



MASARYKOVA UNIVERZITA
PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA
ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY



Analýza světelné křivky proměnné hvězdy typu RR Lyrae

Bakalářská práce

Zdeněk Prudil

Vedoucí práce: doc. RNDr. Miloslav Zejda, Ph.D.

Brno 2014

Bibliografický záznam

Autor: Zdeněk Prudil
Přírodovědecká fakulta, Masarykova univerzita
Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

Název práce: Analýza světelné křivky proměnné hvězdy typu RR Lyrae

Studijní program: Fyzika

Studijní obor: Astrofyzika

Vedoucí práce: doc. RNDr. Miloslav Zejda, Ph.D.

Akademický rok: 2013/2014

Počet stran: viii + 49

Klíčová slova: RR Lyrae; CCD; pulzující proměnné hvězdy; LP Cam

Bibliographic Entry

Author: Zdeněk Prudil
Faculty of Science, Masaryk University
Department of Theoretical Physics and Astrophysics

Title of Thesis: Analysis of light curve of RR Lyrae type star

Degree Programme: Physics

Field of Study: Astrophysics

Supervisor: doc. RNDr. Miloslav Zejda, Ph.D.

Academic Year: 2013/2014

Number of Pages: viii + 49

Keywords: RR Lyrae; CCD; pulsating variable stars; LP Cam

Abstrakt

Předložená bakalářská práce se zabývá studiem hvězdy LP Cam, která patří do skupiny pulzujících proměnných hvězd typu RR Lyrae.

Hvězda byla pozorována během devíti nocí na Hvězdárně a planetáriu v Brně, při kterých se podařilo zachytit čtyři maxima jasnosti. Měření byla následně zkalibrována na standardní Johnsonův fotometrický systém. Zachycená maxima spolu s dalšími známými okamžiky maxim posloužila ke konstrukci $O-C$ diagramu. Pomocí něj byla zpřesněna perioda a okamžik základního maxima. V programu CEPHEUS byla fázová křivka rozložena na sumu goniometrických funkcí, jejichž parametry byly použity pro výpočet Fourierových koeficientů. Ty byly následně dosazeny do empirických vztahů, které umožnily určit základní fyzikální parametry LP Cam.

Bylo rovněž zjištěno, že ve směru ke hvězdě se nachází prostředí s vysokou extinkcí a hvězda se tak jeví mnohem slabší a dál, než by byla, nebýt tohoto zeslabení. Ukázalo se také, že má neobvykle vysokou metalicitu ve srovnání s ostatními hvězdami typu RR Lyrae, což je zřejmě způsobeno tím, že leží v disku Mléčné dráhy.

Abstract

Presented bachelor thesis is focused on a RR Lyrae type pulsating star LP Cam.

This star was observed during nine nights at the Observatory and planetarium in Brno, during which four brightness maxima were detected. Measurements were subsequently calibrated to the standard Johnson photometric system. Captured maximum timings together with other known moments of maximum light were used for construction of the $O-C$ diagram, which was utilized for period and zero epoch refinement. Phased light curve was decomposed by Fourier techniques in CEPHEUS software. Parameters of the fit allowed calculation of Fourier coefficients, which were subsequently put into empirical relations. Based on these calibrations, basic physical parameters of LP Cam were estimated.

It was also found that in the direction of the star is an environment with high extinction. Therefore, it appears much more fainter, and in larger distance, than it would be without this absorption. Also this star has unusually high metallicity in comparison with other RR Lyrae stars, which is probably caused by its position in the disk of the Milky way.



Masarykova univerzita

Přírodovědecká fakulta



ZADÁNÍ BAKALÁŘSKÉ PRÁCE

Student: **Zdeněk Prudil**

Studijní program: **Fyzika**

Studijní obor: **Astrofyzika**

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

Analýza světelné křivky proměnné hvězdy typu RR Lyrae

Analysis of light curve of RR Lyrae type star

Oficiální zadání: Student získá vlastní data na observatoři MU nebo na brněnské hvězdárně a provede jejich kalibraci na standardní fotometrický systém. Cílem práce je zjistit aktuální periodu vybrané hvězdy a odhadnout její základní fyzikální parametry pomocí známých empirických vztahů.

Doporučená literatura

MIKULÁŠEK, Zdeněk a Miloslav ZEJDA. Úvod do studia proměnných hvězd. Brno:

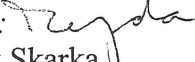
Masarykova univerzita, 2013. 213 s. ISBN 978-80-210-6241-2.,

SMITH, Horace A. RR Lyrae stars. Cambridge: Cambridge university press, 1995. 168 s.

ISBN 978-0-521-54817-5.:

Jazyk závěrečné práce: čeština


Vedoucí bakalářské práce: RNDr. Miloslav Zejda, Ph.D.

Podpis vedoucího práce: 

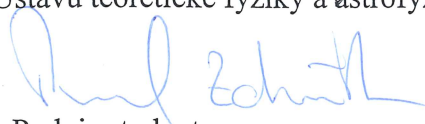
Konzultant: Mgr. Marek Skarka

Datum zadání bakalářské práce: listopad 2013

V Brně dne 16. 12. 2013


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

Zadání bakalářské práce převzal dne: 17. 12. 2013


Podpis studenta

Poděkování

Na tomto místě bych rád poděkoval za trpělivost, rady a věnovaný čas Mgr. Marku Skarkovi, díky rovněž patří panu doc. RNDr. Miloslavu Zejdovi, Ph.D. Děkuji také přítelkyni Vendy, rodičům a všem co mě poslední tři roky podporovali.

Prohlášení

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

Brno 22. května 2014

.....
Zdeněk Prudil

Obsah

1	Úvod	1
2	Proměnné hvězdy	2
2.1	Definice proměnných hvězd	2
2.2	Historie studia proměnných hvězd	2
2.3	Druhy proměnných hvězd	4
2.3.1	Geometrické proměnné hvězdy	5
2.3.2	Fyzické proměnné hvězdy	6
2.4	Pulzující proměnné hvězdy	8
2.4.1	Mechanismus pulzací	9
2.4.2	Radiální pulzace	12
2.4.3	Neradiální pulzace	13
2.5	Hvězdy typu RR Lyrae	14
2.5.1	Objev, historie a první pozorování	14
2.5.2	Základní vlastnosti	14
2.6	Blažkův jev	16
3	Metody zpracování	19
3.1	CCD fotometrie	19
3.1.1	Korekční snímky	20
3.2	Fotometrické systémy	21
3.3	Barevná kalibrace	23
3.3.1	Stanovení kalibračních koeficientů	24
3.4	Světelné elementy a světelná křivka	24
3.5	<i>O - C</i> diagram	25
3.6	Hledání period	27
3.7	Vztahy pro výpočet fyzikálních parametrů	28

4	Zpracování naměřených dat	31
4.1	Výběr proměnné hvězdy	31
4.2	Měření a získání světelné křivky	32
4.3	Kalibrace dat	35
4.4	Určení periody	39
4.4.1	Konstrukce $O - C$	39
5	Fyzikální parametry	42
6	Závěr	44

Kapitola 1

Úvod

O existenci periodicky proměnných hvězd víme již přibližně 500 let. Obecně nám tyto hvězdy o sobě řeknou mnohem více než jiné, neproměnné hvězdy. S jejich pomocí můžeme určovat vzdálenosti ve vesmíru, testovat modely hvězdného vývoje či hvězdných pulzací, a mnoho jiného.

Tato práce se zaměřuje na studium hvězdy LP Camelopardalis, která nebyla doposud detailně prozkoumána (což byl jeden z důvodů, proč byla vybrána ke studiu v této bakalářské práci). Jak je z názvu zřejmé, jedná se o hvězdu ze souhvězdí Žirafy ležící v rovině Mléčné dráhy a tedy v oblasti vysoké extinkce. Jedná se o proměnnou hvězdu typu RR Lyrae, které se v HR diagramu nachází na horizontální větvi obrů. Jde tedy o starou hvězdu v pokročilém stadiu vývoje, která ve svém jádru spaluje helium na těžší prvky. U hvězd tohoto typu se poměrně často vyskytuje Blažkův jev, který doposud nebyl uspokojivě vysvětlen.

Mnoho informací o hvězdách typu RR Lyrae získáme ze studia světelné křivky. Aplikací Fourierovy analýzy, získáme Fourierovy koeficienty, které můžeme dosadit do empirických vztahů pro určení fyzikálních parametrů hvězdy.

Práce je rozdělena na čtyři části. První je věnována historii, počátkům studia a mechanismu proměnnosti této skupiny hvězd. Další část je zaměřena na metody pozorování a studia proměnných hvězd. Důraz je kladen zejména na barevnou kalibraci, konstrukci $O - C$ diagramu a na Fourierovu analýzu světelné křivky. Třetí část se zabývá samotným zpracováním naměřených dat, která byla nakalibrována na standardní Johnsonův fotometrický systém. Naměřená maxima spolu s publikovanými posloužily ke konstrukci $O - C$ diagramu. Poslední část spolu se závěrem shrnuje získané poznatky a odhaluje vypočtené fyzikální parametry LP Cam.

Kapitola 2

Proměnné hvězdy

2.1 Definice proměnných hvězd

Proměnná hvězda je taková hvězda, která mění svoji jasnost s časem. Fyzické změny mohou být velice rychlé v řádech sekund u supernov, až po několikaleté periody u hvězd typu Mira. O tom, proč k těmto změnám dochází, se dozvíme později. Navzdory tomu, že se nám noční obloha může zdát neměnná, předpokládá se, že až 10 % hvězd je zjevně proměnných (Mikulášek & Zejda, 2013). Mezi proměnné hvězdy můžeme zařadit i naše Slunce s jeho jedenáctiletým cyklem, během kterého můžeme pozorovat nárůst počtu skvrn ve fotosféře. Počet známých proměnných hvězd roste s rozvojem pozorovací techniky a zpřesňováním našich měření. Pro porovnání, v naší Galaxii bylo doposud nalezeno přibližně 43 921¹ proměnných hvězd typu RR Lyrae. Ve Velkém Magellanově oblaku je to pak 24 906 (Soszyński et al., 2009), zatímco v Malém Magellanově oblaku pouhých 2 475 (Soszyński et al., 2010) proměnných hvězd typu RR Lyrae.

2.2 Historie studia proměnných hvězd

Mezi první pozorovatele proměnných hvězd patřili čínští astronomové, kteří naporozovali a zdokumentovali vzplanutí supernov. Ti, na rozdíl od evropských pozorovatelů, nebyli ovlivněni Aristotelovým učením, které říkalo, že nebeská sféra je neměnná. Tehdejší řecké učení totiž tato náhlá vzplanutí hvězd vysvětlovalo jako meteorologické jevy v atmosféře či jako komety.

¹aktuální údaj z databáze VSX: <http://www.aavso.org/vsx/> (Watson, 2006).

Roku 1572 si Tycho Brahe všiml nové hvězdy v blízkosti κ Cas². Rovněž si všiml toho, že mění jasnost vůči ostatním hvězdám. Tuto změnu si pravidelně zaznamenával. Z těchto dat bylo později možné sestrojít první světelnou křivku proměnné hvězdy.

Dalším pozorovatelem proměnné hvězdy byl David Fabricius, který roku 1596 pozoroval změny jasnosti u hvězdy *o* Ceti. Zaujat touto nezvyklou hvězdou ji pojmenoval Mira (Podivuhodná). David Fabricius se tehdy mylně domníval, že se jedná o další novu. Ve skutečnosti se však jedná o periodickou proměnnou hvězdu. Její periodicitu odhalil v roce 1609 astronom Johannes Holwarda, který dokonce stanovil její periodu na jedenáct měsíců. Tuto hodnotu více zpřesnil Ismael Boulliau a to na 333 dní, dnešní udávaná hodnota je 331.96 dne³.

Teprve až v 18. století, kdy se hvězdy začaly systematicky pozorovat, došlo k dalším důležitým objevům. Mezi hlavní průkopníky tehdy patřili John Goodrick a Edward Pigott. Prvně jmenovaný objevil periodické proměnné hvězdy δ Cephei a β Lyrae. Po nich následoval Friedrich Wilhelm August Argelander, který studium proměnných hvězd usnadnil nejen profesionálním, ale i amatérským astronomům. Vymyslel metodu, pomocí které srovnával proměnnou hvězdu s hvězdami v jejím okolí.

Argelander rovněž zavedl způsob značení proměnných hvězd. Využil velká písmena latinské abecedy a zkratku latinského názvu souhvězdí, ve kterém se proměnná hvězda nacházela. Značení poněkud nezvykle začínalo písmenem R a pokračovalo až do Z. Později, díky objevům nových a nových proměnných hvězd, se začala písmena kombinovat RR, RT, ... RZ, SS ... SZ, ZZ. Postupně bylo toto značení vyčerpáno a bylo nutné jej rozšířit. V roce 1907 Friedrich Ristenpart navrhl rozšířit stávající systém o kombinace písmen AA, BB ... QZ. Celkově tedy bylo možné použít 334 kombinací písmen. Ani to však nestačilo, proto byl v roce 1929 zaveden systém navržený Charlesem Louisem François Andrém. Ten navrhl značit proměnné hvězdy písmenem V, pořadovým číslem a jménem souhvězdí, ve kterém se nacházejí (např. V 335 Cam, V 575 Aur).

První spektroskopická měření proměnných hvězd v druhé polovině 19. století odhalila, že ve spektru většiny z nich najdeme molekulové pásy. Tento objev vyvrátil myšlenku Wiliama Herschela o tom, že proměnnost vzniká v důsledku rotace a pokrytím povrchu skvrnami. Od té doby kombinace spektroskopických a fotometrických měření umožnila přesnější určení parametrů těsných dvojhvězd.

Rozvoj pozorovací techniky a zejména použití fotografické emulze přispěly

²Dnes už víme, že se jednalo o supernovu SN 1572

³<http://www.aavso.org/vsx/index.php?view=detail.top&oid=9237>

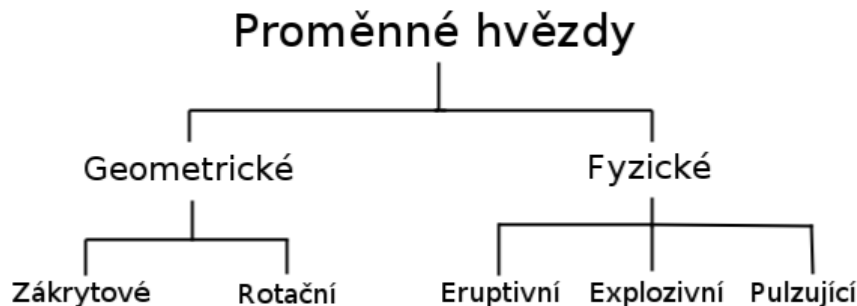
k prudkému nárůstu nově objevených proměnných hvězd a celkovému zájmu o proměnné hvězdy. Díky tomuto pokroku Henrietta S. Leavitt (1908) systematickým pozorováním Velkého a Malého Magellanova oblaku odhalila vztah mezi absolutní hvězdnou velikostí cefeid a jejich periodou

$$M_V = -2.81 \log P - 1.43 \quad , \quad (2.1)$$

kde M_V je absolutní hvězdná velikost v magnitudách a P je perioda ve dnech. V dalších letech byly založeny organizace zabývající se výzkumem proměnných hvězd. V roce 1911 to byla například *AAVSO* (*American Association of Variable Stars Observers*), nebo v roce 1924 v Československu *Sekce proměnných hvězd* v rámci České astronomické společnosti, a mnoho dalších. Identifikace nových proměnných hvězd vedla k založení katalogů. Například v roce 1948 bylo publikováno první vydání *General Catalog of Variable Stars*⁴ (dále jen *GCVS*) Poslední vydání obsahuje 47 811 hvězd (3.10.2013). Na počátku 21. století byl vydán katalog *Variable star index*⁵ (dále jen *VSX*, Watson (2006)) k březnu letošního roku obsahující 285 368 hvězd.

