pro data z přehlídky ASAS, tak pro data z pozorovacího deníku. Periodogramy a data proložená harmonickým polynomem 4. řádu můžeme vidět na obrázku 3.12. Vypočtená perioda z dat z přehlídky ASAS činí $7,18 \pm 0,13$ dne, zatímco perioda uvedená v katalogu proměnných hvězd přehlídky ASAS činí $7,17679$ dne. Perioda vypočtená pomocí periodogramu z dat z pozorovacích deníků má hodnotu $7,23 \pm 0,13$ dne. Autor v červeném deníku uvádí periodu jako $7,176$ dne; není však známo, zda je tato perioda autorem vypočtená či převzatá z jiného

zdroje. Rovněž byla vypočtena perioda z výše uvedených dat, která byla pro tento účel sjednocena, její hodnota vyšla $7,18 \pm 0,14$ dne.



Obrázek 3.12: Periodogramy a data proložená harmonickým polynomem hvězdy η Aql, na grafech vlevo jsou data z přehlídky ASAS, vpravo zpracovaná data z pozorovacích deníků.

Hvězda δ Cephei

Pozorování hvězdy δ Cephei jsou v černém nesignovaném deníku zaznamenána od září roku 1896 do ledna následujícího roku, v deníku červeném jsou zapsána i data ze srpna a září roku 1897, jedná se však pouze o data zpracovaná bez uvedení času pozorování a záznamech o porovnání jasností hvězd. Podobně jako pro hvězdu η Aql i pro diskutovanou hvězdu jsou v nesignovaných denících uvedeny tři sady hvězdných velikostí, dvě z nich byly v denících uvedeny v již zpracované formě neznámou metodou, třetí byla spočítána pomocí výpočtu linerálních rovnic. Pomocí zaznamenaných měření byla vypočtena čtvrtá sada hvězdných velikostí autorkou diplomové práce Argelanderovou metodou.

Jako srovnávací hvězdy byly použity hvězdy s označením ζ , ι , 7 Lacertae, ϵ a ξ . Jak již bylo diskutováno výše, i tyto hvězdy pravděpodobně patří do stejného souhvězdí jako hvězda proměnná, tedy do souhvězdí Cefeia. Výjimkou je pouze hvězda 7 Lacertae, jež náleží do souhvězdí Ještěrky. V tabulce 3.5 jsou shrnuty vlastnosti těchto srovnávacích hvězd, jedná se o typ hvězdy zjištěný pomocí databáze SIMBAD, hvězdné velikosti podle publikace Uranometria Nova Oxoniensis [162], které jsou uvedeny v deníku stejně jako srovnávací hvězdy pro hvězdu η Aql, a konečně publikované hvězdné velikosti ve filtru V [160], zjištěné prostřednictvím databáze SIMBAD.

hvězda	typ	mag _{deník}	mag _{SIMBAD}
ζ Cep	zákrytová dvojhvězda	3,39	3,35
ι Cep	proměnná hvězda nespécifikovaného typu	3,61	3,54
7 Lac	hvězda nespécifikovaného typu	4,15	3,77
ϵ Cep	proměnná hvězda typu δ Scuti	4,76	4,19
ξ Cep	vícenásobná hvězda	4,72	6,5

Tabulka 3.5: Vlastnosti srovnávacích hvězd použitých při pozorování cefeidy δ Cep.

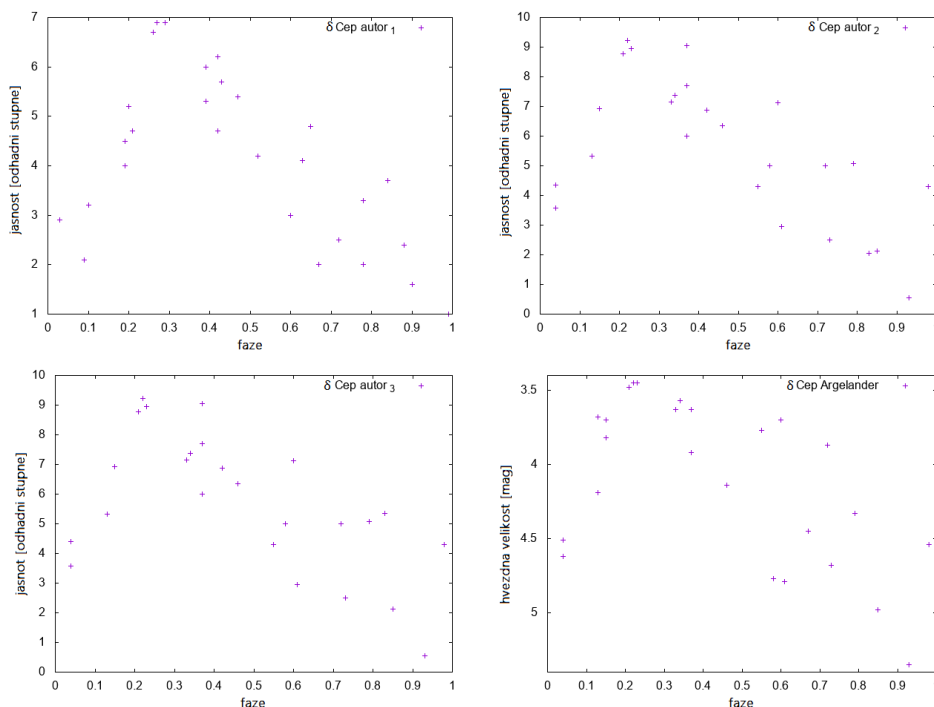
Jak lze vyčíst z tabulky 3.5, mezi srovnávacími hvězdami se nacházejí i některé hvězdy proměnné. Vzhledem k jejich malé amplitudě, jejíž maximální hodnota je 0,05 mag

[37], [72], a k přesnosti určování jasnosti hvězdy lidským okem lze jejich proměnnost zanedbat.

V tabulce 3.6 jsou zaznamenány rok, datum a čas pozorování, juliánské datum, fáze, jež byla vypočtena pomocí periody získané z katalogu družice HIPPARCOS, která činí 5,366266 dne [37], fáze uvedená v pozorovacím deníku a hvězdné velikosti pro každé měření hvězdy δ Cep. Hvězdné velikosti m_1 , m_2 a m_3 byly zaznamenány v červeném pozorovacím deníku a mají jednotku odhadních stupňů, poslední z nich byly získány pomocí výpočtu lineárních rovnic. Hvězdná velikost m_{Arg} , jejíž jednotkou je magnituda, byla vypočtena autorkou diplomové práce Argelanderovou metodou pomocí jasností srovnávacích hvězd, které byly zjištěny prostřednictvím databáze SIMBAD a jsou uvedeny v tabulce 3.5 v posledním sloupci.

Minuty jsou uvedeny v desetinných číslech ze stejného důvodu jako v tabulce 3.4 na straně 66, chybějící hvězdné velikosti získané autorkou jsou způsobeny nedostatkem dat potřebných pro určení hvězdné velikosti Argelanderovou metodou.

Fáze vypočtená autorem, která je uvedena v tabulce 3.6 pod názvem fáze_{Autor}, nabývá hodnot $0-P$, kde P je perioda dané cefeidy. Po vydělení periodou bude tato fáze náležet mezi hodnoty $0-1$. Graf vykreslený pomocí této fáze a hvězdných velikostí v tabulce 3.6 označených m_1 můžeme vidět na obrázku 3.13 vlevo nahoře. Zbývající grafy na obrázku byly vyneseny pomocí fází vypočtených autorkou a dalších sad hvězdných velikostí uvedených v tabulce 3.6.



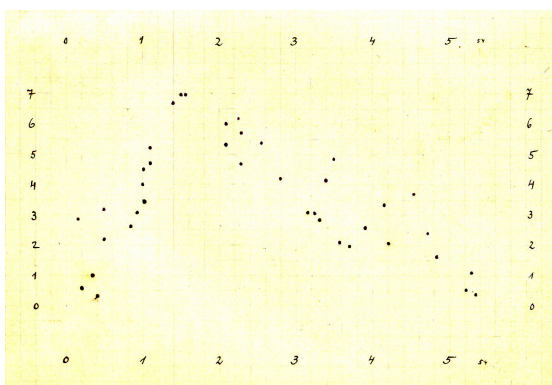
Obrázek 3.13: Světelné křivky hvězdy δ Cephei podle nesignovaných deníků, pro první tři křivky byly použity jasnosti vypočtené autorem deníku, hvězdné velikosti poslední křivky byly vypočteny Argelanderovou metodou.

Na obrázku 3.14 můžeme vidět světelnou křivku hvězdy δ Cep, která byla načrtnutna autorem v pozorovacím deníku. Byla získána z dat, která jsou v tabulce 3.6 umístěna pod označením m_1 .

