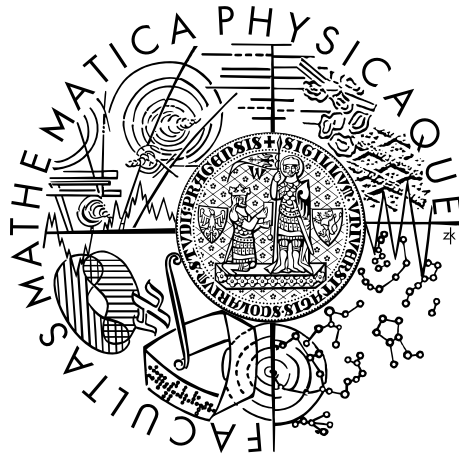


Univerzita Karlova v Praze
Matematicko-fyzikální fakulta

DIPLOMOVÁ PRÁCE



Jakub Juryšek

Studium změn sklonu u zákrytových dvojhvězd

Astronomický ústav Univerzity Karlovy

Vedoucí diplomové práce: RNDr. Petr Zasche, Ph.D.

Studijní program: Fyzika

Studijní obor: Astronomie a astrofyzika

Praha 2016

Prohlašuji, že jsem tuto diplomovou práci vypracoval(a) samostatně a výhradně s použitím citovaných pramenů, literatury a dalších odborných zdrojů.

Beru na vědomí, že se na moji práci vztahují práva a povinnosti vyplývající ze zákona č. 121/2000 Sb., autorského zákona v platném znění, zejména skutečnost, že Univerzita Karlova v Praze má právo na uzavření licenční smlouvy o užití této práce jako školního díla podle §60 odst. 1 autorského zákona.

V dne

Podpis autora

Název práce: Studium změn sklonu u zákrytových dvojhvězd

Autor: Jakub Juryšek

Ústav: Astronomický ústav Univerzity Karlovy

Vedoucí diplomové práce: RNDr. Petr Zasche, Ph.D., Astronomický ústav Univerzity Karlovy

Abstrakt: Tato práce je zaměřena na studium zákrytových dvojhvězd se změnou sklonu oběžné roviny, která je způsobena orbitální precesí v důsledku přítomnosti třetí složky v systému. V rámci této práce byla vyvinuta metodika nalezení nových systémů se změnou sklonu ve velkých databázích světelných křivek a byla aplikována na databáze ASAS-3 a OGLE III LMC. Celkem bylo nalezeno 39 nových zákrytových dvojhvězd podezřelých z orbitální precese a z toho 33 systémů je součástí Velkého Magellanova Mračna, kde byl dosud prostudován pouze jediný takový systém. Rozšíření statistiky vícenásobných systémů především mimo naši Galaxii umožní srovnávat mechanismy vývoje vícenásobných systémů mezi galaxiemi. V této práci je dále podrobně studováno deset z těchto systémů a jsou prezentována omezení na vlastnosti třetích složek.

Klíčová slova: zákrytová dvojhvězda, vícenásobné systémy, fotometrie, světelná křivka, dynamické interakce

Title: Study of inclination change for the eclipsing binaries

Author: Jakub Juryšek

Institute: Astronomical Institute of the Charles University

Supervisor: RNDr. Petr Zasche, Ph.D., Astronomical Institute of the Charles University

Abstract: This thesis deals with the study of the eclipsing binaries with inclination changes, caused by orbital precession due to third body in the system. Methods of semiautomatic detection of the inclination changing eclipsing binaries among huge lightcurves databases have been developed. These methods have been applied to the ASAS-3 and OGLE III LMC databases. As a result, 39 new systems suspected of orbital precession have been found and 33 of them are situated in the Large Magellanic Cloud, with only one previously studied system. Increasing the number of known multiple systems especially those located outside Milky Way allows to study inter-galactic differences in star formation. In this work, we bring detailed study of ten new systems and restrictions on the third body parameters are presented.

Keywords: eclipsing binaries, multiple systems, photometry, light curve, dynamical interaction

Děkuji především RNDr. Petrovi Zaschemu, Ph.D. za jeho odborné vedení a podnětné a inspirující připomínky, bez kterých by tato práce nemohla vzniknout, a v neposlední řadě také za jeho trpělivost a velké množství zkušeností v oboru zákrutových dvojhvězd a vícenásobných systémů, které mi během vedení této práce předal.

Dále bych chtěl poděkovat všem pozorovatelům, kteří pomohli shromáždit velké množství observačních dat použitých v této práci, tedy jmenovitě doc. RNDr. Marku Wolfovi, CSc., Mgr. Janu Vraštilovi, Mgr. Lukáši Pilarčíkovi, Martinu Maškovi, Mgr. Kateřině Hoňkové a vedoucímu této práce, který se na pozorování sám také intenzivně podílel.

Rád bych na tomto místě také poděkoval RNDr. Michaelu Prouzovi, Ph.D. a Fyzikálnímu Ústavu AV ČR za poskytnutí velkého množství pozorovacího času na dalekohledu FRAM. Dále také Institucio de Astrofísica de Andalucía za poskytnutí pozorovacího času na dalekohledu BOOTES-2 a Mgr. Martinu Jelínkovi, Ph.D. za technickou pomoc s tímto dalekohledem.

Velmi děkuji také prof. RNDr. Davidovi Vokrouhlickému, DrSc. za jeho čas, trpělivost a připomínky, kterými pomohl významně rozšířit tuto práci.

Vřelé poděkování si zaslouží také francouzský tým projektu EROS-1, jmenovitě Jean-Baptiste Marquette, Ph.D., prof. Philippe Schwemling a Marc Moniez, Ph.D., kteří mi obětavě poskytli archivní fotografická data.

Děkuji také Mgr. Kateřině Hoňkové za její trpělivost a podporu při mém studiu.

Obsah

Úvod	3
1 Zákrytové dvojhvězdy	5
2 Vícenásobné systémy	7
2.1 Formování vícenásobných systémů	7
2.2 Počet vícenásobných systémů	8
2.3 Oběžné periody trojhvězd	8
2.4 Vzájemná orientace orbit	11
2.5 Hmotnosti složek vícenásobných systémů	12
2.6 Dynamická stabilita	13
2.7 Observační důsledky vícenásobné povahy systému	14
2.7.1 Vzájemné zákryty všech tří složek systému	15
2.7.2 ETVs	16
2.7.3 Dlouhoperiodické perturbace a precese orbit	18
2.8 Známé systémy vykazující precesi uzlové přímky	23
2.8.1 Shrnutí	29
3 Metodika detekce zákrytových dvojhvězd se změnou sklonu	31
3.1 Databáze ASAS	32
3.2 Databáze OGLE	33
3.3 Algoritmy detekce systémů se změnou sklonu dráhy	34
3.3.1 Příprava vstupních dat	35
3.3.2 Metoda určení hloubky minima (Metoda 1)	35
3.3.3 Detekce okamžité amplitudy světelné křivky (Metoda 2)	38
3.4 Nastavení parametrů detekce	39
3.5 Odhad počtu nalezených systémů	43
4 Nové zákrytové dvojhvězdy podezřelé ze změny sklonu	45
4.1 Systémy z databáze OGLE III LMC	45
4.2 Systémy z databáze ASAS 3	48
5 Vlastní pozorování	49
5.1 Dalekohled FRAM	49
5.2 Dalekohled DK154	50
5.3 Dalekohled D65	51
5.4 Dalekohled BOOTES-2	51
6 Fotometrická redukce vlastních dat	53
7 Analýza vybraných systémů se změnou sklonu	59
7.1 Stanovení přesných efemerid	59
7.2 Odhad teplot primárních složek zákrytových dvojhvězd	61
7.3 Systémy v LMC	62
7.3.1 OGLE-LMC-ECL-06464	62
7.3.2 OGLE-LMC-ECL-11168	70

7.3.3	OGLE-LMC-ECL-11658	75
7.3.4	OGLE-LMC-ECL-13150	82
7.3.5	OGLE-LMC-ECL-16023	88
7.3.6	OGLE-LMC-ECL-22686	95
7.3.7	OGLE-LMC-ECL-23148	101
7.4	Systémy v naší Galaxii	108
7.4.1	ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1)	108
7.4.2	ASAS 185803-2007.4 (V1045 Sgr)	114
7.4.3	V0476 Aql (ASAS 184848+0708.8)	120
7.4.4	Ostatní systémy z databáze ASAS-3	124
8	Shrnutí výsledků a diskuze	127
	Závěr	131
	Seznam použité literatury	133
	Přílohy	147

Úvod

Dnes již víme, že většina hvězd ve vesmíru nežije osamoceně, ale tvoří páry, či vícenásobné soustavy. Studium mechanismů formování vícenásobných hvězdných systémů a jejich vývoje nám může pomoci nahlédnout vlastnosti jejich složek. Nejen že zkoumáním dynamických vlastností vícenásobných soustav můžeme měřit fyzikální charakteristiky hvězd coby členů těchto systémů, ale rozšiřováním statistik poměrů hmotností složek, poměrů period oběhu složek hierarchických systémů, vzájemných sklonů orbit atd., můžeme klást omezení na teorie vývoje vícenásobných soustav. I přes intenzivní vývoj v této oblasti v posledních letech je stále známo velmi málo vícenásobných systémů, u kterých jsou přesně určené dráhové elementy a fyzikální vlastnosti všech složek.

Vzácnou třídou vícenásobných systémů jsou takové, které vykazují orbitální precesi a její měřitelné projevy. Ačkoli je orbitální precese přítomna u všech systémů, kde jsou dráhy složek nekoplanární, časové škály orbitální precese jsou velmi dlouhé a je proto značně obtížné je pozorovat. V případě trojnásobných systémů, kde vnitřní pár tvoří zákrytová dvojhvězda se orbitální precese projeví změnou hloubky zákrytů. Studiem těchto změn můžeme v principu určit geometrii orbit a v kombinaci s řešením světelné křivky zákrytové dvojhvězdy je možné usuzovat i na další fyzikální vlastnosti třetí složky. V současné době je v naší Galaxii známo pouze 54 takových systémů (značné rozšíření statistiky přinesly nedávné výsledky z družice Kepler (Borkovits a kol., 2016)) a mimo naši Galaxii známe pouze 19 takových systémů v LMC a SMC, přičemž ale pouze jediný z nich byl dosud podrobně studován (Zasche a Wolf, 2013).

Ukazuje se, že v rozdělení orbitálních period vnějších složek trojnásobných soustav je statisticky mnohem méně takových, které mají orbitální periody menší než asi 200 dnů (Tokovinin, 2014; Borkovits a kol., 2016). Toto rozdělení period dosud není teoreticky objasněno a je otázka, zda není silně ovlivněné výběrovými efekty. Naším cílem v rámci této práce je nalezení dalších, tzv. kompaktních hierarchických systémů, s krátkými periodami oběhu vnější složky. Takové systémy by měly vykazovat orbitální precesi na časové škále desítek let a mělo by být možné je nalézt pomocí volně dostupných dat z fotometrických přehlídek.

V této práci si klademe za cíl vyvinout vhodnou metodu k nalezení co největšího počtu systémů vykazujících orbitální precesi jak v naší Galaxii, tak i mimo ni, a tyto systémy následně prostudovat. Snažíme se tak rozšířit statistiku těchto dynamicky zajímavých soustav a zároveň rozšířit obecně statistiku kompaktních hierarchických systémů. Současně chceme odpovědět na otázku, zda je možné určit vlastnosti třetí složky systému pouze pomocí fotometrických měření.

V první a druhé kapitole této práce podáváme přehled problematiky zákrytových dvojhvězd, vícenásobných systémů a teorie orbitální precese. Ve třetí kapitole je popsána metodika detekce systémů se změnou amplitudy světelné křivky v rámci velkých databází světelných křivek zákrytových dvojhvězd. Ve čtvrté kapitole uvádíme přehled nově nalezených zákrytových dvojhvězd, podezřelých z orbitální precese. V páté kapitole jsou stručně popsána naše vlastní pozorování a v šesté kapitole metodika jejich zpracování. Sedmá kapitola této práce je věnována analýze deseti vybraných zákrytových systémů a v osmé kapitole jsou diskutovány získané výsledky.

1. Zákrytové dvojhvězdy

Výsledky současných přehlídkových projektů ukazují, že 60 – 70 % hvězd ve slunečním okolí tvoří binární, či vícenásobné systémy (Guinan a Engle, 2006). Mezi vícenásobnými systémy nalézáme hvězdy téměř všech spektrálních typů v různých stádiích vývoje, jako jsou neutronové hvězdy, černé díry, hnědí trpaslíci, hvězdy ve stádiu před hlavní posloupností či hvězdy vyvinuté od hlavní posloupnosti. Porozuměním dynamickým a fyzikálním vlastnostem těchto hvězdných systémů a jejich složek můžeme rozšířit naše chápání vývojových procesů hvězd jako takových.

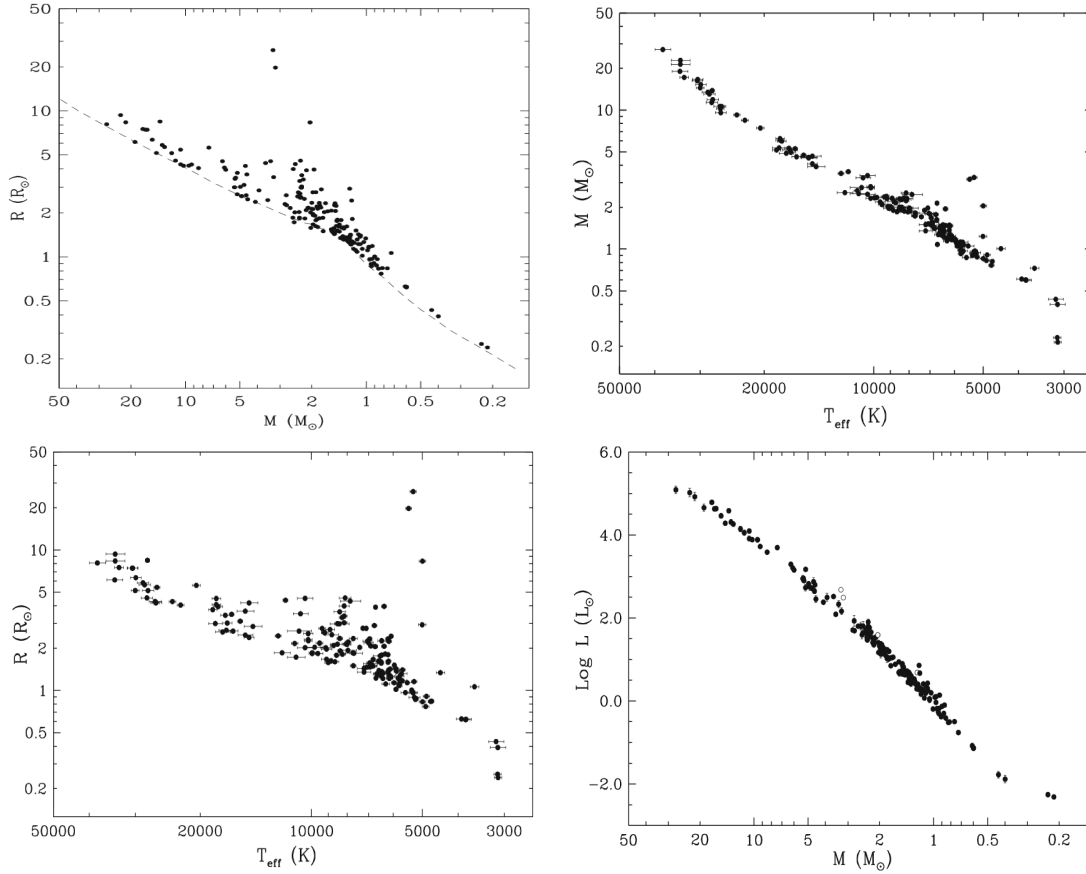
Velmi důležitou třídou dvojhvězd jsou zákrytové dvojhvězdy, které podle statistických odhadů měření družice Kepler tvoří celkem $\approx 1,3\%$ hvězd (Slawson a kol., 2011; Kirk a kol., 2015). V případě, že se složky dvojhvězdy při svém oběhu vzájemně zakrývají, můžeme analýzou světelných křivek a spekter zjistit řadu fyzikálních vlastností jejich složek. Při kombinaci fotometrických a spektroskopických měření radiálních rychlostí můžeme odvodit hmotnosti a poloměry složek s přesností $\leq 3\%$ (Torres a kol., 2010) a tím pádem také střední hustotu a povrchovou gravitaci, která vypovídá o evolučním stádiu dané hvězdy. Máme-li představu o efektivních teplotách složek, můžeme určit jejich luminosity a vzdálenost systému. V takovém případě mohou zákrytové dvojhvězdy sloužit také jako tzv. standardní svíčky pro určování vzdáleností ke hvězdokupám v naší Galaxii, či k blízkým galaxiím (Southworth, 2012; Pietrzyński a kol., 2013). Rozbor vlastností zákrytových dvojhvězd, které je možné zjistit analýzou konkrétního typu dat, je uveden v tabulce 1.1.

Tabulka 1.1: Zákrytové dvojhvězdy, odvozené veličiny (Eyer a kol., 2015).

	Způsob měření	Pozorované veličiny	Použité fyzikální zákony	Odvozené parametry
Částečné zákryty	Fotometrie	P_{orb} , tvar světelné křivky	Geometrie, 1. a 2. Keplerův zákon	$i, e \cos \omega$, $R_1/a, R_2/a$
	+ RV,SB1 + RV,SB2	+ $\nu_1(t) \sin i$ + $\nu_2(t) \sin i$	+ 3. Keplerův zákon	$a_1, \frac{m_1^3}{(m_0+m_1)^2}$, a_1, a_2, a, m_0, m_1 , R_1, R_2
Úplné zákryty	Fotometrie	P_{orb} , tvar světelné křivky magnitudy obou složek k	Geometrie, 1. a 2. Keplerův zákon	$i, e \sin \omega$, $e \cos \omega$, $R_1/a, R_2/a$, M_{V1}, M_{V2}
	+ RV,SB1 + RV,SB2	+ $\nu_1(t) \sin i$ + $\nu_2(t) \sin i$	+ 3. Keplerův zákon	$a_1, \frac{m_1^3}{(m_0+m_1)^2}$, a_1, a_2, m_0, m_1 , R_1, R_2 , $\langle \rho_1 \rangle, \langle \rho_2 \rangle$

RV – křivka radiálních rychlostí, SB1 – ve spektru rozlišeny čáry primární složky,
SB2 – ve spektru jsou rozlišeny čáry obou složek.

Na obrázku 1.1 jsou vyneseny závislosti mezi hmotnostmi (M), poloměry (R), efektivními teplotami (T_{eff}) a luminozitami (L) dobře prostudovaných složek zákrytových dvojhvězd. Podotkneme, že rozptyl bodů je dán různými vývojovými stádii hvězd a různou metalicitou, nikoli nepřesnostmi měření. Také hojně využívaná závislost L na M , která se na první pohled může zdát dobře definovaná, vykazuje rozptyl který má astrofyzikální, nikoli observační příčiny. Pro přesné použití závislosti $L = L(M)$ je tak nutné mít představu o stáří dvojhvězdy, kte-



Obrázek 1.1: Závislost R na M (vlevo nahoře), M na T_{eff} (vpravo nahoře), T_{eff} na R (vlevo dole) a L na M (vpravo dole) pro detailně prostudované zákrytové dvojhvězdy. Čárkovaně je v grafu závislosti R na M vynesena ZAMS pro hvězdy sluneční metalicity. (Torres a kol., 2010)

rou můžeme získat proložení teoretických izochron H-R diagramem, kde jsou vyneseny obě její složky (např. Dotter a kol., 2008). Důležitá je také znalost metalicity složek dvojhvězdy. Pravidelně aktualizovaný seznam oddělených dvojhvězd s určenými hmotnostmi a poloměry složek s přesností $< 2\%$ je možné nalézt v databáze DEBCat¹(Southworth, 2015), která v současné době obsahuje přes 170 záznamů.

Studium zákrytových dvojhvězd nám přináší také informace o řadě dalších astrofyzikálních procesů a umožňuje nám lépe pochopit například hvězdné atmosféry (studiem okrajového ztemnění), vnitřní strukturu hvězd a konvektivní přestřelování (studiem apsidálního pohybu excentrických dvojhvězd), hvězdné dynamo a magnetickou aktivitu (z rentgenových, UV a radiových pozorování hvězdných korón a chromosfér). Pro rozvoj fyziky plazmatu je pak velmi užitečné studovat systémy s akrečním diskem (Guinan a Engle, 2006). Binární systémy nám poskytují přesné informace o řadě vlastností hvězd a v případě oddělených systémů (kdy se každá složka vyvíjí zcela nezávisle) můžeme na základě zjištěných parametrů usuzovat na správnost modelů hvězdného vývoje (Lastennet a Valls-Gabaud, 2002). Je tedy zřejmé, že studium zákrytových dvojhvězd tak tvoří úhelný kámen stelární astrofyziky.

¹<http://www.astro.keele.ac.uk/jkt/debcats/>

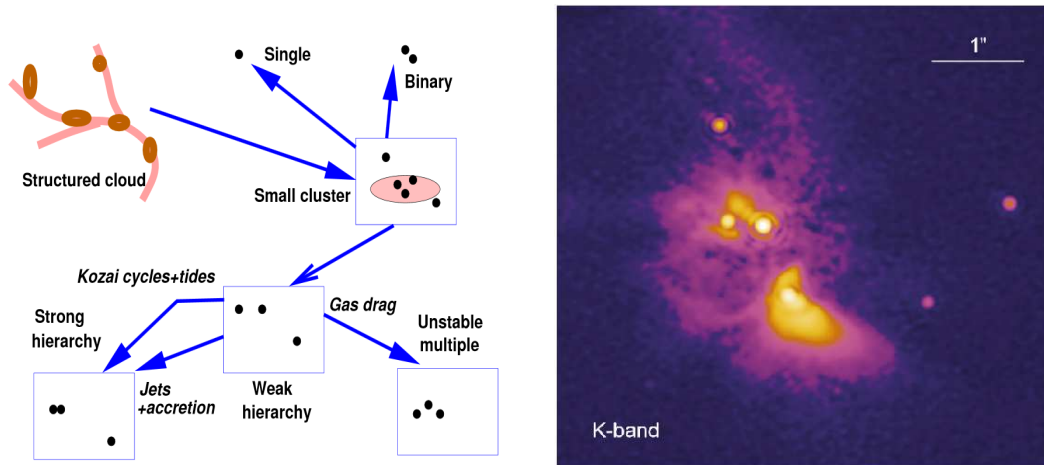
2. Vícenásobné systémy

Ještě významější fyzikální laboratoře jsou vícenásobné hvězdné systémy. Znalost hierarchie vícenásobných systémů a hmotností jejich složek nám dovoluje nahlédnout mechanismy formování těchto soustav (např. Goodwin a Kroupa, 2005). Problematika formování binárních i vícenásobných systémů zůstává otevřená a stále existuje řada nevysvětlených faktů. Studium vlastností známých vícenásobných systémů a nalézání nových, je zcela zásadní pro načerpání dostatečné statistiky a porovnávání teoretických simulací s observačními daty. Statistika vícenásobných soustav s přesně určenými vlastnostmi složek je stále slabá a nekompletní. Jedním z důvodů je obtížná detekce takovýchto systémů a také to, že katalogy vznikají postupně kombinací objevů učiněných pomocí různých detekčních metod, které jsou ovlivněné rozličnými výběrovými efekty (Tokovinin, 2008).

2.1 Formování vícenásobných systémů

Mechanismy formování vícenásobných systémů od fragmentace původního mračna až po N částicové interakce se zdají být dobře fyzikálně popsány, ale stále existují zásadní rozdíly mezi výsledky různých modelů v závislosti na počátečních podmínkách a přesnosti výpočtů (Tokovinin, 2008).

V poslední době se ukazuje, že za formováním vícenásobných systémů nestojí jeden dominantní mechanismus, ale více procesů které se projevují společně. Proces formování je ilustrativně znázorněn na obrázku 2.1 vlevo. Mladé hvězdokupy vznikají kaskádovou kondenzací nehomogenních plynoprachových mračen a jednotlivé hvězdy padají volným pádem do centrálních částí fragmentů původního mračna za současné akrece okolního plynu, která pokračuje i po fragmentaci. Mladý vícenásobný systém pozorovaný v tomto stádiu vývoje je například Mon R2 IRS3 na obrázku 2.1 vpravo (Preibisch a kol., 2002). V důsledku dynamických interakcí mohou být ze systému vymrštěny jednotlivé hvězdy či dvojhvězdy a uvnitř mračna vznikají první hierarchické systémy. Takové systémy však nejsou silně hierarchické. Těsné dvojhvězdy nevznikají přímým kolapsem protohvězdného mračna, ale rodí se na dlouhých drahách a musí pak nutně projít fází migrace. Moment hybnosti systému může být odnášen okolohvězdným diskem, interakcí magnetických polí, či tzv. Kozaiovými cykly kombinovanými se slapovým třením (KCTF) (Kozai, 1962; Kiseleva a kol., 1998; Eggleton a Kiseleva-Eggleton, 2001), kdy je moment hybnosti předán třetí složce systému a orbitální energie je disipována slapovým třením během blízkých přiblížení složek. Některé systémy mohou zůstat ve stádiu se slabou hierarchií a takové systémy skutečně pozorujeme. Další vývoj je dán kombinací dynamických interakcí a slapového tření. Okolní plyn, který nebyl využit při formování hvězd, může interagovat s vnějšími komponentami vícenásobných systémů a zmenšovat jejich orbitu dokonce až za mez stability, důsledkem čehož je pak rozpad takového systému. Studium pozorovaných rozdělení vlastností těsných dvojhvězd a vícenásobných systémů může pomoci nahlédnout mechanismy formování těsných dvojhvězd, protože nutná podmínka vzniku těsných dvojhvězd je orbitální migrace. Pokud by totiž ve stádiu před dosednutím složek na hlavní posloupnost vznikl kontaktní dvojhvězdný systém,



Obrázek 2.1: *Vlevo*: Schéma formování vícenásobných systémů (Tokovinin, 2004). *Vpravo*: Formující se vícenásobný systém Mon R2 IRS3 (Preibisch a kol., 2002).

relativně velké poloměry obou složek by nedovolovaly dosáhnout periody menší než 3 – 5 dnů a přitom běžně pozorujeme systémy s periodami $\lesssim 1$ den (Pribulla a Rucinski, 2006).

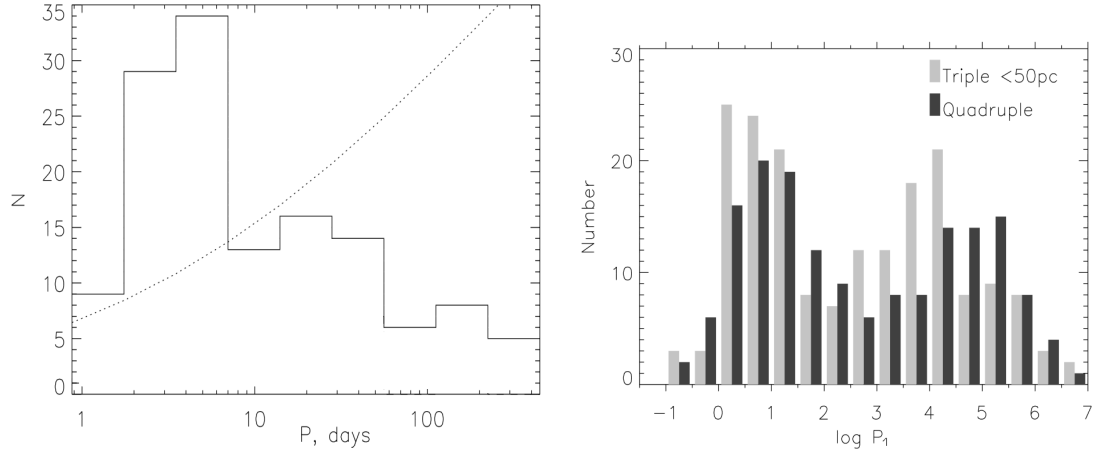
2.2 Počet vícenásobných systémů

Detailní statistické studie ukazují, že zastoupení vícenásobných systémů v naší Galaxii je velké. Raghavan a kol. (2010) analyzovali vzorek 454 hvězd slunečního typu a zjistili, že $56 \pm 2\%$ tvoří osamocené hvězdy, $33 \pm 2\%$ jsou dvojhvězdy, $8 \pm 1\%$ jsou třínásobné systémy a konečně $3 \pm 1\%$ hvězd tvoří složky vícenásobných systémů. Podobně Tokovinin (2008) uvádí, že přibližně 8 % hvězd slunečního typu tvoří tří- a vícenásobné systémy. Někteří autoři dokonce uvádí, že téměř všechny dvojhvězdy s orbitální periodou menší než 3 dny mají alespoň jednu další složku (Tokovinin a kol., 2006; Duquennoy a Mayor, 1991). Nejaktuálnější jsou výsledky družicové mise Kepler (Borucki a kol., 2010), kde se podařilo nalézt 2878 zákrytových dvojhvězd (Slawson a kol., 2011)¹ mezi 156000 pozorovanými hvězdami, tj. přibližně 1,8 % hvězd jsou zákrytové dvojhvězdy. Borkovits a kol. (2016) analýzou variací časů minim jasnosti těchto zákrytových systémů ukázali, že 222 zákrytových dvojhvězd je součástí trojnásobných systémů ($\sim 8\%$). Mezi hmotnými hvězdami ranných spektrálních typů O a B je zastoupení vícenásobných systémů ještě větší. Na základě spektroskopických přehlídek se ukazuje, že mezi hmotnými hvězdami je nejméně 70 % dvojhvězd či vícenásobných systémů (Duchêne a Kraus, 2013; Sota a kol., 2014).

2.3 Oběžné periody trojhvězd

Rozdělení period pozorovaných spektroskopických dvojhvězd je mírně rostoucí na intervalu $P \in (1, 1000)$ dnů (Duquennoy a Mayor, 1991) a je vyznačeno na obrázku 2.2. Naproti tomu rozdělení period spektroskopických dvojhvězd coby

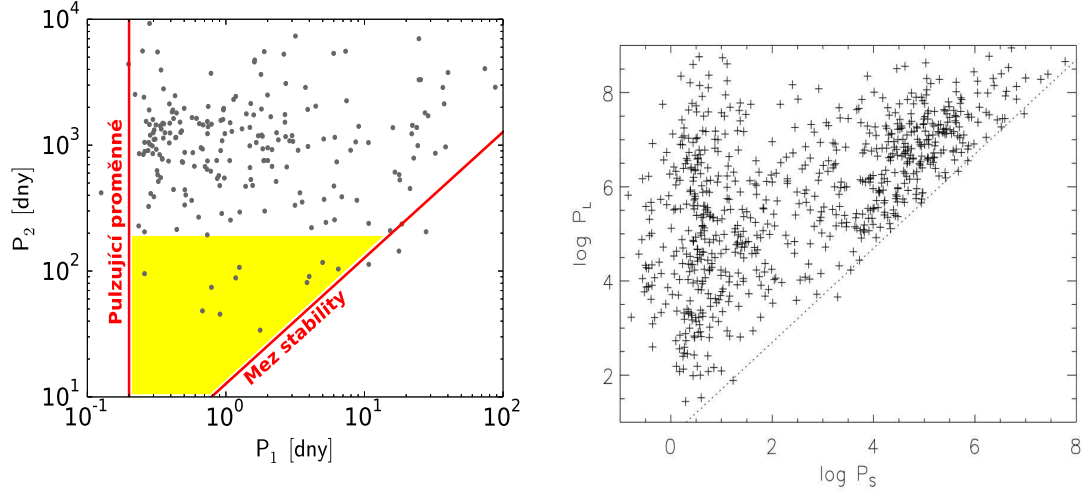
¹Online katalog: <http://keplerebs.villanova.edu/>, uvedený počet je ke dni 26. 10. 2015.



Obrázek 2.2: *Vlevo*: Histogram period spektroskopických dvojhvězd coby vnitřních složek vícenásobných systémů (plná čára) (Tokovinin a Smekhov, 2002) a modelové rozdělení period spektroskopických dvojhvězd (tečkovaně) podle (Duquennoy a Mayor, 1991). *Vpravo*: Rozdělení period vnitřních párů pozorovaných trojhvězd a čtyřnásobných systémů podle novější práce (Tokovinin, 2008).

vnitřních párů vícenásobných systémů má maximum na periodách $P_1 \in (2, 7)$ d (viz. obrázek 2.2 vlevo). Tokovinin (2008) ukázal, že rozdělení period vnitřních složek trojhvězd vykazuje dva vrcholy kolem $\log(P_1) \simeq 0,5$ a $\log(P_1) \simeq 4$ (viz. obrázek 2.2 vpravo). Bimodalita rozdělení je pravděpodobně způsobená migračními mechanismy. Navíc se ukazuje, že periody vnitřních párů trojhvězd jsou obecně kratší, než periody osamocených dvojhvězd. Periody vnější dráhy trojnásobných systémů P_2 mají vrchol kolem 10^6 dnů. Systémy s $P_2 < 1000$ dnů jsou vzácné a nejkratší $P_2 = 33$ dnů má trojhvězda λ Tau (Tokovinin, 2008). Nodostatek trojhvězd s $6 \text{ dnů} < P_1 < 30 \text{ let}$ by mohl být na první pohled důsledkem výběrových efektů, protože tyto systémy je náročné detekovat měřením radiálních rychlostí a zároveň jsou stále příliš těsné na přímé vizuální rozlišení třetí složky, nicméně se zdá, že malý počet systémů v této oblasti nemůže být výběrovými efekty kompletně vysvětlen a rozdělení period osamocených dvojhvězd se skutečně signifikantně liší od rozdělení period vnitřních složek vícenásobných systémů (Tokovinin, 2008). Rozdělení period zákrytových dvojhvězd také vykazuje nárůst na krátkých periodách $\simeq 1$ den (Devor, 2005), nicméně není jasné, zda to není způsobené pouze výběrovými efekty, protože čím delší perioda, tím menší je pravděpodobnost zákrytů.

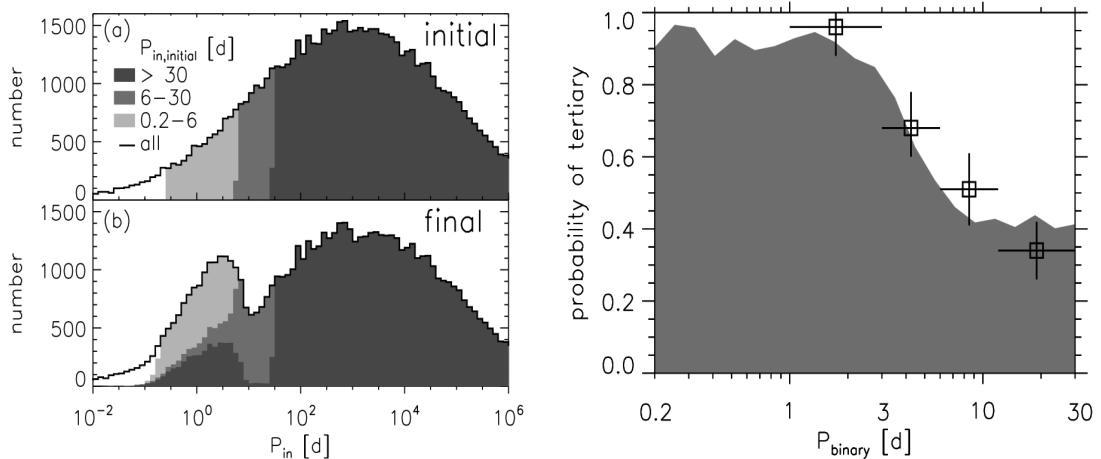
Podle aktuálních výsledků analýzy dat družice Kepler se zdá, že těsné dvojhvězdy většinou nemají průvodce na krátké dráze (Borkovits a kol., 2016). Na obrázku 2.3 vlevo je znázorněna závislost P_2 na P_1 pro 222 trojhvězd s $P_2 \lesssim 10^4$ dnů, což je zároveň největší vzorek trojhvězd s krátkými oběžnými periodami. Je zajímavé, že se v oblasti period $P_2 < 200$ dnů na obrázku 2.3 vyskytuje signifikantně méně systémů než ve zbytku diagramu. Je otázka, zda se jedná pouze o výběrový efekt, či o skutečné rozdělení period kompaktních trojnásobných systémů. V literatuře, kde se autoři zabývají ostatními trojnásobnými systémy v naší Galaxii je patrné podobný pokles počtu známých systémů s $P_2 < 1000$ dní (obr. 2.3 vpravo) a tuto skutečnost není možné vysvětlit pouze jako důsledek výběrového efektu (např. Tokovinin, 2014).



Obrázek 2.3: *Vlevo*: Závislost P_2 na P_1 pro 222 kompaktních trojhvězd z dat družice Kepler. Červené čáry vyznačují mez stability a nejkratší známou periodu dvojhvězdného systému. Žlutě je vyznačena oblast, na kterou se zaměřujeme v této práci. (detaily viz. Borkovits a kol., 2016). *Vpravo*: Periody oběhu třetí složky všech známých trojnásobných systémů v závislosti na orbitální periodě vnitřního páru. Tečkovanou čarou je vyznačena mez dynamické stability ($P_L = 5P_S$) (Tokovinin, 2008).

Rozdělení vlastností vícenásobných systémů (jako periody, hmotnosti složek, orientace orbit) klade omezení na teoretické modely jejich vzniku a rozšiřováním statistiky vícenásobných systémů můžeme přispět k porozumění mechanismům jejich formování. V této práci se zaměřujeme právě na takové systémy, které leží ve spodní části obrázku 2.3, tedy na kompaktní systémy s malým poměrem period P_2/P_1 a snažíme se pomocí jednoduchých metod rozšířit jejich statistiku.

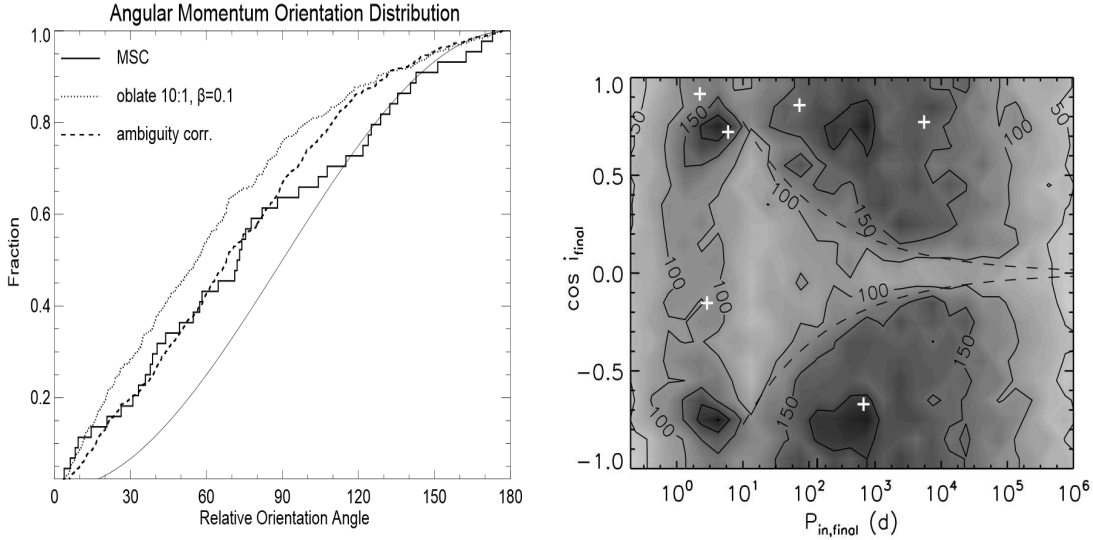
Nadějně vysvětlení observačních skutečností nabízí KCTF mechanismus, kdy v případě, že je počáteční sklon mezi vnitřní a vnější orbitou větší než 39° , dochází k perturbacím vnitřní orbity a zvětšování její excentricity v důsledku Kozaiových cyklů. Je-li vzdálenost mezi složkami vnitřního páru v periastru malá, dochází ke slapovému tření a cirkularizaci vnitřní orbity (Tokovinin a Smekhov, 2002; Tokovinin, 2006). Fabrycky a Tremaine (2007) studovali KCTF u mnoha syntetických vícenásobných systémů a zjistili, že výsledná distribuce period vnitřních párů (obr. 2.4 vlevo) odpovídá pozorovaným distribucím na obrázku 2.2. Pravděpodobnost, že daná dvojhvězda bude mít třetí složku roste s klesající periodou dvojhvězdy a výsledky numerických simulací Fabryckého a Tremaine odpovídají pozorováním (obr. 2.4 vpravo). Na základě těchto výsledků se zdá, že KCTF je dominantním mechanismem pro tvorbu hierarchických systémů a těsných dvojhvězd na vnitřních orbitách. Naproti tomu Tokovinin (2008) ukázal, že KCTF není dominantním mechanismem při formování těsných dvojhvězd v případě velkých poměrů P_2/P_1 . V takových případech je totiž Kozaiův mechanismus příliš slabý a periody těsných dvojhvězd musely být zkráceny jiným mechanismem před nastoupením KCTF (Fabrycky a Tremaine, 2007).



Obrázek 2.4: *Vlevo*: Počáteční a výsledná distribuce period vnitřních párů trojhvězdných systémů, na základě simulací KCTF (Fabrycky a Tremaine, 2007). *Vpravo*: Pravděpodobnost, že daná dvojhvězda bude mít třetí složku. Čtverečky značí pozorovaná data (Tokovinin, 2006), šedá oblast odpovídá výsledkům numerických simulací (Fabrycky a Tremaine, 2007).

2.4 Vzájemná orientace orbit

Vzájemný sklon orbit poskytuje další vhled do mechanismů formování vícenásobných systémů protože je výsledkem dynamického vývoje z počáteční konfigurace původní hvězdokupy. V případě čistě dynamického vývoje orbit rozpadem malé hvězdokupy se dá očekávat úplně nekorelované rozdělení vzájemných sklonů j se střední hodnotou $\langle j \rangle = 90^\circ$. Naopak v případě kaskádní fragmentace rotujícího protohvězdného mračka můžeme očekávat $\langle j \rangle \simeq 0$ (Tokovinin, 2001). Pozorování ukazují, že střední úhel mezi drahami je 50° namísto 90° pro nekorelované rozdělení momentů hybnosti obou orbit a korelace je silnější pro malé poměry P_2/P_1 (Sterzik a Tokovinin, 2002). Modelováním dynamického rozpadu hvězdokup s různými počátečními konfiguracemi se ukázalo, že pro některé konfigurace mohou vzniknout vícenásobné systémy s korelovanými orbitami (Sterzik a Tokovinin, 2002). Na obrázku 2.5 vlevo je vynesena teoretická distribuce vzájemných sklonů orbit pro výsledek jednoho konkrétního modelu spolu s pozorovanou distribucí. Ukazuje se, že model odpovídá pozorování až do relativního sklonu $\Phi \simeq 90^\circ$. Odchyly pozorovaných sklonů od teorie se vysvětlují jako důsledek Kozaiových cyklů (Sterzik a Tokovinin, 2002). Znalost vzájemných sklonů orbit je tak klíčová pro pochopení procesů formování vícenásobných systémů. Určení vzájemného sklonu je však pozorovatelsky velmi náročné a dnes známe mimo zorné pole družice Kepler pouze 22 systémů u kterých byla vzájemná orientace orbit spolehlivě určena přímým měřením vizuálně rozlišitelných orbit (Tokovinin, 2006). Obtížnost pozorování vzájemných sklonů drah spočívá v tom, že oběžné doby vnějších složek jsou často příliš dlouhé ve srovnání s časovou škálou systematických a přesných pozorování (≈ 200 let) a vnitřní dvojhvězdy jsou naopak často příliš těsné pro přímé rozlišení současnými metodami. Významnou roli tak hrají systémy, kde vnitřní pár tvoří zákrytová dvojhvězda, protože u těchto systémů můžeme kombinací fotometrických a spektroskopických měření získat kompletní dráhové řešení pro všechny složky systému. V případě kompaktních hierarchic-



Obrázek 2.5: *Vlevo*: Kumulativní rozdělení vzájemných orientací orbit trojnásobných systémů. Plnou čarou jsou vyznačena pozorovaná data, tečkovaně je vyseněn výsledek simulace rozpadu hvězdokupy s realistickým rozdělením hmotností hvězd, poměrem hlavních os systému 10:1 a poměrem rotační ke gravitační energii $\beta = 0,1$. Čárkovane je vyznačen teoretický průběh se započtením nejednoznačnosti pozorované orientace. Rovnoměrné rozdělení je vyznačeno tenkou plnou čarou. (detailsy v Sterzik a Tokovinin, 2002). *Vpravo*: Histogram konečného vzájemného sklonu obou orbit v závislosti na konečné periodě vnitřního systému. (Fabrycky a Tremaine, 2007).

kých systémů je možné určit sklon mezi orbitami analýzou variací okamžiků zákrytů. V datech družice Kepler (Borkovits a kol., 2016) byla nedávno nalezeno 62 dalších systémů, u kterých bylo možné určit vzájemný sklon mezi orbitami. Analýza změn sklonu zákrytových dvojhvězd nám poskytuje jistá omezení na orientaci obou orbit a dává nám tak zajímavou možnost přispět k porozumění mechanismům formování vícenásobných systémů.

Numerické simulace ukazují, že pro hvězdy s $P_1 \in (3, 10)$ dnů má rozdělení výsledných vzájemných sklonů mezi orbitami j dva vrcholy na 40° a 140° (Fabrycky a Tremaine, 2007). U těsných systémů, kde byla třetí složka blízko vnitřnímu páru, jsou perturbace tak silné, že se vzájemný sklon složek může dále vyvíjet i po slapové cirkularizaci dráhy vnitřního páru. Takové systémy mohou mít sklon j jakýkoli v rozsahu $0 - 180^\circ$ se stejnou pravděpodobností, naproti tomu u trojhvězd s $P_1 > 10$ dnů chybí takové systémy, kde by $j \approx 90^\circ$ (obr. 2.5 vpravo).

2.5 Hmotnosti složek vícenásobných systémů

Tokovinin (2008) na základě observačních dat ukázal, že u 46% systémů je hmotnost třetí složky m_2 menší než hmotnosti složek vnitřního páru m_0 a m_1 . Pro 81% trojhvězd je $m_2/(m_0 + m_1) > 0,2$ a medián rozdělení tohoto poměru hmotností je 0,39. Ukazuje se, že třetí složky mají tendenci mít hmotnost srovnatelnou s hmotností vnitřního páru $m_0 + m_1$ a poměr hmotností $m_2/(m_0 + m_1)$

nezávisí na periodě vnější dráhy, což potvrzují i hydrodynamické simulace (Tokovinin, 2008). Z numerických simulací rozpadu N částicových systémů ale vychází hmotnosti m_2 mnohem menší a nesouhlas s pozorováním je tak významný, že nemůže být vysvětlen pouze pomocí výběrových efektů. Analýzy přehlídkových dat mladých hvězd ve stádiu před hlavní posloupností ukázaly, že málo hmotné třetí složky trojnásobných systémů jsou skutečně v naší Galaxii vzácné, ne jen dosud nepozorované (Correia a kol., 2006). Z toho vyplývá, že N částicová dynamika nemůže být dominantní proces při formování vícenásobných systémů (Tokovinin, 2008). Rozšiřování statistiky trojhvězd a studie vedoucí ke zjištění hmotnosti třetí složky jsou tak nesmírně důležité pro omezení modelů formování vícenásobných systémů.

2.6 Dynamická stabilita

Otázkou dynamické stability hierarchických systémů se zabývali Mardling a Aarseth (2001) a ukázali, že systém s koplanárními drahami, kde složky obíhají v prográdním směru je stabilní pokud

$$P_2 \gtrsim 4,7 \left(\frac{m_0 + m_1 + m_2}{m_0 + m_1} \right)^{1/10} \frac{(1 + e_2)^{3/5}}{(1 - e_2)^{9/5}} P_1, \quad (2.1)$$

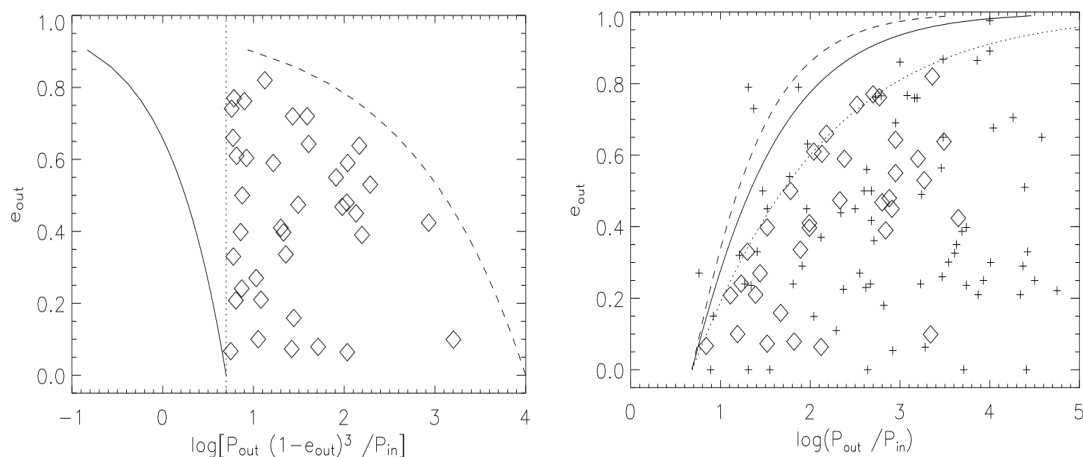
kde P_1 a P_2 jsou periody oběhu zákrytové dvojhvězdy resp. třetí složky, m_0 a m_1 jsou hmotnosti složek zákrytového páru a m_2 je hmotnost třetí složky, e_2 je excentricita vnější dráhy. Poznamenejme, že vztah je dobře použitelný i v případech kdy neznáme hmotnosti složek systému, protože závislost na hmotnostech je velmi slabá. Sterzik a Tokovinin (2002) pomocí numerických simulací s odhlédnutím od předpokladu koplanarity drah ukázali, že kritérium numerické stability lépe odpovídá výsledkům simulací, pokud se nahradí exponent $9/5 = 1,8$ ve vztahu 2.1 hodnotou 1,35. To vede na mírnější kritérium stability pro systémy s nekoplanárními drahami. Porovnání s observačními daty z katalogu MSC² však ukazuje, že v současné době neznáme téměř žádné systémy, které by nesplňovaly přísnější kritérium stability s exponentem rovným 3,0 (Tokovinin, 2004, 2007) (viz také obr. 2.6). Dominantním členem v rovnici 2.1 je pak $(1 - e_2)^3$ a vztah je pro první přiblížení možné zjednodušit do tvaru

$$\frac{P_2}{P_1} (1 - e_2)^3 \gtrsim 5. \quad (2.2)$$

Přísnější kritérium dynamické stability není uspokojivě teoreticky objasněno, nicméně v úvahu připadají například orbitální rezonance, díky kterým se systémy s vysokou výtředností e_2 pomalu rozpadají (Tokovinin, 2004). Jiné procesy než dynamická nestabilita, které by omezily výskyt systémů s velkou výtředností vnější dráhy nemohou být vyloučeny, ale díky shodě teoretického a empirického omezení pro $e_2 \approx 0$ se to zdá být velmi nepravděpodobné (Tokovinin, 2004). Někdy se také jako velmi hrubé kritérium dynamické stability udává podmínka $P_2 \gtrsim 5P_1$, které platí pro systémy s malou excentricitou vnější orbity. Na obrázku

²Multiple Star Catalog: v současné době obsahuje 1359 systémů složených ze 3 – 7 složek (Tokovinin, 1997), online: <http://www.ctio.noao.edu/~atokovin/stars/>.

2.6 vpravo je vidět, že se z poměru period P_2/P_1 dá na základě teoretického kritéria stability, či přísnějších empirických závěrů, odhadnout maximální excentricita vnější dráhy.



Obrázek 2.6: Závislost excentricity vnější orbity na kritériu stability. *Vlevo:* Plná čára je teoretické kritérium stability dle vztahu 2.1, tečkovaná čára reprezentuje empirické kritérium stability podle vztahu 2.2 a čárkovaná čára znázorňuje maximální poměr period ve zkoumaném vzorku systémů (Tokovinin, 2007). *Vpravo:* Závislost excentricity vnější dráhy na poměru period. Plná čára je kritérium stability podle (Mardling a Aarseth, 2001), čárkovaná čára je kritérium stability podle (Sterzik a Tokovinin, 2002) a tečkovaná čára je empirické kritérium (Tokovinin, 2006).

Rappaport a kol. (2013) na celém vzorku zákrytových dvojhvězd v katalogu družice Kepler našli 39 dynamicky zajímavých systémů s dostatečně nízkým poměrem mezi periodou třetí složky a periodou zákrytové dvojhvězdy ($P_2 < 7$ let), aby bylo možné očekávat interakci mezi oběma orbitami na časové škále měření družice (tzv. kompaktní hierarchické systémy). Aplikací dynamického modelu (viz níže) také určili předběžné orbitální elementy těchto systémů. Borkovits a kol. (2016) podrobnou analýzou nejnovějších dat rozšířili celkový počet dynamicky zajímavých systémů v datech družice Kepler na 62 a statistickou analýzou modelů trojnásobných systémů zjistili, že v rozdělení vzájemných sklonů obou orbit jsou patrné dva vrcholy. První pro vzájemný sklon $j \simeq 0^\circ$ a přibližně koplanární orbity a druhý pro sklon $j \simeq 40^\circ$, což by měla být finální hodnota sklonu po skončení Kozaiových cyklů po zmenšení hlavní poloosy vnitřního páru a cirkularizaci vnitřní dráhy. Střední excentricita vnějších drah tohoto vzorku třínásobných systémů je $e_2 = 0,35$.

2.7 Observační důsledky vícenásobné povahy systému

V této části nejprve uvedeme měřitelné projevy vícenásobné povahy systému a metody jejich detekce (Mayer, 2004; Rappaport a kol., 2013). Následně podrobněji rozebereme efekty ovlivňující světelnou křivku a speciálně se zaměříme na precesi orbit. V následujícím textu se terminologicky omezíme pouze na případ systémů,

které jsou tvořeny třemi složkami a vnitřní pár tvoří zákrytová dvojhvězda. Observačně se tedy může třetí složka v systému projevit následujícími způsoby:

- Vizuálně rozlišitelná třetí složka systému, použití adaptivní optiky nebo metod skvrnkové interferometrie. Omezení této metody spočívá v minimální separaci složek, kterou jsme schopni rozlišit. Rozdíl magnitud obou složek nesmí být příliš velký a použitelnost metody je omezená pouze na jasné hvězdy.
- Astrometrická detekce na základě analýzy vlastního pohybu těžiště samotné dvojhvězdy (fotocentra).
- Detekce čar tří složek ve spektru. Opět platí omezení na poměr magnitud zákrytového páru a třetí složky. Čáry třetí složky musí být ve spektru dostatečně výrazné. Přítomnost čar třetí složky ve spektru dvojhvězdy navíc neříká nic o tom, zda je třetí hvězda skutečně gravitačně vázána v systému, nebo zda je to samostatná hvězda náhodou promítnutá do stejném směru.
- Proměnná γ rychlost dvojhvězdy při analýze spekter měřených na dlouhé časové škále.
- Řešení světelné křivky dvojhvězdy vyžaduje zahrnutí třetího světla. Stejně jako v případě detekce spektrálních čar třetí složky, i zde je potřeba další analýza k ověření gravitační vazby systému. V případě, kdy je luminosita třetí složky mnohem menší, než luminosity složek zákrytového páru, nemusí být třetí světlo při modelování světelné křivky vůbec nalezeno.
- Dlouhodobé sledování minim jasnosti zákrytového systému. V případě přítomnosti třetí složky může být patrný efekt rozdílné dráhy světla (LTE) a dynamický člen, které dohromady způsobují změny měřených časů minim oproti lineární efemeridě (ETVs - eclipse timing variations).
- Ve světelné křivce jsou patrné zákryty všech složek systému. Nastává pouze v malém intervalu orbitálních parametrů systému a takových systémů je dosud známo velmi málo (viz. níže).
- Změna hloubky minim jasnosti ve světelné křivce, způsobená orbitální precesí. Změna hloubky zákrytů může nastat také v případech, kdy je sklon dráhy zákrytového systému konstantní, jako například stáčení apsidální přímky u excentrických dvojhvězd, proměnná jasnost složek dvojhvězdy³. V případě, kdy systém vykazuje změnu hloubky zákrytů je tedy nutné nejprve vyloučit tyto efekty před konstatováním, že je změna sklonu dráhy způsobena třetí složkou v systému.