2.3 Druhy proměnných hvězd

Snaha lidstva vše katalogizovat a třídit se nevyhnula ani proměnným hvězdám. Můžeme je rozlišovat pomocí tvaru světelné křivky, ale výhodnější je třídit je pomocí mechanismu proměnnosti. Máme tedy dva základní typy proměnných hvězd a to *geometrické* proměnné hvězdy a *fyzické* proměnné hvězdy.



Obrázek 2.1: Základní rozdělení proměnných hvězd.

⁴<http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/iii/html/>

⁵<http://www.aavso.org/vsx/index.php>

2.3.1 Geometrické proměnné hvězdy

Proměnnost je zapříčiněna uspořádáním soustavy pozorovatel a pozorovaný objekt.

Rotující proměnné hvězdy

Proměnnost může být způsobena deformací tvaru hvězdy nebo přítomností skvrn. Pokud hvězda velmi rychle rotuje, dojde k jejímu zploštění. To vede k rozdílným teplotám na pólech a na rovníku hvězdy. Tyto hvězdy mají tvar rotačního elipsoidu. Pokud je její rotační osa vůči Zemi výrazně skloněna a hvězda koná precesní pohyb, je možné si všimnout periodických změn jasnosti.

K deformaci hvězdy může dojít i v případě, kdy je součástí těsné dvojhvězdy. Druhá složka gravitačním působením deformuje tvar svého souputníka. Mezi představitele těchto hvězd patří například α Vir (Spica), ψ Ori a V600 Her.

Nejen u Slunce, ale i na jiných hvězdách dochází k tvorbě skvrn, které mohou být dvojího druhu. První mají jinou efektivní teplotu než jejich okolí (u Slunce přibližně o 2 000 K). Skvrny mohou vznikat také u chemicky pekulárních hvězd. U těchto hvězd se skvrny od svého okolí neodlišují teplotou, ale svým chemickým složením. Mezi hlavními zástupci můžeme jmenovat např. V901 Ori a CU Vir.

Zákrytové proměnné hvězdy

Zákrytovou proměnnou hvězdou rozumíme systém dvou hvězd obíhajících kolem společného těžiště, u kterých z pohledu pozorovatele dochází k vzájemným zákrytům složek a tím k periodické změně jasnosti. U dvojhvězd můžeme pozorovat takzvaný *zákryt* (*okultace*) a *přechod* (*tranzit*). Přechod začíná *prvním kontaktem*, kdy menší složka začne přecházet přes větší složku. Dochází k poklesu jasnosti. Při nulovém okrajovém ztemnění se tento pokles se zastaví ve chvíli, kdy se na větší složce objeví celý disk menší složky (*druhý kontakt*). Pokud je úhel inklinace $i = 90^\circ$, pak tato složka pokračuje na své cestě po disku větší složky až do jejího centra (*střed zákrytu*). Menší složka pak pokračuje dále až do chvíle, kdy se dotkne okraje disku větší složky a dochází tedy k *třetímu kontaktu*. Jasnost se nyní začne zvyšovat až do *čtvrtého kontaktu*, kdy menší složka opustí disk větší složky. U zákrytu se situace obrátí a větší složka bude zakrývat složku menší. Zákryt můžeme opět rozdělit na čtyři kontakty. K prvnímu kontaktu dojde při doteku kotouče menší hvězdy s kotoučem větší. Jasnost začne opět klesat

až do chvíle druhého kontaktu. Při druhém kontaktu zmizí úplně menší složka a jasnost se ustálí. Při třetím kontaktu se na druhé straně větší složky objeví část disku druhé složky, který se při čtvrtém kontaktu objeví celý.

Podstatný rozdíl mezi obyčejnou hvězdou a těsnou dvojhvězdou je ten, že obyčejná hvězda se může rozpínat během svého vývoje dle libosti, zatímco složky těsných dvojhvězd jsou naopak limitovány svými Rocheovými laloky. Ve chvíli, kdy jej díky svému vývoji naplní, začne docházet k přenosu látky přes Lagrangeův bod L_1 na druhou složku. Podle toho, zda dochází k přenosu látky, můžeme dvojhvězdy rozdělit do čtyř hlavních skupin.

- Oddělený systém, kdy obě složky jsou uvnitř svých Rocheových laloků (např. AP And, VZ Cep, V881 Per).
- Polodotykový - v tomto případě jedna ze složek naplnila svůj Rocheův lalok a dochází k přenosu látky na druhou složku (např. DK Cep, TY Del, RR Dra).
- Kontaktní systém, kdy obě složky naplnily svoje laloky (např. GN Boo, BL Leo, V1918 Cyg).
- Přesahující systém (overcontact) je podobný kontaktnímu systému, liší se však v tom, že u přesahujícího systému složky sdílejí obálku a mají společnou atmosféru (např. RY Sct, GR Tau, AW UMa).

2.3.2 Fyzické proměnné hvězdy

Proměnnost vzniká díky fyzickým změnám uvnitř hvězdy, na jejím povrchu (v její atmosféře) a/nebo v jejím bezprostředním okolí. U hvězd se tedy skutečně mění jejich zářivý výkon.

Eruptivní proměnné hvězdy

U eruptivních proměnných hvězd dochází k náhlým a velkým změnám jasnosti, které jsou důsledkem procesů v horních vrstvách atmosféry (chromosféře, koróně). V okolí některých proměnných hvězd tohoto typu můžeme nalézt opticky aktivní materiál. Ten může být pozůstatkem materiálu, který nebyl spotřebován na stavbu hvězdy. Můžeme jej tak nalézt u hvězd, které ještě nedosedly na hlavní posloupnost.

Proměnné hvězdy tohoto typu však najdeme i na hlavní posloupnosti. Častou příčinou jejich proměnnosti může být hvězdný vítr nebo, například u těsných

dvojhvězd, přenos látky z jedné hvězdy na druhou. Mezi zástupce této třídy proměnných hvězd patří např. V504 Cen, V781 Her, V1717 Cyg.

Explozivní proměnné hvězdy

Jsou to hvězdy, u kterých dojde k náhlému zjasnění a pozvolnému poklesu jasnosti. K proměnnosti dochází díky hvězdnému vývoji, nejčastěji u těsných dvojhvězd, kde dochází k přenosu hmoty mezi složkami. Hmotnější a vyvinutější člen systému přesouvá materiál na lehčího souputníka a tím urychluje jeho vývoj. Ve chvíli, kdy lehčí člen opustí hlavní posloupnost se situace může obrátit. Vývojově mladší začne dotovat vývojově staršího, který v této chvíli už je s největší pravděpodobností v konečném stadiu svého vývoje (například bílý trpaslík). U tohoto elektronově degenerovaného uhlíko-kyslíkového bílého trpaslíka dochází k nárůstu hmotnosti, který je způsoben přenosem látky z druhé složky. Dochází k jeho smršťování a nárůstu centrální teploty, přičemž při dosažení kritické hmotnosti $\approx 1.4 M_{\odot}$ dojde k zažehnutí termonukleárních reakcí. Tím se ještě více zvýší teplota v jeho nitru až do té míry, že překročí teplotu degenerace. Dojde tak k uvolnění látky, která je rozmetána do prostoru. Z bílého trpaslíka se tímto procesem stane supernova typu Ia.

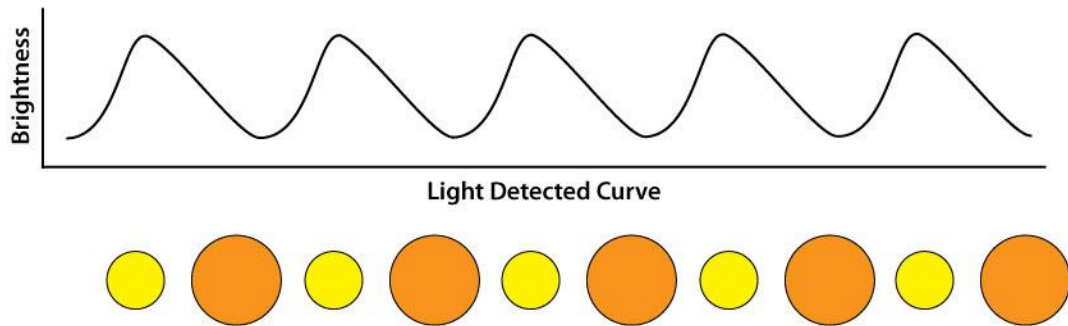
Další skupinou supernov jsou supernovy typu Ib a Ic. Jejich náhlá zjasnění jsou způsobena složitým vývojem ve dvojhvězdě, avšak v jejich spektru se nevykytují čáry jedenkrát ionizovaného křemíku.

K výbuchu supernovy může ale dojít i v případě, kdy se hvězda nenachází v dvojhvězdném systému. Musí se však jednat o velmi hmotnou hvězdu, jejíž jádro je složeno převážně ze železa. U těchto hvězd probíhají termonukleární reakce v mnoha vrstvičkách. V jádře postupně roste teplota a hustota. Po překročení kritické hmotnosti se elektrony začnou spojovat s protony a vznikají neutrony a dochází k rozpadu jader. Hvězda se začíná hroutit a uvolňuje se potenciální energie ve formě neutrin. Většina prochází bez odporu hvězdou, část se jich ale zachytí a předá svou energii látce a tím ji zahřeje. To vede ke vzniku rázové vlny, která rozmetá hvězdu do prostoru. Na místě, kde dřív bývala obří, velmi hmotná hvězda, teď můžeme najít malou, nesmírně hustou neutronovou hvězdu.

Mezi představitele této třídy proměnných hvězd patří například SN 1993J (supernova II), SN 1604 (supernova Ia) a SN 2008D (supernova Ib).

2.4 Pulzující proměnné hvězdy

Jedná se o nejvíce zastoupenou skupinu proměnných hvězd. Změny jasnosti hvězdy jsou způsobeny změnami poloměru (*radiální pulzace*), případně tvaru hvězdy (*neradiální pulzace*). Mezi hlavní zástupce pulzujících proměnných hvězd patří hvězdy typu δ Cephei (perioda 1 až 50 dní), RR Lyrae (perioda kratší než 1 den), δ Scuti (perioda nejvýše pár hodin), ZZ Ceti (perioda v řádech minut), W Virginis (perioda 2 až 45 dní) a miridy (perioda 80 a více dnů).



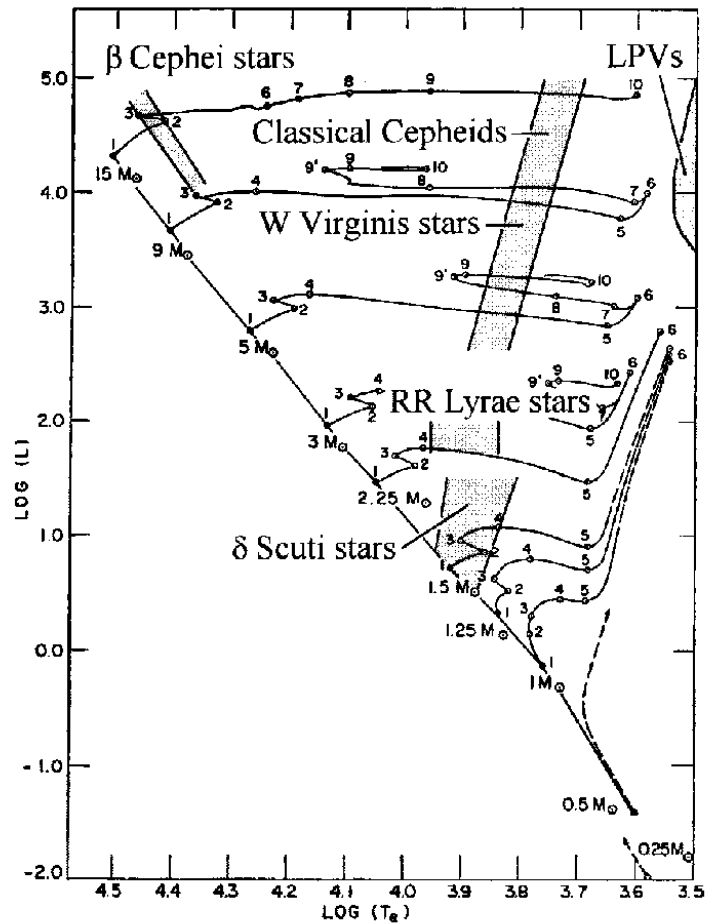
Obrázek 2.2: Schéma změny jasnosti hvězdy v souvislosti se změnou jejího poloměru během pulzací (<http://space-exploratorium.com/pulsating-stars.htm>).

Pokud si vyneseme pulzující proměnné hvězdy do Hersprung–Russelova diagramu (dále jen HR diagramu), všimneme si několika zvláštností. Navzdory tomu, že hvězdy stráví většinu svého aktivního života na hlavní posloupnosti, ne všechny skupiny pulzujících proměnných hvězd na ní leží. Převážnou část z nich najdeme v úzkém svislém pásu, který prochází celým HR diagramem, kterému říkáme *pás nestability*. Tento pás je široký přibližně 600 až 1 000 K a prochází hlavní posloupností v oblasti spektrálních tříd A až F. U většiny hvězd, které se v pásu nestability nachází, se rozvinou *radiální pulzace*.

Zda se pulzace u hvězdy rozvinou, je dáno hloubkou a teplotou řídicích vrstev zodpovědných za hvězdné pulzace. Velké množství pulzujících proměnných hvězd se vyskytuje i mimo pás nestability. To může vést k domněnce, že pulzace, případně astroseismologickou aktivitu, vykazuje podstatně větší množství hvězd, než se původně předpokládalo.

Díky velkému množství populací pulzujících proměnných hvězd rozmístěných i mimo pás nestability je pravděpodobné, že všechny hvězdy pulzují a jejich odhalení záleží jen na citlivosti naší měřicí techniky.

Dále je možné se domnívat, že hvězda, která se během svého života dostane do pásu nestability, začne pulzovat, a po jeho opuštění pulzovat přestane. Způsob, jakým hvězda pulzuje, je především dán jejím vývojovým stadiem a hmotností.



Obrázek 2.3: HR diagram s oblastmi nejdůležitějších zástupců pulzujících proměnných hvězd (<http://institute-of-brilliant-failures.com/image81.gif>).

2.4.1 Mechanismus pulzací

Hvězda se celý svůj život snaží být v hydrostatické rovnováze. Pak platí, že gravitační síla snažící se hvězdu smrštit je rovna gradientu tlaku, který se naopak

snaží hvězdu rozepnout. V životě hvězdy však přijde období, kdy tato rovnováha může být narušena a hvězda se začne smršťovat. Gravitační síla převládne nad gradientem tlaku a tlačí hmotu do nižších, teplejších částí hvězdy. Se vzrůstající teplotou roste i tlak do takové míry, že jeho gradient převyší gravitační sílu a hvězda se začne rozpínat. Při rozpínání klesá tlak a naopak roste gravitační potenciální energie, do chvíle, než gravitační síla překoná gradient tlaku a celá situace se opakuje. Začnou probíhat oscilace. Tento děj je však po nějaké době utlumen vnitřním třením. U pulzujících proměnných hvězd však k takovému utlumení nedochází. Pulzace tedy musejí být něčím dotovány.

S řešením tohoto problému přišel Arthur S. Eddington (1926), který navrhl tzv. *záklpokový mechanismus* (někdy též zvaný κ -mechanismus). Podle jeho hypotézy měla v obalu hvězdy existovat oblast, ve které při smršťování, a tudíž při zvyšování teploty, dochází ke zvyšování opacity materiálu. Díky tomu by tato vrstva měla během kontrakce absorbovat energii a uvolnit ji při expanzi. Eddington si však nejdříve myslel, že motorem pulzací jsou termonukleární reakce v jádře (ε -mechanismus). Z matematických modelů vyplývá, že tento mechanismus může probíhat u velmi hmotných hvězd ($M \gg M_{\odot}$) a u velmi chladných trpaslíků.