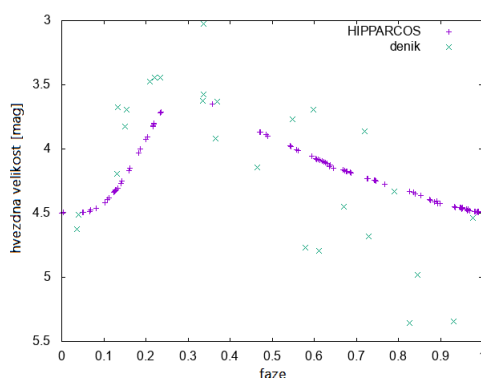
Data byla porovnána s daty získanými družicí HIPPARCOS. Toto porovnání můžeme vidět na obrázku 3.15, kde fialově jsou vyznačena data družice HIPPARCOS a modře data získaná Argelanderovou metodou z měření zaznamenaných v černém pozorovacím deníku.

rok	datum	čas	JD	fáze	fáze _{Autor}	m ₁	m ₂	m ₃	m _{Arg}
1896	21. 9.	23:23	2413824,433	0,83	4,73	2,40	2,05	-	5,35
	24. 9.	20:44,5	2413827,323	0,37	2,25	6,20	9,05	9,05	3,92
	27. 9.	21:44	2413830,364	0,93	5,30	1,00	0,55	0,55	5,35
	3. 10.	20:31	2413836,313	0,04	0,51	3,20	4,35	4,39	4,51
	6. 10.	03:02,5	2413838,585	0,46	2,79	4,20	6,35	6,35	4,14
	6. 10.	20:12,5	2413839,300	0,60	3,50	4,80	7,12	7,12	3,70
	7. 10.	20:58	2413840,332	0,79	4,53	3,70	5,08	5,08	4,33
	8. 10.	04:16,5	2413840,636	0,85	4,84	1,60	2,13	2,13	4,98
	8. 10.	21:00	2413841,333	0,98	0,16	2,90	4,29	4,29	4,54
	9. 10.	04:40	2413841,653	0,04	0,48	2,10	3,57	3,57	4,62
	9. 10.	19:59,5	2413842,291	0,15	1,12	4,70	6,92	6,92	3,70
	10. 10.	04:25	2413842,642	0,22	1,47	6,90	9,23	9,23	3,45
	11. 10.	00:16,5	2413843,470	0,37	2,30	5,70	7,69	7,69	-
	12. 10.	20:47,5	2413845,325	0,72	4,16	3,30	5,00	5,00	3,87
	15. 10.	04:11	2413847,633	0,15	1,10	5,20	6,92	6,92	3,82
	16. 10.	03:56,5	2413848,623	0,33	2,09	5,30	7,14	7,14	3,63
	25. 10.	19:41	2413858,278	0,13	1,02	4,50	5,33	5,33	3,68
	6. 11.	19:34,5	2413870,274	0,37	2,28	4,70	6,00	6,00	3,63
	7. 11.	22:31	2413871,397	0,58	3,40	4,10	5,00	5,00	4,77
	10. 11.	21:47	2413874,366	0,13	1,01	4,00	5,33	5,33	4,19
	14. 11.	02:43,5	2413877,572	0,73	4,21	2,00	2,50	2,50	4,68
	29. 11.	21:25	2413893,351	0,67	3,89	2,50	-	-	4,45
	2. 12.	19:03	2413896,252	0,21	1,42	6,70	8,78	8,78	3,48
	2. 12.	22:10	2413896,382	0,23	1,55	6,90	8,95	8,95	3,45
	3. 12.	21:34	2413897,357	0,42	2,53	5,40	6,88	6,88	-
	4. 12.	22:43	2413898,405	0,61	3,57	2,00	2,94	2,94	4,79
	8. 12.	20:13	2413902,301	0,34	2,10	6,00	7,37	7,37	3,57
	9. 12.	23:20	2413903,431	0,55	3,23	3,00	4,29	4,29	3,77
20. 1.	18:33	2413945,231	0,34	-	-	-	-	3,03	
1897	24. 8.	-	-	-	3,71	1,90	-	-	-
	26. 8.	-	-	-	0,19	0,50	-	-	-
	26. 8.	-	-	-	0,33	1,00	-	-	-
	26. 8.	-	-	-	0,42	0,30	-	-	-
	29. 8.	-	-	-	3,16	3,00	-	-	-
	29. 8.	-	-	-	3,30	2,80	-	-	-
	31. 8.	-	-	-	5,22	0,50	-	-	-
	31. 8.	-	-	-	5,34	0,30	-	-	-
	1. 9.	-	-	-	0,85	2,50	-	-	-
	1. 9.	-	-	-	0,92	3,00	-	-	-
	1. 9.	-	-	-	1,03	3,40	-	-	-

Tabulka 3.6: Parametry pozorování hvězdy δ Cep včetně hvězdných velikostí vypočtených autorem deníků a autorkou diplomové práce.



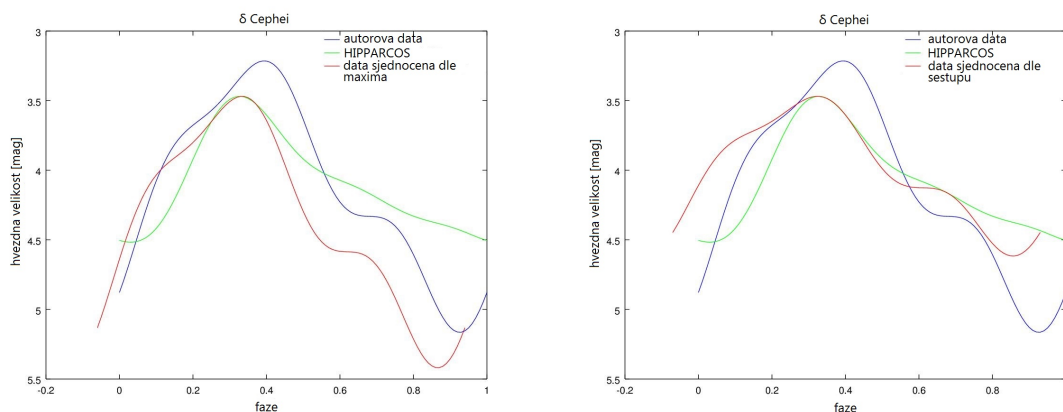
Obrázek 3.14: Světelná křivka hvězdy δ Cep načrtnutá autorem pozorovacích deníků.



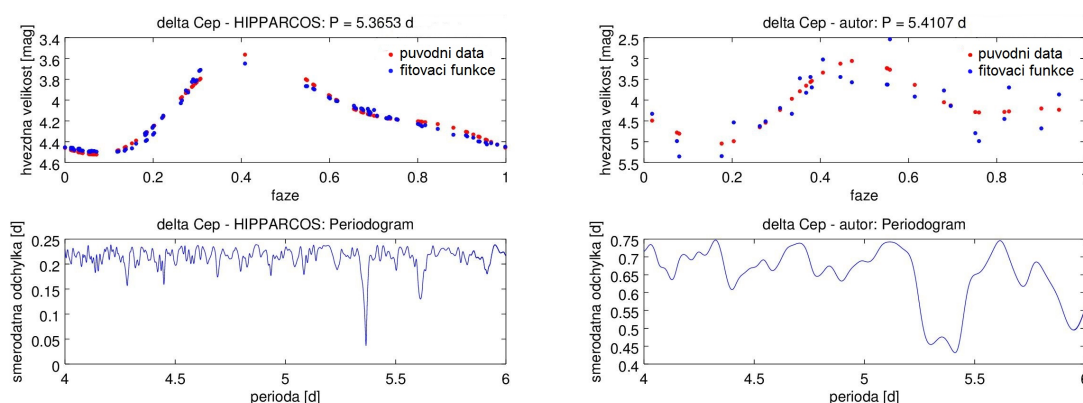
Obrázek 3.15: Světelná křivka hvězdy δ Cephei, fialově jsou znázorněna data získaná družicí HIPPARCOS, modře hodnoty vyčtené z pozorovacích deníků zpracované Argelanderovou metodou.

Data z družice HIPPARCOS i data získaná z černého pozorovacího deníku byla proložena harmonickým polynomem 6. řádu. Tyto prokládací funkce můžeme vidět v grafech na obrázku 3.16. Modrá křivka představuje funkci proloženou daty vypočtenými Argelanderovou metodou, zelená funkci proloženou daty družice HIPPARCOS a červená upravenou křivku, která přísluší historickým datům. V levém obrázku byla posunuta tak, aby její a maximum křivky proložené daty z družice HIPPARCOS byla ve stejném bodě a to pomocí transformace $f_2(\phi) = f(\phi - 0,07) + 0,2546$. V pravém grafu pak byla upravena tak, aby navíc sestup jasnosti přiléhá na stejnou část světelné křivky podle dat družice HIPPARCOS pomocí transformace $f_2(\phi) = f(\phi) / 1,7 + 1,57838$.

Na závěr byly vytvořeny periodogramy pro data z družice HIPPARCOS a pro zpracovaná data z černého pozorovacího deníku, a tím byly určeny periody pulzací cefeidy δ Cep. Periodogramy a data proložená harmonickým polynomem 4. řádu můžeme vidět na obrázku 3.17. Vypočtená perioda z dat družice HIPPARCOS činí $5,37 \pm 0,04$ dne, perioda uvedená v katalogu HIPPARCOS [37] činí $5,366266$ dne. Vypočtená perioda z dat z pozorovacího deníku má hodnotu $5,41 \pm 0,43$ dne, hodnota periody v pozorovacích denících však nalezena nebyla. Perioda spočtená z těchto dat dohromady činí $5,37 \pm 0,04$ dne.



Obrázek 3.16: Prokládané křivky hvězdy δ Cep. Na levém grafu jsou funkce sjednoceny podle maxima, na pravém navíc i podle sestupu jasnosti hvězdy.



Obrázek 3.17: Periodogramy a data proložená harmonickým polynomem hvězdy δ Cep, na grafech vlevo jsou data z družice HIPPARCOS, vpravo zpracovaná data z pozorovacích deníků.

Hvězda ζ Geminorum

Pozorování hvězdy ζ Geminorum byla prováděna od října do prosince roku 1896. V červném pozorovacím deníku je uvedena jedna sada hvězdných velikostí, které byly vypočteny autorem metodou výpočtu lineárních rovnic.

Jako srovnávací hvězdy byly použity hvězdy s označením V , ν , ι , δ , η a μ . Rovněž o těchto hvězdách bylo předpokládáno, že leží stejně jako proměnná hvězda v souhvězdí Blíženců. V tabulce 3.7 jsou představeny typy těchto hvězd určené pomocí databáze SIMBAD a jejich publikované hvězdné velikosti ve filtru V [160], které byly získány rovněž prostřednictvím databáze SIMBAD.

V tabulce 3.8 jsou uvedena data a časy pozorování, juliánské datum, fáze vypočtená z periody o hodnotě 10,14981 dne převzaté z katalogu ASAS, hvězdné velikosti m v jednotkách odhadních stupňů vypočtené autorem pozorovacího deníku a hvězdná velikost m_{Arg} vypočtená autorkou diplomové práce Argelanderovou metodou prostřednictvím hvězdných velikostí srovnávacích hvězd uvedených v tabulce 3.7, ta je pak uvedena v magnitudách.

