



MASARYKOVA UNIVERZITA
PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA
ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY



DVOJHVĚZDY NÍZKÉ HMOTNOSTI

Bakalářská práce

Jaroslav Hudeček

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

Brno 2016

Bibliografický záznam

Autor: Jaroslav Hudeček
Přírodovědecká fakulta, Masarykova univerzita
Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

Název práce: Dvojhvězdy nízké hmotnosti

Studijní program: Fyzika

Studijní obor: Astrofyzika

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

Akademický rok: 2015/2016

Počet stran: viii+33

Klíčová slova: proměnné hvězdy; málo hmotné hvězdy; CCD
fotometrie; zákrytové dvojhvězdy; NSVS
1031772;

Bibliographic Entry

Author: Jaroslav Hudeček
Faculty of Science, Masaryk University
Department of Theoretical Physics and
Astrophysics

Title of Thesis: Low Mass Binaries

Degree programme: Physics

Field of Study: Astrophysics

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

Academic Year: 2015/2016

Number of Pages: viii+33

Keywords: variable stars; low mass stars; CCD photometry; eclipsing binaries; NSVS 1031772;

Abstrakt

Tato bakalářská práce se věnuje problematice málo hmotných dvojhvězd a s nimi spojené nekonzistence mezi modelovými předpověďmi a skutečně pozorovanými hodnotami. V úvodu práce je zmíněno několik základních poznatků o proměnných hvězdách a jejich klasifikaci. Další část práce se pak zabývá přímo problematikou málo hmotných hvězd. V závěru jsou prezentovány výsledky vlastních pozorování a odvozené fyzikální parametry jednoho ze zástupců rodiny těchto objektů, dvojhvězdy NSVS 1031772.

Abstract

This thesis studies the issues about low mass binaries (LMB), like inconsistencies between the predicted and observed values. The opening section contains a brief introduction to the variable stars problematic and their classification. Middle section is focused on the main issue – the low mass binaries. The closing section presents my own observations and derived physical parameters for one of the LMB family members – NSVS 1031772.



MASARYKOVA UNIVERZITA
Přirodovědecké fakulta

ZADÁNÍ BAKALÁŘSKÉ PRÁCE

Akademický rok: 2015/2016

Ústav: Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

Stucent: Jaroslav Hudeček

Program: Fyzika

Ober: Astrofyzika

Ředitel Ústavu teoretické fyziky a astrofyziky PTF MU vám ve smyslu Studijního a zkušebního řádu MU určuje bakalářskou práci s názvem:

Název práce: Dvojhvězdy nízké hmotnosti

Název práce anglicky: Low mass binaries

Oficiální zadání:

Stucent se zaměří na dvojhvězdy s nízkými hmotnostními složek. Napozoruje celou světelnou křivku na observatoři MU a porovná s daty získanými případně z jiných zdrojů. Získanou světelnou křivku použije pro výpočet parametrů soustavy pomocí programu PHOEBE.

Jazyk závěrečné práce:

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

Konzultant: Mgr. Jiří Láška, Ph.D.
Mgr. Marek Chrástna, Ph.D.

Datum zadání práce: 8. 3. 2012

V Běh dne: 30. 3. 2016

Souhlasím se zadáním (podpis, datum):

.....
Jaroslav Hudeček
student

.....
doc. RNDr. Miloslav Zejda, Ph.D.
vedoucí práce

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

Poděkování

Na tomto místě bych chtěl poděkovat vedoucímu mé práce, doc. RNDr. Miloslavu Zejdovi, Ph.D., za ochotu poradit, pomoc se získáváním potřebných dat, trpělivost s poněkud „nestandardním“ harmonogramem práce a za volný čas této práci věnovaný. Dále bych chtěl poděkovat RNDr. Janu Janíkovi, Ph.D. a Mgr. Marku Chrastinovi, Ph.D. za pomoc s pořizováním potřebných snímků, doc. RNDr. Marku Wolfovi, CSc. za svolení s použitím dat z MFF a mé nejbližší rodině za podporu během celého studia.

Prohlášení

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

Brno 31. března 2016

.....
Jaroslav Hudeček

Obsah

Úvod	viii
1. Proměnné hvězdy	1
1.1 Popis	1
1.2 Světelná křivka.....	2
1.3 O-C diagram.....	3
1.4 Klasifikace	4
1.5 Zákrytové dvojhvězdy.....	5
2. Dvojhvězdy nízkých hmotností	13
2.1 Popis	13
2.2 Historie pozorování.....	14
2.3 Rozpor s teoretickými modely	14
3. NSVS 1031772	18
3.1 Popis	19
3.2 Význam	19
4. Zpracování a analýza dat	22
4.1 Zpracování snímků	22
4.2 Světelná křivka, O-C diagram.....	24
4.3 Určení fyzikálních parametrů	28
Závěr	31
Literatura	32

Úvod

Astronomická pozorování hvězd jsou důležitým zdrojem informací o struktuře a zákonitostech světa kolem nás. Výjimečné postavení zde pak zaujímá studium vícenásobných hvězdných systémů, zejména dvojhvězd. Ty nám totiž (pokud jsou z našeho pohledu tzv. zákrytové) dávají možnost, jak z jejich pozorování získat některé důležité fyzikální parametry obou složek (jejich hmotnost, vzdálenost, poloměry, inklinaci atd.). Tyto informace by se u samostatných hvězd daly zjistit jen nepřímo (a tedy nepříliš spolehlivě), nebo vůbec.

Hvězdy, které z našeho pohledu označujeme jako málo hmotné (tedy obecně ty, které jsou méně hmotné než naše Slunce), tvoří valnou většinu hvězd (nejen) v naší Galaxii. Přesto dnes máme mnohem více informací o hvězdách početně méně zastoupených, skoro by se dalo říci až vzácných. Hlavní důvod je nasnadě, hmotnější hvězdy mají mnohem větší zářivý výkon a jsou tedy mnohem lépe pozorovatelné, a to i když se nacházejí v poměrně velké vzdálenosti od naší Sluneční soustavy.

Velký rozvoj moderních technologií v posledních desetiletích však dnes umožňuje důkladnější průzkum stále většího množství málo hmotných, slabě viditelných hvězd. Ty se tak po právu dostávají do popředí astronomického zájmu. Pro nejlepší určení jejich fyzikálních parametrů je logické jako první zkoumat právě dvojhvězdy tvořené málo hmotnými složkami – tedy dvojhvězdy nízké hmotnosti.

Kapitola 1

Proměnné hvězdy

1.1 Popis

Pod pojmem proměnnosti se u hvězd většinou rozumí časově proměnná změna jejich jasnosti a barvy. Skutečnost je však taková, že každá hvězda dlouhodobě vykazuje změny barvy a jasnosti s tím, jak prochází různými etapami svého vývoje. Proto proměnností v astronomickém významu rozumíme takové změny, jejichž časová škála obecně nepřekračuje průměrnou délku lidského života.

Tyto změny mohou být periodické, semi-periodické i zcela nepravidelné. Jejich amplituda může být v rozsahu zlomků magnitud i jejich mnohonásobků, doba trvání se může pohybovat v řádu milisekund i desetiletí. Jak již bylo zmíněno, každá hvězda prochází během svého života určitým vývojem, který se v dlouhodobém měřítku podepisuje i na její proměnnosti. Například u těsných dvojhvězd dochází k přenosu hmoty mezi jednotlivými složkami, což postupem času ovlivňuje periodu i amplitudu světelných změn (dochází k přenosu hybnosti mezi složkami a tím ke změně jejich rotace, často se vytvoří akreční disk, který mění jak celkovou jasnost systému tak její rozložení v jednotlivých částech spektra). Při přechodu pulsující hvězdy hlavní posloupnosti do stadia obra zase dochází ke změně její periody v důsledku rostoucího poloměru (perioda pulsací je funkcí hustoty hvězdy, ta s rostoucím poloměrem klesá a perioda se prodlužuje). Dlouhodobá pozorování proměnných hvězd nám tak mohou dát zajímavé informace nejen o jejich momentálním fyzikálním stavu, ale také o jeho změnách a mechanismu těchto změn, což má pro stelární astrofyziku klíčový význam.

Vzhledem k tomuto významu jsou proměnné hvězdy intenzivně vyhledávány a studovány. V dnešní době plošných přehlídek oblohy a hromadné počítačové analýzy nashromážděných dat jsou tak známy už stovky tisíc proměnných hvězd a tisíce dalších přibývají každým rokem. Z tohoto důvodu je nutné dbát na správnou a přehlednou nomenklaturu při jejich evidenci. Původní systém značení zavedený v polovině 19. století F. W. Argelanderem (označení písmeny R-Z a poté

RR-RZ, SS-SZ,...ZZ, AA-AZ, BB-BZ,...QZ doplněné latinským názvem souhvězdí ve druhém pádu, popř. jeho zkratkou) obsahoval pouze 334 vyhrazených názvů pro každé souhvězdí. Proto byl posléze zaveden systém značení proměnných hvězd písmenem V a pořadovým číslem. Toto značení začíná tam, kde předchozí končí (tedy V 335) a teoreticky může popisovat libovolný počet proměnných hvězd v daném souhvězdí. Nově objevené proměnné hvězdy se také často nejprve přiřazují k názvům přehlídek nebo katalogů, ve kterých se poprvé objevily. Dodržování standardů při pojmenovávání nejen proměnných hvězd, ale také ostatních nebeských objektů, zaštiťuje svými normami Mezinárodní astronomická unie - IAU.

1.2 Světelná křivka

Světelná křivka je jedním z nejdůležitějších nástrojů při studiu proměnných hvězd. Přitom nezáleží na typu proměnné hvězdy. Naopak, specifický tvar světelné křivky je často určující pro její typové zařazení.

Jedná se o závislost hvězdné velikosti (nebo světelného toku) sledovaného objektu na čase udávaném zpravidla ve tvaru tzv. Juliánského data. Juliánské datum (JD) je spojitě plynoucí časový údaj odpovídající počtu dnů a jejich zlomků, které uplynuly od určitého konkrétního okamžiku v minulosti (poledne světového času dne 1. ledna roku 4713 př. n. l.). Tento čas je určen vzhledem k Zemi a v důsledku jejího pohybu kolem Slunce mohou být při dlouhodobých pozorováních některé výsledky zkresleny až o hodnotu 8,3 minuty. Pokud tedy celoročně pozorujeme objekty, které svoji jasnost mění cyklicky s periodou v řádu dnů a menší, je nutné provést korekci na tzv. heliocentrické JD (HJD), tedy JD určené vzhledem ke Slunci.

Pokud sledovaný objekt vykazuje proměnnost v periodicky se opakujících cyklech, bývá často výhodné převést čas na tzv. fázi. K tomu je potřeba znát jeho světelné elementy. Jedná se o dobu trvání jednoho cyklu, tedy periodu P a čas nějakého význačného okamžiku, který bude stanovovat začátek cyklu. Tím nejčastěji bývá okamžik nejvýraznějšího poklesu nebo vzestupu ve světelné křivce, nazývaný okamžikem základního (primárního) minima/maxima M_0 . Fáze se pak určuje vztahem

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

(funkci FRAC, která ořeže celočíselnou část lze např. v Excelu nahradit funkcí MOD s dělitelem 1) a závislosti hvězdné velikosti na fázi se nazývá fázová světelná křivka. Ta se např. výborně hodí, pokud chceme navzájem zkombinovat výsledky většího množství pozorování z různých nocí.

Hvězdná velikost se určuje zpravidla relativně, porovnáním s jinou vhodně zvolenou hvězdou (tato hvězda by měla být v časovém rámci daného pozorování neproměnná). Nanáší se v grafech na vertikální osu a to zpravidla tak, aby při vzrůstu jasnosti světelná křivka rostla. Protože se v dnešní době všechna profesionální pozorování provádí s pomocí CCD čipu (popřípadě fotonásobiče), bývá důležité uvést spektrální obor, ve kterém bylo konkrétní pozorování provedeno. Většinou se měření jasnosti provádí v několika spektrálních oborech vymezených speciálními filtry. Ty definuje některý z mezinárodně používaných fotometrických systémů (*UBV (R, I, J.)*, *uvby* aj.)