Později se přišlo na to, že pulzace jsou způsobeny ionizovaným materiálem v obalu hvězdy. Úvaha o zvyšování opacity s teplotou však odporovala Rosselandově vzorci pro střední opacitu

$$\kappa = \kappa_0 \cdot \rho^n \cdot T^{-s} \quad , \quad (2.2)$$

kde κ_0 je konstanta, ρ hustota materiálu a T teplota, přičemž $n \approx 1$ a $s \approx 3.5$. Ze vzorce 2.2 je zřejmé, že se vzrůstající teplotou klesá opacita, což odporuje předpokladu pro vznik záklpokového mechanismu.

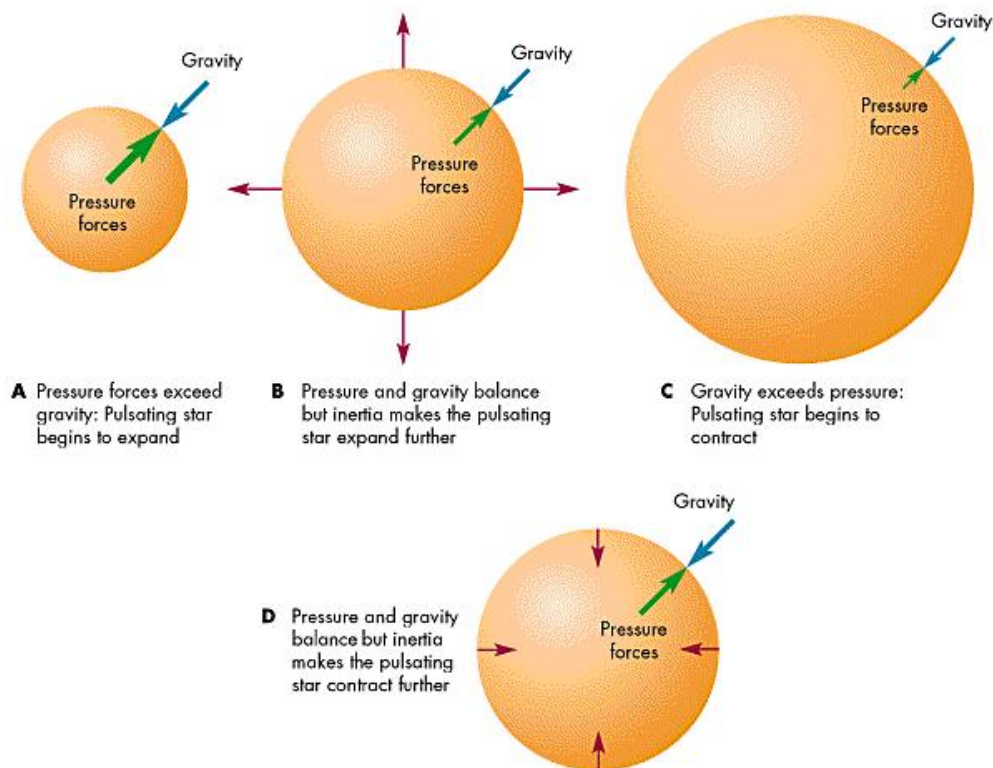
Zhevakín (1953) a po něm Cox (1958) dokázali, že Eddingtonův záklpokový mechanismus funguje v oblastech s částečně ionizovanou látkou. V této oblasti se hodnota indexu s zmenšuje a může být i záporná, opacita tedy může při stlačení narůstat. To je způsobeno tím, že se při kontrakci energie využívá hlavně k ionizaci materiálu. Zvýšením neprůhlednosti materiálu dojde ke zvýšení tlaku a tím k vyzvednutí ionizované vrstvy výše. Tento pohyb způsobí rozpínání vrstvy a tím dojde k poklesu hustoty. Začne docházet k rekombinaci prvků a vrstva má vyšší teplotu než její okolí. Tyto dva faktory způsobí pokles opacity vrstvy. Ve chvíli, kdy gravitační síla převáží gradient tlaku, se cyklus opakuje.

Záklpokový mechanismus může být doplňován tzv. γ -mechanismem. V řídicí vrstvě při stlačování roste tepelná kapacita a látka v ní obsažená může pojmout více tepla, než okolní vrstva. Tím dojde k dalšímu zvýšení tlaku a následně

podpoře pro vyzvednutí vrstvy.

U pulzujících proměnných hvězd ležících v pásu nestability najdeme dvě oblasti, které pohánějí pulzace. V první z nich nalezneme ionizovaný vodík. Teplota této vrstvy se pohybuje mezi 10 000 K až 15 000 K a nachází se výše v obalu hvězdy než druhá oblast, ve které nalezneme dvakrát ionizované helium. V tomto pásmu se teplota pohybuje kolem 40 000 K. Zóna s dvakrát ionizovaným héliem hraje nejdůležitější roli ve hvězdných pulzacích.

Velice důležité je i to, kde se vrstva s ionizovaným prvkem nachází. Pokud se vrstva nachází příliš blízko povrchu (horké hvězdy), má malou hustotu a nízkou hmotnost a není schopna zadržet dostatečné množství energie. Pokud je tomu naopak a vrstva se nachází příliš hluboko (u chladných hvězd), jsou amplitudy pulzací příliš malé a stejně tak je tomu i se zadrženým teplem ve vrstvě. V obou případech pulzace nepozorujeme. Pomocí těchto limitů, které jsou definovány teplotou hvězdy je ohraničen pás nestability.



Obrázek 2.4: Schéma mechanismu radiálních pulzací (Fix J. D., 1999).

2.4.2 Radiální pulzace

O radiálních pulzacích hovoříme v případě, kdy hvězda mění svůj poloměr. Tyto změny můžeme přirovnat k nafukování a vyfukování balónku. Pokud budeme uvažovat malé kmity, je možné odvodit vztah pro základní periodu pulzací. K odvození využijeme větu o viriálu:

$$2 \langle E_k \rangle + \langle E_p \rangle = 0 . \quad (2.3)$$

Pro potenciální a kinetickou energii platí:

$$E_p = \alpha \cdot \frac{GM^2}{R} , \quad (2.4)$$

$$E_k = \frac{1}{2} \cdot M \cdot v_s^2 , \quad (2.5)$$

kde koeficient α je závislý na rozložení hmoty ve hvězdě (pro hvězdu hlavní posloupnosti typicky 1.7), G je gravitační konstanta, M je hmotnost hvězdy, v_s je střední kvadratická rychlost a R je poloměr hvězdy. Z těchto tří výrazů si vyjádříme vztah pro střední kvadratickou rychlost. Pro zjištění periody se snažíme zjistit dobu, po kterou bude cestovat informace rychlostí v_s o změně tlaku přes celý průměr hvězdy.

$$P \approx \frac{2R}{v_s} \approx \sqrt{\frac{4R^3}{\alpha \cdot G \cdot M}} . \quad (2.6)$$

Po jednoduchých úpravách dostaneme vztah pro základní periodu pulzací

$$P \cong \frac{1}{\sqrt{G \cdot \bar{\rho}}} . \quad (2.7)$$

Z tohoto vztahu je vidět, že perioda nezávisí na amplitudě pulzací a je nepřímo úměrná hustotě. Výsledek odpovídá pozorování, protože velice hustí trpaslíci mají velice krátké periody, zatímco obři o malé průměrné hustotě mají velmi dlouhé periody.

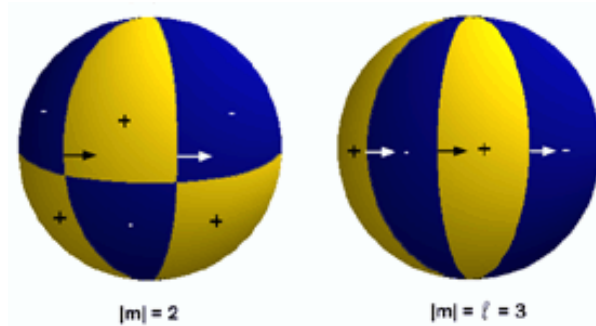
2.4.3 Neradiální pulzace

U neradiálních pulzací závisí změna poloměru na směru – v některých částech hvězdy klesá, v jiných roste. Dochází tak k jakémusi vlnění povrchu hvězdy. Vznikají tak oblasti s různou teplotou a s tím spojenou různou svítivostí.

Pulzace hvězdy se šíří prostorem podobně jako zvuk, chovají se tedy jako podélné vlnění. Uzlový bod radiálních oscilací najdeme v jádru a kmitnu na povrchu hvězdy, tedy ve fotosféře. Vlna neprocházející středem hvězdy se od fotosféry odrazí zpět. Postupně se s rostoucí hustotou a teplotou obrátí zpátky směrem do fotosféry. Tam se znovu odrazí a bude interferovat sama se sebou za vzniku stojatého vlnění. Toto stojaté vlnění vytvoří ve fotosféře uzlové kružnice, které nepodléhají pulzacím.

Pokud mluvíme o pulzacích v trojrozměrném prostoru, jsou oscilace popsány třemi vlnovými čísly n , l , m . Platí, že n je hlavní pulzační číslo, které slouží pro popis radiálních pulzací. Při $n = 0$ a hvězda pulzuje v základním radiálním módu. Pokud n zvýšíme na $n = 1$, hvězda pulzuje v prvním harmonickém radiálním módu a kromě středu hvězdy existuje ještě jedna uzlová kulová plocha.

Pro popis neradiálních pulzací je třeba definovat dvě další čísla. První z nich, l , vyjadřuje sumu všech uzlových kružnic na povrchu hvězdy a druhé, m , značí počet uzlových kružnic procházejících pólem. Pokud máme například hvězdu jejíž $l = 3$ a $m = 1$, pak jsou na povrchu hvězdy 3 kružnice, z nichž jedna prochází pólem. Číslo m může nabývat hodnot od $-l$ do l , včetně nuly. Kladných hodnot bude m nabývat pro případ, kdy se uzlové kružnice pohybují ve směru rotace hvězdy a naopak záporných, když se budou pohybovat proti směru rotace. Příklad neradiálních pulzací je na obrázku 2.5.



Obrázek 2.5: Schéma neradiálních pulzací (upraveno, Zima, 1999).

2.5 Hvězdy typu RR Lyrae

2.5.1 Objev, historie a první pozorování

V 19. století astronomové nacházeli proměnné hvězdy také v kulových hvězdokupách. Světelná křivka většiny z nich se podobala světelné křivce cefeid. Tyto hvězdy však měly kratší periodu a proto se jim začalo říkat *krátkoperiodické cefeidy*. Hlavními objeviteli tehdy byli Edward Charles Pickering, Solon Irving Bailey a Harlow Shapley, kteří zkoumali hvězdy v těchto hvězdných systémech. Roku 1890 Jacobus Cornelius Kapteyn pozoroval proměnnou hvězdu v souhvězdí Zajíce (U Leporis) a stanovil její periodu na 0.58 dne. Objevil tehdy první krátkoperiodickou cefeidu, která se nacházela v galaktickém poli, tedy mimo kulové hvězdokupy.

Objev prototypu pro krátkoperiodické cefeidy v galaktickém poli, tedy hvězdu v souhvězdí Lyry, která později dostala označení RR Lyrae, patří jedné z Pickeringových zaměstnankyň, které pro něj zpracovávaly naměřené snímky, Willemine Flemingové (Pickering, 1901). Ta si v roce 1899 všimla změny jasnosti hvězdy, která měla podobnou světelnou křivku a periodu, jako hvězdy v kulových hvězdokupách. Tato událost odstartovala skutečný boom výzkumu hvězd tohoto typu.

2.5.2 Základní vlastnosti

Hvězdy typu RR Lyrae jsou radiálně pulzující proměnné hvězdy⁶. Nejčastěji je najdeme v kulových hvězdokupách, kde tvoří až 90 % všech proměnných hvězd. Vyskytují se však i v kulové složce Galaxie, v takzvaném galaktickém halu, v galaktické výdutí a v menší míře také v diskové složce naší Galaxie. Spolu s cefeidami mohou sloužit jako standardní svíčky pro určování vzdáleností.

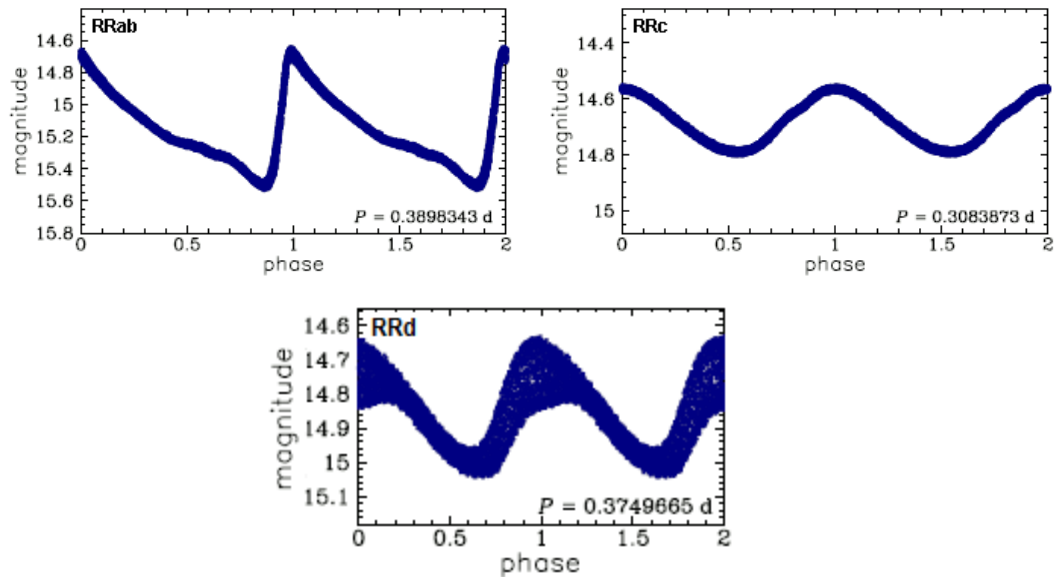
Patří do skupiny obrů ležících na horizontální větvi HR diagramu v pásu nestability. Spalují ve svém jádru helium na uhlík pomocí reakce 3α . Mají přibližně stejnou absolutní vizuální hvězdnou velikost M_V . V tabulce 2.1 si můžeme všimnout, že tyto proměnné hvězdy zasahují do spektrálních tříd A až F. Mají tedy vyšší teplotu než naše Slunce. V porovnání s ním mají několikanásobně větší poloměr a typicky menší hmotnost. Perioda pulzací se pohybuje v intervalu od 0.2 až do 1.1 dní a amplituda změn hvězdné velikosti může dosáhnout až 2.5 mag (Mikulášek & Zejda, 2013). Patří mezi hvězdy populace II a jsou tedy většinou chudé na kovy.

⁶Podle posledních poznatků mohou pulzovat i neradiálně (Guggenberger et al., 2012).

M_V [mag]	0.6 ± 0.2
T_{eff} [K]	7 400 – 6 100
$\log g$	2.5 – 3.0
Perioda [dny]	0.2 – 1.1
Metalicita [Fe/H]	0.0 – -2.5
Hmostnost	$\approx 0.7 M_{\odot}$
Poloměr	$\approx 4 - 6 R_{\odot}$

Tabulka 2.1: Vlastnosti proměnných hvězd typu RR Lyrae (Smith, 1995).

Hvězdy typu RR Lyrae je možné rozdělit do několika skupin podle módu, ve kterém pulzují, což má za následek odlišnost v tvaru světelné křivky. Toto rozdělení zavedl S. I. Bailey (1902), který je roztrídil do tří skupin RRa, RRb a RRc. Později bylo teoreticky dokázáno, že třídy RRa a RRb pulzují v základním módu a došlo k sloučení obou skupin na typ RRab (Schwarzschild, 1940).



Obrázek 2.6: Typy proměnných hvězd skupiny RR Lyrae (převzato a upraveno, http://ogle.astro.uw.edu.pl/atlas/RR_Lyr.html).

Na obrázku 2.6 si můžeme všimnout, že třída RRab je od ostatních tříd snadno odlišitelná. Je tomu tak díky svému rychlému vzestupu do maxima a pozvolnému poklesu. Jako jediná má také silně asymetrickou světelnou křivku.