Na obrázku 3.18 jsou umístěny tři světelné křivky hvězdy ζ Geminorum. Světelná křivka vlevo nahoře byla vytvořena z hvězdných velikostí, které byly vypočteny autorem deníků, křivka vpravo nahoře byla vytvořena z hvězdných velikostí spočtených autorkou diplomové práce Argelanderovou metodou. Jak můžeme vidět, data na těchto světelných

křivkách nejsou příliš korelovaná. S výjimkou několika bodů světelná křivka vykreslená z autorových dat připomíná průběh změny jasnosti cefeidy, avšak body představující hvězdné velikosti vypočtené Argelanderovou metodou jsou na pravém obrázku rozmístěny převážně náhodně. Tento jev je pravděpodobně způsoben tím, že se mezi srovnávacími hvězdami nachází poměrně vysoký počet proměnných hvězd, z nichž např. hvězda η Gem má amplitudu přibližně 0,6 mag [145], což již není zanedbatelné číslo. Dalším důvodem mohou být zhoršené podmínky pozorování, nepřesnost pozorování subjektivním způsobem či např. chyba v zápisu. Na spodním grafu obrázku 3.18 můžeme vidět světelnou křivku zkoumané hvězdy vykreslené pomocí dat z družice HIPPARCOS.

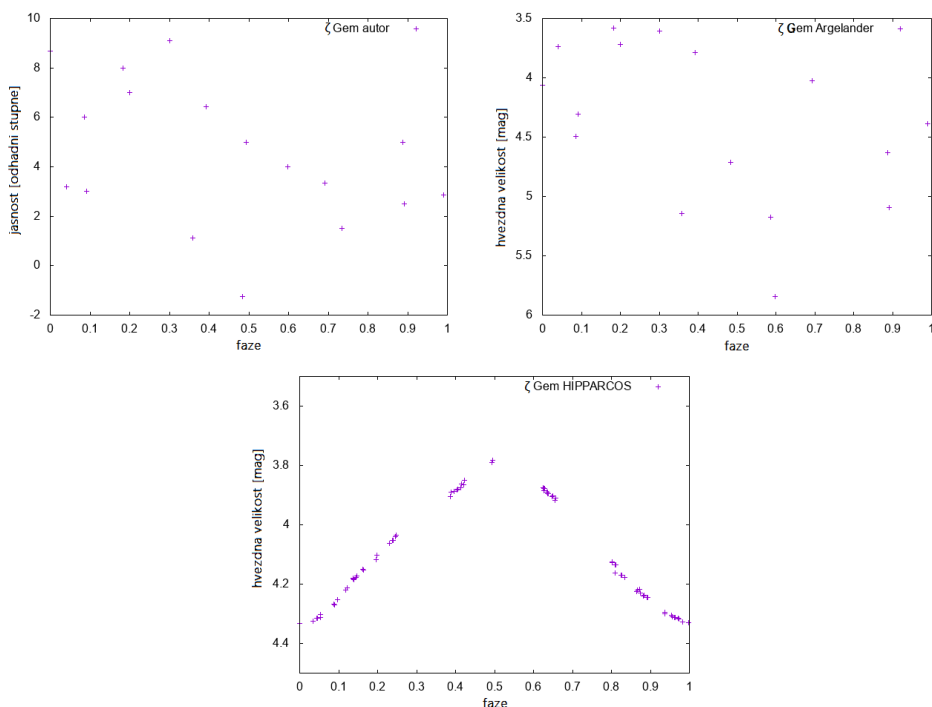
hvězda	typ	mag _{SIMBAD}
V Gem	hvězda typu S	7,8
ν Gem	hvězda typu Be	4,14
ι Gem	vícenásobná hvězda	3,79
δ Gem	spektroskopická dvojhvězda	3,53
η Gem	spektroskopická dvojhvězda	3,28
μ Gem	dlohoperiodická proměnná hvězda	2,87

Tabulka 3.7: Vlastnosti srovnávacích hvězd použitých při pozorování cefeidy ζ Gem.

datum	čas	JD	fáze	m	m _{Arg}
4. 10.	03:02,5	2413836,585	0,00	8,67	4,06
6. 10.	03:34,5	2413838,607	0,20	7,01	3,72
7. 10.	4:33	2413839,648	0,30	9,11	3,60
8. 10.	2:46	2413840,574	0,39	6,44	3,79
9. 10.	03:02,5	2413841,585	0,49	5,00	-
10. 10.	4:50	2413842,660	0,60	4,00	5,84
11. 10.	3:44	2413843,614	0,69	3,33	4,02
13. 10.	03:22,5	2413845,599	0,89	5,00	4,63
15. 10.	3:24	2413847,600	0,09	6,00	4,49
16. 10.	03:18,5	2413848,596	0,18	8,00	3,58
7. 11.	05:12,5	2413870,675	0,36	1,11	5,14
11. 11.	0:45	2413874,490	0,73	1,50	-
14. 11.	3:13	2413877,592	0,04	3,18	3,74
2. 12.	22:21	2413896,390	0,89	2,50	5,10
3. 12.	22:13	2413897,384	0,99	2,86	4,39
4. 12.	22:54	2413898,413	0,09	3,00	4,30
8. 12.	22:37	2413902,401	0,48	-1,25	4,71
9. 12.	23:34,5	2413903,441	0,59	-	5,17

Tabulka 3.8: Parametry pozorování hvězdy ζ Gem včetně jasnosti vypočtené autorem deníků a hvězdné velikosti vypočtené autorkou diplomové práce.

Světelná křivka hvězdy ζ Gem v nesignovaných denících autorem načrtnuta nebyla, rovněž zde nebyla uvedena perioda hvězdy.



Obrázek 3.18: Světelné křivky hvězdy ζ Gem. Vlevo nahoře jsou vykreslena data vypočtená autorem deníků, vpravo nahoře data vypočtená autorkou diplomové práce, na spodním grafu jsou vykreslená data převzatá z družice HIPPARCOS.

Dalekohledy a místa pozorování

V černém nesignovaném deníku se nacházejí zmínky o místu pozorování či o používaném dalekohledu. Nalezneme zde zmínku o Praze, kde mohlo být prováděno pozorování na státní hvězdárně na Klementinu. Tam se v roce 1920 nacházel Steinheilův refraktor o průměru 162 mm [163], který mohl být používán již na konci 19. století, neboť už v roce 1872 byl zmíněn v katalogu výrobce [164]. Starší zmínky o vybavení na klementinské hvězdárně nebyly nalezeny.

Dále je zde zmínka o Dollondově 4palcovém reflektoru [165]. Tento dalekohled mohl být v soukromém vlastnictví autora, který kromě Prahy často pozoroval z Prachovic, kde se však žádná hvězdárna nenachází. Autor tak zde mohl trvale či přechodně bydlet a k pozorování používat přenosný dalekohled.

Mimoto je zde zmínka o osmipalcovém refraktoru, dále „hledáči“ a velkém dalekohledu. Z míst jsou to pak Dašice a Hradec Králové. V Dašicích se hvězdárna nenachází a v Hradci Králové se nachází hvězdárna až od poloviny 20. století [142]; i v těchto místech autor pravděpodobně používal přenosný dalekohled.

3.3.4 Diskuse a odhad přesnosti měření

Vzhledem k tomu, že autory pozorovacích deníků byly používány pravděpodobně převážně menší dalekohledy, především refraktory, a pozorování probíhala vizuální metodou, která je zatížena subjektivními vlivy, přesnost pozorování byla nižší než dnes. Světelné křivky jsou poněkud posunuty vůči současným datům, jak můžeme vidět na obrázcích 3.10 a 3.15. Spíše než změnou periody hvězdy je tato skutečnost dána chybou, která vzniká subjektivním vjemem. Určování jasností hvězd na základě vizuálního vjemu je velice subjektivní nejen v ohledu odhadování jasnosti hvězd jejich porovnáváním mezi sebou, ale může být ovlivněno také např. jistým očekáváním vzrůstu či poklesu jasnosti hvězdy.

Nepřesnost periody určené z historických měření je pak dána zejména malým množstvím dat. Tato nepřesnost je v případě hvězdy δ Cep přibližně 10krát větší než u periody získané z dat naměřených družicí HIPPARCOS. U hvězdy η Aql je nepřesnost zjištění periody přibližně stejná pro data z pozorovacích deníků i současná data, v periodogramech na obrázcích 3.12 a 3.17 je však vidět, že vrcholek určující periodu z historických dat je značně rozšířen, což je dáno jak nedostatkem dat, tak rozptylem hodnot.

Přes zmíněné příčiny nepřesností tehdejších měření lze však říci, že s ohledem na malé dalekohledy a méně pokročilou techniku jsou tato pozorování poměrně přesná, neboť světelná křivka po vykreslení vykazuje typický průběh světelné křivky cefeidy s výjimkou hvězdy ζ Geminorum, jejíž měření či zpracování je zatíženo velikou chybou. Rovněž periody se v rámci chyby shodují s periodami publikovanými.

3.4 Závěr

Cílem této části diplomové práce, která se zabývá zpracováním historických dat, bylo prostudovat historické pozorovací deníky z konce 19. století, v nichž byla tato pozorování obsažena, zrekonstruovat světelné křivky cefeid, porovnat je s publikovanými světelnými křivkami a odhadnout přesnost tehdejších pozorování. Tento cíl byl splněn. Vzhledem k tomu, že ze třech pozorovacích deníků byl podepsán pouze jeden a to někdejším ředitelem astronomického ústavu v Praze Gustavem Grussem, byla provedena diskuse o zbývajících dvou autorech. Závěrem této diskuse bylo, že autor obou deníků je týž a může se jednat např. o Josefa Malíře, který zastával funkci Grussova asistenta. Dále byly představeny cefeidy, jejichž pozorování je v denících zaznamenáno, jejich světelné křivky v porovnání s publikovanými, prokládací funkce a vypočtené periody.

Z deníku Gustava Grusse byla zpracována pozorování hvězdy R Scuti a η Aquilae, světelnou křivku druhé zmíněné však nebylo možné dobře zpracovat z důvodu neporozumění zápisu pozorování. Co se týče hvězdy R Scuti, byla pozorována pouze část její periody, která má více než 140 dní.