2.7.1 Vzájemné zákryty všech tří složek systému

Ve velmi vyjimečných případech, kdy jsou sklony obou orbit blízké $i \simeq 90^\circ$, může dojít ke vzájemným zákrytům všech tří složek systému. První takový systém – KOI-126 (KIC 5897826) – objevil Carter a kol. (2011) mezi zákrytovými

³Způsobená například vývojem časově proměnné okolohvězdné obálky hvězd se závojem, pulzacemi atd.

dvojhvězdami pozorovanými družicí Kepler. Jedná se o velmi těsný systém s periodami $P_1 = 1,76713$ dne resp $P_2 = 33,9214$ dnů a sklony obou orbit $i_0 = 96,907^\circ$ resp. $i_3 = 92,1^\circ$. Celkem bylo mezi 222 trojhvězdnými systémy v datech družice Kepler nalezeno 10 systémů se vzájemnými zákryty (Borkovits a kol., 2015a). Orosz (2015) bez dalších podrobností uvádí, že v datech z Keplera našli 24 takových systémů, včetně cirkumbinárních exoplanet. Mimo zorná pole družice Kepler je znám pouze jeden nedávno objevený systém HD144548, který je zároveň prvním systémem s rozlišením čar všech 3 složek ve spektru (Alonso a kol., 2015).

2.7.2 ETVs

V takovém případě, kdy oddělené složky zákrytové dvojhvězdy s kruhovou orbitou tvoří izolovaný systém, nastávají časy minim (T_{\min}) v přesně periodických intervalech, popsáných lineární efemeridou

$$T_{\min}(E) = T_0 + P_1 \times E, \quad (2.3)$$

kde E je tzv. epocha, počet cyklů od referenčního minima T_0 a P_1 je perioda zákrytové dvojhvězdy.

V případě přítomnosti třetí složky v systému dochází k variacím měřených časů minim jasnosti oproti lineární efemeridě (ETVs, eclipse timing variations). První efekt, jež má za následek ETVs, je efekt rozdílné dráhy světla (LTE, nebo tzv. Rømerovské zpoždění), poprvé popsáný Irwinem (1952). Tento efekt je důsledkem změny polohy těžiště dvojhvězdy oproti těžišti celého systému v kombinaci s konečnou rychlostí světla. Lineární efemeridu (2.3) je pak třeba modifikovat přidáním členu

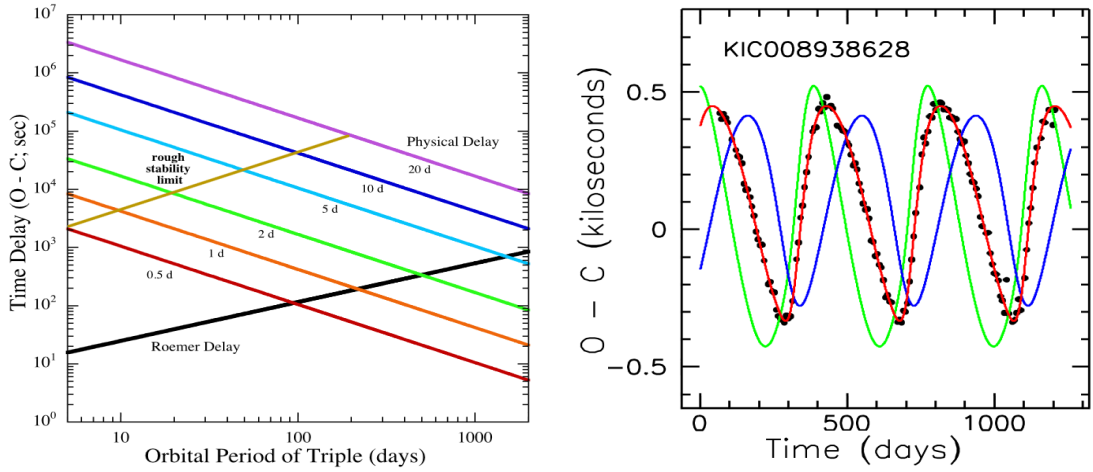
$$\Delta_{\text{LTE}} = \frac{a_{12} \sin i_3 (1 - e_2^2) \sin(v_2 + \omega_2)}{c (1 + e_2 \cos v_2)}, \quad (2.4)$$

kde a_{12} je hlavní poloosa dráhy těžiště dvojhvězdy kolem barycentra celého systému, i_3 je sklon dráhy třetího tělesa vzhledem k tečné rovině kolmé na zorný paprsek pozorovatele, e_2 je excentricita vnější dráhy, ω_2 je délka periastra vnější dráhy a v_2 je její pravá anomálie (Irwin, 1952; Borkovits a kol., 2015b). Spodní limit na hmotnost třetí složky pak může být určen z $O - C$ (observed – calculated) diagramu pro okamžiky minim jasnosti podobně jako v případě analýzy křivky radiálních rychlostí. Funkce hmotnosti je totiž

$$f(m_2) = \frac{m_2^3 \sin^3 i_3}{(m_0 + m_1 + m_2)^3} = \frac{4\pi^2 (a_{12} \sin i_3)^3}{GP_2^2}, \quad (2.5)$$

kde m_i jsou hmotnosti složek, P_2 je perioda oběhu třetí složky a G je gravitační konstanta.

Druhý efekt, který ovlivní časy měření minim jasnosti zákrytového systému, je vlastní změna oběžné periody dvojhvězdy v důsledku přítomnosti třetí složky. Ukazuje se, že přítomnost třetího tělesa prodlouží periodu zákrytového systému. Pokud je navíc vzdálenost mezi dvojhvězdou a třetí složkou v čase proměnná (třetí těleso je na excentrické dráze) a také pokud jsou obě dráhy nekoplanární, začínají být $O-C$ diagramy značně komplikované a do analýzy ETVs je třeba zahrnout také tzv. dynamické členy. Přibližným analytickým vyjádřením dodatečných dynamických členů se poprvé zabývali Söderhjelm (1975a) a Mayer (1990)



Obrázek 2.7: *Vlevo*: Uplatnění klasických LTE a dynamických členů v závislosti na periodě třetí složky a dvojhvězdy (Vyznačeno pro 6 period dvojhvězdy. Excentricita vnější orbity je fixovaná na $e_2 = 0,3$, sklon dráhy $i_3 = 60^\circ$ a hmotnosti všech složek $m_i = 1 M_\odot$). *Vpravo*: Příklad O-C diagramu keplerovského systému KIC008938628. Modrou čarou je znázorněn příspěvek klasického LTE členu, zelenou příspěvek dynamických členů. Červenou barvou je výsledný model jako kombinace obou členů (Rappaport a kol., 2013).

a v posledních letech pak například Borkovits a kol. (2003, 2011, 2015b). Pro případ kruhové dráhy byly odvozeny dynamické členy

$$\Delta_1 = A_{\text{phys}} \left(2 \cos^2 j - \frac{2}{3} \right) [v_2 + e_2 \sin v_2 - l_2], \quad (2.6)$$

$$\Delta_2 = A_{\text{phys}} (1 - \cos^3 j) \left[\sin(2v_2 - 2v_m) + e_2 \sin(v_2 - 2v_m) + \frac{e_2}{3} \sin(3v_2 - 2v_m) \right],$$

$$A_{\text{phys}} = \frac{3}{8\pi} \frac{m_2}{m_0 + m_1 + m_2} \frac{P_1^2}{P_2} (1 - e_2^2)^{-3/2},$$

kde j je vzájemný sklon obou oběžných drah, l_2 je střední anomálie dráhy třetí složky, v_m je orientace periastra dráhy třetího tělesa vzhledem ke dráze vnitřního páru (Borkovits a kol., 2003). Kompletní výraz obsahuje ještě třetí dynamický člen $\Delta_3 \sim \cos i_0$, kde i_0 je pozorovaný sklon dráhy vnitřního páru. V případě zákrytových systémů, kde $\cos i_0 \simeq 0$, se třetí člen obvykle zanedbává (Rappaport a kol., 2013).

Na obrázku 2.7 vlevo je znázorněno, zda je pro dané systémy dominantní klasický Røemerovský člen, nebo členy dynamické. Je vidět, že Røemerovský člen je dominantní pro dlouhé periody oběhu třetí složky a krátké periody oběhu zákrytové dvojhvězdy a naopak (Rappaport a kol., 2013). V této diplomové práci se zabýváme systémy s periodou oběhu vnitřního páru $P_1 \approx 1$ den a pro takové systémy je dominantní dynamické zpoždění pro periody oběhu vnější složky $P_2 < 200$ dnů.

Původní dynamické rovnice byly odvozeny pomocí metod poruchového počtu pro případ, kdy po celou dobu zůstává okamžitá vzdálenost třetí složky od těžiště dvojhvězdy mnohem větší, než je vzdálenost mezi složkami dvojhvězdy, což bývá díky hierarchii systémů většinou splněno. Problém nastává například v situacích, kdy se třetí složka vlivem velké excentricity dostává v určitých fázích oběhů příliš

blízko vnitřního páru. Rappaport a kol. (2013) ukázali, že zmíněná aproximace platí, pokud je splněna nerovnost

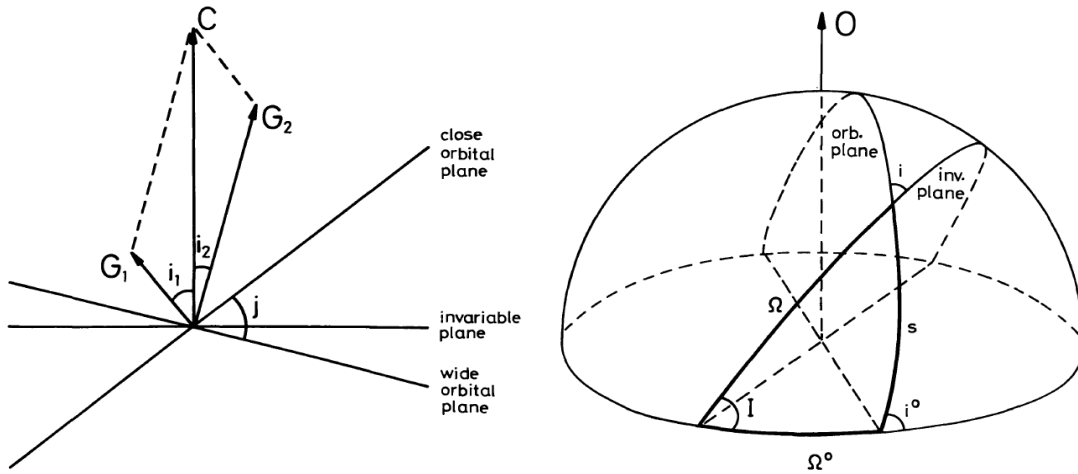
$$P_2(1 - e_2)^{2/3} \geq 14P_1. \quad (2.7)$$

2.7.3 Dlouhoperiodické perturbace a precese orbit

Výše popsané dynamické perturbace vnitřní dráhy se odehrávají s periodou oběhu třetí složky. Kromě toho však přítomnost třetí složky způsobuje také dlouhoperiodické perturbace, které se odehrávají na časové škále (Rappaport a kol., 2013)

$$\tau \sim \frac{P_2^2}{P_1} \frac{m_0 + m_1 + m_2}{m_2} (1 - e_2^2)^{3/2}. \quad (2.8)$$

Dlouhoperiodické perturbace jsou nejlépe detekovatelné v případě zákrytových dvojhvězd ze dvou důvodů. Prvním důvodem jsou obvykle krátké periody oběhu zákrytových dvojhvězd v řádu jednotek či desítek dnů, díky čemuž se dlouhoperiodické perturbace odehrávají na časové škále desítek či stovek let a takové systémy mohou být objeveny pomocí dat z dlouhodobých přehlídek. Druhým důvodem jsou měřitelné změny světelných křivek zákrytových dvojhvězd v důsledku perturbací. Mezi dlouhoperiodické perturbace se řadí precese orbit, která nastává v případě když jsou obě dráhy nekoplanární. Měřitelně se projeví jako změna sklonu dráhy zákrytového páru, což můžeme velmi snadno pozorovat jako změnu amplitudy světelných křivek a v dnešní době je známa řada těchto systémů (viz kapitola 2.8).



Obrázek 2.8: *Vlevo:* Vztah mezi vektory momentu hybnosti a orbitálními rovinami. *Vpravo:* Geometrie roviny tečné k nebeské sféře, invariantní roviny systému a oběžné roviny jedné ze složek systému. (Söderhjelm, 1975a)

Klasickým článkem v oblasti studia dlouhoperiodických perturbací je Söderhjelмова práce z roku 1975a. Od té doby byla podána řada jiných formulací, zpřesnění a zobecnění problému (viz např. (Mayer, 1990; Borkovits a kol., 2003, 2011, 2015b; Breiter a Vokrouhlický, 2015)). My se v dalším textu omezíme na Söderhjelmovu terminologii a výklad, který je pro naše účely studia dlouhoperiodických změn sklonu dráhy zákrytových systémů dostačující.

Zavedme nejprve Delaunayovy proměnné problému tří těles o hmotnostech m_0, m_1 (na vnitřní orbitě) a m_2 (na vnější orbitě)

$$\begin{aligned}
L_1 &= \frac{m_0 m_1}{m_0 + m_1} [G(m_0 + m_1) a_1]^{1/2}, \\
L_2 &= \frac{(m_0 + m_1) m_2}{m_0 + m_1 + m_2} [G(m_0 + m_1 + m_2) a_2]^{1/2}, \\
G_k &= L_k (1 - e_k^2)^{1/2}, \\
H_k &= G_k \cos i_k, \\
l_k &= \text{střední anomálie}, \\
g_k &= \omega_k, \\
h_k &= \Omega_k,
\end{aligned} \tag{2.9}$$

kde index 1 značí vnitřní orbitu a index 2 označuje parametry vnější orbity. Dále zavedme tzv. invariantní rovinu systému, která je definovaná jako rovina kolmá ke konstantnímu vektoru celkového momentu hybnosti systému $C = H_1 + H_2$ (viz obr. 2.8 vlevo). Průsečík obou oběžných dráh s invariantní rovinou tvoří jedinou přímku, kterou nazýváme uzlová přímka a můžeme pak označit $h_1 \equiv h$ a $h_2 \equiv \pi - h$. Definujme také vzájemný sklon mezi oběma orbitami $j = i_1 + i_2$, kde $i_{1,2}$ jsou sklony oběžných rovin vůči invariantní rovině (viz obr. 2.8 vlevo).

Poruchová funkce Hamiltoniánu, která vede na řešení dlouhoperiodických perturbací (tzv. „apse-node term“) je

$$\begin{aligned}
F &= k_1 L_1 \{ [5\Theta^2 + G_1^2 - 3\Theta^2 G_1^2 - 5/3 + 5(1 - G_1^2) \cdot \\
&\quad \cdot (1 - \Theta^2) \cos 2g_1] + k_2 [35G_1\Theta + 15G_1\Theta^3 - 33G_1^3\Theta \\
&\quad - 17G_1^3\Theta^3 + 15G_1\Theta(1 - G_1^2)(1 - \Theta^2) \cos 2g_1] \},
\end{aligned} \tag{2.10}$$

kde

$$\begin{aligned}
k_1 &= \frac{3}{8} \frac{m_2}{m_0 + m_1 + m_2} \frac{P_1}{P_2} (1 - e_2^2)^{-3/2}, \\
k_2 &= k_1 \left(1 + \frac{2}{3} e_2^2\right),
\end{aligned}$$

$G_1 \equiv G_1/L_1$ a $\Theta \equiv \cos j$. Hamiltonovy rovnice jsou vyjádřeny v časové proměnné τ , která odpovídá pravé anomálii vnější orbity. Dále budeme uvažovat případ, kdy je excentricita vnitřní orbity malá ($e_1 \simeq 0$), což je u většiny zákrytových systémů s dobrou přesností splněno. Potom také $G_1 = 1$ a řešení Hamiltonových rovnic

$$\begin{aligned}
\frac{dl_1}{d\tau} &= \frac{\partial F}{\partial L_1}, \\
\frac{dg_k}{d\tau} &= - \left(\frac{\partial F}{\partial G_k} + \frac{\partial F}{\partial \Theta} \frac{\partial \Theta}{\partial G_k} \right), \\
\frac{dh}{d\tau} &= \frac{\partial F}{\partial \Theta} \frac{\partial \Theta}{\partial C}
\end{aligned} \tag{2.11}$$

můžeme psát jako

$$\begin{aligned}
\frac{dl_1}{d\tau} &= k_1\{-7\Theta^2 + 7/3 - 5(1 - \Theta^2)\cos(2g_1) \\
&\quad + k_2[11\Theta^3 - 39\Theta - 15\Theta(1 - \Theta^2)\cos(2g_1)]\}, \\
\frac{dg_1}{d\tau} &= k_1\{5\Theta^2 - 1 + 2\Theta G_1/G_2 + 5(1 - \Theta^2)\cos(2g_1) \\
&\quad + k_2[33\Theta + 15\Theta^3 - (3\Theta^2 - 1)G_1/G_2 \\
&\quad + 15\Theta(1 - \Theta^2)\cos(2g_1)]\}, \\
\frac{dg_2}{d\tau} &= k_1\{2\Theta + (5\Theta^2 - 1)G_1/G_2 \\
&\quad + k_2[1 - 3\Theta^2 + (\Theta/3)(25 - 31\Theta^2)G_1/G_2]\}, \\
\frac{dh}{d\tau} &= -k_1 \frac{C[2\Theta - k_2(3\Theta^2 - 1)]}{G_2}.
\end{aligned} \tag{2.12}$$

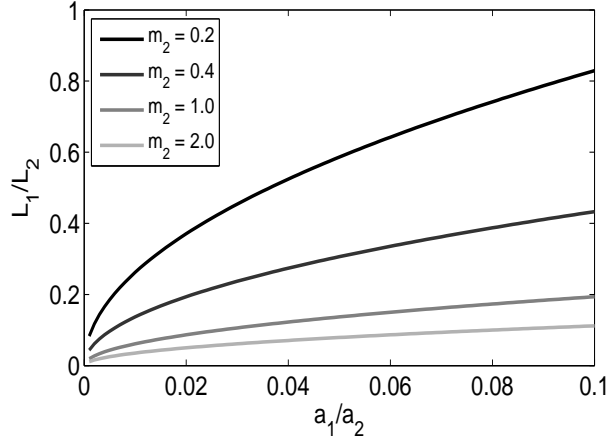
V posledním výrazu pro $\frac{dh}{d\tau} \equiv \dot{h}$ je za předpokladu $e_2 = \text{konst.}$ a $j = \text{konst.}$ na pravé straně rovnice konstanta a uzlová přímka se tak pohybuje neměnnou rychlostí. Tento výraz pak můžeme zanedbáním členů vyšších řádů zjednodušit do tvaru (Breiter a Vokrouhlický, 2015)

$$\begin{aligned}
\frac{\dot{h}}{n_1} &\simeq \frac{3}{4\eta_2^3} \frac{m_2}{M_2} \left(\frac{n_2}{n_1}\right)^2 \cos j \sqrt{1 - \gamma^2 + 2\gamma \cos j}, \\
\gamma &= \frac{1}{\eta_2} \frac{L_1}{L_2} = \frac{1}{\eta_2} \frac{m_0 m_1 M_2 n_1 a_1^2}{m_2 M_1^2 n_2 a_2^2}, \quad \eta_i = \sqrt{1 - e_i^2}, \quad n_i = \frac{2\pi}{P_i}, \\
M_1 &= m_0 + m_1, \quad M_2 = m_0 + m_1 + m_2.
\end{aligned} \tag{2.13}$$

Zavedme další rovinu tečnou k nebeské sféře a kolmou k zornému paprsku (viz obr. 2.8 vpravo). Úhel mezi touto rovinou a invariantní rovinou označme jako I , úhel mezi oběžnou rovinou a invariantní rovinou jako i_1 , resp. i_2 pro vnitřní, resp. vnější orbitu. Pozorovaný sklon dráhy jedné složky systému pak označme jako i_0 . Ze sférické geometrie na obr. 2.8 vpravo pak platí

$$\begin{aligned}
\cos i_0 &= \cos I \cos i_{1,2} \pm \sin I \sin i_{1,2} \cos(\dot{\Omega}(t - t_0)), \\
\dot{\Omega} &= \frac{2\pi}{P_{\text{nodal}}},
\end{aligned} \tag{2.14}$$

kde t_0 je okamžik průchodu uzlu dráhy tečnou rovinou k nebeské sféře, $\dot{\Omega}$ je úhlová rychost rotace uzlové přímky a P_{nodal} je její perioda. V dalším textu předpokládáme, že vnitřní pár tvoří zákrytová dvojhvězda s měřitelným sklonem i_0 a potom v rovnici (2.14) bude automaticky vystupovat i_1 . Hloubka minim zákrytového systému, která závisí na sklonu orbity i_0 je tak úzce svázána s i_1 , $\dot{\Omega}$ a t_0 . Pozorovaný sklon pak osciluje mezi minimální a maximální hodnotou v intervalu, který je dán geometrií orbit $i_0 \in (I - i_1, I + i_1)$. Znaménko mezi členy rovnice (2.14) závisí na konkrétní volbě t_0 . Volíme-li čas t_0 v okamžiku největšího $\cos i_0$, platí znaménko $+$ a naopak. Poznamenejme, že dráha vnější složky systému se také stáčí se stejnou úhlovou frekvencí $\dot{\Omega}$ jako vnitřní dráha. Pokud však nedochází k zákrytům všech tří složek systému, nemůžeme změnu sklonu vnější dráhy ve světelné křivce přímo pozorovat. Amplituda změn sklonu závisí



Obrázek 2.9: Závislost poměru momentu hybnosti obou orbit na poměru velikosti jejich hlavních poloos pro $m_0 = m_1 = 1 M_\odot$ a $e_1 = e_2 = 0$. Různými čarami jsou odlišeny závislosti pro několik hmotností třetí složky m_2 .

na geometrii systému a je tím větší, čím větší je úhel i_2 (nebo i_1 pro amplitudu sklonu vnitřní dráhy). Vnější dráhy trojnásobných systémů jsou typicky mnohem větší než dráhy vnitřní, vážou většinou momentu hybnosti systému (viz vztahy pro momenty hybnosti $L_{1,2}$ (2.9)) a úhel $i_2 \simeq 0$, což detekci změn sklonu dále ztěžuje. Výjimky nastávají v případech, kdy je hmotnost třetí složky velmi malá vůči hmotnostem složek zákrytového páru, ale ani v těchto případech není možné sklon dráhy třetí složky přímo měřit na základě fotometrie systému. Na obrázku 2.9 je znázorněna závislost poměru momentů hybností obou orbit v závislosti na poměru velikosti jejich hlavních poloos.

Studiem změn hloubky minim zákrytového systému můžeme detekovat dlouhoperiodické perturbace s periodou P_{nodal} , která plyne z řešení Hamiltonových rovnic (2.12) jako

$$P_{\text{nodal}} = \frac{4}{3} \left(1 + \frac{m_0 + m_1}{m_2} \right) \frac{P_2^2}{P_1} (1 - e_2^2)^{3/2} \left(\frac{C}{G_2} \cos j \right)^{-1}. \quad (2.15)$$

Jak je vidět, $P_{\text{nodal}} \sim P_2^2/P_1$ a je tak obtížné dlouhoperiodické perturbace detekovat u jiných, než kompaktních systémů, kde velikost orbity třetí složky není o mnoho větší než velikost vnitřní orbity zákrytového systému. Řešením závislosti 2.14 pro pozorované skony vnitřní orbity můžeme zjistit orientaci drah systému, konkrétně hodnoty i_1 a I . Zde je však nutné upozornit, že rovnice 2.14 je invariantní vůči záměně $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$ a určení orientace orbit je tak nejednoznačné. Podrobné diskuzi důsledků této nejednoznačnosti se věnujeme v rámci každého analyzovaného systému v kapitole 7.

Söderhjelm (1975a) dále ukazuje, že v případě nenulové excentricity vnitřní orbity se kromě krátkoperiodických perturbací v $O - C$ diagramu projeví i dlouhoperiodické s periodou P_{nodal} a amplitudou

$$A_n = (P_1/2\pi)i_1 \cot I. \quad (2.16)$$

Všechny těsné dvojhvězdy studované v této práci jsou na kruhových drahách a tento efekt u nich není pozorovatelný.

Analýzou změny hloubky minim zákrytového páru můžeme také usuzovat na hmotnost třetí složky. Protože platí, že $j = i_1 + i_2$ a $\sin i_2 = \gamma \sin i_1$, můžeme vyjádřit

$$j = i_1 + \arcsin(\gamma \sin i_1). \quad (2.17)$$

Pokud je hierarchie systému taková, že $L_2 \gg L_1$ pak můžeme předchozí vztah zjednodušit na $j \simeq i_1$, čímž se zjednoduší i výsledný vztah pro $\dot{\Omega}$. Dosadíme-li ze třetího Keplerova zákona do vztahu pro γ v rovnici (2.13) dostaneme

$$\gamma = \frac{1}{\eta_2} \frac{m_0 m_1}{M_1 m_2} \left(\frac{n_2 M_2}{n_1 M_1} \right)^{1/3} \quad (2.18)$$

a v případech, kdy můžeme oprávněně předpokládat, že $e_2 \simeq 0$ získáme

$$\gamma = \frac{m_0 m_1}{M_1 m_2} \left(\frac{P_1 M_2}{P_2 M_1} \right)^{1/3}. \quad (2.19)$$

Máme-li například díky řešení světelné křivky a ze znalosti spektrálních typů představu o hmotnostech složek vnitřního páru m_0 a m_1 , je γ pouze funkcí neznámé hmotnosti m_2 a periody oběhu P_2 třetí složky. Rovnice (2.14) obsahuje celkem 4 parametry: I , i_1 , t_0 a $\dot{\Omega} \equiv \dot{h}$. Během fitování observační závislosti $\cos i_0 = f(t)$ můžeme analyzovat různé projekce v parametrickém prostoru a usuzovat na velikosti konfidenčních intervalů konkrétních parametrů. Zpětným dosazením do rovnic (2.17), (2.19) a (2.13) získáme určitá omezení na hmotnosti a periodu třetí složky, které je možné dále omezit zahrnutím dalších observačních skutečností.

Omezení na hmotnost třetí složky získáváme z řešení světelné křivky. Pokud ve světelné křivce nalezneme příspěvek třetího světla, můžeme ze závislosti hmotnost – svítivost přibližně odhadnout hmotnost třetí složky systému. Pokud s přesností našich měření není možné rozhodnout o přítomnosti třetího světla ve světelné křivce, můžeme alespoň z rozptylu měření učinit odhad na jeho maximální velikost a na maximální možnou hmotnost m_2 . Další omezení na hmotnost a periodu oběhu třetího tělesa můžeme získat analýzou $O - C$ diagramu. Perioda oběhu třetí složky je zpravidla pod detekčním limitem časového rozlišení dat, které máme k dispozici z běžných pozemních přehlídek, neboť $P_2 \sim \sqrt{P_1 P_{\text{nodal}}}$. Z toho vyplývá, že většinou nejsme schopni analýzou $O - C$ diagramu odhalit periodické variace s periodou P_2 . Rozptyl $O - C$ diagramu nám však může poskytnout omezení na maximální amplitudu ETVs způsobených třetí složkou. Pro případ, kdy $P_1 \approx 1$ den a $P_2 < 200$ dnů jsou dominantní dynamické členy 2.6 a amplituda $(O - C)_{\text{max}} \approx A_{\text{phys}}$. Naopak pokud $P_2 > 200$ dnů, je dominantní klasické Röemerovské zpoždění (LTE) a podle rovnice 2.4 platí

$$f(m_2) = \frac{(m_2 \sin(i_3))^3}{(m_0 + m_1 + m_2)^2} = \frac{1}{P_2^2} \left[\frac{173,15A}{\sqrt{(1 - e_2^2 \cos^2(\omega_2))}} \right]^3, \quad (2.20)$$

kde A je amplituda $O - C$ diagramu ve dnech a úhel mezi rovinou tečnou k nebeské sféře a dráhou třetí složky i_3 osciluje v důsledku orbitální precese v intervalu $(I - i_2, I + i_2)$ a z modelování časové závislosti sklonu i_0 známe jeho maximální hodnoty.

Výstřednost e_2 vystupujících v rovnicích 2.6 a 2.20 můžeme v prvním přiblížení položit rovnu nule. V kapitole 2 na obrázku 2.6 vpravo je ukázáno, že ze

znalosti poměru period P_2/P_1 můžeme odhadnout maximální excentricitu vnější dráhy. Vzhledem k výběrovým efektům daných naší metodikou je poměr period analyzovaných systémů řádově $P_2/P_1 \in (10,100)$, a tím pádem můžeme vždy očekávat $e_2 \leq 0,6$ a dominanci dynamických efektů v ETVs. Diskuzi efektu nenulové výstřednosti vnější dráhy na omezení hmotností a period třetí složky se věnujeme dále při analýze konkrétních systémů v kapitole 7.

2.8 Známé systémy vykazující precesi uzlové přímky

V této kapitole jsou uvedeny jednotlivé systémy u kterých je dosud známo, že vykazují precesi uzlové přímky. Řazení jednotlivých systémů pokud možno respektuje historický vývoj problematiky. Přehled všech dosud známých systémů se změnami sklonu dráhy a jejich vlastností mimo systémy objevené v datech družice Kepler je uveden v tabulce 2.1 (12 systémů). Přehled systémů se změnami sklonu dráhy, které byly pozorovány družicí Kepler jsou v tabulce 2.2 (42 podrobně analyzovaných systémů (Borkovits a kol., 2016)). Kromě toho Graczyk a kol. (2011) objevili 17 systémů ve Velkém Magelanově Mračnu se změnou amplitud světelných křivek v datech přehlídky OGLE III. Podrobnou analýzou těchto systémů se však dosud nikdo nezabýval. Jejich výčet uvádíme až v kapitole 4.1 v tabulce 3.2. Jeden systém – OGLE-SMC-ECL-5096 – u kterého vymizely zákryty našli také Pawlak a kol. (2013) v OGLE III SMC datech. Podrobnější analýzou se však také nikdo dosud nezabýval. V závěru této kapitoly v části 2.8.1 uvádíme krátké shrnutí vlastností všech diskutovaných systémů.

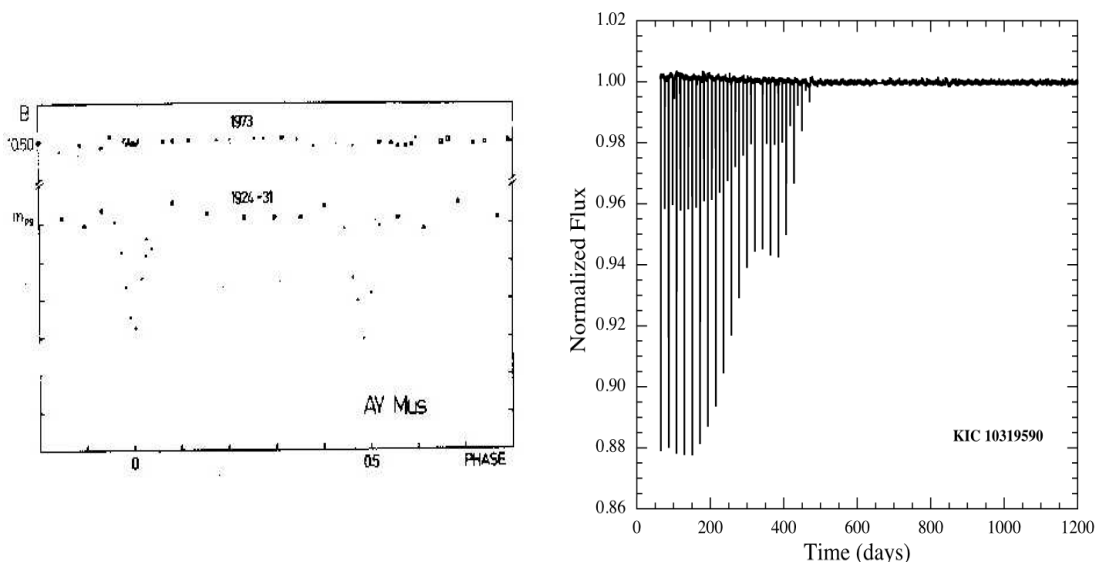
RW Per je první zákrytová dvojhvězda, u které byly objeveny změny hloubky minim jasnosti (Hall, 1969). Jejím studiem se dále zabývali Schaefer a Fried (1991), kteří ukázali, že jediným možným vysvětlitelným změny hloubky minim je precese uzlové nebo apsidální přímky, protože magnituda světelné křivky mimo zákryty zůstává konstantní. To znamená, že změna amplitudy nemůže být způsobena změnami plošné jasnosti některé ze složek, poloměru složek nebo v důsledku změny příspěvku třetího světla. Stáčení apsidální přímky byla v případě tohoto systému nakonec také vyloučena kvůli malé excentricitě a příliš dlouhé periodě P_{apse} na to, aby rotace apsidální přímky vysvětlila pozorované změny. Na základě analýzy $O - C$ diagramu určil Mayer (1984) periodu oběhu třetí složky $P_2 \simeq 68$ let a její hmotnost $m_2 \gtrsim 3,5 M_\odot$. Takto hmotná třetí složka by však v případě, že by se jednalo o hvězdu hlavní posloupnosti přispívala třetím světlem nejméně 36 % maximální jasnosti. Olson a kol. (1992) argumentují, že žádné třetí světlo nebylo analýzou světelné křivky nalezeno a proto je nutné hledat jiné příčiny změn hloubky zákrytů. Zároveň pro periodu stáčení uzlové přímky podle vztahu (2.15) plyne, že $P_{nodal} \gtrsim 310000$ let, což ale nesouhlasí se skutečně pozorovanou rychlostí změny sklonu. Olson a kol. (1992) proto navrhli řadu dalších hypotéz pro vysvětlení změn amplitudy světelné křivky, jako je akrece hmoty na jednu ze složek, nebo pomalá změna polárního poloměru. Skutečná povaha změn amplitudy světelné křivky RW Per je proto stále otevřeným problémem. Přípravovaná práce (Olson & Etzel, 2015, in prep.) možná vnese do současné situace více světla.

IU Aur. Mayer (1971) si poprvé povšiml prohlubování minim této zákrytové dvojhvězdy s konstatním tempem o $\approx 0,3$ mag na časové škále 8000 dní a vyslovil hypotézu o přítomnosti třetího tělesa. V řadě dalších prací byly studovány světelné křivky a bylo nalezeno třetí světlo 15 % – 25 % v závislosti na použitém fotometrickém filtru (např. Mayer a Drechsel, 1987; Liu a kol., 1988). Analýzou $O-C$ diagramu byla také získána $P_2 = 294,3$ dnů (Mayer, 1987). Kolem roku 1984 sklon dráhy systému prošel svým maximem 90° a hloubka minim se začala zase zmenšovat (Mayer a kol., 1991; Drechsel a kol., 1994). Drechsel a kol. (1994) pak určili modelováním změny sklonu také $P_{\text{nodal}} \simeq 335,0$ let. Autoři rovněž odhadli hmotnost třetí složky $m_2 \simeq 17 M_\odot$. Tato hmotnost je ale příliš velká vzhledem k intenzitě třetího světla a síle spektrálních čar. Nabízí se proto hypotéza, že se ve skutečnosti jedná o druhý binární systém, ale ani tím násobnost vícehvězdného systému IU Aur zřejmě nekončí. Mason a kol. (1998) objevili pomocí skvrnkové interferometrie další složku systému s úhlovou separací $0,147''$. Tak velká úhlová vzdálenost odpovídá mnohem delší periodě než je P_2 a proto se možná jedná o pětinasobný systém.

AH Cep. Mayer (1980) si při studiu starších světelných křivek a vlastních dat povšiml prohlubování minim jasnosti tohoto zákrytového systému. Podrobnou analýzou světelných křivek a $O-C$ diagramů se zabývali Drechsel a kol. (1989) kteří ukázali, že je v systému přítomno ještě třetí těleso s periodou oběhu 62,9 let, které však nemůže být původcem precese uzlové přímky, jejíž periodu autoři přibližně odhadli v intervalu $200 < P_{\text{nodal}} < 2000$ let. Zároveň však upozornili na periodická rezidua v $O-C$ diagramu, kterými se dále zabývali Kim a kol. (2005), kteří skombinovali novějších fotometrická a spetrokopická data, odvodili periodu čtvrté složky $P_3 = 9,6$ let a zpřesnili hodnotu periody třetí složky systému jako $P_2 = 67,6$ let. Za pozorované stáčení uzlové přímky je tak možná zodpovědná právě čtvrtá složka systému.

AY Mus. Söderhjelm (1974) svým pozorováním zjistil, že u této hvězdy zcela vymizely dříve pozorované zákryty. Objevové pozorování je na obrázku 2.10 vpravo. Z důvodu nedostatku dalších měření byla pouze velmi zhruba odhadnuta perioda oběhu třetí složky $P_2 \simeq 0,5$ roku Söderhjelm (1975b) a není známo, kdy se sklon dráhy tohoto systému opět dostane do fáze, kdy budou zákryty znovu patrné.

SV Gem. Guilbault a kol. (2001) podrobně prostudovali všechna dostupná data a Harvardské fotografické desky aby ukázali, že v letech 1894 – 1939 dvojhvězda vykazovala zákryty s postupně klesající amplitudou a v pozdějších pozorováních už zákryty zcela vymizely. Jasnost systému se pak po dlouhou dobu měnila pouze v důsledku orbitálního pohybu nesférických složek systému. Oběžná perioda dvojhvězdy je $P_1 = 4,0061$ dny, což je velmi nepříznivé pro systematická měření z jednoho místa na Zemi. Z tohoto důvodu neexistuje mnoho fotometrických pozorování a podrobnější analýzy neexistují. Paschke (2006) a Frank (2007) však nedávno upozornili, že po dlouhém období fáze bez zákrytů se složky SV Gem znovu začínají zakrývat a perioda precese tak může být řádově 100 let, což je poměrně krátká doba. Pro odhalení povahy systému je tak nyní velmi důležité hvězdu fotometricky sledovat.



Obrázek 2.10: *Vlevo*: Historické pozorování hvězdy AY Mus. Zatímco ve fotografických měřeních z let 1924 – 1931 jsou patrné zákryty, v novějších fotoelektrických datech z roku 1973 již k zákrytům nedochází (Söderhjelm, 1974). *Vpravo*: Příklad systému (KIC 10319590) se změnou sklonu, který byl nalezen mezi zákrytovými dvojhvězdami, pozorovanými družicí Kepler. V tomto extrémním případě zákryty kompletně vymizely během pouhých 400 dnů pozorování (Rappaport a kol., 2013).

V699 Cyg je další dvojhvězdou u které kompletně vymizely dříve patrné zákryty. Poklesu amplitudy světelné křivky si povšimli Azimov a Zakirov (1991). Analýzou časového vývoje sklonu dráhy systému se zabývali Lippky a Marx (1994), konkrétní výsledky však nepublikovali⁴.

V685 Cen. Mayer a kol. (2004) shromáždili archivní fotometrická data spolu s daty z přehlídky ASAS 3 a odhalili postupné zmenšování amplitudy světelné křivky. Autoři vyloučili, že by na změnu hloubky minim tohoto systému měly vliv rozdílné apertury při zpracování fotometrických dat z různých zdrojů, protože žádná hvězda není dostatečně blízko V685 Cen. Nezanedatelný příspěvek třetího světla do řešení světelné křivky svědčí o možné přítomnosti třetí složky systému a změny hloubky minim jsou pravděpodobně důsledkem stáčení uzlové přímky. Přesná perioda P_{nodal} a P_2 se z dostupných dat nedá určit, nicméně autoři alespoň odhadli, že perioda stáčení uzlové přímky je řádu století a perioda oběhu třetí složky je tak pravděpodobně menší než jeden rok.

V907 Sco je unikátní zákrytový systém, protože během historie jeho pozorování zákryty vymizely a znovu se objevily celkem dvakrát. Systém přestal být zákrytový kolem roku 1918, období bez zákrytů trvalo až do roku 1963. Kolem roku 1986 zákryty opět vymizely. Podrobnou analýzou všech dostupných fotometrických dat se zabývali Lacy a kol. (1999), kteří na základě časových intervalů období zákrytů a období bez zákrytů odhadli $P_{\text{nodal}} \simeq 68$ let. Tato hodnota je však velmi hrubý odhad, protože neznáme sklon třetího tělesa. Analýzou vlastních spektroskopických dat a křivky radiálních rychlostí autoři našli v systému

⁴Citovaná práce je pouze abstrakt ve sborníku, a nejsou zde zmíněny žádné číselné výsledky.

třetí složku s periodou oběhu $P_2 = 99,3$ dnů. Systém se v současné době nachází v období bez zákrytů a Lacy a kol. (1999) předpovídají, že se zákryty znovu objeví kolem roku 2030.

SS Lac. První rozsáhlou studii všech dostupných fotometrických a spektroskopických dat publikovali Milone a kol. (2000), kteří definitivně potvrdili, že mezi lety 1885 a 1967 docházelo k přibližně parabolické změně hloubky minim s maximem kolem roku 1911. V polovině 20 století pak SS Lac zcela přestala vykazovat zákryty. Podrobnou analýzou křivky radiálních rychlostí bylo později potvrzeno, že SS Lac tvoří trojnásobný systém s třetí složkou na mírně excentrické orbitě s periodou $P_2 = 679$ dnů (Torres a Stefanik, 2000). Torres (2001) provedl podrobnou revizi všech dostupných dat a hledal fyzikální model, popisující změny sklonu dráhy vnitřního páru. Funkci $\cos(i) = f(t)$ nebylo v tomto případě možné přímo modelovat vztahem (2.14), protože pozorovaná změna byla téměř lineární. Autor na základě spektroskopických pozorování učinil odhad na sklon dráhy třetí složky a na základě analýzy apsidálního pohybu také odhadl úhel mezi oběma orbitami. Následné Monte Carlo simulace ukázaly, že nejpravděpodobnější hodnota $P_{\text{nodal}} \simeq 600$ let.

QX Cas je součástí hvězdokupy NGC 7790 a dlouhou dobu vykazovala zákryty konstantní hloubky (viz. Table 1 v práci (Kjurkchieva a kol., 2007)). Podrobná studie pořízených vysokodisperzních spekter zmíněných autorů ukázala, že se jedná o excentrický systém s $e_1 = 0,22$ a spodní limity na hmotnosti složek jsou $m_0 > 6,1 M_{\odot}$ a $m_1 > 5,3 M_{\odot}$. Guinan a kol. (2012) však při snaze pořídit aktuální světelnou křivku zjistili, že systém již zákryty nevykazuje. Na konferenci *100th Annual Meeting of the AAVSO* představili svou studii dostupných archivních spektroskopických a fotometrických dat a provedli diskuzi možných příčin náhlého vymizení zákrytů. Jako možná vysvětlení uvádí rozpad binárního systému, náhlou změnu orbity způsobenou blízkým přiblížením některé hvězdy z hvězdokupy, či perturbace orbity způsobené přítomností třetí složky⁵.

HS Hya. Změny hloubky minim HS Hya byly nalezeny při prohlídce dat z databáze ASAS 3 a v jistém smyslu tak právě tento systém posloužil jako jedna z motivací pro tuto práci. Zasche a Paschke (2012) podrobně analyzovali světelné křivky z databáze družice Hipparcos a z databáze přehlídky ASAS 3. Změna sklonu dráhy systému je na časovém intervalu pozorování přibližně lineární a je tak těžké přesně určit periodu stáčení uzlové přímky. Autoři ji s použitím vztahu (2.14) odhadli jako $P_{\text{nodal}} \simeq 631$ let. Na přítomnost třetí složky v systému upozornil už Torres a kol. (1997) a její periodu oběhu určil jako $P_2 = 190$ dnů. Spektrální typ třetí složky je pravděpodobně M0 a příspěvek třetího světla do světelné křivky je zanedbatelný (složky dvojhvězdy jsou sp. typu F4-5).

MACHO 82.8043.171 ve Velkém Magelanově Mračnu je první extragalatický systém s prostudovanou precesí uzlové přímky (Zasche a Wolf, 2013). Autoři využili dat z přehlídek MACHO a OGLE, uskutečnili vlastní měření s dánským dalekohledem na La Silla v Chile a určili periodu precese uzlové přímky

⁵Z orálního příspěvku se dochoval pouze abstrakt, který neobsahuje další podrobnosti.

na $P_{\text{nodal}} = 76,9 \pm 10,1$ let. Parametry orbity třetí složky se nedají bez spektroskopických pozorování přesně určit. Zasche a Wolf (2013) alespoň na základě jistých rozumných předpokladů odhadli hmotnost a periodu oběhu třetí složky. O-C diagram totiž nevykazuje žádné měřitelné variace, což klade omezení na možné hmotnosti třetí složky systému. Minimální hodnota periody P_3 je dána mezí dynamické stability. Autoři předpokládali nulovou excentricitu vnější orbity a dostali omezení $m_2 \simeq 0,4 M_{\odot}$ a $6 < P_2 < 15$ dní.

Tabulka 2.1: Známé systémy vykazující změnu hloubky minim.

Označení	P_1 (dny)	P_2	Sp. typ	P_{nodal} (roky)
RW Per	13,1989	68 let	A5Ve	??
IU Aur	1,81147	294,3 dnů	B0V	335,0
AH Cep	1,7747	9,6 let ?	B0,5V	??
AY Mus	3,2055	??	B9	??
SV Gem	4,0061	??	B3	??
V669 Cyg	1,5515	??	B2	??
V685 Cen	1,19096	??	A0	??
V907 Sco	3,77628	99,3 dnů	B9,5V	68,0 ?
SS Lac	14,4161	679 dnů	B9V	$\simeq 600,0$
QX Cas	6,004709	??	B1V	??
HS Hya	1,568024	190 dnů	F3-4	631,0
MACHO 82.8043.171	1,2565	6 – 15 dnů	B2V	76,9

42 systémů nalezených v datech družice Kepler. Fotometrická data družice Kepler umožňují v posledních letech naprosto bezprecedentní studium světelných křivek, mimo jiné také zákrytových dvojhvězd. Borkovits a kol. (2016) podrobně studovali světelné křivky kompaktních trojnásobných systémů, mezi kterými našli 42 takových, které vykazují změny amplitudy světelné křivky způsobené orbitální precesí. Dynamické efekty u těchto systémů jsou velmi výrazné a studiem komplikovaných $O - C$ diagramů spolu s modelováním změn sklonu systému autoři přesně určili dráhové parametry systémů včetně vzájemné orientace orbit a periody stáčení uzlové přímky P_{nodal} . V některých případech je perioda P_{nodal} skutečně extrémní a systém s nejkratší periodou má $P_{\text{nodal}} = 7,5$ let (viz tabulku 2.2). Průběh změny hloubky minim systému KIC 10319590 na obrázku 2.10 je příkladem toho, s jakou přesností byla družice Kepler schopná tyto efekty detekovat.

18 systémů se změnou hloubky minim v databázi přehlídky OGLE III. Graczyk a kol. (2011) publikovali katalog zákrytových dvojhvězd v databázi přehlídky OGLE III pokrývající LMC a upozornili na 17 systémů, které vykazují změny hloubky minim. Autoři vyloučili možnost změny hloubky minim v důsledku apsidálního pohybu a odhadli periodu nodální precese u všech systémů v řádu desítek let. Autoři však tyto systémy nehledali nijak systematicky a jejich objevy jsou spíše náhodné, což spolu se zmínkou o jednom systému v datech OGLE III SMC (Pawlak a kol., 2013) posloužilo jako silná motivace pro

Tabulka 2.2: Systémy pozorované družicí Kepler, které vykazují orbitální precesi (Borkovits a kol., 2016).

Označení KIC	P_1 (dny)	P_2 (dny)	P_{nodal} (roky)
2576692	7,8797(1)	2884(173)	2118
3345675	120,033(2)	1662(94)	348
4055092	76,464532(9)	11548(88)	6297
4078157	16,02554(2)	1377(26)	697
4753988	7,30451(1)	5567(232)	40986
4769799	21,9284(1)	1231(8)	826
4909707	2,3023671(2)	514,8(6)	471
4940201	8,816559(1)	364,9(3)	139
5003117	37,6094(2)	2128(50)	1484
5095269	18,611868(5)	236,26(8)	136
5255552	32,465339(2)	862,1(2)	140
5264818	1,9050517(1)	299,4(6)	433
5384802	6,0830921(3)	255,23(5)	65
5653126	38,49233(5)	968(2)	157
5731312	7,9464246(2)	911(3)	1013
5771589	10,738233(3)	112,97(2)	7,5
6877673	36,759691(6)	2870(11)	1998
6964043	10,725518	—	26
7177553	17,996467	—	293
7289157	5,266525	—	80
7593110	3,5493857(3)	353(1)	536
7668648	27,8256(2)	204,8(4)	25
7670617	24,70317(4)	3304(108)	-1678
7812175	17,79359(2)	583(2)	176
7821010	24,2382191(1)	991(3)	618
7955301	15,32775(1)	209,1(1)	72(34)
8023317	16,57907(1)	610,6(5)	588
8143170	28,78680	1710(35)	890
8210721	22,67318(4)	789,7(4)	235
8938628	6,8622000(2)	388,6(2)	170
9028474	124,93573(1)	3378(94)	1557
9451096	1,25039069(1)	106,89(1)	102
9715925	6,308265(3)	736(36)	1163
9963009	40,0716(1)	3770(10)	2703
10268809	24,70843(1)	7000(1000)	3333
10296163	9,296847(4)	15271(760)	121561
10319590	21,32116(6)	452(2)	110
10979716	10,684099(2)	1047(4)	616
11502172	25,431831(7)	3313(58)	5700
11519226	22,161767(7)	1437(1)	510
11558882	73,9135(2)	4050(50)	2702
12356914	27,3083183(3)	1804(1)	1329

naši vlastní analýzu a vývoj algoritmu pro nalezení dalších podobných systémů v databázi.

2.8.1 Shrnutí

Celkem je tedy známo 72 systémů (53 v naší Galaxii, 18 v LMC a 1 v SMC) u kterých dochází ke změnám hloubky minim, které mohou mít kromě precese uzlové přímky v důsledku přítomnosti třetího tělesa na nekoplanární orbitě i jiné příčiny. 42 systémů v zorném poli družice Kepler je podrobně prostudováno a je známa perioda stáčení uzlové přímky. Mimo zorné pole družice Kepler je perioda stáčení známa dosud pouze u 4 systémů v naší Galaxii. Mimo Galaxii je známo 19 dynamicky zajímavých systémů, ale pouze jediný z nich – MACHO 82.8043.171 – byl dosud podrobně studován. Rozšíření statistiky vícenásobných systémů jak v naší, tak především mimo naší Galaxii je zcela klíčové pro pochopení rozdílů mezi mechanismy formování takových systémů v různých galaxiích.

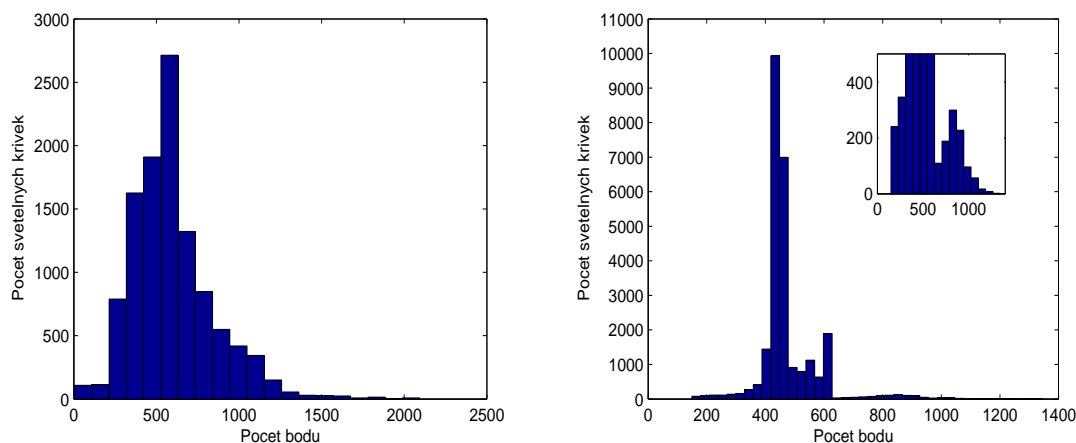
Na první pohled jsou patrné některé rozdíly mezi systémy, které byly nalezeny mezi daty z pozemních observatoří a mezi systémy nalezenými v archivu družice Kepler. Téměř všechny systémy nalezené díky pozemním pozorováním jsou ranných spektrálních typů B/A a až do nalezení systému HS Hya, který je spektrálního typu F3-4 nebylo zřejmé, zda se jedná pouze o silný výběrový efekt, nebo zda na pozadí existuje nějaká hlubší fyzikální příčina. Naproti tomu Rappaport a kol. (2013) ve své práci uvádí spektrální typy sedmi systémů se změnou sklonu a téměř všechny jsou spektrálního typu G. Zdá se tedy, že obě statistiky spektrálních typů jsou silně ovlivněny výběrovými efekty pozorování.

3. Metodika detekce zákrytových dvojhvězd se změnou sklonu

Jak bylo uvedeno výše, dosud známe malý počet systémů, které vykazují stáčení uzlové přímky a mimo naši Galaxii byl dosud prostudován pouze jediný takový systém. Zároveň se hodí zdůraznit, že obecná znalost rozdělení paramterů vícenásobných soustav je klíčová pro omezení teoretických modelů jejich vzniku a vývoje. V části 2.3 bylo uvedeno, že panuje nejistota ohledně skutečné distribuce systémů s krátkými periodami oběhu třetí složky a v kapitole 2.7.3 bylo ukázáno, že právě přítomnost třetí složky systému na relativně krátké dráze se může observačně projevit jako dlouhodobá změna amplitudy světelné křivky.

Z těchto důvodů byla v rámci této práce vypracována metodika detekce dalších systémů se změnou sklonu dráhy, s malými periodami P_2 a s malým poměrem P_2/P_1 ve velkých databázích světelných křivek. Pro rozšíření statistiky dynamicky zajímavých systémů v naší Galaxii byla vybrána přehlídka ASAS 3 a pro detekci takových systémů mimo naši Galaxii byla vybrána přehlídka OGLE III, konkrétně její část pokrývající LMC (podrobněji v kapitolách 3.1 a 3.2). Tyto rozsáhlé databáze světelných křivek zákrytových dvojhvězd byly pro účely této práce vybrány z důvodu jejich vyjimečného rozsahu, poměrně dobré kvality fotometrických měření, snadné dostupnosti a dobré homogenity dat v rámci dané databáze.

Precese uzlové přímky a změna sklonu se observačně projeví změnou hloubky minim jasnosti vnitřního zákrytového páru. V zásadě tak mohou existovat dvě základní metody detekce změny sklonu. První z nich spočívá ve sfázování světelné křivky v několika úsecích dat a změření hloubek minim pomocí modelování vhodnou matematickou funkcí. Druhá metoda spočívá v nalezení bodů s nejnižší jasností v několika úsecích světelné křivky bez jejího sfázování. Vzhledem k povaze dat pozemních přehlídek ASAS 3 a OGLE III, kde počet měření ve světelných křivkách je typicky $200 < N_{ASAS} < 1000$ a $400 < N_{OGLE} < 600$ bodů na celý interval pozorování (viz obr. 3.1) a z toho jen malý zlomek měření je v oblastech kolem minim jasnosti (v případě oddělených a polodotykových systémů), si v této práci neklademe ambice rozlišit na časové škále pozorování jinou než lineární změnu hloubky minim. Tím sice zavádíme do potenciálně detekovaných systémů umělý výběrový efekt na P_{nodal} , ale vyvarujeme se tím značného množství falešných detekcí a výraznému zkomplikování algoritmu.