Průměrná perioda hvězd této třídy se pohybuje mezi 0.35 až 1.0 dne. Amplituda dosahuje až 2 mag.

Křivka pro třídu RRc má přibližně tvar sinusoidy, je více symetrická a dosahuje menších světelných změn než třída RRab. Hvězdy této skupiny pulzují v prvním harmonickém módu. Amplituda se mění v průměru o 0.5 mag a pulzační perioda se pohybuje mezi 0.2 až 0.45 dne.

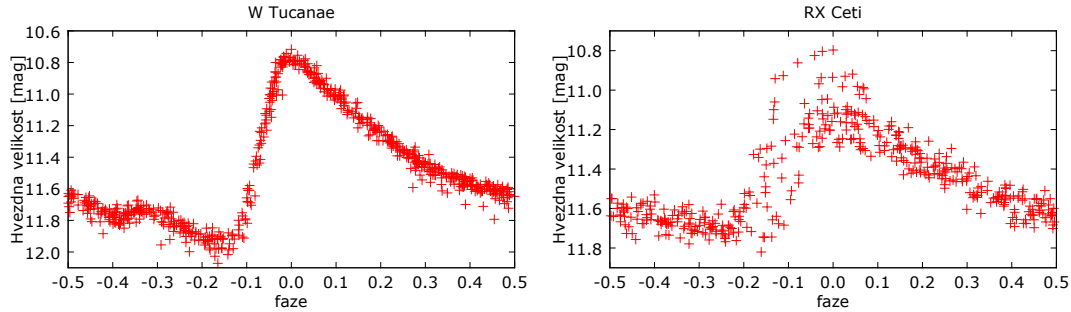
Následující třída, které si můžeme všimnout na obrázku 2.6, je typ RRd. Tvar její světelné křivky rovněž připomíná sinusoidu, ale je na rozdíl od typu RRc výrazně rozmytá, protože hvězdy této třídy pulzují v základní a v prvním harmonickém módu zároveň. Zajímavostí je, že amplituda prvního harmonického módu je ve většině případů větší než amplituda v základním módu. Ještě je třeba zmínit třídu RRe, jejíž hvězdy pulzují v druhém harmonickém módu.

2.6 Blažkův jev

V současné době se zdá, že mírná většina světelných křivek proměnných hvězd typu RR Lyrae nevykazuje žádné změny, jsou stabilní v čase. U zbytku hvězd tohoto typu dochází k jistému zašumění světelných křivek. Velmi malou část této skupiny tvoří hvězdy typu RRd, které pulzují ve dvou módech zároveň. U zbytku se projevuje efekt známý jako *Blažkův jev*.

Tento fenomén se projevuje *fázovou* (horizontální posuv) případně dominantnější, *amplitudovou* (vertikální) modulací světelné křivky, které způsobují změnu tvaru světelné křivky. Ta na svůj předchozí tvar může navázat za několik, ale také i za tisíc dní. Této modulační periodě se říká Blažkova perioda.

Jako první si této změny světelné křivky všiml S. N. Blažko při studiu RW Draconis v roce 1907. Povedlo se mu stanovit periodu této změny na 41.6 dne. Právě po něm nese tento jev svůj název. H. Shapley (1916) zjistil, že i vzorová hvězda RR Lyrae vykazuje modulaci s periodou 40.8 dne (Smith, 1995). Tento jev byl pozorován jak u hvězd v galaktickém poli, tak u hvězd v kulových hvězdokupách či jiných hvězdných systémech jako například ve Velkém a Malém Magellanově oblaku.



Obrázek 2.7: Příklad proměnné hvězdy bez Blažkova jevu (vlevo) a s Blažkovým jevem (vpravo) (Szczygieł et al., 2009).

Do dnešní doby bylo publikováno mnoho modelů, které se Blažkův jev pokouší vysvětlit. Mezi ty nejznámější patří tyto:

- Model magnetického šikmého rotátoru/pulzátoru (Shibahashi, 2000). Ten předpokládá, že hvězdy s Blažkovým jevem mají silné magnetické pole, které je skloněno vůči ose rotace. Toto pole způsobí deformaci, jinak radiálních pulzací a objeví se i neradiální s pulzačními čísly $l = 2$, $m = 0$. Vlivem rotace pak dochází k modulaci světelné křivky.
- Model neradiálního rezonančního rotátoru/pulzátoru (Van Hoolst et al., 1998). Tento model předpokládá, že dochází k nelineární rezonanci mezi radiálním a neradiálním módem pulzací.
- Model hvězdných skvrn (Stellingwerf et al., 2013). Tento model předpokládá, že hvězdy s Blažkovým jevem mají na svém povrchu skvrny. Ty díky diferenciální rotaci způsobují modulaci světelné křivky.
- Model turbulentní konvekce (Stothers, 2006), který popisuje Blažkův jev jako následek postupného zesilování a zeslabování turbulentního proudění v ionizované vrstvě.

Bohužel žádný z nich neposkytuje dokonalé vysvětlení Blažkova jevu. Doposud nejlepším modelem je model radiálních rezonancí (Buchler & Kolláth, 2011). Podle něj dochází k rezonanci 9:2 mezi základním módem a některým z vyšších harmonických módů (pravděpodobně devátý harmonický mód). Díky ní trvá dvě základní pulzační periody než se tvar křivky zopakuje. Je však možné, že tento rezonanční poměr může být kupříkladu 7:4 nebo 5:3 (Buchler & Kolláth, 2011). Tento model navíc podporují hydrodynamické simulace.

Existují ale také hvězdy, které mají více modulačních period, u některých dochází ke změnám samotného Blažkova jevu. Ty jsou však pozorovány až na dlouhých časových škálách (přehled např. v Skarka, 2014).

Kapitola 3

Metody zpracování

3.1 CCD fotometrie

Astronomové se od pradávna snažili zachytit svá pozorování ať už pomocí slov či maleb. S technologickým pokrokem se začaly používat čím dál více sofistikovanější a objektivnější metody záznamu pozorování, například fotografické desky, či fotonásobiče. V roce 1969 však došlo k důležitému milníku – v Bellových laboratořích pánové George E. Smith a Willard Boyle sestrojili vůbec první CCD (Charged Coupled Device). Tento čip byl vedlejším produktem při vývoji prvních počítačových pamětí na bázi křemíku.

CCD čip zaznamenává obraz dopadající do ohniskové roviny objektivu dalekohledu. Můžeme si jej představit jako polovodičovou destičku, na kterou je nanesen oxid křemičitý. CCD čip pracuje na principu fotoefektu. Ten spočívá v tom, že foton dopadající na atom má dostatečnou energii k tomu, aby vyrazil jeden z jeho elektronů. Běžně, například u fotodiody, by byl tento elektron odveden pryč a tím by se podílel na vodivosti. V případě CCD je však oddělen izolantem (oxidem křemičitým) a je tak uvězněn v potenciálové jámě. Jak dopadají fotony od hvězdy na čip, elektrony se hromadí v potenciálových jámách až do chvíle, kdy dojde k vyčítání signálu, během kterého jsou elektrony posouvány mezi vedlejšími jámami až do vyčítacího zařízení.

Základním předpokladem pro použití CCD čipů v astronomii je jejich linearita. To znamená, že mezi počtem detekovaných fotonů a uvolněných elektronů je lineární závislost. Při přesvícení čipu dojde k uvolnění příliš mnoha elektronů, tedy k saturování potenciálové jámy. Elektrony z této jámy poté ovlivní i elektrony ve vedlejších jámách a znehodnotí se tak celé měření v dané oblasti čipu. Proti přesvícení existuje ochrana tzv. *anti-blooming*. CCD pak obsahuje navíc

elektrody, které odvádějí přetečený náboj, říká se jim *anti-blooming gate* (ABG). Nevýhodou elektrod je to, že odebrání elektronů není ostře definováno hranicí těsně pod úrovní saturace, ale dochází k němu nelineárně mnohem níže pod hranicí saturace.

Jednou z důležitých vlastností CCD čipů je jejich kvantová účinnost. Jedná se o poměr mezi fotony, které detekujeme a těmi, které skutečně dopadnou na CCD čip. Kvantová účinnost se potom pohybuje okolo 60 % až 80 %¹.

Výstupem z CCD je obrázek ve formátu *fits* (Flexible Image Transport System), v němž jsou hodnoty jednotlivých pixelů udávány v jednotkách ADU (Analog to digital unit). Z této hodnoty je poté možné odvodit počet detekovaných fotonů a sílu signálu.

3.1.1 Korekční snímky

Surový CCD snímek trpí řadou neduhů. Mezi ně patří například různá citlivost pixelů na čipu či tepelný šum. Tyto nedostatky změřeného snímku se dají odstranit pomocí korekčních snímků, díky kterým se zlepší kvalita měření.

Každý CCD čip i přesto, že nezachytí žádný foton, dává nenulový signál. Abychom se vyhnuly záporným výstupním hodnotám detektoru, lze nastavit určitou základní úroveň výstupního signálu. Tomuto posunu říkáme *bias*. Odstraníme ho pořizováním temných snímků s co možná nejkratší expoziční dobou (nejlépe nekonečně krátkou). Tyto následně sloučíme a odečteme je od surového snímku.

Díky nenulové teplotě CCD čipu se na něm objevuje temný proud. Některé elektrony mají dostatečnou energii k tomu, aby se uvolnily z atomu i bez dopadajícího fotonu. Tato energie je závislá na teplotě. Abychom její vliv co nejvíce zmenšili, je nutné CCD čip neustále chladit. Samovolné uvolnění elektronů je také závislé na expoziční době. Pro odstranění tohoto šumu tedy pořídíme temný snímek (*darkframe*). Ten pořizujeme se zavřenou závěrkou za stejné teploty a se stejnou expoziční dobou, jako měl surový snímek. Výsledný dark frame pak obsahuje pouze signál vytvořený temným proudem.

Posledním z korekčních snímků je tzv. *flatfield* snímek. Ten odstraňuje vliv rozdílné citlivosti pixelů na čipu, ale také nerovnoměrnost osvětlení čipu danou měřicí soustavou, případně nečistotami na čipu či filtrech kamery. Flat field snímek získáme tak, že pořídíme snímky rovnoměrně osvětlené plochy při krátké expozici. Touto plochou může být například obloha při soumraku, nasvícený bílý

¹<http://www.gxced.com/art?id=303&lang=405>

papír nebo stěna (Hroch, 2013). Takto získané snímky znormujeme a pracovní snímek jimi podělíme.

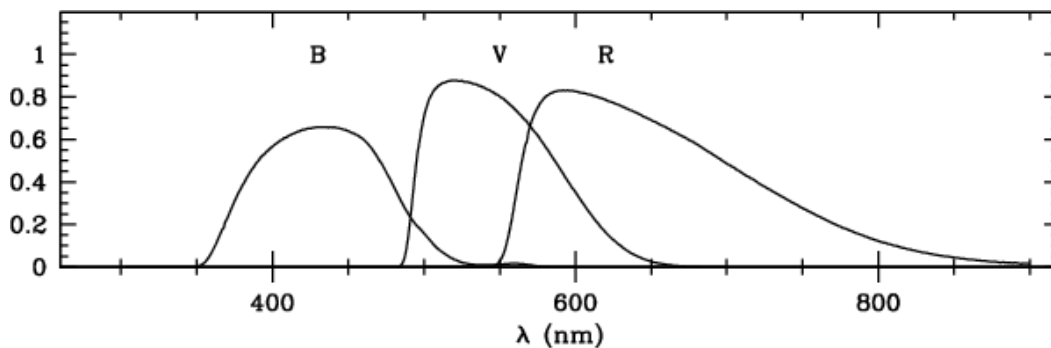
3.2 Fotometrické systémy

Rozmanitosti hvězd a vůbec různorodost pozorovaných objektů vedla k pestrosti i mezi pozorovací technikou. Bylo vytvořeno velké množství filtrů, které vymezují šířku pásma elektromagnetického spektra, kterou propustí. Bývají rovněž popsány pomocí odrazivosti R a propustnosti T . Sady filtrů poté vytvořily fotometrické systémy. Ty dělíme do tří základních kategorií podle rozsahu propouštěného záření na širokopásmové (stovky nm), středněpásmové (desítky nm) a úzkopásmové (10 nm a méně).

Johnsonův-Cousinsův $UBVR_C I_C$ systém

Širokopásmový fotometrický systém UBV , byl zaveden v roce 1953 H.L. Johnsonem a W. W. Morganem (Morgan et al., 1953).

Filtr U (ultraviolet) je propustný pro vlnové délky od 300 nm do 420 nm s maximem propustnosti na 358 nm, B (blue) filtr od 360 nm do 500 nm s maximem propustnosti na 439 nm a V (visible) od 460 nm do 740 nm s maximem propustnosti na 545 nm. Tento systém rozšířil astronom A. W. J. Cousins (1976) o filtry R_C s maximem propustnosti na 647 nm a I_C s maximem propustnosti na 786.5 nm. Protože se jednalo o nejrozšířenější fotometrický systém, ve kterém bylo proměřeno velké množství hvězd, je dnes považován za jeden ze standardních systémů a většina měření je obvykle kalibrována na něj.

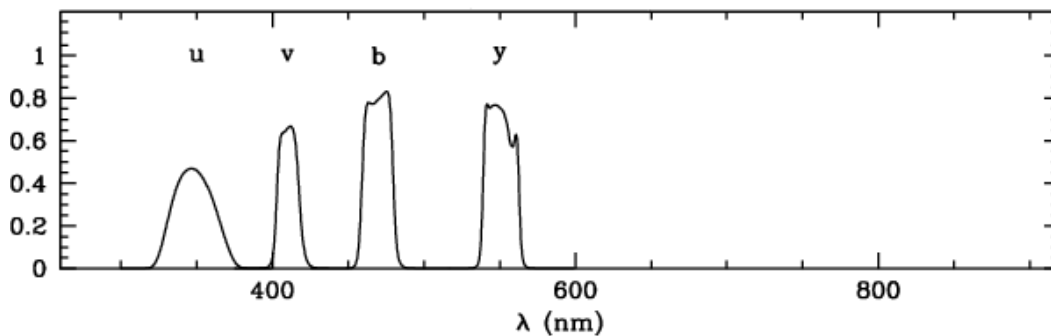


Obrázek 3.1: Spektrální propustnost Johnsonova systému (upraveno, Árnadóttir et al., 2010).

Hlavní nevýhody Johnsonova-Cousinova systému jsou dány jeho širokopásmovostí. Rovněž jednotlivé filtry nemají ostře ohraničenou hranici propustnosti. Filtry U a B se částečně překrývají a tím znemožňují určení výšky Balmerova skoku.

Strömgrenův systém

Dalším z velmi rozšířených fotometrických systémů je Strömgrenův systém, který zavedl dánský astronom Strömgren (1956). Jedná se o středněpásmový systém, který se skládá ze čtyř filtrů u , v , b , y . Šířka filtru u je 60 nm s maximem propustnosti na 350 nm, filtru v je 38 nm s maximem propustnosti na 411 nm, filtr b má šířku 36 nm s maximem propustnosti na 467 nm a filtr y je široký 46 nm s maximem propustnosti na 547 nm. Na rozdíl od Johnsonova-Cousinova širokopásmového fotometrického systému, je Strömgrenův systém ostře definovaný a umožňuje změřit výšku Balmerova skoku.



Obrázek 3.2: Spektrální propustnost Strömgrenova systému (upraveno, Árnadóttir et al., 2010).

Mezi dalšími fotometrickými systémy můžeme zmínit např. systém používaný na družici Hipparcos, který tvoří tři filtry H_p , V_T a B_T , z nichž dva jsou podobné Johnsonovým filtrům, infračervený fotometrický systém přehlídkového projektu 2MASS, který používá filtry J , K , H , či systém Washington s filtry C , M , T_1 a T_2 , nebo systém SDSS (Sloan Digital Sky Survey) někdy též označován jako Sloan s filtry u' , g' , r' , i' a z' .