V nesignovaných denících byla zaznamenána pozorování hvězd η Aql, δ Cep a ζ Gem, zrekonstruované byly světelné křivky všech těchto cefeid, avšak poslední z nich nevykazovala korelaci mezi fází a hvězdnou velikostí, pravděpodobně pro výskyt velkého počtu proměnných hvězd mezi hvězdami srovnávacími. Po porovnání světelných křivek prvních dvou zmíněných cefeid s publikovanými světelnými křivkami byl pozorován jistý posun, který byl pravděpodobně způsoben subjektivitou a dalšími nepřesnostmi měření.

Přesnost tehdejších pozorování byla shrnuta jako přirozeně nižší než přesnost současných pozorování, zejména kvůli nižšímu počtu dat a subjektivitě, avšak vzhledem k tehdejším technickým možnostem byla přesnost shledána poměrně vysokou.

Závěr

Tato diplomová práce ve své první, poměrně obsáhlé části předkládá teoretické podklady týkající se cefeid, které jsou stěžejním tématem práce, a jejich měření. V souvislosti s tím byly připomenuty základy fotometrie, jako jsou používané fotometrické veličiny a fotometrické metody měření jasností hvězd, zejména Argelanderovu metodu, kterou byla zpracovávána historická data ve druhé praktické části této diplomové práce. Dále byly shrnuty základní vlastnosti proměnných hvězd, podrobněji pak cefeid, byl popsán Hertzsprungův-Russellův diagram a vývojové fáze hvězdy a konečně byly přiblíženy historické souvislosti měření cefeid, jako je objev vztahu mezi periodou a absolutní hvězdnou velikostí, pomocí něhož jsou počítány vzdálenosti cefeid, a tím i objektů, v nichž se nacházejí. V závěru úvodní teoretické části byly představeny některé oblasti problematiky týkající se současného výzkumu cefeid.

Druhá část diplomové práce se zabývá zpracováním snímků, které byly získány dánským dalekohledem nacházejícím se na observatoři ESO v Chile. Snímky zabírají hvězdné pole NGC 330, které se nachází v galaxii Malé Magellanovo mračno a obsahuje 21 cefeid, které byly identifikovány a dále zkoumány. Pomocí periodogramů byly zjištěny periody pulzací těchto proměnných hvězd, které se dobře shodovaly s periodami určenými K. M. Seboem, jehož disertační práce byla podkladem pro tuto část diplomové práce, i s periodami publikovaných v jiných zdrojích, zejména v katalogu OGLE. Hvězd, které se nacházely i v jiných publikacích než v disertační práci, bylo pouze sedm. Pomocí zjištěných period byly vypočteny fáze pulzačního cyklu a mohly tak být vykresleny světelné křivky, z jejichž tvaru byl odhadnut přesný typ měřených cefeid, přičemž se jednalo zejména o klasické cefeidy pulzující v základním a prvním harmonickém módu. Tyto typy se až na výjimky shodovaly s typy určenými K. M. Seboem, který však použil sofistikovanou metodu. Z period byly prostřednictvím vztahu, který objevila H. S. Leavittová, zjištěny absolutní hvězdné velikosti cefeid, z nichž byly za použití hodnot pozorovaných hvězdných velikostí převzatých od K. M. Seboa vypočteny také jejich vzdálenosti. Ty však vykazovaly značný rozptyl, který je způsobený buď nezapočtením mezihvězdné extinkce nebo faktem, že Malé Magellanovo mračno, v němž se měřené cefeidy nachází, je protáhlé. Střední vzdálenost cefeid se od publikované vzdálenosti SMC liší asi o 20 %, což je rovněž způsobeno mezihvězdnou extinkcí, která nebyla uvažována. V závěru této části bylo vykreslením HR diagramu potvrzeno, že hvězdy leží v pásu nestability, a vykreslením vztahu mezi pozorovanou hvězdnou velikostí a periodou fakt, že se měřené hvězdy nachází v přibližně stejné vzdálenosti od Země, tedy v jedné oblasti.

Poslední část této práce zkoumá historické pozorovací deníky z konce 19. století, které se zachovaly na Astronomickém ústavu Univerzity Karlovy v Praze. Popisuje autora signovaného deníku Gustava Grusse a diskutuje možného autora nepodepsaných deníků, kterým může být např. Grussův asistent Josef Malíř, není však vyloučeno, že Gruss je autorem všech deníků. Byly zrekonstruovány světelné křivky získané z hvězdných velikostí vypočtených autory deníků a vykresleny světelné křivky pomocí hvězdných velikostí, které autorka diplomové práce vypočetla Argelanderovou metodou na základě zaznamenaných pozorování. Data hvězd η Aql a δ Cep, která byla získána z nesignovaných pozorování

deníků, byla proložena křivkami, které byly upraveny tak, aby na sebe navazovala maxima jasnosti, případně nástup nebo sestup jasnosti hvězd obou křivek. Pro tyto hvězdy byly také určeny periody prostřednictvím periodogramů; periody vypočtené pro historická data se s ohledem na chybu, která činí asi 2 % v případě hvězdy η Aql a asi 10 % u hvězdy δ Cep, shodují s periodami, které byly vypočteny pro publikovaná data i s periodami, které byly s těmito daty publikovány. Světelná křivka hvězdy ζ Gem, jejíž pozorování bylo rovněž zaznamenáno v nesignovaných denících, nevykazuje žádnou, nebo vykazuje malou korelaci mezi jasností a fází. V deníku Gustava Grusse byla zaznamenána pozorování hvězdy η Aql, která však pro nepochopení zápisu autorkou diplomové práce nemohla být příliš dobře zpracována. Ve stejném deníku se nacházela data ke hvězdě R Sct, avšak pouze již vypočtená hvězdná velikost a den pozorování, z nichž byla světelná křivka zrekonstruována.

Na první praktickou část této diplomové práce může být nahlíženo jako na potvrzení správnosti výsledků, které získal K. M. Sebo ve své disertační práci. Zpracovaná data by mohla být v případných navazujících pracích zkoumána podrobněji, možné je např. určení typu cefeid, periody s vyšší přesností či výpočet vzdálenosti s uvažováním mezihvězdné extinkce.

Druhá, historická praktická část pak přináší první zpracování zmíněných pozorovacích deníků. Byla však zpracována pouze část těchto deníků, která souvisí s tématem této diplomové práce. Námětem pro další práce tak může být rekonstrukce ostatních proměnných hvězd, jejichž pozorování se v denících nachází, dále další zpracování zde uvedených výsledků, kterým může být např. napojení historických dat na současná a měření tak dlouhodobé změny periody hvězd, či podrobná analýza písma, a tím určení autora nesignovaných deníků.

Literatura

- [1] Mádlová, T. *Metoda tzv. standardních svíček k určování vzdáleností ve vesmíru*. Praha, 2014. Bakalářská práce (Bc.). Matematicko-fyzikální fakulta Univerzity Karlovy.
- [2] Wielgorski, P.; Pietrzynski, G.; Gieren, W. *The distance to the Small Magellanic Cloud from multiband period-luminosity relations for classical Cepheids and its dependence on metallicity*. 2017, EPJWC, 152.
- [3] Bhardwaj, A. et al. *Galactic bulge population II Cepheids in the VVV survey: period-luminosity relations and a distance to the Galactic centre*. 2017, A&A, 605, 9.
- [4] Ripepi, V. et al. *The VMC survey - XXV. The 3D structure of the Small Magellanic Cloud from Classical Cepheids*. 2017, MNRAS, 472, 808-827
- [5] Turner, D. G. et al. *The Galactic Calibration of the Cepheid Period-Luminosity Relation and its Implications for the Universal Distance Scale*. 2011, OAP, 23, 119
- [6] Senchyna, P. et al. *Panchromatic Hubble Andromeda Treasury. XIV. The Period-Age Relationship of Cepheid Variables in M 31 Star Clusters*. 2015, ApJ, 813, 8.
- [7] Beaulieu, J. P. et al. *Cepheid mass-luminosity relations from the Magellanic Clouds*. 2001, A&A, 373, 164-172.
- [8] Sebo, K. M.; Wood, P. R. *Variable stars in and around the SMC cluster NGC 330*. 1994, AJ, 108, 932-943.
- [9] Sebo, K. M. *Cepheids and Long Period Variables near Magellanic Cloud Clusters*. Mount Stromlo and Siding Spring Observatories, 1996. Disertační práce (Doctor of Philosophy). Australian National University. Dostupné z: <http://www.mso.anu.edu.au/kim/thesis/>.
- [10] Payne-Gaposchkin, C.; Gaposchkin, S. *Relation of light curve to period for cepheids in the small magellanic cloud*. 1966, VA, 8, 191-201.
- [11] Balona, L. A. *Short-period variables in the Small Magellanic Cloud cluster NGC 330*. 1992, MNRAS, 256, 425-436.
- [12] Shapley, H.; Carlston, A. S.; Nail, V. M. *The light curves of forty-nine selected Cepheids in the Small Magellanic Cloud*. 1943, AnHar, 109, 47-56.
- [13] Arp, H. *Southern hemisphere photometry. VIII. Cepheids in the Small Magellanic Cloud*. 1960, AJ, 65, 404-444.
- [14] van Genderen, A. M. *Two-colour photometry of cepheids near the centre of the Small Magellanic Cloud, based on plates taken by Dr. H. C. Arp*. 1969, BANS, 3, 221-298.