1.3 O-C diagram

Jak bylo již zmíněno, může v průběhu času docházet u proměnných hvězd ke změnám jejich periody. Také se může stát, že perioda byla špatně určena (např. v důsledku chyb měření), stejně tak mohl být špatně určen okamžik primárního minima/maxima. Případné nesrovnalosti se dají odhalit zkonstruováním tzv. O-C diagramu.

Jedná se o vynesení závislosti rozdílu mezi pozorovaným (observed - O) a vypočteným (calculated - C) okamžikem minima, tedy O-C, na čase nebo na tzv. epoše. Epocha vlastně udává počet cyklů, které uběhly od okamžiku zvoleného základního extrému M_0 . Dá se jednoduše získat ze vztahu

$$E(t) = INT\left(\frac{JD(t) - M_0}{P}\right).$$

Předpokladem pro sestavení O-C diagramu je, aby před tím již někdo světelné elementy určil (můžeme použít i naše vlastní stará pozorování). Pokud žádná předchozí analýza nebo alespoň evidovaná pozorování neexistují, nelze O-C diagram vytvořit.

Rozložení bodů v diagramu nám dává představu o správnosti periody a okamžiku základního minima. Pokud body proložíme vhodnou funkcí, můžeme nejčastěji sledovat tři hlavní trendy:

- a) Body lze proložit přímkou rovnoběžnou s osou x. Pokud tato přímka prochází počátkem (tedy bodem $E = 0$ a $O-C = 0$), je perioda i okamžik minima stanoven přesně a není třeba provádět žádné korekce. Pokud přímka počátkem neprochází, je potřeba opravit okamžik zvoleného minima/maxima o hodnotu absolutního členu této regresní přímky.
- b) Body lze proložit obecnou přímkou. Periodu je pak potřeba opravit o hodnotu její směrnice. Pokud přímka neprochází počátkem, je opět potřeba opravit i hodnotu zvoleného extrému o absolutní člen této přímky.
- c) Body lze proložit parabolou. Perioda v tomto případě není stabilní, ale lineárně se prodlužuje (parabola otevřená nahoru) nebo zkracuje parabola (otevřená dolů).

Často je však potřeba proložit body komplikovanější funkcí, např. sinusoidální (naznačuje pravidelné cyklické změny periody) nebo polynomem vyššího stupně (ukazuje na složitou a nelineární změnu periody v průběhu času).

1.4 Klasifikace

Vytvořit fyzikálně přesnou a konzistentní klasifikaci proměnných hvězd není vůbec snadné. U mnohých hvězd není stále znám přesný fyzikální mechanismus jejich proměnnosti (RV Tau, FU Ori, η Car), u jiných je třeba jejich proměnnost přehodnotit, protože až analýza dlouhodobých pozorování vnesla do situace nové světlo. Velké množství nevýrazných hvězd je možno důkladně studovat až s novodobým rozvojem pozorovací techniky. Přesné příčiny jejich proměnnosti jsou tak teprve studovány. Téměř každou proměnnou hvězdu sice můžeme zařadit do určité kategorie na základě tvaru její světelné křivky, to však nemusí být fyzikálně vhodné řešení, neboť dvě hvězdy s velmi podobnou světelnou křivkou mohou mít zcela odlišný charakter fyzikálních procesů, které jejich proměnnost způsobují (např. OU Gem – přítomnost temných skvrn a CQ Uma – nehomogenní rozmístění těžších prvků na povrchu způsobené magnetickým polem).

V důsledku toho každým rokem přibývají v katalogích tisíce nových proměnných hvězd a s nimi občas i nové třídy a podtřídy, zatímco některé již zařazené hvězdy bývají překlasifikovány. Přesto lze udělat

jakési základní, hrubé dělení proměnných hvězd. Podle hlavní příčiny proměnnosti existují dvě velké skupiny:

- hvězdy, které jsou proměnné díky svým vnitřním fyzikálním mechanismům (označované anglicky intrinsic – česky nejčastěji jako fyzické proměnné)
- hvězdy, jejichž proměnnost závisí na jejich momentálním postavení vůči vzdálenému pozorovateli, tedy na vnější okolnosti (anglicky extrinsic – česky obvykle geometrické proměnné)

U fyzických proměnných hvězd můžeme dále rozlišit tři hlavní podskupiny: eruptivní, pulsující a explozivní (kataklysmické) proměnné hvězdy, přičemž hlavním kritériem tohoto rozdělení je specifický charakter vnitřních procesů způsobujících proměnnost. Pro geometrické proměnné pak existují dvě hlavní podskupiny: rotující a zákrytové proměnné hvězdy, jejichž podskupinou se zabývá i tato práce.

Velmi podrobnou klasifikaci proměnných hvězd s množstvím ukázkových světelných křivek může případný zájemce naléznout například v C. Sterken, C. Jaschek, 1996, *Light Curves of Variable Stars*.

1.5 Zákrytové dvojhvězdy

Ukazuje se, že více než polovina všech hvězd v Galaxii je vázána ve (fyzických) dvojhvězdných systémech. Takové systémy mají svou specifickou dynamiku. Obě složky dvojhvězdy jsou nuceny obíhat kolem společného těžiště v neustále se opakujících cyklech. Pokud je rovina tohoto oběhu příhodně nakloněna ke vzdálenému pozorovateli, může tento sledovat vzájemné zákryty obou hvězd. Obecně lze pozorovat zákryty u těch systémů, kde sklon oběžné roviny vůči pozorovateli i je větší než $90^\circ - \varphi_0$, kde

$$\sin \varphi_0 = \frac{R_1 + R_2}{r},$$

přičemž R_1 a R_2 jsou poloměry jednotlivých složek a r jejich vzájemná vzdálenost. Pokud $i = 90^\circ$, díváme se na systém přesně „z boku“.

Světelná křivka takové zákrytové dvojhvězdy pak v každém cyklu vykazuje charakteristický tvar se dvěma poklesy, které odpovídají

vzájemným zákrytům obou složek. Větší z obou hvězd si označme jako primární složku, menší jako složku sekundární. Přechod primární složky přes sekundární se nazývá zákryt (okultace) a odpovídající pokles světelné křivky bývá označován jako sekundární minimum. Opačný případ se nazývá přechod (transit) a odpovídá mu okamžik primárního minima na světelné křivce.

Hloubka a tvar obou minim zavisí na přesné geometrii soustavy a na fyzikálních parametrech obou složek. Pokud má primární složka větší absolutní jasnost, bude primární minimum hlubší než sekundární. Pokud má sekundární složka výrazně menší rozměry a pokud je úhel i blízký 90° , dochází k tzv. centrálnímu přechodu, kdy sekundární složka celým svým objemem putuje přes kotouč složky primární a ve světelné křivce dochází k tzv. zastávce. V ní dosahuje jasnost po určitou dobu minima (v případě transitu se může projevit vliv okrajového ztemnění větší složky a jasnost se tak bude poněkud měnit i v období zastávky, na světelné křivce vzniká mělké dno). Pokud mají obě složky podobné rozměry nebo pokud dochází jen k částečným zákrytům, zastávku nepozorujeme. Pokud systém nemění mezi zákryty výrazněji svou jasnost v důsledku jiných procesů (erupce, přenos hmoty mezi složkami, výrazné temné skvrny, asférický tvar složek), bývá světelná křivka mezi jednotlivými zákryty téměř konstantní (je pak možné přesně určit jejich začátek a konec), v opačném případě nemusí jít přesně určit okamžik začátku nebo konce zákrytu vůbec určit.

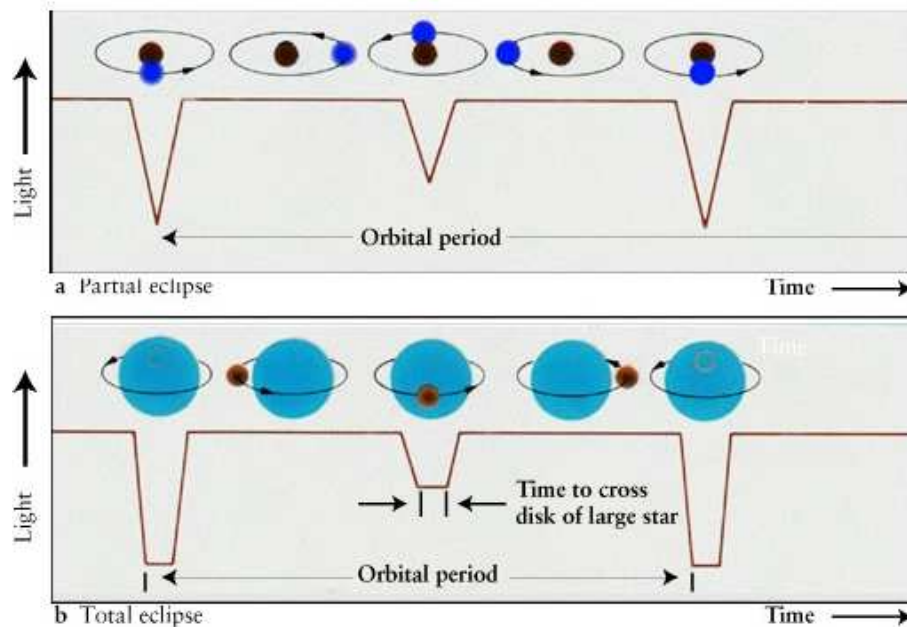


Schéma zákrytů, horní část ukazuje částečné zákryty dvou hvězd podobných rozměrů, dole dochází k úplným zákrytům a jedna z hvězd je podstatně menší.

Zdroj: MnSU Astronomy Group

Tvar světelné křivky nám tedy hodně napovídá o fyzikálních parametrech obou hvězd. Znalost oběžné doby (u zákrytových dvojhvězd je totožná s periodou jejich světelných změn) a vzájemné vzdálenosti obou složek, umožňuje s pomocí Keplerových zákonů určit součet hmotností obou složek $M_1 + M_2$. Pokud navíc zkombinujeme znalost světelné křivky se znalostí křivky radiálních rychlostí, můžeme určit i jednotlivé hmotnosti složek, jejich rozměry, zářivý výkon a vzdálenost celé soustavy. Efektivní povrchová teplota složek potřebná k určení jejich zářivého výkonu se dá odhadnout ze spektra. Dá se také určit přímo ze světelné křivky za předpokladu, že pozorování byla prováděna alespoň ve dvou různých filtrech. Takto se dají získat charakteristické tzv. barevné indexy. U zákrytových dvojhvězd tak můžeme určit i parametry, které se u jiných hvězd buď nedají určit vůbec, nebo se musí pouze odhadovat. To z nich činí jedny z nejdůležitějších objektů stelární astrofyziky vůbec.