3.3 Barevná kalibrace

Každý optický měřicí přístroj pro pozorování noční oblohy je jiný. Pokud budeme chtít porovnat vlastní naměřená data s daty z jiných observatoří, je nezbytné naměřená data zkalibrovat na některý ze standardních systémů. Kalibraci říkáme barevná, protože měříme dané pole hvězd v různých filtrech (barvách). V barevné kalibraci se snažíme zjistit transformační koeficienty, s jejichž pomocí můžeme naše instrumentální hvězdné velikosti převést na standardní hvězdné velikosti.

Situaci však komplikuje extinkce. K ní dochází při průchodu elektromagnetického záření zemskou atmosférou, kde dochází k rozptylu a pohlcování záření. Vliv extinkce je tedy největší u obzoru, protože záření musí projít větší vrstvou vzdušné hmoty. Naopak nejslabší je v zenitu. Pozorovanou hvězdnou velikost lze vyjádřit jako

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

kde m je instrumentální hvězdná velikost, m_0 je hvězdná velikost naměřená mimo atmosféru, X vzdušná hmota a k extinkční koeficient, o kterém předpokládáme, že je konstantní ve všech částech atmosféry. Pro objekty alespoň 30° nad vodorovnou rovinou platí vztah:

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

kde z je zenitová vzdálenost. Extinkce je však také závislá na vlnové délce. V atmosféře najdeme částice různých velikostí a na nich dochází k různému rozptylu záření. Pro rozptyl na shlucích molekul platí Rayleighův rozptyl (závislost na vlnové délce je dána $f(\lambda) = \lambda^{-4}$), pro částice, jejichž velikost je přibližně stejná jako je vlnová délka záření, se uplatní Mieův rozptyl (závislost na vlnové délce je dána $f(\lambda) = \lambda^{-1}$). Poté je možné vztah 3.1 přepsat jako

$$m = m_0 + k \cdot X + k' \cdot X , \quad (3.3)$$

kde k' je extinkční koeficient druhého řádu. Hodnotu extinkce je možné zjistit pozorováním objektu v různých výškách nad obzorem. Pokud známe mimoatmosférické hvězdné velikosti m_0 pro dvě hvězdy, které se nacházejí v různé výšce nad obzorem, můžeme pomocí změřené instrumentální hvězdné velikosti stanovit extinkční koeficienty.

Při výzkumu proměnných hvězd se s výhodou využívá diferenciální CCD fotometrie. Ta srovnává pozorovanou hvězdnou velikost proměnné hvězdy s jinou

blízkou, tzv. srovnávací hvězdou, která se nachází ve stejném zorném poli jako hvězda proměnná. Použitím této metody je možné pro malá zorná pole zanedbat extinkci, protože pro oba objekty je vrstva vzdušné hmoty přibližně stejná. Měření není rovněž ovlivněno měnicími se podmínkami, oba objekty jsou velice blízko sebe a jsou tedy ovlivněny stejně. Je výhodné zvolit srovnávací hvězdu s podobným barevným indexem jako má hvězda proměnná, abychom mohli zanedbat i extinkci druhého řádu.

3.3.1 Stanovení kalibračních koeficientů

Pro stanovení kalibračních koeficientů pro převod mezi použitým přístrojem a standardním fotometrickým systémem využijeme následující vztahy

$$\begin{aligned}
 \Delta B - \Delta v &= C_B \cdot (\Delta b - \Delta v) + k_1, \\
 \Delta V - \Delta v &= C_V \cdot (\Delta v - \Delta r) + k_2, \\
 \Delta R - \Delta v &= C_R \cdot (\Delta v - \Delta r) + k_3, \\
 \Delta I - \Delta v &= C_I \cdot (\Delta v - \Delta i) + k_4.
 \end{aligned} \tag{3.4}$$

Velká písmena označují diferenciální hvězdnou velikost ve standardním systému. Malá písmena pak označují diferenciální hvězdnou velikost našeho instrumentálního systému. Počet těchto vztahů závisí na množství použitých filtrů.

K tomu abychom získali všechny neznámé z rovnic 3.4, je nutné nasnímat pole s proměřenými hvězdami. S výhodou lze využít tzv. Landoltova pole, která naměřil Arlo U. Landolt (1992) na univerzitě Yale. Použil k tomu dalekohled s průměrem 1.5 m a Johnsonův-Kronův-Cousinsův $UBVR_CI_C$ fotometrický systém. Landolt proměřil celkem 526 hvězd, rozmístěných do 76 polí v okolí nebeského rovníku. Hvězdná velikost většiny pozorovaných hvězd se pohybuje v rozsahu od 11.5 do 16.0 mag ve filtru V .

Poté, co změříme vybrané standardní pole, provedeme diferenciální fotometrii vzhledem k jedné z proměřených hvězd. Získáme tak instrumentální rozdíly hvězdných velikostí v jednotlivých filtrech. Ty poté dosadíme do rovnic spolu s rozdíly hvězdných velikostí ve standardním systému. Kalibrační koeficienty C_B , C_V , C_R , C_I získáme proložením vztahů 3.4 lineární funkcí metodou nejmenších čtverců.

3.4 Světelné elementy a světelná křivka

Světelná křivka je závislost hvězdné velikosti na čase. Funkce času u světelné křivky může být například epocha $E(t)$ (vztah 3.5). Při konstrukci fázové křivky

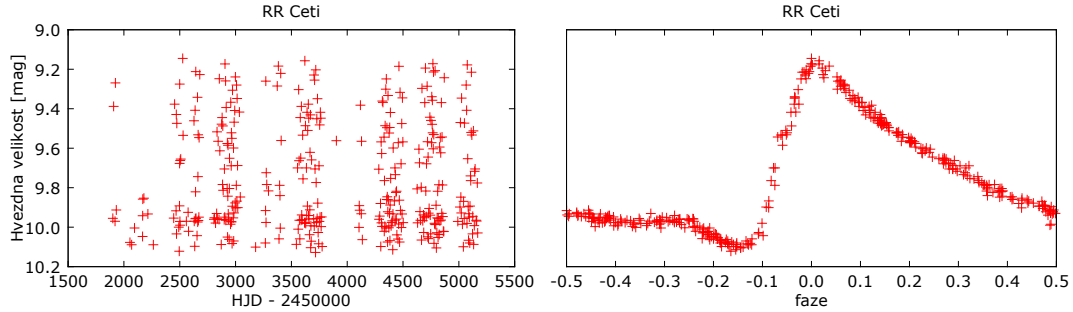
naopak využíváme fázi $\varphi(t)$ (vztah 3.6). Epocha udává počet period, které uběhly od začátku počítání period. Fáze nabývá hodnot od 0 do 1. Pro zjištění epochy je nutné znát světelné elementy proměnné hvězdy. Těmi jsou perioda P (ve dnech) a heliocentrické juliánské datum význačného okamžiku, v případě pulzujících hvězd obvykle maximum M_0

$$E = \text{FLOOR} \left(\frac{t - M_0}{P} \right) . \quad (3.5)$$

Z tohoto podílu bereme pouze celočíselnou část. Ve vztahu 3.5 t označuje okamžik, pro který chceme zjistit počet proběhnutých cyklů, obvykle okamžik měření, který se nejčastěji udává v heliocentrickém juliánském datu (JD_{HEL}). Fázi využijeme v okamžiku, kdy chceme sestavit fázovou křivku. Tu vykresluje ve chvíli, kdy se snažíme složit dohromady měření z více pozorovacích nocí. Fázi proměnné hvězdy dostaneme z téměř totožného vztahu jako epochu

$$\varphi(t) = \text{FRAC} \left(\frac{t - M_0}{P} \right) , \quad (3.6)$$

kde funkce FRAC odstraní celé číslo a ponechá pouze desetinnou část. Na vodorovné ose fázové křivky je tedy vynesena fáze a na svislé ose hvězdná velikost.

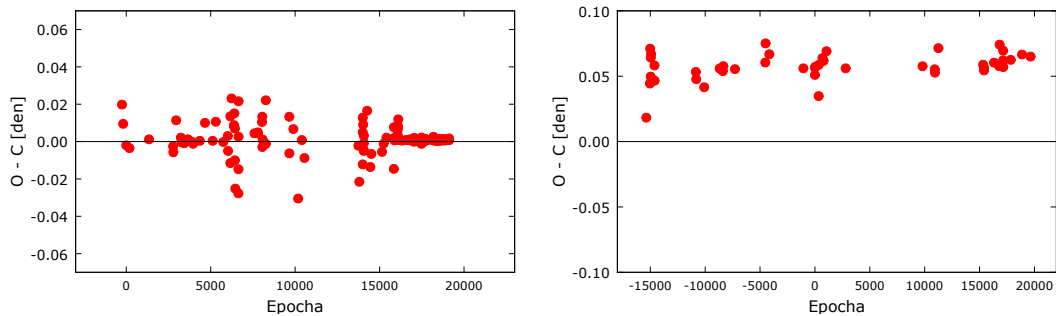


Obrázek 3.3: Příklad nefázovaných dat (nalevo) a zfázovaných dat (napravo) pro RR Ceti z přehlídky ASAS (Szczygieł et al., 2009).

3.5 $O - C$ diagram

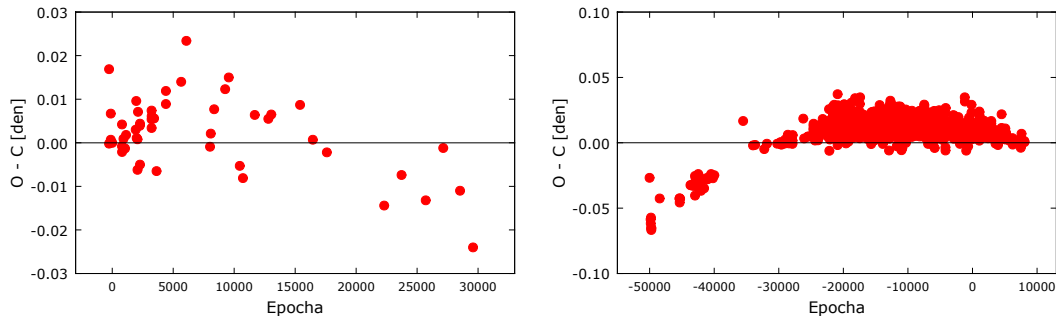
Předpokládáme, že hvězda mění periodicky svou jasnost. Pokud známe světelné elementy, můžeme odhadnout, kdy nastanou další extrémy. Máme vypočítaný

čas příštího extrému (C - calculated) a rozdíl mezi ním a napozorovaným (O - observed) časem extrému se vynáší do $O - C$ diagramu, který slouží ke hledání změn a zpřesňování světelných elementů. Na vodorovnou osu $O - C$ grafu se umísťuje epocha nebo čas v juliánském datu. Na svislou osu pak vyneseme hodnotu $O - C$. Podle vzhledu grafů můžeme říci, zda jsou světelné elementy určeny správně či ne, případně zda u hvězd dochází k nějakému vývoji periody.



Obrázek 3.4: $O - C$ diagram pro AP And (nalevo) a SU Aqr (napravo) (Brát L., 2005).

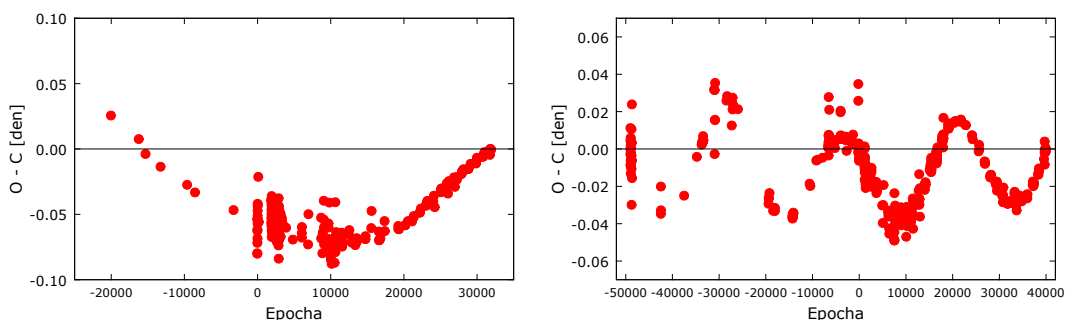
Na obrázku 3.4 je patrné, že se body pro rozdíl $O - C$ hvězdy AP And hromadí v okolí nuly. Můžeme tedy říct, že světelné elementy jsou určeny správně. Naopak na obrázku 3.4 vpravo jsou body rozloženy nad nulovou osou, ovšem s nulovou směrnici. V tomto případě je špatně určen okamžik extrému.



Obrázek 3.5: $O - C$ diagram pro AT Aqr (nalevo) a RT And (napravo) (Brát L., 2005).

Na obrázku 3.5 vlevo body procházejí nulou a mají klesající tendenci. Okamžik extrému je určen správně, je však nutné opravit periodu. Tu opravíme tak, že body proložíme přímkou a zjistíme její směrnici. O hodnotu směrnice poté

upravíme periodu. Na obrázku 3.5 vpravo si všimneme, že body vykreslují parabolu. Perioda světelných změn se u takovéto hvězdy zkracuje. To může být v případě dvojhvězd způsobeno přenosem hmoty, brzděním jejího oběhu vlivem prachové či plynné obálky, případně je tato změna způsobena hvězdným vývojem.



Obrázek 3.6: $O - C$ diagramu pro LO And (nalevo) a XY Leo (napravo) (Brát L., 2005).

Obrázek 3.6 vlevo je obdobným případem obrázku 3.5 pro RT And. Perioda LO And se však na rozdíl od RT And prodlužuje. Toto prodlužování může být způsobeno např. ztrátou materiálu (eruptivní proměnné hvězdy). Druhý obrázek očividně připomíná sinusoidu. Pokud narazíme na takovýto $O - C$ diagram, pak se v systému hvězdy s největší pravděpodobností vyskytuje další objekt. Perioda oběhu této neznámé složky je potom rovna periodě sinusoidy.

3.6 Hledání period

Hledání period je nedílnou součástí studia proměnných hvězd, protože hraje leckdy klíčovou úlohu při jejich studiu. Podle ní lze určit časy příštích extrémů, vykreslit fázovou křivku atd. K hledání periody přistupujeme nejčastěji v případě studia nové, doposud neprostudované proměnné hvězdy. Mnohdy se nám totiž nepodaří naměřit celou světelnou křivku během jedné noci. Je potom nutné ji složit z více měření. Existuje řada metod vedoucí k určení periody proměnné hvězdy, které se dají shrnout do dvou základních principů.

Princip fázového rozptylu je výhodný ve chvíli, kdy o dané hvězdě víme jen velmi málo. V této metodě zkoušíme různé periody, podle kterých následně data sfázujeme. Ta perioda, která vykazuje nejmenší rozptyl, je vyhodnocena jako ta správná.

Druhý princip je založen na tom, že o dané hvězdě už něco víme. V této metodě pracujeme s modelem hvězdy a naměřenými daty.

Periodu hledáme takovým způsobem, že se pro napozorovaná data snažíme nalézt takovou periodou, pro kterou by se nejlépe shodovaly s modelovou světelnou křivkou. Ve většině případů tu využijeme metodu nejmenších čtverců.

Nejlepší možností je však vždy kombinace obou přístupů. Nejdříve zjistit přibližnou periodu a podle ní vykreslit fázovou křivku. Z ní následně identifikovat typ proměnné hvězdy. Tyto znalosti nakonec použít, pro zpřesnění hodnoty periody pomocí druhé zmíněné metody.

3.7 Vztahy pro výpočet fyzikálních parametrů

Pro popis světelné křivky proměnných hvězd typu RR Lyrae se používá Fourierova analýza. Poprvé s myšlenkou použití této metody přišli Simon & Lee (1981), kteří ji použili při studiu 57 cefeid. Zjištěné koeficienty se poté snažili vynést do grafu v závislosti na amplitudě a periodě. O několik let později si Simon (1988) při studiu pole proměnných hvězd typu RRab s periodou menší než 0.575 dne všiml, že koeficient φ_{21} klesá s metalicitou². Dále na něj navázali Jurcsik & Kovacs (1995), Kovacs & Jurcsik (1996) a následně J. Jurcsik (1998), kteří odvodili vztahy pro výpočet fyzikálních parametrů proměnných hvězd typu RR Lyrae na základě analýzy světelné křivky. Tyto rovnice vycházejí z napozorovaných dat a teoretických modelů a předpokládají, že tvar této křivky závisí na základních fyzikálních parametrech hvězdy jako jsou efektivní teplota, hmotnost či metalicita $[\text{Fe}/\text{H}]$ a další.