- [15] van Genderen, A. M. *Five-colour photometry of 12 cepheids in the Small Magellanic Cloud*. 1969, BAN, 20, 317.
- [16] Clementini, G. *Pulsating variable stars in the Magellanic Clouds*. 2009, IAUS, 256, 373-384.
- [17] Sandage, A.; Tammann, G. A.; Reindl, B. *New period-luminosity and period-color relations of classical Cepheids. III. Cepheids in SMC*. 2009, A&A, 493, 471-479.
- [18] Tammann, G. A.; Reindl, B., Sandage, A. *New period-luminosity and period-color relations of classical Cepheids. IV. The low-metallicity galaxies IC 1613, WLM, Pegasus, Sextans A and B, and Leo A in comparison to SMC*. 2011, A&A, 531, 14.
- [19] Groenewegen, M. A. T.; Jurkovic, M. I. *The period-luminosity and period-radius relations of Type II and anomalous Cepheids in the Large and Small Magellanic Clouds*. 2017, A&A, 604, 8.
- [20] *Glosář Aldebaran. Fotometrie* [online]. [cit. 21. 12. 2017]. Dostupné z: <http://www.aldebaran.cz/glossary/print.php?id=101>.
- [21] Harmanec, P. *Základy astronomie a astrofyziky II. Látka přednášená P. Harmancem - skripta MFF UK*. 2012. Astronomický ústav Univerzity Karlovy.
- [22] Pokorný, Z.; Šilhán, J. *Pozorování zákrytových dvojhvězd*. 1978, CoBrn, 22A.
- [23] Lankford, J. *History of Astronomy: An Encyclopedia*. Taylor & Francis, 1997. ISBN 9780815303220.
- [24] Reichl, J. *Encyklopedie fyziky. Fotonásobič* [online]. © 2006 - 2017. [cit. 21. 12. 2017]. Dostupné z: <http://fyzika.jreichl.com/main.article/view/747-fotonasobic>.
- [25] Janík, J. *Astronomické pozorování - skripta PřF MU* 2015. Brno, Ústav teoretické fyziky a astrofyziky, Přírodovědecká fakulta Masarykovy univerzity.
- [26] Soszyński, I. *OGLE Atlas of Variable Star Light Curves* [online]. [Cit. 30. 10. 2017]. Dostupné z: <http://ogle.astrouw.edu.pl/atlas/index.html>.
- [27] CSIRO. *Australia Telescope National Facility. Variable Stars* [online]. ©2015-2017 [cit. 30. 10. 2017]. Dostupné z: http://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/variable_types.html.
- [28] Mikulášek, Z.; Zejda, M. *Úvod do studia proměnných hvězd - skripta PřF MU*. 2013. Brno, Ústav teoretické fyziky a astrofyziky, Přírodovědecká fakulta Masarykovy univerzity.
- [29] Miyamoto, A. et al. *How to confirm the existence of population III stars by observations of gravitational waves*. 2017, PhRvD, 96.
- [30] Cacciari, C.; Clementini, G. *Globular Cluster Distances from RR Lyrae Stars*. 2003, LNP, 635, 105-122.
- [31] Štefl, V. *Fyzika chladných hvězd - skripta PřF MU* 2010. Brno, Ústav teoretické fyziky a astrofyziky, Přírodovědecká fakulta Masarykovy univerzity.
- [32] Kéhar, O. et al. *Hvězdy. Vývoj hvězd*. [online]. ©2017 [cit. 7. 11. 2017]. Dostupné z: <http://hvezdy.astro.cz/vyvoj/814-vyvoj-hvezd>.

- [33] LEE, M. G.; JANG, I. S. *The Tip of the Red Giant Branch Distances to Type Ia Supernova Host Galaxies. II. M66 and M96 in the Leo I Group*. 2013, ApJ, 773.
- [34] Mérand, A. et al. *Cepheid distances from the SpectroPhoto-Interferometry of Pulsating Stars (SPIPS). Application to the prototypes delta Cephei and eta Aquilae*. 2015, A&A, 584.
- [35] Dado, S.; Dar, A. *Analytical Expressions for Light Curves of Ordinary and Superluminous Type Ia Supernovae*. 2015, ApJ, 809.
- [36] Mazy, E. et al. *Optical design of the Optical Monitoring Camera (OMC) of INTEGRAL*. 2003, A&A, 411, L269-L273.
- [37] ESA. *The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission*. 1997, ESA SP, 1200.
- [38] Gliese, W.; Jahreiß, H. *Preliminary Version of the Third Catalogue of Nearby Stars*. 1991, adc.
- [39] Richard Powell *The Hertzsprung Russell Diagram* [online]. [cit. 31. 10. 2017]. Dostupné z: <http://www.atlasoftheuniverse.com/hr.html>.
- [40] Christensen-Dalsgaard, J. *Pulsating stars in the HR diagram* [online]. ©2007 [cit. 31. 10. 2017]. Dostupné z: http://astro.phys.au.dk/~jcd/HELAS/puls_HR/index.html.
- [41] Mihulka, S. *Je podivná hvězda reálným ostrovem stability supertěžkých prvků?* [online]. 23. 3. 2017. ©2017 [cit. 7. 11. 2017]. Dostupné z: http://www.osel.cz/9318-je-podivna-hvezda-realnym-ostrovem-stability-supertezkych-prvku.html?typ=odpoved&id_prispevku=152535.
- [42] Wormley, S. *Hertzsprung-Russell Diagram* [online]. [cit. 8. 11. 2017]. Dostupné z: <http://edu-observatory.org/mcc/homework/homework.ch.18-19/index.html>.
- [43] Miller Bertolami, M. M. *Post-Asymptotic Giant Branch Evolution of Low- and Intermediate-Mass Stars. Preliminary Results*. 2015, ASPC, 493, 83.
- [44] Mikulášek, Z.; Krtička, J. *Základy fyziky hvězd - skripta PŘF MU*. 2005. Brno, Ústav teoretické fyziky a astrofyziky, Přírodovědecká fakulta Masarykovy univerzity.
- [45] Soszyński, I. et al. *The Optical Gravitational Lensing Experiment. The OGLE-III Catalog of Variable Stars. I. Classical Cepheids in the Large Magellanic Cloud*. 2008, AcA, 58, 163-185.
- [46] Baranowski, R. et al. *V440 Per: the longest-period overtone Cepheid*. 2009, MNRAS, 396, 2194-2200.
- [47] Soszyński, I. et al. *The Optical Gravitational Lensing Experiment. The OGLE-III Catalog of Variable Stars. XIV. Classical and Type II Cepheids in the Galactic Bulge*. 2011, AcA, 61, 285-301.
- [48] Soszyński, I. et al. *The Optical Gravitational Lensing Experiment. The OGLE-III Catalog of Variable Stars. Type II Cepheids in the Galactic Bulge - Supplement*. 2013, AcA, 63, 37-40.

- [49] Soszyński, I. et al. *The Optical Gravitational Lensing Experiment. The OGLE-III Catalog of Variable Stars. II. Type II Cepheids and Anomalous Cepheids in the Large Magellanic Cloud*. 2008, *AcA*, 58, 293-312.
- [50] Reichl, J. *Enyklopedie fyziky. Kulová složka (galaktické halo)* [online]. ©2006-2017 [cit. 13. 11. 2017]. Dostupné z: <http://fyzika.jreichl.com/main.article/view/1124-kulova-slozka-galakticke-halo>.
- [51] Soszyński, I. et al. *The Optical Gravitational Lensing Experiment. The OGLE-III Catalog of Variable Stars. VII. Classical Cepheids in the Small Magellanic Cloud*. 2010, *AcA*, 60, 17-39.
- [52] *Tepelné záření. Záření absolutně černého tělesa. Učební text k přednášce UFY102* [online]. 4. 1. 2006 ©2006 [cit. 14. 11. 2017]. Dostupné z: <http://alma.karlov.mff.cuni.cz/ufy102/Planckuv%20zakon.pdf>.
- [53] Klagyivik, P.; Szabados, L. *Observational studies of Cepheid amplitudes. I. Period-amplitude relationships for Galactic Cepheids and interrelation of amplitudes*. 2009, *A&A*, 504, 959-972.
- [54] Madore, B. F.; Freedman, W. L. *The Cepheid distance scale*. 1991, *PASP*, 103, 933-957.
- [55] Soszyński, I. et al. *The Optical Gravitational Lensing Experiment. The OGLE-III Catalog of Variable Stars. VIII. Type II Cepheids in the Small Magellanic Cloud*. 2010, *AcA*, 60, 91-107.
- [56] Sandage, A.; Tammann, G. A.; Reindl, B. *New period-luminosity and period-color relations of classical Cepheids. II. Cepheids in LMC*. 2004, *A&A*, 424, 43-71.
- [57] Soszyński, I. et al. *The OGLE Collection of Variable Stars. Classical Cepheids in the Magellanic System*. 2015, *AcA*, 65, 297.
- [58] Matsunaga, N. et al. *The period-luminosity relation for type II Cepheids in globular clusters*. 2006, *MNRAS*, 370, 1979-1990.
- [59] Eddington, S. A. *The Internal Constitution of the Stars*. Cambridge: Cambridge University Press, 1926. ISBN 9780521337083.
- [60] Baker, N.; Kippenhahn, R. *The Pulsation models of δ Cephei Stars*. *ZA*, 54, 114.
- [61] Goodricke, J. *A Series of Observations on, and a Discovery of, the Period of the Variation of the Light of the Star Marked δ by Bayer, Near the Head of Cepheus. In a Letter from John Goodricke, Esq. to Nevil Maskelyne, D. D. F. R. S. and Astronomer Royal*. 1976, *RSPT*, 76, 46-61.
- [62] Baade, W. *The Resolution of Messier 32, NGC 205, and the Central Region of the Andromeda Nebula*. 1944, *ApJ*, 100, 137.
- [63] Baade, W. *The Palomar survey of variables in M 31 (First results)*. 1955, 60, 151-152.
- [64] Webb, S. *Measuring the Universe: The Cosmological Distance Ladder*. Springer Science & Business Media, 1999. ISBN-10 1852331062, ISBN-13 978-1852331061.
- [65] Zinn, R.; Dahn, C. C. *Variable 19 in NGC 5466: an anomalous cepheid in a globular cluster*. 1976, *AJ*, 81, 527-533, 565.