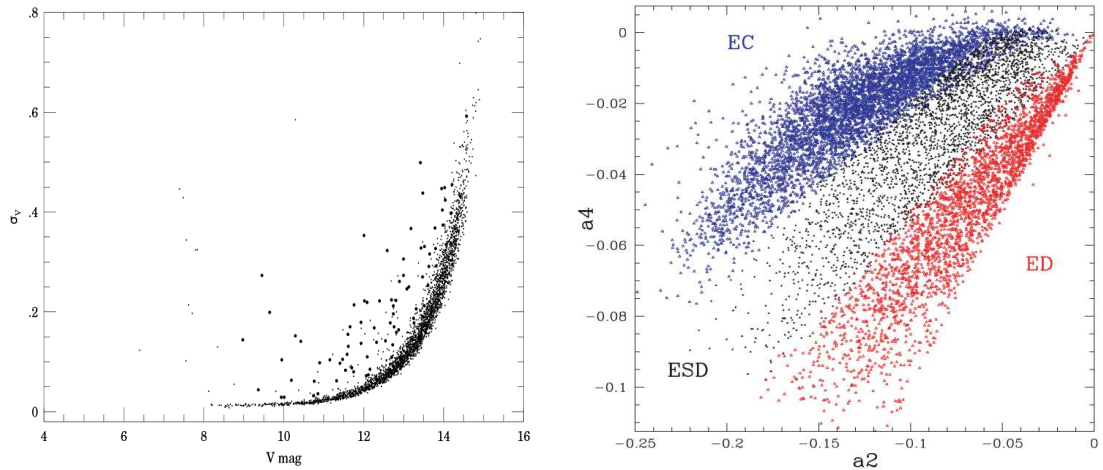
Obrázek 3.1: Počet bodů ve světelných křivkách očištěných o odlehlá měření (viz kap. 3.3.1). Vlevo: ASAS 3, vpravo: OGLE III LMC.

3.1 Databáze ASAS

ASAS (The All Sky Automated Survey) je polský přehlídkový projekt, jehož cílem je dlouhodobé fotometrické pokrytí co největší části oblohy za účelem nalezení co největšího počtu proměnných hvězd (např. Pojmanski, 1997, 2002). Projekt začal v roce 1996 fázemi ASAS 1 a ASAS 2, které sloužily spíše k testování prototypů přístrojové techniky a metod zpracování. V roce 2000 byly na observatoři Las Campanas v Chile instalovány 3 malé nezávislé dalekohledy a tím byla spuštěna další fáze projektu označovaná jako ASAS 3. Systém dalekohledů sestává ze dvou 70 mm širokoúhlých objektivů vybavených CCD kamerami se zornými poli $8,8^\circ \times 8,8^\circ$, vybavenými fotometrickými filtry V a I. Rozlišení této sestavy je $14,2''/\text{px}$. Třetí dalekohled je 0,25 m Cassegrain vybavený CCD kamerou se zorným polem $2,2^\circ \times 2,2^\circ$. V roce 2002 byl přidán další dalekohled – 50 mm objektiv se zorným polem $36^\circ \times 26^\circ$. V této podobě přehlídka pokračovala až do roku 2009 a z tohoto období jsou také data, která byla použita v této práci. V roce 2010 byl proveden další upgrade a od té doby běží fáze projektu ASAS 4. Fotometrické pokrytí je pro objekty v intervalu deklinací $\delta \in (-90^\circ, +28^\circ)$. V roce 2006 byla umístěna dvojice teleskopů na Hawaii a tento projekt běží pod označením ASAS 3N (North). Z těchto dat však byly zatím zpracovány jen snímky v oblastech oblohy, které pokrývají zorné pole družice Kepler (Pigulski a kol., 2009). Rozptyl ASAS 3 dat v závislosti na hvězdné velikosti objektu je znázorněn na obr. 3.2 vlevo.

Databáze ASAS 3 obsahuje světelné křivky 17 000 000 hvězd, mezi nimiž je 50 099 proměnných hvězd, z toho 5 384 dotkových systémů, 2 949 polodotkových systémů a 2 743 oddělených systémů. Klasifikaci provedli Paczyński a kol. (2006) na základě analýzy Fourierových koeficientů fitů světelných křivek (viz. obrázek 3.2 vpravo). Celkem jsou tedy k dispozici světelné křivky 11 076 zákrytových dvojhvězd v naší Galaxii, které byly využity pro naši analýzu. Světelné křivky ASAS 3 dat jsou k dispozici online¹. Stažitelné ASCII soubory obsahují data

¹<http://www.astrouw.edu.pl/asas/?page=download> formou přehledných balíků roztříděných podle rektascenze, pro účely této práce však byla využita aktuálnější data ASAS 3 ve filtru V, dostupná přes webové rozhraní <http://www.astrouw.edu.pl/asas/?page=aasc>. Na rozdíl



Obrázek 3.2: *Vlevo*: Závislost standardní odchylky dat z ASAS 3 na magnitudě. Větší body reprezentují proměnné hvězdy (Pojmanski, 2002). *Vpravo*: Klasifikace zákrytových dvojhvězd na základě Fourierových koeficientů a_2 a a_4 (Paczynski a kol., 2006).

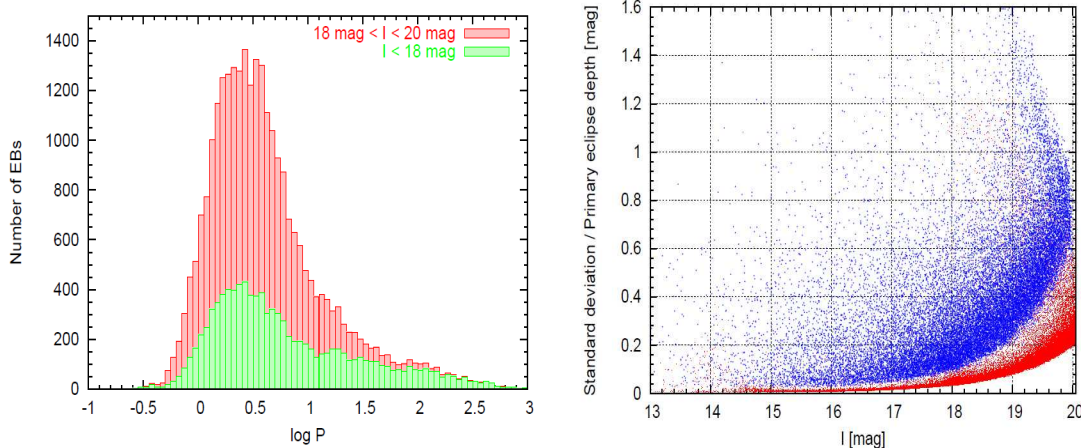
redukovaná aperturní fotometrií pro pět různých apertur (2, 3, 4, 5 a 6 px) a každé měření je vybaveno značkou kvality fotometrie A–D.

3.2 Databáze OGLE

OGLE (The Optical Gravitational Lensing Experiment) je polský přehlídkový projekt, zaměřený na vyhledávání mikročočující temné hmoty v galaktické výduti a Velkém a Malém Magellanově Mračnu (např. Udalski a kol., 1992, 1995). Projekt je rozdělen do několika fází. Fáze OGLE I běžela mezi lety 1992–1995, OGLE II mezi lety 1996–2000 (Udalski a kol., 1997) a OGLE III od roku 2001 do roku 2009 (Udalski, 2003). V současné době běží čtvrtá fáze přehlídky OGLE IV (Udalski a kol., 2015). Všechna pozorování jsou pořízena 1,3 m Ritchey-Chretienovým dalekohledem na Observatoři Las Campas v Chile. Mezi jednotlivými fázemi přehlídky probíhal upgrade velkoplošné CCD kamery, a zatímco kamera použitá pro fázi OGLE II obsahuje jediný CCD chip s rozlišením $0,4''/\text{px}$, kamery projektů OGLE III a IV jsou vybaveny mozaikami 8 resp. 32 CCD chipů, dosahujících rozlišení $0,26''/\text{px}$.

Unikátní fotometrická přehlídka projektu OGLE umožňuje využít dlouhodobá měření a světelné křivky i pro jiné účely, než k detekci gravitačních mikročoček a má velký dopad i na studium zákrytových dvojhvězd. Wyrzykowski a kol. (2003) vytvořili katalog 2580 zákrytových dvojhvězd v LMC, nalezených v datech přehlídky OGLE II. Tuto statistiku posléze na základě přehlídky OGLE III v LMC Graczyk a kol. (2011) rozšířili na 26121 zákrytových dvojhvězd, nalezených mezi 32 miliony hvězdami na ploše 40 čtverečních stupňů. Autoři provedli také automatickou klasifikaci systémů a statistickou analýzu která ukázala, že 63 % zákrytových dvojhvězd v LMC tvoří oddělené systémy, 23 % polodotykové systémy, 6 % dotykové systémy a 6 % systémy, u kterých není možné bez další

od dostupných balíků, které pokrývají období pouze do poloviny roku 2008, data dostupná přes webové rozhraní sahají až do konce roku 2009.



Obrázek 3.3: *Vlevo*: Distribuce period zákrytových dvojhvězd v LMC. *Vpravo*: Rozptyl světelných křivek v závislosti na hvězdné velikosti (červeně); hloubka primárního minima detekovaných dvojhvězd závislosti na hvězdné velikosti (modře). Převzato z (Graczyk a kol., 2011).

analýzy rozhodnout zda se jedná o odělené, nebo polodotykové soustavy (viz. také distribuci period detekovaných zákrytových dvojhvězd na obr. 3.3 vlevo). Udalski a kol. (1998); Wyrzykowski a kol. (2004) dohromady našli 1914 zákrytových dvojhvězd v SMC za použití dat z přehlídky OGLE II. Na základě dat z přehlídky OGLE III toto množství rozšířili Pawlak a kol. (2013) na 6138 zákrytových dvojhvězd, nalezených mezi 6 miliony zdrojů na ploše 14 čtverečních stupňů. 777 z těchto dvojhvězd byly klasifikovány jako kontaktní systémy a zbylých 5361 jako oddělené systémy.

Světelné křivky zákrytových dvojhvězd nalezených v datech projektů OGLE II a OGLE III jsou k dispozici online² (Szymanski, 2005). Velká většina (90 %) světelných křivek je k dispozici ve fotometrickém filtru I (Graczyk a kol., 2011; Pawlak a kol., 2013). Světelné křivky byly získány pomocí profilové fotometrie (PSF) a pomocí speciální techniky využívající rozdílových snímků DIA (Difference Image Analysis), která byla vyvinuta speciálně pro analýzu OGLE snímků (Szymanski, 2005). Obě techniky jsou vhodné pro fotometrii velmi hustých polí, kde metody aperturní fotometrie selhávají.

3.3 Algoritmy detekce systémů se změnou sklonu dráhy

V této části uvádíme detailní popis detekčních metod a algoritmů. Pro efektivní detekci co největšího množství kandidátů na změnu sklonu byly implementovány obě výše zmíněné metody. Všechny kódy prezentované v této části byly naprogramované v programovém balíku MATLAB.

²OGLE II data jsou dostupná přes formulář na adrese <http://ogledb.astrouw.edu.pl/~ogle/photdb/> a OGLE III na adrese <ftp.astrouw.edu.pl>.

3.3.1 Příprava vstupních dat

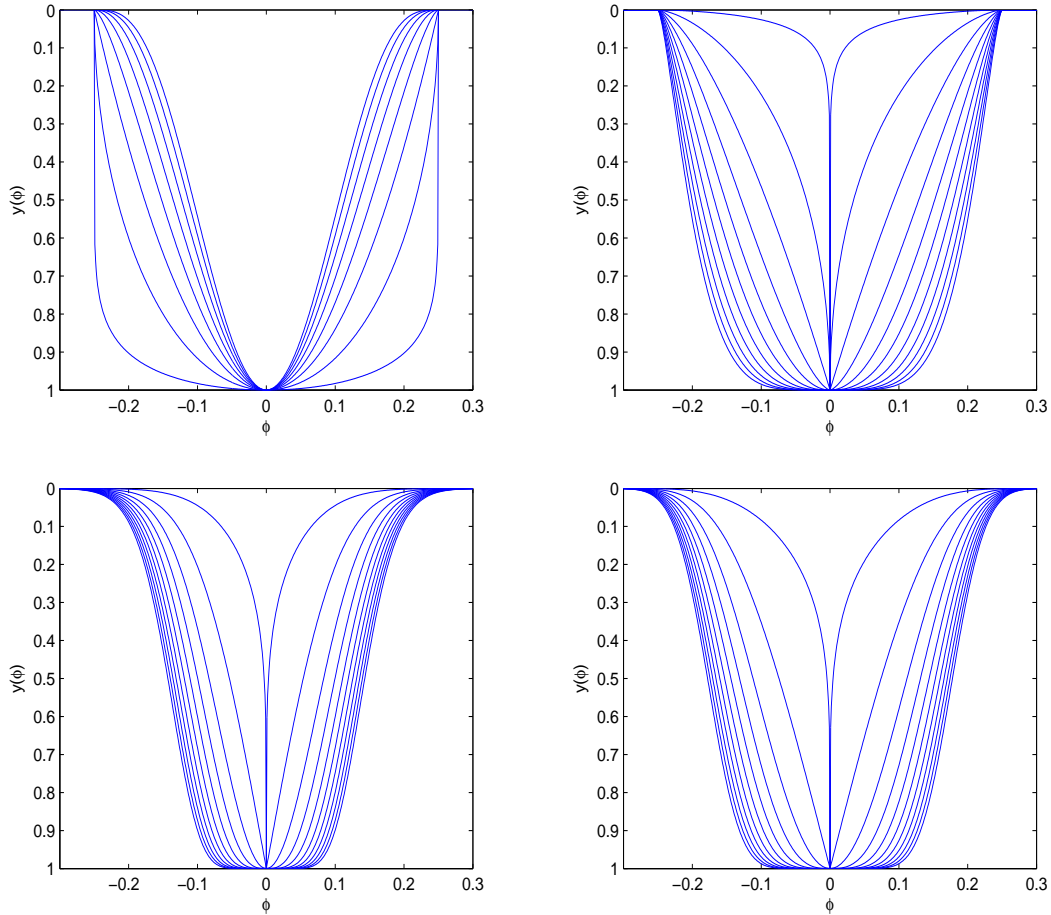
Efemeridy každé zákrytové dvojhvězdy a její klasifikace byly načteny z katalogů zákrytových dvojhvězd v ASAS 3 (Paczynski a kol., 2006) a OGLE III LMC (Graczyk a kol., 2011). Z každé světelné křivky z databáze ASAS byla odstraněna měření s kvalitou horší než A a z databáze OGLE III byly k analýze vybrány jen takové světelné křivky, kde je hloubka primárního minima větší než její rozptyl (Graczyk a kol., 2011). Tím je do analýzy zavlečen další výběrový efekt, protože malé hloubky minim mohou být důsledkem hmotných (s velkou luminositou) třetích těles, která mohou mít velký vliv na zákrytový pár. Toto omezení volíme proto, abychom se vyvarovali množství falešných detekcí a abychom našli pouze takové systémy, kde bude světelná křivka dostatečně kvalitní pro vytvoření fyzikálního modelu.

Světelné křivky ASAS 3 jsou k dispozici jako fotometrie s pěti různými aperturami. Pro účely této práce byla zvolena taková apertura, ve které mají světelné křivky nejmenší nejistoty měření. Pro odstranění odlehklých hodnot byla každá světelná křivka proložena přímkou $f(t)$ a byla ponechána pouze taková měření, která se nacházela v intervalech $(f(t) - 3\sigma, f(t) + 7\sigma)$ v případě oddělených systémů, $(f(t) - 3\sigma, f(t) + 6\sigma)$ v případě polodotkových systémů a $(f(t) - 3\sigma, f(t) + 3\sigma)$ v případě dotkových systémů (viz obr. 3.5 vlevo). Nesymetrie intervalů v případě oddělených a polodotkových systémů je dána charakterem světelných křivek. Následující postup se liší v závislosti na přístupu konkrétní metody.

3.3.2 Metoda určení hloubky minima (Metoda 1)

Na začátku algoritmu se nejprve opraví perioda zákrytové dvojhvězdy metodou minimalizace informační entropie (Cincotta a kol., 1995)³, což je matematicky korektně formulovaná analogie obecně používaných metod minimalizace fázové disperze (PDM). V případě světelných křivek z databáze OGLE III nebylo nutné opravu periody provádět, protože periody z katalogu (Graczyk a kol., 2011) jsou určeny velmi přesně. Následně se celá světelná křivka rozdělí na několik intervalů tak, aby v každém intervalu bylo přibližně 150 bodů měření a aby v žádném intervalu nebylo méně než 90 bodů měření. Světelné křivky z obou databází se nejčastěji rozdělí na 3–4 intervaly, jako je znázorněno na obrázku 3.5 vlevo. Pro určení okamžité hloubky minima je nutné vytvořit model světelné křivky v oblasti zákrytu. V dnešní době existují metody strojového učení, které umožňují vytvořit fyzikální modely velkého množství světelných křivek najednou (např. Prša a kol., 2008, 2012). V našem případě ale potřebujeme u každé světelné křivky určit pouze okamžitou hloubku zákrytu a tyto metody jsou pro naše účely příliš komplikované. Z tohoto důvodu jsme se omezili na proložení oblasti poklesu jasnosti fázových křivek z každého intervalu celé světelné křivky jednoduchou fenomenologickou funkcí, která dokáže dobře vystihnout různé tvary minim zákrytových proměnných hvězd. Takových funkcí je známo několik, jejich přehled je v tabulce 3.1 a na obrázku 3.4 jsou tyto funkce znázorněny pro některé hodnoty parametru tvaru C . Ukázalo se, že fit nejlépe konverguje při použití funkce 1 z tabulky

³V některých případech, např. při rychlých změnách periody, vede tato metoda naopak ke zhoršení odhadu střední periody systému. Z tohoto důvodu jsme provedli dva běhy algoritmu – s opravenou periodou a s katalogovou periodou.



Obrázek 3.4: Fenomenologické modely z tabulky 3.1 okolí poklesu jasnosti světelné křivky. Parametry $A = 1$, $\phi_0 = 0$, $C = [0,1; 0,5; 1; 1,5; 2; 2,5; 3; 3,5; 4; 4,5; 5]$. *Vlevo nahoře*: funkce 1, $d = 0,25$; *vpravo nahoře*: funkce 2, $d = 0,25$; *vlevo dole*: funkce 3, $d = 0,10$; *vpravo dole*: funkce 4, $d = 0,10$.

3.1. Pro fitování pěti parametrů fitu jsme použili Levenbergovu-Marquardtovu optimalizační metodu⁴.

Tabulka 3.1: Některé používané matematické funkce, vystihující tvar poklesu jasnosti zákrytových proměnných hvězd.

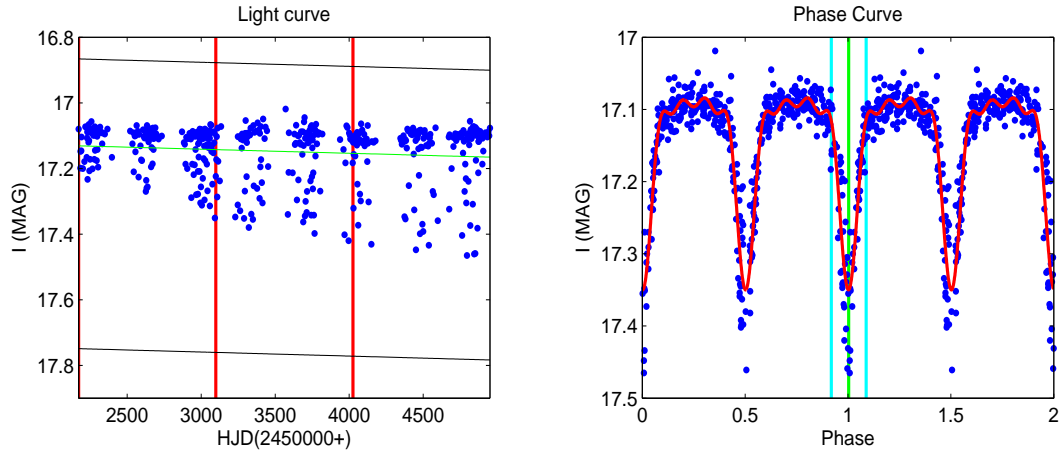
N	Funkce	Reference
1	$y(\phi) = y_0 + A\{1 - ((\phi - \phi_0)/d)^2\}^C$	And2012
2	$y(\phi) = y_0 + A\{1 - (\phi - \phi_0)/d ^C\}^{3/2}$	And2012
3	$y(\phi) = y_0 + A\{1 - \{1 - \exp[-((\phi - \phi_0)/d)^2]\}^C\}$	Mik2012
4	$y(\phi) = y_0 + A\{1 - \{1 - \exp[1 - \cosh((\phi - \phi_0)/d)]\}^C\}$	Mik2015

A – amplituda světelné křivky, d – šířka poklesu jasnosti, ϕ_0 – fáze minima, C – parametr tvaru

Ref.: And2012 – (Andronov, 2012a,b), Mik2012 – (Mikulášek a kol., 2012), Mik2015 – (Mikulášek, 2015)

Uvedené matematické funkce však popisují pouze okolí minima jasnosti a ni-

⁴Pro MATLAB existuje implementovaná funkce `lm.m`, online: <http://people.duke.edu/~hpgavin/ce281/>.



Obrázek 3.5: *Vlevo*: Světelná křivka systému OGLE-LMC-ECL-01350 rozdělená na tři intervaly. Zelená čára reprezentuje lineární fit $f(t)$ a černé čáry ohraničují interval $(f(t) - 3\sigma, f(t) + 7\sigma)$ pro odstranění odlehlých měření. *Vpravo*: Fázová křivka proložená Fourierovou řadou 5. stupně (červeně). Zeleně je vyznačeno minimum jasnosti a detekovaná oblast poklesu jasnosti je vyznačena světle modrou barvou.

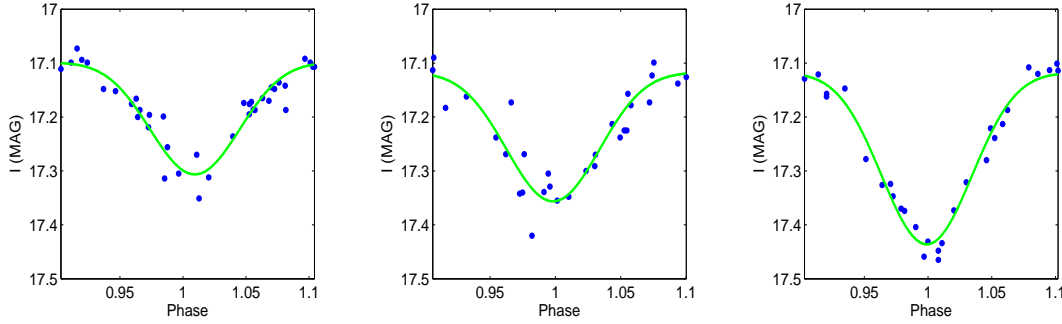
koli celou světelnou křivku a proto je nutné interval fáze ve světelné křivce před samotným fitem správně omezit. K detekci oblasti okolí minima se dá využít například metoda hledání maxim v derivaci světelné křivky, ale tato metoda selhává v případě velmi zašumělých dat a ani aplikace Gaussovy filtrace před samotnou derivací nevedla k uspokojivým výsledkům. Dalším problémem této metody je to, že derivací světelné křivky dobře detekujeme obě větve světelné křivky v okolí minima jasnosti, ale pro určení hloubky minima potřebujeme také část konstantní fáze.

Jako nejvýhodnější se nakonec ukázala být detekce oblasti poklesu jasnosti pomocí fitu světelné křivky Fourierovou řadou následujících řádů: 5. řád – oddělené, 4. řád – polodotykové a 2. řád – kontaktní systémy (viz obrázek 3.5 vpravo). Fáze minima proložené funkce odpovídá fázi skutečného minima ve světelné křivce a maxima fitu po obou stranách minima dobře ohraničují celou oblast poklesu jasnosti včetně části konstantní fáze. Konvergence parametrů výše zmíněné funkce je silně závislá na dobře určené oblasti poklesu jasnosti a proto byl pro dosažení optimálního řešení opakován fit pro několik násobků šířky minima⁵. Tímto postupem bylo dosaženo univerzálnosti algoritmu na široké škále různých typů světelných křivek.

Parametr A reprezentující hloubku minima byl registrován pro každý interval světelné křivky a výsledná závislost $A = f(t)$ byla proložena přímkou. Kritérium označení daného systému za podezřelý ze změny sklonu byla jistá minimální hodnota sklonu lineárního fitu (ozn. a), zjištěná empiricky ze vzorku známých OGLE III LMC systémů, a také omezení hodnoty R^2 reprezentující kvalitu proložení⁶. Pro každý podezřelý systém byla vykreslena sada grafů, zobrazujících průběh fitu a tyto byly podrobeny vizuální kontrole pro vyloučení falešných detekcí. Jednotlivé kroky algoritmu jsou znázorněny na obrázku 3.5 a 3.6.

⁵ $d_{\text{NEW}} = kd$, kde $k \in [0,4; 0,6; \dots, 1,2]$.

⁶Technicky bylo také nutné ošetřit případy, kdy samotný fit minima měl příliš velkou chybu.



Obrázek 3.6: Okolí primárního minima na třech intervalech světelné křivky systému OGLE-LMC-ECL-01350 proložená funkcí 1 z tabulky 3.1.

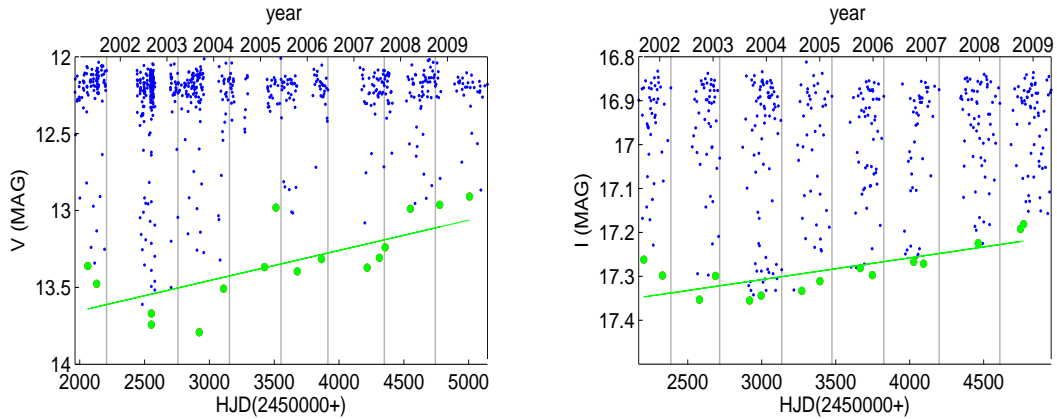
3.3.3 Detekce okamžité amplitudy světelné křivky (Metoda 2)

Výhodou této metody je nezávislost na znalosti správné periody systému a také to, že není nutné detekovat ani fitovat oblast poklesu jasnosti, čímž se výrazně sníží výpočetní doba algoritmu. Jádrem metody je rozdělení světelné křivky na několik menších intervalů a přímá detekce amplitudy světelné křivky v rámci každého intervalu, přičemž je nutné, aby bylo určení amplitudy dostatečně robustní a odlehlá měření příliš neovlivnila výsledek.

V rámci této metody byla kladena mírnější kritéria na počet měření v jednotlivých intervalech světelné křivky, protože zde není nutné mít mnoho měření v oblasti zákrytů kvůli modelování jako u předchozí metody. V případě databáze ASAS 3 byla každá světlá křivka rozdělena tak, aby v každém intervalu bylo přibližně 50 měření, což vedle na rozdělení každé světelné křivky na cca 8 a více intervalů (obr. 3.7 vlevo). V případě OGLE III byla světelná křivka rozdělena přímo na 8 intervalů, kde každý interval obsahuje jednu ze stejně dlouhých sezón pozorování (obr. 3.7 vpravo). V každém intervalu se následně vyberou dva body⁷ s nejmenší jasností a všechny vybrané body se proloží přímkou metodou σ -clipping, kdy jsou při každé iteraci vyřazeny body vzdálené od regresní přímky více než 2σ ⁸. Kritéria detekce jsou stejně jako v případě výše uvedené metody sklon lineárního fitu a a hodnota R^2 . Všechny podezřelé systémy byly následně podrobeny vizuální kontrole pro vyloučení falešných detekcí.

⁷Výběr více než jednoho bodu je motivován větší robustností algoritmu vůči odlehlým hodnotám.

⁸Tato metoda předpokládá, že se celková jasnost systému nemění, což je v drtivé většině případů splněno. Pokud je měnila jasnost systému v kvadraturách, byl takový systém automaticky vyřazen během vizuální prohlídky podezřelých systémů.



Obrázek 3.7: *Vlevo*: Světelná křivka systému ASAS 185803-2007.4 rozdělená na 8 intervalů. Zelená čára reprezentuje lineární fit bodů s nejmenší jasností. *Vpravo*: Světelná křivka systému OLGE-LMC-ECL-16023 rozdělená na 8 intervalů.

3.4 Nastavení parametrů detekce

Nastavení parametrů detekce v rámci obou metod je náročný úkol, protože variabilita tvarů světelných křivek a jejich kvality je v rámci obou přehlídek značná. Poznamenejme, že cílem této práce není vytvořit kompletní katalog systémů se změnou sklonu v daných databázích, ale spíše ověřit, zda se pomocí jednoduchých metod dají nalézt nějaké dosud neznámé systémy a ty potom podrobně analyzovat. Určité odhady kde se v prostoru parametrů a (sklon lineárního fitu) a R^2 budou nacházet systémy se změnou sklonu můžeme učinit na základě dosud známých systémů, vykazujících změny sklonu. V kapitole 2.8 jsme zmínili, že Graczyk a kol. (2011) náhodně našli v databázi OGLE III LMC 17 systémů se změnami hloubek minim. Tyto systémy jsou vypsány v tabulce 3.2, kde jsou zároveň uvedeny jejich parametry a , R^2 jako výsledky obou metod. Poslední dva systémy uvedené v tab. 3.2 našel náhodou vedoucí této práce dr. Zasche při prohlídce systémů, které se nachází v zorných polích systematicky měřených dalekohledem DK154⁹.

Některé systémy v tabulce 3.2 jsou na části intervalu pozorování zcela bez zákrytů. Takové systémy nejsme schopni detekovat ani jednou z popsaných metod. Dva případy selhání algoritmu metody 2 jsou na obrázku 3.8 na příkladu dvou systémů, kde evidentně dochází ke změnám amplitudy světelné křivky, ale ani jeden z našich algoritmů je neoznačí jako podezřelý.

Na obrázcích 3.9 vpravo jsou vyneseny všechny zákrytové dvojhvězdy z databází ASAS 3 a OGLE III LMC v prostoru parametrů a , R^2 , získaných metodami 1 a 2. Systémy z tabulky 3.2 jsou zde vyznačeny jako černé body a jako modré body v případě, že je značná část světelné křivky zcela bez zákrytů, či ke změně amplitudy nedochází a systém byl označen omylem. Tyto systémy jsme využili pro nastavení prahových hodnot a , R^2 . Naším cílem bylo nastavit prahové hodnoty tak, aby bylo možné nalézt co nejvíce systémů s lineární změnou amplitudy a abychom zároveň vyloučili co největší množství pro nás nezájímavých zákrytových systémů. Na základě známých systémů v OGLE III LMC databázi jsme nastavili prahové hodnoty (červeně vyznačené oblasti na obr. 3.9 vpravo) první

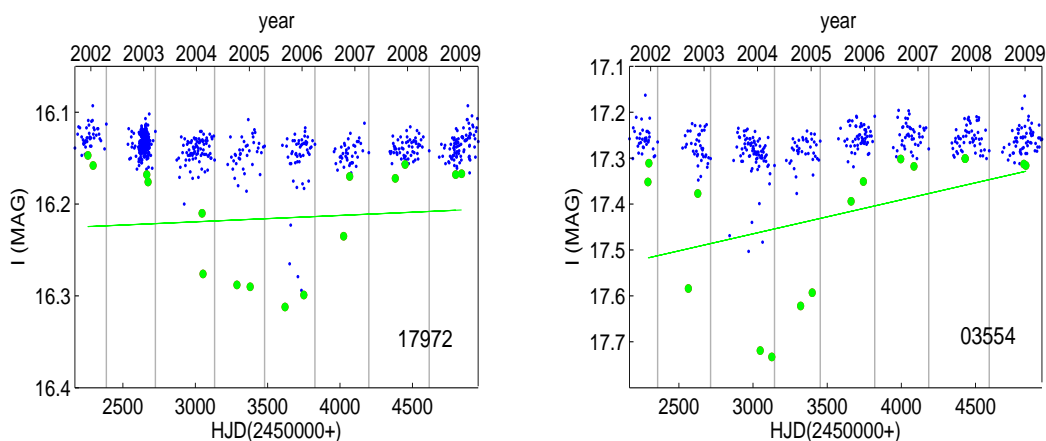
⁹Popis dalekohledu následuje v kapitole 5

Tabulka 3.2: Výsledky detekčních algoritmů pro systémy se změnou sklonu z (Graczyk a kol., 2011).

Označení	Metoda 1		Metoda 2	
	a ($\times 10^{-5}$)	R^2	a ($\times 10^{-5}$)	R^2
OGLE-LMC-ECL-01350	5,890	0,975	9,290	0,941
OGLE-LMC-ECL-02480	-7,034	0,997	-4,345	0,802
OGLE-LMC-ECL-02957 ^a	-0,169	0,846	7,984	0,698
OGLE-LMC-ECL-03163	-4,332	0,951	-9,156	0,873
OGLE-LMC-ECL-03554 ^b	-0,146	0,969	-7,407	0,178
OGLE-LMC-ECL-06385 ^b	-10,028	0,867	-5,105	0,545
OGLE-LMC-ECL-14394 ^b	0,489	0,791	7,578	0,897
OGLE-LMC-ECL-17017 ^b	6,267	0,939	3,078	0,465
OGLE-LMC-ECL-17212 ^b	-0,127	0,447	-7,426	0,595
OGLE-LMC-ECL-17359	-5,463	1,000	-11,04	0,933
OGLE-LMC-ECL-17890	6,604	0,839	12,007	0,799
OGLE-LMC-ECL-17972 ^b	-4,531	0,953	-0,699	0,012
OGLE-LMC-ECL-18240	7,067	0,984	4,767	0,513
OGLE-LMC-ECL-18686	7,831	1,000	10,046	0,651
OGLE-LMC-ECL-21150 ^b	-5,135	0,681	-0,563	0,013
OGLE-LMC-ECL-21928 ^b	-14,754	1,000	-8,509	0,455
OGLE-LMC-ECL-22555 ^b	-11,375	0,933	-2,846	0,178
OGLE-LMC-ECL-10338	5,152	0,989	7,522	0,740
OGLE-LMC-ECL-10413	2,209	0,962	2,590	0,555

^aNejspíš artefakt, perioda z OGLE je určena špatně.

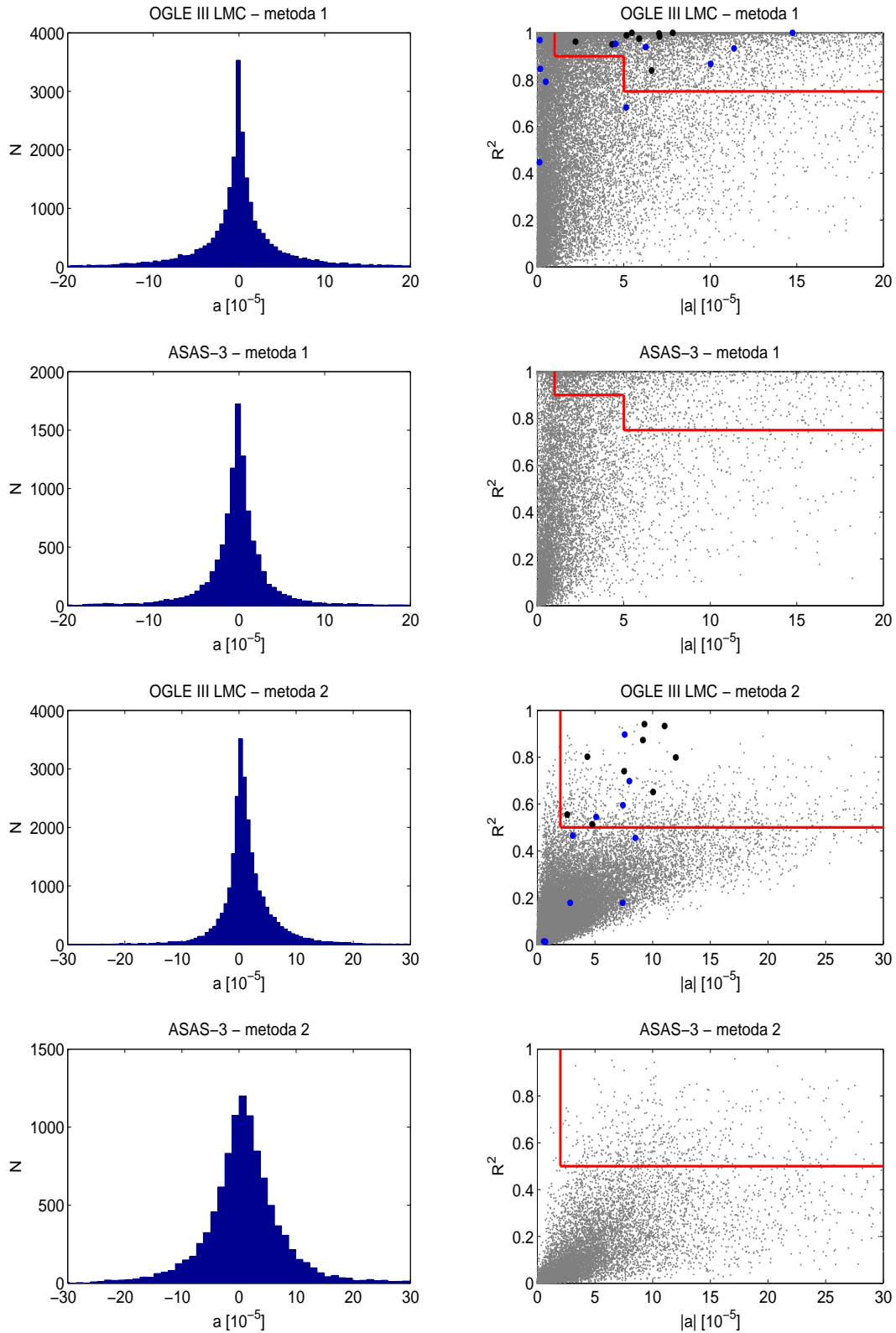
^bZnačná část světelné křivky zcela bez zákrytů.



Obrázek 3.8: Příklad selhání detekční metody 2. Graczyk a kol. (2011) označili tyto systémy za podezřelé ze změny sklonu dráhy. Číslo v obrázku odpovídá označení systému v katalogu (OGLE-LMC-ECL-).

metody jako $|a| \geq 5 \times 10^{-5}$ a současně $R^2 \geq 0,75$. Přitom ale mohou existovat systémy s velmi pomalou změnou sklonu ($|a| < 5 \times 10^{-5}$), ale tak dobrým pokrytím světelné křivky, že jsou fity jednotlivých minim velmi spolehlivé a výsledná hodnota R^2 je blízká jedné. Proto jsme zmírnili uvedené nastavení prahu detekce

tak, že jako podezřelé byly označeny současně také systémy, kde $|a| \geq 1 \times 10^{-5}$, za podmínky, že $R^2 \geq 0,90$. Dodatečné podmínky byly také kladeny na standardní odchylky každé hloubky minima, které nesměly překročit dvojnásobek hodnoty sklonu lineárního fitu. V případě druhé metody jsme nastavili prahové hodnoty pro detekci jako $|a| \geq 2 \times 10^{-5}$ a současně $R^2 \geq 0,50$ tak, aby do daného intervalu spadaly všechny dříve známé systémy z databáze OGLE III s lineární změnou hloubky zákrytů.



Obrázek 3.9: *Vlevo*: Rozdělení sklonu a lineárního fitu časové závislosti hloubky minim pro zákrytové dvojhvězdy z databází ASAS 3 a OGLE III LMC. *Vpravo*: Všechny systémy v prostoru parametrů $-a$, R^2 , získaných metodami 1 a 2. Černé jsou vyznačeny systémy z (Graczyk a kol., 2011) a dva systémy nalezené vedoucím práce. Modře jsou vyznačeny systémy označené písmeny a , b v tabulce 3.2. Červená čára reprezentuje nastavené prahové hodnoty obou metod.

3.5 Odhad počtu nalezených systémů

V kapitole 2.8 bylo ukázáno, že řada dosud známých systémů se změnou sklonu byla nalezena náhodou. Je proto velmi složité odhadnout, kolik je mezi zákrytovými dvojhvězdami systémů vykazujících precesi uzlové přímky a kolik jich můžeme prohlídkou databází sami nalézt. Chceme-li získat alespoň hrubou představu, můžeme považovat za kompletní nedávno publikované výsledky Borkovitse a kolektivu (2016), kteří našli 42 systémů se změnami sklonu dráhy na vzorku 2878 zákrytových dvojhvězd v datech družice Kepler (Kirk a kol., 2015).

V tabulce 3.3 jsou systémy vykazující změny amplitudy světelné křivky pozorované družicí Kepler. Z původních 42 systémů zde bylo ponecháno pouze 25 takových, kde můžeme předpokládat přibližně lineární změnu amplitudy na dostatečně dlouhém časovém úseku světelné křivky. Takové systémy, kde dynamické efekty vyšších řádů dominují a změna sklonu se nedá ani přibližně aproximovat lineární změnou, zde uvedeny nejsou. V tabulce je také uvedena rychlost lineární změny amplitudy a celková změna amplitudy škálovaná na období měření přehlídek OGLE-III a ASAS 3.

Tabulka 3.3: Zákrytové dvojhvězdy pozorované družicí Kepler vykazující orbitální precesi (Borkovits a kol., 2016).

Označení KIC	P_{nodal} (roky)	Kp (mag)	$ a $ ($\times 10^{-5}$ mag/den)	$\Delta\text{mag}_{\text{OGLE}}$ (mag)	$\Delta\text{mag}_{\text{ASAS}}$ (mag)
3345675	348	15,6350	1,65	0,048	0,054
4078157	697	15,4840	1,67	0,049	0,055
4753988	40986	14,9890	0,69	0,020	0,022
4769799	826	10,9460	0,95	0,028	0,031
5003117	1484	14,0260	0,23	0,007	0,008
5095269	136	13,5280	0,18	0,005	0,006
5255552	140	15,2080	3,07	0,089	0,100
5384802	65	13,7050	0,06	0,002	0,002
5653126	157	13,1730	10,16	0,297	0,334
5731312	1013	13,8110	6,12	0,179	0,201
7289157	80	12,9470	3,83	0,112	0,126
7593110	536	15,8950	0,16	0,005	0,005
7668648	25	15,3250	39,7	1,160	1,300
7955301	72(34)	12,6720	2,39	0,070	0,080
8023317	588	12,8870	1,31	0,039	0,043
8143170	890	12,8500	0,32	0,009	0,010
8938628	170	13,6810	5,37	0,156	0,176
9715925	1163	16,5150	4,74	0,138	0,156
9963009	2703	14,4580	0,12	0,003	0,004
10268809	3333	13,7370	1,08	0,032	0,036
10296163	121561	13,2110	0,42	0,012	0,014
10979716	616	15,7740	0,20	0,006	0,007
11502172	5700	14,1640	0,17	0,005	0,006
11519226	510	13,0340	0,05	0,001	0,001
11558882	2702	15,4010	2,99	0,087	0,098

Střední přesnost měření družice Kepler je bezprecedentní – $\sigma_K \approx 7 \times 10^{-5}$ mag pro hvězdy 14 magnitudy, a díky tomu bylo možné nalézt řadu systémů s velmi pomalou změnou amplitudy světelné křivky. Budeme-li předpokládat, že počet zákrytových dvojhvězd příliš nezávisí na jejich jasnosti a budeme-li dále předpokládat, že velikost změny hloubky minim nezávisí na hvězdné velikosti systému, nemusíme brát v úvahu rozdílné rozdělení vzorků hvězd (co do intervalu hvězdných velikostí), které byly měřeny v rámci přehlídky ASAS 3 a OGLE-III. Střední přesnost světelných křivek z databáze ASAS 3 je $\sigma_V \approx 0,08$ mag pro hvězdy 13 magnitudy a přesnost světelných křivek databáze OGLE-III je $\sigma_I \approx 0,05$ mag pro hvězdy 18,5 mag. Můžeme tedy přibližně odhadnout, že bychom byli schopni v těchto databázích nalézt takové systémy, kde je změna amplitudy větší než střední rozptyl měření.

V databázi OGLE-III bychom tak našli 9 ze systémů v tabulce 3.3 a 7 z těchto systémů v databázi ASAS 3. Obě databáze však obsahují mnohem větší množství zákrytových dvojhvězd než databáze družice Kepler. Musíme tak získané odhady ještě přepočítat na absolutní počet nalezených systémů v obou databázích. Na každou hvězdu se změnou amplitudy světelné křivky v databázi OGLE-III připadá $2878/9 = 320$ ostatních zákrytových dvojhvězd a $2878/7 = 411$ zákrytových dvojhvězd v databázi ASAS 3. Můžeme tedy nakonec odhadnout, že v databázi OGLE-III bychom měli nalézt přibližně 80 systémů, které vykazují lineární změnu sklonu a v databázi ASAS 3, bychom takových systémů měli nalézt přibližně 25. Poznamenejme, že jsme nebrali v úvahu prahové hodnoty našich algoritmů (protože neznáme R^2 příslušných fitů) a také jsme předpokládali, že lineární změna amplitudy systémů v tabulce 3.3, která se odehrává na časové škále 4 let, by zůstala lineární i na dvojnásobné časové škále měření přehlídek ASAS 3 (9 let) a OGLE-III (8 let). Reálný počet nalezených systémů tak bude jistě menší¹⁰.

¹⁰Výsledky této práce ukazují, že počet nalezených systémů je menší přibližně faktorem 3 oproti odhadu.

4. Nové zákrytové dvojhvězdy podezřelé ze změny sklonu

4.1 Systémy z databáze OGLE III LMC

Aplikací metodiky detekce systémů se změnou amplitudy světelné křivky, popsané v části 3.3, byly prahové hodnoty detekčních algoritmů, které byly použity na všech 26121 světelných křivek z databáze OGLE III LMC, překročeny celkem ve 2127 případech (8,1 %) při použití metody 1 a v 814 případech (3,1 %) při detekci metodou 2. Tyto systémy byly podrobeny vizuální kontrole, kde bylo nutné většinu systémů označit za chybné detekce. Chybné detekce byly ve většině případů způsobeny špatnou kvalitou světelných křivek (nejčastěji nedostatek měření v okolí minim jasnosti a chybějící měření v minimech) a přítomností artefaktů v datech, které ovlivnily výsledky detekce. V některých případech byly systémy vyřazeny z další analýzy například proto, že se současně s hloubkou minim měnila také jasnost systému v kvadraturách, což může být důsledkem pohybu skvrn na povrchu jedné ze složek, změn příspěvku třetího světla do světelné křivky, například v důsledku instrumentálních efektů, či dlouhodobá fyzická proměnnost některé ze složek zákrytového páru.

Sjednocením výsledků obou algoritmů po vyloučení chybných detekcí bylo získáno 47 vážných kandidátů, uvedených v tabulce 4.1. Šedou barvou jsou v tabulce vyznačeny systémy, které byly nalezeny v práci (Graczyk a kol., 2011), nebo při náhodné prohlídce dat vedoucím práce. Analýzou těchto systémů se dále nezabýváme. Celkem bylo tedy ve Velkém Magellanově Mračnu v databázi OGLE III nalezeno 33 nových zákrytových dvojhvězd, u kterých byla změna amplitudy světelné křivky dosud neznámá a které mohou mít třetí složku na krátké dráze.

Pro ilustraci výsledků detekčních metod jsou v Příloze 1 vykreslené světelné křivky všech zákrytových dvojhvězd z tabulky 4.1 spolu s fourierovým rozvojem pro detekci oblasti zákrytů a s okolím minim jasnosti v každém úseku světelné křivky, která jsou proložena fenomenologickým modelem. Poznamenejme, že některé z těchto systémů nebyly detekovány Metodou 1, ale pouze Metodou 2. V takových případech jsou zobrazená minima, nafitovaná matematickou funkcí bezpředmětná a fit může být špatný. Na obrázcích P1 jsou však u každého systému i přes to zobrazeny všechny tři grafy, a je tak naznačeno, která metoda dokázala změnu hloubky zákrytů daného systému lépe odhalit. Ve většině případů je modelována oblast okolí primárního minima, ale v některých případech algoritmus na základě Fourierova modelu vyhodnotil jako výhodnější fitování okolí sekundárního minima. V případech excentrických systémů může docházet ke stáčení apsidální přímky a efemeridy z OGLE III katalogu jsou určeny pro primární minima, což způsobí “rozmazání” sekundárních minim, jak je vidět například ve světelných křivkách systémů 09770 nebo 18240. Pokud je období zákrytu mnohem kratší, než celá perioda oběhu dvojhvězdy, může fit Fourierovým rozvojem selhat a v syntetické světelné křivce se pak objeví více minim (např. systém 11068). V takových případech však selhává pouze Metoda 1 a Metoda 2 stále dává relevantní výsledky.

Vybrané systémy v tabulce 4.1 vykazují vesměs lineární změnu amplitudy

na časové škále měření přehlídky OGLE III. Abychom mohli modelovat časovou závislost sklonu dráhy pomocí vztahu 2.14 a omezit tak vlastnosti třetí složky v systému, je proto nutné rozšířit časovou základnu co nejvíce do minulosti a v nejlepších případech také pořídit aktuální světelnou křivku. Z tohoto důvodu jsme pro další studium vybrali pouze takové systémy, pro které jsou dostupná fotometrická data z přehlídky MACHO, případně v přehlídce OGLE II LMC. MACHO (MAssive Compact Halo Objects) je mezinárodní projekt, který je podobně jako projekt OGLE zaměřen na detekci mikročočkujících objektů v galaktickém halu a velkém a malém Magelanově oblaku (např. Bennett a kol., 1993; Cook a kol., 1995). Fotometrická data pokrývají období mezi lety 1992–1999 a je možné je získat na stránkách projektu¹. Data z přehlídky MACHO jsou k dispozici v instrumentálním systému ve dvou filtrech b_{MACHO} a r_{MACHO} . Pro účely vytvoření fyzikálního modelu systému byly světelné křivky převedeny do pásem V a R Johnsonova systému kalibrací popsanou Bessell a Germany (1999). Detailní analýza světelných křivek vybraných systémů je dále v části 7.3.

¹<http://macho.nci.org.au/>

Tabulka 4.1: Detekované systémy se změnou amplitudy světelné křivky z databáze OGLE III LMC.

Označení OGLE III	Označení OGLE II	Označení MACHO
OGLE-LMC-ECL-01350		
OGLE-LMC-ECL-02064		17.1985.175
OGLE-LMC-ECL-02480		
OGLE-LMC-ECL-02641		
OGLE-LMC-ECL-02997		17.2473.17
OGLE-LMC-ECL-03163		17.2472.176
OGLE-LMC-ECL-03747		
OGLE-LMC-ECL-04002		
OGLE-LMC-ECL-06385	LMC_SC14_175132	
OGLE-LMC-ECL-06464	LMC_SC14_160905	1.3930.1050
OGLE-LMC-ECL-08377		
OGLE-LMC-ECL-08628		
OGLE-LMC-ECL-09770	LMC_SC10_255818	
OGLE-LMC-ECL-10063		
OGLE-LMC-ECL-10338	LMC_SC9_127779	79.5378.336
OGLE-LMC-ECL-10369	LMC_SC9_128347	
OGLE-LMC-ECL-10413	LMC_SC9_127854	79.5378.26
OGLE-LMC-ECL-11068		
OGLE-LMC-ECL-11658	LMC_SC8_205379	78.5859.237
OGLE-LMC-ECL-11168		49.5774.50
OGLE-LMC-ECL-13150		3.6485.107
OGLE-LMC-ECL-13399		
OGLE-LMC-ECL-14394	LMC_SC5_169494	
OGLE-LMC-ECL-15256		
OGLE-LMC-ECL-15520	LMC_SC4_227322	77.7433.183
OGLE-LMC-ECL-16023	LMC_SC4_468053	77.7554.200
OGLE-LMC-ECL-16495		
OGLE-LMC-ECL-16896		
OGLE-LMC-ECL-17209		
OGLE-LMC-ECL-17212		
OGLE-LMC-ECL-17359		82.8043.171
OGLE-LMC-ECL-17890		
OGLE-LMC-ECL-18240		
OGLE-LMC-ECL-18686		
OGLE-LMC-ECL-19026	LMC_SC1_152830	81.8636.1510
OGLE-LMC-ECL-19066	LMC_SC1_152384	
OGLE-LMC-ECL-20389		
OGLE-LMC-ECL-20742		
OGLE-LMC-ECL-21083		
OGLE-LMC-ECL-21928		
OGLE-LMC-ECL-22555		
OGLE-LMC-ECL-22686		
OGLE-LMC-ECL-22885		33.9990.38
OGLE-LMC-ECL-22918		
OGLE-LMC-ECL-23148		50.10240.867
OGLE-LMC-ECL-24123		
OGLE-LMC-ECL-25373		

4.2 Systémy z databáze ASAS 3

V případě světelných křivek z databáze ASAS 3 je situace složitější, protože tyto zákrytové dvojhvězdy mají často nepřesně určené periody. Proto bylo nutné výsledky metody 1 ověřit druhým během algoritmu, ve kterém se zároveň zpřesnily periody oběhu zákrytových dvojhvězd, jak je popsáno v části 3.3.2. Zároveň je nutné podotknout, že světelné křivky z databáze ASAS 3 mají horší kvalitu (větší rozptyl, znatelné instrumentální efekty) a proto bylo v některých případech velmi složité rozhodnout, zda daný systém skutečně zařadit mezi systémy podezřelé ze změny sklonu dráhy.

Aplikací detekčních algoritmů na všech 11076 světelných křivek zákrytových dvojhvězd v databázi přehlídky ASAS 3 byly prahové hodnoty detekce překročeny celkem v 588 případech (5,3%) při použití metody 1 bez opravy periody, v 560 případech (5,1%) s opravou periody a v 568 (5,1%) případech při použití metody 2. Tyto výsledky byly podrobeny vizuální kontrole a podobně jako v případě systémů z databáze OGLE III byla většina detekcí falešná v důsledku špatné kvality světelných křivek a v některých případech také v důsledku selhání algoritmu.

Sjednocením výsledků obou algoritmů po vyloučení chybných detekcí bylo získáno pouze 6 vážných kandidátů, uvedených v tabulce 4.2. Pro ilustraci výsledků detekčních metod jsou v Příloze 2 vykreslené světelné křivky všech podezřelých systémů z tabulky 4.2 spolu s fourierovým rozvojem pro detekci oblasti kolem minima a s minimy v každém úseku světelné křivky, která jsou proložena fenomenologickým modelem.

Z důvodu rozšíření časové základny a zvýšení přesnosti získaných výsledků jsme k těmto systémům dohledali archivní data a pořídili vlastní pozorování. Archivní data byla nalezena především v databázi experimentu OMC na palubě družice INTEGRAL, který je primárně určený ke sledování optických protějšků záblesků záření γ , ale kromě toho je využíván ke sledování 10^5 objektů z *OMC input catalog* (Domingo a kol., 2003). Databáze² obsahuje světelné křivky objektů do 16 magnitudy a fotometrie je v Johnsonově filtru V. Pro některé systémy bylo také možné dohledat archivní data v databázi NSVS (Woźniak a kol., 2004a), která obsahuje světelné křivky $1,4 \times 10^7$ objektů do 15,5 mag a data je možné stáhnout přes online formulář³. Detailní analýza světelných křivek vybraných systémů je dále v části 7.4.