Zákrytové proměnné typu Algol (EA)

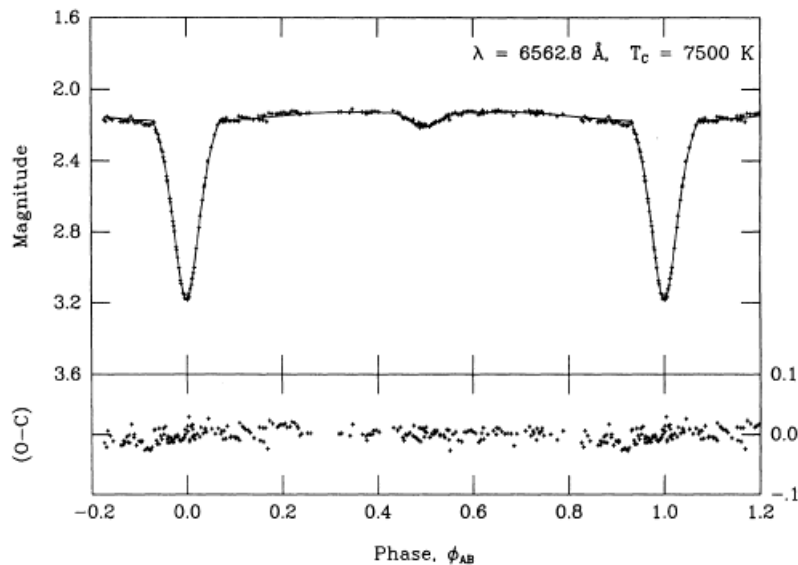
Od ostatních skupin zákrytových proměnných se odlišují specifickým tvarem světelné křivky. Jasnost mezi zákryty zůstává relativně konstantní, ze světelné křivky se tedy dá dobře určit okamžik začátku a konce zákrytu. Pokles jasnosti během zákrytu se pohybuje v širokém rozmezí, od setin do několika magnitud. Primární a sekundární minima mohou být skoro stejně hluboká, nebo se také mohou od sebe výrazně lišit (v některých případech dokonce sekundární minimum zcela chybí).

Mezi zákrytové proměnné typu Algol se řadí dvojhvězdy nejrůznějších vývojových stádií (Sterken & Jaschek 1996):

1. Dvojhvězdy složené ze dvou hvězd hlavní posloupnosti, spektrálních tříd O-M, typickým příkladem je CM Lac.
2. Dvojhvězdy s jednou nebo oběma složkami v pozdější fázi vývoje, nevyplňují však ještě svůj Rocheův lalok, příkladem je ϵ Aur.
3. Jako předchozí, ale s vyplněným Rocheovým lalokem, dochází k přenosu hmoty ze složky na složku, typický zástupce RZ Cas.
4. Dvojhvězdy s jednou složkou v závěrečném stádiu vývoje (např. bílý trpaslík), příkladem může být V 1379 Aql.

První objevenou proměnnou tohoto typu byla β Persei (Algol). O proměnlivosti této hvězdy věděli již staří Číňané, ale teprve John Goodricke v roce 1783 určil přesnou periodu těchto světelných změn (2,867 dne). Byl také první, kdo navrhnul mechanismus zákrytu jako možnou příčinu proměnnosti. Algol je polodotyková dvojhvězda s částečnými zákryty složek (pozorováno ze Země), v systému dochází k přenosu hmoty a jedna ze složek má vysoce aktivní chromosféru vytvářející emise rádiového a rentgenového záření.

Doba vzájemného oběhu je u EA velmi různorodá. Máme zde případy extrémně krátkých (zlomky dne), ale i velmi dlouhých (27 let, ϵ Aur) oběžných dob. Tyto hodnoty se dají velmi přesně určit ze znalosti okamžiků minim ve světelné křivce. Změny periody jsou poměrně běžným jevem, jejich příčinou je stáčení přímky apsid, orbitální pohyb kolem třetího tělesa nebo přenos hmoty ze složky na složku. U Algolu samotného prochází oběžná perioda 1,783-letým cyklem, protože zákrytová dvojhvězda Algol A a B obíhá ještě kolem třetí hvězdy Algol C (Söderhjelm 1980).



Fázová světelná křivka β Per na vlnové délce čáry H_{α} (Richards et al. 1988).

Zákrytové proměnné typu β Lyrae (EB)

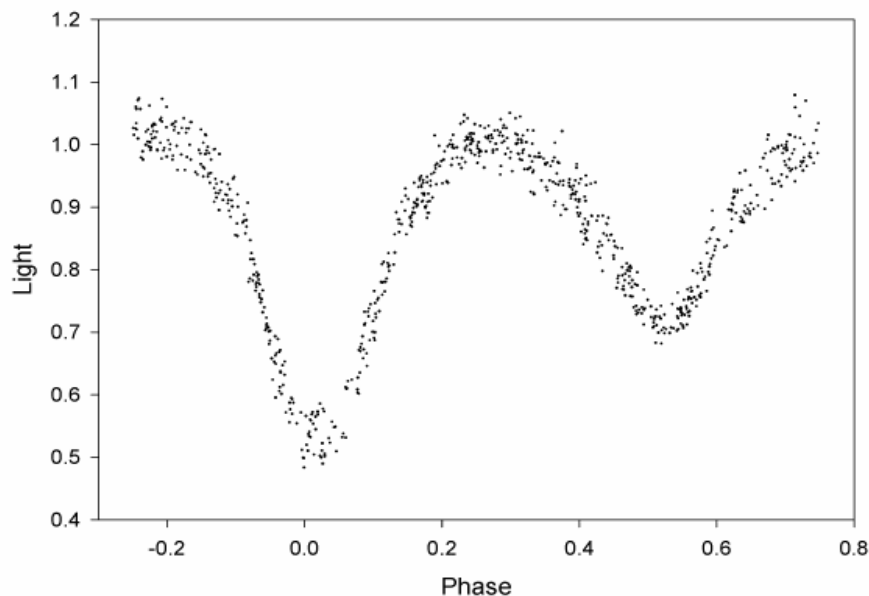
Těsné dvojhvězdy se specifickým tvarem světelné křivky. Typické jsou výrazné změny jasnosti i mezi jednotlivými zákryty (celková amplituda kolem 2 magnitud ve filtru V), je proto obtížné určit okamžik jejich počátku a konce. Výrazný bývá také rozdíl v hloubce primárního a sekundárního minima, jedna ze složek bývá asférická a může vyplňovat

svůj Rocheův lalok. Perioda se nejčastěji pohybuje v rozmezí jednoho až několika dnů.

Také mezi EB rozlišujeme několik podtříd (Sterken & Jaschek 1996):

1. Dvojhvězdy složené ze dvou hvězd hlavní posloupnosti (spektrální třídy B, A) s relativně krátkou oběžnou dobou, příkladem je XY UMa.
2. Dvojhvězdy s jednou ze složek v pozdějším stádiu vývoje, ale nevyplňující svůj Rocheův lalok, řadíme zde například ϵ And.
3. Polodotykové dvojhvězdy, u kterých dochází k přenosu hmoty z hvězdy v pozdějším stádiu vývoje na hvězdu hlavní posloupnosti, představitelem např. β Lyr.
4. Dvojhvězdy s jednou složkou v závěrečném stádiu vývoje (např. bílý trpaslík) a druhou složkou výrazně zploštělou, příkladem může být AP Psc.

První objevenou proměnnou tohoto typu byla β Lyrae. Objevil ji John Goodrick v roce 1784. Jedná se o velmi zajímavou a komplexní dvojhvězdu. Jasnější složka vyplňuje svůj Rocheův lalok a přenáší hmotu na druhou složku takovou rychlostí, že se kolem ní vytvořil tlustý disk hvězdného materiálu zakrývající povrchové vrstvy hvězdy samotné. Tento masivní přenos hmoty způsobuje rychlé prodlužování doby oběhu - za 200 let nárůst o 0,35% (Bahyl et al. 1979).



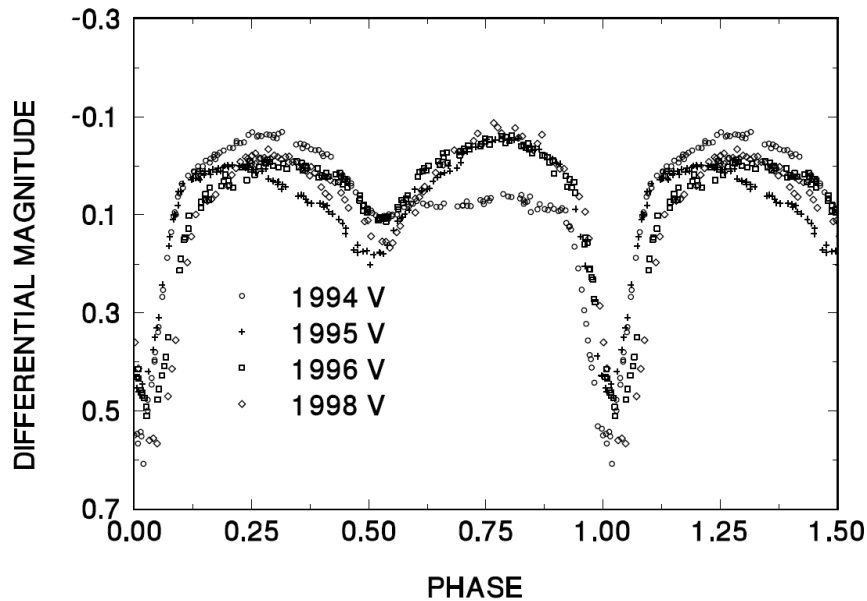
Fázová světelná křivka β Lyr ve filtru V (van Hamme et al. 1995).

Zákrytové proměnné typu RS Canum Venaticorum (RS CVn)

Těsné dvojhvězdy spektrálních tříd F-M, čáry Ca II, H a K vykazují silný emisní charakter. Ve většině případů je alespoň jedna ze složek v pozdějším vývojovém stádiu, ještě však nevyplňuje svůj Rocheův lalok. RS CVn často vykazují silné emise rádiového a rentgenového záření, emisní čáry v daleké UV oblasti, ztrátu hmoty vlivem silného hvězdného větru a rozsáhlá uskupení temných skvrn ve fotosféře. Příčinou těchto výrazných projevů je zvýšená chromosférická aktivita. Ta pravděpodobně souvisí s vytvářením a rekonfigurací silných magnetických polí v důsledku rychlé rotace a existence rozsáhlé konvektivní zóny.

Pohyb temných skvrn po povrchu složek v důsledku hvězdné rotace je u RS CVn spolu se zákryty hlavním zdrojem proměnnosti. Asi ve 20 % případů hvězda a skvrny nerotují synchronně a jejich oběžné periody se liší. To vede k postupné změně tvaru světelné křivky. Změny hvězdné velikosti (ve V) se pohybují v poměrně velkém rozpětí 0,01-0,6 magnitudy. Pokud je amplituda kolem 0,5 mag způsobena pouze přítomností temných skvrn, naznačuje to, že je jimi pokryta nejméně polovina viditelné polokoule hvězdy.

Prototypem RS CVn hvězd je RS Canum Venaticorum, po které je celá skupina pojmenována. Tato hvězda byla objevena W. Ceraskim v roce 1914 a klasifikována jako zákrytová proměnná. Změny jasnosti mezi zákryty způsobené rotací temných skvrn byly poprvé objeveny v roce 1920, první přesná fotoelektrická pozorování byla provedena v letech 1963 a 1964. První objevenou nezákrytovou RS CVn (proměnnost způsobena pouze temnými skvrnami) byla λ And, objevená v roce 1930 W. Calderem (Sterken & Jaschek 1996).



Fázová světelná křivka XY UMa v letech 1994-1998. Změna tvaru světelné křivky v jednotlivých letech je zřejmě způsobena nesynchronní rotací temných skvrn (Heckert 2012).

Zákrytové proměnné typu W Ursae Majoris (EW)

Těsné zákrytové dvojhvězdy. Světelné změny jsou způsobeny nejen samotnými zákryty, ale také slapovou deformací tvaru složek. Obě minima jsou prakticky stejně hluboká, což naznačuje velmi podobné povrchové teploty obou složek. Oběžné doby jsou krátké, pohybují se v rozpětí 7-24 hodin, amplituda světelných změn nepřesahuje 0,8 magnitudy ve filtru V.