- [66] Baade, W.; Swope, H. H. *The Draco system, a dwarf galaxy*. 1961, AJ, 66, 300-347.
- [67] Swope, H. H. *Thirteen Periodic Variable Stars Brighter than the Normal RR Lyrae-Type Variables in Four Dwarf Galaxies*. 1968, AJ, 73, 204.
- [68] Cavaglia, M. *Astr 325: Astrophysics. Complementary Material* [online]. The University of Mississippi, ©2004-2014 [cit. 20. 11. 2017]. Dostupné z: http://www.phy.olemiss.edu/~cavaglia/courses/Astr_325/extra/distance_ladder.jpg.
- [69] Mariani, G. *Henrietta Leavitt – Celebrating the Forgotten Astronomer* [online]. AAVSO, ©2012 [cit. 20. 11. 2017]. Dostupné z: <https://www.aavso.org/henrietta-leavitt-%E2%80%93-celebrating-forgotten-astronomer>.
- [70] Leavitt, H. S. *1777 variables in the Magellanic Clouds*. 1908, AnHar, 60, 87-108,3.
- [71] Pickering, E. *Periods of 25 Variable Stars in the Small Magellanic Cloud*. 1912, AnHar, 173, 1-3.
- [72] Kukarkin, B. V. et al. *The third edition containing information on 20437 variable stars discovered and designated till 1968*. 1971, GCVS, 3.
- [73] Hearnshaw, J. B. *The Analysis of Starlight*. New York: Cambridge University Press, 2014, ISBN 9781107031746.
- [74] Clerke, A. M. *Problems in Astrophysics*. London: A. & C. Black, 1903.
- [75] Hertzsprung, E. *Über die räumliche Verteilung der Veränderlichen vom δ Cephei-Typus*. 1913, AN, 196, 201.
- [76] Fernie, J. D. *The Period-Luminosity Relation: A Historical Review*. 1969, PASP, 81, 707.
- [77] Richmond, M. *Parallax (and other geometric methods)* [online]. [cit. 12. 11. 2017]. Dostupné z: <http://spiff.rit.edu/classes/phys443/lectures/parallax/parallax.html>.
- [78] *Cosmic Times. Mt. Wilson Astronomers Estimates Milky Way Ten Times Bigger than Thought But Disputes Suggestions That Spiral Nebulae are Other 'Island Universes'* [online]. ©2007-2016. [cit. 24. 11. 2017]. Dostupné z: https://cosmictimes.gsfc.nasa.gov/online_edition/1919Cosmic/milky.html.
- [79] Shapley, H. *Studies based on the colors and magnitudes in stellar clusters. VI. On the determination of the distances of globular clusters*. 1918, ApJ, 48, 89-124.
- [80] Trumpler, R. J. *Preliminary results on the distances, dimensions and space distribution of open star clusters*. 1930, LicOB, 420, 154-188.
- [81] Sandage, A. *Current Problems in the Extragalactic Distance Scale*. 1958, ApJ, 127, 513.
- [82] Sandage, A.; Tammann, G. A. *A Composite Period-Luminosity Relation for Cepheids at Mean and Maximum Light*. 1968, ApJ, 151, 531.
- [83] Feast, M. W.; Catchpole, R. M. *The Cepheid period-luminosity zero-point from HIP-PARCOS trigonometrical parallaxes*. 1997, MNRAS, 286, L1-L5.
- [84] Caldwell, J. A. R.; Laney, C. D. *Cepheids in the Magellanic Clouds*. 1991, IAUS, 148, 249.

- [85] Baade, W. *Über eine Möglichkeit, die Pulsationstheorie der δ Cephei-Veränderlichen zu prüfen*. 1926, AN, 228, 359.
- [86] Wesselink, A. J. *The observations of brightness, colour and radial velocity of δ Cephei and the pulsation hypothesis*. 1946, BAN, 10, 91.
- [87] Gieren, W. et al. *Cepheid distances from the Baade-Wesselink method*. 2013, IAUS, 289, 138-144.
- [88] ESO. *Observation techniques of the Baade-Wesselink method* [online]. 29. 10. 2004 ©2004 [cit. 24. 11. 2017]. Dostupné z: <http://www.eso.org/public/czechrepublic/images/eso0432a/>.
- [89] ESO. *The Very Large Telescope Interferometer* [online]. ©2015. Poslední změna 18. 8. 2015. [cit. 24. 11. 2017]. Dostupné z: <https://www.eso.org/sci/facilities/paranal/telescopes/vlti.html>.
- [90] Marengo, M. et al. *Calibrating the Cepheid Period-Luminosity relation with the VLTI*. 2003, EAS, 265.
- [91] Hubble, E. P. *Cepheids in Spiral Nebulae*. 1925, PA, 33, 252-255.
- [92] Hetherington, N. S. *The Shapley-Curtis Debate*. 1970, ASPL, 10, 313-320.
- [93] Berendzen, R.; Hoskin, M. *Hubble's Announcement of Cepheids in Spiral Nebulae*. 1971, ASPL, 504, 425-440.
- [94] Hubble, E. P. *A Relation between Distance and Radial Velocity among Extra-Galactic Nebulae*. 1929, CoMtW, 3, 23-28.
- [95] Riess, A. G. a kol. *Observational Evidence from Supernovae for an Accelerating Universe and a Cosmological Constant*. 1998, AJ, 116, 1009-1038.
- [96] Perlmutter, S. *Measurements of Ω and Λ from 42 High-Redshift Supernovae*. 1999, ApJ, 517, 565-586.
- [97] *Mauna Kea Observatories Y, J, H, Ks filters* [online]. ©2017. [cit. 26. 11. 2017]. Dostupné z: http://www.asahi-spectra.com/opticalfilters/astronomy_ir.html.
- [98] Ngeow, C.; Kanbur, S. M.; Nanthakumar, A. *Testing the nonlinearity of the BVICJHKs period-luminosity relations for the Large Magellanic Cloud Cepheids*. 2008, A& A, 477, 621-625.
- [99] Kennicutt, R. C., Jr. *The Hubble Space Telescope Key Project on the Extragalactic Distance Scale. XIII. The Metallicity Dependence of the Cepheid Distance Scale*. 1998, ApJ, 498, 181-194.
- [100] Freedman, W. L.; Madore, B. F. *Two New Tests of the Metallicity Sensitivity of the Cepheid Period-luminosity Relation (the Leavitt Law)*. 2011, ApJ, 734.
- [101] Rowlett, R. *How Many? A Dictionary of Units of Measurement* [online]. University of North Carolina at Chapel Hill, 21. 8. 2001, ©2008 [cit. 24. 11. 2017]. Dostupné z: <http://www.unc.edu/~rowlett/units/dictD.html>.
- [102] Zhang, B. R. et al. *A blinded determination of H_0 from low-redshift Type Ia supernovae, calibrated by Cepheid variables*. 2017, MNRAS, 471, 2254-2285.

- [103] Riess, A. G. et al. *A 2.4% Determination of the Local Value of the Hubble Constant*. 2016, ApJ, 826, 31.
- [104] Planck Collaboration et al. *Planck 2015 results. XIII. Cosmological parameters*. 2016, A & A, 594, 63.
- [105] Wang, Y.; Xu, L.; Zhao, G. *A Measurement of the Hubble Constant Using Galaxy Redshift Surveys*. 2017, ApJ, 849, 4.
- [106] Dambis, A. K. *Classical Cepheids and the spiral structure of the milky way*. 2015, AstL, 41, 489-500.
- [107] Kippenhahn, R.; Smith, L. *On the ages of delta Cephei stars*. 1969, A & A, 1, 142-146.
- [108] Meyer-Hofmeister, E. *A theoretical Hertzsprung-Russell-diagram for the star cluster NGC 1866*. 1969, A & A, 2, 143-150.
- [109] Meyer-Hofmeister, E. *The Period Age Relationship for δ Cephei Stars*. 1972, ade, coll, 17, 19.
- [110] Macroni, M. et al. *Classical Cepheids as age indicators*. 2006, MmSAI, 77, 67.
- [111] Inno, L. et al. *The Recent Star Formation History of the Magellanic Clouds Traced by Classical Cepheids*. 2015, ASPC, 491, 265.
- [112] Neilson, H. R. et al. *Pulsation Period Change & Classical Cepheids: Probing the Details of Stellar Evolution*. 2015, IAUS, 307, 224-225.
- [113] Molnár, L. et al. *Analysis of the possible Blazhko-effect Cepheid V473 Lyrae*. 2013, AN, 334, 980-983.
- [114] Berdnikov, L. N., et al. *ASAS 160125-5150.3—the second galactic classical Cepheid with strong Blazhko effect*. 2017, Ap & SS, 362, 5.
- [115] Smolec, R. *The Blazhko Effect*. 2016, pas conf, 3, 22-25.
- [116] ESO. *Záhada pulsujících hvězd vyřešena* [online]. 24. 11. 2010. [cit. 27. 11. 2017]. Dostupné z: <https://www.eso.org/public/czechrepublic/news/eso1046/?lang>.
- [117] Pietrzyński, G. *The dynamical mass of a classical Cepheid variable star in an eclipsing binary system*. 2010, Nature, 468, 542-544.
- [118] ESO. *Open cluster in NGC 330 in SMC* [online]. 7. 10. 1998. [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <https://www.eso.org/public/czechrepublic/images/eso9846c/>.
- [119] Rafelski, M.; Zaritsky, D. *The star clusters of the Small Magellanic Cloud: age distribution*. 2005, AJ, 129, 2701-2713.
- [120] *NASA/IPAC Extragalactic Database (NED)* [online]. [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <http://ned.ipac.caltech.edu/forms/byname.html>.
- [121] Schmidtke, P. C.; Chobanian, J. B.; Cowley, A. P. *Hot Variable Stars in the SMC Cluster NGC 330*. 2008, AJ, 135, 1350-1360.
- [122] Stee, P. *What is a Be star?* [online]. ©2014 [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <https://www-n.oca.eu/stee/page1/page3/page3.html>.