Tabulka 4.2: Detekované systémy se změnou amplitudy světelné křivky z databáze ASAS 3.

Označení ASAS 3	Označení v jiných přehlídkách/katalozích
005842+0631.0	TYC 18-662-1
070318-0544.3	VV Mon, OMC 4826000039
083320-1350.6	NSVS 15547620
182429-3225.6	V3254 Sgr, OMC 7397000168
184848+0708.8	V0476 Aql, OMC 0460000022, NSVS 13916872
185803-2007.4	V1045 Sgr, OMC 6290000027

²https://sdc.cab.inta-csic.es/omc/secure//form_busqueda.jsp

³<http://skydot.lanl.gov/nsvs/nsvs.php>

5. Vlastní pozorování

Pro prodloužení časové základny fotometrických dat a dosažení vyšší přesnosti získaných výsledků byla s pomocí kolegů pro některé vybrané systémy v rámci této práce také pořízena vlastní pozorování. Vlastní pozorování vybraných systémů v rámci naší Galaxie z databáze ASAS 3 byla provedena pomocí dalekohledu FRAM, D65 a BOOTES-2 a systémy v LMC, vytipované v databázi OGLE III, byly pozorovány dalekohledem DK154. V tabulce 5.1 je přehled celkového počtu pořízených snímků a pozorovacích nocí na jednotlivých dalekohledech.

Tabulka 5.1: Přehled pozorování na jednotlivých dalekohledech.

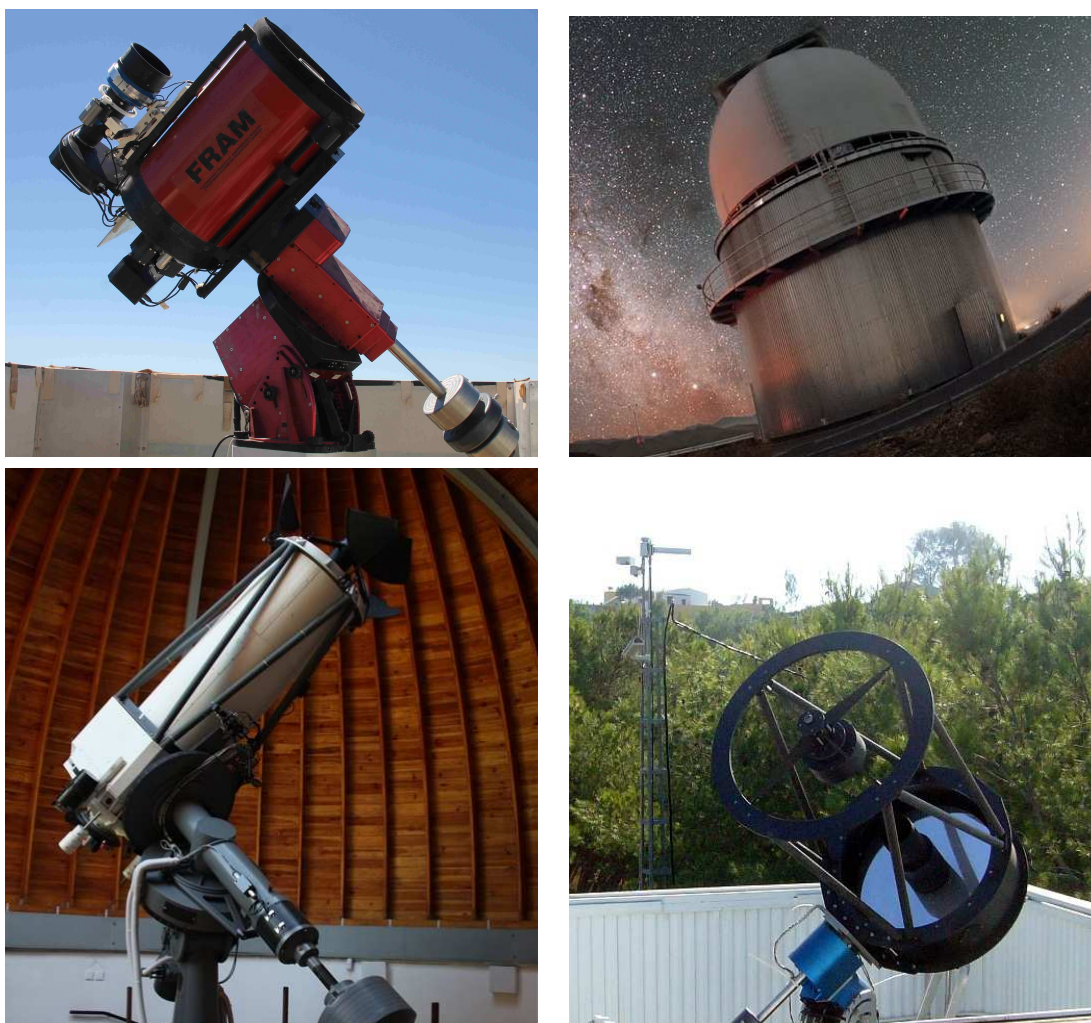
Dalekohled	Pořízené snímky	Počet nocí	Pozorovatelé
DK154	1811	20	PZ, JJ, MW, JV, LP
FRAM	3278	35	JJ, MM
D65	581	6	KH
BOOTES-2	784	11	JJ

PZ – P. Zasche, JJ – J. Juryšek, MW – M. Wolf, JV – J. Vraštil, LP – L. Pilarčík,
MM – M. Mašek, KH – K. Hoňková

5.1 Dalekohled FRAM

Dalekohled FRAM (F/(Ph)otometric Robotic Atmospheric Monitor) je součástí Observatoře Pierra Augera (PAO) a je umístěn v blízkosti města Malargüe v Argentinské pampě (Prouza a kol., 2010). Primárním účelem dalekohledu je kontinuální měření okamžitých hodnot atmosférické extinkce a její závislosti na vlnové délce pro účely kalibrace energie spršky kosmického záření, měřené fluorescenčními detektory observatoře PAO. Metodika měření extinkčních koeficientů a technické vlastnosti dalekohledu umožňují kromě měření atmosférické extinkce pozorovat množství zajímavých astronomických cílů. V současné době je dalekohled využíván k měření kompletních světelných křivek vybraných zákrytových dvojhvězd a fyzických proměnných hvězd typu RR Lyrae, ke zpřesňování poloh nově objevených planetek a komet a také k pozorování optických protějšků záblesků záření γ .

Hlavní částí dalekohledu FRAM (obrázek 5.1 vlevo nahoře) je 0,3 m Meade Schmidtův-Cassegrainův teleskop vybavený CCD kamerou G2-1600 se zorným polem $16' \times 24'$ (NF – narrow field). Na tomto dalekohledu je umístěn objektiv Nikkor 300 mm vybavený CCD kamerou G4-16000 s velkým zorným polem $7^\circ \times 7^\circ$ (WF – wide field). Obě kamery jsou vybaveny Johnson-Besselovými filtry B, V, R a I. Mezní hvězdné velikosti objektů pro přesnou filtrovanou fotometrii jsou mezi 6–9 mag u WF sestavy a 9–13 mag u NF sestavy. Celá soustava pracuje v plně automatickém režimu a je ovládána softwarem RTS2 (Remote Telescope System 2) (Kubánek, 2010).



Obrázek 5.1: *Vlevo nahoře*: Dalekohled FRAM (Fotografie: M. Mašek). *Vpravo nahoře*: Kopule dalekohledu DK154 (Fotografie: P. Horálek). *Vlevo dole*: Dalekohled D65 (Fotografie: M. Mašek). *Vpravo dole*: Dalekohled BOOTES-2 (Fotografie: gloria-project.eu).

5.2 Dalekohled DK154

DK154 je 1,54 m dalekohled typu Ritchey-Chrétien, umístěný na La Silla v Chile ve výšce 2375 m.n.m. (obr. 5.1 vpravo nahoře). Dalekohled prošel v roce 2012 rozsáhlým upgradem a od té doby je vzdáleně ovládán pomocí softwaru od firmy ProjectSoft¹ a na jeho správě se podílí řada institucí². Mezi pozorovací program dalekohledu patří fotometrie blízkozemních planetek, fotometrie zákrytových dvojhvězd v LMC a SMC a podpurná pozorování pro družici Gaia.

Dalekohled je vybaven CCD kamerou (2000 × 2000 pixelů) s fotometrickými filtry (Johnson-Cousins UBVRI, Stromgren ubvy, g_2 , Gunn z, H_β). Zorné pole sestavy je 13' × 13' a úhlová velikost pixelu 0,40".

¹<http://www.projectsoft.cz/>

²Astronomický ústav AV ČR, Astronomický ústav MFF UK a Ústav teoretické fyziky a astrofyziky PřF MUNI. 10 % pozorovacího času je vyhrazeno pro Chilské astronomy, kteří pozorují především exoplanety.

5.3 Dalekohled D65

D65 je 0,65 m dalekohled typu Cassegrain, umístěný v Ondřejovské observatoři (obr. 5.1 vlevo dole). Ohnisková vzdálenost dalekohledu je 2342 mm a je vybavený citlivou CCD kamerou G2-3200 s čipem Kodak KAF-3200ME (2184×1472 pixelů, $6,8 \mu\text{m}/\text{px}$) a úhlovou velikostí pixelu $0,52''$. Snímky jsou zpravidla pořizovány s binningem 2×2 . Velikost zorného pole této sestavy je $19,0' \times 12,8'$ a přibližný dosah při 180 sekundové expozici je $\approx 21,5$ mag. Dalekohled je umístěn na paralaktické montáži od firmy Zeiss a celý systém je řízen pomocí několika počítačů a specializovaného softwaru od firmy ProjectSoft.

5.4 Dalekohled BOOTES-2

BOOTES-2 je 0,6 m dalekohled typu Ritchey-Chrétien s ohniskovou vzdáleností 4475 mm, umístěný na stanici La Mayora, která patří CSIC (Consejo Superior de Investigaciones Científicas) na jihu Španělska (obr. 5.1 vpravo dole). Dalekohled je umístěn na velmi rychlé montáži NTM-500 a je součástí celosvětové sítě dalekohledů BOOTES (Burst Observer and Optical Transient Exploring System), sloužících primárně pro sledování optických protějšků záblesků záření γ . V ohnisku dalekohledu je umístěna CCD kamera Andor iXon s čipem o velikosti 1024×1024 pixelů a fotometrickými filtry Bessel R, SLOAN g'r'i', UKIRT z'Y' a Clear.

6. Fotometrická redukce vlastních dat

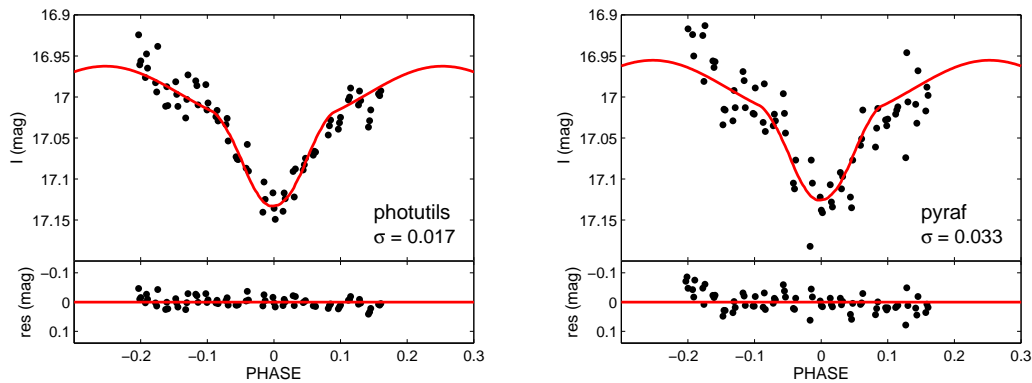
Fotometrická redukce snímků z dalekohledů FRAM, D65 a BOOTES-2 byla provedena pomocí programu Muniwin (Motl, 2011), kde byly snímky opraveny o dark, flat a byla provedena aperturní diferenciální fotometrie proměnné (VAR), srovnávací (COMP) a kontrolní (CHK) hvězdy s aperturami úměrnými FWHM daných hvězd na snímcích.

Pro účely fotometrické redukce dat z dalekohledu DK154 byla v rámci této diplomové práce vyvinuta sada skriptů v programovacím jazyce Python 2.7. Vzhledem k vysokému počtu hvězd na typickém snímku LMC z DK154 má zpracování tohoto typu dat svá specifika. Zásadní otázkou je relevance aperturní fotometrie v takto hustých polích, kde není snadné spolehlivě určit hodnotu lokálního pozadí. Z tohoto důvodu byly vyvinuty dva nezávislé kódy, první na aperturní fotometrii, který využívá pouze nástrojů Pythonu a druhý na profilovou fotometrii, který využívá rozšíření PyRAF pro komunikaci Pythonu s IRAFem. Zkušenost se zpracováním snímků z DK154 ale ukázala, že aperturní fotometrie poskytuje dostatečně přesné výsledky a výsledky získané profilovou fotometrií mají dokonce horší přesnost, jak je vidět na obrázku 6.1. Kód využívající metod profilové fotometrie však není v době psaní této práce zcela kompletní a korektní srovnání obou přístupů vyžaduje preciznější přístup, protože funkce z IRAFu, které jsou využívány profilovou fotometrií, obsahují řadu netriviálních parametrů. Dokončení kódů a implementování dalších užitečných funkcí, jako například dodatečné vyrovnání snímků pomocí tzv. superflatu pro omezení vlivu proložení montáže na světelnou křivku, necháváme na navazující projekty v rámci doktorského studia.

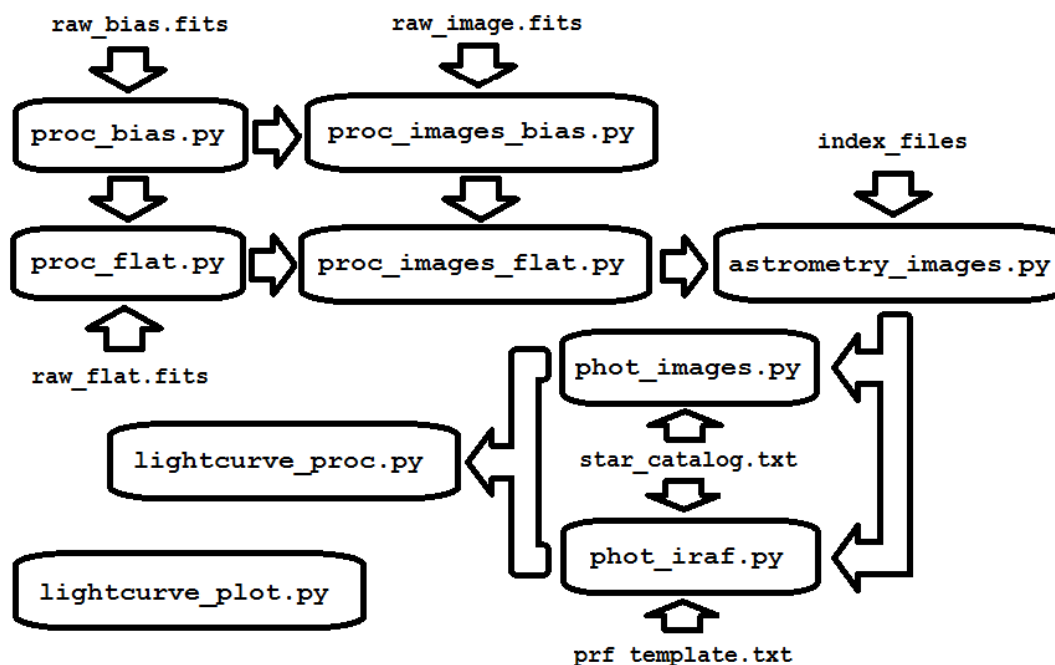
Důvodem odlišného přístupu k datům z DK154 je to, že tato data byla zpracována nejpozději a v době redukce dat z FRAMu, D65 a BOOTESu ještě nebyla sada skriptů pro fotometrii v Pythonu implementována. Je však možné říct, že i když byla data redukována dvěma metodami (a my jsme přesvědčeni, že dostatečně ekvivalentními), nebyla narušena homogenita vzorku dat z naší Galaxie (vše zpracováno v Muniwinu) a vzorku dat z LMC (vše zpracováno v Pythonu semiautomatickou procedurou).

Celá redukční procedura je implementovaná modulárně a části kódu pro jednotlivé kroky redukce jsou uloženy v samostatně spustitelných skriptech. V této kapitole jsou stručně popsány jednotlivé skripty v pořadí, v jakém je možné je spouštět v průběhu redukce. Na obrázku 6.2 je znázorněno blokové schéma celého procesu.

`proc.bias.py` Jednoduchý skript, který po zadání cesty do složky s uloženými biasy vytvoří `masterbias`. Výsledný `masterbias` je medián jednotlivých vstupních biasů. Skript hlídá, aby expozice každého vstupního biasu nepřekročila jednu sekundu a biasy nesplňující tuto podmínku jsou ignorovány. V jedné složce je možné mít surové biasy pořízené při různých teplotách, s různým binningem a z různých kamer. Skript surové biasy roztrídí podle údajů ve FITS hlavičkách a správně je zkombinuje.



Obrázek 6.1: Srovnání výsledků fotometrické redukce jednoho pozorování zákrytové dvojhvězdy OGLE-LMC-ECL-06464. *Vlevo*: Aperturní fotometrie pomocí photutils. *Vpravo*: Profilová fotometrie pomocí PyRAF-u.



Obrázek 6.2: Schéma fotometrické redukce pomocí sady skriptů v programovacím jazyce Python.

`proc_flat.py` Skript po zadání cesty do složky s uloženými flaty vytvoří normalizovaný masterflat jejich mediánem. Automaticky je dohledán vhodný, časově nejbližší masterbias ke každému flatu a vstupní flaty jsou automaticky rozřazeny podle binningu, filtru a použité kamery. Uživatel tedy může mít ve složce jedné pozorovací noci surové flaty například v různých filtrech a nemusí mít obavu, že při tvorbě masterflatu dojde k jejich nechtěnému smíchání.

`proc_images_bias.py` Odečte od snímků masterbias. Má-li uživatel snímky rozřazeny do složek po jednotlivých pozorovacích nocích, je možné kalibrovat dávkově všechny snímky ze všech nocí najednou. Skript umožňuje také případně

odečíst *masterbias* pouze od snímků z jedné vybrané pozorovací noci. Vhodnou strategií je shromažďovat všechny *master*-kalibrační snímky v jednom jediném adresáři. Program je dokáže všechny roztrždit a vybrat ke každému snímku ten nejhodnější. Není-li k nějakému snímku nalezen odpovídající *masterbias*, je tento snímek automaticky vyloučen z dalšího zpracování¹. Stejně tak jsou z dalšího zpracování vyloučeny poškozené snímky na základě jejich bitové velikosti. Snímací skript na dalekohledu DK154 totiž občas vyprodukuje poškozený snímek, který je snadno odlišitelný od ostatních snímků tím, že má mnohem menší velikost.

`proc_images_flat.py` Vydělí snímky *masterflatem*. Podobně jako v případě kalibrace *masterbiasy* je možné kalibrovat dávkově *masterflaty* všechny snímky dané hvězdy roztrždění v adresářích podle pozorovací noci. Program automaticky nalezne všechny snímky opravené o *masterbias* a kalibruje je příslušným časově nejbližším *masterflatem*. Není nutné snímky ručně třídit (např. podle použitého filtru), program tento krok dělá automaticky. Snímky, od kterých není odečtený *masterbias* jsou přeskočeny a vynechány z dalšího zpracování. Protože snímky z dalekohledu DK154 obsahují po stranách tzv. *overscan* oblasti, což jsou několik desítek pixelů široké pruhy, které nenesou užitečnou fotometrickou informaci, jsou v tomto skriptu ze snímku oříznuty.

`astrometry_images.py` Místo standardního sesazení snímků, které je běžné v klasických softwarech na zpracování fotometrických dat (*C-Munipack*, *SIPS*) provádíme astrometrickou redukci každého snímku pomocí kódu *Astrometry.net* (Lang a kol., 2010). K tomu je třeba mít stažené příslušné indexové soubory z webových stránek autorů² a mít ve FITS hlavičce snímků alespoň přibližnou informaci o pozici dalekohledu a rozlišení sestavy. Čím přesněji známe tyto hodnoty, tím je astrometrie rychlejší. Rychlost astrometrie závisí také na počtu objektů na snímku, který je v případě snímků LMC obrovský. Proto je součástí skriptu i ořez snímku na požadovanou velikost v okolí proměřovaného objektu. Při zpracování snímků pro účely této práce byly snímky o původní velikosti 2148×2048 pixelů oříznuty na velikost 1000×1000 pixelů. Oříznutí snímků je možné provést o libovolný počet pixelů z každé strany snímku. Skript automaticky načte všechny snímky opravené o *masterbias* a *masterflat*. V případě, že v daném adresáři nejsou žádné kalibrované snímky, umožní skript provést astrometrii surových snímků, ale v opačném případě je neuvažuje.

`phot_images.py` Skript provede aperturní fotometrii zdrojů, jejichž souřadnice je nutné zadat do externího souboru `star_catalog.txt`. Skript automaticky vyhledá v adresářích kalibrované snímky s astrometrií a pomocí funkce `daofind()` z knihovny `photutils` detekuje zdroje signálu v každém snímku. Intenzitu signálu v apertuře I je možné vyjádřit vztahem

$$I = S - B \times A, \quad (6.1)$$

¹Snímky nejsou smazány, ale nejsou ve FITS hlavičce označeny klíčovým slovem, které je nutné pro další zpracování.

²<http://astrometry.net/doc/readme.html>

kde S je celková intenzita uvnitř apertury plochy A , a B je střední intenzita pozadí. Hodnota pozadí B je určena lokálně Hampelovou robustní statistikou na hodnotách mezikruží kolem apertury s uživatelsky nastaveným vnitřním i vnějším poloměrem (Hampel a kol., 1986)³. Takto vypočítaná střední hodnota je dostatečně robustní vůči přítomnosti další hvězdy v mezikruží. Pro výpočet plochy apertury, plochy mezikruží a pro výpočet celkového signálu uvnitř apertury jsou s výhodou použity další funkce z knihovny `photutils`⁴. Velikost použité apertury volí uživatel na začátku výpočtu. Formální instrumentální magnituda objektu m je dána Pogsonovou rovnicí

$$m = -2,5 \log_{10} \left(\frac{I}{I_0} \right), \quad (6.2)$$

kde I_0 je referenční intenzita. Jelikož obvykle neznáme nulový bod kamery, pracujeme s diferenciálními magnitudami a tato hodnota je spíše formální. V tomto skriptu byla stejně jako v `C-Munipacku` zvolena hodnota $I_0 = 10^{10}$ ADU.

Střední kvadratická nejistota každého měření je dána sumou kvadrátů jednotlivých příspěvků, které tvoří podle dokumentace k `C-Munipacku` následující: (1) náhodný šum uvnitř apertury objektu, který zahrnuje tepelný šum čipu a vyčítací šum zesilovače a A/D převodníku, (2) Poissonovský šum daný diskretní povahou fotonů dopadajících na detektor (emise fotonů hvězdou je náhodný proces s konstantní střední dobou mezi jednotlivými emisemi) a (3) chyba určení střední hodnoty intenzity pozadí. Výsledný vztah pro střední kvadratickou odchylku intenzity I v jednotkách ADU je

$$\sigma_{\text{ADU}}^2 = A\sigma_{\text{px}}^2 + \frac{I}{g} + A^2 \frac{\sigma_{\text{px}}^2}{n_{\text{sky}}}, \quad (6.3)$$

kde σ_{px}^2 je střední kvadratická odchylka intenzity v každém pixelu, g je tzv. gain kamery⁵ a n_{sky} je počet pixelů v mezikruží kolem apertury. V praxi však většinou pracujeme s hvězdnými velikostmi objektů a pro odchylku v magnitudách platí

$$\sigma_{\text{mag}}^2 = \left(\frac{-2,5}{I \ln(10)} \right)^2 \sigma_{\text{ADU}}^2. \quad (6.4)$$

Po proběhnutí fotometrie jsou měření každého zdroje se souřadnicemi z externího souboru sesazena napříč všemi snímky v daném filtru a s daným binningem v rámci jedné pozorovací noci a světelné křivky instrumentálních magnitud jsou uloženy do výstupních souborů.

`phot_iraf.py` Alternativou k aperturní fotometrii je fotometrie profilová. Ta spočívá v tom, že se nejprve určí odezvovalá funkce bodového zdroje (PRF – point response function) detektoru ze sady vybraných jasných hvězd na snímku (jejichž souřadnice musí být navstupovány pomocí souboru `prf_template.txt`), které musí být pečlivě vybrány tak, aby se v jejich blízkém okolí nenacházela žádná další jasná hvězda. Profil každé samostatné hvězdy na snímku je za předpokladu homogenního pole stejný, pouze je škálovaný její jasností a proto je možné každý

³Stejný přístup používá konvenčně používaný `C-Munipack` (Motl, 2011).

⁴<https://photutils.readthedocs.org/en/>

⁵Definovaný jako $g = \text{počet fotoelektronů v jednom pixelu} / \text{ADU jednoho pixelu}$.

zdroj na snímku modelovat pomocí známé PRF a jejím integrálem určit intenzitu zdroje. Protože funkce PRF je přesně určená z osamocených hvězd na snímku, lze pomocí této metody měřit také signál hvězd, u kterých je úhlově velmi blízko další objekt a omezit kontaminaci tímto parazitním signálem, který by byl v případě aperturní fotometrie přítomný vždy.

Jádrem skriptu je PyRAF⁶, což je knihovna funkcí, které umožňují Pythonu komunikovat s IRAFem. Algoritmus spočívá v tom, že se pomocí aperturní fotometrie zvolených profilových hvězd určí nejlepší model PRF a pomocí tohoto modelu se určí intenzity zdrojů z katalogového souboru (`star_catalog.txt`), který má stejnou funkci jako v případě skriptu `phot_images.py`. PyRAF stejně jako IRAF samotný poněkud nešikovně ukádá výsledky výpočtů nikoli do struktur v Pythonu, ale do textových souborů. Skript se stará o extrakci výsledků mezivýpočtů z těchto souborů a současně je odstraňuje z disku kvůli úspoře paměti. Výstupní soubory skriptu s fotometrickými daty mají stejné formátování jako v případě skriptu `phot_images.py` a následná manipulace s nimi je totožná. Je nutné upozornit, že pro správnou funkci profilové fotometrie je nutné nastavit řadu netriviálních parametrů, jejichž popis je nad rámec této práce a lze jej najít v dokumentaci IRAFu.

`lightcurve_plot.py` Pomocný skript, který umožní vykreslit světelné křivky v diferenciálních magnitudách z každé pozorovací noci zvlášť pro kontrolu správnosti fotometrie a neproměnnosti zvolených srovnávacích hvězd.

`lightcurve_proc.py` Výsledkem popsané procedury jsou textové soubory obsahující fotometrii zvolených zdrojů, které jsou uloženy v adresáři každé pozorovací noci ve složkách `/results`. Tento skript sloučí výsledky fotometrie z adresářů jednotlivých pozorovacích nocí a opraví časové značky o heliocentrickou korekci pomocí knihovny PyAstronomy⁷. Aplikací tohoto skriptu fotometrická redukce končí a výsledkem je světelná křivka z celé sezóny pozorování objektu.

⁶http://www.stsci.edu/institute/software_hardware/pyraf/

⁷<http://www.hs.uni-hamburg.de/DE/Ins/Per/Czesla/PyA/PyA/index.html>

7. Analýza vybraných systémů se změnou sklonu

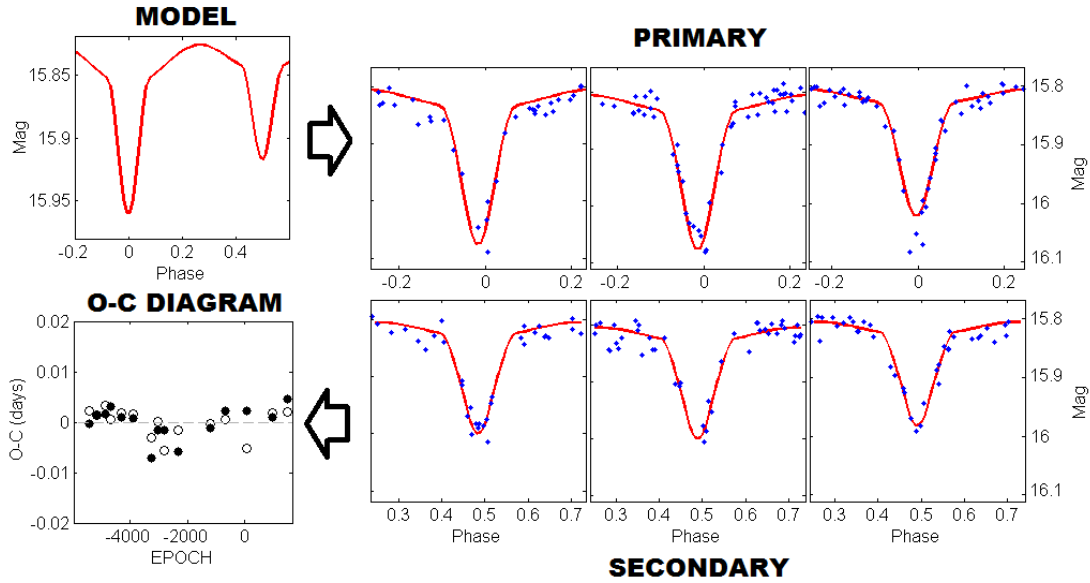
V této části se zaměřujeme na konkrétní systémy, nalezené v dostupných datech z databází ASAS 3 a OGLE-III. Pro modelování světelných křivek byl využit program PHOEBE (Prša a Zwitter, 2005), který je založen na modifikacích Wilson a Devinney (1971) algoritmu. Protože u žádného systému není dostupná křivka radiálních rychlostí, zafixovali jsme vždy v první iteraci poměr hmotností $q = 1$. Pokud se řešením světelné křivky ukázalo, že jsou obě složky systému značně rozdílné, byl poměr hmotností upraven na základě jejich bolometrických magnitud a tento postup byl opakován, dokud nebylo dosaženo selfkonzistence modelu.

Rotace obou složek dvojhvězdy jsme vždy předpokládali synchronní ($F_1 = F_2 = 1$), protože jde o efekt vyššího řádu a s daty dané kvality jej není možné postihnout. Koeficienty okrajového ztemnění byly interpolovány z van Hamme (1993) tabulek za předpokladu logaritmického průběhu pro hvězdy v naší Galaxii, pro hvězdy v LMC jsme použili odmocninný model, protože se jedná vesměs o horké hvězdy, pro které je tento model vhodnější (Diaz-Cordoves a Gimenez, 1992). Pro hvězdy s teplotami $T < 7200\text{K}$ můžeme předpokládat, že jsou podpovrchové vrstvy konvektivní (Deb a Singh, 2011) a pak pro ně platí, že bolometrická albedo $A = 0,5$ (Ruciński, 1969) a koeficienty gravitačního ztemnění $g = 0,32$ (Lucy, 1967). Naopak pro hvězdy s povrchovými teplotami $T > 7200\text{K}$ můžeme předpokládat, že se pod povrchem nachází vrstvy v zářivé rovnováze a potom pro bolometrická albedo a koeficienty gravitačního ztemnění platí aproximace $A = 1,0$ a $g = 1,0$. Tyto parametry jsme nechali fixní během celého vytváření modelu.

Pro nalezení vývoje sklonu oběžné roviny zákrytového systému v čase jsme rozdělili světelné křivky na několik úseků tak, aby v každém úseku byl dostatek měření pro vytvoření modelu. Základní model byl vytvořen na úseku světelné křivky, který byl nejkvalitnější. Jednotlivé úseky pak byly fitovány se zafixováním všech fyzikálních parametrů kromě sklonu i_0 a luminozity $L_{1,2}$. Přítomnost třetího světla byla testována při vytváření základního modelu na nejlepším úseku světelné křivky a pokud třetí světlo nepřispívalo do světelné křivky signifikantně ($L_3/L_{\text{celk}} \lesssim 1\%$), fixovali jsme $L_3 = 0$ při fitování všech úseků světelné křivky. Relevance příspěvku třetího světla byla sledována pomocí hodnoty χ^2 daného modelu a pokud model s třetím světlem neměl menší χ^2 než model bez něj, bylo třetí světlo fixováno na $L_3 = 0$. V případech, kdy byla k dispozici světelná křivka ve více fotometrických filtrech, byla všechna data fitována současně.

7.1 Stanovení přesných efemerid

Pro vytvoření fyzikálního modelu světelné křivky je nutné znát přesnou periodu oběhu složek dvojhvězdy a čas základního minima. Přesné efemeridy zákrytových systémů byly určeny mírně modifikovanou semi-automatickou fitovací procedurou (AFP) (Zasche a kol., 2014), jejíž princip je naznačen na obrázku 7.1. Nejprve je vytvořen předběžný fyzikální model na krátkém časovém úseku světelné křivky, kde můžeme předpokládat její tvar konstantní. Následně je celá



Obrázek 7.1: Princip metody AFP. Jednotlivá minima se určují posunem modelové funkce po světelné křivce.

světelná křivka rozdělena do několika úseků tak, aby v každém úseku byl dostatečný počet bodů v oblastech zákrytů a světelné křivky v daných úsecích jsou sfázovány podle středních efemerid, které jsou typicky získány z katalogu. V této práci byly úseky světelné křivky pro získání jednotlivých modelů shodné s úseky použitými pro určení přesných efemerid. Na každý úsek světelné křivky se nafiluje simplexovou minimalizační metodou modelová funkce, která je získána z PHOEBE v textovém výstupu se vzorkováním 2000 bodů na světelnou křivku¹. Za volné parametry považujeme fázový posuv $\Delta\phi$, posun v magnitudě a kontrakci (na rozdíl od publikované verze metody), která vystihuje časovou závislost amplitudy světelné křivky. Kvůli možné excentricitě systému je fit primárních a sekundárních minim prováděn odděleně. Pro každé nafilované minimum je pak možné vypočítat odchylku od středních elementů (tzv. $O - C$ hodnotu) podle vztahu

$$\begin{aligned}
 E &= \text{floor}((\text{HJD} - \text{HJD}_0)/P), \\
 (O - C) &= \Delta\phi P && \text{pro } E > 0, \\
 (O - C) &= -\Delta\phi P && \text{pro } E < 0,
 \end{aligned} \tag{7.1}$$

kde HJD je čas středu daného intervalu světelné křivky, P je katalogová perioda a HJD_0 je katalogové referenční minimum. Po výpočtu $O - C$ hodnot pro každé minimum je jejich závislost na epoše proložena lineární funkcí

$$(O - C) = \Delta P E + \Delta \text{HJD}, \tag{7.2}$$

a opravou původních katalogových elementů o korekce ΔP a ΔHJD jsou získány opravené střední lineární elementy pro celou světelnou křivku. V některých přípa-

¹Modelová křivka může být mírně posunutá tak, že její minima neodpovídají fázím 0 a 0,5. Z tohoto důvodu na je začátku procedury každé modelové minimum proloženo parabolou a posunuto do příslušné fáze. Tento přístup není úplně korektní v případě nesymetrických světelných křivek, ale takovými se v rámci této práce nezabýváme. Typická hodnota opravy modelu byla v rozsahu $0,00001 < \Delta O - C < 0,01$.

dech se perioda systému rychle mění, například v důsledku LTE, potom je nutné určit lineární elementy zvlášť pro několik úseků světelné křivky.

7.2 Odhad teplot primárních složek zákrytových dvojhvězd

Klíčovým krokem při hledání modelu světelné křivky je odhad teploty primární složky systému, což může být značně obtížné, pokud nejsou k dispozici žádná spektroskopická data. V takových případech se musíme spolehnout pouze na odhad spektrálního typu z barevných indexů a teplotu jedné ze složek systému můžeme odhadnout pouze s předpokladem, že se hvězda nachází na hlavní posloupnosti. Různí autoři navíc udávají barevné indexy, které odpovídají často velmi rozdílným teplotám, lišících se často o několik tisíc Kelvinů. V případě systémů, které se nachází v LMC je tento jev velice častý. Zde se však jedná o horké hvězdy s teplotami 10 000–25 000 K a relativní chyba v teplotě pak může být maximálně $\approx 20\%$. V takových případech nemusíme dostat fyzikálně přesný popis systému co do teplot a hmotností jednotlivých složek, ale změřená perioda stáčení uzlové přímky a možné periody oběhu třetí složky (což jsou veličiny, které nás zajímají nejvíce) se tím nezmění.

Příčinou rozdílných barevných indexů z různých katalogů může být složitá fotometrie ve velmi hustém poli, kde není snadné měřit nekontaminovaný signál pouze jedné konkrétní hvězdy a výsledky různých přehlídek tak mohou být více či méně ovlivněny signálem blízkých hvězd. Důležitou roli může hrát také špatná identifikace, protože hvězdy jsou od sebe často vzdáleny zlomky úhlové vteřiny. Z těchto důvodů je nutné odhady teplot složek systému brát s jistou rezervou. Pro každý studovaný systém je dále uvedeno více barevných indexů od různých autorů a při vytváření modelu je teplota primární složky fixována na hodnotu, která odpovídá barevnému indexu, na kterém se shodla většina autorů.

Barevné indexy jsou také zkresleny mezihvězdným zčervenáním a nekorigovaná hodnota udává pouze dolní mez teploty primární složky systému. Podle práce Johnson a Morgan (1953) platí pro horké hvězdy ($T \geq 10\,000$ K) vztah 7.3

$$(B - V)_0 = \frac{0,332(U - B) - 0,239(B - V) - 0,0166(B - V)^2}{1 - 0,0166(B - V)}, \quad (7.3)$$

který umožňuje odhadnout nezčervenalou hodnotu barevného indexu. V případě systémů v LMC je možné také použít mapy mezihvězdné extinkce, kterých byla vytvořena celá řada. Podrobné mapy extinkce například vytvořili Haschke a kol. (2011) na základě měření (Udalski a kol., 2000). Pejcha a Stanek (2009) využili ke zmapování extinkce v LMC závislosti perioda – svítivost a závislosti perioda – barevný index, které platí pro proměnné hvězdy typu RR Lyrae, a využili přitom světelné křivky experimentu OGLE. Ukázalo se, že teploty odhadnuté z odčervenalých barevných indexů $(B - V)_0$ podle vztahu 7.3 jsou velice podobné teplotám, získaných opravou indexu $(V - I)_0$ podle map extinkce vytvořených v Haschkeho práci. Obě vypočtené teploty se zpravidla liší o méně než 10 %, zatímco teplota odhadnutá na základě opravy podle Pejchy a Stanka je systematicky o 20–80 % vyšší. Z tohoto důvodu jsme v této práci při odhadu teploty primární složky používali pouze vztah 7.3 a mapu zčervenání z práce Haschkeho a kolektivu.

Pro dvojhvězdy v naší Galaxii studované v této práci, které jsou pozdnějších spektrálních typů F–G, se nepodařilo dohledat příslušné hodnoty mezihvězdného zčervenání podél dráhy. Mezihvězdné zčervenání proto zohledňujeme tak, že při výběru barevných indexů přikládáme větší váhu těm, které vedou na mírně vyšší teploty.

7.3 Systémy v LMC

V této části se věnujeme detailnímu studiu sedmi vytipovaných systémů se změnou hloubky minim jasnosti ve Velkém Magellanově Mračnu, které byly nalezeny prohlídkou světelných křivek z databáze OGLE-III. Systémy pro analýzu byly vybrány tak, aby ke každému z nich byla k dispozici data alespoň v jedné z databází MACHO nebo OGLE-II. Pro jeden ze systémů byla získána také archivní data z fotografické přehlídky EROS-1. U všech níže uvedených systémů byla provedena v letech 2015–2016 vlastní pozorování na dalekohledu DK154 pro získání aktuálních hodnot sklonu dráhy.

7.3.1 OGLE-LMC-ECL-06464

OGLE-LMC-ECL-06464 je zákrytová dvojhvězda typu Algol a snímek okolí z OGLE III je v Příloze 4 na obrázku P11. V tabulce 7.1 jsou uvedeny barevné indexy měřené různými autory pro objekty vzdálené $r \leq 1,0''$ od souřadnic OGLE-LMC-ECL-06464 podle katalogu (Graczyk a kol., 2011). Dolní odhady teplot jsou z tabulek (Pecaut a Mamajek, 2013) za předpokladu, že se primární složka nachází na hlavní posloupnosti.

Tabulka 7.1: Barevné indexy pro OGLE-LMC-ECL-06464

Barevný index [mag]	Spodní odhad teploty [K]	Vzdálenost [$''$]	Autoři
$(V - I) = -0,110$	12500	0,000	(Graczyk a kol., 2011)
$(U - B) = -0,340$	12000	0,410	(Massey, 2002)
$(B - V) = -0,010$	10000	0,410	(Massey, 2002)
$(B - V) = -0,100$	12000	0,440	(Wyrzykowski a kol., 2003)
$(V - R) = -0,043$	12000	0,417	(Derekas a kol., 2007)
$(J - H) = -0,080$	14000	0,110	(Kato a kol., 2007)
$(B - V) = 0,160$	8100	0,420	(Zaritsky a kol., 2004)
$(V - R) = -0,040$	12000	0,417	(Faccioli a kol., 2007)
$(V - I) = -0,069$	11000	0,100	(Ulaczyk a kol., 2012)
$(B - V) = -0,094$	12000	0,440	(Udalski a kol., 2000)
$(V - I) = -0,089$	11000	0,440	(Udalski a kol., 2000)

Protože na základě spodních odhadů teploty není pravděpodobné, že by primární složka měla teplotu $T_1 < 10000$ K, můžeme z barevných indexů podle Massey (2002) určit opravu o mezihvězdné zčervenání podle (Johnson a Morgan, 1953). Nezčervenalá hodnota barevného indexu $(B - V)_0 = -0,115 \pm 0,051$ mag, za předpokladu, že se hvězda nachází na hlavní posloupnosti, odpovídá spektrálnímu typu B4-9V a teplotám $T_1 = 10500$ – 16500 K při zahrnutí nejistoty

spektrálního typu (Pecaut a Mamajek, 2013). Zčervenání v daném směru je podle Haschke a kol. (2011) $E(V - I) = 0,04 \pm 0,11$ mag. Pokud o tuto hodnotu opravíme barevný index $(V - I)$ (Udalski a kol., 2000), který je vypočten na základě stejných dat jako analýza extinkce, získáme nezčervenalou hodnotu $(V - I)_0 = -0,130 \pm 0,180$ mag, která při zahrnutí velké nejistoty ukazuje na spektrální typy B1V–A1V a $T_1 = 9500\text{--}26000$ K. Barevné indexy získané ostatními autory vedou na spodní mez teploty $T \geq 12000$ a nemají velký rozptyl. Pro další analýzu předpokládáme teplotu primární složky $T_1 = 14000$ K.

Pro systém OGLE-LMC-ECL-06464 jsou dostupná data jak v databázi OGLE III (filtr I), tak i v databázích přehlídek OGLE II (filtr I) a MACHO (po kalibraci podle (Bessell a Germany, 1999) filtry V a R). V rámci této diplomové práce byla pořízena aktuální světelná křivka ve fotometrickém filtru I na dalekohledu DK154 a v tabulce 7.2 je uveden přehled pozorování. Aperturní fotometrie byla provedena s aperturou 4 pixely a jako srovnávací byla vybrána blízká hvězda podobné jasnosti a spektrálního typu (viz tabulku 7.3).

Tabulka 7.2: Tabulka pozorování OGLE-LMC-ECL-06464.

Datum	Délka pozorování (h:mm)	Počet snímků	Dalekohled
12.11.2015	7:20	I(72)	DK154
29.11.2015	2:20	I(29)	DK154
12.12.2015	0:10	I(10)	DK154
20.12.2015	7:30	I(75)	DK154
31.12.2015	4:50	I(49)	DK154
02.01.2016	7:15	I(32)	DK154
03.01.2016	5:40	I(85)	DK154

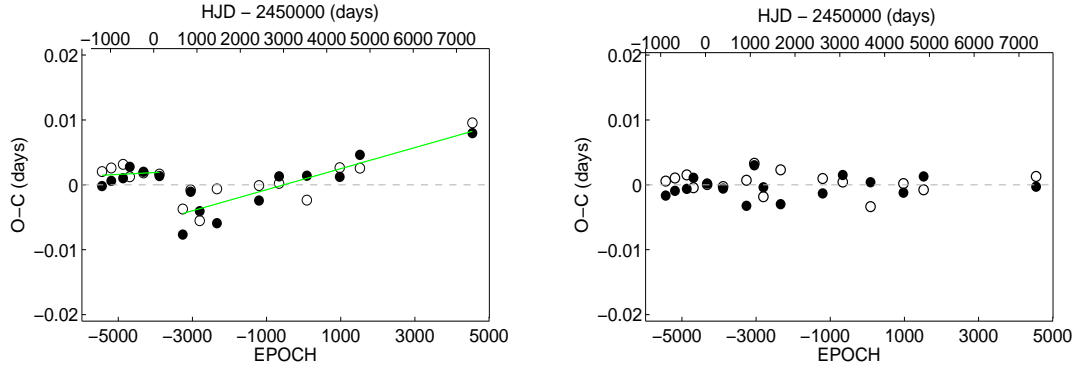
Tabulka 7.3: Srovnávací hvězdy OGLE-LMC-ECL-06464 (Ulczyk a kol., 2012).

	RA (hhmmss.s)	DEC (ddmmss)	I (mag)	V-I (mag)
VAR	050416,9	−690343	17,073	−0,069
COMP	050421,3	−690333	17,139	−0,037
CHK	050425,1	−690228	16,583	−0,041

Před vytvořením fyzikálního modelu systému bylo nutné vytvořit přesné lineární efemeridy metodou AFP. Dostupná data byla rozdělena na 16 úseků (7 – MACHO, 3 – OGLE-II, 5 – OGLE-III, 1 – DK154) a na každém z těchto úseků bylo nalezeno primární a sekundární minimum ve fázové křivce. $O - C$ diagram pro lineární efemeridy na celém intervalu pozorování

$$\text{HJD} = 2453562,0890(17) + 0,83816166(50) \times E \quad (7.4)$$

je na obr. 7.2 vlevo. $O - C$ diagram není lineární, a aby bylo možné efemeridy při modelování fixovat, je nutné rozdělit časový interval pozorování systému do dvou úseků, na kterých je $O - C$ diagram přibližně lineární a efemeridy jsou přibližně



Obrázek 7.2: $O - C$ diagramy OGLE-LMC-ECL-06464. *Vlevo*: $O - C$ diagram pro nejlepší lineární efemeridu na celém intervalu pozorování. Zelenou čarou je vyznačen lineární fit dvou úseků s lineárními elementy. *Vpravo*: Linearizovaný $O - C$ diagram.

konstantní. Linearizovaný $O-C$ diagram, vytvořený pomocí dvou sad efemerid

$$\begin{aligned} \text{HJD} &= 2453562,0920(58) + 0,8381619(12) \times E \\ \text{pro } 2449003,3277 < \text{HJD} < 2450301,6401 \end{aligned} \quad (7.5)$$

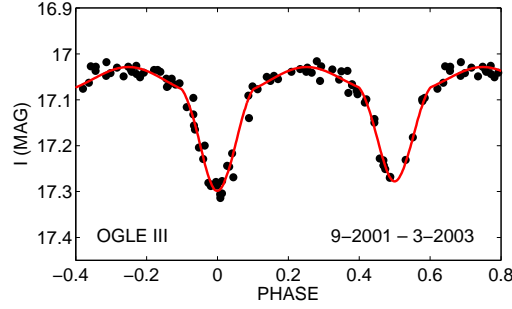
$$\begin{aligned} \text{HJD} &= 2453562,08986(97) + 0,83816329(39) \times E \\ \text{pro } 2450829,6820 < \text{HJD} < 2457377,4009 \end{aligned}$$

je na obr. 7.2 vpravo. Vysvětlení nelineárního průběhu $O - C$ diagramu není jednoznačné. První úsek $O - C$ tvoří výhradně data z MACHO databáze, takže nemůžeme vyloučit systematickou chybu.

Z charakteru světelné křivky je zřejmé, že OGLE-LMC-ECL-06464 je oddělený systém. Nejprve byl ve PHOEBE vytvořen základní model na světelné křivce z OGLE III (úsek 1) a tento model byl použit pro modelování vývoje sklonu u dalších datových sad. Světelná křivka je na obrázku 7.3. Bolometrická albeda resp. koeficienty gravitačního ztemnění byly ponechány fixní s hodnotami $A_1 = 1,0$ a $A_2 = 1,0$ resp. $g_1 = 1,0$, $g_2 = 1,0$. Podobně poměr hmotností $q = 1$ a parametry synchronicity $F_{1,2} = 1$ byly v průběhu vytváření modelu drženy fixní. Pro okrajové ztemnění byl použit odmocninný model. Příspěvek třetího světla do řešení světelné křivky není signifikantní a proto bylo fixováno na nulu pro všechny úseky světelné křivky. Výsledné řešení světelné křivky je uvedeno v tabulce 7.4 a modely všech úseků světelné křivky jsou zobrazeny v Příloze 3 na obrázku P4.

Na obrázku 7.4 vlevo je projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ podle rovnice 2.14 v prostoru proměnných $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. V případě inverze $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$ vypadají projekce obdobně, pouze jsou obrácená znaménka $\dot{\Omega}$ a $\cos(i_1)$ resp. $\cos(I)$. Výsledky v tabulce 7.5 jsou uvedeny pro obě řešení. Vyznačené konfidenční intervaly nám dávají dobrou představu o odchylkách fitovaných parametrů. Parametry nejlepšího řešení jsou uvedeny v tabulce 7.5 a na obrázku 7.4 vpravo.

Je vidět, že v tomto případě není fit dobře omezený, zejména pro velmi dlouhé periody P_{nodal} , což je důsledkem toho, že fitujeme sinusovou závislost na data ležící téměř na jedné přímce. Výsledky uvedené v tabulce 7.5 je tak nutné brát pouze jako jedno z možných řešení v oblasti vyznačené na obrázku 7.4. Okamžik



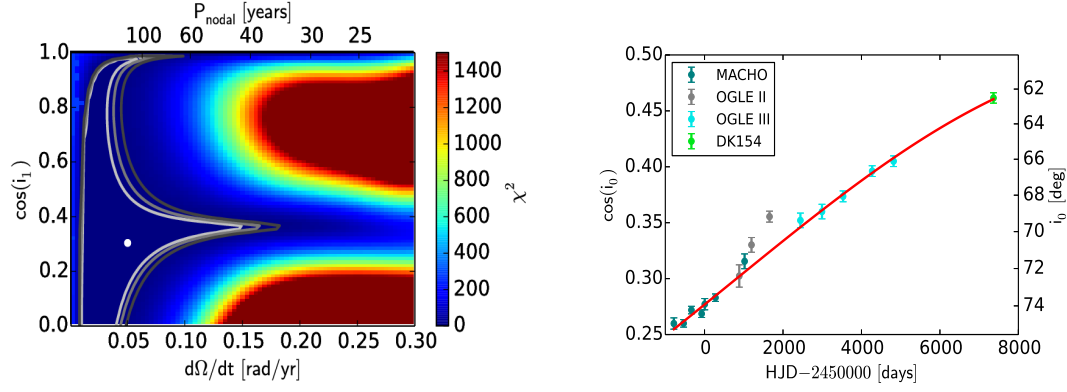
Obrázek 7.3: Světelná křivka OGLE-LMC-ECL-06464 z OGLE III, použita pro vytvoření základního modelu.

Tabulka 7.4: Fitované parametry OGLE-LMC-ECL-06464

T_1 (K)	14000 (fixováno)
T_2 (K)	13254
i_0 ($^\circ$)	62,5 – 74,9
$q = m_0/m_1$	1,0 (fixováno)
R_1/a	0,32
R_2/a	0,34
M_{bol1} (mag)	-1,6
M_{bol2} (mag)	-1,5
L_{V1} (%)	49,2
L_{V2} (%)	50,8
L_{R1} (%)	49,1
L_{R2} (%)	50,9
L_{I1} (%)	48,8
L_{I2} (%)	51,2

minima či maxima sklonu dokonce není možné z dostupných dat odhadnout vůbec a vzhledem k velké nejistotě můžeme řešení chápat vlastně jen jako dolní limit periody stáčení uzlové přímky. Na obrázku 7.4 vpravo je vidět, že sklony dráhy vnitřní složky určené z OGLE II dat mají jiný trend než ostatní měření. Pokud se jedná o reálný fyzikální děj, bylo by nutné pro korektní popis zahrnout do modelu také krátkoperiodické dynamické interakce. V rámci této práce se však omezujeme na interakce, které se odehrávají na dlouhých časových škálách a proto byla tato data při modelování časové závislosti sklonu dráhy vyřazena. Je nutné upozornit na skutečnost, že se může jednat pouze o systematickou odchylku OGLE II dat, protože pozorovaný efekt se projevil pouze u dat z této přehlídky, ačkoli se podle posledního MACHO modelu a prvního OGLE III modelu zdá, že by se mohlo skutečně jednat o reálný efekt.

Z řešení světelné křivky můžeme odhadnout hmotnosti primární a sekundární složky na základě jejich teplot tabelované závislosti pro hvězdy hlavní posloupnosti Pecaut a Mamajek (2013). Pro obě složky systému tak dostáváme hmotnosti přibližně $m_0 \simeq m_1 \simeq 3,9 M_\odot$. Na obr. 7.5 jsou šedou barvou vyznačeny oblasti povolených hodnot m_2 a P_2 , kterých mohou tyto veličiny nabývat pro fitované parametry $\cos(i_1)$, $\cos(I)$, T_0 a $\dot{\Omega}$ s pravděpodobností 68,3%. Tyto závislosti jsou vyneseny pro obě řešení i_1 a I vztahů 2.13. Je zřejmé, že v případě tohoto systému



Obrázek 7.4: OGLE-LMC-ECL-06464. *Vlevo*: Projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ do prostoru $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Stupni šedi jsou vyznačeny konfidenční intervaly 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. Bílý bod označuje nejlepší řešení (tabulka 7.5). Šedou barvou jsou vyznačeny intervaly spolehlivosti 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. *Vpravo*: Fitovaná závislost $\cos(i_0) = f(t)$ podle vztahu 2.14. Měření z OGLE II byla pro modelování dlouhodobého trendu vyřazena (šedá barva).