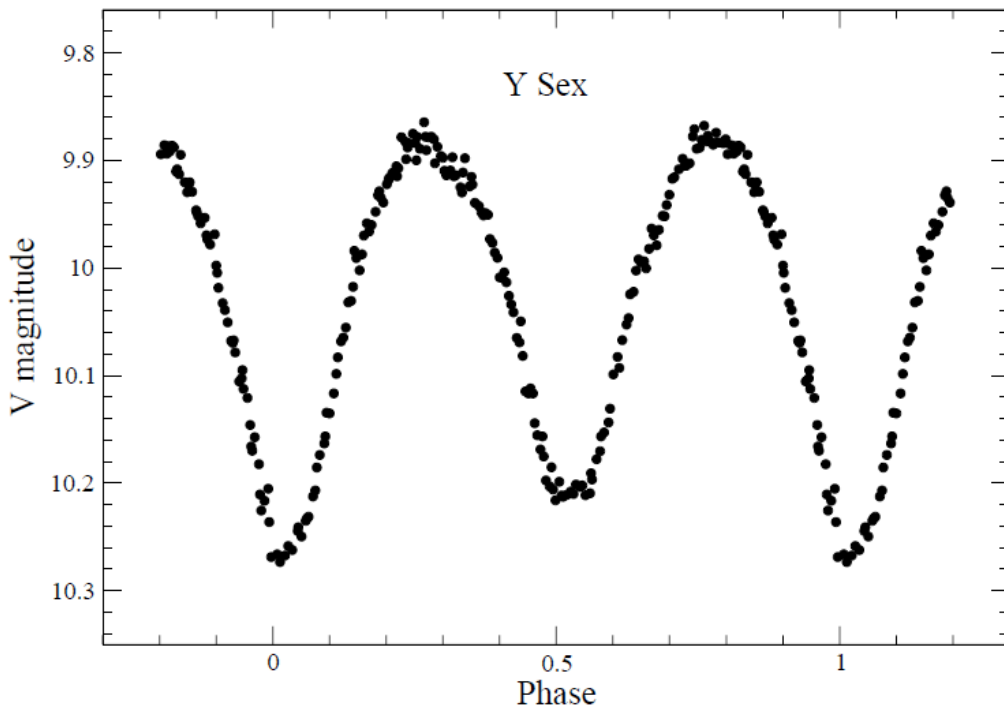
Pokud mají obě složky podobné povrchové teploty, měly by podle standardního modelu pro hvězdy hlavní posloupnosti mít i podobnou hmotnost. V případě EW jsou však hmotnosti jednotlivých složek odlišné, často poměrně výrazně (poměr hmotnosti primární a sekundární složky se pohybuje v rozmezí 0,08 – 0,80). Tento rozpor mezi hmotnostmi složek a jejich povrchovými teplotami se dá vysvětlit tak, že obě složky jsou navzájem v těsném kontaktu a dochází mezi nimi k přenosu hmoty. V jeho důsledku se kolem obou hvězd utváří společná obálka s prakticky konstantní teplotou. Jinými slovy, obě složky EW mají v takovéto situaci vlastně společnou fotosféru. Existují případy, kdy se proces přenosu čas od času přerušuje. Obě složky pak vykazují rozdílnou povrchovou teplotu a primární a sekundární minimum se

výrazněji liší. Tvarem světelné křivky pak takovýto systém přejde do klasifikace EB (β Lyrae).

Existují dvě hlavní podtřídy EW (Sterken & Jaschek 1996):

1. Složkami jsou teplejší hvězdy ranných spektrálních tříd A-F s delší oběžnou dobou. Hlubší minimum způsobuje tranzit (menší složka má nižší povrchovou teplotu).
2. Složky jsou méně hmotné hvězdy pozdějších spektrálních tříd G-K s kratší oběžnou dobou. Hlubší minimum způsobuje zákryt (menší složka má vyšší povrchovou teplotu).

Mnoho EW vykazuje dlouhodobé změny oběžné periody. Předpokládá se, že se jedná o důsledek přenosu hmoty mezi složkami (objevují se také hypotézy spojené se silnou magnetickou aktivitou). Jednoduchý model těchto změn však neexistuje. V současné době známe přes 12 tisíc EW, jejich počet v Galaxii je však mnohem vyšší. Modely předpokládají, že přibližně na každých 500 hvězd hlavní posloupnosti by měla připadat jedna dvojhvězda typu EW.



Fázový diagram Y Sex, perioda 0,42 dne (Mas-Hesse et al. 2003).

Kapitola 2

Dvojhvězdy nízkých hmotností

2.1 Popis

Málo hmotné hvězdy (tedy hvězdy o hmotnosti $0,08 M_{\odot} < M < M_{\odot}$) jsou podle předpovědí teoretických modelů vzniku a vývoje nejpočetnější skupinou hvězd v Galaxii. Lze mezi ně zařadit některé hvězdy hlavní posloupnosti spektrální třídy G, červené trpaslíky spektrálních tříd M nebo K a také většinu bílých trpaslíků. V centru našeho zájmu pak stojí právě červení trpaslíci, tedy hvězdy hlavní posloupnosti o hmotnosti $0,08 M_{\odot} < M < 0,70 M_{\odot}$. Tyto hvězdy by měly tvořit přibližně 70% všech hvězd v Galaxii, pokud se však prostým okem podíváme na noční oblohu, nespatříme ani jedinou. Důvodem je silný výběrový efekt. Známý vztah mezi hmotností a zářivým výkonem hvězd hlavní posloupnosti

$$\frac{L}{L_{\odot}} = \left[\frac{M}{M_{\odot}} \right]^b$$

udává pro červené trpaslíky zářivý výkon přibližně

$$L \approx M^{2,7}$$

a pro hvězdy s hmotností našeho Slunce asi

$$L \approx M^{4,7} .$$

Je tedy vidět, že červení trpaslíci budou mít v závislosti na své hmotnosti zářivý výkon o dva až tři řády menší než Slunce. To znamená, že už v relativně blízkém okolí Slunce budou mít malou hvězdnou velikost (nejbližším červeným trpaslíkem je známá Proxima Centauri a přestože se jedná o Slunci nejbližší hvězdu, její hvězdná velikost je přes 11 magnitud ve vizuálním oboru) a budou přesvíceny vzdálenějšími, ale hmotnějšími hvězdami. Ve větších vzdálenostech pak budou tyto hvězdy pozorovatelné jen velkými dalekohledy.

Do nedávné doby tak bylo známo jen relativně málo exemplářů, přesné fyzikální charakteristiky těchto hvězd tedy zůstávaly nejisté. S velkým rozvojem pozorovací techniky a nástupem globálních přehlídkových projektů v posledních letech však nalezených hvězd tohoto typu rychle

přibývá a dostává se jim zvýšeného zájmu ze strany astronomů. Určením jejich přesných fyzikálních charakteristik totiž můžeme potvrdit a zpřesnit (nebo také vyvrátit) platnost dosavadních teoretických modelů hvězdné stavby a evoluce.

Jak bylo zmíněno v předešlé kapitole, nejlepším způsobem, jak získat důležité fyzikální informace o nějaké hvězdě, je pozorovat ji ve společné interakci s jinou hvězdou. Zejména pokud spolu tvoří zákrytový systém. V případě červených trpaslíků pak hlavní roli hrají zákrytové dvojhvězdy složené ze dvou těchto málo hmotných hvězd. U dvojhvězd, kde červený trpaslík je ve společnosti mnohem jasnějšího průvodce jsou totiž přesná pozorování v důsledku špatného kontrastu jen obtížně proveditelná. Výše zmíněným systémům se říká dvojhvězdy nízkých hmotností, anglicky LMB (low mass binaries) a jedná se o poměrně novou třídu mezi zákrytovými dvojhvězdami.

2.2 Historie pozorování

Do roku 1998 byly známy pouze dvě takovéto dvojhvězdy, CM Dra (Lacy 1977) a YY Gem (Leung & Schneider 1978). S nástupem plošných přehlídek oblohy a nových vyhledávacích algoritmů (zejména OGLE, ASAS a NSVS) však přibylo v posledních letech mnoho dalších, u většiny z nich však byly fyzikální charakteristiky určeny s nejistotou větší než 3% (jsou tedy nevhodné pro porovnání s teoretickými modely) nebo zatím nebyly určeny vůbec.

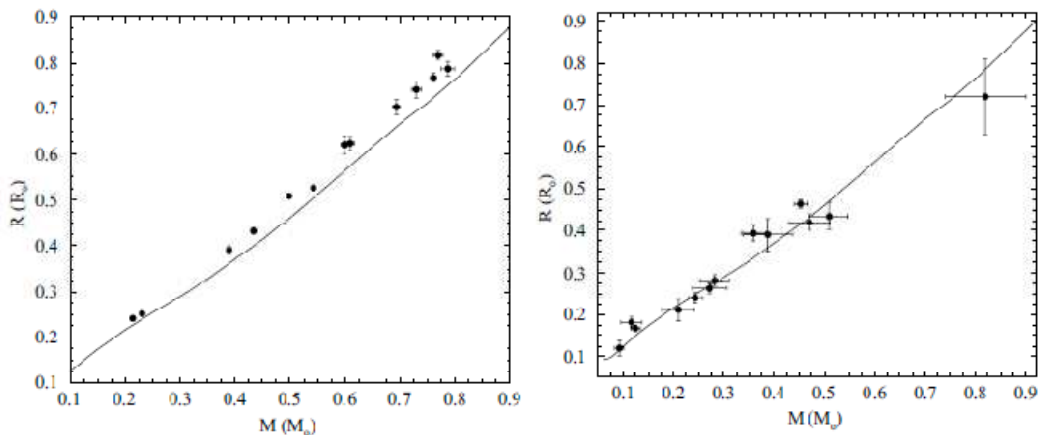
I u těch několika, které se pro porovnání hodí, však nedostáváme zcela dobrou shodu mezi teoreticky předpovídanými a skutečně zjištěnými fyzikálními parametry. Pozorovaný zářivý výkon s ohledem na hmotnost hvězdy se sice s teoretickými modely shoduje, poloměry hvězd jsou však průměrně o 10% větší a pozorované efektivní povrchové teploty vychází přibližně o 5% menší.

2.3 Rozpor s teoretickými modely

Důvody pro existenci tohoto rozporu nejsou zatím přesně známy. Existuje však několik slibně vyhlížejících hypotéz. Dvě z nich se rozpor snaží vysvětlit pomocí zvýšené hvězdné aktivity:

1. Na obě složky (LMB jsou těsné, ale oddělené dvojhvězdy) působí vzájemné slapové síly. Ty nutí obě hvězdy k synchronní rotaci vzhledem ke své oběžné periodě. Protože všechny dosud známé

LMB mají oběžné periody menší než 10 dní, také jejich rotační periody by měly být menší než 10 dní. Z teoretických modelů hvězdné stavby vyplývá, že červený trpaslík s takto rychlou rotací by měl generovat poměrně silné magnetické pole. To naznačují také pozorování, ze kterých plyne, že většina objevených LMB je silnými zdroji rentgenového záření a vykazuje emisní spektrum s čarami H_{α} , což jsou typické příznaky magnetickým polem vybuzevané hvězdné aktivity. Silné magnetické pole může významným způsobem ovlivňovat i fyzikální procesy probíhající v nitru hvězdy. Může např. způsobit utlumení aktivit v její konvektivní zóně a narušit tak přenos energie směrem k povrchu (Feiden & Chaboyer 2013). V rámci kompenzace by pak mohlo dojít ke zvětšení poloměru (a tím i vyzařujícího povrchu) hvězdy. Důkladnější studium tohoto mechanismu zatím ukazuje, že by mohl být dostatečně efektivní pro objasnění pozorovaných rozdílů v efektivní povrchové teplotě a hvězdném poloměru, bohužel nejspíše jen pro hvězdy hmotnější než $0,6 M_{\odot}$ (Chabrier et al. 2007, Feiden & Chaboyer 2014).



Vlevo: Závislost velikosti poloměrů několika LMB s přesně určenými parametry na jejich hmotnosti, souvislá čára je klasická modelová isochrona (1Gyr, Baraffe et al. 1998). Je patrné, že tyto poloměry jsou o 10-20% větší než jejich predikce.

Napravo: Stejná závislost pro samostatně málo hmotné hvězdy bez slapových jevů podporujících vznik silného magnetického pole. Tyto hvězdy vykazují lepší shodu s předpovědí (ale větší nejistotu v určení jednotlivých parametrů).