- [123] Martayan, C. et al. *Be stars and binaries in the field of the SMC open cluster NGC 330 with VLT-FLAMES*. 2007, *A & A*, 472, 577-586.
- [124] Martayan, C. et al. *Effects of metallicity, star-formation conditions, and evolution in B and Be stars. II. Small Magellanic Cloud, field of NGC 330*. 2008, *A & A*, 462, 683-694.
- [125] Gregorová, D. *Velká hvězdná krádež* [online]. 21. 7. 2011. [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <http://www.osel.cz/5801-velka-hvezdna-kradez.html>.
- [126] Český rozhlas. *Fernão de Magalhães a první plavba kolem světa* [online]. 5. 11. 2011. © 1997-2017 [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: http://www.rozhlas.cz/planetarium/historie/_zprava/969841.
- [127] Česká televize. *Magalhaes svými výpravami dokázal, že je Země kulatá* [online]. Praha: 10. 8. 2009. © 1996 – 2017 [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <http://www.ceskatelevize.cz/ct24/svet/1391870-magalhaes-svymi-vypravami-dokazal-ze-je-zeme-kulata>.
- [128] ČAS. *Malé mračno Magellanovo* [online]. 17. 6. 2005. © 2017 [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <http://www.astro.cz/apod/ap050617.html>.
- [129] Swinburne University of Technology. *Small Magellanic Cloud* [online]. [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <http://astronomy.swin.edu.au/cosmos/S/Small+Magellanic+Cloud>.
- [130] Paturel, G. et al. *HYPERLEDA. I. Identification and designation of galaxies*. 2003, *A & A*, 412, 45-55.
- [131] Tully, R.B. et al. *Cosmicflows-2: the data*. 2013, *AJ*, 146, 86.
- [132] McConnachie, A. W. *The observed properties of dwarf galaxies in and around the Local Group*. 2012, *AJ*, 144, 4.
- [133] Cook, D. O. *The Spitzer Local Volume Legacy (LVL) global optical photometry*. 2014, *MNRAS*, 445, 881-889.
- [134] Sessions, L. *Small Magellanic Cloud orbits Milky Way* [online]. 31. 10. 2017. ©2017 [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <http://earthsky.org/clusters-nebulae-galaxies/the-small-magellanic-cloud>.
- [135] ESO. *Czech Republic to Become Member of ESO* [online]. 22. 12. 2006. [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <https://www.eso.org/public/czechrepublic/news/eso0652/>.
- [136] ESO. *About La Silla* [online]. 4. 12. 2017. [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <https://www.eso.org/sci/facilities/lasilla/site/aboutls.html#history>.
- [137] ESO. *Danish 1.54-metre telescope* [online]. [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <https://www.eso.org/public/czechrepublic/teles-instr/lasilla/danish154/>.
- [138] Ridpath, I. *Dictionary of Astronomy*. Ilustrované vydání, dotisk, přepracované vydání. Oxford University Press, 2012. ISBN-13 9780199609055.
- [139] ESO. *Danish Faint Object Spectrograph and Camera* [online]. [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <https://eso.org/public/czechrepublic/teles-instr/lasilla/danish154/dfosc/>.

- [140] *Observing Schedule for DK154 (La Silla)* [online]. Poslední aktualizace stránky 4. 12. 2017. [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <http://www.asu.cas.cz/~asteroid/DK154.schedule.html>.
- [141] Reavis, A. *Tuscan Traveler's Tales - Seeking Stars at La Silla in Chile* [online]. 19. 12. 2012. ©2008-2017 [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <http://tuscantraveler.com/2012/tuscan-travelers-tales/la-silla-chile-alma-atacama/>.
- [142] Wikimedia Commons. *File:ESO La Silla all telescopes with annotations.jpg* [online]. 4. 10. 2017. [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: https://commons.wikimedia.org/wiki/File:ESO_La_Silla_all_telescopes_with_annotations.jpg.
- [143] ESO. *The Danish Telescope at La Silla* [online]. Poslední aktualizace 22. 11. 2001. [cit. 4. 12. 2017]. Dostupné z: <http://www.ls.eso.org/sci/facilities/lasilla/telescopes/d1p5/>.
- [144] Cutri, R. M. et al. *2MASS All Sky Catalog of point sources*. 2003, Cat, 2246.
- [145] Samus, N. N.; Durlevich, O. V. *Combined General Catalogue of Variable Stars*. 2004, Cat, 2250.
- [146] *Int(x) a Frac(x)* [online]. [cit. 27. 12. 2017]. Dostupné z: <http://math.feld.cvut.cz/mt/txtb/4/txc3ba4m.htm>.
- [147] Udalski A. et al. *The Optical Gravitational Lensing Experiment. Cepheids in the Magellanic Clouds. V. Catalog of Cepheids from the Small Magellanic Cloud*. 1999, AcA, 49, 437-520.
- [148] Britannica. *Henry Draper Catalogue (HD)* [online]. 20. 7. 1998, poslední úprava 27. 6. 2017 ©2017 [cit. 14. 12. 2017]. Dostupné z: <https://www.britannica.com/topic/Henry-Draper-Catalogue>.
- [149] Gruss, G.; Láska, V. *Maxima and minima of variable stars observed in 1892-1894*. 1894, AJ, 14, 44-46.
- [150] Gruss, G.; Láska, V. *Maxima and minima of variable stars observed in 1894-1895*. 1895, AJ, 15, 91-92.
- [151] Gruss, G. *Z Říše hvězd*. Praha: Bursík & Kohout, 1894.
- [152] *6 Astronomický ústav na přelomu století* [online]. [cit. 14. 12. 2017]. Dostupné z: <https://astro.mff.cuni.cz/historie/defaultse6.html>.
- [153] Brokešová, G. *Matematik, fyzik a astronom Gustav Gruss* [online]. 28. 10. 2015. ©2005-2017. [cit. 14. 12. 2017]. Dostupné z: https://jicinsky.denik.cz/zpravy_region/matematik-fyzik-a-astronom-gustav-gruss-20151028.html.
- [154] *Prof. František Nušl* [online]. Poslední aktualizace 24. 10. 2017. [cit. 14. 12. 2017]. Dostupné z: www.hvezdarnajh.cz/NuSl.php.
- [155] van Leeuwen, F. *Validation of the new Hipparcos reduction*. 2007, A & A, 474, 653-664.
- [156] Luck, R. E. et al. *The distribution of the elements in the Galactic disk. II. Azimuthal and radial variation in abundances from Cepheids*. 2011, AJ, 142, 51.

- [157] Kunder, A. et al. *The Radial Velocity Experiment (RAVE): fifth data release*. 2017, AJ, 153, 75.
- [158] *Julian Date Converter* [online]. Poslední změna 18. 12. 2016. [cit. 19. 12. 2017]. Dostupné z: <http://aa.usno.navy.mil/data/docs/JulianDate.php>.
- [159] Kušová, T. *Letní čas vymyslel Angličan, zaveden byl ve Švédsku, Rusko ho ruší a Česko se několik desetiletí přizpůsobuje* [online]. 14. 4. 2011. © 2017. [cit. 18. 12. 2017]. Dostupné z: <https://www.novinky.cz/veda-skoly/historie/230503-letni-cas-vymyslel-anglican-zaveden-by-ve-svedsku-rusko-ho-rusi-a-cesko-se-nekolik-desetileti-prizpusobuje.html>.
- [160] Ducati, J. R. *Catalogue of Stellar Photometry in Johnson's 11-color system*. 2002, Cat, 2237.
- [161] Oja, T. *UBV photometry of stars whose positions are accurately known. VII*. 1993, A & A, 100, 591-592.
- [162] Pritchard, C. *Uranometria Nova Oxoniensis. A photometric determination of the magnitudes of all stars visible to the naked eye from the pole to ten degrees south of the equator*. Oxford: Clarendon press, 1885.
- [163] *Klementinum a astronomie. Dnešní expozice* [online]. [cit. 19. 12. 2017]. Dostupné z: <http://prahafx.ru/cz/klementinum/klementinum8.html>.
- [164] *RESTAURIERUNG EINES STEINHEIL REFRAKTORS AUS DEM JAHR 1870* [online]. [cit. 19. 12. 2017]. Dostupné z: <http://www.astrotech-hannover.de/htm/serioes/steinheil.htm>.
- [165] *Bidsquare* [online]. [cit. 19. 12. 2017]. Dostupné z: <https://www.bidsquare.com/1/369/dollond-4-inch-astrological-reflecting-telescope>.

Seznam obrázků

1.1	Vlevo světelná křivka hvězdy δ Cephei, typické představitelky klasických cefeid, vytvořeno z dat A. Mérand. et al. [34]. Vpravo světelná křivka supernovy SN 2009dc, supernovy typu Ia, jakožto zástupkyně aperiodických fyzických proměnných hvězd, upraveno podle [35].	17
1.2	Světelná křivka hvězdy Y Sextantis, zákrytové dvojhvězdy typu W UMa, upraveno podle [36].	18
1.3	HR diagram zobrazující hvězdy z družice Hipparcos a z Glieseho katalogu, upraveno podle [39].	19
1.4	Umístění pulzujících proměnných hvězd v HR diagramu [40].	19
1.5	HR diagram znázorňující vývoj hvězdy o hmotnosti Slunce, upraveno podle [42].	20
1.6	Světelné křivky klasických cefeid pulzujících v základním módu s různými periodami vytvořené z dat z přehlídky OGLE [45], obrázky převzaty a upraveny podle [26].	23
1.7	Světelné křivky klasických cefeid pulzujících v prvním harmonickém módu vytvořené z dat z přehlídky OGLE [45], obrázky převzaty a upraveny podle [26].	24
1.8	Světelné křivky hvězd typu BL Herculis vytvořené z dat z přehlídky OGLE [47], [48], obrázky převzaty a upraveny podle [26].	24
1.9	Světelné křivky normálních hvězd typu W Virginis a jedné pekuliární (graf vpravo dole) vytvořené z dat z přehlídky OGLE [47], [48], [49], obrázky převzaty a upraveny podle [26].	25
1.10	Světelné křivky hvězd typu RVa vytvořené z dat z přehlídky OGLE [47], [48], obrázky převzaty a upraveny podle [26].	25
1.11	Světelné křivky hvězdy typu RVb. Horní graf znázorňuje složenou světelnou křivku, spodní dva pak křivku modulace (vlevo) a křivku pulzací (vpravo). Vytvořeno z dat z přehlídky OGLE [47], [48], obrázky převzaty a upraveny podle [26].	26
1.12	Světelné křivky anomálních cefeid pulzujících v základním módu (první dvě zleva) a v prvním harmonickém (první zprava) vytvořené z dat z přehlídky OGLE [49], obrázky převzaty a upraveny podle [26].	26
1.13	Planckův vyzařovací zákon se znázorněním Wienova posunovacího zákona, spektrální emisivita na vertikální ose představuje spektrální hustotu toku, tedy hustotu toku energie vyzářené v určité vlnové délce [52].	27
1.14	Závislost tvaru světelné křivky klasické cefeidy SU Cyg na barevném filtru, na svislé ose je vynesena diferenciální magnituda, upraveno podle [54].	28
1.15	Světelné křivky hvězdy typu BL Her s názvem OGLE-SMC-T2CEP-16 ve filtrech V a I , vynesena byla data z přehlídky OGLE [55].	28
1.16	Závislost sklonu přímky PL vztahu na barevném filtru, upraveno podle [54].	30