Tabulka 7.5: OGLE-LMC-ECL-06464: Orientace orbit a parametry časové závislosti sklonu dráhy vnitřního páru.

t_0 (HJD)	–
P_{nodal} (roky)	127^{+500}_{-84}
$\dot{\Omega}$ (rad/rok)	$0,050^{+0,098}_{-0,038}$
I (°) / $\pi - I$ (°)	-13^{+96}_{-77} / 193^{+77}_{-96}
i_1 (°) / $\pi - i_1$ (°)	72^{+18}_{-63} / 107^{+63}_{-18}
$i_{2,\text{full}}$ (°)	3^{+52}_{-2}
i_3 (°) / $i_{3,\text{inv}}$ (°)	10^{+99}_{-80} / 165^{+58}_{-67}

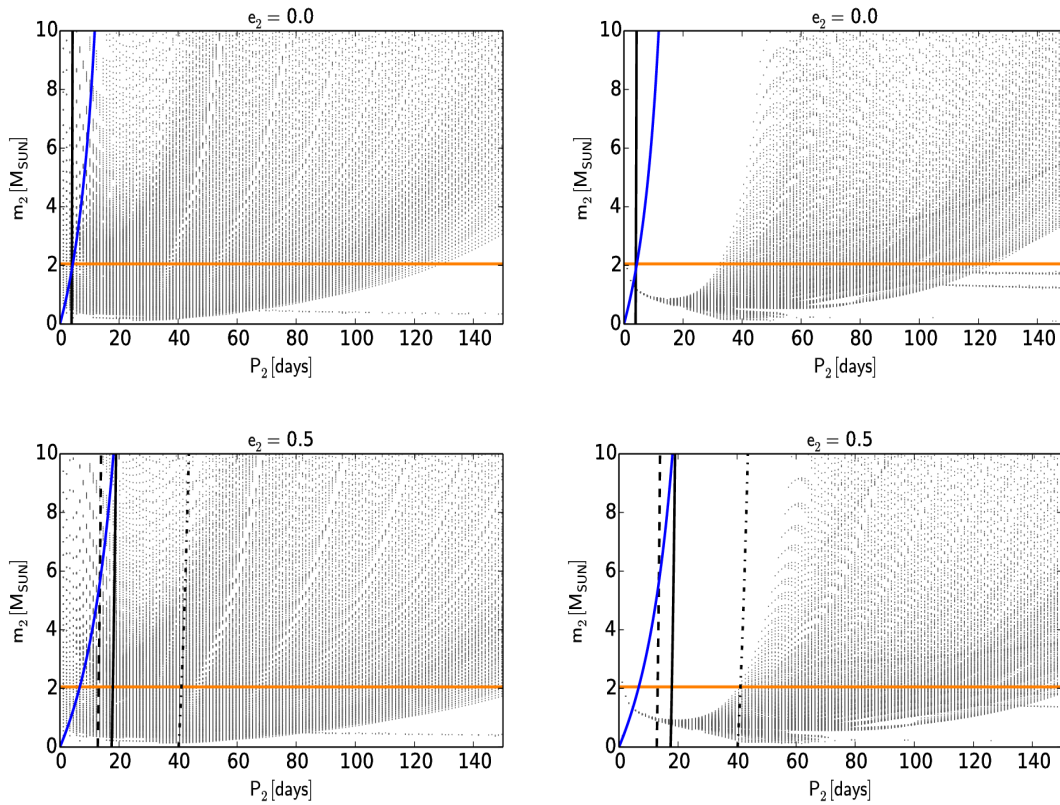
není omezení povolených hodnot m_2 a P_2 téměř žádné a odhad parametrů třetí složky bude založen především na jiných omezeních.

Při řešení světelné křivky nebylo detekováno žádné třetí světlo, což svědčí o tom, že třetí složka má výrazně menší hmotnost než zákrytový pár. Z rozptylu světelných křivek můžeme usuzovat, že bychom byli schopni odhalit příspěvek třetího světla na úrovni 0,04 magnitudy pro všechny světelné křivky (MACHO R a V, OGLE II a III, DK154). Z řešení světelných křivek plyne, že luminosita třetí složky musí být $L_3 < 0,07L_1$. Při řešení jsme předpokládali, že primární složka je spektrálního typu B7V a třetí složka tak musí být sp. typu A2 nebo pozdnější a nachází-li se na hlavní posloupnosti, měla by mít hmotnost $m_2 < 2,05 M_\odot$ (Pecaut a Mamajek, 2013).

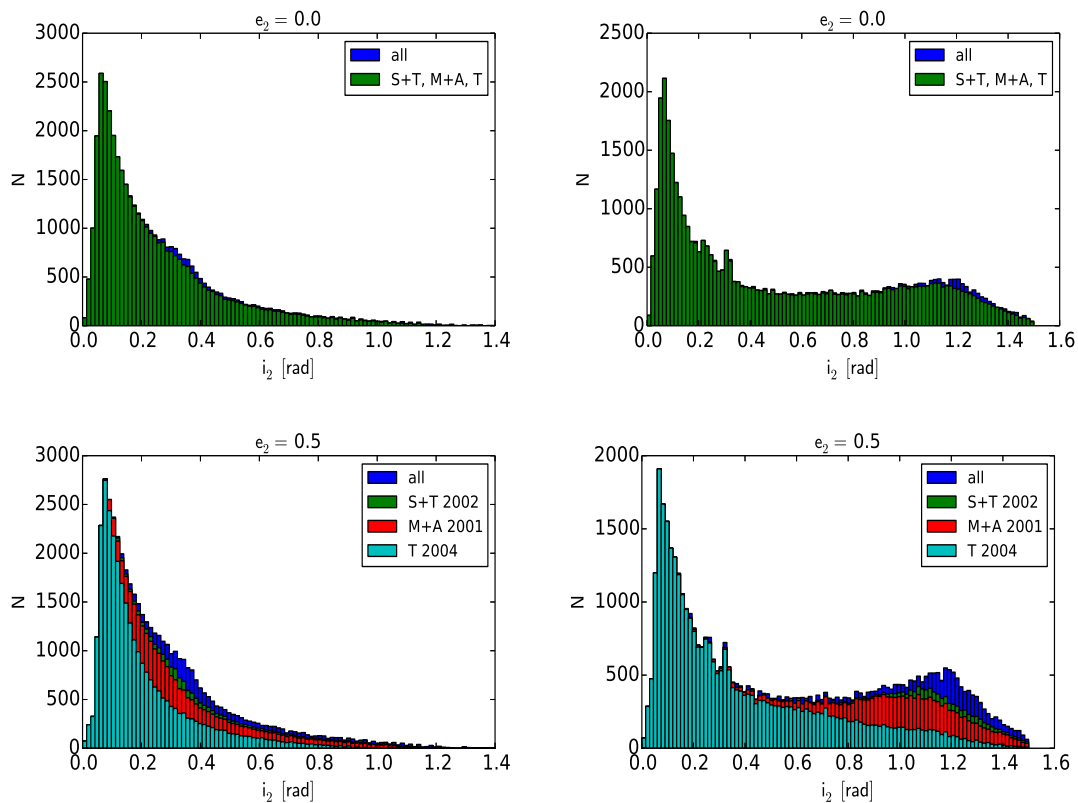
Z obrázku 2.6 plyne, že je nepravděpodobné aby výstřednost vnější dráhy překročila hodnotu $e_2 \approx 0,5$ pro poměr $P_2/P_1 \approx 100$ a závislosti 7.5 jsou vyneseny pro dvě výstřednosti vnější dráhy $e_2 \approx 0$ a $0,5$. Další omezení na hmotnost a periodu oběhu třetí složky je dána rozptylem $O - C$ diagramu. Maximální amplituda rychlých změn v důsledku ETVs musí být $A \lesssim 0,004$ dne. Díky omezení m_2 z nepřítomnosti třetího světla vidíme, že $P_2 < 150$ dnů a amplituda změn $O - C$ diagramu je dominována dynamickými efekty (vztah 2.6), což nám dává

další omezení na oblast pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . Pro malé hmotnosti m_2 a velké excentricity e_2 dává větší omezení na hmotnosti a periody oběhu třetí složky samotný limit stability. Pokud by perioda P_2 byla větší a náš odhad maximální hodnoty m_2 byl nesprávný, čím dál více by do amplitudy $O - C$ diagramu přispívala složka LTE, daná vztahem 2.20. Pro aplikaci vztahu 2.20 je však nutné znát také pozorovaný sklon dráhy třetí složky i_3 v době pozorování systému, který můžeme určit pomocí vztahu 2.14 se znalostí úhlu i_2 (sklon mezi invariantní rovinou a dráhou třetího tělesa), protože úhly i_1 a i_2 oscilují se stejnou frekvencí. Úhel i_2 neznáme, ale je možné jej vypočítat pro každý bod v oblasti pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . Výsledná rozdělení úhlů i_2 jsou na obrázcích 7.6. V tabulce 7.5 je uvedena nejpravděpodobnější hodnota úhlu i_2 spolu s odchylkou odhadnutou z jeho distribuce. Omezení geometrie drah je však v tomto případě velmi slabé a mimo to je dovolena situace, kdy úhel $i_3 = 0^\circ$ nebo 180° , což vede na nulovou amplitudu LTE a žádné omezení hmotnosti třetí složky pro dlouhé periody P_2 .

Díky těmto omezením na periodu a hmotnost třetí složky pro různé možnosti konfigurace orbit můžeme usuzovat, že perioda oběhu třetí složky je pravděpodobně v intervalu $P_2 \in (5, 150)$ dnů a hmotnost třetí složky je pravděpodobně $m_2 \lesssim 2,05 M_\odot$, přičemž spodní mez na periodu P_2 je dána přibližnou mezí dynamické stability systému. V případě, že by byla excentricita $e_2 \approx 0$ a $0,5$, dostali bychom z observačně určené meze silnou podmínku $P_2 > 40$ dnů. Z dat která máme k dispozici však nemůžeme výstřednost vnější dráhy ani odhadnout.



Obrázek 7.5: OGLE-LMC-ECL-06464. *Vlevo*: Závislost možných hmotností m_2 na periodě třetí složky P_2 . Šedým tečkováním je vyznačena oblast pravděpodobných hmotností třetí složky. Oranžovou čarou je označena maximální hmotnost m_2 z řešení světelné křivky. Plnou černou čarou je vyznačena mez stability podle (Mardling a Aarseth, 2001), přerušovanou čarou mez podle (Tokovinin a Smekhov, 2002) a čerchovanou čarou mez podle (Tokovinin, 2004). Modrá čára vyznačuje omezení plynoucí z maximální možné amplitudy A_{phys} . *Vpravo*: Stejná závislost pro $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$. Všechny závislosti jsou vykresleny pro $e_2 = 0$ (nahore) a $e_2 = 0,5$ (dole).



Obrázek 7.6: OGLE-LMC-ECL-06464: Distribuce úhlů i_2 pro nejpravděpodobnější hodnoty m_2 a P_2 . Barevně jsou odlišeny distribuce omezené různou mezí stability M+A: (Mardling a Aarseth, 2001), S+T: (Tokovinin a Smekhov, 2002), T: (Tokovinin, 2004). Distribuce jsou vyneseny pro výstřednosti dráhy třetí složky $e_2 = 0,0$ a $e_2 = 0,5$. V levém sloupci jsou distribuce pro původní úhly i_1 a I a v pravém sloupci po inverzi $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$.

7.3.2 OGLE-LMC-ECL-11168

OGLE-LMC-ECL-11168 je oddělený systém a snímek okolí z OGLE III je v Příloze 4 na obrázku P11. V tabulce 7.3.2 jsou uvedeny barevné indexy různých autorů pro objekty vzdálené $r \leq 1,0''$ od souřadnic OGLE-LMC-ECL-11168 podle katalogu (Graczyk a kol., 2011). Dolní odhady teplot jsou z tabulek (Pecaut a Mamajek, 2013) za předpokladu, že se primární složka systému nachází na hlavní posloupnosti.

Tabulka 7.6: Barevné indexy pro OGLE-LMC-11168

Barevný index [mag]	Spodní odhad teploty [K]	Vzdálenost ["]	Autoři
$(V - I) = -0,070$	11000	0,000	(Graczyk a kol., 2011)
$(J - H) = 0,000$	8500	0,110	(Kato a kol., 2007)
$(U - B) = -0,658$	17000	0,080	(Zaritsky a kol., 2004)
$(B - V) = -0,043$	10000	0,080	(Zaritsky a kol., 2004)
$(V - I) = -0,095$	12000	0,300	(Ulaczyk a kol., 2012)

Nezčervenálá hodnota $(B - V)$ indexu (Zaritsky a kol., 2004) je podle (Johnson a Morgan, 1953) $(B - V)_0 = -0,208 \pm 0,019$ mag, která za předpokladu, že se hvězda nachází na hlavní posloupnosti odpovídá spektrálnímu typu B2-3V a teplotě $T_1 = 18000\text{--}20500$ K (Pecaut a Mamajek, 2013). Oprava barevného indexu $(V - I)$ (Ulaczyk a kol., 2012) o zčervenání $E(V - I) = 0,090 \pm 0,075$ mag Haschke a kol. (2011) vede na nezčervenálou hodnotu $(V - I)_0 = -0,185 \pm 0,125$ mag, která odpovídá při zahrnutí nejistot spektrálním typům B1-9V a $T_1 = 11000\text{--}25000$ K. Rozhodnout o správné teplotě primární komponenty je vzhledem k velké nejistotě teploty určené z indexu $(V - I)_0$ obtížné. Vzhledem k tomu, že ostatní teploty v tabulce jsou výrazně nižší, než odhad teploty z indexu $(B - V)_0$, přikládáme mírně větší váhu nižší z těchto dvou teplot a další analýzu volíme $T_1 = 18000$ K.

Pro systém OGLE-LMC-ECL-11168 jsou dostupná data v databázi OGLE III a MACHO. Kromě toho byla pomocí dalekohledu DK154 pořízena nová pozorování ve fotometrickém filtru I a jejich přehled je uveden v tabulce 7.7. Aperturní fotometrie byla provedena s aperturou 4 pixely a jako srovnávací byly zvoleny hvězdy podobného spektrálního typu a jasnosti (viz tabulku 7.7).

Před vytvořením fyzikálního modelu systému byly nejprve pomocí $O - C$ diagramu určeny přesné efemeridy metodou AFP. Světelná křivka systému byla rozdělena do 8 úseků (3 - MACHO, 4 - OGLE III, 1 - DK154) a na každém úseku bylo nalezeno primární a sekundární minimum. Rozdělení světelné křivky z OGLE III pouze na 4 úseky je z důvodu delší periody tohoto systému a malého počtu měřených bodů v oblasti zákrytů. $O - C$ diagram pro lineární efemeridy na celém intervalu pozorování

$$HJD = 2453561,6627(24) + 1,3780755(14) \times E \quad (7.6)$$

včetně nejnovějšího měření na dalekohledu DK154 je na obr. 7.7 vlevo.

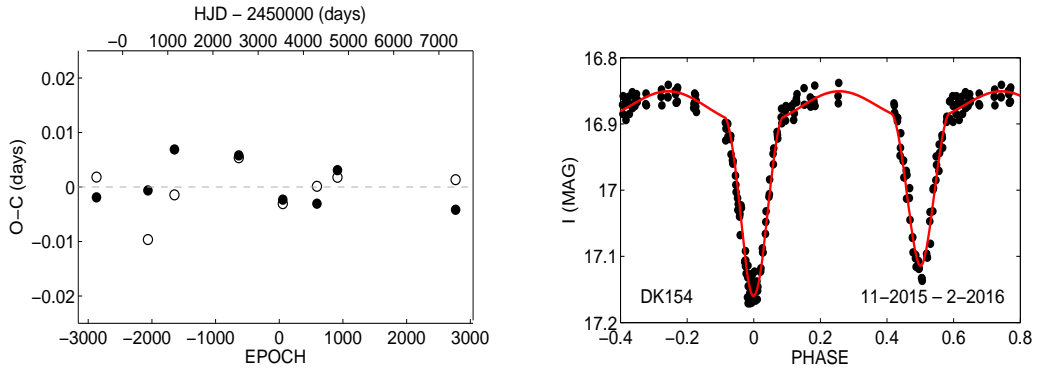
Základní model odděleného systému byl v PHOEBE vytvořen pro světelnou křivku z vlastních pozorování na dalekohledu DK154 a světelná křivka je na obrázku 7.7 vpravo. Tento model byl poté použit pro modelování časového vývoje sklonu v rámci ostatních úseků světelné křivky. Bolometrická albeda A_1 ,

Tabulka 7.7: Tabulka pozorování OGLE-LMC-ECL-11168.

Datum	Délka pozorování (h:mm)	Počet snímků	Dalekohled
12.11.2015	7:45	I(81)	DK154
20.12.2015	4:55	I(45)	DK154
31.12.2015	0:30	I(6)	DK154
18.01.2016	1:00	I(12)	DK154
19.01.2016	3:10	I(41)	DK154
22.01.2016	1:00	I(9)	DK154
27.01.2016	2:15	I(9)	DK154
14.02.2016	2:05	I(17)	DK154

Tabulka 7.8: Srovnávací hvězdy OGLE-LMC-ECL-11168 (Ulczyk a kol., 2012).

	RA (hhmmss.s)	DEC (ddmmss)	I (mag)	V-I (mag)
VAR	051531,5	-670814	16,923	-0,059
COMP	051534,5	-670810	16,873	-0,051
CHK	051531,7	-670953	16,796	-0,097



Obrázek 7.7: OGLE-LMC-ECL-11168 Vlevo: $O - C$ diagram. Vpravo: Světelná křivka z pozorování na dalekohledu DK154.

A_2 a koeficienty gravitačního ztemnění g_1 a g_2 byly pro všechny úseky světelné křivky fixovány na hodnotu 1,0. Podobně poměr hmotností a parametry synchronicity byly fixovány na $q = 1$ a $F_{1,2} = 1$. Pro modelování okrajového ztemnění byla použita odmocninná aproximace. Třetí světlo bylo pro všechny úseky světelné křivky fixováno na nulu protože jeho příspěvek nebyl signifikantní. Výsledné řešení světelné křivky je uvedeno v tabulce 7.9 a modely světelných křivek jsou v Příloze 3 na obrázcích P5. Výsledné teploty obou složek se liší téměř o 2000 K a nabízí se otázka, zda je oprávněná aproximace zafixování poměru hmotností na hodnotu $q = 1$. Podle (Graczyk, 2003) platí pro horké hvězdy závislost $\log(q) = \log(L_2/L_1)/3,664$. Poměr luminozít obou složek můžeme učit z Pogsonovy rovnice a bolometrických magnitud z řešení světelné křivky. V tomto případě pak vyjde $q = 1,02$, což je konzistentní s počátečním předpokladem. Systém je zákrytový v rozmezí sklonů vnitřní orbity přibližně $57^\circ \lesssim i_0 \lesssim 123^\circ$ a k velmi mělkým zákrytům tak docházelo i v době měření přehlídkou MACHO. Amplituda

světelné křivky z MACHO v období 1993–1996 je dominována elipsoidálními variacemi a určený sklon dráhy z tohoto období je nepřesný. Odchyłka prvního bodu na obrázku 7.7 vpravo, určená v PHOEBE během modelování je tak spíše formální.

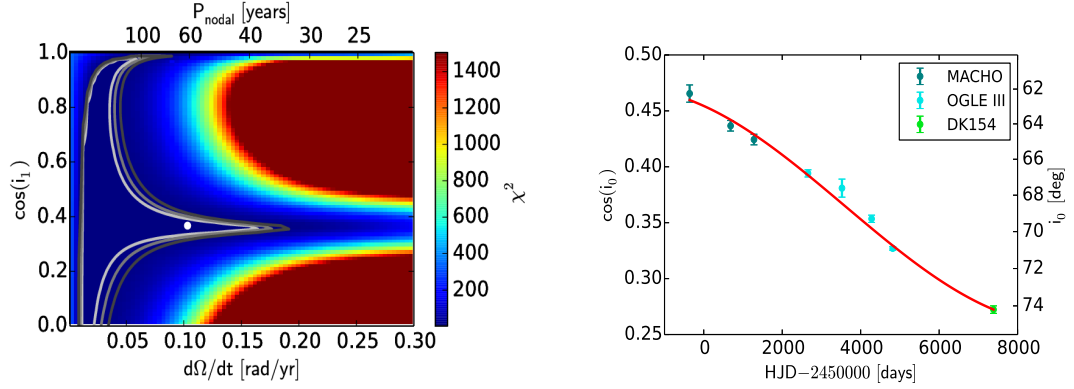
Tabulka 7.9: Řešení světelné křivky OGLE-LMC-ECL-11168.

T_1 (K)	18000 (fixováno)
T_2 (K)	16149
i_0 ($^\circ$)	62,3 – 74,2
$q = m_0/m_1$	1,02
R_1/a	0,3
R_2/a	0,3
M_{bol1} (mag)	–2,2
M_{bol2} (mag)	–2,1
L_{V1} (%)	45,3
L_{V2} (%)	54,7
L_{R1} (%)	44,9
L_{R2} (%)	55,0
L_{I1} (%)	44,5
L_{I2} (%)	55,5

Na obrázku 7.8 vlevo je projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ podle rovnice 2.14 v prostoru proměnných $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. V případě inverze $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$ vypadají projekce obdobně, pouze jsou obrácená znaménka $\dot{\Omega}$ a $\cos(i_1)$ resp. $\cos(I)$. Výsledky v tabulce 7.10 jsou uvedeny pro obě řešení. Nejlepší řešení je uvedeno v tabulce 7.10 a na obrázku 7.8 vpravo. Je vidět, že podobně jako v případě systému OGLE-LMC-ECL-06464 ani zde není fit dobře omezený, zejména pro velmi dlouhé periody P_{nodal} , což je důsledkem toho, že fitujeme sinusovou závislost na data ležící téměř na jedné přímce. Pro periody stáčení uzlové přímky $P_{\text{nodal}} > 150$ let je možná jakákoli orientace dráhy i_1 a podobně pro $\cos(i_1) \approx 0,4$ jsou dovoleny periody stáčení uzlové přímky $P_{\text{nodal}} > 35$ let. Okamžik minima či maxima sklonu dokonce není možné z dostupných dat odhadnout vůbec a vzhledem k velké nejisotě můžeme řešení chápat vlastně jen jako dolní limit periody stáčení uzlové přímky.

Na obr. 7.9 jsou šedou barvou vyznačeny oblasti povolených hodnot m_2 a P_2 , kterých mohou tyto veličiny nabývat pro fitované parametry $\cos(i_1)$, $\cos(I)$, T_0 a $\dot{\Omega}$ s pravděpodobností 68,3%. Je zřejmé, že v případě tohoto systému není omezení povolených hodnot m_2 a P_2 téměř žádné a odhad parametrů třetí složky bude založen především na jiných omezeních. Závislosti 7.9 jsou vyneseny pro dva případy výstředností vnější dráhy $e_2 = 0$ a $e_2 = 0,5$, které odpovídají dvěma mezním případům excentricit pro poměr period $P_2/P_1 \approx 100$. Z řešení světelné křivky můžeme odhadnout hmotnosti složek zákrytového páru jako $m_0 \simeq m_1 \simeq 6,0 M_\odot$.

Pro řešení světelné křivky není nutné zahrnout do modelu třetí světlo, což svědčí o tom, že třetí těleso v systému musí mít výrazně menší svítivost a hmotnost než zákrytový pár. Z kvality světelných křivek můžeme usuzovat, že bychom byli schopni odhalit příspěvek třetího světla na úrovni 0,03 magnitudy (pro světelné křivky z MACHO-R, MACHO-V, OGLE III a DK154), což vede na nejranější možný spektrální typ B9V a hmotnost $m_2 < 2,8 M_\odot$ (Pecaut a Mamajek,



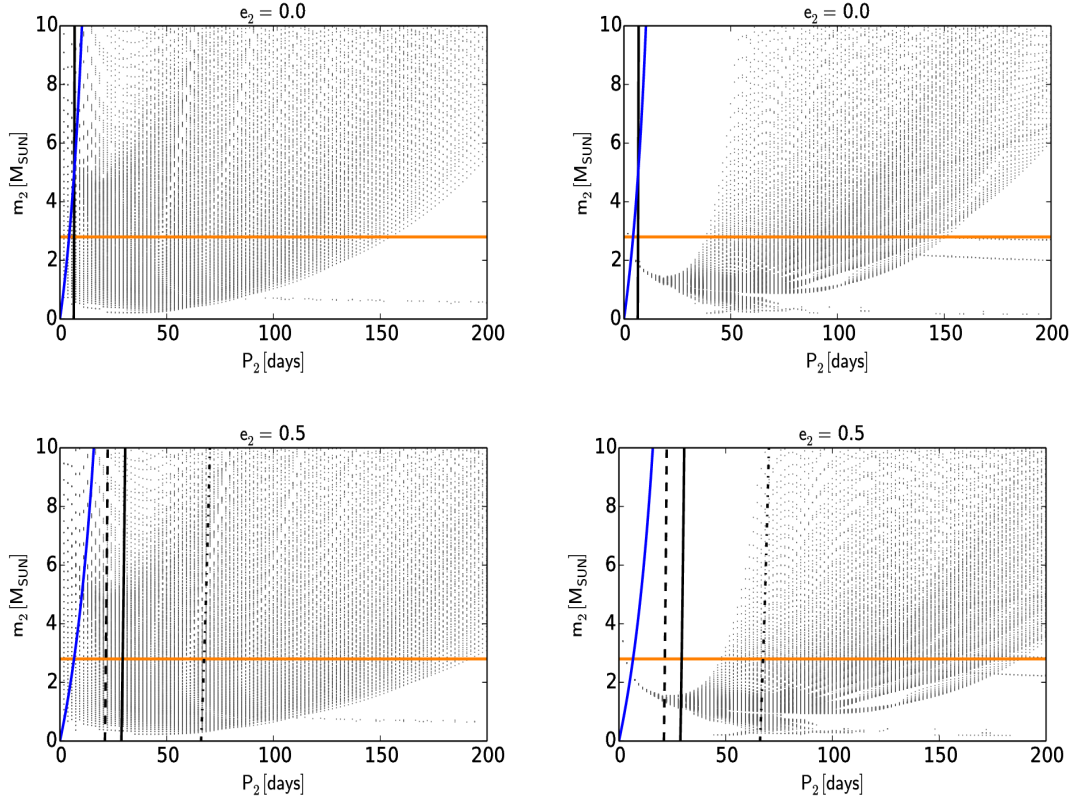
Obrázek 7.8: OGLE-LMC-ECL-11168. *Vlevo*: Projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ do prostoru $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Stupni šedi jsou vyznačeny konfidenční intervaly 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. Bílý bod označuje nejlepší řešení (tabulka 7.10). Šedou barvou jsou vyznačeny intervaly spolehlivosti 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. *Vpravo*: Fitovaná závislost $\cos(i_0) = f(t)$ podle vztahu 2.14.

Tabulka 7.10: OGLE-LMC-ECL-11168: Orientace orbit a parametry časové závislosti sklonu dráhy vnitřního páru.

t_0 (HJD)	–
P_{nodal} (roky)	55^{+572}_{-16}
$\dot{\Omega}$ (rad/rok)	$0,113^{+0,049}_{-0,103}$
I ($^\circ$) / $\pi - I$ ($^\circ$)	6^{+84}_{-276} / 174^{+3}_{-276}
i_1 ($^\circ$) / $\pi - i_1$ ($^\circ$)	69^{+21}_{-59} / 111^{+59}_{-21}
$i_{2,\text{full}}$ ($^\circ$)	6^{+40}_{-3}
i_3 ($^\circ$) / $i_{3,\text{inv}}$ ($^\circ$)	12^{+173}_{-56} / 177^{+232}_{-185}

2013) za předpokladu, že se třetí složka nachází na chlavní posloupnosti. Na obrázku je toto omezení vyznačeno oranžovou čarou a možné periody oběhu třetí složky pak jistě musí splňovat $P_2 \lesssim 160$ dnů.

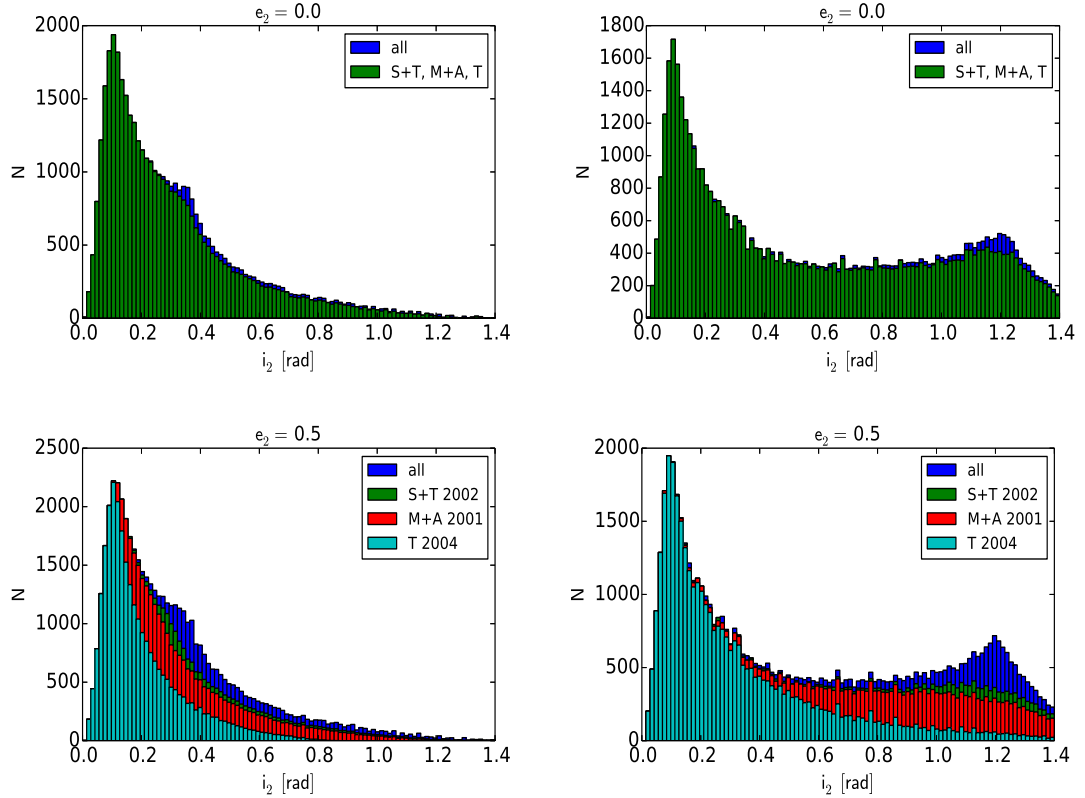
Další omezení na hmotnost a periodu oběhu třetí složky je dána rozptylem $O - C$ diagramu. Maximální amplituda rychlých změn v důsledku ETVs musí být $A \lesssim 0,01$ dne. Díky omezení m_2 z nepřítomnosti třetího světla vidíme, že $P_2 < 200$ dnů do amplitudy změn $O - C$ diagramu nejvíce přispívají dynamické efekty (vztah 2.6), což nám dává další omezení na oblast pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . V tomto případě je však vidět, že pro malé hmotnosti m_2 dává větší omezení samotný limit stability. Pro delší periody P_2 do amplitudy $O - C$ diagramu stále více přispívá klasická složka LTE. Pro odhad jejího příspěvku je však nutné znát sklon dráhy třetí složky i_3 , který můžeme určit pomocí vztahu 2.14 se znalostí úhlu i_2 (sklon mezi invariantní rovinou a dráhou třetího tělesa), protože úhly i_1 a i_2 oscilují se stejnou frekvencí. Úhel i_2 neznáme, ale je možné jej vypočítat pro každý bod v oblasti pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . Výsledná rozdělení úhlů i_2 jsou na obrázcích 7.10. V tabulce 7.10 je uvedena nejpravděpodobnější hodnota úhlu i_2 spolu s odchylkou odhadnutou z jeho distribuce. Omezení geometrie drah je však v tomto případě velmi slabé a mimo to je dovolena situace, kdy úhel $i_3 = 0^\circ$ nebo 180° , což vede na nulovou amplitudu LTE a žádné omezení hmotnosti třetí



Obrázek 7.9: OGLE-LMC-ECL-11168. *Vlevo*: Závislost možných hmotností m_2 na periodě třetí složky P_2 . Šedým tečkováním je vyznačena oblast pravděpodobných hmotností třetí složky. Oranžovou čarou je označena maximální hmotnost m_2 z řešení světelné křivky. Plnou černou čarou je vyznačena mez stability podle (Mardling a Aarseth, 2001), přerušovanou čarou mez podle (Tokovinin a Smekhov, 2002) a čerchovanou čarou mez podle (Tokovinin, 2004). Modrá čára vyznačuje omezení plynoucí z maximální možné amplitudy A_{phys} . *Vpravo*: Stejná závislost pro $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$. Všechny závislosti jsou vykresleny pro $e_2 = 0$ (nahore) a $e_2 = 0,5$ (dole).

složky pro dlouhé periody P_2 . Horní mez dovolené periody P_2 je tak dána pouze nepřítomností třetího světla ve světelné křivce.

Díky velmi slabým omezením na periodu a hmotnost třetí složky, která máme z dosavadních observačních dat, můžeme jen těžko odhadnout její přibližné vlastnosti a skutečnou konfiguraci orbit. Perioda oběhu třetí složky je pravděpodobně v intervalu $P_2 \in (5, 160)$ dnů a hmotnost třetí složky je pravděpodobně $m_2 \lesssim 2,8 M_\odot$, přičemž spodní mez na periodu P_2 je dána přibližnou mezí dynamické stability systému.



Obrázek 7.10: OGLE-LMC-ECL-11168: Distribuce úhlů i_2 pro nejpravděpodobnější hodnoty m_2 a P_2 . Barevně jsou odlišeny distribuce omezené různou mezí stability M+A: (Mardling a Aarseth, 2001), S+T: (Tokovinin a Smekhov, 2002), T: (Tokovinin, 2004). Distribuce jsou vyneseny pro výstřednosti dráhy třetí složky $e_2 = 0,0$ a $e_2 = 0,5$. V levém sloupci jsou distribuce pro původní úhly i_1 a I a v pravém sloupci po inverzi $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$.

7.3.3 OGLE-LMC-ECL-11658

OGLE-LMC-ECL-11658 je kontaktní systém a snímek okolí z OGLE III je v Příloze 4 na obrázku P11. V tabulce 7.11 jsou uvedeny barevné indexy měřené různými autory pro objekty vzdálené $r \leq 1,0''$ od souřadnic OGLE-LMC-11658 podle katalogu (Graczyk a kol., 2011). Dolní odhady teplot jsou z tabulek (Pecaut a Mamajek, 2013) za předpokladu, že se primární složka systému nachází na hlavní posloupnosti.

Nezčervenálá hodnota $(B - V)$ indexu (Zaritsky a kol., 2004) je podle Johnson a Morgan, 1953 $(B - V)_0 = 0,668 \pm 0,036$ mag, a vede na velmi nízkou teplotu $T_1 = 5700$ K (Pecaut a Mamajek, 2013). Oprava barevného indexu $(V - I)$ (Udalski a kol., 2000) o zčervenání $E(V - I) = 0,04 \pm 0,11$ mag Haschke a kol. (2011) vede na nezčervenálou hodnotu $(V - I)_0 = -0,197 \pm 0,194$ mag, která při zahrnutí nejistot odpovídá spektrálním typům O9-B9V a $T_1 = 10500$ – 33000 K. Na snímku okolí OGLE-LMC-ECL-11658 z OGLE III (obr. P11) je vidět, že se ve velmi těsném okolí $r \leq 2''$ systému nachází nejméně čtyři další objekty, což je pravděpodobně jednou z příčin velkého rozptylu teplot dle barevných indexů udávaných různými autory. Pro další analýzu odhadujeme teplotu primární složky $T_1 = 17500$ K, což je přibližně v polovině intervalu teplot získaných z barevného

Tabulka 7.11: Barevné indexy pro OGLE-LMC-11658

Barevný index [mag]	Spodní odhad teploty [K]	Vzdálenost ["]	Autoři
$(V - I) = -0,124$	13000	0,000	(Graczyk a kol., 2011)
$(B - V) = 0,120$	8300	0,630	(Wyrzykowski a kol., 2003)
$(J - H) = 0,150$	6700	0,050	(Kato a kol., 2007)
$(U - B) = -1,647$	–	0,700	(Zaritsky a kol., 2004)
$(B - V) = 1,016$	4700	0,700	(Zaritsky a kol., 2004)
$(V - I) = -0,117$	13000	0,300	(Ulaczyk a kol., 2012)
$(B - V) = 0,251$	7500	0,630	(Udalski a kol., 2000)
$(V - I) = -0,157$	15000	0,630	(Udalski a kol., 2000)

indexu $(V - I)_0$. Musíme si však uvědomit, že je tento odhad vzhledem k blízkým jasným hvězdám značně nejistý.

Pro systém OGLE-LMC-ECL-11658 jsou dostupná data v databázi OGLE III, OGLE II, MACHO a další archivní data jsou k dispozici z dalekohledu DK154 ve fotometrických filtrech UBVRI. Tyto snímky byly zpracovány automatickou pipeline CZVO² a světelné křivky jsou dostupné přes on-line formulář Virtuální observatoře³, kde je k dispozici 909 fotometrických měření v okolí $r \leq 0,01'$ souřadnic OGLE-LMC-ECL-11658. Kromě toho byla pomocí dalekohledu DK154 v rámci této práce pořízena nová pozorování ve fotometrickém filtru I a jejich přehled je uveden v tabulce 7.12. Data z pozorovací noci 18.01.2016 musela být při zpracování vyřazena kvůli špatné kvalitě. Aperturní fotometrie byla provedena s aperturou 3 pixely a jako srovnávací byly zvoleny blízké hvězdy podobného spektrálního typu a jasnosti (viz tabulku 7.12).

Tabulka 7.12: Tabulka pozorování OGLE-LMC-ECL-11658.

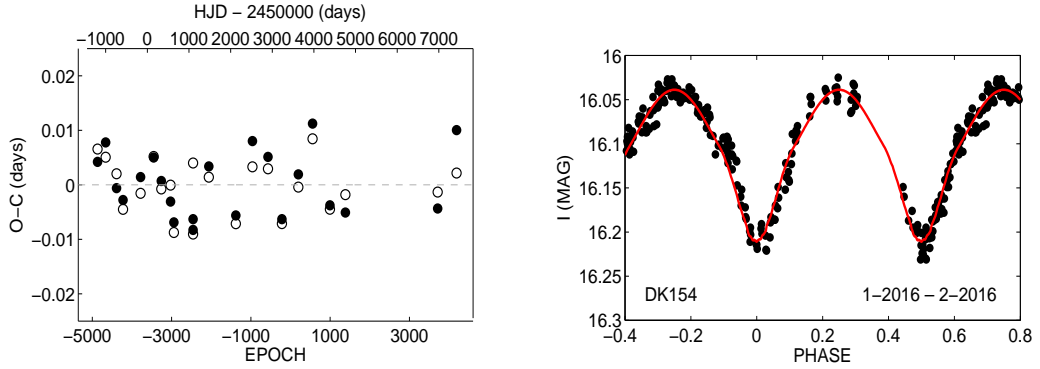
Datum	Délka pozorování (h:mm)	Počet snímků	Dalekohled
31.12.2015	0:30	I(35)	DK154
03.01.2016	6:55	I(76)	DK154
18.01.2016	6:05	I(55)	DK154
14.02.2016	4:20	I(45)	DK154
17.02.2016	4:10	I(31)	DK154
24.02.2016	4:45	I(64)	DK154

Tabulka 7.13: Srovnávací hvězdy OGLE-LMC-ECL-11658 (Ulaczyk a kol., 2012).

	RA (hhmmss.s)	DEC (ddmmss)	I (mag)	V-I (mag)
VAR	051646,2	-693059	16,065	-0,117
COMP	051645,7	-693124	15,875	-0,123
CHK	051647,6	-693121	15,784	-0,091

²stelweb.asu.cas.cz/czvo/

³http://vos2.asu.cas.cz/extract_jan15/q/scs/form



Obrázek 7.11: OGLE-LMC-ECL-11658 *Vlevo*: $O - C$ diagram. *Vpravo*: Světelná křivka z pozorování na dalekohledu DK154.

Před vytvořením fyzikálního modelu systému byly nejprve pomocí $O - C$ diagramu určeny přesné efemeridy metodou AFP. Světelná křivka systému byla rozdělena do 22 úseků (8 – MACHO, 4 – OGLE II, 8 – OGLE III, 2 – DK154) a na každém úseku bylo nalezeno primární a sekundární minimum. $O - C$ diagram pro lineární efemeridy na celém intervalu pozorování

$$HJD = 2453535,7329(20) + 0,93075699(66) \times E \quad (7.7)$$

včetně nejnovějšího měření na dalekohledu DK154 je na obrázku 7.11 vlevo.

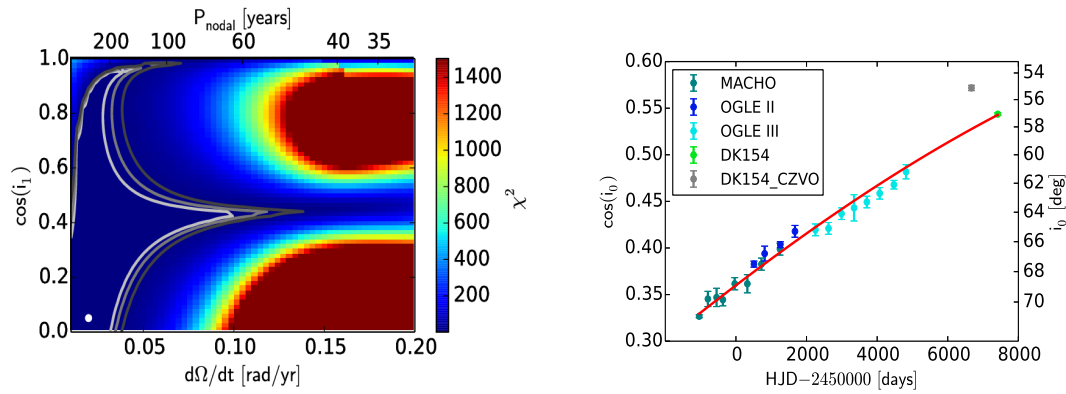
Základní model systému byl v PHOEBE vytvořen pro světelnou křivku z vlastních pozorování na dalekohledu DK154. Konvergované parametry systému byly nastavené za předpokladu, že se jedná o systém W UMa, kde jsou obě složky stejné. Světelná křivka základního modelu je na obrázku 7.11 vpravo. Tento model byl poté použit pro modelování časového vývoje sklonu v rámci ostatních úseků světelné křivky. Bolometrická albeda A_1 , A_2 a koeficienty gravitačního ztemnění g_1 a g_2 byly pro všechny úseky světelné křivky fixovány na hodnotu 1,0. Podobně poměr hmotností a parametry synchronicity byly fixovány na $q = 1$ a $F_{1,2} = 1$. Pro modelování okrajového ztemnění byla použita odmocninná aproximace. Třetí světlo bylo pro všechny úseky světelné křivky fixováno na nulu, protože nebylo signifikantně prokázáno v datech z žádné přehlídky. Výsledné řešení světelné křivky je uvedeno v tabulce 7.14 a modely světelných křivek jsou v Příloze 3 na obrázcích P6.

Na obrázku 7.12 vlevo je projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ podle rovnice 2.14 v prostoru proměnných $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. V případě inverze $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$ vypadají projekce obdobně, pouze jsou obrácená znaménka $\dot{\Omega}$ a $\cos(i_1)$ resp. $\cos(I)$. Výsledky v tabulce 7.15 jsou uvedeny pro obě řešení. Nejlepší řešení je uvedeno v tabulce 7.15 a na obrázku 7.12 vpravo.

Je vidět, že podobně jako u předchozích dvou systémů ani v tomto případě není fit dobře omezený, zejména pro velmi dlouhé periody P_{nodal} , což je důsledkem toho, že fitujeme sinusovou závislost na data ležící téměř na jedné přímce. Okamžik minima či maxima sklonu dokonce není možné z dostupných dat odhadnout vůbec. Na obrázku 7.12 vpravo je vidět, že sklon dráhy vnitřní složky určený z dat DK154 zpracovaných automatickou procedurou virtuální obaservatoře, leží mimo trend ostatních dat. Pravděpodobně se jedná o systematickou chybu při zpracování a proto byla tato data z další analýzy vyřazena.

Tabulka 7.14: Řešení světelné křivky OGLE-LMC-ECL-11658.

T_1 (K)	17500 (fixováno)
T_2 (K)	17500
i_0 ($^\circ$)	55,1 – 70,9
$q = m_0/m_1$	1,00 (fixováno)
R_1/a	0,37
R_2/a	0,37
M_{bol1} (mag)	-2,9
M_{bol2} (mag)	-2,9
L_{V1} (%)	50,0
L_{V2} (%)	50,0
L_{R1} (%)	50,0
L_{R2} (%)	50,0
L_{I1} (%)	50,0
L_{I2} (%)	50,0



Obrázek 7.12: OGLE-LMC-ECL-11658. *Vlevo*: Projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ do prostoru $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Stupni šedi jsou vyznačeny konfidenční intervaly 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. Bílý bod označuje nejlepší řešení (tabulka 7.15). Šedou barvou jsou vyznačeny intervaly spolehlivosti 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. *Vpravo*: Fitovaná závislost $\cos(i_0) = f(t)$ podle vztahu 2.14. Archivní data z DK154 byla z modelování časové závislosti sklonu vyřazena (šedá barva).

Tabulka 7.15: OGLE-LMC-ECL-11658: Orientace orbit a parametry časové závislosti sklonu dráhy vnitřního páru.

t_0 (HJD)	–
P_{nodal} (roky)	319^{+309}_{-254}
$\dot{\Omega}$ (rad/rok)	$0,02^{+0,08}_{-0,01}$
I ($^\circ$) / $\pi - I$ ($^\circ$)	-39^{+117}_{-52} / 219^{+52}_{-118}
i_1 ($^\circ$) / $\pi - i_1$ ($^\circ$)	87^{+3}_{-77} / 93^{+77}_{-3}
$i_{2,\text{full}}$ ($^\circ$)	4^{+46}_{-1}
i_3 ($^\circ$) / $i_{3,\text{inv}}$ ($^\circ$)	35^{+123}_{-52} / 137^{+61}_{-102}

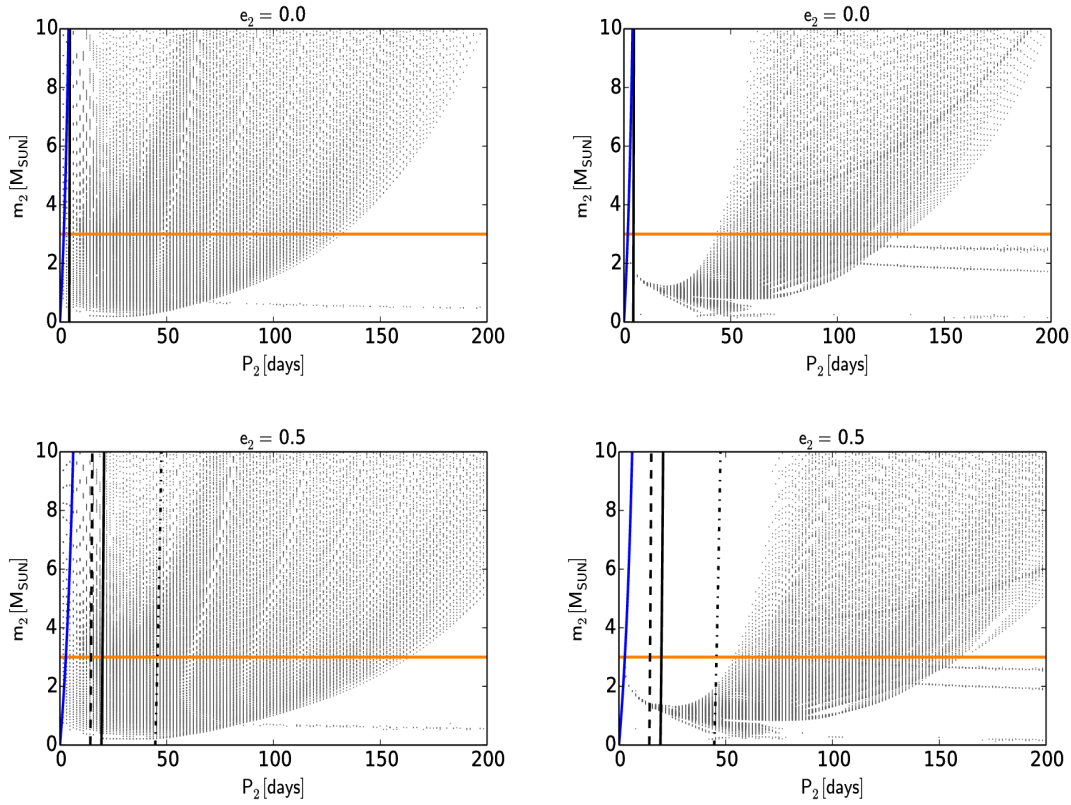
Z řešení světelné křivky můžeme odhadnout hmotnosti primární a sekundární složky na základě tabelované závislosti hmotnosti na teplotě pro hvězdy hlavní

posloupnosti Pecaut a Mamajek (2013). Pro obě složky systému tak dostáváme hmotnosti přibližně $m_0 \simeq m_1 \simeq 5,7 M_\odot$. Na obr. 7.13 jsou šedou barvou vyznačeny oblasti povolených hodnot m_2 a P_2 , kterých mohou tyto veličiny nabývat pro fitované parametry $\cos(i_1)$, $\cos(I)$, T_0 a $\dot{\Omega}$ s pravděpodobností 68,3%. Tyto závislosti jsou vyneseny pro obě řešení i_1 a I vztahů 2.13.

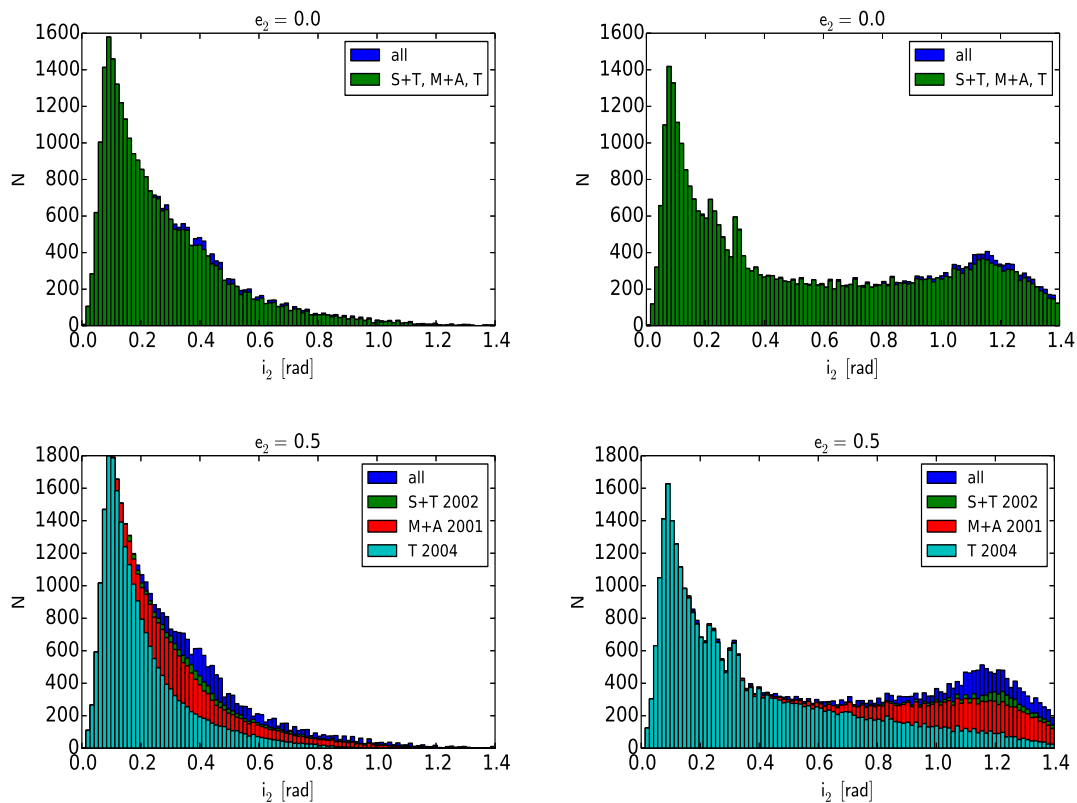
Při řešení světelné křivky nebylo detekováno žádné třetí světlo, což svědčí o tom, že třetí složka má výrazně menší hmotnost než zákrytový pár. Z rozptylu světelných křivek můžeme usuzovat, že bychom byli schopni odhalit příspěvek třetího světla na úrovni 0,04 magnitudy pro světelné křivky z MACHO R a V, OGLE II a III, a příspěvek na úrovni 0,02 magnitudy pro světelné křivky z nejnovější světelnou křivku z DK154 (starší data z DK154 z důvodu jejich špatné kvality neuvažujeme). Z řešení světelných křivek plyne, že luminosita třetí složky musí být $L_3 < 0,08 L_1$. Při řešení jsme předpokládali, že primární složka je spektrálního typu B2-3V a třetí složka tak musí být sp. typu B8-9V nebo pozdnější a nachází-li se na hlavní posloupnosti, měla by mít hmotnost $m_2 < 3,0 M_\odot$ (Pecaut a Mamajek, 2013).

Závislosti 7.13 jsou vyneseny pro výstřednosti vnější dráhy $e_2 = 0$ a $e_2 = 0,5$. Další omezení na hmotnost a periodu oběhu třetí složky je dána poměrně velkým rozptylem $O - C$ diagramu. Maximální amplituda rychlých změn v důsledku ETVs musí být $A \lesssim 0,012$ dne. Amplituda změn $O - C$ diagramu je pro krátké periody P_2 dominována dynamickými efekty (vztah 2.6), což nám dává další omezení na oblast pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . V tomto případě je však vidět, že pro malé hmotnosti m_2 dává větší omezení samotný limit stability. Pro delší periody P_2 do amplitudy $O - C$ diagramu stále více přispívá klasická složka LTE. Pro odhad jejího příspěvku je však nutné znát sklon dráhy třetí složky i_3 , který můžeme určit pomocí vztahu 2.14 se znalostí úhlu i_2 . Úhel i_2 neznáme, ale je možné jej vypočítat pro každý bod v oblasti pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . Výsledná rozdělení úhlů i_2 jsou na obrázcích 7.14. V tabulce 7.15 je uvedena nejpravděpodobnější hodnota úhlu i_2 spolu s odchylkou odhadnutou z jeho distribuce. Při zahrnutí odchylek je však pro úhel i_3 dovolena situace, kdy $i_3 = 0^\circ$ nebo 180° , což vede na nulovou amplitudu LTE a žádné omezení hmotnosti třetí složky pro dlouhé periody P_2 . Horní mez dovolené periody P_2 je tak dána pouze nepřítomností třetího světla ve světelné křivce.

Díky těmto omezením na periodu a hmotnost třetí složky pro různé možnosti konfigurace orbit můžeme usuzovat, že perioda oběhu třetí složky je pravděpodobně v intervalu $P_2 \in (5, 150)$ dnů a hmotnost třetí složky je pravděpodobně $m_2 \lesssim 3,0 M_\odot$, přičemž spodní mez na periodu P_2 je dána přibližnou mezí dynamické stability systému.



Obrázek 7.13: OGLE-LMC-ECL-11658. *Vlevo*: Závislost možných hmotností m_2 na periodě třetí složky P_2 . Šedým tečkováním je vyznačena oblast pravděpodobných hmotností třetí složky. Oranžovou čarou je označena maximální hmotnost m_2 z řešení světelné křivky. Plnou černou čarou je vyznačena mez stability podle (Mardling a Aarseth, 2001), přerušovanou čarou mez podle (Tokovinin a Smekhov, 2002) a čerchovanou čarou mez podle (Tokovinin, 2004). Modrá čára vyznačuje omezení plynoucí z maximální možné amplitudy A_{phys} . *Vpravo*: Stejná závislost pro $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$. Všechny závislosti jsou vykresleny pro $e_2 = 0$ (nahore) a $e_2 = 0,5$ (dole).



Obrázek 7.14: OGLE-LMC-ECL-11658: Distribuce úhlů i_2 pro nejpravděpodobnější hodnoty m_2 a P_2 . Barevně jsou odlišeny distribuce omezené různou mezí stability M+A: (Mardling a Aarseth, 2001), S+T: (Tokovinin a Smekhov, 2002), T: (Tokovinin, 2004). Distribuce jsou vyneseny pro výstřednosti dráhy třetí složky $e_2 = 0,0$ a $e_2 = 0,5$. V levém sloupci jsou distribuce pro původní úhly i_1 a I a v pravém sloupci po inverzi $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$.

7.3.4 OGLE-LMC-ECL-13150

OGLE-LMC-ECL-13150 je oddělený systém a snímek okolí z OGLE III je v Příloze 4 na obrázku P11. V tabulce 7.16 jsou uvedeny barevné indexy různých autorů pro objekty vzdálené $r \leq 1,0''$ od souřadnic OGLE-LMC-ECL-13150 podle katalogu (Graczyk a kol., 2011). Dolní odhady teplot jsou z tabulek (Pecaut a Mamajek, 2013), za předpokladu, že se primární složka systému nachází na hlavní posloupnosti.