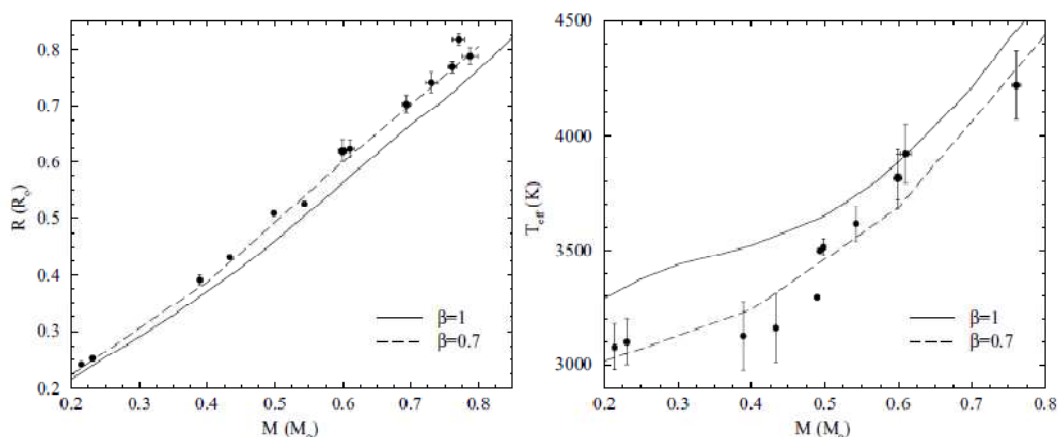
Zdroj: Stassun et al. 2009

2. Na povrchu obou složek se předpokládá přítomnost velkého množství chladnějších temných skvrn. Rozpory ve velikosti poloměru a efektivní povrchové teploty se pak dají jednoduše vysvětlit jako důsledek zákona zachování energie.

Můžeme zavést modifikovaný zářivý výkon podle vztahu

$$L' = (1 - \beta) 4\pi R'^2 \sigma T'_{ef}{}^4 ,$$

kde R' je nová hodnota poloměru, T'_{ef} nová hodnota efektivní povrchové teploty a β je koeficient určující snížení zářivého výkonu v důsledku pokrytí určité části povrchu hvězdy temnými skvrnami. Protože platí zákon zachování energie, musí se $L \approx L'$ a pro hodnoty R' a T'_{ef} získané z pozorování pak vychází koeficient $\beta \approx 0,3$. Pokud budeme uvažovat teplotní rozdíl mezi skvrnami a jejich okolím standardních 15 % (pro běžného červeného trpaslíka to znamená teplotní rozdíl přibližně 500 K), musí být v takovém případě skvrnami pokryto více než 50% povrchu. Pro případ rovnoměrného pokrytí (to se neprojevuje nepravidelnými změnami ve světelné křivce) pak dostáváme další potenciálně vhodný mechanismus k vysvětlení pozorovaných nesrovnalostí (Ribas et al. 2008, Jackson & Jeffries 2013).



Vlevo: Nové modelové isochrony (Chabrier et al. 2007) zohledňující přítomnost silných magnetických polí a temných skvrn ($\beta=1$ je bez skvrn, $\beta=0,7$ je 30% pokrytí) pro závislost hmotnost-poloměr vybraných LMB.

Napravo: Stejná závislost, tentokrát pro vztah mezi hmotnostmi a efektivní teplotou.

V obou případech je vidět lepší shoda s předpovědí.

Zdroj Stassun et al. 2009

Existuje ještě další hypotéza, tentokrát nespádající mezi jevy spojené s hvězdnou aktivitou. Existují studie většího množství samostatných červených trpaslíků, které naznačují významný vztah mezi jejich pozorovanými poloměry a jejich metalicitou (Berger 2006). Z nich je možné vyvozovat, že rozdíly v poloměrech a teplotách by mohly být

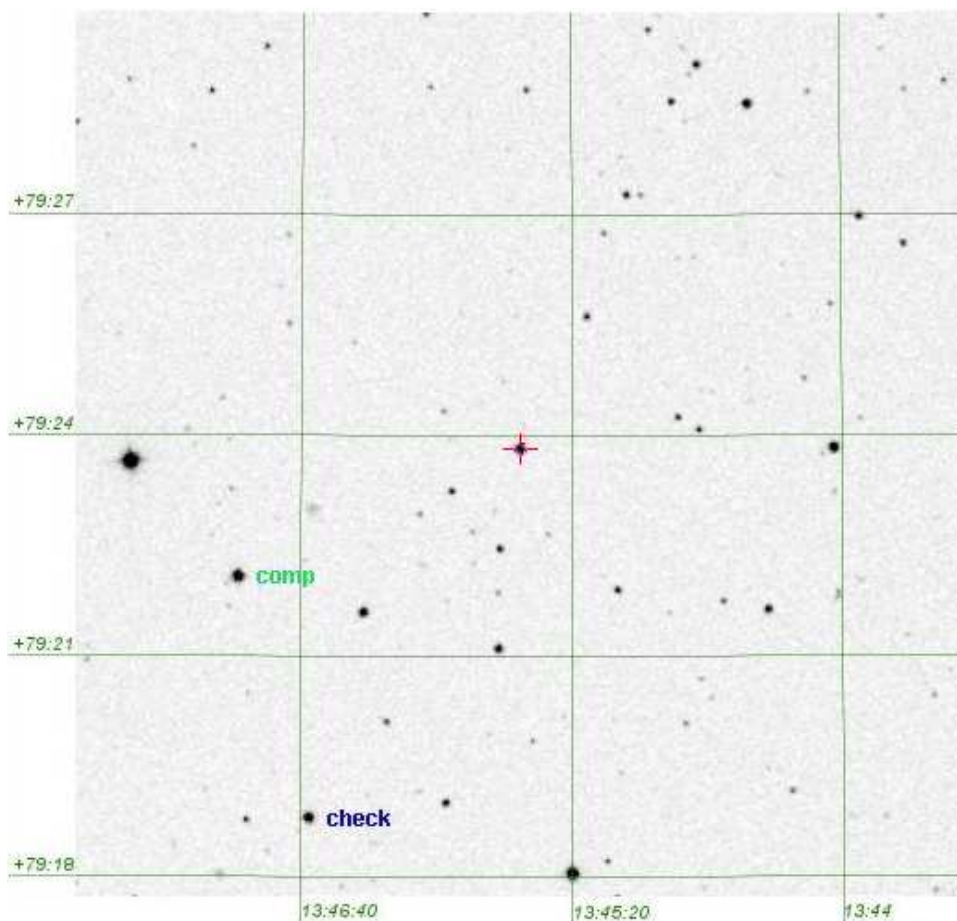
způsobeny právě rozdílnou metalicitou (a v jejím důsledku ovlivněnou opacitou) jednotlivých hvězd.

Máme zde tedy tři možné mechanismy, které mohou objasnit rozpor mezi teoreticky odvozenými a skutečně pozorovanými parametry málo hmotných hvězd. Jako nejpravděpodobnější se v případě složek tvořících LMB jeví kombinace prvních dvou. Tedy utlumení aktivity v konvektivní vrstvě a výskyt množství rovnoměrně rozložených temných skvrn, oba jevy způsobené zvýšenou magnetickou aktivitou v důsledku rychlé rotace složek. Samostatné hvězdy pak vykazují oproti modelům menší odchylky a jejich nejpravděpodobnějším vysvětlením je odlišná metalicita. Kvůli relativně velkým nejistotám v určení fyzikálních parametrů zde však mohou hrát roli také chyby měření nebo špatné určení jejich stáří (Boyajian et al. 2012). Značným přínosem pro porozumění vnitřní stavby málo hmotných hvězd a ověření jednotlivých hypotéz by mohlo být studium vnitřního rozložení hmoty pomocí měření konstanty vnitřní struktury k_2 (Kopal 1978). S přesností 1% lze pozorovat stáčení přímky apsid např. u LMB s velkou excentricitou KOI-126 (Carter et al. 2011).

Je potřeba dodat, že ke každé ze zmíněných hypotéz existují také protiargumenty. Např. studie, které zmiňované rozpory s teorií vůbec nenaznačují nebo pozorování jednotlivých hvězd, které sice rozpory vykazují, ale do žádné z hypotéz přesně nezapadají. Jednou z hlavních příčin těchto nesrovnalostí je prostý fakt, že stále ještě neexistuje dostatek pozorování a studií. Dostupný vzorek málo hmotných hvězd není dostatečně velký na to, aby mohl být považován za reprezentativní. To je jeden z hlavních důvodů, proč se v poslední době na vyhledávání a studium těchto hvězd soustředí pozornost mnoha astronomů. A je to také důvod, proč se málo hmotnou dvojhvězdou NSVS 1031772 zabývá i tato bakalářská práce.

Kapitola 3

NSVS 1031772



Obr. 1: Zorné pole s NSVS 1031772 (označena červeným křížem), zdroj Digitized Sky Survey.

V úvodu zmíním, že všechny následující informace o této dvojhvězdě jsou převzaty z článku López-Morales et al. 2006, *NSVS01031772: A New 0.50 + 0.54 M_{\odot} detached Eclipsing Binary*. Charakteristiky této dvojhvězdy, určené na základě vlastního pozorování, jsou uvedeny v další kapitole.

3.1 Popis

Tato dvojhvězda byla jako LMB klasifikována v roce 2006, na základě analýzy dat z databáze Northern Sky Variability Survey (NSVS). Jako vhodný kandidát byla vybrána pomocí vyhledávacích algoritmů na základě své krátké oběžné doby ($P \approx 0,368$ dne), délky zákrytu (přibližně 16% z celé fáze) a efektivní povrchové teploty s maximem vyzařování v červené a blízké IR oblasti. Následná spektroskopická a fotometrická pozorování pak potvrdila, že se skutečně jedná o zákrytovou dvojhvězdu nízké hmotnosti.

Souřadnice pro J2000 jsou $\alpha=13^{\text{h}}45^{\text{m}}35^{\text{s}}$ a $\delta=79^{\circ}23'48''$, světelné elementy byly určeny jako

$$T_{\min, I} = HJD\ 2453456,6796(2) + 0,3681414(3) E.$$

Fázový rozdíl mezi primárním a sekundárním minimem byl určen

$$\Delta\varphi = 0,4989 \pm 0,0027 ,$$

což naznačuje téměř kruhovou oběžnou dráhu. Obě složky vykazují synchronní rotaci a mají skoro dokonale sférický tvar.

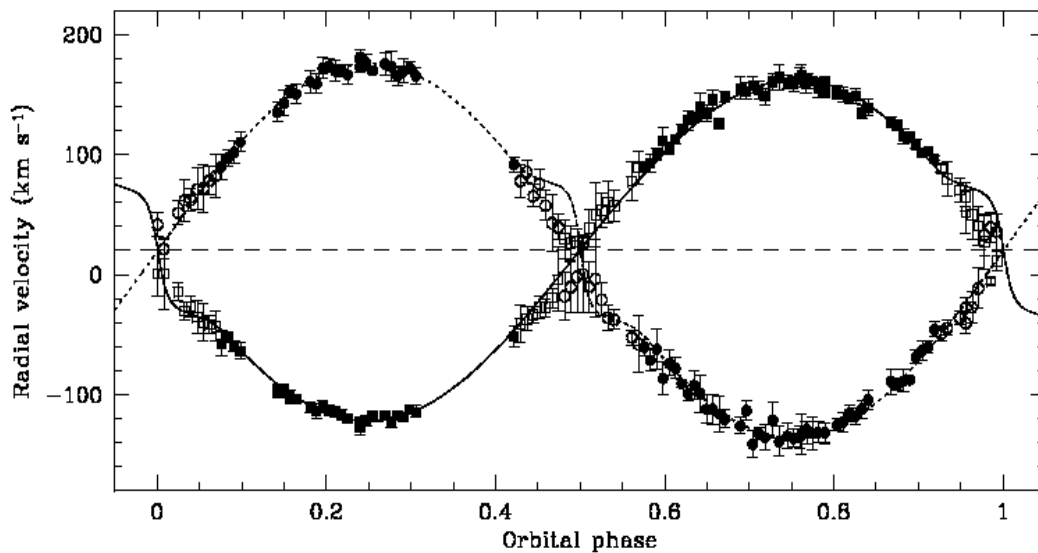
Na základě stanovených absolutních hvězdných velikostí a s ohledem na předpokládanou mezihvězdnou extinkci (viz <http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/DUST>) byla vzdálenost NSVS 1031772 určena jako $d \approx 60$ pc. Protože se dvojhvězda nenachází v žádné známé hvězdokupě nebo asociaci, bylo stáří složek odhadnuto na základě prostorové rychlosti. Analýza jejích složek ukázala, že dvojhvězda patrně leží v oblasti galaktické roviny a je součástí starší populace galaktického disku. Dá se tedy předpokládat, že obě složky se vývojově nachází ve stádiu hlavní posloupnosti, a že jejich metalicita je podobná té sluneční.