Pomocí Fourierovy analýzy můžeme libovolnou funkci popsat sumou goniometrických funkcí, například pomocí následujícího vztahu

$$m(t) = A_0 + \sum_{i=1}^M A_i \cdot \sin \left(i \cdot 2\pi \frac{t - t_0}{P} + \varphi_i \right) , \quad (3.7)$$

kde $m(t)$ je pozorovaná hvězdná velikost, M značí stupeň fitu, A_0 je střední hvězdná velikost, A_i amplituda i -tého stupně sumy, P perioda, φ fáze, t okamžik napozorovaného extrému a t_0 je základní okamžik extrému.

Pro nejlepší vhodný fit určíme tzv. Fourierovy koeficienty R_{ij} a φ_{ij} , které dále vystupují ve vztazích pro výpočet fyzikálních charakteristik hvězd typu RR Lyrae:

²Jedná se o rozdíl logaritmu poměru koncentrace železa vůči koncentraci vodíku u zkoumané hvězdy a stejného logaritmu vyjádřeného pro Slunce. $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}}) - \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}})_{\odot}$

$$\begin{aligned} R_{ij} &= A_i/A_j , \\ \varphi_{ij} &= j\varphi_i - i\varphi_j . \end{aligned} \quad (3.8)$$

Díky znalostem o provázanosti Fourierových koeficientů a metalicity sestavili Jurcsik & Kovacs (1996) tento vztah

$$[\text{Fe}/\text{H}] = -5.038 - 5.394P + 1.345\varphi_{31} . \quad (3.9)$$

Tito autoři rovněž odvodili vztah pro odchylku metalicity

$$\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}^2 = 1.809\sigma_{\varphi_{31}}^2 + 2K_{12}P + 2K_{13}\varphi_{31} + 2K_{23}P\varphi_{31} + K_{11} + K_{22}P^2 + K_{33}\varphi_{31}^2 . \quad (3.10)$$

Konstanty K_{ij} jsou uvedeny v tabulce 3.1

K_{11}	0.08910
K_{12}	0.00116
K_{22}	0.02529
K_{13}	-0.01753
K_{23}	-0.00289
K_{33}	0.00374

Tabulka 3.1: Tabulka konstanty K použité pro výpočet odchylky metalicity (Jurcsik & Kovacs, 1996).

Odhalení dalších vztahů přišlo až o dva roky později, kdy J. Jurcsik (1998) publikovala vztah pro efektivní teplotu v závislosti na metalicitě

$$\log T_{\text{eff}} = 3.834 + 0.019[\text{Fe}/\text{H}] \quad \sigma = 0.0068, \quad (3.11)$$

kde σ je střední kvadratická odchylka pro $\log T_{\text{eff}}$.

Analýza modelů proměnných hvězd odhalila další zajímavý poznatek. Tím je závislost hmotnosti hvězdy na její metalicitě (Castellani et al., 1991). Pro proměnné hvězdy typu RR Lyrae je tato závislost dána vztahem

$$\log M = -0.328 - 0.062[\text{Fe}/\text{H}] \quad \sigma = 0.019. \quad (3.12)$$

Díky tomuto vztahu získáme hmotnost M ve hmotnostech Slunce a hodnota σ je odchylka pro $\log M$. Metalicita hraje klíčovou úlohu i ve vztahu pro zářivý výkon, který získala J. Jurcsik (1998)

$$\log L = 1.464 - 0.106[\text{Fe}/\text{H}] \quad \sigma = 0.020. \quad (3.13)$$

Získáme tak zářivý výkon v násobcích zářivého výkonu Slunce a hodnota σ zastupuje odchylku pro $\log L$.

Ze znalosti zářivého výkonu je možné určit pomocí Pogsonovy rovnice absolutní hvězdnou velikost M_V hvězdy

$$M_V - M_{V\odot} = -2.5 \log \frac{L}{L_\odot} , \quad (3.14)$$

kde $M_{V\odot}$ je absolutní hvězdná velikost Slunce ve filtru V , která je rovna 4.83 mag a $L_\odot = 3.827 \times 10^{26}$ W je zářivý výkon Slunce³. Nyní, když známe absolutní hvězdnou velikost, snadno pomocí modulu vzdálenosti zjistíme vzdálenost hvězdy r v parsecích

$$r = 10^{\frac{A_0 - M_V - A_V + 5}{5}} . \quad (3.15)$$

Proměnná A_0 zastupuje střední pozorovanou hvězdnou velikost hvězdy v magnitudách a parametr A_V mezihvězdnou extinkci.

Pomocí zářivého výkonu a teploty můžeme rovněž zjistit i přibližný poloměr hvězdy ze Stefanova–Boltzmannova zákona

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 . \quad (3.16)$$

³hodnoty pro $M_{V\odot}$ a L_\odot byly získány z:
<http://nssdc.gsfc.nasa.gov/planetary/factsheet/sunfact.html>

Kapitola 4

Zpracování naměřených dat

4.1 Výběr proměnné hvězdy

Pro výběr vhodné proměnné hvězdy byla stanovena kritéria, která musela požadovaná hvězda splňovat. Prvním z nich bylo, aby maximum pozorované hvězdné velikosti bylo větší než 12.5 mag. Toto kritérium bylo dáno měřicími přístroji a podmínkami pro pozorování v Brně. Dále bylo požadováno, aby byla dobře a dlouho pozorovatelná v zimním období. Dále se muselo jednat o typ RRab (k selekci byl použit katalog GCVS).

Následně byly pomocí seznamu BlaSGalF¹ vyřazeny ty hvězdy, které vykazují Blažkův jev. Ty byly vyřazeny z toho důvodu, že ke zjištění Blažkovy periody je nutné více měření a vztahy z kapitoly 3.7 by nebylo s nedostatečně pokrytou křivkou možné použít. Posledním kritériem bylo, aby zvolená hvězda nebyla doposud dobře prozkoumána. Z devíti kandidátů byla nakonec zvolena LP Cam, jejíž polohu a elementy najdeme v tabulce 4.1.

Rektascence	$04^h09^m40.35^s$
Deklinace	$+62^\circ27'11.6''$
Hvězdná velikost v maximu [mag]	11.18
Hvězdná velikost v minimu [mag]	11.74
Základní maximum [JD _{HEL}]	2451449.210
Perioda [dny]	0.57203

Tabulka 4.1: Základní informace o LP Cam (Watson, 2006).

¹Skarka M. (2013)

Tato hvězda, ležící v souhvězdí Žirafy, byla jako proměnná hvězda poprvé identifikována na počátku 60. let 20. století (Strohmeier & Knigge, 1961). Její začlenění do skupiny proměnných hvězd typu RR Lyrae provedli Vidal-Sainz & Garcia-Melendo (2000). LP Cam tehdy ještě nesla předběžné označení NSV 01470². Těmito autory byly stanoveny světelné elementy a sestrojena světelná křivka. Vidal-Sainz & Garcia-Melendo (2000) se rovněž pokusili nakalibrovat měření na standardní systém. Hodnotu pro srovnávací hvězdu ve filtru V převzali z katalogu *Tycho2* (Høg et al., 2000). Další pozorování LP Cam byla spíše sporadická s výjimkou pozorování celé severní oblohy v rámci přehlídky NSVS³ (Wils et al., 2006) nebo plošného pozorování proměnných hvězd typu RR Lyrae (Maintz, 2005).

4.2 Měření a zisk světelné křivky

Měření proměnné hvězdy LP Cam probíhalo na Hvězdárně a planetáriu v Brně. V průběhu devíti nocí bylo získáno přes 3 000 snímků, jejichž počet pro jednotlivé filtry nalezneme v tabulce 4.2. Po odstranění vadných snímků bylo použitelných celkově 363 snímků ve filtru B , 766 snímků ve filtru V , 748 snímků ve filtru R a 679 snímků ve filtru I . Pozorování bylo prováděno s reflektorem typu Schmidt-Cassegrain Celestron CGE 1400 XLT s průměrem zrcadla 35.6 cm, který byl upevněn na německé montáži. Snímacími členy byly CCD kamery typu G2-0402 a G4-16000.

Měření	B	V	R	I	Pozorovatel
12.11.13	0	68	67	67	M.S.
27.11.13	0	216	214	213	M.S. a Z.P
12.1.14	54	53	52	23	M.S. a Z.P
14.2.14	62	62	62	60	M.S.
15.2.14	74	75	75	74	M.S. a Z.P
20.2.14	0	96	96	95	M.S. a Z.P
23.2.14	143	143	144	142	M.S. a Z.P
24.2.14	82	82	80	80	M.S.
09.3.14	66	66	66	66	M.S.
Součet	481	861	856	820	

Tabulka 4.2: Tabulka pro celkový počet pořízených snímků (M.S. – Marek Skarka, Z.P. – Zdeněk Prudil).

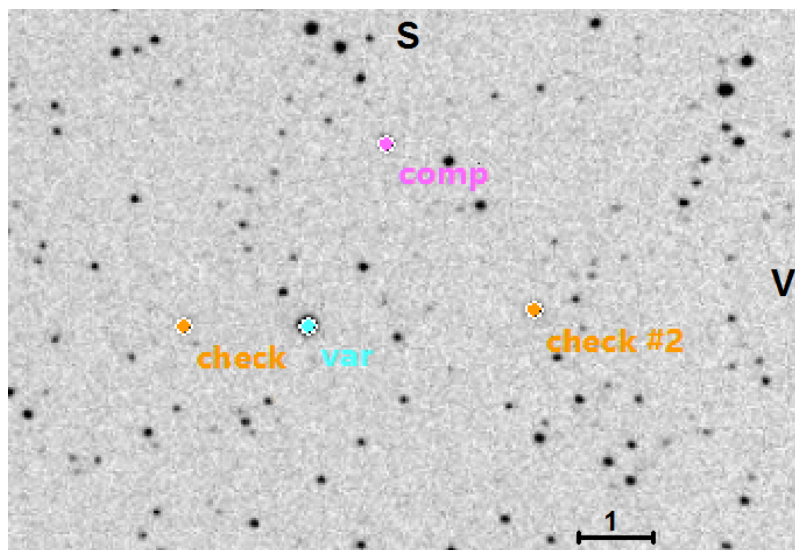
²Zkratka NSV znamená *New catalogue of Suspected Variable stars* (Kazarovets et al., 1998)

³Zkratka NSVS znamená *Northern Sky Variability Survey* (Woźniak et al., 2004)

K těmto snímkům byly pořízeny korekční snímky dark frame a flat field. Zpracování měření, jako je oprava o korekční snímky, aperturní fotometrie, či vykreslení světelné křivky, bylo provedeno v programu MUNIWIN 2.0.10 (Motl D., 2011).

Pro sestrojení světelné křivky, je nezbytné zvolit také srovnávací a kontrolní hvězdy. Proměnnou hvězdu porovnáváme s hvězdou srovnávací. Kontrolní hvězda plní funkci kontrolní pro případ, že by za srovnávací hvězdu byla omylem zvolena jiná proměnná hvězda. Kontrolních hvězd může být zvoleno více.

Při výběru srovnávací hvězdy jsme postupovali takto. Nejdříve jsme si vykreslili okolí hvězdy LP Cam, abychom zjistili, zda se v jejím okolí nenacházejí další proměnné hvězdy. K tomu posloužila internetová aplikace na serveru AAVSO⁴. Dále jsme si pomocí programu ALADIN vyhledali hvězdu LP Cam a načetli si katalog *NOMAD1* (Zacharias et al., 2004). Pomocí tohoto katalogu jsme v okolí proměnné hvězdy našli několik hvězd s velice podobnou jasností a barevným indexem.

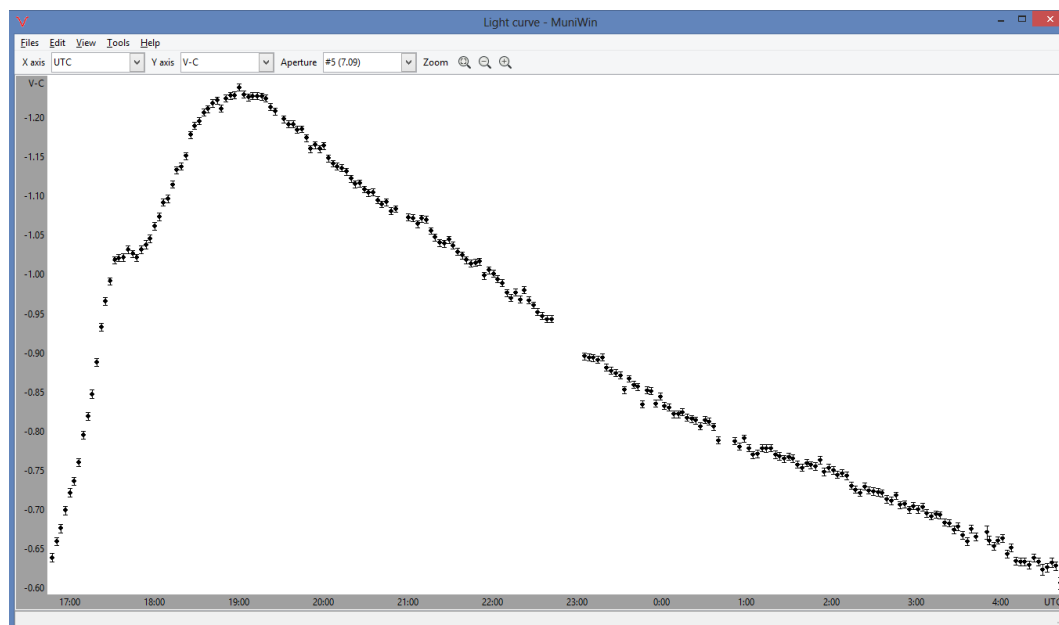


Obrázek 4.1: Snímek okolí LP Cam z kamery G2-0402 s označenými hvězdami.

Z důvodu malého zorného pole CCD kamery G2-0402, byla jako srovnávací hvězda nakonec vybrána hvězda TYC 4068-465-1, na obrázku označená jako *comp*. Jako kontrolní byly vybrány jasné hvězdy v jejím nejbližším okolí označené jako *check* a *check #2* (viz obrázek 4.1).

⁴<http://www.aavso.org/vsp>

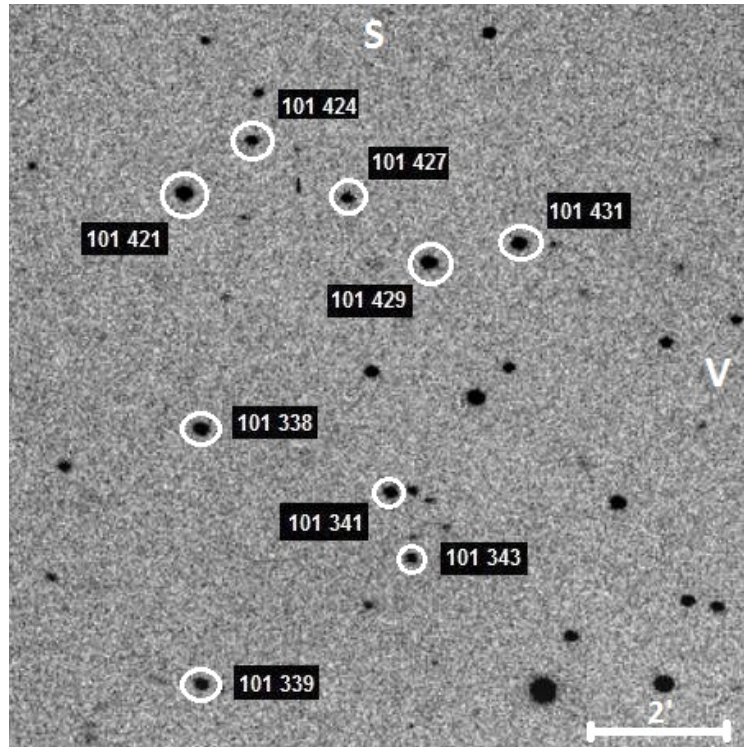
Nyní bylo možno v programu MUNIWIN vykreslit světelnou křivku pro danou pozorovací noc vzhledem ke konkrétní hvězdě (obrázek 4.2). Výstupem z tohoto programu je pak textový soubor s časem měření v JD_{HEL} a rozdíly hvězdných velikostí dvojic hvězd na snímku.