Tabulka 7.16: Barevné indexy pro OGLE-LMC-13150

Barevný index [mag]	Spodní odhad teploty [K]	Vzdálenost [$''$]	Autoři
$(V - I) = 0,063$	9000	0,000	(Graczyk a kol., 2011)
$(V - R) = -0,050$	13000	0,900	(Alcock a kol., 1997)
$(J - H) = 0,050$	7900	0,120	(Kato a kol., 2007)
$(U - B) = 0,014$	6040	0,270	(Zaritsky a kol., 2004)
$(B - V) = -0,253$	24500	0,270	(Zaritsky a kol., 2004)
$(V - I) = 0,307$	7400	0,270	(Zaritsky a kol., 2004)
$(V - I) = 0,057$	9000	0,400	(Ulaczyk a kol., 2012)

Na snímku okolí OGLE-LMC-ECL-13150 z OGLE III na obr. P11 je vidět, že se ve vzdálenosti do $2''$ nachází další hvězda, která může kontaminovat měřený signál, což se jeví jako pravděpodobná příčina velkého rozptylu barevných indexů v tabulce 7.16. Oprava barevného indexu $(V - I)$ (Ulaczyk a kol., 2012) o zčervenání $E(V - I) = 0,12 \pm 0,11$ mag Haschke a kol. (2011) vede na nezčervenalou hodnotu $(V - I)_0 = -0,063 \pm 0,14$ mag, která se zahrnutím nejistot odpovídá spektrálním typům B3V-A0V a intervalu teplot $T_1 = 9700\text{--}17000$ K. Teplotu primární složky dále fixujeme na hodnotu $T_1 = 11000$ K.

Pro systém OGLE-LMC-ECL-13150 jsou dostupná data v databázi OGLE III a MACHO. Kromě toho byla pomocí dalekohledu DK154 během zpracování diplomové práce pořízena nová pozorování ve fotometrickém filtru I a jejich přehled je uveden v tabulce 7.17. Část světelné křivky z pozorovací noci 26.11.2015 musela být z celkové redukce vyřazena, kvůli technickým problémům při pozorování. Aperturní fotometrie byla provedena s aperturou o poloměru 3 pixely a jako srovnávací byly zvoleny hvězdy podobného spektrálního typu a jasnosti (viz tabulku 7.17). Systém OGLE-LMC-ECL-13150 byl také pozorován fotografickou přehlídkou EROS-1⁴, provozovanou v letech 1990–1995. Tato data nejsou volně k dispozici v žádném dostupném archivu, ale díky ochotě autorů se nám je podařilo získat. Fotometrie má špatné časové rozlišení (typicky pouze jeden snímek každou jasnou noc) a velké odchylky v měření jasnosti ($0,25 < \sigma_B < 0,35$ mag a $0,25 < \sigma_R < 0,50$ mag). I přes to jsou však pro nás tato data velice cenná, protože umožňují prodloužit časovou základnu měření dále do minulosti.

Před vytvořením fyzikálního modelu systému byly nejprve pomocí $O - C$ diagramu určeny přesné efemeridy. Světelná křivka systému byla rozdělena do 15 úseků (6 – MACHO, 8 – OGLE III, 1 – DK154) a každém úseku bylo nalezeno primární a sekundární minimum. $O - C$ diagram pro lineární efemeridy na celém

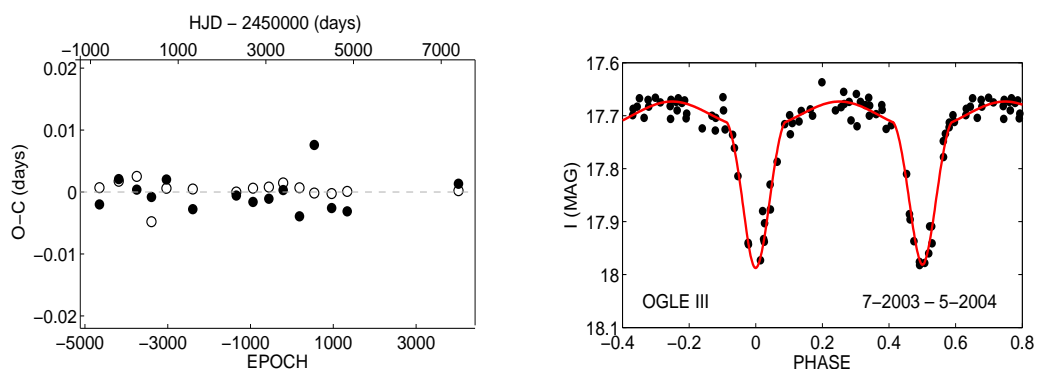
⁴eros.in2p3.fr

Tabulka 7.17: Tabulka pozorování OGLE-LMC-ECL-13150.

Datum	Délka pozorování (h:mm)	Počet snímků	Dalekohled
26.11.2015	0:45	I(12)	DK154
19.12.2015	7:20	I(39)	DK154
31.12.2015	3:40	I(41)	DK154
02.01.2016	2:10	I(23)	DK154
18.01.2016	1:00	I(9)	DK154
22.01.2016	1:00	I(12)	DK154
27.01.2016	0:45	I(9)	DK154
25.03.2016	1:30	I(36)	DK154

Tabulka 7.18: Srovnávací hvězdy OGLE-LMC-ECL-13150 (Ulaczyk a kol., 2012).

	RA (hhmmss.s)	DEC (ddmmss)	I (mag)	V-I (mag)
VAR	052027,4	-680612	17,733	0,057
COMP	052023,8	-680547	17,193	0,014
CHK	052036,8	-680651	16,977	0,075



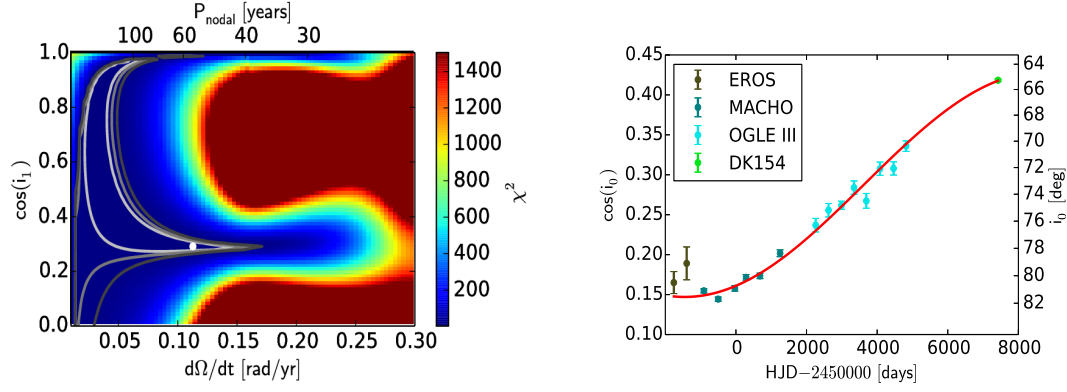
Obrázek 7.15: OGLE-LMC-ECL-13150 Vlevo: $O - C$ diagram. Vpravo: Světelná křivka z OGLE III (třetí úsek).

intervalu pozorování

$$HJD = 2453541,39142(97) + 0,95597619(38) \times E \quad (7.8)$$

včetně nejnovějšího měření na dalekohledu DK154 je na obr. 7.15 vlevo. Data z přehlídky EROS-1 nebyla z důvodu špatné kvality použita k určení elementů.

Základní model systému byl v PHOEBE vytvořen pro třetí úsek světelné křivky z databáze OGLE III jako oddělený systém a světelná křivka je na obrázku 7.15 vpravo. Tento model byl poté použit pro modelování časového vývoje sklonu v rámci ostatních úseků světelné křivky. Světelná křivka z přehlídky EROS-1 byla rozdělena do tří úseků odpovídajících třem sezonám pozorování systému. Vzhledem ke kvalitě dat a počtu bodů v oblasti zákrytů v rámci daného úseku světelné křivky, byla pro modelování časového vývoje sklonu dráhy použita pouze světelná křivka ve filtru R na prvním úseku světelné křivky, ve filtru B na druhém úseku světelné křivky a třetí úsek světelné křivky nebyl použit vůbec.



Obrázek 7.16: OGLE-LMC-ECL-13150. *Vlevo*: Projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ do prostoru $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Stupni šedi jsou vyznačeny konfidenční intervaly 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. Bílý bod označuje nejlepší řešení (tabulka 7.20). Šedou barvou jsou vyznačeny intervaly spolehlivosti 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. *Vpravo*: Fitovaná závislost $\cos(i_0) = f(t)$ podle vztahu 2.14.

Bolometrická albeda A_1 , A_2 a koeficienty gravitačního ztemnění g_1 a g_2 byly pro všechny úseky světelné křivky fixovány na hodnotu 1,0. Podobně poměr hmotností a parametry synchronicity byly fixovány na $q = 1$ a $F_{1,2} = 1$. Pro modelování okrajového ztemnění byla použita odmocninná aproximace. Třetí světlo bylo pro všechny datasety fixováno na nulu, protože jeho příspěvek do řešení světelné křivky nebyl signifikantní. Výsledné řešení světelné křivky je uvedeno v tabulce 7.19 a modely světelných křivek jsou na obrázcích P7 v Příloze 3.

Tabulka 7.19: Řešení světelné křivky OGLE-LMC-ECL-13150.

T_1 (K)	11000 (fixováno)
T_2 (K)	10984
i_0 ($^\circ$)	65,3 – 81,1
$q = m_0/m_1$	1,00 (fixováno)
R_1/a	0,27
R_2/a	0,29
M_{bol1} (mag)	-0,2
M_{bol2} (mag)	-0,4
L_{V1} (%)	45,4
L_{V2} (%)	54,7
L_{R1} (%)	45,4
L_{R2} (%)	54,6
L_{I1} (%)	45,3
L_{I2} (%)	54,7

Na obrázku 7.16 vlevo je projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ podle rovnice 2.14 v prostoru proměnných $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. V případě inverze $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$ vypadají projekce obdobně, pouze jsou obrácená znaménka $\dot{\Omega}$ a $\cos(i_1)$ resp. $\cos(I)$. Výsledky v tabulce 7.20 jsou uvedeny pro obě řešení. Nejlepší řešení je uvedeno v tabulce 7.20 a na obrázku 7.16 vpravo.

Z řešení světelné křivky můžeme odhadnout hmotnosti primární a sekundární

Tabulka 7.20: OGLE-LMC-ECL-13150: Orientace orbit a parametry časové závislosti sklonu dráhy vnitřního páru.

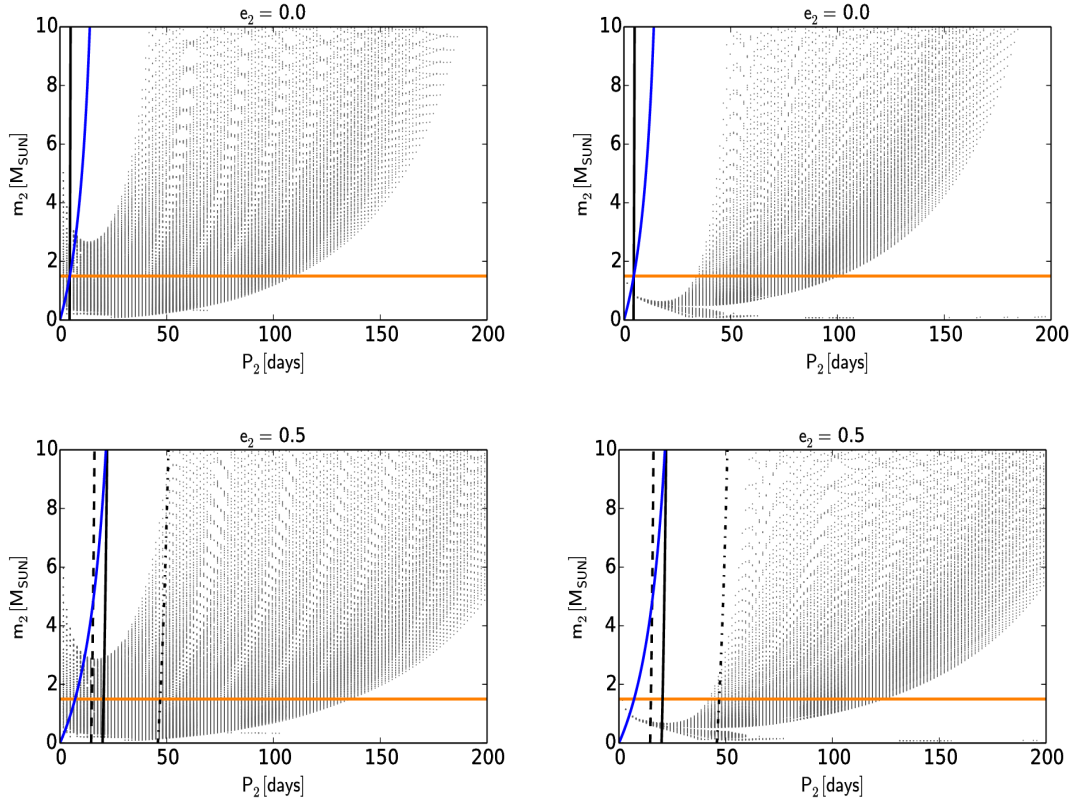
t_0 (HJD)	2448373^{+1073}_{-15639}
P_{nodal} (roky)	56^{+198}_{-14}
$\dot{\Omega}$ (rad/rok)	$0,11^{+0,04}_{-0,09}$
I ($^\circ$) / $\pi - I$ ($^\circ$)	9^{+1}_{-64} / 171^{+64}_{-1}
i_1 ($^\circ$) / $\pi - i_1$ ($^\circ$)	73^{+1}_{-63} / 107^{+63}_{-1}
$i_{2,\text{full}}$ ($^\circ$)	4^{+40}_{-3}
i_3 ($^\circ$) / $i_{3,\text{inv}}$ ($^\circ$)	5^{+71}_{-16} / 168^{+15}_{-25}

složky na základě tabelované závislosti hmotnosti na teplotě pro hvězdy hlavní posloupnosti Pecaut a Mamajek (2013). Pro obě složky systému tak dostáváme hmotnosti přibližně $m_0 \simeq m_1 \simeq 2,8 M_\odot$. Na obr. 7.17 jsou šedou barvou vyznačeny oblasti povolených hodnot m_2 a P_2 , kterých mohou tyto veličiny nabývat pro fitované parametry $\cos(i_1)$, $\cos(I)$, T_0 a $\dot{\Omega}$ s pravděpodobností 68,3%. Tyto závislosti jsou vyneseny pro obě řešení i_1 a I vztahů 2.13.

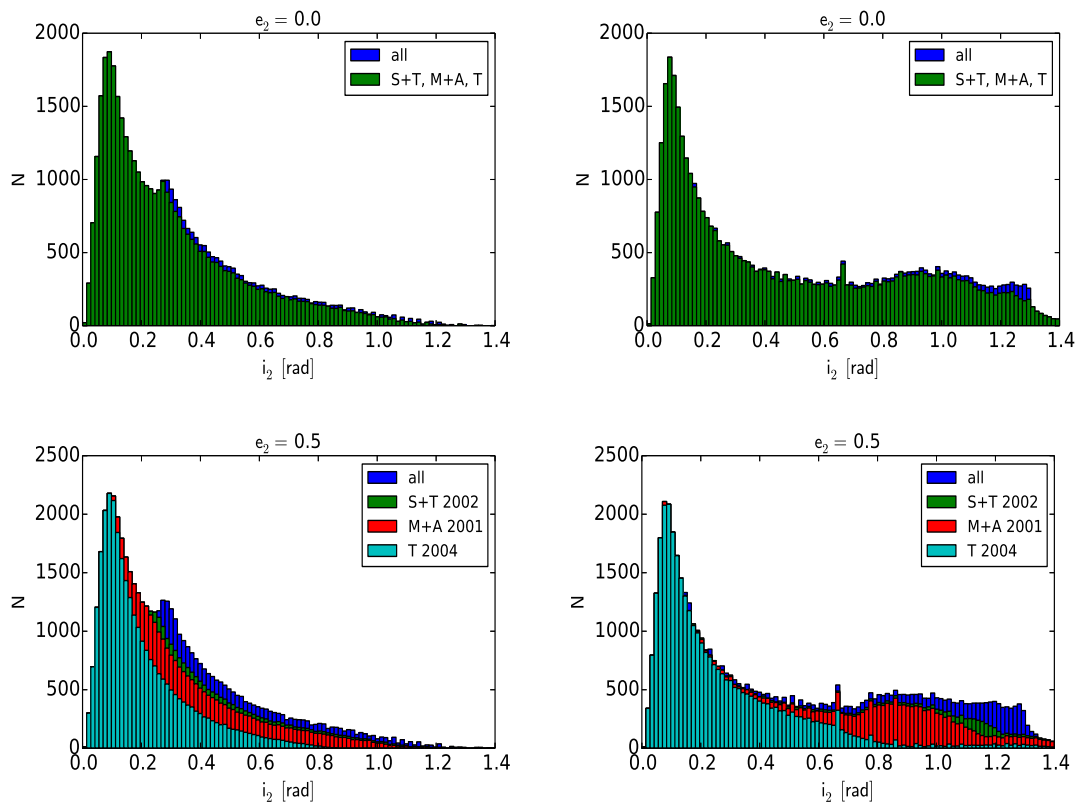
Při řešení světelné křivky nebylo detekováno žádné třetí světlo, což svědčí o tom, že třetí složka má výrazně menší hmotnost než zákrytový pár. Z řešení světelných křivek můžeme usuzovat, že bychom byli schopni odhalit příspěvek třetího světla na úrovni 0,05 magnitudy a luminosita třetí složky tak musí být $L_3 < 0,1L_1$. Při řešení jsme předpokládali, že primární složka je spektrálního typu B9V a třetí složka tak musí být F1V nebo pozdnější, což vede na $m_2 < 1,5 M_\odot$ (Pecaut a Mamajek, 2013).

Závislosti 7.17 jsou vyneseny pro výstřednosti vnější dráhy $e_2 = 0$ a $e_2 = 0,5$. Další omezení na hmotnost a periodu oběhu třetí složky je dána rozptylem $O - C$ diagramu. Maximální amplituda rychlých změn v důsledku ETVs musí být $A \lesssim 0,005$ dne. $O - C$ hodnotu primárního minima v okolí epochy 500 považujeme za odlehlou hodnotu, která nemá fyzikální význam. Vizualní kontrola dat v okolí tohoto minima ukázala, že minimum není dobře pokryto měřením. Amplituda změn $O - C$ diagramu je pro krátké periody P_2 dominována dynamickými efekty (vztah 2.6), což nám dává další omezení na oblast pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . Pro delší periody P_2 do amplitudy $O - C$ diagramu stále více přispívá klasická složka LTE. Pro odhad jejího příspěvku je však nutné znát sklon dráhy třetí složky i_3 , který můžeme určit pomocí vztahu 2.14 se znalostí úhlu i_2 . Úhel i_2 neznáme, ale je možné jej vypočítat pro každý bod v oblasti pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . Výsledná rozdělení úhlů i_2 jsou na obrázcích 7.18. V tabulce 7.20 je uvedena nejpravděpodobnější hodnota úhlu i_2 spolu s odchylkou odhadnutou z jeho distribuce. Omezení geometrie drah je zde však velmi slabé a mimo to je dovolena situace, kdy úhel $i_3 = 0^\circ$ nebo 180° , což vede na nulovou amplitudu LTE a žádné omezení hmotnosti třetí složky. Vzhledem k tomu, že se jedná vždy o horní mez dovolených hodnot, nedává nám amplituda LTE žádné dodatečné omezení na hmotnost a periodu třetí složky systému.

Díky omezením na periodu a hmotnost třetí složky pro různé možnosti konfigurace orbit můžeme usuzovat, že perioda oběhu třetí složky je pravděpodobně v intervalu $P_2 \in (5, 130)$ dnů a hmotnost třetí složky je pravděpodobně $m_2 \lesssim 1,5 M_\odot$, přičemž spodní mez na periodu P_2 je dána přibližnou mezí dynamické stability systému a omezením z amplitudy A_{phys} .



Obrázek 7.17: OGLE-LMC-ECL-13150. *Vlevo*: Závislost možných hmotností m_2 na periodě třetí složky P_2 . Šedým tečkováním je vyznačena oblast pravděpodobných hmotností třetí složky. Oranžovou čarou je označena maximální hmotnost m_2 z řešení světelné křivky. Plnou černou čarou je vyznačena mez stability podle (Mardling a Aarseth, 2001), přerušovanou čarou mez podle (Tokovinin a Smekhov, 2002) a čerchovanou čarou mez podle (Tokovinin, 2004). Modrá čára vyznačuje omezení plynoucí z maximální možné amplitudy A_{phys} . *Vpravo*: Stejná závislost pro $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$. Všechny závislosti jsou vykresleny pro $e_2 = 0$ (nahore) a $e_2 = 0,5$ (dole).



Obrázek 7.18: OGLE-LMC-ECL-13150: Distribuce úhlů i_2 pro nejpravděpodobnější hodnoty m_2 a P_2 . Barevně jsou odlišeny distribuce omezené různou mezí stability M+A: (Mardling a Aarseth, 2001), S+T: (Tokovinin a Smekhov, 2002), T: (Tokovinin, 2004). Distribuce jsou vyneseny pro výstřednosti dráhy třetí složky $e_2 = 0,0$ a $e_2 = 0,5$. V levém sloupci jsou distribuce pro původní úhly i_1 a I a v pravém sloupci po inverzi $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$.

7.3.5 OGLE-LMC-ECL-16023

OGLE-LMC-ECL-16023 je kontaktní systém a snímek okolí z OGLE III je v Příloze 4 na obrázku P11. V tabulce 7.21 jsou uvedeny barevné indexy různých autorů pro objekty vzdálené $r \leq 1,0''$ od souřadnic OGLE-LMC-ECL-16023 podle katalogu (Graczyk a kol., 2011). Dolní odhady teplot jsou z tabulek (Pecaut a Mamajek, 2013) za předpokladu, že se primární složka systému nachází na hlavní posloupnosti. Uvedené spodní odhady teplot mají značný rozptyl, což může být důsledkem kontaminace měření různých autorů signálem další, podobně jasné hvězdy, která je od OGLE-LMC-ECL-16023 vzdálená jen $\simeq 2,0''$. Z tohoto důvodu je odhad teploty primární složky systému značně nejistý.

Tabulka 7.21: Barevné indexy pro OGLE-LMC-ECL-16023

Barevný index [mag]	Spodní odhad teploty [K]	Vzdálenost [$''$]	Autoři
$(V - R) = -0,110$	24000	0,500	(Alcock a kol., 1997)
$(V - R) = -0,079$	17000	0,547	(Derekas a kol., 2007)
$(J - H) = 0,0299$	9500	0,120	(Kato a kol., 2007)
$(U - B) = -0,901$	24500	0,320	(Zaritsky a kol., 2004)
$(B - V) = 0,195$	7900	0,320	(Zaritsky a kol., 2004)
$(V - R) = -0,060$	14000	0,547	(Faccioli a kol., 2007)
$(V - I) = -0,135$	14000	0,500	(Ulaczyk a kol., 2012)
$(B - V) = -0,130$	14000	0,690	(Udalski a kol., 2000)
$(V - I) = -0,066$	11000	0,690	(Udalski a kol., 2000)

Barevné indexy $(U - B)$ a $(B - V)$ jsou pro tento objekt dostupné pouze z katalogu (Zaritsky a kol., 2004) a po opravě o mezihvězdné zčervenání podle (Johnson a Morgan, 1953) vedou na velmi vysokou teplotu $T_1 > 33000$ K. Ne-zčervenalá hodnota pro $(V - I)$ podle katalogu (Udalski a kol., 2000) je s velkou nejistotou $(V - I)_0 = -0,12 \pm 0,20$ mag (Haschke a kol., 2011), což vede na interval spektrálních typů A3V-B1V a teploty $T_1 = 8500-26000$ K (Pecaut a Mamajek, 2013). Vzhledem k ostatním hodnotám barevných indexů a jejich rozptylu byla zvolena pro další analýzu $T_1 = 14000$ K, což odpovídá spektrálnímu typu B7V.

Pro systém OGLE-LMC-ECL-16023 jsou dostupná data v databázi OGLE III a také v databázích přehlídek OGLE II a MACHO. Kromě toho byla v rámci této práce pořízena aktuální světelná křivka na dalekohledu DK154 ve fotometrickém filtru I a v tabulce 7.22 je uveden přehled pozorování. Z celkové světelné křivky bylo nutné kvůli špatným podmínkám vyřadit měření pořízená 22.10.2015 a 24.1.2016. Aperturní fotometrie byla provedena s aperturou 3 pixely tak, aby byl signál ovlivněn co nejméně blízkou hvězdou a jako srovnávací byly zvoleny hvězdy podobného spektrálního typu a jasnosti (viz tabulku 7.22).

Před vytvořením fyzikálního modelu systému byly nejprve pomocí $O - C$ diagramu určeny přesné efemeridy metodou AFP. Světelná křivka systému byla rozdělena do 23 úseků (10 – MACHO, 4 – OGLE II, 8 – OGLE III, 1 – DK154) a na každém úseku bylo nalezeno primární a sekundární minimum. $O - C$ diagram pro lineární efemeridy na celém intervalu pozorování

$$HJD = 2453562,5362(31) + 0,78825135(82) \times E \quad (7.9)$$

včetně nejnovějšího měření na dalekohledu DK154 je na obrázku 7.19 vlevo. Je patrné, že systém vykazuje LTE, který je způsobený dalším tělesem v systému. Očekávaná orbitální perioda tohoto tělesa, zřejmá z $O - C$ diagramu, je přibližně 6000 dnů. To je mnohem více než je možné očekávat pro složku systému, která je zodpovědná za orbitální precesi a nejspíš se tak jedná o čtyřnásobný systém. Na obr. 7.19 vpravo je linearizovaný $O - C$ diagram vytvořený rozdělením celého diagramu na tři úseky s lineárními efemeridami

$$\begin{aligned}
& \text{HJD} = 2453562,506(10) + 0,7882459(20) \times E \\
& \text{pro } 2448896,0883 < \text{HJD} < 2450389,1889 \\
& \text{HJD} = 2453562,5692(88) + 0,7882625(28) \times E \\
& \text{pro } 2450389,1889 < \text{HJD} < 2452484,4118 \\
& \text{HJD} = 2453562,5422(13) + 0,78824656(69) \times E \\
& \text{pro } 2452484,4118 < \text{HJD} < 2457389,4966
\end{aligned} \tag{7.10}$$

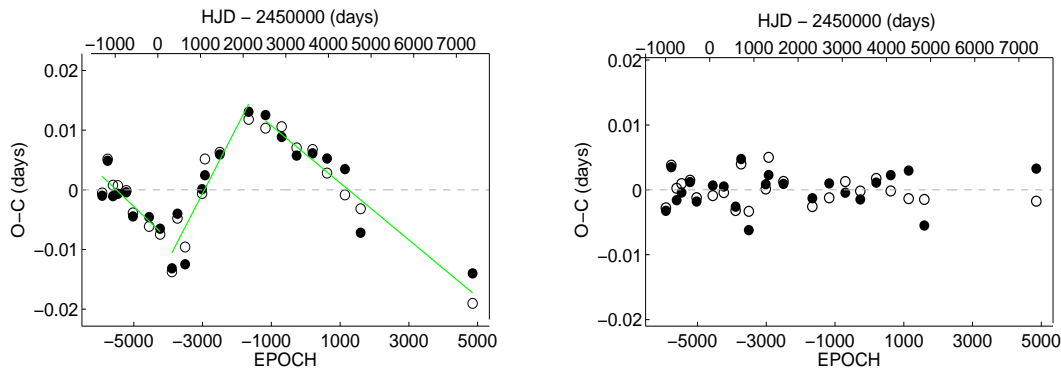
Tabulka 7.22: Tabulka pozorování OGLE-LMC-ECL-16023.

Datum	Délka pozorování (h:mm)	Počet snímků	Dalekohled
22.10.2015	5:55	I(90)	DK154
27.10.2015	5:45	I(51)	DK154
26.11.2015	0:45	I(10)	DK154
12.12.2015	4:15	I(19)	DK154
19.12.2015	7:50	I(47)	DK154
31.12.2015	7:55	I(68)	DK154
02.01.2016	8:10	I(98)	DK154
24.01.2016	7:00	I(69)	DK154

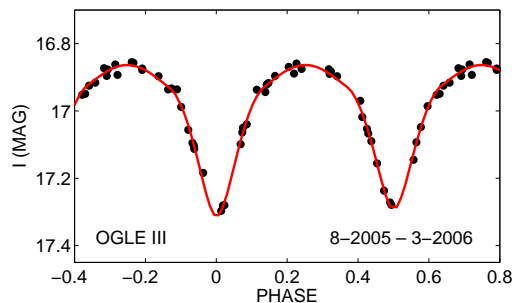
Tabulka 7.23: Srovnávací hvězdy OGLE-LMC-ECL-16023 (Ulaczyk a kol., 2012).

	RA (hhmmss.s)	DEC (ddmmss)	I (mag)	V-I (mag)
VAR	052704,9	-692902	16,862	-0,135
COMP	052652,6	-692851	15,594	-0,175
CHK	052703,3	-692736	12,832	-0,126

Základní model systému byl v PHOEBE vytvořen pro 5. úsek světelné křivky z databáze OGLE III jako dotykový systém bez termálního kontaktu a světelná křivka je na obrázku 7.20. Tento model byl poté použit pro modelování časového vývoje sklonu v rámci ostatních úseků světelné křivky. Bolometrická albeda A_1 , A_2 a koeficienty gravitačního ztemnění g_1 a g_2 byly pro všechny úseky světelné křivky fixovány na hodnotu 1,0. Podobně poměr hmotností a parametry synchronicity byly fixovány na $q = 1$ a $F_{1,2} = 1$. Pro modelování okrajového ztemnění byla použita odmocninná aproximace. Třetí světlo bylo pro všechny datasety fixováno na nulu, protože se model při jeho zahrnutí do řešení světelné křivky signifikantně



Obrázek 7.19: $O - C$ diagramy OGLE-LMC-ECL-16023. *Vlevo*: $O - C$ diagram pro nejlepší lineární efemeridu na celém intervalu pozorování. Zelenou čarou je vyznačen lineární fit tří úseků s lineárními elementy. *Vpravo*: Linearizovaný $O - C$ diagram.



Obrázek 7.20: Světelná křivka OGLE-LMC-ECL-16023 z OGLE III, na které byl vytvořen základní model systému.

nezlepšil. Bohužel i přes snahu o vytvoření linearizovaných elementů platných postupně pro všechny úseky světelné křivky, bylo při vytváření jednotlivých modelů v PHOEBE vidět, že elementy nejsou zcela správné. K tomuto docházelo u posledních dvou úseků světelné křivky z databáze MACHO a prvních dvou úseků světelné křivky databáze OGLE II (oblast velkého rozptylu $O - C$ diagramu na obr. 7.19 kolem epochy -3500). V těchto výjimečných případech jsme povolili konvergenci také HJD_0 , což zlepšilo χ^2 modelu světelné křivky a ve výsledku také závislosti $\cos(i) = f(t)$. Výsledné řešení světelné křivky je uvedeno v tabulce 7.24 a modely světelných křivek jsou v Příloze 3 na obrázcích P8. Systém je zákrytový v rozmezí sklonů vnitřní orbity přibližně $45 \lesssim i_0 \lesssim 135$ a k velmi mělkým zákrytům tak docházelo i v době pozorování s dalekohledem DK154. Většina amplitudy změn současné světelné křivky je však způsobena elipsoidálními variacemi.

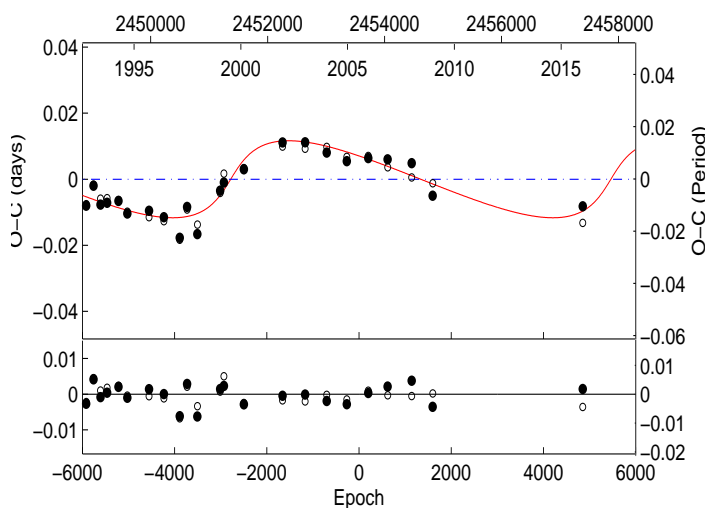
Z řešení světelné křivky můžeme odhadnout hmotnosti primární a sekundární složky na základě jejich teplot tabelované závislosti pro hvězdy hlavní posloupnosti například autory Pecaut a Mamajek (2013). Pro obě složky systému tak dostáváme hmotnosti přibližně $m_0 \simeq m_1 \simeq 3,9 M_\odot$. K řešení LTE byl použit kód vedoucího práce dostupný on-line⁵ a výsledky jsou na obrázku 7.21 a v tabulce 7.25. Systém tedy pravděpodobně obsahuje další složku na výstředné dráze s periodou oběhu $P_{\text{out}} = 6501,44$ dní. Tato složka systému však nemůže být zodpovědná

⁵<http://sirrah.troja.mff.cuni.cz/~zasche/Programs.html>

Tabulka 7.24: Řešení světelné křivky OGLE-LMC-ECL-16023.

T_1 (K)	14000 (fixováno)
T_2 (K)	13482
i_0 (°)	48,8 – 75,7
$q = m_0/m_1$	1,00 (fixováno)
R_1/a	0,37
R_2/a	0,37
M_{bol1} (mag)	-1,9
M_{bol2} (mag)	-1,8
L_{V1} (%)	51,6
L_{V2} (%)	48,4
L_{R1} (%)	51,4
L_{R2} (%)	48,6
L_{I1} (%)	51,4
L_{I2} (%)	48,6

za detekované variace hloubky minim, protože podle vztahu $P_{\text{nodal}} \approx P_{\text{out}}^2/P_{\text{in}}$ by v takovém případě perioda stáčení uzlové přímky byla $P_{\text{nodal}} \approx 150000$ let, a tak pomalé změny hloubky minim bychom na časové škále dostupných dat (≈ 20 let) nebyli schopni detekovat. Má-li tedy systém nějakou třetí složku, která způsobuje orbitální precesi, těleso způsobující LTE musí být nutně složka čtvrtá.

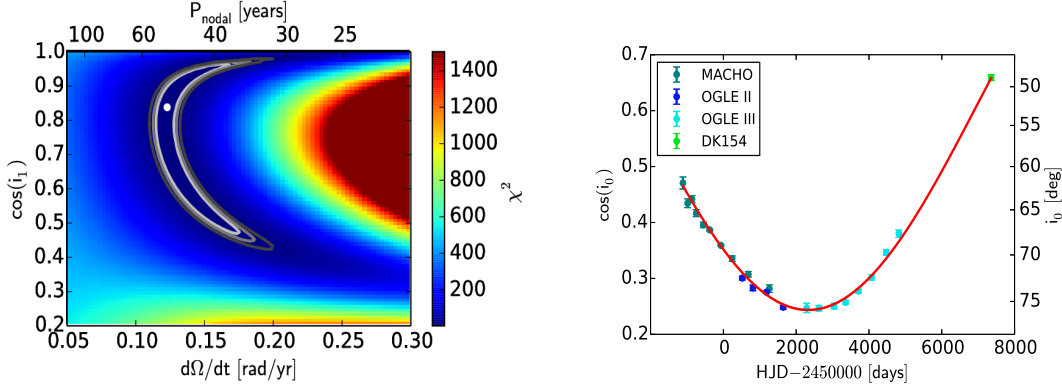


Obrázek 7.21: $O - C$ diagram OGLE-LMC-ECL-16023 s modelem efektu rozdílné dráhy světla (nahore) a rezidua fitu (dole).

Na obrázku 7.22 vlevo je projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ podle rovnice 2.14 v prostoru proměnných $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Výsledky v tabulce 7.26 jsou uvedeny pro obě degenerovaná řešení úhlů i_1 a I . Nejlepší řešení je uvedeno v tabulce 7.26 a na obrázku 7.22 vpravo.

Tabulka 7.25: Fitované parametry LTE OGLE-LMC-ECL-16023

P_{out} (d)	6501 ± 190
T_0	2438364 ± 383
$A(d)$	$0,01166 \pm 0,00022$
$\omega(^{\circ})$	$0,0 \pm 4,5$
e	$0,613 \pm 0,093$



Obrázek 7.22: OGLE-LMC-ECL-16023. *Vlevo*: Projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ do prostoru $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Stupni šedi jsou vyznačeny konfidenční intervaly 68,3%, 90,0% a 99,0%. Bílý bod označuje nejlepší řešení (tabulka 7.26). Šedou barvou jsou vyznačeny intervaly spolehlivosti 68,3%, 90,0% a 99,0%. *Vpravo*: Fitovaná závislost $\cos(i_0) = f(t)$ podle vztahu 2.14.

Tabulka 7.26: OGLE-LMC-ECL-16023: Orientace orbit a parametry časové závislosti sklonu dráhy vnitřního páru.

t_0 (HJD)	2452332^{+38}_{-95}
P_{nodal} (roky)	51^{+2}_{-15}
$\dot{\Omega}$ (rad/rok)	$0,122^{+0,050}_{-0,004}$
$I (^{\circ}) / \pi - I (^{\circ})$	$41^{+27}_{-18} / 138^{+18}_{-27}$
$i_1 (^{\circ}) / \pi - i_1 (^{\circ})$	$35^{+30}_{-18} / 146^{+18}_{-30}$
$i_{2,\text{full}} (^{\circ})$	6^{+52}_{-5}
$i_3 (^{\circ}) / i_{3,\text{inv}} (^{\circ})$	$41^{+18}_{-29} / 137^{+27}_{-19}$

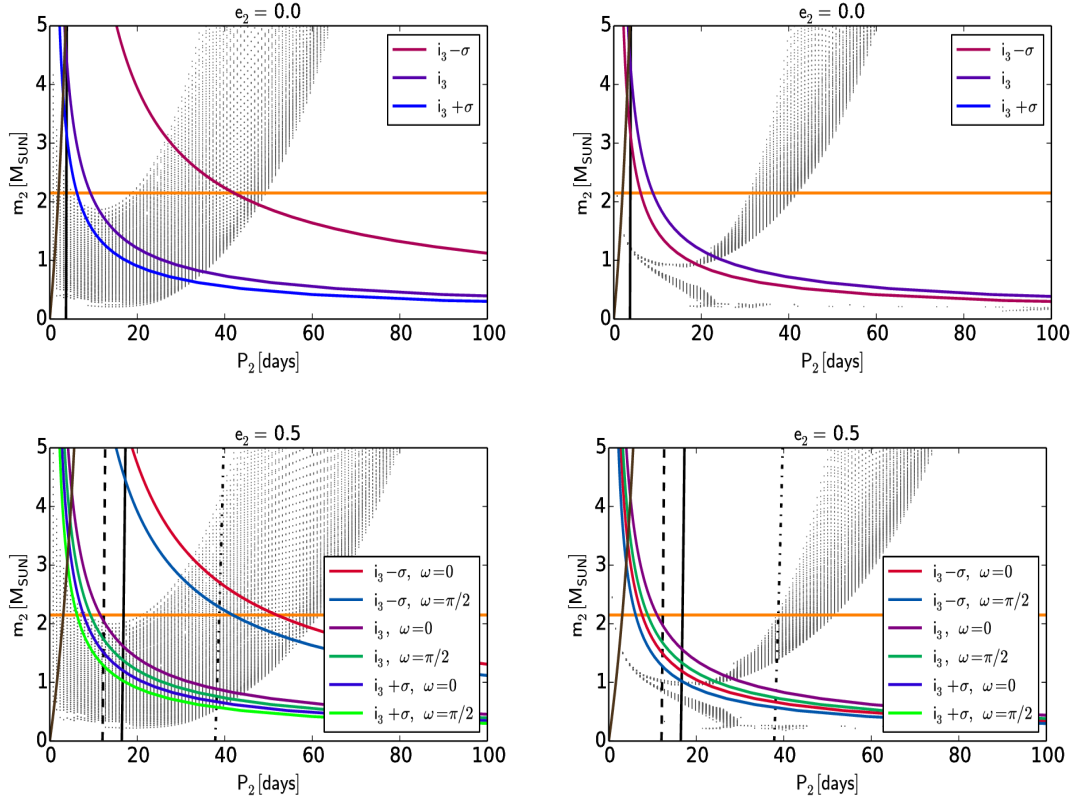
Na obrázku 7.23 jsou šedou barvou vyznačeny oblasti povolených hodnot m_2 a P_2 , kterých mohou tyto veličiny nabývat pro fitované parametry $\cos(i_1)$, $\cos(I)$, T_0 a $\dot{\Omega}$ s pravděpodobností 68,3%, za předpokladu $m_0 = m_1 = 3,9 M_{\odot}$ z řešení světelné křivky. Tyto závislosti jsou vyneseny pro obě řešení i_1 a I vztahů 2.13. Při modelování světelné křivky nebylo nalezeno žádné třetí světlo, což svědčí o tom, že třetí složka má výrazně menší hmotnost než zákrytový pár. Z rozptylu světelných křivek můžeme usuzovat, že bychom byli schopni odhalit příspěvek třetího světla na úrovni 0,06 magnitudy pro MACHO-R a 0,04 magnitudy pro MACHO-V, OGLE II a III a vlastní měření na DK154. Z toho plyne, že luminosita třetí složky musí být $L_3 < 0,08 L_1$. Při řešení jsme předpokládali, že primární složka je spektrálního typu B7V a třetí složka tak musí být sp. typu A1V nebo pozdnější a nachází-li se na hlavní posloupnosti, měla by mít hmotnost $m_2 < 2,15 M_{\odot}$.

(Pecaut a Mamajek, 2013). Možné periody oběhu třetí složky pak jistě musí splňovat $P_2 \lesssim 75$ dnů.

Závislosti 7.23 jsou vyneseny pro dvě hodnoty excentricity vnější dráhy $e_2 = 0$ a $e_2 = 0,5$. Další omezení na hmotnost a periodu oběhu třetí složky je dána $O - C$ diagramem. Jak bylo ukázáno výše, periodická změna $O - C$ diagramu nemůže být způsobena třetí složkou, protože perioda jejího oběhu musí být řádu $P_2 \approx \sqrt{(P_{\text{nodal}}P_1)} = 100$ dnů a perioda změn v $O - C$ diagramu je $P \approx 6500$ dnů. Změny způsobené třetím tělesem jsou tak rychlé, že zanikají v rozptylu $O - C$ diagramu. Můžeme ale usuzovat na maximální amplitudu těchto změn ($A \lesssim 0,008$ dne), které jsou pro krátké periody P_2 dominovány dynamickými efekty a pro dlouhé periody P_2 hraje čím dál významnější roli LTE. Oba tyto efekty nám poskytují další omezení na možné hmotnosti a periody třetí složky. Maximální možná amplituda dynamického zpoždění nám dává dolní mez možné P_2 . V tomto případě je však vidět, že pro malé hmotnosti m_2 dává silnější omezení samotný limit stability. Pro delší periody P_2 do amplitudy $O - C$ diagramu stále více přispívá klasická složka LTE, což nám díky vztahu 2.20 dá horní mez periody oběhu třetí složky a její hmotnosti. Na obrázcích 7.24 jsou vykreslena rozdělení úhlů i_2 . V tabulce je uvedena nejpravděpodobnější hodnota úhlu i_2 spolu s odchylkou odhadnutou z jeho distribuce. Při nenulové excentricitě vnější orbity je hmotnostní funkce závislá také na argumentu šířky pericentra vnější dráhy ω_2 , který také neznáme. Omezení závislosti m_2 na P_2 v případě nenulových excentricit jsou vykreslena pro dva případy $\omega_2 = 0$ a $\omega_2 = \pi/2$. Omezení na hmotnosti a periody třetí složky systému jsou pro různé kombinace dráhových elementů detailně znázorněny na grafech 7.23. Máme-li však učinit nějaký globální odhad můžeme říct, že na základě omezení ETVs z rozptylu $O - C$ diagramu a nepřítomnosti třetího světla v řešení světelné křivky, leží perioda třetí složky pravděpodobně v intervalu $P_2 \in (5, 60)$ dnů. Hmotnost třetí složky je pak pravděpodobně $m_2 \in (0,2, 2,15) M_\odot$. Zde je třeba upozornit, že limit vyplývající z nepřítomnosti třetího světla zahrnuje jak třetí, tak čtvrtou složku systému. Není tedy vyloučeno, že hmotnost třetí složky bude výrazně menší její než horní mez $2,15 M_\odot$, což může významně zkomplikovat případnou spektroskopickou detekci. Poznamenejme, že vzhledem k takto krátkým pravěpodobným periodám oběhu třetí složky je jistě v amplitudě $O - C$ diagramu dominantní dynamický člen na rozdíl od členu LTE. Omezení na hmotnosti a periody třetí složky, které plynou z amplitudy LTE jsou zde spíše formální a relevantní začínají být až pro $P_2 \gtrsim 150$ dnů.

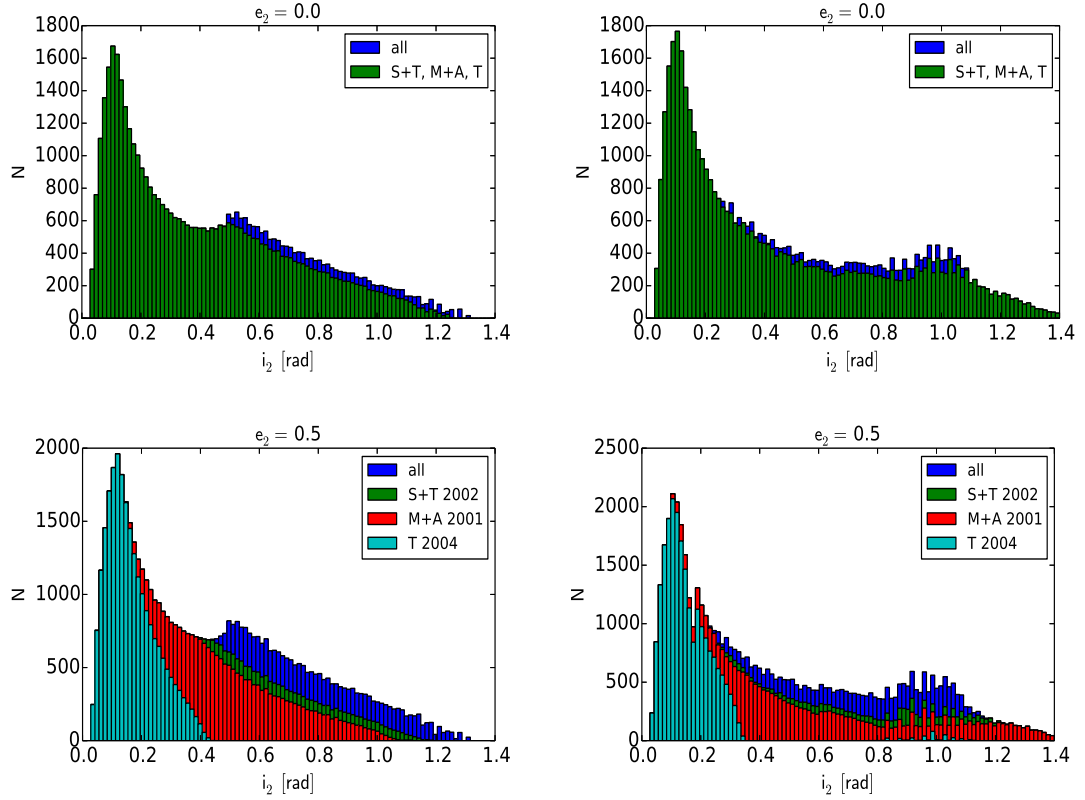
Určitým omezením na periodu třetí složky je také mez stability systému. Jednotlivé meze stability z různých simulací (Mardling a Aarseth, 2001; Tokovinin a Smekhov, 2002), či empirická mez stability určená z pozorování (Tokovinin, 2004), jsou také vyneseny v závislostech 7.23. V případě nulové výstřednosti dráhy třetí složky všechny meze splývají, ale v případě výrazných excentricit se jejich omezení významně liší. V případě, že by byla excentricita $e_2 = 0,5$, dostali bychom z observačně určené meze silnou podmínku $P_2 > 40$ dnů. Z dat která máme k dispozici však nemůžeme výstřednost vnější dráhy odhadnout.

Na základě tohoto zjištění můžeme klást jistá omezení také na hmotnost čtvrté složky v systému, která je zodpovědná za možné periodické variace v $O - C$ diagramu. Analýzou $O - C$ diagramu, provedenou výše, můžeme určit funkci hmotností a známe-li hmotnosti vnitřního systému (tj. $m_0 = m_1 = 3,9 M_\odot$ a $m_2 \lesssim 2,15 M_\odot$), můžeme určit závislost hmotnosti vnější složky m_3 na sklonu

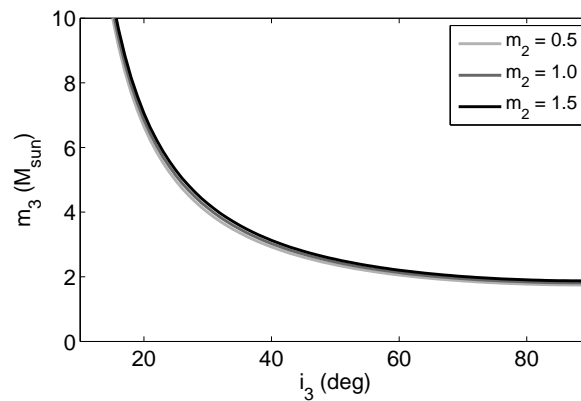


Obrázek 7.23: OGLE-LMC-ECL-16023. *Vlevo*: Závislost možných hmotností m_2 na periodě třetí složky P_2 . Šedým tečkováním je vyznačena oblast pravděpodobných hmotností třetí složky. Oranžovou čarou je označena maximální hmotnost m_2 z řešení světelné křivky. Plnou černou čarou je vyznačena mez stability podle (Mardling a Aarseth, 2001), přerušovanou čarou mez podle (Tokovinin a Smekhov, 2002) a čerchovanou čarou mez podle (Tokovinin, 2004). Hnědá čára vyznačuje omezení plynoucí z maximální možné amplitudy A_{phys} . Hyperboly vyznačují omezení plynoucí z maximální amplitudy LTE pro různé sklony dráhy třetí složky i_3 . *Vpravo*: Stejná závislost pro $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$. Všechny závislosti jsou vykresleny pro $e_2 = 0$ (*nahoře*) a $e_2 = 0,5$ (*dole*).

její dráhy (viz obrázek 7.25) ze které je zřejmé, že nejmenší možná hmotnost čtvrté složky systému je $m_3 \approx 2,0 M_{\odot}$, což vzhledem k fotometrickému omezení příspěvku světla třetí a čtvrté složky systému do řešení světelné křivky značně omezuje hmotnost třetí složky a její spektroskopická detekce tak bude značně ztížena.



Obrázek 7.24: OGLE-LMC-ECL-16023: Distribuce úhlů i_2 pro nejpravděpodobnější hodnoty m_2 a P_2 . Barevně jsou odlišeny distribuce omezené různou mezí stability M+A: (Mardling a Aarseth, 2001), S+T: (Tokovinin a Smekhov, 2002), T: (Tokovinin, 2004). Distribuce jsou vyneseny pro výstřednosti dráhy třetí složky $e_2 = 0,0$ a $e_2 = 0,5$. V levém sloupci jsou distribuce pro původní úhly i_1 a I a v pravém sloupci po inverzi $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$.



Obrázek 7.25: OGLE-LMC-ECL-16023: Závislost hmotnosti čtvrté složky systému m_3 na sklonu její dráhy a hmotnosti třetí složky systému m_2 .

7.3.6 OGLE-LMC-ECL-22686

OGLE-LMC-ECL-22686 je podle Graczyk a kol. (2011) polodotykový systém a snímek okolí z přehlídky OGLE III je v Příloze 4 na obrázku P11 a velmi blízko (\simeq

5,0'') se nachází další jasná hvězda. V tabulce 7.27 jsou uvedeny barevné indexy různých autorů pro objekty vzdálené $r \leq 1,0''$ od souřadnic OGLE-LMC-ECL-22686 podle katalogu (Graczyk a kol., 2011). Dolní odhady teplot jsou z tabulek (Pecaut a Mamajek, 2013) za předpokladu, že se primární složka systému nachází na hlavní posloupnosti. Pro tento systém jsou dostupné barevné indexy pouze v katalozích (Zaritsky a kol., 2004) a (Kato a kol., 2007). Nezčervenalá hodnota barevného indexu $(B-V)$ podle (Johnson a Morgan, 1953) je $(B-V)_0 = -0,276 \pm 0,019$ mag, což odpovídá spektrálním typům B0.5-1V a teplotě přibližně $T_1 = 25000$ K. Tuto hodnotu je však nutné brát s rezervou, protože je založená na měření pouze jednoho autora.

Tabulka 7.27: Barevné indexy pro OGLE-LMC-22686

Barevný index [mag]	Spodní odhad teploty [K]	Vzdálenost [']	Autoři
$(U - B) = -0,819$	21000	0,310	(Zaritsky a kol., 2004)
$(B - V) = 0,016$	9500	0,310	(Zaritsky a kol., 2004)
$(J - H) = -0,050$	10700	0,02	(Kato a kol., 2007)

Pro systém OGLE-LMC-ECL-22686 jsou k dispozici archivní data v databázích OGLE III a MACHO, a v rámci této práce byla pořízena aktuální světelná křivka tohoto zákrytového systému na dalekohledu DK154. Vlastní data byla pořízena ve fotometrickém filtru I a přehled pozorování je v tabulce 7.28. Aperturní fotometrie byla provedena s aperturou 3 pixely a přehled použitých srovnávacích hvězd je v tabulce 7.29.

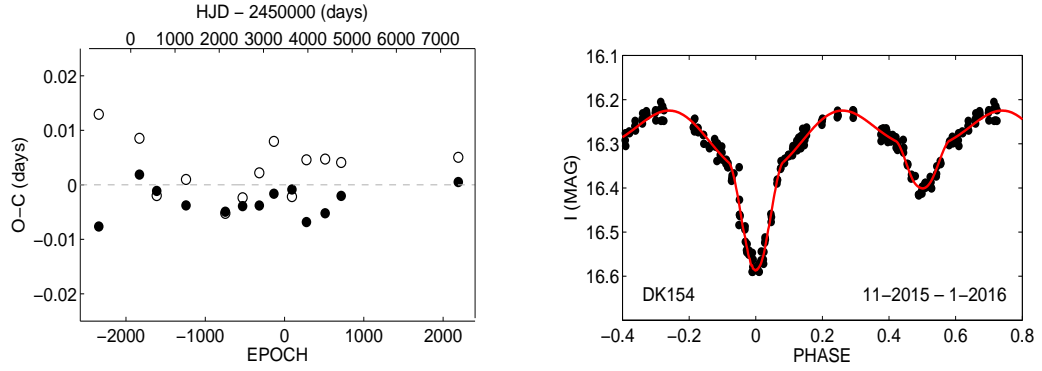
Tabulka 7.28: Tabulka pozorování OGLE-LMC-ECL-22686.

Datum	Délka pozorování (h:mm)	Počet snímků	Dalekohled
01.11.2015	5:55	I(27)	DK154
12.11.2015	4:00	I(12)	DK154
29.11.2015	8:00	I(39)	DK154
18.01.2016	4:50	I(90)	DK154
19.01.2016	6:00	I(42)	DK154
24.01.2016	0:15	I(6)	DK154
27.01.2016	8:10	I(43)	DK154

Tabulka 7.29: Srovnávací hvězdy OGLE-LMC-ECL-22686 (Zaritsky a kol., 2004).

	RA (hhmmss.s)	DEC (ddmmss)	I (mag)	V-I (mag)
VAR	054148,96	-682143,9	16,340	-0,265
COMP	054144,95	-682130,6	16,600	-0,130
CHK	054146,19	-682057,7	16,203	-0,156

Před vytvořením fyzikálního modelu systému bylo nutné vytvořit přesné lineární efemeridy. Dostupná data byla rozdělena na 13 úseků (4 — MACHO, 8



Obrázek 7.26: OGLE-LMC-ECL-22686 Vlevo: $O - C$ diagram. Vpravo: Světelná křivka z pozorování na dalekohledu DK154.