Zjištěné parametry byly porovnány s vhodnými teoretickými modely pro málo hmotné hvězdy hlavní posloupnosti (Baraffe et al. 1998, Siess 2000). Stejně jako u jiných LMB, i v tomto případě modely předpokládají o více než 10% menší poloměry a o 4% vyšší efektivní povrchové teploty obou složek. Naopak pozorovaný zářivý výkon se v rámci nejistoty dobře shoduje s tím předpokládaným.

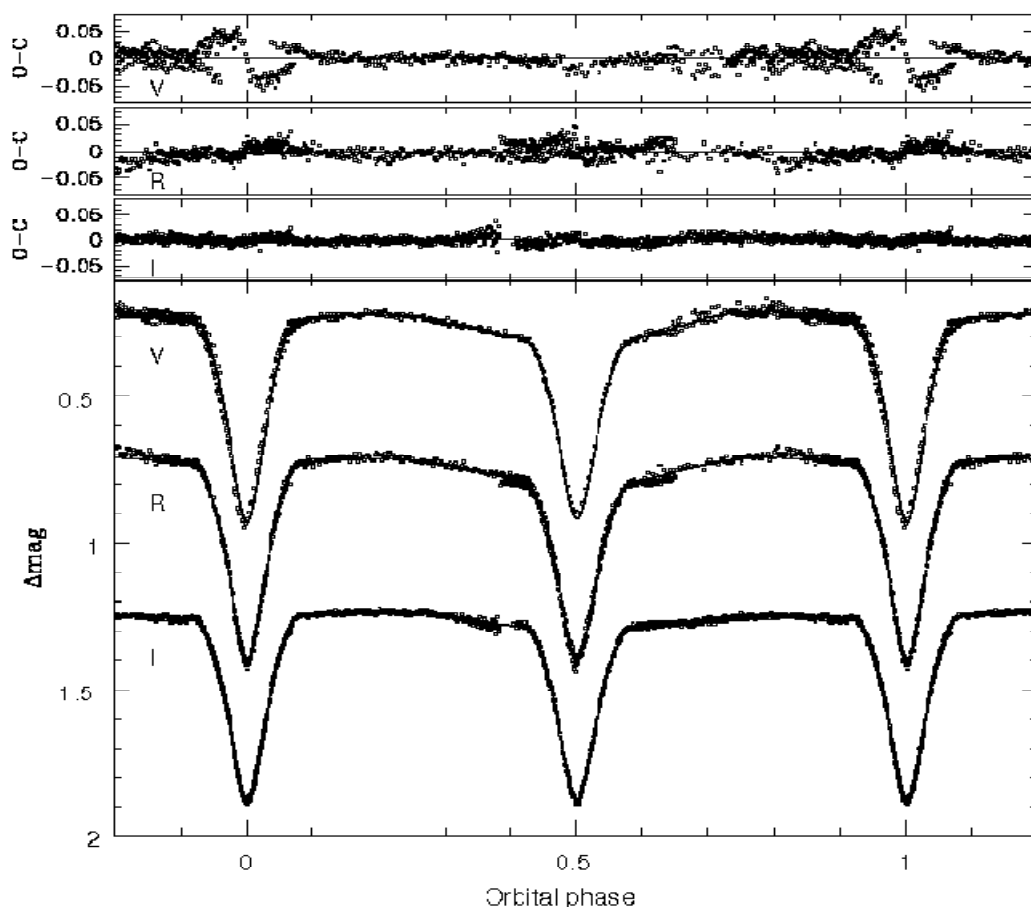
3.2 Význam

Máme zde relativně novou zákrytovou dvojhvězdu, jejíž složky tvoří červení trpaslíci s hmotností 0,54 a 0,50 M_{\odot} . Nepochybně tedy patří do

kategorie LMB a lze ji výhodně využít k dalšímu testování nejnovějších teoretických modelů vnitřní stavby málo hmotných hvězd. Poloměry a hmotnosti byly v Lopez-Morales et al. 2006 určeny s nejistotou menší než 1% . Pokud nejsou tyto výsledky zatíženy nějakou výraznější chybou, představuje NSVS 1031772 jednu z mála LMB v daném hmotnostním intervalu, které jsou vhodné pro další studium a testování. Jedná se tedy o významný astronomický objekt, jehož podrobné studium může přinést důležité poznatky o stavbě a vývoji málo hmotných hvězd a dopomoci tak k vyřešení rozporu mezi předpovídanými a skutečně pozorovanými velikostmi poloměrů a efektivních povrchových teplot.



Obr. 2: Křivka radiálních rychlostí NSVS 1031772 (Lopez-Morales et al. 2006).



Obr. 3: Světelné křivky NSVS 1031772 ve filtrech V, R a I (Lopez-Morales et al. 2006).

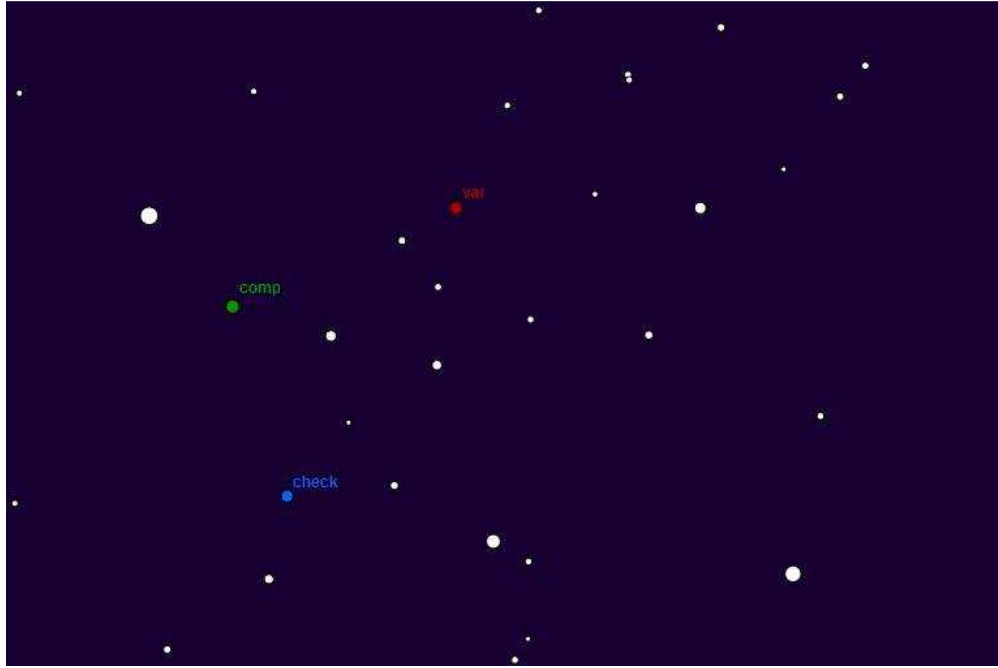
Kapitola 4

Zpracování a analýza dat

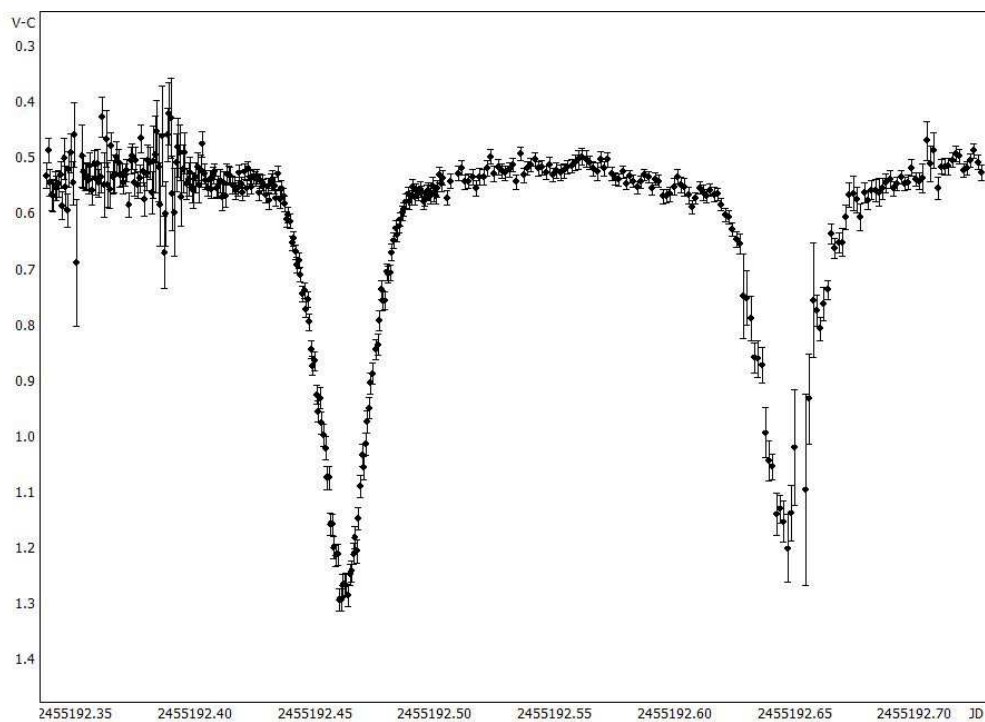
4.1 Zpracování snímků

Vlastním materiálem pro tuto část práce se stala fotometrická data získaná ze snímků, které byly pořízeny během 4 nocí pomocí 60 cm teleskopu (typ Newton, ohnisková vzdálenost 2,78 m, CCD kamera ST-8 s čipem KAF-1600) umístěného v observatoři MU na Kraví hoře ($16^{\circ} 35' 0,53''$ v.d. a $49^{\circ} 12' 15,88''$ s.š. , nadmořská výška 304 m). Celkem se jedná o více než 1000 CCD snímků ve filtrech V a R (systému *UBVRI*) a k nim příslušné série dark framů a flat fieldů.