1.17	PL relace všech typů cefeid v LMC pro hvězdné velikosti V , I a Wesenheitův index; pro klasické cefeidy vidíme dvě oblasti – spodní přísluší cefeidám pulzujícím v základním módu, horní pak v prvním harmonickém. U anomálních cefeid značí F základní mód, FO první harmonický mód. Upraveno podle [49] za použití [45].	30
1.18	První znázornění PL vztahu – objev H. S. Leavittové, upraveno podle [71].	34
2.1	Snímek Malého Magellanova mračna s vyznačením hvězdokupy NGC 330, získaný z přehlídky DSS2 observatoře ESO prostřednictvím atlasu oblohy Aladin, jež lze nalézt na webových stránkách http://aladin.u-strasbg.fr/ . Výrazný objekt v pravé horní části obrázku představuje kulovou hvězdokupu 47 Tucanae [134].	41
2.2	Nalevo observatoř La Silla s vyznačením dalekohledu DK154 žlutým kroužkem, upraveno podle [141] s použitím zdroje [142]. Napravo dalekohled DK154 [143].	42
2.3	Snímek pole NGC 330 z disertační práce K. M. Sebova se žlutě vyznačenými cefeidami, upraveno podle [9].	43
2.4	Periodogram a světelná křivka hvězdy č. 673 v oboru V pro periodu 2,874 dne.	46
2.5	Podrobnější periodogramy cefeidy č. 673 pro možné periody 1,4317 dne a 1,4370 dne.	47
2.6	Světelná křivka hvězdy č. 673 v oboru V pro periodu 1,4317 dne (vlevo) a 1,4370 dne (vpravo).	47
2.7	Světelná křivka hvězdy č. 673 v oboru R pro periodu 1,4317 dne (vlevo) a 1,4370 dne (vpravo).	47
2.8	Světelné křivky s měřenými body hvězd č. 123, 170, 222, 248, 321, 389 a 617 v oboru V (zeleně) a R (červeně).	50
2.9	Světelné křivky s měřenými body hvězd č. 627, 637, 673, 771, 904, 952 a 1046 v oboru V (zeleně) a R (červeně).	51
2.10	Světelné křivky s měřenými body hvězd č. 1063, 1129, 1141, 1280, 1440, 1457 a 1458 v oboru V (zeleně) a R (červeně).	52
2.11	Barevný diagram měřených cefeid, které jsou vyznačeny červeně, s daty použitými z družice HIPPARCOS [37].	55
2.12	Vztah mezi periodou a pozorovanou hvězdnou velikostí měřených cefeid, který připomíná PL relaci.	56
3.1	Porovnání slova „ η Aquilae“ v černém nesignovaném deníku (vlevo), v červeném nesignovaném deníku (uprostřed) a v deníku G. Grusse (vpravo). . .	60
3.2	Porovnání slova „Minimum“ v černém nesignovaném deníku (vlevo) a v deníku G. Grusse (vpravo).	60
3.3	Porovnání čísel v červeném nesignovaném deníku (vlevo) a v deníku G. Grusse (vpravo).	60
3.4	Část světelné křivky hvězdy R Scuti zrekonstruované z pozorovacího deníku G. Grusse, na svislé ose je vynesena jasnost v jednotkách uvedených v deníku.	62
3.5	Světelná křivka hvězdy R Sct vykreslená z dat přehlídky ASAS.	62
3.6	Ukázka ze zaznamenání pozorování hvězdy η Aquilae v deníku Gustava Grusse.	63
3.7	Rekonstrukce světelné křivky η Aquilae z dat Gustava Grusse.	64
3.8	Světelné křivky hvězdy η Aquilae podle nesignovaných deníků, pro první tři křivky byly použity jasnosti vypočtené autorem deníků, hvězdné velikosti poslední křivky byly vypočteny Argelanderovou metodou autorkou diplomové práce.	67

3.9	Světelná křivka hvězdy η Aql načrtnutá autorem pozorovacích deníků. . . .	67
3.10	Světelné křivky hvězdy η Aquilae, fialově jsou znázorněna data získaná z přehlídky ASAS, modře hodnoty vyčtené z pozorovacích deníků zpracované Argelanderovou metodou. Vlevo jsou neupravená data, vpravo jsou data z pozorovacích deníků posunuta tak, aby se maxima shodovala.	68
3.11	Prokládané křivky jasnosti hvězdy η Aql. Na levém grafu jsou funkce sjednoceny podle maxima, na pravém navíc i podle vzestupu jasnosti hvězdy. .	68
3.12	Periodogramy a data proložená harmonickým polynomem hvězdy η Aql, na grafech vlevo jsou data z přehlídky ASAS, vpravo zpracovaná data z pozorovacích deníků.	69
3.13	Světelné křivky hvězdy δ Cephei podle nesignovaných deníků, pro první tři křivky byly použity jasnosti vypočtené autorem deníku, hvězdné velikosti poslední křivky byly vypočteny Argelanderovou metodou.	70
3.14	Světelná křivka hvězdy δ Cep načrtnutá autorem pozorovacích deníků. . .	72
3.15	Světelná křivka hvězdy δ Cephei, fialově jsou znázorněna data získaná družicí HIPPARCOS, modře hodnoty vyčtené z pozorovacích deníků zpracované Argelanderovou metodou.	72
3.16	Prokládané křivky hvězdy δ Cep. Na levém grafu jsou funkce sjednoceny podle maxima, na pravém navíc i podle sestupu jasnosti hvězdy.	73
3.17	Periodogramy a data proložená harmonickým polynomem hvězdy δ Cep, na grafech vlevo jsou data z družice HIPPARCOS, vpravo zpracovaná data z pozorovacích deníků.	73
3.18	Světelné křivky hvězdy ζ Gem. Vlevo nahoře jsou vykreslena data vypočtená autorem deníků, vpravo nahoře data vypočtená autorkou diplomové práce, na spodním grafu jsou vykreslena data převzatá z družice HIPPARCOS.	75

Seznam tabulek

1.1	Odhadní stupně Argelanderovy metody, upraveno podle [22].	13
1.2	Rozdělení proměnných hvězd, sestaveno pomocí kombinace [26], [27] a [28].	15
1.3	PL vztahy klasických cefeid pro Galaxii a Magellanova mračna [17], [56]. .	29
2.1	Identifikace cefeid – jejich polohy a označení v různých katalozích.	44
2.2	Zjištění periody (ve dnech) cefeid a jejich porovnání s jinými zdroji.	48
2.3	Odhady typů cefeid dle periody a světelné křivky se srovnáním s K. M. Seboem [9] a katalogem OGLE [51].	49
2.4	Tabulka vypočtených period, abolutních hvězdných velikostí a vzdáleností; pozorovaná hvězdná velikost byla převzata od K. M. Seboa [9].	54
3.1	V současné době známé základní informace o cefeidách, které byly pozorovány v historických denících.	59
3.2	Zpracovaná data o hvězdě R Scuti z deníku G. Grusse.	61
3.3	Vlastnosti srovnávacích hvězd použitých při pozorování cefeidy η Aql. . . .	66
3.4	Parametry pozorování hvězdy η Aql včetně hvězdných velikostí vypočtených autorem deníků a autorkou diplomové práce.	66
3.5	Vlastnosti srovnávacích hvězd použitých při pozorování cefeidy δ Cep. . . .	69
3.6	Parametry pozorování hvězdy δ Cep včetně hvězdných velikostí vypočtených autorem deníků a autorkou diplomové práce.	71
3.7	Vlastnosti srovnávacích hvězd použitých při pozorování cefeidy ζ Gem. . . .	74
3.8	Parametry pozorování hvězdy ζ Gem včetně jasnosti vypočtené autorem deníků a hvězdné velikosti vypočtené autorkou diplomové práce.	74

Seznam použitých zkratek

- ASAS** – All Sky Automated Survey (Automatická přehlídka celé oblohy)
BL Her – proměnné hvězdy typu BL Herculis
CCD – Charge-coupled devices (nábojově vázané prvky) – označení pro detektor
DSS2 – Digitized Sky Survey (Digitalizovaná přehlídka oblohy)
ESA – European Space Agency – Evropská kosmická agentura
ESO – European South Observatory – Evropská jižní observatoř
HIPPARCOS – High Precision Parallax Collecting Satellite – jedná se o projekt agentury ESA, zaměřený na měření především hvězdných paralax
HR diagram (HRD) – Hertzsprungův–Russellův diagram
ICRS – International Celestial Reference System (Mezinárodní nebeský souřadnicový systém)
LMC – Large Magellanic Cloud – Velké Magellanovo mračno
MFF UK – Matematicko-fyzikální fakulta Univerzity Karlovy
NGC – New General Catalogue – jedná se o katalog vesmírných objektů jako galaxií, mlhovin a hvězdokup
OGLE – Optical Gravitational Lensing Experiment – jedná se o polský astronomický projekt
PL vztah/relace – Period–Luminosity – vztah perioda – absolutní hvězdná velikost
PLC relace – Period–Luminosity–Color – vztah perioda – absolutní hvězdná velikost – barva
PřF MU – Přírodovědecká fakulta Masarykovy univerzity
R Sct – proměnná hvězda R Scuti
RV Tau – proměnné hvězdy typu RV Tauri
SMC – Small Magellanic Cloud – Malé Magellanovo mračno
SR – Semiregular – značí polopravidelné proměnné hvězdy
SU Cyg – hvězda s názvem SU Cygni
VLT – Very Large Telescope Interferometer – jedná se o interferometr organizace ESO
W Vir – proměnné hvězdy typu W Virginis
W UMa – proměnné hvězdy typu W Ursae Majoris
 δ Cep – proměnné hvězdy typu δ Cep
 ζ Gem – proměnná hvězda ζ Geminorum
 η Aql – proměnná hvězda η Aquilae
7 Lac – hvězda 7 Lacertae