— OGLE-III, 1 – DK154) a na každém z těchto úseků bylo nalezeno primární a sekundární minimum ve fázové křivce. $O - C$ diagram pro lineární efemeridy

$$HJD = 2453569,1663(22) + 1,7511171(18) \times E \quad (7.11)$$

je na obr. 7.26 vlevo.

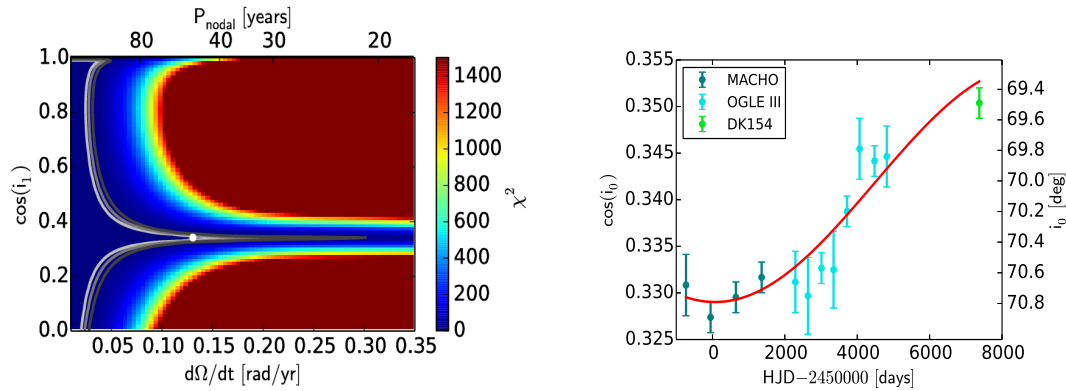
Základní model byl v PHOEBE vytvořen na úseku světelné křivky získané vlastním pozorováním na dalekohledu DK154, vykreslené na obr. 7.26 vpravo. Bolometrická albeda A_1 , A_2 a koeficienty gravitačního ztemnění g_1 a g_2 byly pro všechny úseky světelné křivky fixovány na hodnotu 1,0 a parametry synchronicity byly fixovány $F_{1,2} = 1$. Pro modelování okrajového ztemnění byla použita odmocninná aproximace. Poměr hmotností byl neprve fixován na hodnotu $q = 1$, nicméně z předběžného řešení bylo patrné, že jsou obě složky systému značně rozdílné. Poměr hmotností byl odhadnut na základě vztahu $\log(q) = \log(L_2/L_1)/3,664$ (Graczyk, 2003) z bolometrických magnitud. Výsledné poměry hmotností jsou konzistentní také s odhadem pomocí tabelované závislosti hmotnosti na teplotě pro hvězdy hlavní posloupnosti (Pecaut a Mamajek, 2013). Na základě nového odhadu q byl model přepočítán pro konzistentní poměr hmotností.

Ukázalo se, že pro shodu modelu s pozorováním po fixování správného poměru hmotností je světelná křivka lépe popsána modelem odděleného systému ačkoli Graczyk a kol. (2011) uvádí, že se jedná o polodotykový systém. Pro malý poměr hmotností nebylo možné světelnou křivku nafitovat modelem polodotykového systému ani při pečlivé analýze možných příspěvků třetího světla. Třetí světlo výsledného modelu odděleného systému bylo fixováno na nulu pro všechny datové sady. Výsledné řešení světelné křivky je uvedeno v tabulce 7.30 a modely světelných křivek jsou v Příloze 3 na obrázcích P9. Systém je zákrytový v rozmezí sklonů vnitřní dráhy přibližně $50 \lesssim i_0 \lesssim 125$.

Na obrázku 7.27 vlevo je projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ podle rovnice 2.14 v prostoru proměnných $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Výsledky v tabulce 7.31 jsou uvedeny pro obě degenerovaná řešení pro obě možné orientace. Nejlepší řešení je uvedeno v tabulce 7.31 a na obrázku 7.27 vpravo. Je vidět, že podobně jako v případech systémů OGLE-LMC-ECL-06464, 11168 a 11658 ani zde není fit dobře omezený, zejména pro velmi dlouhé periody P_{nodal} jsou dovoleny všechny hodnoty úhlů i_1 a I od 0° do 360° . Okamžik minima či maxima sklonu dokonce není možné z dostupných dat odhadnout vůbec a vzhledem k velké nejistotě

Tabulka 7.30: Řešení světelné křivky OGLE-LMC-ECL-22686.

T_1 (K)	25000 (fixováno)
T_2 (K)	13628
i_0 (°)	69,5 – 70,9
$q = m_0/m_1$	0,4
R_1/a	0,32
R_2/a	0,31
M_{bol1} (mag)	-4,2
M_{bol2} (mag)	-1,4
L_{V1} (%)	74,9
L_{V2} (%)	25,1
L_{R1} (%)	73,9
L_{R2} (%)	26,1
L_{I1} (%)	72,1
L_{I2} (%)	27,9



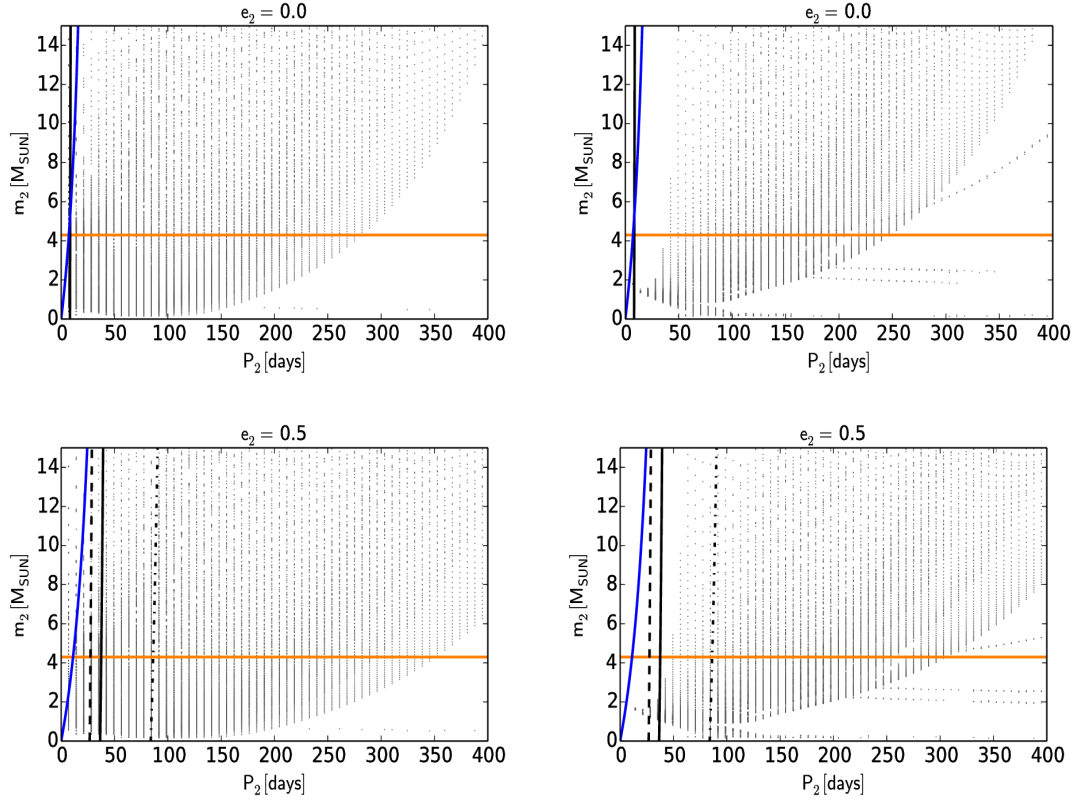
Obrázek 7.27: OGLE-LMC-ECL-22686. *Vlevo*: Projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ do prostoru $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Stupni šedi jsou vyznačeny konfidenční intervaly 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. Bílý bod označuje nejlepší řešení (tabulka 7.31). Šedou barvou jsou vyznačeny intervaly spolehlivosti 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. *Vpravo*: Fitovaná závislost $\cos(i_0) = f(t)$ podle vztahu 2.14.

můžeme řešení chápat vlastně jen jako dolní limit periody stáčení uzlové přímky.

Tabulka 7.31: OGLE-LMC-ECL-22686: Orientace orbit a parametry časové závislosti sklonu dráhy vnitřního páru.

t_0 (HJD)	–
P_{nodal} (roky)	36^{+592}_{-12}
$\dot{\Omega}$ (rad/rok)	$0,18^{+0,09}_{-0,17}$
I (°) / $\pi - I$ (°)	1^{+62}_{-22} / 179^{+22}_{-62}
i_1 (°) / $\pi - i_1$ (°)	70^{+20}_{-61} / 110^{+61}_{-20}
$i_{2,\text{full}}$ (°)	3^{+69}_{-1}
i_3 (°) / $i_{3,\text{inv}}$ (°)	3^{+75}_{-30} / 177^{+46}_{-41}

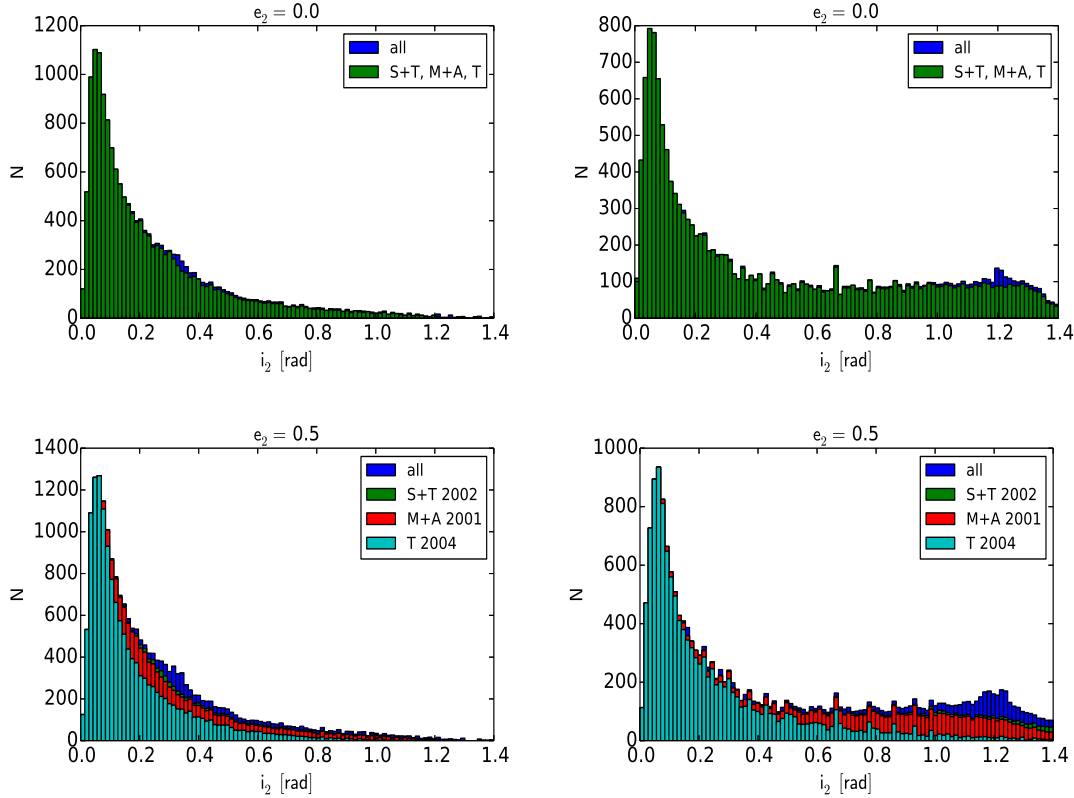
Na obr. 7.28 jsou šedou barvou vyznačeny oblasti povolených hodnot m_2 a



Obrázek 7.28: OGLE-LMC-ECL-22686. *Vlevo*: Závislost možných hmotností m_2 na periodě třetí složky P_2 . Šedým tečkováním je vyznačena oblast pravděpodobných hmotností třetí složky. Oranžovou čarou je označena maximální hmotnost m_2 z řešení světelné křivky. Plnou černou čarou je vyznačena mez stability podle (Mardling a Aarseth, 2001), přerušovanou čarou mez podle (Tokovinin a Smekhov, 2002) a čerchovanou čarou mez podle (Tokovinin, 2004). Modrá čára vyznačuje omezení plynoucí z maximální možné amplitudy A_{phys} . *Vpravo*: Stejná závislost pro $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$. Všechny závislosti jsou vykresleny pro $e_2 = 0$ (*nahoře*) a $e_2 = 0,5$ (*dole*).

P_2 , kterých mohou tyto veličiny nabývat pro fitované parametry $\cos(i_1)$, $\cos(I)$, T_0 a $\dot{\Omega}$ s pravděpodobností 68,3%. Tyto závislosti jsou vyneseny pro obě řešení i_1 a I vztahů 2.13. Z řešení světelné křivky můžeme odhadnout hmotnosti složek zákrytového páru jako $m_0 = 10,0 M_\odot$ a $m_1 = 3,8 M_\odot$. Negativní detekce třetího světla během řešení světelné křivky ukazuje na skutečnost, že je třetí složka systému mnohem méně svítivá než složky zákrytového páru. Z kvality světelných křivek můžeme usuzovat, že bychom byli schopni odhalit příspěvek třetího světla na úrovni 0,04 magnitudy pro MACHO-R, MACHO-V, OGLE II a III a vlastní měření na DK154. Z řešení světelných křivek plyne, že luminosita třetí složky musí být $L_3 < 0,05 L_1$. Při řešení jsme předpokládali, že primární složka je spektrálního typu B1V a třetí složka tak musí být sp. typu B5-6V nebo pozdnější a nachází-li se na hlavní posloupnosti, měla by mít hmotnost $m_2 < 4,3 M_\odot$ (Pecaut a Mamajek, 2013).

Další omezení na hmotnost a periodu oběhu třetí složky je dána rozptylem $O - C$ diagramu. Maximální amplituda rychlých změn v důsledku ETVs musí



Obrázek 7.29: OGLE-LMC-ECL-22686: Distribuce úhlů i_2 pro nejpravděpodobnější hodnoty m_2 a P_2 . Barevně jsou odlišeny distribuce omezené různou mezí stability M+A: (Mardling a Aarseth, 2001), S+T: (Tokovinin a Smekhov, 2002), T: (Tokovinin, 2004). Distribuce jsou vyneseny pro výstřednosti dráhy třetí složky $e_2 = 0,0$ a $e_2 = 0,5$. V levém sloupci jsou distribuce pro původní úhly i_1 a I a v pravém sloupci po inverzi $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$.

být $A \lesssim 0,012$ dne. Amplituda změn $O - C$ diagramu je pro krátké periody P_2 dominována dynamickými efekty, což nám dává další omezení na oblast pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . Pro delší periody P_2 do amplitudy $O - C$ diagramu stále více přispívá klasická složka LTE a pro $P_2 \gtrsim 400$ dnů už nemůžeme považovat dynamické efekty za dominantní a uvedené omezení neplatí. Takto dlouhé periody jsou však vyloučeny z limitu na maximální hmotnost m_2 , daným nepřítomností třetího světla ve světelné křivce. Pro odhad příspěvku LTE je nutné znát sklon dráhy třetí složky i_3 , který můžeme určit pomocí vztahu 2.14 se znalostí úhlu i_2 . Úhel i_2 neznáme, ale je možné jej vypočítat pro každý bod v oblasti pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . Výsledná rozdělení úhlů i_2 jsou na obrázcích 7.29. V tabulce 7.31 je uvedena nejpravděpodobnější hodnota úhlu i_2 spolu s odchylkou odhadnutou z jeho distribuce. Při zahrnutí odchylek je však pro úhel i_3 dovolena situace, kdy $i_3 = 0^\circ$ nebo 180° , což vede na nulovou amplitudu LTE a žádné omezení hmotnosti třetí složky pro dlouhé periody P_2 . Horní mez dovolené periody P_2 je tak dána pouze nepřítomností třetího světla ve světelné křivce.

Díky velmi slabým omezením na periodu a hmotnost třetí složky, která máme z dosavadních observačních dat můžeme jen těžko odhadnout její přibližné vlastnosti a skutečnou konfiguraci orbit. Perioda oběhu třetí složky se pravděpodobně

nalézá v intervalu $P_2 \in (10, 350)$ dnů a hmotnost třetí složky je pravděpodobně $m_2 \lesssim 4,3 M_\odot$, přičemž spodní mez na periodu P_2 je dána přibližnou mezí dynamické stability systému. Perioda oběhu třetí složky zde může být poměrně vysoká, a bylo by vhodné dále systematicky pozorovat okamžiky minim jasnosti zákrytového systému s co největší kadencí pro omezení ETVs.

7.3.7 OGLE-LMC-ECL-23148

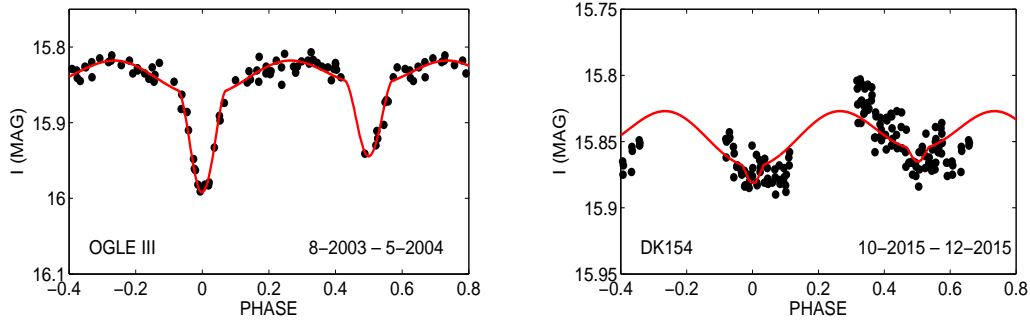
OGLE-LMC-ECL-23148 je oddělený systém a snímek okolí z OGLE III je v Příloze 4 na obr. P11. V tabulce 7.32 jsou uvedeny barevné indexy měřené různými autory pro objekty vzdálené $r \leq 1,0''$ od souřadnic OGLE-LMC-ECL-23148 podle katalogu (Graczyk a kol., 2011). Dolní odhady teplot jsou z tabulek (Pecaut a Mamajek, 2013) za předpokladu, že se primární složka systému nachází na hlavní posloupnosti.

Tabulka 7.32: Barevné indexy pro OGLE-LMC-23148

Barevný index [mag]	Spodní odhad teploty [K]	Vzdálenost ["]	Autoři
$(V - I) = -0,240$	21000	0,000	(Graczyk a kol., 2011)
$(U - B) = -0,553$	15000	0,170	(Zaritsky a kol., 2004)
$(B - V) = -0,304$	31500	0,170	(Zaritsky a kol., 2004)
$(V - I) = -0,111$	13000	0,170	(Zaritsky a kol., 2004)
$(B - V) = -0,019$	10000	0,579	(Henden a kol., 2016)
$(J - H) = 0,000$	8500	0,110	(Kato a kol., 2007)

Nežčervenalá hodnota $(B - V)$ indexu (Zaritsky a kol., 2004) je podle vztahu 7.3 $(B - V)_0 = -0,112 \pm 0,016$ mag, což za předpokladu, že se primární složka systému nachází na hlavní posloupnosti vede na spektrální typ B7-8V a teplotu v rozmezí $T_1 = 12000\text{--}14000$ K. Na snímku okolí OGLE-LMC-ECL-23148 z OGLE III (obr. P11) je vidět, že se v jejím velmi těsném okolí $r \leq 3''$ nachází nejméně tři další objekty, a odhad teploty primární složky systému je tím značně zkomplikován, protože získané barevné indexy nejsou příliš věrohodné. Z tabulky 7.32 je vidět, že se odpovídající odhady teploty primární složky mezi sebou liší o desítky tisíc kelvinů. OGLE-LMC-ECL-23148 je se svou hvězdnou velikostí $I = 15,8$ mag nejjasnější hvězdou z našeho vzorku systémů v LMC a měla by pravděpodobně mít také největší teplotu, nachází-li se na hlavní posloupnosti. Proto můžeme dát větší váhu indexům, které vedou na vyšší teploty a pro další analýzu fixujeme teplotu $T_1 = 28000$ K, avšak musíme si být vědomi toho, že se jedná pouze o velmi hrubý odhad založený na předpokladu, že se primární složka nachází na hlavní posloupnosti. Přítomnost dalších blízkých hvězd se také promítne do odhadu třetího světla při řešení světelné křivky a prakticky znemožní její spektroskopickou detekci současnými přístroji.

Pro systém OGLE-LMC-ECL-23148 jsou dostupná data v databázi OGLE III a MACHO. Kromě toho byla pomocí dalekohledu DK154 v rámci této práce pořízena nová pozorování ve fotometrickém filtru I a jejich přehled je uveden v tabulce 7.33. Aperturní fotometrie byla provedena s aperturou 3 pixely tak, aby byl příspěvek signálu od okolních hvězd co nejmenší. Jako srovnávací byly zvoleny hvězdy podobného spektrálního typu a jasnosti (viz tabulku 7.33). V době



Obrázek 7.30: *Vlevo*: Světelná křivka z databáze OGLE III. *Vpravo*: Světelná křivka z pozorování na dalekohledu DK154.

pozorování však systém nevykazoval již žádné změny jasnosti v důsledku zákrytů složek. Sklon dráhy již poklesl natolik, že zákryty zcela vymizely a malé změny jasnosti jsou způsobeny pouze elipsoidálními variacemi. Světelná křivka z druhého úseku dat OGLE III (dále použita pro stanovení základního modelu systému) spolu s aktuální světelnou křivkou z vlastních pozorování jsou na obrázku 7.30.

Tabulka 7.33: Tabulka pozorování OGLE-LMC-ECL-23148.

Datum	Délka pozorování (h:mm)	Počet snímků	Dalekohled
22.10.2015	8:00	I(88)	DK154
29.11.2015	5:40	I(51)	DK154
19.12.2015	7:20	I(39)	DK154

Tabulka 7.34: Srovnávací hvězdy OGLE-LMC-ECL-23148 (Zaritsky a kol., 2004).

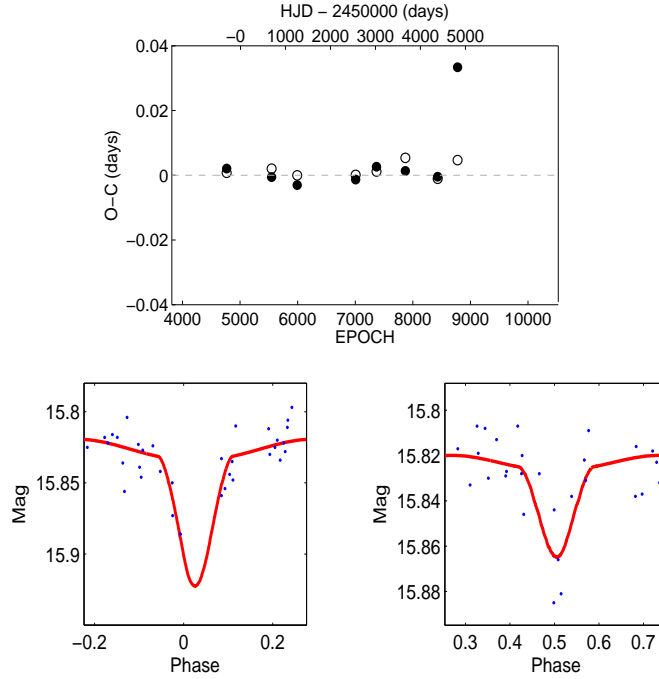
	RA (hhmmss.s)	DEC (ddmmss)	I (mag)	V-I (mag)
VAR	054302,2	-675129	15,841	-0,111
COMP	054310,2	-675222	15,855	-0,315
CHK	054306,8	-674957	15,766	-0,342

Před vytvořením fyzikálního modelu systému byly nejprve pomocí $O - C$ diagramu určeny přesné efemeridy. Světelná křivka systému byla rozdělena do 8 úseků (3 – MACHO, 5 – OGLE III) a každém úseku bylo nalezeno primární a sekundární minimum. $O - C$ diagram pro lineární efemeridy na celém intervalu pozorování

$$HJD = 2443568,0121(59) + 1,28218324(86) \times E \quad (7.12)$$

je na obrázku 7.31 nahoře. Poslední sekundární minimum už má velmi malou hloubku a u primárního minima není vůbec zachycena oblast poklesu (viz obr. 7.31 dole). Proto leží okamžiky minim mimo trend ostatních okamžiků minim v $O - C$ diagramu a tato minima nebyla použita pro určení lineárních efemerid, ani dále při odhadu amplitudy LTE.

Základní model systému byl v PHOEBE vytvořen pro druhý úsek světelné křivky z databáze OGLE III jako oddělený systém. Tento model byl poté použit pro



Obrázek 7.31: *Nahoře*: $O - C$ diagram OGLE-LMC-ECL-23148 pro nejlepší lineární efemeridu na celém intervalu pozorování. *Dole*: Fit odlehlého primárního a sekundárního minima.

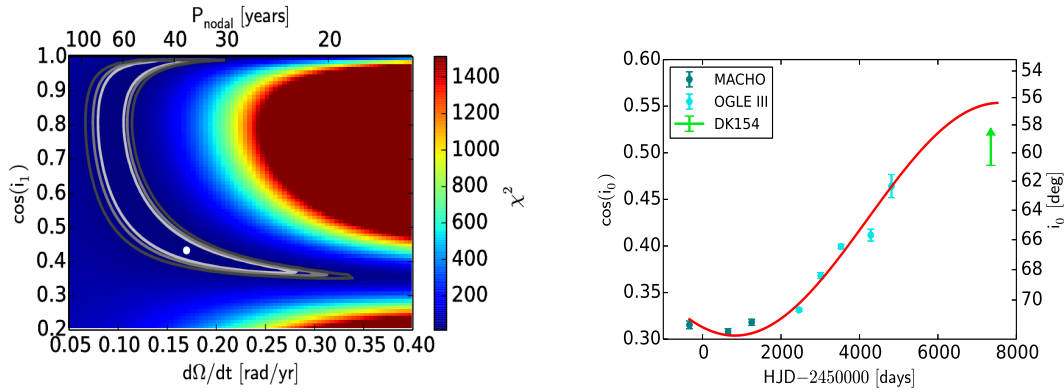
modelování časového vývoje sklonu v rámci ostatních úseků světelné křivky. Bolometrická albeda A_1 , A_2 , koeficienty gravitačního ztemnění g_1 a g_2 a parametry synchronicity $F_{1,2} = 1$ byly pro všechny úseky světelné křivky fixovány na hodnotu 1,0. Poměr hmotností byl nejprve fixován na hodnotu $q = 1$, ale výsledné teploty složek se lišili o 5000 K. Pro zachování konzistence řešení byl odhadnut nový poměr hmotností $q = 0,78$ podle (Graczyk a kol., 2011) a jeho správnost byla ověřena z tabelované závislosti teploty na hmotnosti z tabulek (Pecaut a Mamajek, 2013). V další iteraci se už teplota sekundární složky změnila jen řádově o desítky Kelvinů a poměr hmotností q byl fixován na vypočtené hodnotě. Pro modelování okrajového ztemnění byla použita odmocninná aproximace. Třetí světlo bylo pro všechny datasety fixováno na nulu, protože ani zde nebyl jeho příspěvek do řešení signifikantní. Výsledné řešení světelné křivky je uvedeno v tabulce 7.35 a modely světelných křivek jsou v Příloze 3 na obrázcích P10. Podle našeho modelu je systém zákrytový v rozmezí sklonů vnitřní dráhy přibližně $60^\circ \lesssim i_0 \lesssim 120^\circ$. V době pozorování na dalekohledu DK154 systém měnil jasnost pouze díky elipsoidálním variacím a sklon dráhy byl $i_0 \lesssim 60^\circ$ a to i přes to, že v syntetické světelné křivce velmi mělké zákryty zůstávají patrné (nejlepší χ^2 modelu je pro $i_0 = 60,3^\circ$). Hloubka zákrytů je na úrovni šumu a je zřejmé, že se jedná pouze o numerický efekt.

Na obrázku 7.32 vlevo je projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ podle rovnice 2.14 v prostoru proměnných $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. V případě inverze $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$ vypadají projekce obdobně, pouze jsou obrácená znaménka $\dot{\Omega}$ a $\cos(i_1)$ resp. $\cos(I)$. Výsledky v tabulce 7.36 jsou uvedeny pro obě řešení. Nejlepší řešení je uvedeno v tabulce 7.36 a na obrázku 7.32 vpravo.

Z řešení světelné křivky můžeme odhadnout hmotnosti primární a sekundární

Tabulka 7.35: Řešení světelné křivky OGLE-LMC-ECL-23148.

T_1 (K)	28000 (fixováno)
T_2 (K)	22985
i_0 ($^\circ$)	$< 60,0 - 72,1$
$q = m_0/m_1$	0,78
R_1/a	0,27
R_2/a	0,27
M_{bol1} (mag)	-4,3
M_{bol2} (mag)	-3,4
L_{V1} (%)	58,1
L_{V2} (%)	41,9
L_{R1} (%)	57,6
L_{R2} (%)	42,4
L_{I1} (%)	57,0
L_{I2} (%)	43,0



Obrázek 7.32: OGLE-LMC-ECL-23148. *Vlevo*: Projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ do prostoru $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Stupni šedi jsou vyznačeny konfidenční intervaly 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. Bílý bod označuje nejlepší řešení (tabulka 7.36). Šedou barvou jsou vyznačeny intervaly spolehlivosti 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. *Vpravo*: Fitovaná závislost $\cos(i_0) = f(t)$ podle vztahu 2.14.

Tabulka 7.36: OGLE-LMC-ECL-23148: Orientace orbit a parametry časové závislosti sklonu dráhy vnitřního páru.

t_0 (HJD)	2450831^{+239}_{-507}
P_{nodal} (roky)	38^{+40}_{-15}
$\dot{\Omega}$ (rad/rok)	$0,17^{+0,11}_{-0,08}$
I ($^\circ$) / $\pi - I$ ($^\circ$)	9^{+54}_{-4} / 172^{+4}_{-54}
i_1 ($^\circ$) / $\pi - i_1$ ($^\circ$)	64^{+4}_{-56} / 116^{+56}_{-4}
$i_{2,\text{full}}$ ($^\circ$)	6^{+69}_{-4}
i_3 ($^\circ$) / $i_{3,\text{inv}}$ ($^\circ$)	3^{+59}_{-7} / 165^{+20}_{-19}

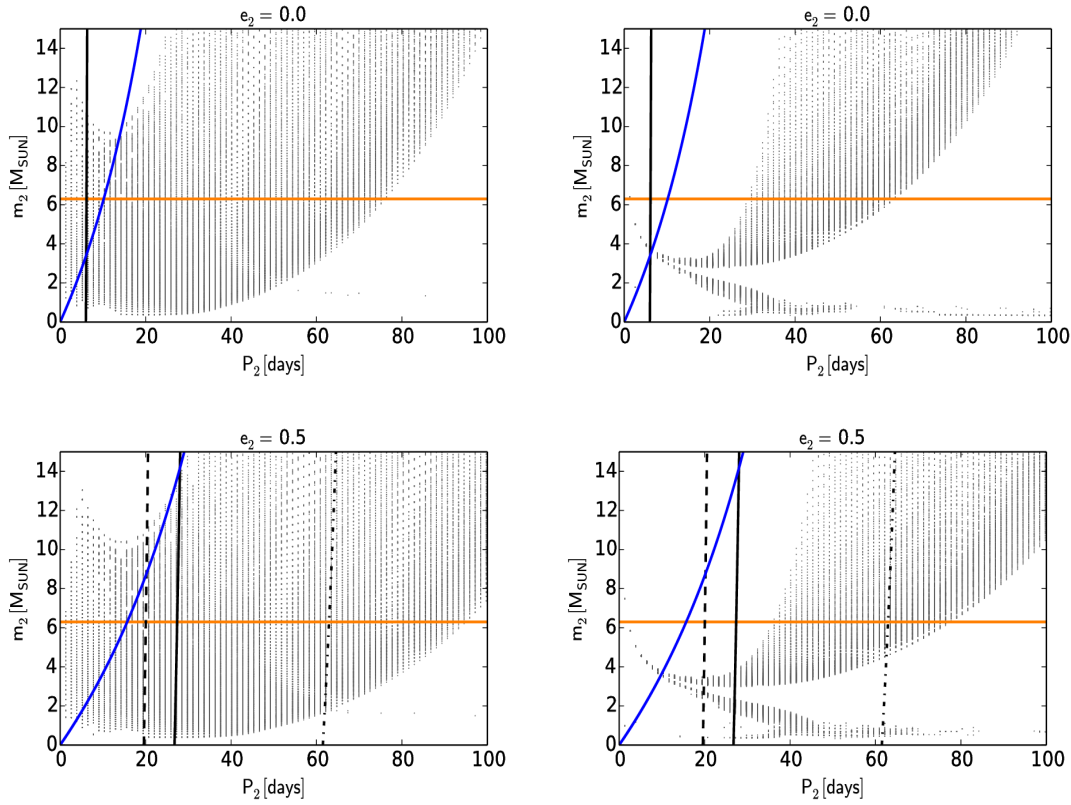
složky na základě tabelované závislosti hmotnosti na teplotě pro hvězdy hlavní posloupnosti Pecaut a Mamajek (2013). Pro primární složku systému tak dostáváme hmotnost přibližně $m_0 \simeq 13,0 M_\odot$ a pro sekundární složku $m_1 \simeq 11,0 M_\odot$.

Na obrázku 7.33 jsou šedou barvou vyznačeny oblasti povolených hodnot m_2 a P_2 , kterých mohou tyto veličiny nabývat pro fitované parametry $\cos(i_1)$, $\cos(I)$, T_0 a Ω s pravděpodobností 68,3%. Tyto závislosti jsou vyneseny pro obě řešení i_1 a I vztahů 2.13.

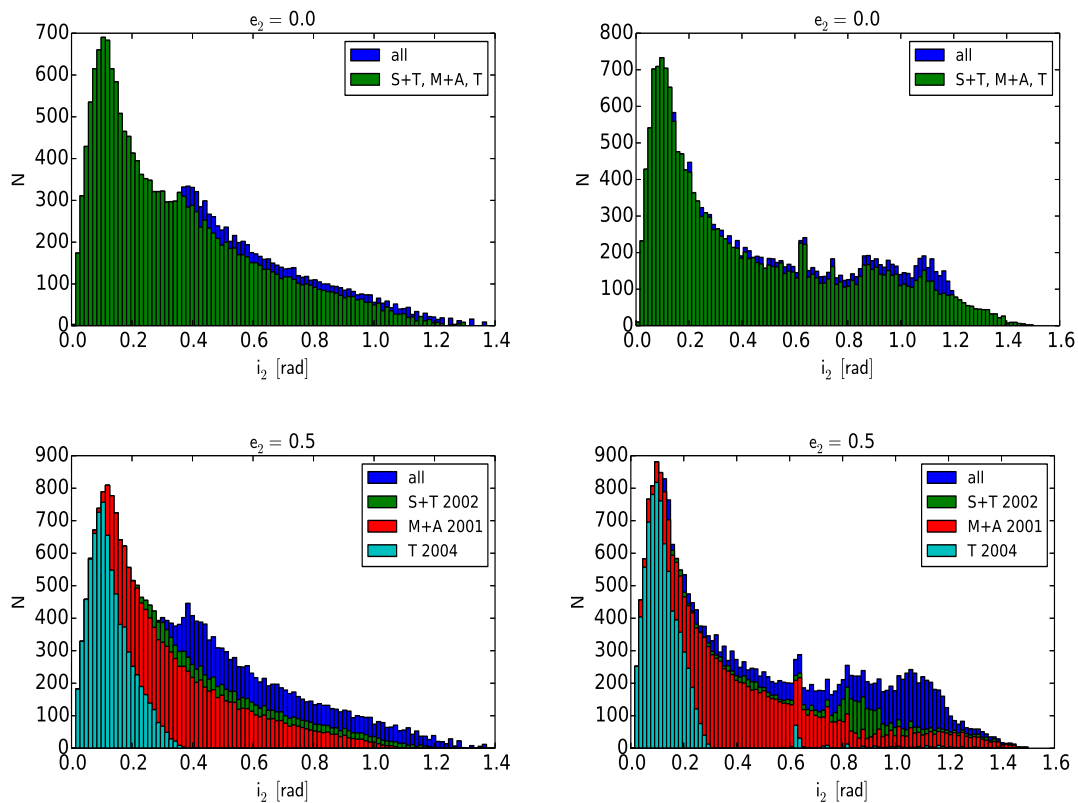
Při řešení světelné křivky nebylo detekováno žádné třetí světlo, což svědčí o tom, že třetí složka má výrazně menší hmotnost než zákrytový pár. Z rozptylu světelných křivek můžeme usuzovat, že by bylo možné odhalit příspěvek třetího světla na úrovni 0,04 magnitudy pro světelné křivky z MACHO R a V a 0,03 magnitudy pro světelné křivky z OGLE III. Z řešení světelných křivek plyne, že luminosita třetí složky musí být $L_3 < 0,07L_1$. Při řešení jsme předpokládali, že primární složka je spektrálního typu B0.5-1V a třetí složka tak musí být sp. typu B2.5V nebo pozdnější a nachází-li se na hlavní posloupnosti, měla by mít hmotnost $m_2 < 6,3M_\odot$ (Pecaut a Mamajek, 2013).

Závislosti 7.33 jsou vyneseny pro výstřednosti vnější dráhy $e_2 = 0$ a $e_2 = 0,5$. Maximální amplituda rychlých změn v důsledku ETVs musí být $A \lesssim 0,004$ dne. Amplituda změn $O - C$ diagramu je pro krátké periody P_2 dominována dynamickými efekty (vztah 2.6), což nám dává další omezení na oblast pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . Pro delší periody P_2 do amplitudy $O - C$ diagramu stále více přispívá klasická složka LTE. Pro odhad jejího příspěvku je však nutné znát sklon dráhy třetí složky i_3 , který můžeme určit pomocí vztahu 2.14 se znalostí úhlu i_2 . Úhel i_2 neznáme, ale je možné jej vypočítat pro každý bod v oblasti pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . Výsledná rozdělení úhlů i_2 jsou na obrázcích 7.34. V tabulce 7.36 je uvedena nejpravděpodobnější hodnota úhlu i_2 spolu s odchylkou odhadnutou z jeho distribuce. Při zahrnutí odchylek je však pro úhel i_3 dovolena situace, kdy $i_3 = 0^\circ$ nebo 180° , což vede na nulovou amplitudu LTE a žádné omezení hmotnosti třetí složky pro dlouhé periody P_2 . Horní mez dovolené periody P_2 je tak dána pouze nepřítomností třetího světla ve světelné křivce.

Díky těmto omezením na periodu a hmotnost třetí složky pro různé možnosti konfigurace orbit můžeme usuzovat, že perioda oběhu třetí složky je pravděpodobně v intervalu $P_2 \in (5, 90)$ dnů. Hmotnost třetí složky je omezena pouze z nepřítomnosti třetího světla ve světelné křivce na $m_2 \lesssim 6,3M_\odot$. Spodní mez periody P_2 daná mezí stability systému závisí na excentricitě. Pokud bychom brali v úvahu empirickou mez stability, dostaneme pro excentricitu $e_2 = 0,5$ omezení $P_2 > 60$ dnů.



Obrázek 7.33: OGLE-LMC-ECL-23148. *Vlevo*: Závislost možných hmotností m_2 na periodě třetí složky P_2 . Šedým tečkováním je vyznačena oblast pravděpodobných hmotností třetí složky. Oranžovou čarou je označena maximální hmotnost m_2 z řešení světelné křivky. Plnou černou čarou je vyznačena mez stability podle (Mardling a Aarseth, 2001), přerušovanou čarou mez podle (Tokovinin a Smekhov, 2002) a čerchovanou čarou mez podle (Tokovinin, 2004). Modrá čára vyznačuje omezení plynoucí z maximální možné amplitudy A_{phys} . *Vpravo*: Stejná závislost pro $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$. Všechny závislosti jsou vykresleny pro $e_2 = 0$ (nahore) a $e_2 = 0,5$ (dole).



Obrázek 7.34: OGLE-LMC-ECL-23148: Distribuce úhlů i_2 pro nejpravděpodobnější hodnoty m_2 a P_2 . Barevně jsou odlišeny distribuce omezené různou mezí stability M+A: (Mardling a Aarseth, 2001), S+T: (Tokovinin a Smekhov, 2002), T: (Tokovinin, 2004). Distribuce jsou vyneseny pro výstřednosti dráhy třetí složky $e_2 = 0,0$ a $e_2 = 0,5$. V levém sloupci jsou distribuce pro původní úhly i_1 a I a v pravém sloupci po inverzi $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$.

7.4 Systémy v naší Galaxii

V této části se věnujeme detailnímu studiu tří systémů se změnou hloubky minima jasnosti v naší Galaxii, které byly nalezeny prohlídkou světelných křivek z databáze ASAS 3. Pro dané systémy byla dohledána archivní data v dostupných databázích a také byla v roce 2015 provedena následná pozorování na dalekohledech FRAM, BOOTES-2 a D65.

Zbylé tři systémy nalezené v databázi ASAS 3 vykazují kromě změn hloubky zákrytů také změny jasnosti v kvadraturách a světelné křivky jsou výrazně asymetrické. Tyto asymetrie jsou navíc časově proměnné, což svědčí o chromosférické aktivitě daných systémů a o vývoji skvrn na jejich povrchu. Studium těchto systémů z hlediska změn sklonu dráhy se v této práci nezabýváme, protože je obtížné odlišit vliv skvrn na světelnou křivku od změn způsobených orbitální precesí. Stručný popis těchto zákrytových dvojhvězd je v části 7.4.4.

7.4.1 ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1)

ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1) je oddělená zákrytová dvojhvězda neznámého spektrálního typu. Teplotu primární složky tak musíme odhadnout z dostupných barevných indexů, které jsou uvedeny v tabulce 7.37. Velikost mezihvězdného zčervenání ve směru k TYC 18-662-1 také není známa a není tak možné zjistit nezčervenalé barevné indexy. Principiálně lze tedy barevné indexy dohledané v literatuře použít pouze jako dolní odhady teploty dominantní složky zákrytového páru. Kromě barevných indexů z (Høg a kol., 2000) a (Ammons a kol., 2006) všechny za předpokladu, že se primární složka systému nachází na hlavní posloupnosti, vedou na spektrální typ K3V až G9V a proto volíme $T_1 = 5200$ K.

Tabulka 7.37: Barevné indexy pro ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1)

Barevný index [mag]	Spodní odhad teploty [K]	Autoři
$(B_T - V_T) = 0,121$	8400	(Høg a kol., 2000)
$(J - H) = 0,479$	4900	(Cutri a kol., 2003)
$(B - V) = 0,834$	5200	(Henden a kol., 2016)
$(B - V) = 0,121$	8400	(Ammons a kol., 2006)
$(V - I) = 1,020$	5200	(Szczygieł a kol., 2008)
$(B - V) = 0,782$	5340	(Pickles a Depagne, 2010)

Z důvodu rozšíření časové základny měření a ověření hypotézy o změně sklonu dráhy zákrytového systému byla v průběhu roku 2015 pořízena řada pozorování na dalekohledu FRAM. Celkem bylo během 22 nocí získáno 1879 použitelných snímků ve fotometrických filtrech BVRI a přehled pozorování je v tabulce 7.38.

Fotometrická redukce byla provedena pomocí softwaru *Muniwin* a jako srovnávací hvězdy pro diferenciální fotometrii byly použity okolní hvězdy podobného spektrálního typu a jasnosti (viz tabulku 7.39). Pro převod diferenciálních měření na absolutní hvězdnou velikost zákrytové dvojhvězdy byl využit katalog (Pickles a Depagne, 2010), ve kterém jsou uvedeny vypočtené hvězdné velikosti ve filtrech B, V a R. Hvězdná velikost srovnávací hvězdy ve filtru I není tabelována a musí

se odhadnout transformací hvězdných velikostí ve SLOANových filtrech r' a i' (Jester a kol., 2005). Takto určené magnitudy však mohou často být dost daleko od skutečné hodnoty a pro zachování homogenity měření ve všech filtrech jsme raději data pořízená ve filtru I z analýzy vyřadili.

Tabulka 7.38: Tabulka pozorování ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1).

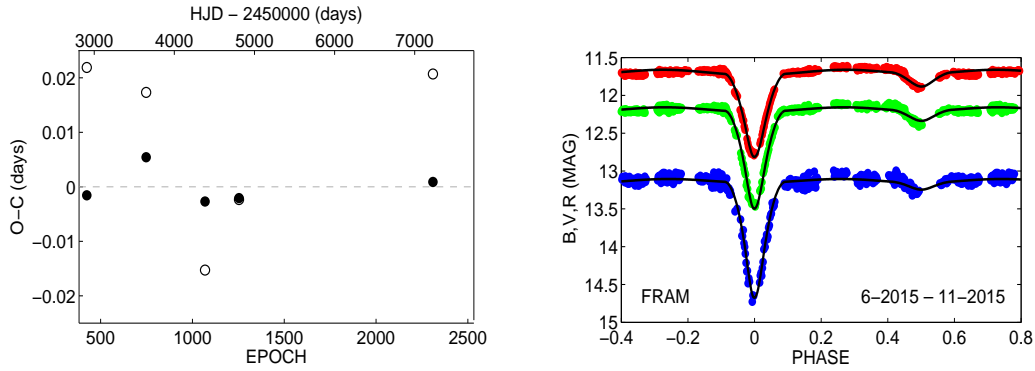
Datum	Délka pozorování (h:mm)	Počet snímků	Dalekohled
25.06.2015	3:30	B(26), V(37), R(41), I(40)	FRAM
28.06.2015	2:40	B(25), V(28), R(28), I(21)	FRAM
29.06.2015	2:15	B(18), V(17), R(16), I(12)	FRAM
04.07.2015	3:15	B(32), V(34), R(34), I(32)	FRAM
07.07.2015	2:10	B(19), V(18), R(19), I(18)	FRAM
18.07.2015	1:40	B(11), V(15), R(14), I(12)	FRAM
19.07.2015	3:20	B(21), V(23), R(24), I(23)	FRAM
20.07.2015	1:00	B(8), V(7), R(9), I(6)	FRAM
21.07.2015	2:00	B(16), V(19), R(17), I(16)	FRAM
22.07.2015	3:40	B(29), V(30), R(29), I(29)	FRAM
23.07.2015	4:00	B(28), V(32), R(29), I(33)	FRAM
24.07.2015	2:40	B(23), V(22), R(21), I(24)	FRAM
26.07.2015	3:25	B(23), V(24), R(27), I(26)	FRAM
30.07.2015	3:00	B(20), V(25), R(17), I(21)	FRAM
07.08.2015	3:45	B(22), V(34), R(22), I(33)	FRAM
09.08.2015	3:30	B(18), V(27), R(25), I(27)	FRAM
18.08.2015	2:20	B(18), V(22), R(22), I(22)	FRAM
21.10.2015	3:00	B(15), V(14), R(21), I(16)	FRAM
01.11.2015	3:00	B(18), V(20), R(27), I(28)	FRAM
13.11.2015	2:20	B(2), V(10), R(14), I(6)	FRAM
24.11.2015	1:15	B(10), V(11), R(12), I(12)	FRAM
28.11.2015	2:20	B(20), V(21), R(20), I(22)	FRAM

Tabulka 7.39: Srovnávací hvězdy ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1) (Cutri a kol., 2003).

	RA (hhmmss,s)	DEC (ddmmss,s)	J (mag)	J-H (mag)
VAR	005841,64	+063057,4	10,561	0,479
COMP	005827,07	+063356,1	10,473	0,492
CHK	005829,54	+063822,0	11,826	0,356

Před vytvořením fyzikálního modelu systému byly nejprve pomocí $O - C$ diagramu určeny přesné efemeridy. Světelná křivka systému byla rozdělena do 5 úseků (4 – ASAS, 1 – FRAM) a každém úseku bylo nalezeno primární a sekundární minimum. Sekundární minima jsou mělká a mají velký rozptyl, proto byly pro určení efemerid použita pouze minima primární. $O - C$ diagram pro lineární efemeridy na celém intervalu pozorování

$$HJD = 2451922,385(11) + 2,2957062(85) \times E \quad (7.13)$$



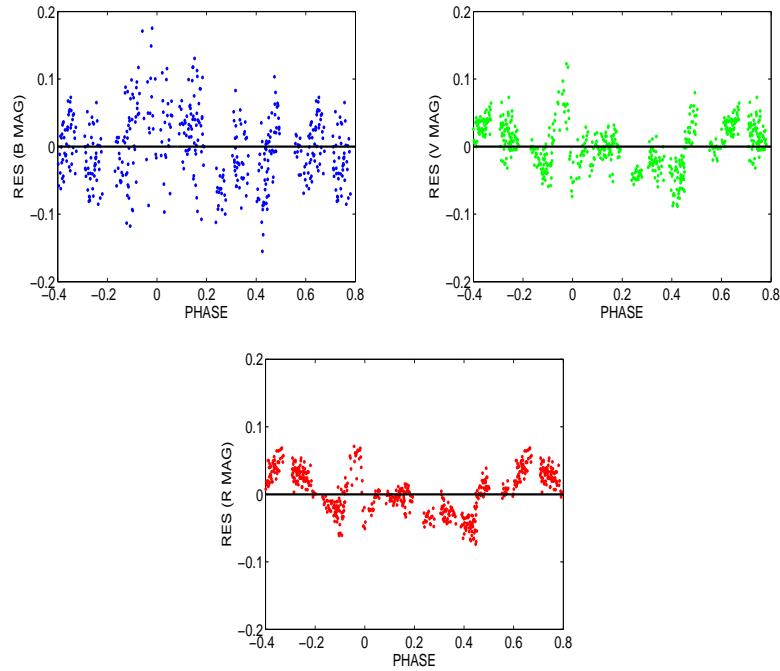
Obrázek 7.35: ASAS 005842+0631.0. *Vlevo*: $O - C$ diagram pro nejlepší lineární efemeridu na celém intervalu pozorování. Mělká sekundární minima nebyla použita pro určení elementů. *Vpravo*: Světelná křivka z pozorování na dalekohledu FRAM.

včetně nejnovějšího měření na dalekohledu FRAM je na obrázku 7.35.

Základní model systému byl v PHOEBE vytvořen pro světelnou křivku pořízenou na dalekohledu FRAM (viz obr. 7.35), jako oddělený systém. Světelné křivky ve všech fotometrických filtrech byly modelovány současně. Toto řešení světelné křivky bylo následně použito pro modelování časového vývoje sklonu v rámci ostatních úseků světelné křivky. Bolometrická albeda A_1 , A_2 byly pro všechny úseky světelné křivky fixovány na hodnotu 0,5 a koeficienty gravitačního ztemnění g_1 , g_2 byly na všech úsecích světelné křivky fixovány na hodnotu 0,32 a parametry synchronicity byly fixovány na $F_{1,2} = 1$. Pro modelování okrajového ztemnění byl použit logaritmický zákon. Na první pohled je ze světelné křivky zřejmé, že jsou obě složky systému velmi rozdílné. Proto byl poměr hmotností nejprve fixován na hodnotu $q = 1$, a s tímto q byl vytvořen předběžný model. Z výsledných teplot složek systému byly odhadnuty jejich hmotnosti a jejich poměr za předpokladu, že se obě složky nachází na hlavní posloupnosti. S tímto poměrem hmotností byl vytvořen model, kde je již q konzistentní s teplotami obou složek. Výsledné řešení světelné křivky je uvedeno v tabulce 7.40 a modely světelných křivek jsou v Příloze 5 na obrázcích P13. Na obrázku 7.36 jsou zobrazena rezidua řešení vlastní světelné křivky, získané pozorováním na dalekohledu FRAM. Světelné křivky ve filtrech V a R vykazují znatelný červený šum a model nepopisuje dobře světelnou křivku ani v oblastech zákrytů, což je pro testování hypotézy o orbitální precesi zcela kritické. Pro zlepšení modelu byl testován příspěvek třetího světla. Postupně byla testována konvergence parametrů modelu se startovními hodnotami třetího světla $L_3 = 1\%$, 5% a 10% , nicméně se ukázalo, že χ^2 modelu se zlepšil v nejlepším případě maximálně o 1% a přesnost modelu v oblasti zákrytů se nezlepšila. Proto byla hodnota třetího světla fixována na hodnotu 0. Výrazný červený šum, patrný zejména v reziduiích světelné křivky ve filtru R a V, může být způsoben přítomností fotosférické skvrny na jedné ze složek systému. Přítomnosti skvrny může také naznačovat vývoj světelné křivky v oblasti sekundárního minima v rámci dat z ASASu. Světelná křivka má však příliš špatnou kvalitu na to, abychom mohli učinit radikální závěry. Je však na místě značná obezřetnost a bez dalších pozorování pravděpodobně nebudeme schopni rozhodnout o fyzikální příčině změny hloubky minim jasnosti.

Tabulka 7.40: Řešení světelné křivky ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1).

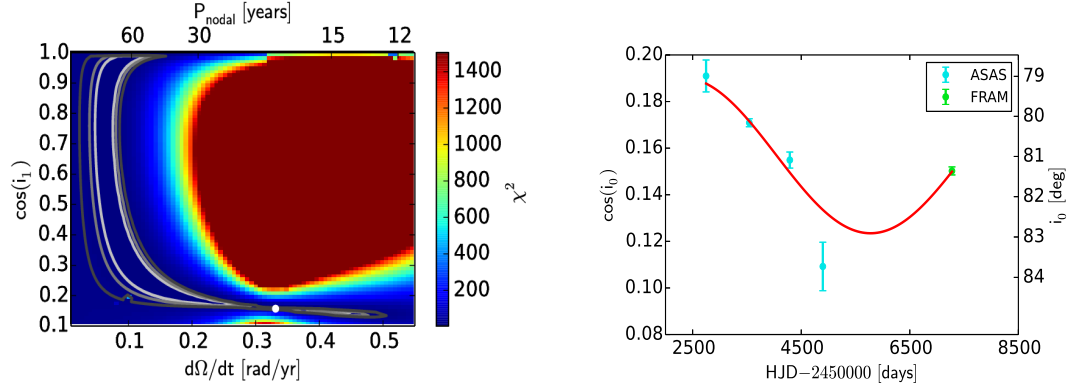
T_1 (K)	5200 (fixováno)
T_2 (K)	3970
i_0 ($^\circ$)	79,0 – 83,7
$q = m_0/m_1$	0,71
R_1/a (R_\odot)	0,24
R_2/a (R_\odot)	0,32
M_{bol1} (mag)	3,4
M_{bol2} (mag)	3,8
L_{B1} (%)	85,4
L_{B2} (%)	14,6
L_{V1} (%)	78,9
L_{V2} (%)	21,1
L_{R1} (%)	72,1
L_{R2} (%)	27,9



Obrázek 7.36: Rezidua modelu světelné křivky ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1) z dalekohledu FRAM ve filter B, V a R.

Na obrázku 7.37 vlevo je projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ podle rovnice 2.14 v prostoru proměnných $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Výsledky v tabulce 7.41 jsou uvedeny pro obě orientace i_1 a I . Nejlepší řešení je uvedeno v tabulce 7.41 a na obrázku 7.37 vpravo. Na obrázcích 7.39 jsou vynesena rozdělení úhlů i_2 pro pravděpodobné hodnoty m_2 a P_2 .

Z řešení světelné křivky za předpokladu modelu polodotykového systému můžeme odhadnout hmotnosti složek zákrytového páru jako $m_0 = 0,86 M_\odot$ a $m_1 = 0,61 M_\odot$ Pecaut a Mamajek (2013). Na obrázku 7.38 jsou šedou barvou vyznačeny oblasti povolených hodnot m_2 a P_2 , kterých mohou tyto veličiny nabývat



Obrázek 7.37: ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1). *Vlevo*: Projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ do prostoru $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Stupni šedi jsou vyznačeny konfidenční intervaly 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. Bílý bod označuje nejlepší řešení (tabulka 7.41). Šedou barvou jsou vyznačeny intervaly spolehlivosti 68,3 %, 90,0 % a 99,0 %. *Vpravo*: Fitovaná závislost $\cos(i_0) = f(t)$ podle vztahu 2.14.