Obrázek 4.2: Světelná křivka LP Cam ve filtru V , zachycená v noci 27/28.11.2013 vzhledem ke srovnávací hvězdě vykreslená programem MUNIWIN.

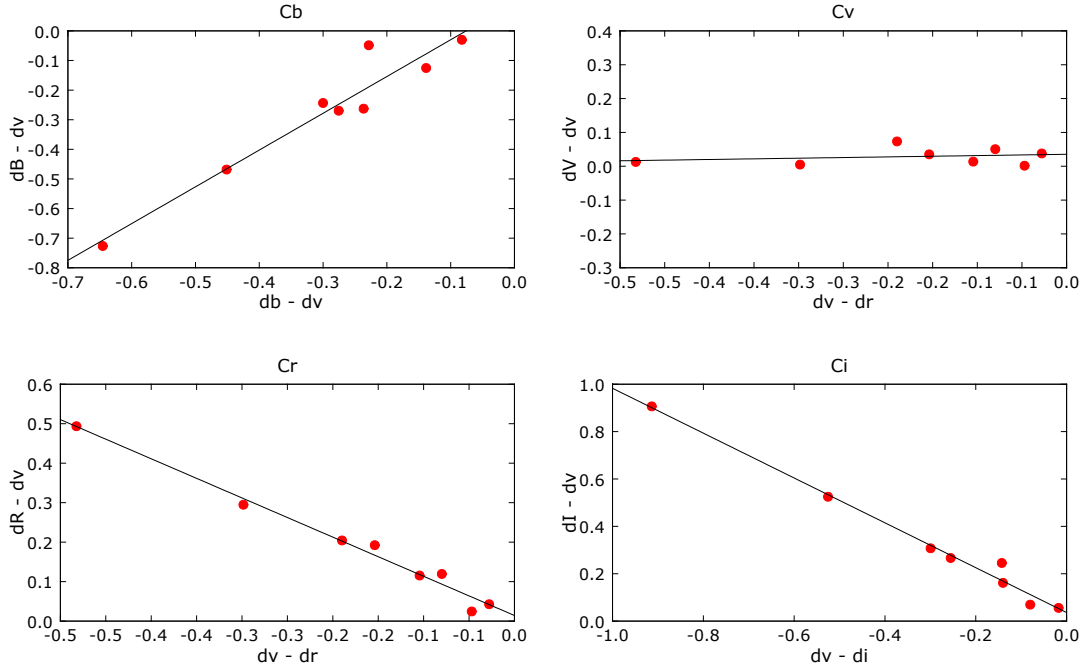
4.3 Kalibrace dat

K převodu naměřených hodnot na standardní systém bylo nutné naměřit standardní pole. Pro barevnou kalibraci bylo vybráno pole SA 101 (Landolt, 1992), které leží přibližně na souřadnicích $RA = 09^h57^m00^s$ $DE = -00^{\circ}27'00''$. Z něj byla vybrána oblast bohatá na hvězdy, která se zároveň vešla do zorného pole kamery.



Obrázek 4.3: Snímek kalibračního pole SA 101.

Pole bylo změřeno 23.2.2014 na HaP v Brně. Celkově bylo pořízeno 11 snímků pro filtry B , V , R , I s expozicí 120 sekund pro filtr B a 90 sekund pro zbývající filtry. Zpracování těchto snímků proběhlo v programu MUNIWIN, kde byly snímky opraveny o dark frame a flat field. Při zpracování jsme si jednu z hvězd označili jako proměnnou (v tomto případě hvězdu označenou jako $101\ 421$) a zbylé známé hvězdy jako srovnávací. Tímto způsobem jsme provedli diferenciální fotometrii a získali rozdíly instrumentálních hvězdných velikostí. S pomocí známých standardních hvězdných velikostí bylo možné zkonstruovat grafy a proložit je lineárními funkcemi. Transformační koeficienty z kapitoly 3.3.1 odpovídají směrnici těchto fitů.



Obrázek 4.4: Grafy pro určení kalibračních koeficientů

$C_b =$	(1.24 ± 0.14)	$k_1 =$	(0.09 ± 0.05)
$C_v =$	(0.03 ± 0.06)	$k_2 =$	(0.04 ± 0.01)
$C_r =$	(-0.99 ± 0.05)	$k_3 =$	(0.01 ± 0.01)
$C_i =$	(-0.94 ± 0.04)	$k_4 =$	(0.04 ± 0.02)

Tabulka 4.3: Hodnoty kalibračních koeficientů a absolutních členů z lineárních fitů na obrázku 4.4.

K převodu naměřených hodnot na standardní pomocí kalibračních koeficientů jsme využili program `CONV2STD.PL`⁵. Pro zvýšení přesnosti koeficientů by bylo nutné naměřit více standardních polí.

Nyní máme rozdíly hvězdných velikostí mezi proměnnou hvězdou a srovnávací hvězdou zkalibrovány na standardní systém. Je však nutné zjistit hvězdnou velikost proměnné hvězdy. K tomu je možné využít metodu, která je používána při stanovování hvězdných velikostí planetek (Warner, 2007). Tato metoda převádí hvězdné velikosti zjištěné z katalogu *2MASS* na standardní systém podle těchto vztahů

⁵<http://var2.astro.cz/download.php>

$$\begin{aligned}
B - J &= 1.7495 (J - K)^3 - 2.7785 (J - K)^2 + 5.215 (J - K) + 0.198, \\
V - J &= 1.4688 (J - K)^3 - 2.3250 (J - K)^2 + 3.5143 (J - K) + 0.1496, \\
R_C - J &= 1.123 (J - K)^3 - 1.7849 (J - K)^2 + 2.5105 (J - K) + 0.1045, \\
I_C - J &= 0.2963 (J - K)^3 - 0.4866 (J - K)^2 + 1.2816 (J - K) + 0.0724.
\end{aligned}
\tag{4.1}$$

Písmena B , V , R a I jsou hvězdné velikosti ve filtrech pro standardní systém, J a K jsou hvězdné velikosti pro filtry z katalogu *2MASS*. Jelikož se LP Cam nachází na okraji Mléčné dráhy, z důvodu vysoké mezihvězdné extinkce (viz tabulka 4.4) ve filtrech J a K nebylo možné tuto metodu použít, protože vztahy, které publikoval B. D. Warner (2007) nedávaly smysluplné výsledky.

filtr	A [mag]
U	3.206
B	2.682
V	2.028
R	1.604
I	1.113
J	0.524
H	0.332
K	0.223

Tabulka 4.4: Tabulka mezihvězdné extinkce pro jednotlivé filtry (Schlafly & Finkbeiner, 2011).

Běžné hodnoty mezihvězdné extinkce ve filtrech J a K se pohybují přibližně v řádech tisícín magnitudy, v tomto případě se však jednalo o desetiny magnitudy. Bylo tedy nutné převzít hodnotu hvězdné velikosti pro srovnávací hvězdu z některého z dostupných katalogů (viz tabulka 4.5).

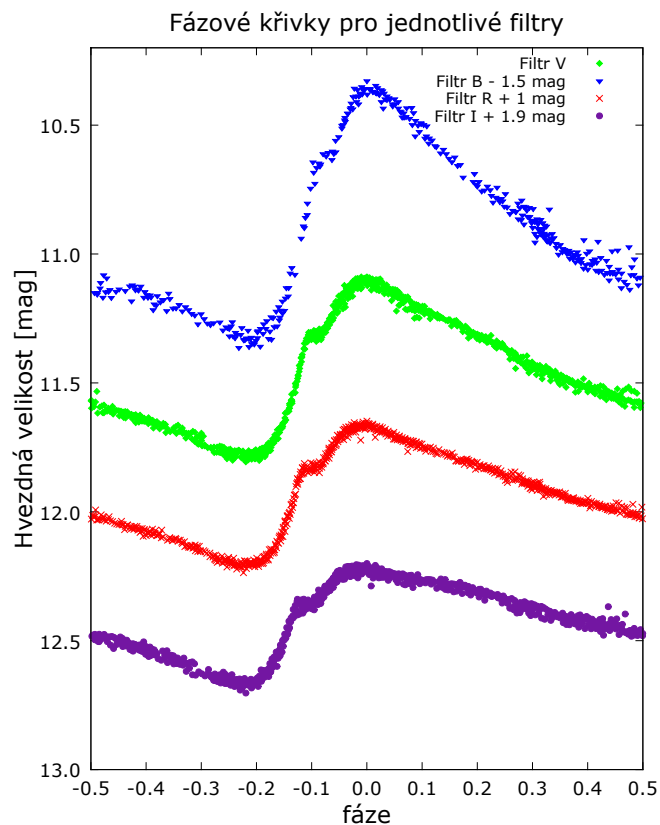
Katalog	B [mag]	V [mag]	R [mag]	I [mag]	Zdroj
<i>Nomad 1</i>	12.645	12.280	12.030	–	Zacharias et al., 2004
<i>UCAC 4</i>	12.753	12.271	12.175	12.090	Zacharias et al., 2013
<i>GSC 2.3</i>	12.75	12.32	–	–	Spagna et al., 2006
<i>USNO-B 1.0</i>	12.67	–	12.03	11.85	Monet et al., 2003

Tabulka 4.5: Hodnoty jasností pro filtry B , V , R a I pro různé katalogy

Nakonec byly vybrány hodnoty pro srovnávací hvězdu z katalogu *Nomad 1* s výjimkou filtru *I*, jehož hodnota byla převzata z katalogu *USNO-B 1.0*. Fázové křivky v jednotlivých filtrech ve standardním systému jsou na obrázku 4.5.

Na první pohled si na tomto obrázku všimneme hrbolku na vzestupné větvi fázové křivky. Tento tak zvaný *hump* (Christy, 1966) můžeme pozorovat u některých proměnných hvězd typu RR Lyrae. Nachází se na fázové křivce přibližně 0.1 fáze před dosažením maxima jasnosti. U hvězdy v té chvíli dochází k silné emisi na čáře $H\alpha$ a k jejímu zdvojení díky κ - mechanismu.

U fázové křivky drtivě většiny členů skupiny RRab se vyskytuje hrbolok na její sestupné větvi, říká se mu *bump* (Christy, 1966). Nachází se přibližně 0.3 fáze před maximem a těsně před dosažením minima jasnosti. Za jeho vznikem stojí kolize vrchní a spodní vrstvy atmosféry během smrštění. Dochází tu ke slabší emisi na čáře $H\alpha$. (Gillet & Crowe, 1988). Tento jev však u LP Cam není patrný v žádném filtru (viz obrázek 4.5).

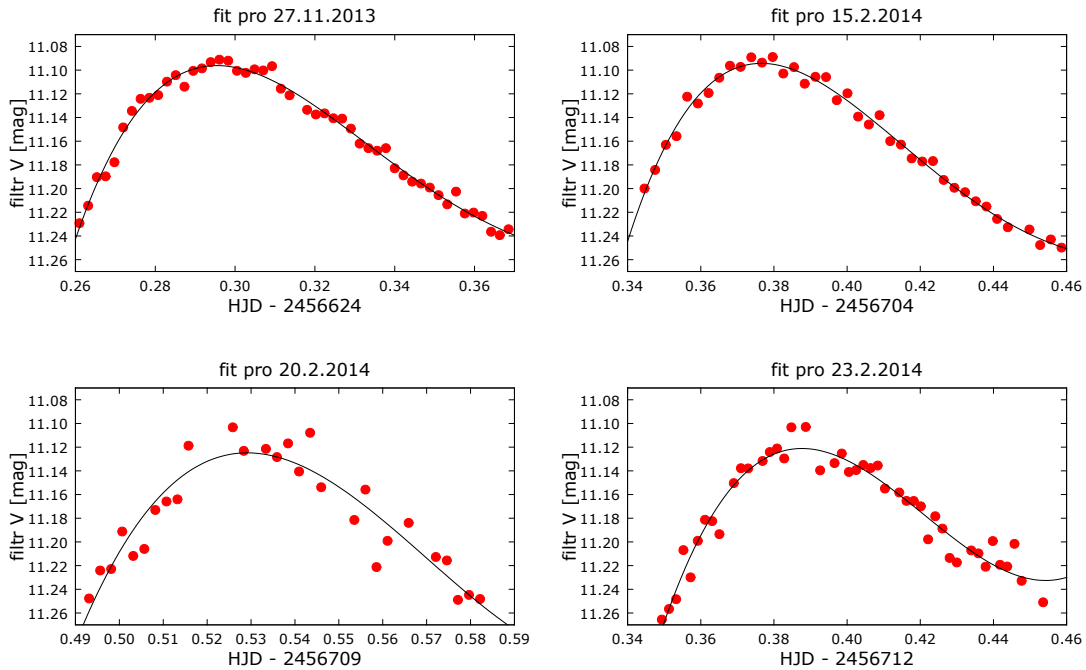


Obrázek 4.5: Kalibrované fázové křivky LP Cam v jednotlivých filtrech.

4.4 Určení periody

4.4.1 Konstrukce $O - C$

Z celkového počtu devíti měření bylo maximum jasnosti zachyceno čtyřikrát. Okolí okamžiku maxim byla proložena polynomem 3. až 4. řádu, tak aby funkce co nejlépe popisovala naměřená data. Okamžiky maxim jsou v tabulce 4.6.



Obrázek 4.6: Grafy okolí maxima proloženy polynomem čtvrtého řádu pro horní dva případy a třetího řádu pro zbylé dva případy.

HJD	E	O-C
2456624.2955 ± 0.0007	9047	-0.069
2456704.3766 ± 0.0006	9187	-0.073
2456709.5300 ± 0.0022	9196	-0.069
2456712.3877 ± 0.0008	9201	-0.070

Tabulka 4.6: Určené okamžiky maxima a hodnoty $O - C$ získané z naměřených dat.

Nyní bylo nutné vypočítat předpokládaný okamžik maxima (pomocí světelných elementů z tabulky 4.1). Využili jsme proto tento vztah

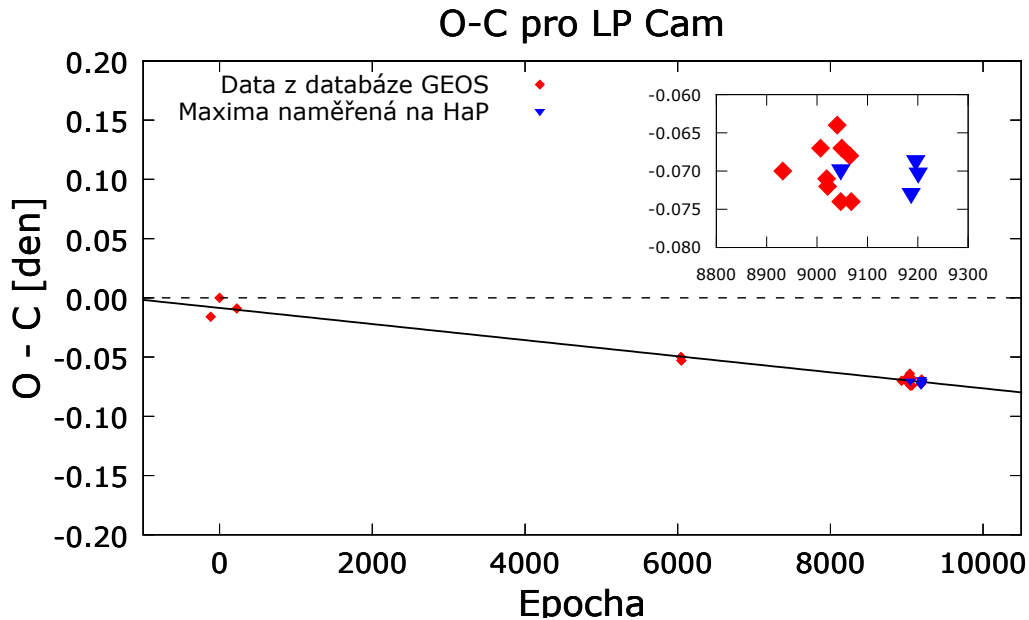
$$M_X = M_0 + E \cdot P , \quad (4.2)$$

kde M_0 je okamžik základního maxima, P je perioda a E je epocha, kterou jsme zjistili ze vztahu 3.5.