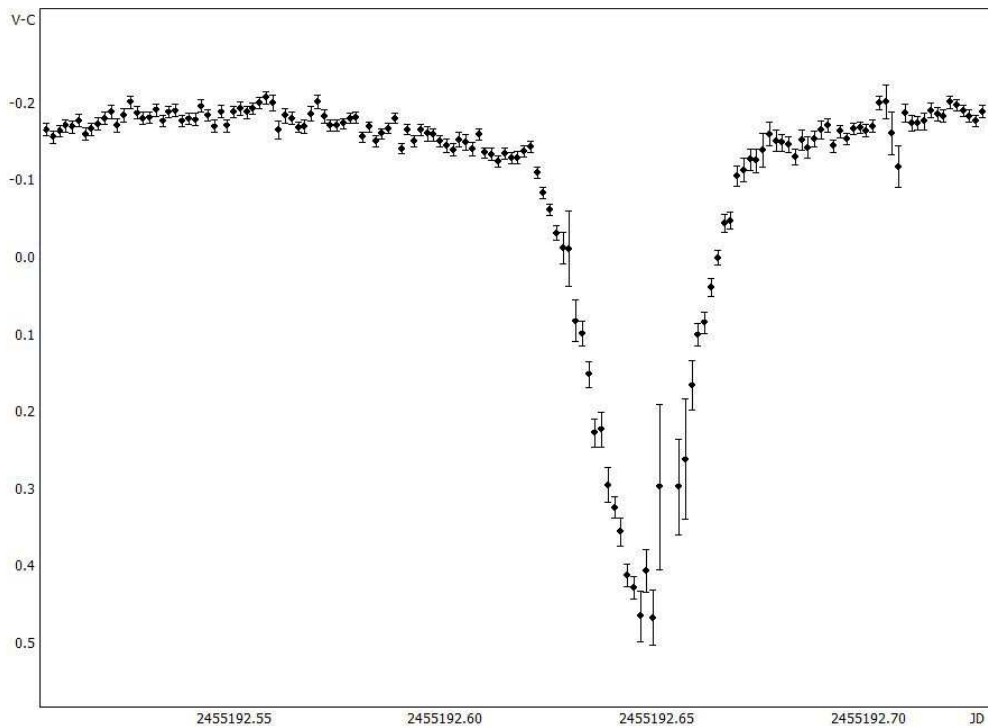
Pro jejich komplexní fotometrické zpracování byl použit program C-Munipack (autor David Motl). V tomto programu byly nejprve vytvořeny tzv. master dark framy (kombinace všech dark framů se stejnou expoziční dobou a teplotou čipu) a master flat fieldy (kombinace všech flat fieldů ve stejném filtru, opravených o master dark frame příslušný jejich expoziční době). Snímky v obou filtrech pak byly opraveny nejprve odečtením příslušného master dark framu a poté podělením o příslušný master flat field. Na takto upravených snímcích byly dále určeny středy jednotlivých hvězd a ztotožněny jejich pozice. Na závěr byla provedena vlastní aperturní fotometrie podle vhodně zvolené srovnávací (tedy v časovém rámci pozorování neproměnné) hvězdy. Pro ověření neměnnosti srovnávací hvězdy byla vybrána ještě jedna další, tzv. kontrolní hvězda (viz. Obr. 4). Výsledkem jsou světelné křivky NSVS 1031772 pro každou z pozorovacích nocí v obou výše zmíněných filtrech. Jejich ukázka je na Obr. 5 a 6.



Obr. 4: Jeden z upravených CCD snímků, připravený pro fotometrickou analýzu v programu C-Munipack. NSVS 1031772 je označena červeně. Jako srovnávací (zelená) a kontrolní (modrá) byly vybrány stejné hvězdy jako v práci Lopez-Morales et al. 2006 (viz Obr. 1).



Obr. 5: Světelná křivka NSVS 1031772 ve filtru V. Byla pořízena v noci z 26. na 27. prosince 2009, kdy bylo pořízeno největší množství snímků a byla pokryta obě minima.



Obr. 6: Světelná křivka ze stejné noci, tentokrát ve filtru R. Kvalita snímků v tomto filtru je obecně horší a bylo jich pořízeno méně. Během žádné z nocí nebyly ve filtru R pozorovány obě minima.

4.2 Světelná křivka, O-C diagram

K hodnotám získaným vlastním pozorováním bylo přidáno několik desítek tisíc fotometrických měření NSVS 1031772 z externích zdrojů. Jedná se o další pozorování na observatoři MU na Kraví hoře, fotometrii pomocí 65 cm teleskopu na observatoři AÚ Ondřejov a také o snímky pořízené Ladislavem Šmelcerem s pomocí 35 cm dalekohledu na hvězdárně ve Valašském Meziříčí (viz Tab. 1). Se znalostí okamžiku primárního minima a periody (viz Kapitola 3) byla jednotlivá pozorování poskládána do fázové světelné křivky. Při tom vyšly najevo jisté nesrovnalosti a bylo tedy nutné sestavit závislost O-C. Protože v případě NSVS 1031772 jsou obě minima symetrická, mohlo být k jejich určení použito metody Kwee-van Woerden, v tomto konkrétním případě byl použit program AVE (autor Rafael Barberá). Výsledný O-C diagram je na Obr. 5, jednotlivé hodnoty pak v Tab. 2.

zdroj	počet měření	Filtr (UBVRI)
MUO	1000	V
MUO	900	R
OND	1300	V
OND	3400	R
VM	6500	V
VM	6500	R

MUO ... observatoř MU na Kraví Hoře

OND ... observatoř AÚ v Ondřejově

VM ... hvězdárna Valašské Meziříčí

Tab. 1: Fotometrická měření.

HJD minima (-2400000)	epocha	O-C	zdroj
53473,98266	47	0,00041	Lopez-Morales
53478,95221	61	0,00006	Lopez-Morales
53480,79303	66	0,00017	Lopez-Morales
53490,91543	93	-0,00132	Lopez-Morales
53492,94171	99	0,00017	Lopez-Morales
53493,86213	101	0,00025	Lopez-Morales
53520,73664	174	0,00044	Lopez-Morales
53916,85669	1250	0,00034	Lopez-Morales
53917,77661	1253	-0,00009	Lopez-Morales

54278,37136 ± 0,00003	2232	0,00016	OND
54532,38948 ± 0,00027	2922	0,00071	OND
54581,35101 ± 0,00020	3055	-0,00057	OND
54840,52228 ± 0,00005	3759	-0,00084	OND
55192,46402 ± 0,00008	4715	-0,00228	MUO
55231,48646 ± 0,00009	4821	-0,00283	MUO
55255,41581 ± 0,00017	4886	-0,00267	OND
55260,56976 ± 0,00005	4900	-0,00270	OND
55617,29724 ± 0,00017	5869	-0,00424	MUO
55620,61036 ± 0,00011	5878	-0,00439	MUO
55759,39917 ± 0,00003	6255	-0,00489	OND
55849,22537 ± 0,00005	6499	-0,00519	OND
55963,71665 ± 0,00005	6810	-0,00588	OND
56073,42223 ± 0,00007	7108	-0,00644	OND
56115,39026 ± 0,00008	7222	-0,00653	OND
56366,46141 ± 0,00003	7904	-0,00782	OND
56493,46981 ± 0,00009	8249	-0,00821	OND
56654,34679 ± 0,00007	8686	-0,00901	OND
56666,49554 ± 0,00011	8719	-0,00893	OND
56673,49008 ± 0,00003	8738	-0,00907	OND
56683,42998 ± 0,00006	8765	-0,00900	OND
56684,53224 ± 0,00002	8768	-0,01116	VM
56713,61738 ± 0,00003	8847	-0,00919	OND
56728,34172 ± 0,00014	8887	-0,01050	VM
56742,33099 ± 0,00007	8925	-0,01061	VM
56747,48621 ± 0,00009	8939	-0,00936	OND
56799,39387 ± 0,00005	9080	-0,00964	OND

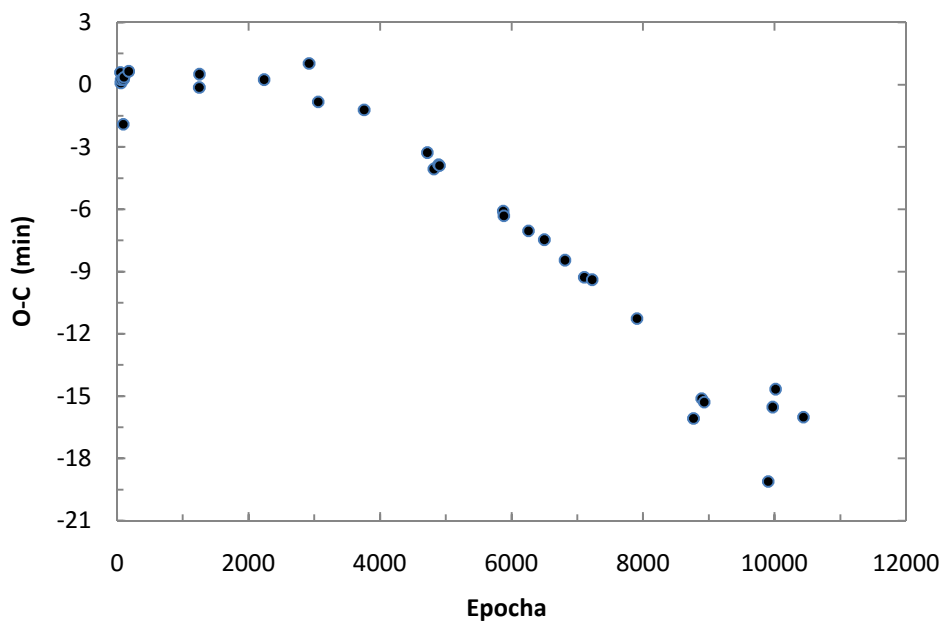
$56827,37257 \pm 0,00006$	9156	-0,00970	OND
$56878,54397 \pm 0,00017$	9295	-0,00994	OND
$57089,48817 \pm 0,00002$	9868	-0,01076	OND
$57100,52991 \pm 0,00020$	9898	-0,01327	VM
$57125,56600 \pm 0,00005$	9966	-0,01079	VM
$57142,50111 \pm 0,00004$	10012	-0,01019	VM
$57298,59214 \pm 0,00008$	10436	-0,01111	VM

MUO ... observatoř MU na Kraví Hoře

OND ... observatoř AÚ v Ondřejově

VM ... hvězdárna Valašské Meziříčí

Tab. 2: Určené okamžiky minim.



Obr. 5: O-C diagram.

Závislostí by mohla být sinusoida, nicméně bez hodnot převzatých z Lopez-Morales et al. 2006 se hodnoty určené v rámci této práce dají vhodně korigovat pomocí proložení obecnou přímkou. Její rovnice je:

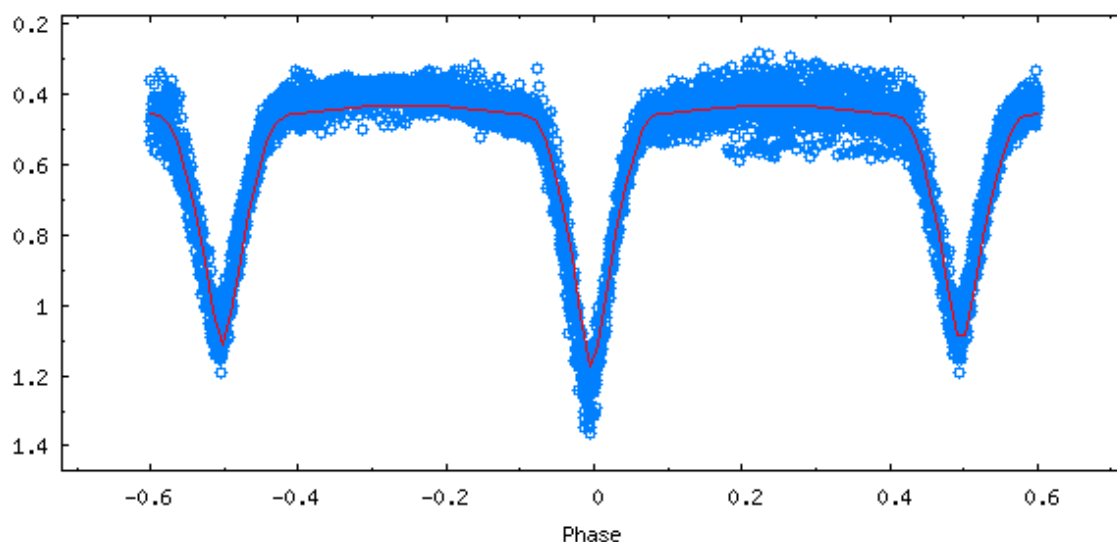
$$y = (-1,63 \pm 0,05) \cdot 10^{-6} x + (0,0050 \pm 0,0003)$$