Rozdíl vypočítaného a změřeného maxima jsme vynesli do $O - C$ diagramu (viz obrázek 4.7). V tomto obrázku byly rovněž vyneseny hodnoty z minulých pozorování, která byla převzata z databáze GEOS (Groupe Européen d'Observations Stellaires, Le Borgne et al., 2007), přičemž maxima z roku 2013 byla získána z J. F. Le Borgne (2014). Hodnoty $O - C$ byly proloženy lineární funkcí ve tvaru $y = a \cdot x + b$. Parametry fitu a nově upravené hodnoty periody a základního maxima jsou v tabulce 4.7.

$$\begin{aligned} a &= (-6.8 \pm 0.3) \times 10^{-6} \\ b &= (-9 \pm 2) \times 10^{-3} \\ P &= (0.5720232 \pm 0.0000003) \\ M_0 &= (2451449.201 \pm 0.002) \end{aligned}$$

Tabulka 4.7: Výsledky proložení lineární funkcí.



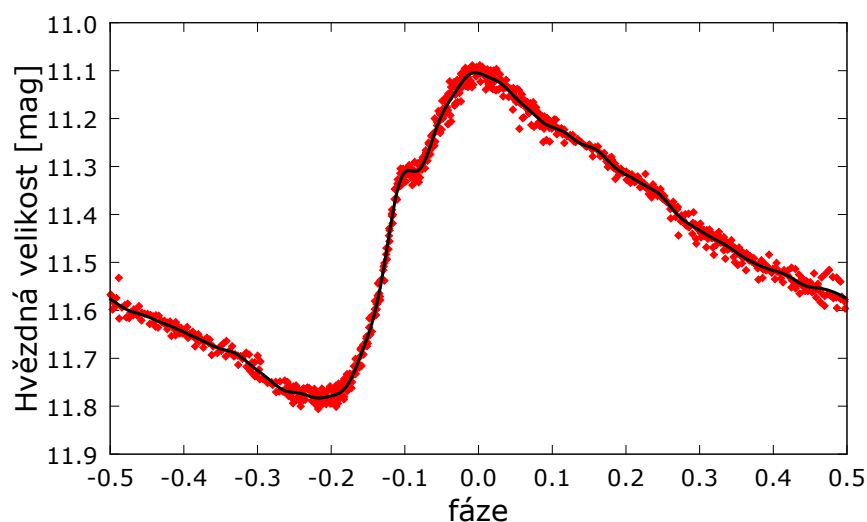
Obrázek 4.7: Graf $O - C$ proložení lineární funkcí.

Na obrázku 4.7 je vidět, že rozdíl $O - C$ má lineární klesající tendenci. Nedochozí tedy ke změně periody, pouze její hodnota použitá ke konstrukci $O - C$ není přesná, protože směrnice lineární funkce a není nulová. Právě o ni byla perioda upravena a o konstantu b bylo upraveno základní maximum. Po této úpravě se body $O - C$ diagramu hromadí kolem přímky s nulovou směrnicí. V detailu obrázku 4.7 jsou zobrazena získaná maxima spolu s letošními daty z (J. F. Le Borgne, 2014).

Kapitola 5

Fyzikální parametry

Pro získání fyzikálních parametrů proměnné hvězdy se využívá Fourierova analýza aplikovaná na světelnou křivku. Fázová křivka LP Cam byla proložena sumou goniometrických funkcí ze vztahu 3.7, tak aby jí co nejlépe popisovala. K tomu jsme využili program CEPHEUS (Barnacka A., 2008). K odhalení nejvhodnějšího stupně polynomu byly fity jednoduše vizuálně porovnány. Dále byly srovnány odchylky Fourierových koeficientů, konkrétně A_1 a φ_{31} pro stupně 7 až 30. Fit se stupněm 23 se ukázal být jako nejlepší. Vysoký stupeň rovněž zajistil správné nařazení humpu před dosažením maxima jasnosti.



Obrázek 5.1: Fázová křivka proložena goniometrickým polynomem třiatřicátého stupně.

Stupeň fitu	A_1	δA_1	R_{21}	δR_{21}	R_{31}	δR_{31}	φ_{21}	$\delta\varphi_{21}$	φ_{31}	$\delta\varphi_{31}$
23	0.2601	0.0008	0.456	0.003	0.222	0.003	2.855	0.009	6.034	0.015

Tabulka 5.1: Hodnoty Fourierových koeficientů spolu s jejich chybami pro nejlepší stupeň fitu.

Ze získaných koeficientů jsme určili φ_{ij} a R_{ij} , které jsme dosadili do vztahů popsaných v kapitole 3.7.

[Fe/H]	-0.01 ± 0.06
M_V [mag]	1.17 ± 0.05
T_{eff} [K]	$6\,821 \pm 108$
M [M_{\odot}]	0.47 ± 0.02
L [L_{\odot}]	29 ± 1

Tabulka 5.2: Hodnoty získané pomocí Fourierovy analýzy

Výsledná hodnota metalicity odpovídá našim předpokladům. LP Cam se totiž nachází v blízkosti roviny Galaxie, kde je vyšší koncentrace těžších prvků. Ze znalosti metalicity můžeme odhadnout další veličiny s ní spojené, jako je absolutní hvězdná velikost, efektivní teplota, hmotnost a zářivý výkon (vztahy 3.11 – 3.14). Absolutní hvězdná velikost je s metalitou spojena lineární závislostí, ze které vyplývá, že hvězdy bohaté na těžké prvky mají nižší jasnost než hvězdy chudé na kovy, což je důsledkem nízkého zářivého výkonu ve srovnání s jinými hvězdami typu RR Lyrae.

Z určené absolutní hvězdné velikosti můžeme odhadnout vzdálenost LP Cam z rovnice 3.15 pro modul vzdálenosti, kde pozorovanou hvězdnou velikost A_0 a je rovna 11.468 ± 0.002 mag. Parametr A_V zastupuje mezihvězdnou extinkci ve filtru V , která je podle Schlafly & Finkbeiner (2011) ve směru LP Cam rovna 2.109 mag. Vzdálenost LP Cam je potom $r = (435 \pm 11)$ pc.

Pokud známe zářivý výkon hvězdy L a její efektivní teplotu T_{eff} (tabulka 5.2), můžeme pomocí vztahu 3.16 známého jako Stefanův–Boltzmannův zákon, určit poloměr hvězdy $R = (3.9 \pm 0.2) R_{\odot}$.

Kapitola 6

Závěr

V této práci jsem se zabýval studiem hvězdy LP Cam ze souhvězdí Žirafy, která patří do skupiny pulzujících proměnných hvězd typu RR Lyrae. Cílem práce bylo naměřit a prostudovat její světelnou křivku, zpřesnit hodnotu její periody a základního maxima a v neposlední řadě i odhadnout její základní fyzikální parametry.

Vlastní data pořízená na HaP v Brně během zimy 2013–2014 jsem zkalibroval na standardní Johnsonův systém pomocí standardního pole. V celkových devíti pozorovacích nocích, byla zachycena čtyři maxima jasnosti. Okamžiky maxim z těchto nocí byly zjištěny pomocí fitu dat polynomem vyššího řádu. Získaná maxima jsem spolu s publikovanými následně vynesl do $O - C$ diagramu, kde jsem je zjednodušeně proložil lineární funkcí. Povedlo se mi tak získat přesnější hodnotu periody a okamžiku základního maxima.

V programu CEPHEUS jsem následně sestrojil fázovou křivku a proložil ji sumou goniometrických funkcí. Získal jsem tak Fourierovy koeficienty, které jsem použil při stanovení fyzikálních parametrů LP Cam pomocí známých empirických vztahů. Zjištěné hodnoty z tabulky 5.2 velice dobře odpovídají vlastnostem proměnných hvězdy typu RR Lyrae vypsanych v tabulce 2.1. Velice zajímavá je hodnota metalicity $[Fe/H]$, která se blíží metalicitě našeho Slunce. Tento údaj koreluje s tím, že se LP Cam nachází v rovině Mléčné dráhy v prostředí bohatém na těžší prvky. Pomocí hodnot v tabulce 5.2 a znalosti vztahů pro modul vzdálenosti a Stefan–Boltzmannova zákona jsem také určil vzdálenost LP Cam a její poloměr.

Za povšimnutí stojí fakt, že pokud by ve směru LP Cam nebyla extinkce o velikosti větší než 2 mag jednalo by se o jednu z nejjasnějších proměnných hvězd typu RR Lyrae. Ze vzdálenosti r také je vidět, že se jedná o jednu z nejbližších

hvězd typu RR Lyrae. Samotná RR Lyrae, nejjasnější a nejbližší představitelka této třídy je vzdálena 289 pc¹.

Z naměřených dat rovněž vyplývá, že se u LP Cam s největší pravděpodobností nevyskytuje Blažkův jev. K naprosté jistotě tohoto tvrzení by však bylo potřeba více přesnějších měření.

¹Hodnota zjištěna pomocí paralaxy (Van Leeuwen, 2007).

Literatura

- American association of variable star observers, 2013, [Online].
<http://www.aavso.org/tmp3/d12975.png7>
- Árnadóttir, A. S., Feltzing, S., & Lundström, I. 2010, *A&A*, 521, A40
- Eddington, A. S. 1926, *The Internal Constitution of the Stars*, Cambridge: Cambridge University Press, 1926. ISBN 9780521337083.,
- Bailey, S. I. 1902, *Annals of Harvard College Observatory*, 38, 1
- Barnacka A., 2008, *CepAnaliza danych fotometrycznych z przeglądów "Pi of the sky" i ASAS*, Magisterská práce, Kraków
- Brát L., *Panoptikum O-C diagramů*, 2005, [Online].
http://var.astro.cz/brno/o-c_ucebnice.html
- Buchler, J. R., & Kolláth, Z. 2011, *ApJ*, 731, 24
- Castellani, V., Chieffi, A., & Pulone, L. 1991, *ApJS*, 76, 911
- Christy, R. F. 1966, *ApJ*, 144, 108
- Cox, J. P. 1958, *ApJ*, 127, 194
- Cousins, A. W. J. 1976, *MNRAS*, 81, 25
- Fix J. D., 1999, *Astronomy: Journey to the cosmic frontier*. [Online].
<http://www.mhhe.com/physsci/astronomy/fix/student/images/19f16.jpg>
- Gillet, D., & Crowe, R. A. 1988, *A&A*, 199, 242
- Guggenberger, E., Kolenberg, K., Nemeč, J. M., et al. 2012, *MNRAS*, 424, 649

- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., et al. 2000, *A&A*, 355, L27
- Hroch F. 2013, *APraktik*, ÚTFA Přf Masarykova univerzita, Brno, [skripta]
- Jurcsik, J., & Kovacs, G. 1995, IAU Colloq. 155: Astrophysical Applications of Stellar Pulsation, 83, 385
- Jurcsik, J. 1998, *A&A*, 333, 571
- Jurcsik, J., & Kovacs, G. 1996, *A&A*, 312, 111
- Kazarovets, E. V., Samus, N. N., & Durlevich, O. V. 1998, *Information Bulletin on Variable Stars*, 4655, 1
- Kovacs, G., & Jurcsik, J. 1996, *ApJ*, 466, L17
- Kovács, G., & Walker, A. R. 2001, *A&A*, 374, 264
- Kovacs, G., & Zsoldos, E. 1995, *A&A*, 293, L57
- Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
- Leavitt, H. S. 1908, *Annals of Harvard College Observatory*, 60, 87
- Le Borgne, J. F., Paschke, A., Vandebroere, J., et al. 2007, *A&A*, 476, 307
- Le Borgne, J. F. 2014, private communication
- Maintz, G. 2005, *A&A*, 442, 381
- Mikulášek, Z. a Zejda M., 2013, *Proměnné hvězdy*, Masarykova univerzita, Brno, [skripta]
- Monet, D. G., Levine, S. E., Canzian, B., et al. 2003, *AJ*, 125, 984
- Monin J. L. 2006, *Photometric Systems & Astronomy with CCDs*. [Online].
<http://ipag.obs.ujf-grenoble.fr/~moninj/enseignement/constellation08/phot-ccd.pdf>
- Motl D., 2011, *MUNIWIN*, [Online].
<http://c-munipack.sourceforge.net>
- Morgan, W. W., Harris, D. L., & Johnson, H. L. 1953, *ApJ*, 118, 92
- Pickering, E. C. 1901, *Astronomische Nachrichten*, 154, 423

- Shapley, H. 1916, Contributions from the Mount Wilson Observatory / Carnegie Institution of Washington, 112, 1
- Shibahashi, H. 2000, IAU Colloq. 176: The Impact of Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research, 203, 299
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, ApJ, 737, 103
- Schwarzschild, M. 1940, Harvard College Observatory Circular, 437, 1
- Simon, N. R. 1988, ApJ, 328, 747
- Simon, N. R., & Lee, A. S. 1981, ApJ, 248, 291
- Skarka, M. 2014, A&A, 526A, 90S
- Skarka, M. 2013, A&A, 549, A101
- Smith A. Horace, 1995, *RR Lyrae stars* Cambridge university press, Cambridge
- Soszyński, I., Udalski, A., Szymański, M. K., et al. 2009, AcA, 59, 1
- Soszyński, I., Udalski, A., Szymański, M. K., et al. 2010, AcA, 60, 165
- Spagna, A., Lattanzi, . G., McLean, B., et al. 2006, IAU Joint Discussion, 13,
- Stellingwerf, R. F., Nemeč, J. M., & Moskalik, P. 2013, arXiv:1310.0543
- Stothers, R. B. 2006, ApJ, 652, 643
- Strohmeier, W., & Knigge, R. 1961, Bamberg Veroeffentlichungen der Reimeis-Sternwarte, 5, 10 (1961), 5, 10
- Strömgren, B. 1956, Vistas in Astronomy, 2, 1336
- Szczygieł, D. M., Pojmański, G., & Pilecki, B. 2009, AcA, 59, 137
- Van Hoolst, T., Dziembowski, W. A., & Kawaler, S. D. 1998, A Half Century of Stellar Pulsation Interpretation, 135, 232
- van Leeuwen, F. 2007, A&A, 474, 653
- Variable star index, 2013, [Online].
<http://www.aavso.org/vsx/index.php?view=detail.top&oid=4797>

- Vidal-Sainz, J., & Garcia-Melendo, E. 2000, Information Bulletin on Variable Stars, 4903, 1
- Warner, B. D. 2007, Minor Planet Bulletin, 34, 113
- Watson, C. L. 2006, Society for Astronomical Sciences Annual Symposium, 25, 47
- Wils, P., Lloyd, C., & Bernhard, K. 2006, MNRAS, 368, 1757
- Wilson, N., 2007, SuperWASP Observations of Variable Stars. [Online].
<http://www.astro.keele.ac.uk/workx/superwasp-variable-stars/>
- Woźniak, P. R., Vestrand, W. T., Akerlof, C. W., et al. 2004, AJ, 127, 2436
- Zacharias, N., Monet, D. G., Levine, S. E., et al. 2004, Bulletin of the American Astronomical Society, 36, 1418
- Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., et al. 2013, AJ, 145, 44
- Zhevakin, S. A. 1953, Russ A.J., 30, 161
- Zima, 1999, Master Thesis. [Online].
<https://www.univie.ac.at/tops/dsn/texts/nonradialpuls.html>