Po přičtení její směrnice k hodnotě periody (byla převzata hodnota z Lopez-Morales) a přičtení jejího absolutního členu k okamžiku primárního minima (to bylo stanoveno jako hodnota nejbližší těžišti vlastní O-C datové řady) poté vychází:

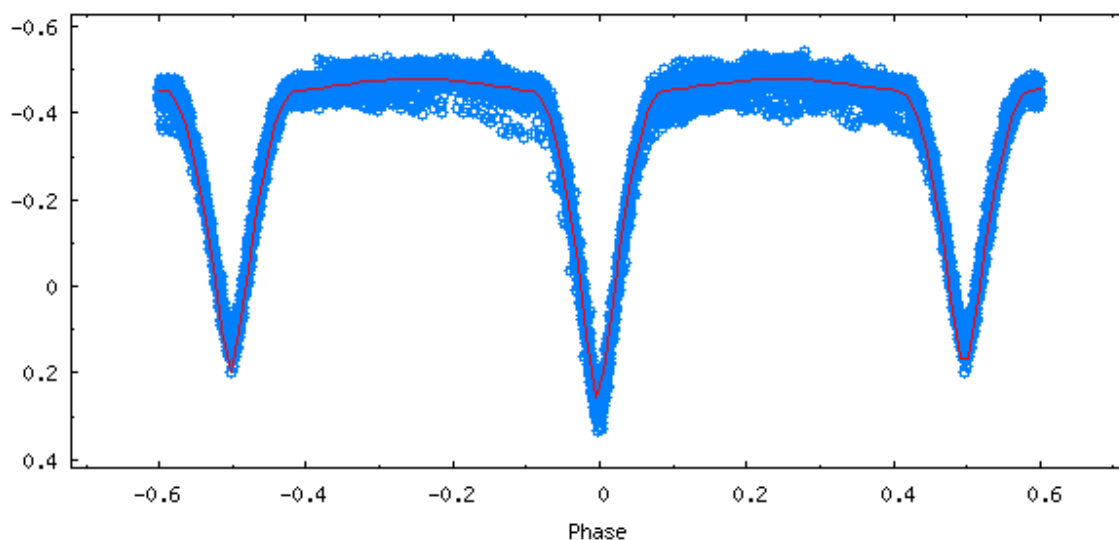
$$T_{\min I} = HJD\ 2455759,4042(3) + 0,36813977(5) E.$$

4.3 Určení fyzikálních parametrů

Opravené hodnoty světelných elementů byly použity pro konstrukci nové fázové křivky. Ta pak byla využita k získání fyzikálních parametrů systému NSVS 1031772 pomocí programu PHOEBE (Physics Of Eclipsing BinariEs, autor Andrej Prša a kol.). Tento program dokáže na základě známého WD (Wilson-Devinney) kódu efektivně modelovat fyzikální parametry zákrytových dvojhvězd nejrůznějších typů na základě jejich světelné křivky, případně křivky radiálních rychlostí. Výsledné fázové světelné křivky pro oba filtry včetně proložení modelovou křivkou jsou na Obr. 6 a Obr. 7.



Obr. 6: Fázový diagram ve filtru V proložený modelovanou křivkou programu PHOEBE.



Obr. 7: Modelovaná křivka, tentokrát pro filtr R.

Při modelování bylo využito některých poznatků z práce Lopez-Morales (model oddělené dvojhvězdy, zanedbání efektu zčervenání, odhad vzdálenosti mezi složkami, poměr hmotností a nastavení nulové hvězdné velikosti). Po zadání upravených hodnot pro periodu a okamžik primárního minima byly předběžně určeny hodnoty gravitačního potenciálu a luminozity. Pro nepřiliš dobrou shodu bylo nutné gravitační potenciál dále upřesnit, také byla určena nulová hodnota pro albedo a gravitační zjasnění. Dále byly upřesněny hodnoty pro vzdálenost složek, poměr hmotností a inklinaci systému. Ke zlepšení shody s pozorovanými křivkami přispělo také zahrnutí okrajového ztemnění. Jeho koeficienty byly programem určeny jako $x_1(V) = 0,912$; $y_1(V) = 0,331$ a $x_1(R) = 0,792$; $y_1(R) = 0,753$. Toto určení je na základě logaritmického modelu a s využitím Van Hammeových koeficientů. Nakonec byly ještě znovu upřesněny hodnoty potenciálů a luminozity a také určeny povrchové teploty. Pro určení závěrečných hodnot modelovaných veličin bylo učiněno přibližně deset iterací, kritériem byla zřetelná konvergence a minimální hodnota X^2 .

Nejdůležitější fyzikální parametry NSVS 1031772 učené v programu PHOEBE jsou uvedeny v Tab. 3. V této tabulce jsou také pro srovnání uvedeny hodnoty určené v práci Lopez-Morales et al. 2006. Na rozdíl od modelování provedeného v této práci zde nebyla k dispozici křivka radiálních rychlostí. Proto nebylo v programu PHOEBE možné přesně stanovit nejistoty jednotlivých parametrů. Na základě rozdílů mezi závěrečnými iteracemi se však tyto nejistoty dají alespoň odhadnout. Pro uvedené hodnoty nepřesáhly 3%.

	Tato práce		Lopez- Morales	
	složka 1	složka 2	složka 1	složka 2
hmotnost (M_o)	$M_1 \approx 0,54(1)$	$M_2 \approx 0,50(1)$	$M_1 \approx 0,54(1)$	$M_2 \approx 0,50(1)$
efektivní povrchová teplota (K)	$T_{1,ef} \approx 3540(60)$	$T_{2,ef} \approx 3510(50)$	$T_{1,ef} \approx 3620(70)$	$T_{2,ef} \approx 3510(30)$
poloměr (R_o)	$R_1 \approx 0,56(2)$	$R_2 \approx 0,54(2)$	$R_1 \approx 0,53(1)$	$R_2 \approx 0,51(1)$
log g (cgs)	4,68(5)	4,62(4)	4,73(1)	4,72(1)
absolutní bolometrická hvězdná velikost (mag)	$M_{1,bol} \approx 8,3(2)$	$M_{2,bol} \approx 8,2(2)$	$M_{1,bol} \approx 8,1(3)$	$M_{2,bol} \approx 8,3(1)$
vzdálenost (R_o)	$a \approx 2,19(2)$		$a \approx 2,19(1)$	

$$M_o = 1,9891 \cdot 10^{30} \text{ kg} \quad R_o = 6,96342 \cdot 10^5 \text{ km}$$

Tab. 3: Hlavní fyzikální parametry systému NSVS 1031772

Stejně jako v Lopez-Morales byla během modelování fixována rotace obou složek jako synchronní a excentricita jako nulová (kruhová oběžná dráha). U obou složek byla také předpokládána solární metalicita. Inklinace systému podle Lopez-Morales vychází $i \approx 86^\circ$, což je méně než zde modelovaných 88° . U většiny parametrů z Tab. 2 je vidět dobrá shoda s citovaným zdrojem, výjimku tvoří poloměry a efektivní povrchová teplota první složky. Zde se dá rozdíl vysvětlit tím, že v práci Lopez-Morales (2006) byla do modelu zahrnuta také přítomnost temných skvrn na jejím povrchu, v této práci do modelu žádné skvrny zahrnuté nebyly.

Kapitola 5

Závěr

Během čtyř nocí bylo získáno více než 1000 CCD snímků zákrytové dvojhvězdy NSVS 1031772. Ta se řadí do zajímavé kategorie tzv. dvojhvězd nízké hmotnosti (Low Mass Binaries – LMB). Získané snímky byly fotometricky zpracovány a byla z nich vytvořena světelná křivka. Do té bylo rovněž zakomponováno několik desítek tisíc pozorování z externích zdrojů. Určené okamžiky primárního minima byly použity ke konstrukci O-C diagramu pokrývajících období více než 10 let. S pomocí tohoto diagramu byly opraveny původní světelné elementy převzaté z práce Lopez-Morales et al. 2006 a jejich nové hodnoty použity k sestavení fázové světelné křivky. Ta byla poté využita k určení základních fyzikálních parametrů dvojhvězdy pomocí programu PHOEBE. Výsledné hodnoty poměrně dobře odpovídají těm určeným v Lopez-Morales et al. 2006.

Proložení modelovou křivkou mohlo být ještě lepší, zde by určitě pomohlo korelovat hodnoty jasností mezi minimy pro jednotlivé sady měření. I tak lze očekávat určitý rozptyl, protože jednotlivá měření pokrývají periodu několika let, během kterých se mohou mírně měnit hodnoty některých veličin (např. poloměru v důsledku hvězdné aktivity). Je potřeba vzít také v úvahu, že program PHOEBE primárně předpokládá souběžné modelování pomocí světelné křivky a křivky radiálních rychlostí. V modelu z Lopez-Morales et al. 2006 byly také zahrnuty temné skvrny, protože jejich výskytu napovídá tvar světelné křivky. Takto komplexní modelování však vyžaduje nejen čas, ale hlavně zkušenosti a je nad rámec této bakalářské práce.

O-C diagram sice ve své větší části (HJD 254278,37136-2457298,59214) vykazuje lineární závislost, pokud však vezmeme v potaz i hodnoty z práce Lopez-Morales et al. 2006, ukazuje se, že by se mohlo jednat o sinusoidální trend. To by naznačovalo kolísání periody systému NSVS 1031772 v dlouhodobých cyklech, nejspíše vlivem přítomnosti třetího objektu s dobou oběhu větší než 10 let. Bylo by tedy vhodné tuto dvojhvězdu i nadále sledovat pro případné potvrzení či vyvrácení této možnosti.

Literatura

- Bahyl, V., Pikler, J., Kreiner, J. M., 1979, Acta Astron, 29, 393
- Baraffe, I., et al., 1998, A&A, 337, 403
- Berger, E., 2006, ApJ, 648, 629
- Boyajian, T. S., et al., 2012, ApJ, 757, 112
- Carter, J. A., et al. 2011, Science, 331, 562
- Feiden, G. A. & Chaboyer, B., 2014, ApJ, 786, 53
- Feiden, G. A., 2015, ASPC, 496, 137
- Heckert, P. A., 2012, JAD, 18, 5
- Chabrier, G., et al., 2007, A&A, 472, L17
- Jackson, R. J. & Jeffries, R. D., 2013, MNRAS, 431, 1883
- Kopal, Z., 1978, Astrophysics and Space Science Library, Vol. 68, Dynamics of close binary systems
- Lacy, C. H., 1977, ApJ, 218, 444
- Leung, K.-C. & Schneider, D. P., 1978, AJ, 83, 618
- López-Morales, M., et al., 2006, submitted to ApJ, astro-ph/0610225
- Mas-Hesse, J. M., et al., 2003, A&A, 411, L26
- Mikulášek, Z., Krtička, J., "Základy fyziky hvězd", ÚTFA PřF MU, Brno, 2005
- Prša, A., "PHOEBE Scientific Reference", Dept. Of Astronomy And Astrophysics - Villanova University, 2011
- Ribas, I., et al., 2008, MmSAI, 79, 562
- Richards, M. T., et al., 1988, AJ, 96, 326
- Siess, L., et al., 2000, A&A, 358, 593
- Söderhjelm, S., 1980, A&A, 89, 100
- Stassun, K. G., et al., 2009, IAUS, 258, 161
- Sterken, C., Jaschek, C., 1996, *Light Curves of Variable Stars: A Pictorial Atlas*, Cambridge University Press, 2005
- van Hamme, W., et al., 1995, AJ, 110, 1350

Elektronické zdroje

<http://astronuklfyzika.cz/>

<http://c-munipack.sourceforge.net/>

<http://frigg.physastro.mnsu.edu/>

<http://phoebe-project.org/>

<http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

<http://www.aavso.org/>

<http://www.astrogea.org/soft/ave/introave.htm>

<http://www.sai.msu.su/gcvs/gcvs/>