Tabulka 7.41: ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1): Orientace orbit a parametry časové závislosti sklonu dráhy vnitřního páru.

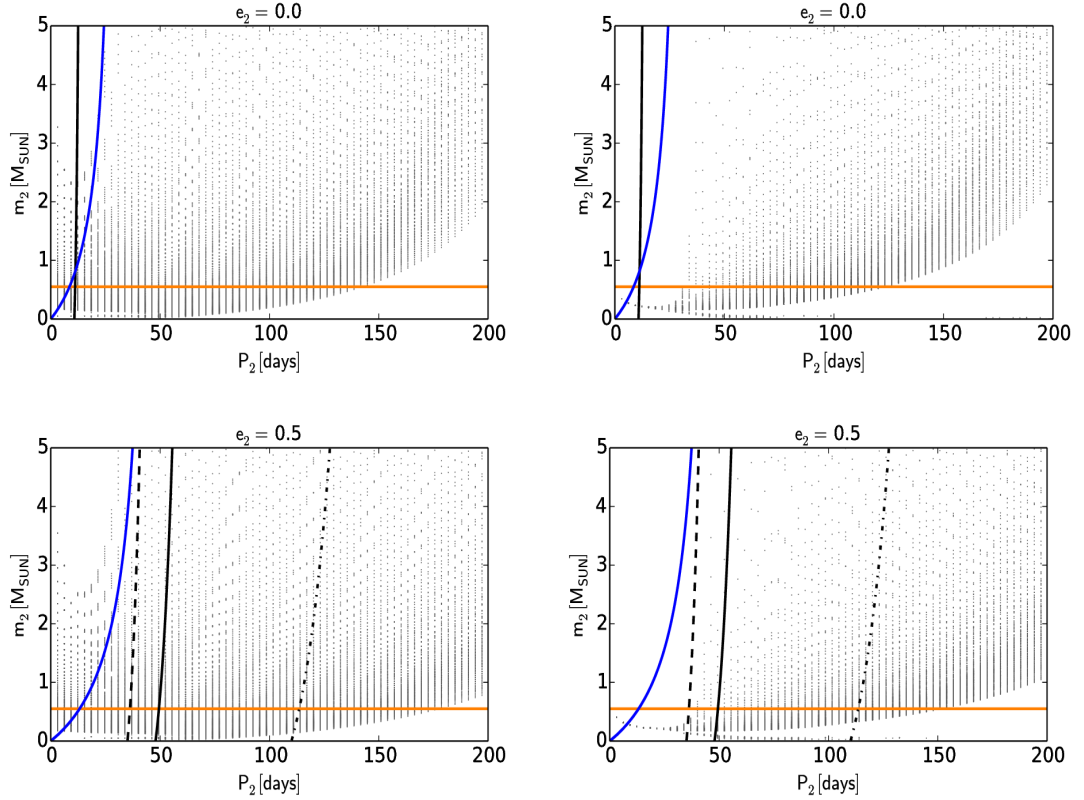
t_0 (HJD)	2455776^{+384}_{-127}
P_{nodal} (roky)	19^{+104}_{-5}
$\dot{\Omega}$ (rad/rok)	$0,33^{+0,11}_{-0,28}$
I ($^\circ$) / $\pi - I$ ($^\circ$)	2^{+71}_{-75} / 178^{+75}_{-71}
i_1 ($^\circ$) / $\pi - i_1$ ($^\circ$)	81^{+1}_{-72} / 99^{+72}_{-1}
$i_{2,\text{full}}$ ($^\circ$)	2^{+69}_{-1}
i_3 ($^\circ$) / $i_{3,\text{inv}}$ ($^\circ$)	3^{+60}_{-56} / 177^{+77}_{-68}

pro fitované parametry $\cos(i_1)$, $\cos(I)$, T_0 a $\dot{\Omega}$ s pravděpodobností 68,3 %. Tyto závislosti jsou vyneseny pro obě řešení i_1 a I vztahů 2.13.

Při řešení světelné křivky nebylo detekováno žádné třetí světlo, což svědčí o tom, že třetí složka má výrazně menší hmotnost než zákrytový pár. Z kvality světelných křivek můžeme usuzovat, že bychom byli schopni odhalit příspěvek třetího světla na úrovni 0,06 magnitudy pro světelnou křivku z dalekohledu FRAM. Z řešení světelných křivek plyne, že luminosita třetí složky musí být $L_3 < 0,1L_1$. Při řešení jsme předpokládali, že primární složka je spektrálního typu K0-1V a třetí složka tak musí být sp. typu M0-1V nebo pozdnější a nachází-li se na hlavní posloupnosti, měla by mít hmotnost $m_2 < 0,55 M_\odot$ (Pecaut a Mamajek, 2013).

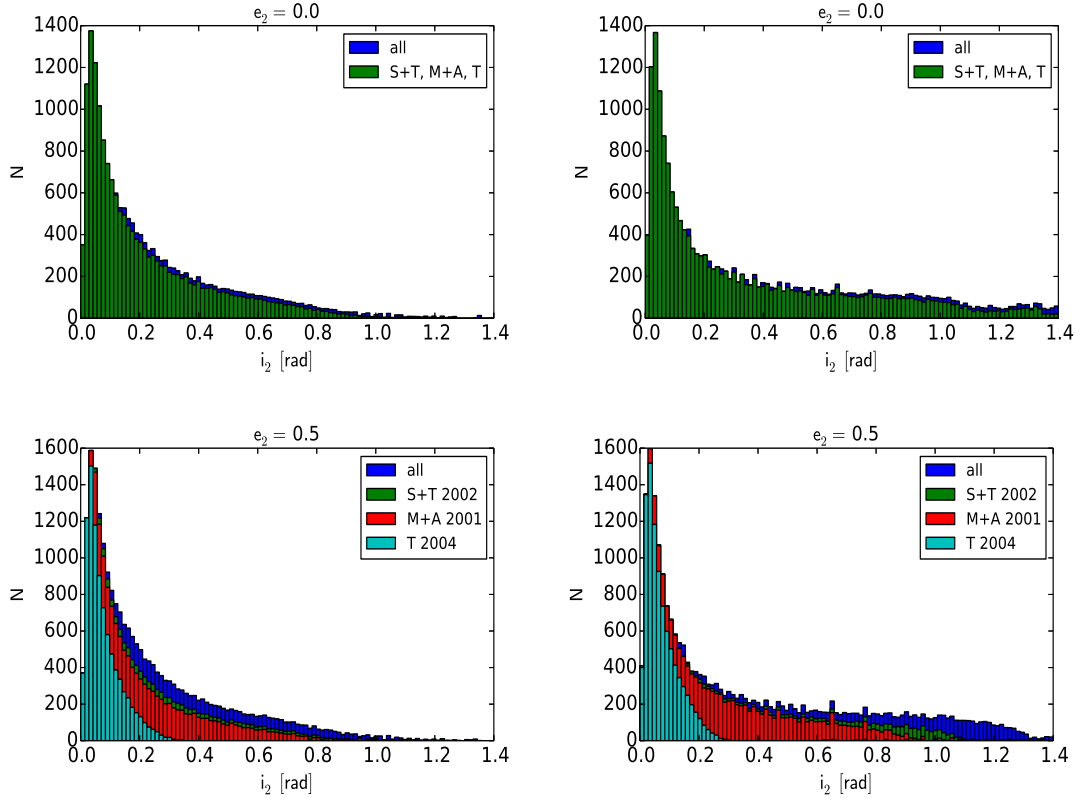
Závislosti 7.38 jsou vyneseny pro výstřednosti vnější dráhy $e_2 = 0$ a $e_2 = 0,5$. Maximální amplituda rychlých změn v důsledku ETVs musí být $A \lesssim 0,005$ dne. Amplituda změn $O - C$ diagramu je pro krátké periody P_2 dominována dynamickými efekty (vztah 2.6), což nám dává další omezení na oblast pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 . Pro delší periody P_2 do amplitudy $O - C$ diagramu stále více přispívá klasická složka LTE, dominantní však začíná být až pro $P_2 > 400$ dnů, což jsou však periody vyloučené z omezení nepřítomnosti třetího světla.

Díky těmto omezením na periodu a hmotnost třetí složky pro různé možnosti konfigurace orbit můžeme usuzovat, že perioda oběhu třetí složky je pravděpo-



Obrázek 7.38: ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1). *Vlevo*: Závislost možných hmotností m_2 na periodě třetí složky P_2 . Šedým tečkováním je vyznačena oblast pravděpodobných hmotností třetí složky. Oranžovou čarou je označena maximální hmotnost m_2 z řešení světelné křivky. Plnou černou čarou je vyznačena mez stability podle (Mardling a Aarseth, 2001), přerušovanou čarou mez podle (Tokovinin a Smekhov, 2002) a čerchovanou čarou mez podle (Tokovinin, 2004). Modrá čára vyznačuje omezení plynoucí z maximální možné amplitudy A_{phys} . *Vpravo*: Stejná závislost pro $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$. Všechny závislosti jsou vykresleny pro $e_2 = 0$ (*nahore*) a $e_2 = 0,5$ (*dole*).

dobně v intervalu $P_2 \in (10, 170)$ dnů. Hmotnost třetí složky je omezena pouze z nepřítomnosti třetího světla ve světelné křivce na $m_2 \lesssim 0,55 M_\odot$. Spodní mez periody P_2 daná mezí stability systému závisí na excentricitě a také na příslušném modelu. Pokud bychom brali v úvahu empirickou mez stability, dostaneme pro excentricitu $e_2 = 0,5$ omezení $P_2 > 60$ dnů. Poznamenejme, že ačkoli se na základě našeho formálního řešení zdá, že se jedná o systém s jednou z nejrychlejších period P_{nodal} , tato perioda je určena se značnou nejistotou. Nejistoty měřených sklonů jsou poměrně velké, měření je málo a amplituda změn je malá. Současně také díky mírné nesymetrii světelné křivky nemůžeme vyloučit přítomnost skvrn na povrchu složek a jejich časový vývoj, který by mohl hloubku minim také ovlivnit. Pečlivé monitorování hloubky minim v následujících letech spolu s měřením $O - C$ hodnot s kadencí alespoň jednoho minima měsíčně, by mělo pomoci rozhodnout o přítomnosti třetí složky a orbitální precesi.



Obrázek 7.39: ASAS 005842+0631.0 (TYC 18-662-1): Distribuce úhlů i_2 pro nejpravděpodobnější hodnoty m_2 a P_2 . Barevně jsou odlišeny distribuce omezené různou mezí stability M+A: (Mardling a Aarseth, 2001), S+T: (Tokovinin a Smekhov, 2002), T: (Tokovinin, 2004). Distribuce jsou vyneseny pro výstřednosti dráhy třetí složky $e_2 = 0,0$ a $e_2 = 0,5$. V levém sloupci jsou distribuce pro původní úhly i_1 a I a v pravém sloupci po inverzi $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$.

7.4.2 ASAS 185803-2007.4 (V1045 Sgr)

V1045 Sgr je oddělený systém, objevený (Uitterdijk, 1949), kde autor určil periodu nepřesně jako 0,6780498 dne. Později se na základě ASAS-3 ukázalo, že je perioda téměř dvojnásobná 1,128349 dne (Pojmanski, 2002). Spektrální typ V1045 Sgr není znám a proto musíme pro analýzu systému nejprve odhadnout teplotu primární složky na základě barevných indexů různých autorů, které jsou uvedeny v tabulce 7.42. Spodní odhady teplot jsou z tabulek (Pecaut a Mamajek, 2013), za předpokladu, že se primární složka systému nachází na hlavní posloupnosti. Hodnota mezihvězdného zčervenání ve směru k V1045 Sgr také není známa a není tak možné zjistit nezčervenalé barevné indexy. Musíme se spolehnout na jednu z hodnot z tabulky 7.42 a jelikož jde o spodní odhady teplot, dáme větší váhu teplejším odhadům. Pro další analýzu volíme $T_1 = 6800$ K.

Pro systém V1045 Sgr jsou dostupná data v databázi OMC, kde dvojhvězda vystupuje pod označením OMC 6290000027, ale data mají špatnou kvalitu a jsou pro naši analýzu nepoužitelná (světelná křivka obsahuje pouze 27 bodů, kde 22 je označeno jako "bad magnitude" a zbylých pět měření je označeno jako "bad centroid"). Na jaře 2015 byla pořízena řada pozorování systému na dalekohledu FRAM a byla sestavena kompletní aktuální světelná křivka. Celkem

Tabulka 7.42: Barevné indexy pro ASAS 185803-2007.4 (V1045 Sgr)

Barevný index [mag]	Spodní odhad teploty [K]	Autoři
$(J - H) = 0,203$	6300	(Cutri a kol., 2003)
$(H - K) = 0,065$	6000	(Cutri a kol., 2003)
$(B - V) = 0,350$	6900	(Zacharias a kol., 2004)
$(B - V) = 0,371$	6800	(Henden a kol., 2016)

bylo během 13 nocí získáno 1399 použitelných snímků ve fotometrických filtrech BVRI a přehled pozorování je v tabulce 7.43. 7" od V1045 Sgr se nachází hvězda 2MASS 18580312-2007333 ($J = 13,94$ mag). Hlavní optický systém na dalekohledu FRAM má rozlišení $\approx 0,9''/\text{px}$ a proto bylo při fotometrickém zpracování nutné důsledně volit aperturu tak, aby nebyl signál V1045 Sgr ovlivněn vedlejší hvězdou. Typicky byla použita apertura o poloměru 5,3 až 7,1 pixelů, v závislosti na seeingu a momentálním zaostření. Jako srovnávací hvězdy pro diferenciální fotometrii byly použity okolní hvězdy podobného spektrálního typu a jasnosti (viz tabulku 7.44). Pro převod diferenciálních měření na absolutní hvězdnou velikost zákrytové dvojhvězdy byl využit katalog (Pickles a Depagne, 2010), ve kterém jsou uvedeny vypočtené hvězdné velikosti ve filtrech B, V a R. Hvězdná velikost srovnávací hvězdy ve filtru I není tabelována a musí se odhadnout transformací hvězdných velikostí ve SLOANových filtrech r' a i' (Jester a kol., 2005). Takto určené magnitudy však mohou často být dost daleko od skutečné hodnoty a pro zachování homogenity měření ve všech filtrech jsme raději data pořízená ve filtru I z analýzy vyřadili.

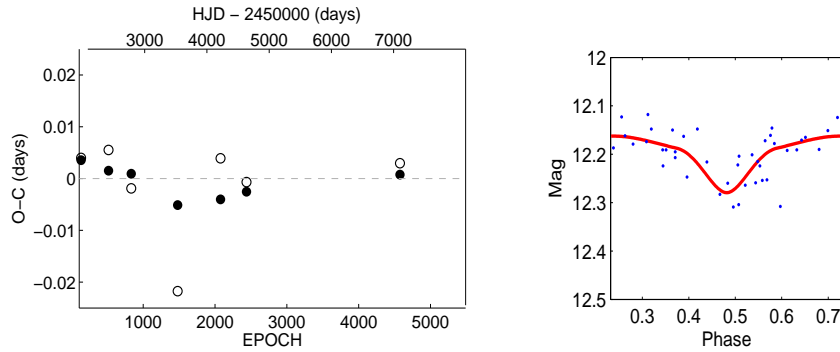
Tabulka 7.43: Tabulka pozorování V1045 Sgr.

Datum	Délka pozorování (h:mm)	Počet snímků	Dalekohled
19.03.2015	0:45	B(7), V(7), R(7), I(7)	FRAM
27.03.2015	1:00	B(7), V(8), R(9), I(8)	FRAM
28.03.2015	3:00	B(25), V(22), R(21), I(20)	FRAM
30.03.2015	1:00	V(25), R(15)	FRAM
31.03.2015	4:20	B(37), V(34), R(38), I(42)	FRAM
01.04.2015	4:20	B(48), V(45), R(42), I(42)	FRAM
12.04.2015	5:00	B(49), V(49), R(50), I(50)	FRAM
13.04.2015	3:20	B(18), V(23), R(23), I(17)	FRAM
20.04.2015	4:00	B(40), R(40), I(14)	FRAM
23.04.2015	1:50	B(19), V(19), R(18), I(15)	FRAM
24.04.2015	4:30	B(27), V(36), R(37), I(37)	FRAM
25.04.2015	5:00	B(47), V(43), R(51), I(50)	FRAM
04.05.2015	5:20	B(51), V(54), R(51), I(57)	FRAM

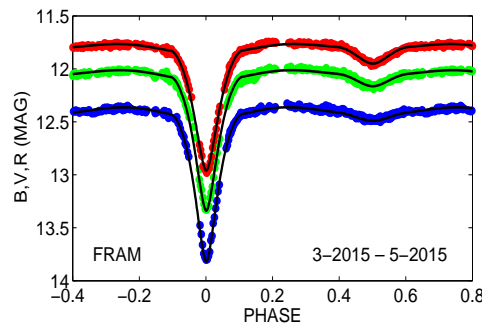
Před vytvořením fyzikálního modelu systému byly nejprve pomocí $O - C$ diagramu určeny přesné efemeridy. Světelná křivka systému byla rozdělena do 7 úseků (6 – ASAS, 1 – FRAM) a každém úseku bylo nalezeno primární a sekundární minimum. $O - C$ diagram pro lineární efemeridy na celém intervalu pozoro-

Tabulka 7.44: Srovnávací hvězdy V1045 Sgr (Cutri a kol., 2003).

	RA (hhmmss,s)	DEC (ddmmss,s)	J (mag)	J-H (mag)
VAR	185803,48	-200728,7	11,425	0,202
COMP	185811,06	-200806,4	10,157	0,167
CHK	185746,18	-200829,0	11,190	0,225



Obrázek 7.40: *Vlevo*: $O - C$ diagram V1045 Sgr pro nejlepší lineární efemeridu na celém intervalu pozorování. *Vpravo*: Fit odlehlého sekundárního minima.



Obrázek 7.41: Světelná křivka V1045 Sgr z dalekohledu FRAM, použitá k vytvoření základního modelu.

rování

$$HJD = 2451963,5781(28) + 1,1283418(12) \times E \quad (7.14)$$

včetně nejnovějšího měření na dalekohledu FRAM je na obrázku 7.40 vlevo. Je vidět, že jedno sekundární minimum má výrazně jinou hodnotu, než odpovídá trendu okolních minim. Na obrázku 7.40 vpravo je vykreslen fit tohoto minima, ze kterého vyplývá, že odlehlá hodnota v $O - C$ diagramu má původ ve velkém rozptylu měření. Z tohoto důvodu toto sekundární minimum nebylo zahrnuto do výpočtu středních lineárních efemerid, ani jej neuvažujeme z hlediska omezení amplitudy LTE.

Základní model systému byl v PHOEBE vytvořen pro světelnou křivku pořízenou na dalekohledu FRAM (viz obr. 7.41), jako oddělený systém. Světelné křivky ve všech fotometrických filtrech byly modelovány současně. Toto řešení světelné křivky bylo následně použito pro modelování časového vývoje sklonu v rámci ostatních úseků světelné křivky. Bolometrická albedá A_1 , A_2 byly pro všechny

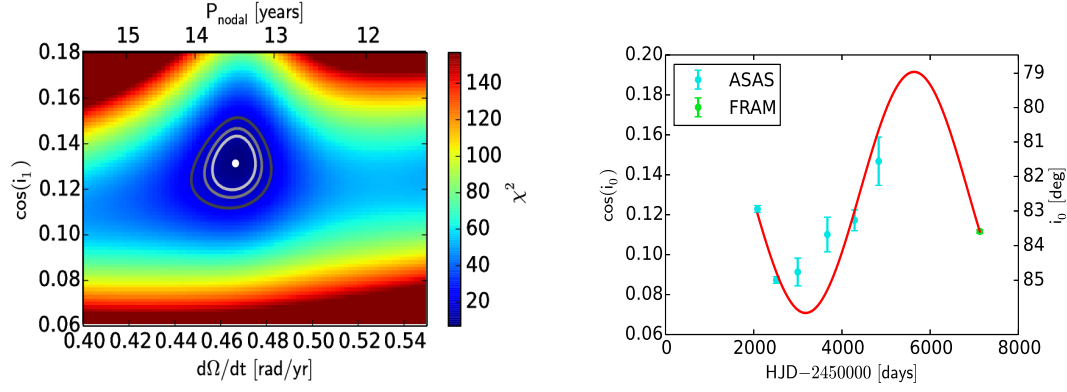
úseky světelné křivky fixovány na hodnotu 0,5 a koeficienty gravitačního ztemnění g_1, g_2 byly na všech úsecích světelné křivky fixovány na hodnotu 0,32 a parametry synchronicity byly fixovány na $F_{1,2} = 1$. Pro modelování okrajového ztemnění byl použit logaritmický zákon. Třetí světlo bylo pro všechny datasety fixováno na nulu, protože nebylo signifikantní v datech z žádné přehlídky. Ze světelné křivky je vidět, že jsou obě složky systému jsou značně rozdílné a proto byl přibližný poměr hmotností určen podobně jako u výše uvedených systémů. Výsledné řešení světelné křivky je uvedeno v tabulce 7.45 a modely světelných křivek jsou v Příloze 5 na obrázcích P12.

Tabulka 7.45: Řešení světelné křivky V1045 Sgr.

T_1 (K)	6800 (fixováno)
T_2 (K)	4392
i_0 (°)	81,6 – 85,0
$q = m_0/m_1$	0,5
R_1/a (R_\odot)	0,33
R_2/a (R_\odot)	0,32
M_{bol1} (mag)	1,4
M_{bol2} (mag)	3,4
L_{B1} (%)	95,8
L_{B2} (%)	4,2
L_{V1} (%)	91,9
L_{V2} (%)	8,1
L_{R1} (%)	87,5
L_{R2} (%)	12,5

Na obrázku 7.42 je projekce fitu závislosti 2.14 v prostoru proměnných $\cos(i_1)$ a $\dot{\Omega}$, kde jsou také vyznačeny konfidenční intervaly fitované závislosti. Nejlepší řešení je uvedeno v tabulce 7.46 a výsledná rozdělení úhlů i_2 pro pravděpodobné hodnoty m_2 a P_2 jsou na obrázcích 7.44. Perioda $P_{\text{nodal}} = 13,5$ let je nejkratší periodou mezi systémy analyzovanými v této práci, a mohlo by se tak jednat o velmi kompaktní systém. Na druhou stranu je nutné přihlídnout k charakteru řešení a povaze vstupních dat, ačkoli je formální odchylka řešení v tabulce 7.46 malá. Měření je málo a navíc je zřejmé, že malá změna i_0 v rámci každého úseku světelné křivky, či změna odchylek, které jsou zde pouze odhadnuty z konvergence řešení v PHOEBE, může vést k podstatným změnám χ^2 v prostoru $\cos(i_1)$ a $\dot{\Omega}$. Změna i_0 je navíc v tomto případě velmi malá a jistě není vyloučeno, že se jedná pouze o instrumentální efekt. Ve snaze dosáhnout co nejlepšího časového rozlišení byla data z databáze ASAS rozdělena na 6 úseků a jak je vidět na obrázcích P12, jednotlivá řešení světelných křivek často stojí jen na několika málo bodech v oblasti zákrytů. Rozhodně proto nemůžeme vyloučit, že pozorovaná periodická změna sklonu dráhy je ve skutečnosti dána pouze přirozeným rozptylem dat.

Z řešení světelné křivky za předpokladu modelu polodotykového systému můžeme odhadnout hmotnosti složek zákrytového páru jako $m_0 = 1,44 M_\odot$ a $m_1 = 0,71 M_\odot$ Pecaat a Mamajek (2013). Na obrázku 7.43 jsou šedou barvou vyznačeny oblasti povolených hodnot m_2 a P_2 , kterých mohou tyto veličiny nabývat pro fitované parametry $\cos(i_1)$, $\cos(I)$, T_0 a $\dot{\Omega}$ s pravděpodobností 68,3%. Tyto závislosti jsou vyneseny pro obě řešení i_1 a I vztahů 2.13.



Obrázek 7.42: ASAS 185803-2007.4 (V1045 Sgr). *Vlevo*: Projekce χ^2 fitu parametrů závislosti $\cos(i_0) = f(t)$ do prostoru $\cos(i_1) - \dot{\Omega}$. Stupni šedi jsou vyznačeny konfidenční intervaly 68,3%, 90,0% a 99,0%. Bílý bod označuje nejlepší řešení (tabulka 7.46). Šedou barvou jsou vyznačeny intervaly spolehlivosti 68,3%, 90,0% a 99,0%. *Vpravo*: Fitovaná závislost $\cos(i_0) = f(t)$ podle vztahu 2.14.

Tabulka 7.46: ASAS 185803-2007.4 (V1045 Sgr): Orientace orbit a parametry časové závislosti sklonu dráhy vnitřního páru.

t_0 (HJD)	2450717^{+130}_{-135}
P_{nodal} (roky)	$13,5^{+0,3}_{-0,2}$
$\dot{\Omega}$ (rad/rok)	$0,467^{+0,008}_{-0,009}$
I ($^\circ$) / $\pi - I$ ($^\circ$)	$-3,5^{+0,7}_{-0,6}$ / $183,5^{+0,6}_{-0,7}$
i_1 ($^\circ$) / $\pi - i_1$ ($^\circ$)	$82,5^{+0,6}_{-0,6}$ / $97,6^{+0,6}_{-0,6}$
$i_{2,\text{full}}$ ($^\circ$) / $i_{2,\text{full,inv}}$ ($^\circ$)	$6,0^{+0,6}_{-3,0}$ / $82^{+0,6}_{-35,0}$
$e_2 = 0,0, i_3$ ($^\circ$) / $i_{3,\text{inv}}$ ($^\circ$)	8^{+2}_{-3} / 105^{+2}_{-82}
$e_2 = 0,5, i_3$ ($^\circ$) / $i_{3,\text{inv}}$ ($^\circ$)	5^{+2}_{-3} / 145^{+2}_{-88}

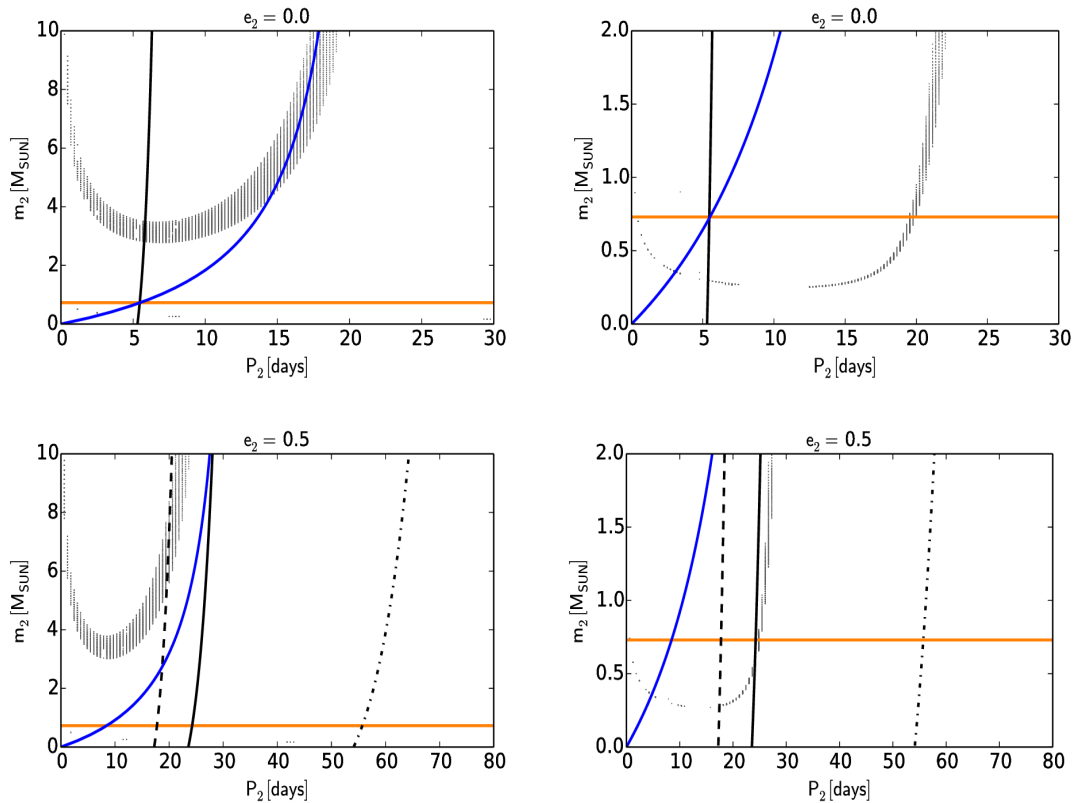
Při řešení světelné křivky nebylo detekováno žádné třetí světlo, což svědčí o tom, že třetí složka má výrazně menší hmotnost než zákrytový pár. Z kvality světelných křivek můžeme usuzovat, že bychom byli schopni odhalit příspěvek třetího světla na úrovni 0,04 magnitudy pro světelnou křivku z dalekohledu FRAM. Z řešení světelných křivek plyne, že luminosita třetí složky musí být $L_3 < 0,04L_1$. Při řešení jsme předpokládali, že primární složka je spektrálního typu F2V a třetí složka tak musí být sp. typu K4V nebo pozdnější a nachází-li se na hlavní posloupnosti, měla by mít hmotnost $m_2 < 0,73 M_\odot$ (Pecaut a Mamajek, 2013).

Závislosti 7.43 jsou vyneseny pro výstřednosti vnější dráhy $e_2 = 0$ a $e_2 = 0,5$. Maximální amplituda rychlých změn v důsledku ETVs musí být $A \lesssim 0,007$ dne. Amplituda změn $O - C$ diagramu je pro krátké periody P_2 dominována dynamickými efekty (vztah 2.6), což nám dává další omezení na oblast pravděpodobných hodnot m_2 a P_2 .

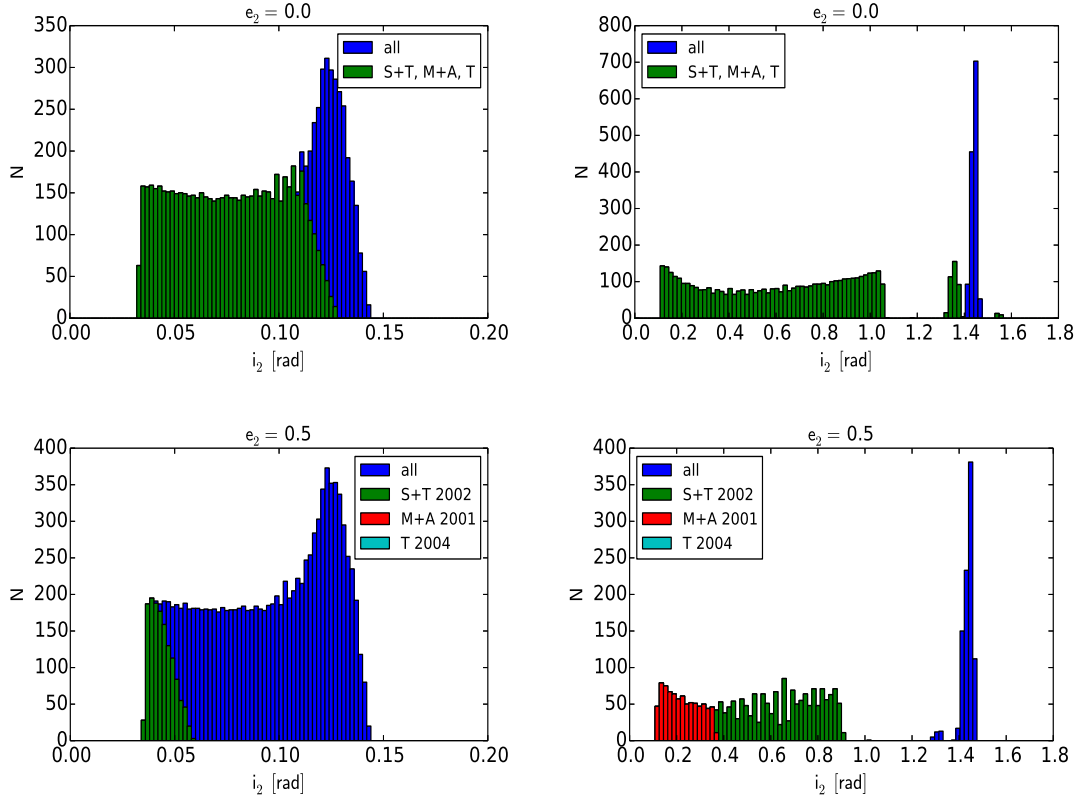
Ukázalo se, že oblast dovolených m_2 a P_2 dovoluje pro případ neinvertované geometrie pouze $m_2 \gtrsim 3 M_\odot$, což by znamenalo, že třetí světlo musí dominovat světelné křivce, jejíž řešení je však s tímto v rozporu. Navíc je pro malé excentricity většina hodnot m_2 a P_2 dovolených modelem orbitální precese vyloučena maximální možnou amplitudou dynamických efektů. Pro velké excentricity pak

hrají významnou roli limity stability. Pro případ inverze geometrie dostáváme dovolenou oblast řešení $P_2 \in (5, 20)$ dnů pro nulovou excentricitu vnější dráhy. V takovém případě by se jednalo o velmi kompaktní systém a jak je vidět z řešení pro $e_2 = 0,5$, v takovém případě systém leží na hranici teoretické meze stability a daleko za empirickou mezí. Z toho můžeme usuzovat, že pokud se skutečně jedná o trojnásobný systém, excentricita vnější dráhy není vysoká.

Poznamenejme, že ačkoli se na základě našeho formálního řešení zdá, že se jedná o systém s nejrychlejší známou periodou P_{nodal} , tato perioda je určena se značnou nejistotou. Data z přehlídky ASAS-3 nemají dostatečnou přesnost a časové rozlišení. Nejistoty měřených sklonů jsou poměrně velké, měření je málo a amplituda změn je také malá. Pečlivé monitorování hloubky minim v následujících letech spolu s měřením $O - C$ hodnot s kadencí alespoň jednoho minima měsíčně, by mělo pomoci rozhodnout o přítomnosti třetí složky a orbitální precesi.



Obrázek 7.43: ASAS 185803-2007.4 (V1045 Sgr). *Vlevo*: Závislost možných hmotností m_2 na periodě třetí složky P_2 . Šedým tečkováním je vyznačena oblast pravděpodobných hmotností třetí složky. Oranžovou čarou je označena maximální hmotnost m_2 z řešení světelné křivky. Plnou černou čarou je vyznačena mez stability podle (Mardling a Aarseth, 2001), přerušovanou čarou mez podle (Tokovinin a Smekhov, 2002) a čerchovanou čarou mez podle (Tokovinin, 2004). HModrá čára vyznačuje omezení plynoucí z maximální možné amplitudy A_{phys} . *Vpravo*: Stejná závislost pro $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$. Všechny závislosti jsou vykresleny pro $e_2 = 0$ (*nahoře*) a $e_2 = 0,5$ (*dole*). Některá omezení daná LTE v grafech chybí z toho důvodu, že v intervalu dovolených orientací i_3 se nachází také 0 či 180° .



Obrázek 7.44: ASAS 185803-2007.4 (V1045 Sgr). Distribuce úhlů i_2 pro nejpravděpodobnější hodnoty m_2 a P_2 . Barevně jsou odlišeny distribuce omezené různou mezí stability M+A: (Mardling a Aarseth, 2001), S+T: (Tokovinin a Smekhov, 2002), T: (Tokovinin, 2004). Distribuce jsou vyneseny pro výstřednosti dráhy třetí složky $e_2 = 0,0$ a $e_2 = 0,5$. V levém sloupci jsou distribuce pro původní úhly i_1 a v pravém sloupci po inverzi $i_1 \rightarrow \pi - i_1$ a $I \rightarrow \pi - I$.

7.4.3 V0476 Aql (ASAS 184848+0708.8)

V0476 Aql je zákrytová dvojhvězda typu W UMa (Alfonso-Garzón a kol., 2012; Watson, 2006) a její spektrální typ není znám. Proto musíme nejprve odhadnout teplotu primární složky na základě barevných indexů různých autorů, které jsou uvedeny v tabulce 7.47. Spodní odhady teplot jsou z tabulek (Pecaut a Mamajek, 2013), za předpokladu, že se primární složka systému nachází na hlavní posloupnosti. Velikost mezihvězdného zčervenání ve směru k V0476 Aql také není známa a není tak možné zjistit nezčervenalé barevné indexy. Musíme se spolehnout odhad podle hodnot v tabulce 7.47 a protože jde o spodní odhady teplot, dáme větší váhu teplejším odhadům. Pro další analýzu odhadujeme spektrální typ primární složky jako G1V a teplotu $T_1 = 6000$ K.

Kromě přehledky ASAS, která obsahuje pouze značně zašumělá fotometrická data pro tuto hvězdu, existuje také kvalitní měření experimentu OMC, která pokrývá období 2002–2008 a dvojhvězda je označena jako OMC046000022. Data experimentu OMC jsou kalibrována na fotometrický filtr V. Při manipulaci s daty z OMC je třeba dávat pozor na formát časových značek jednotlivých měření, které jsou tzv. $BARYTIME = BJD(TT) - 2451544,5$, kde TT je terestrický čas. Tuto hodnotu je nejprve nutné pečlivě převést na $BJD(UTC)$ odečtením

Tabulka 7.47: Barevné indexy pro ASAS 184848+0708.8 (V0476 Aql)

Barevný index [mag]	Spodní odhad teploty [K]	Autoři
$(J - H) = 0,267$	5880	(Cutri a kol., 2003)
$(V - I) = 0,987$	4900	(Droege a kol., 2006)
$(B - V) = 0,290$	7200	(Zacharias a kol., 2004)
$(V - R) = 0,820$	4050	(Zacharias a kol., 2004)
$(B - V) = 0,735$	5490	(Henden a kol., 2016)

příslušného počtu přestupných sekund pro každý úsek pozorování. Další archivní data která se podařilo dohledat k tomuto systému, jsou součástí přehlídky NSVS (Northern Sky Variability Survey). Data z tohoto zdroje jsou nefiltrovaná, ale průběh spektrální odezvy CCD čipu je nejvíce podobný fotometrickému filtru R (Woźniak a kol., 2004b).

Na jaře 2015 byla pozorována kompletní světelná křivka dalekohledem BOOTES-2 ve Sloanových fotometrických filtrech g' , r' , i' . Celkem bylo během 11 nocí získáno 784 snímků a přehled pozorování je v tabulce 7.48. Fotometrická redukce dat byla provedena v programu *Muniwin* s použitím apertury 6 pixelů. Jako srovnávací hvězdy pro diferenciální fotometrii byly použity okolní hvězdy podobného spektrálního typu a jasnosti (viz tabulku 7.49). Pro převod diferenciálních měření na absolutní hvězdnou velikost zákrytové dvojhvězdy byla využita přehlídka (Henden a kol., 2016), kde jsou uvedeny hvězdné velikosti srovnávací hvězdy ve filtrech g' , r' a i' .

Na podzim 2015 byla pořízena také řada pozorování v Johnsonových fotometrických filtrech BVRI dalekohledem D65 v Ondřejově. V rámci těchto pozorování bylo zachyceno primární minimum. Celkem bylo během 6 nocí získáno 581 snímků (viz tabulka 7.48). Fotometrická redukce dat byla provedena v programu *Muniwin* s použitím apertury 7 pixelů. Jako srovnávací byly použity stejné hvězdy jako v případě pozorování na dalekohledu BOOTES-2 (tabulka 7.49). Pro převod diferenciálních měření na absolutní hvězdnou velikost zákrytové dvojhvězdy byla využita přehlídka (Henden a kol., 2016), kde jsou uvedeny hvězdné velikosti srovnávací hvězdy ve filtrech B a V. Pro získání hvězdných velikostí srovnávací hvězdy ve filtrech R a I by bylo nutné provést převod z jiných fotometrických systémů, či použít data z jiných přehlídek. Pro zachování homogenity našich dat jsme raději data v těchto dvou filtrech nezahrnuli do další analýzy.

Před vytvořením fyzikálního modelu systému byly nejprve pomocí $O - C$ diagramu určeny přesné efemeridy. Světelná křivka systému byla rozdělena do 11 úseků (3 – ASAS, 1 – NSVS, 5 – OMC, 1 – BOOTES-2, 1 – D65) a každém úseku bylo nalezeno primární a sekundární minimum. $O - C$ diagram pro lineární efemeridy na celém intervalu pozorování

$$HJD = 2454338,57332(99) + 0,62468492(40) \times E \quad (7.15)$$

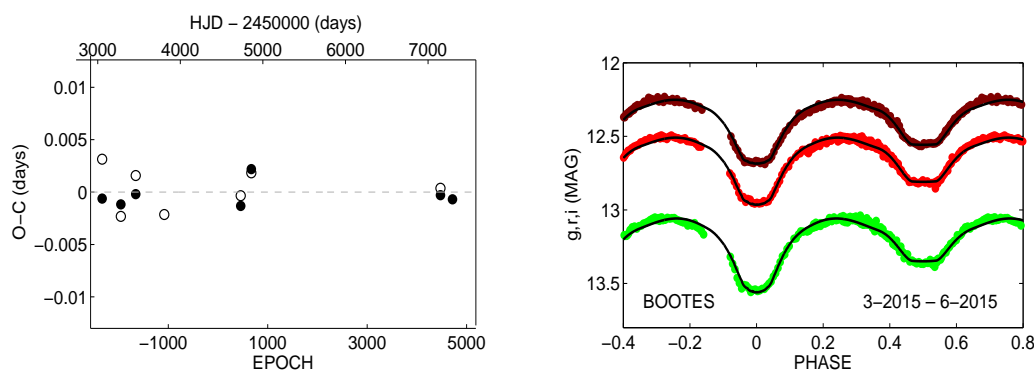
včetně nejnovějších měření na dalekohledech D65 a BOOTES-2 je na obrázku 7.45 vlevo, kde však nejsou vynesena minima změřená na úsecích dat s velkým rozptylem, která nebyla použita ani pro stanovení výsledných elementů. Pro určení elementů byla vyřazena minima získaná z databáze NSVS, některá minima z ASAS-3 a jedno minimum z OMC. Sekundární minimum z dalekohledu

Tabulka 7.48: Tabulka pozorování V0476 Aql.

Datum	Délka pozorování (h:mm)	Počet snímků	Dalekohled
08.03.2015	2:50	r'(55)	BOOTES-2
13.03.2015	3:30	g'(29), r'(34), i'(33)	BOOTES-2
16.03.2015	2:15	g'(23), r'(20), i'(20)	BOOTES-2
25.03.2015	1:50	g'(18), r'(18), i'(18)	BOOTES-2
27.03.2015	2:00	g'(20), r'(18), i'(9)	BOOTES-2
19.04.2015	2:50	g'(29), r'(28), i'(22)	BOOTES-2
20.03.2015	4:30	g'(39), r'(43), i'(42)	BOOTES-2
01.05.2015	1:00	g'(11), r'(11), i'(11)	BOOTES-2
02.05.2015	4:50	g'(43), r'(47), i'(48)	BOOTES-2
12.06.2015	3:15	g'(32), r'(32), i'(31)	BOOTES-2
29.08.2015	2:30	B(5), V(6), R(4), I(6)	D65
31.08.2015	3:30	B(13), V(16), R(23), I(21)	D65
10.09.2015	3:00	B(26), V(26), R(25), I(17)	D65
19.09.2015	2:50	B(26), V(29), R(29), I(17)	D65
25.09.2015	2:50	B(24), V(28), R(27), I(18)	D65
02.10.2015	3:20	B(51), V(47), R(50), I(47)	D65

Tabulka 7.49: Srovnávací hvězdy V0476 Aql (Henden a kol., 2016).

	RA (hhmmss,s)	DEC (ddmmss,s)	V (mag)	B-V (mag)	g' (mag)	r' (mag)	i' (mag)
VAR	184848,6	+070849,0	12,863	0,735	13,214	12,640	12,428
COMP	184838,9	+070823,2	13,493	0,691	13,822	13,285	13,017
CHK	184859,9	+070912,3	11,679	0,415	11,849	11,622	11,527



Obrázek 7.45: V0476 Aql (ASAS 184848+0708.8). Vlevo: $O - C$ diagram pro nejlepší lineární efemeridu na celém intervalu pozorování. Vpravo: Světelná křivka V0476 Aql z dalekohledu BOOTES-2, použitá k vytvoření základního modelu.

D65 nebylo změřeno. Všechny světelné křivky je možné nahlédnout v Příloze 5 na obrázcích P14.

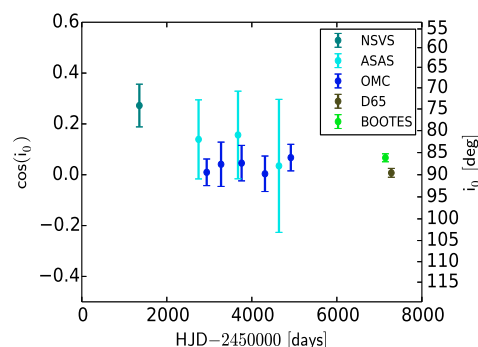
Základní model systému byl v PHOEBE vytvořen pro světelnou křivku pořizenou na dalekohledu BOOTES-2 (viz obr. 7.45 vpravo), jako kontaktní systém. Světelné křivky ve všech fotometrických filtrech byly modelovány současně.

Toto řešení světelné křivky bylo následně použito pro modelování časového vývoje sklonu v rámci ostatních úseků světelné křivky. Bolometrická albeda A_1 , A_2 byly pro všechny úseky světelné křivky fixovány na hodnotu 0,5 a koeficienty gravitačního ztemnění g_1 , g_2 byly na všech úsecích světelné křivky fixovány na hodnotu 0,32 a parametry synchronicity byly fixovány na $F_{1,2} = 1$. Pro modelování okrajového ztemnění byl použit logaritmický zákon. Třetí světlo bylo pro všechny datasety fixováno na nulu. V případě kontaktních systémů s úplnými zákryty existuje strmá závislost amplitudy světelné křivky na poměru hmotností, který je možné konvergovat při řešení světelné křivky (Wilson, 1978). V případě, kdy mají obě složky kontaktního systému přibližně stejné hmotnosti, má světelná křivka velkou amplitudu a naopak (např. Terrell a Wilson, 2005). Protože sekundární minimum je ploché a má menší hloubku než primární minimum, je hvězda zakrytá během primárního minima větší a hmotnější než druhá složka. V0476 Aql je tedy EW typ A a je možné očekávat nízkou hodnotu q . Výsledné řešení světelné křivky je uvedeno v tabulce 7.50 a modely světelných křivek jsou v Příloze 5 na obrázcích P14.

Tabulka 7.50: Řešení světelné křivky V0476 Aql.

T_1 (K)	6000 (fixováno)
T_2 (K)	5450
i_0 (°)	86,2 (BOOTES-2)
$q = m_0/m_1$	0,24
R_1/a (R_\odot)	0,51
R_2/a (R_\odot)	0,26
M_{bol1} (mag)	1,1
M_{bol2} (mag)	2,9
L_{B1} (%)	87,4
L_{B2} (%)	12,6
L_{V1} (%)	85,5
L_{V2} (%)	14,5
L_{R1} (%)	84,2
L_{R2} (%)	15,8
L_{r1} (%)	85,6
L_{r2} (%)	14,4
L_{g1} (%)	88,0
L_{g2} (%)	12,0
L_{i1} (%)	84,5
L_{i2} (%)	15,5

Na obrázku 7.46 je časová závislost sklonu dráhy kontaktní dvojhvězdy. Je zřejmé, že potenciální změna sklonu je zcela v rámci nejistot a můžeme tak uzavřít, že sklon dráhy se nemění a detekce byla falešně pozitivní. Změna amplitudy světelné křivky v datech z databáze ASAS v Příloze 2 na obrázku P2 je pravděpodobně způsobena pouze rostoucím rozptylem, což je vidět i na zřazovaných světelných křivkách na obrázku P14 v Příloze 5. Data z experimentu OMC, která jsou přesnější než data z ASASu jednoznačně ukazují, že sklon dráhy dvojhvězdy je konstantní a jsou ve shodě i s výsledky pozorování dalekohledy D65 a BOOTES-2.

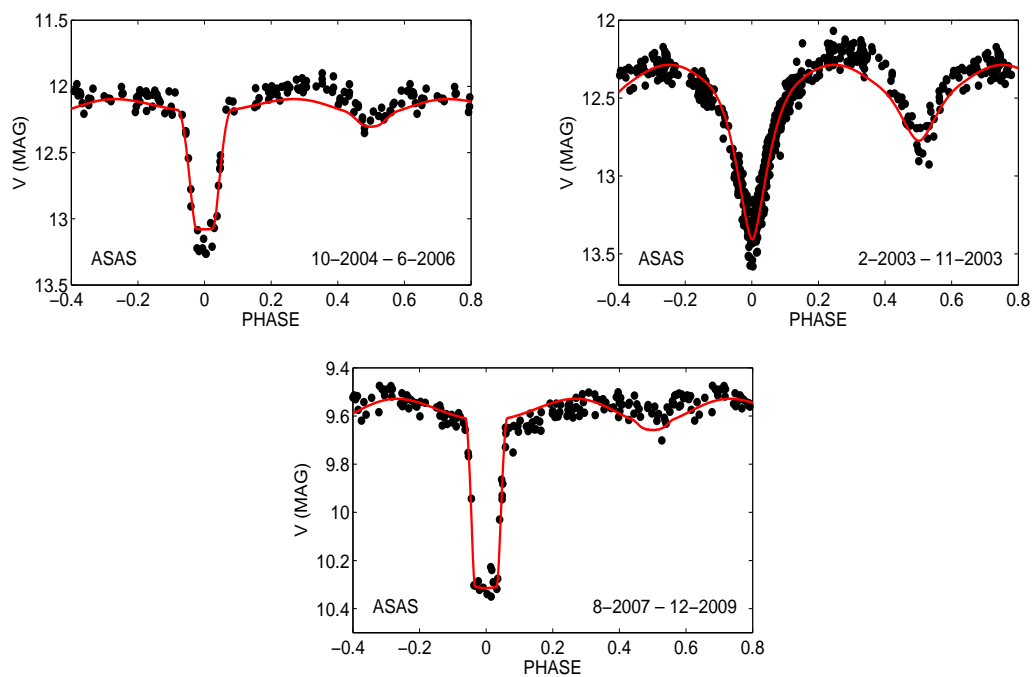


Obrázek 7.46: ASAS 184848+0708.8 (V0476 Aql). Časová závislost sklonu dráhy dvojhvězdy.

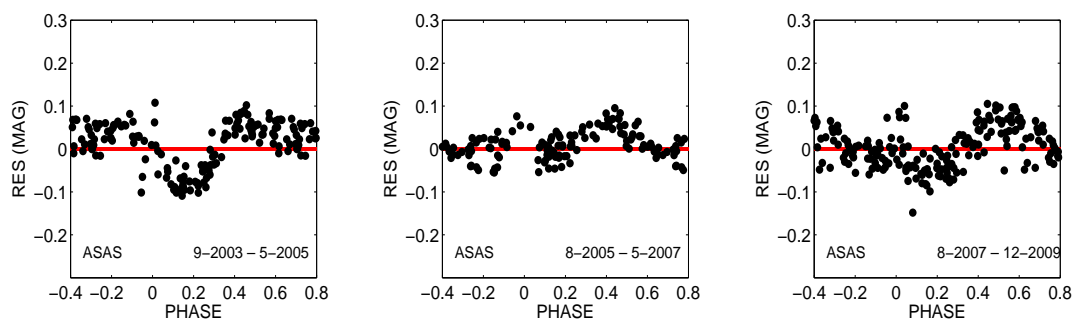
7.4.4 Ostatní systémy z databáze ASAS-3

ASAS 083320-1350.6, ASAS 182429-3225.6 (V3254 Sgr) a ASAS 0703180544.3 (VV Mon) byly našimi algoritmy vyhodnoceny jako systémy vykazující pomalé změny hloubky minim (viz obr. P2 v Příloze 2), nicméně pečlivá prohlídka světelných křivek a vytvoření předběžných modelů ukázalo, že jsou světelné křivky mimo oblasti zákrytů nesymetrické a tyto nesymetrie jsou časově proměnné, což svědčí o přítomnosti skvrn na povrchu nejméně na jedné ze složek dvojhvězdy. VV Mon je dokonce v databázi Simbad vedena jako chromosféricky aktivní proměnná typu RS CVn. Na obrázku 7.47 jsou zobrazeny světelné křivky těchto systémů s předběžným modelem bez fotosférických skvrn. Skvrny bychom museli do našich modelů zahrnout jako čtyři další časově závislé parametry (dvě souřadnice skvrny na povrchu, poloměr a teplota skvrny) pro každou skvrnu, které navíc podobně jako změna sklonu dráhy také mohou ovlivnit hloubku zákrytů. Vzhledem ke špatné kvalitě vstupních dat považujeme za velmi obtížné odlišit oba efekty a těmito systémy se dále nezabýváme.

Na obrázku 7.48 jsou zobrazena rezidua předběžného modelu VV Mon, který neobsahuje fotosférickou skvrnu pro tři úseky světelné křivky z databáze ASAS 3, na kterých je vidět časový vývoj nesymetrie světelné křivky. V3254 Sgr je polodotykový systém, kde zůstává hloubka sekundárního minima téměř konstantní, ale hloubka primárního minima se výrazně mění. Ačkoli je možné formálně vytvořit model, kde bude změna hloubky primárního minima způsobena změnou sklonu a vhodně umístěná, časově proměnná jasná skvrna bude zároveň zachovávat hloubku sekundárního minima, relevance takového modelu by byla přinejmenším sporná, protože stejného výsledku lze dosáhnout pomocí několika časově proměnných skvrn na povrchu složek.



Obrázek 7.47: Světelné křivky ASAS 083320-1350.6 (vlevo nahoře), V3254 Sgr (vpravo nahoře) a VV Mon (dole).



Obrázek 7.48: Rezidua modelu zákrytové dvojhvězdy VV Mon bez skvrn na povrchu složek.

8. Shrnutí výsledků a diskuze

V této kapitole podáváme přehled dosažených výsledků a uvádíme je do kontextu ostatních prací.

Cílem první části práce bylo nalezení co největšího množství nových systémů se změnou sklonu. Aplikací dvou metod pro detekci zákrytových dvojhvězd s lineární změnou amplitudy světelné křivky bylo nalezeno celkem 47 vážných kandidátů (z toho 33 dosud neznámých) v databázi OGLE-III a 6 kandidátů v databázi ASAS 3. Ukázalo se, že Metoda 1 je robustní vůči odlehlým bodům ve světelné křivce, protože tyto se s větší pravděpodobností nachází mimo oblast zákrytů, kterou se prokládá vhodný matematický model. Metoda 2 naopak dává lepší výsledky v případech, kdy se mění perioda systému a díky tomu je zdeformovaná fázová křivka a proložení Fourierovou řadou, nutné pro aplikaci Metody 1, není optimální. Metoda 1 také selhává v případech zákrytových dvojhvězd s dlouhými periodami oběhu, kdy oblast zákrytů tvoří jen krátký úsek světelné křivky. V takových případech se v syntetické světelné křivce Fourierova modelu objevuje více minim a oblast zákrytu se často nevymezí správně. Z těchto důvodů byly všechny světelné křivky prohledány oběma metodami, které se tak vhodně doplňují.

Naše metodika byla omezená pouze na nalezení lineárních změn amplitudy na časové škále pozorování dané přehlídky. Prohlídka světelných křivek ale ukázala, že v případě databáze OGLE-III mají světelné křivky tak dobrou kvalitu, že by bylo možné algoritmy zdokonalit a pokusit se nalézt systémy s rychlejší změnou sklonu, kdy časová závislost sklonu půjde modelovat polynomem alespoň druhého stupně. Takové rozšíření je vhodným námětem na pokračování této práce.

Pro deset vybraných systémů podezřelých ze změny sklonu byla v rámci této práce pořízena další fotometrická měření na dalekohledech DK154, FRAM, BOOTES-2 a D65. Pro účely dávkového zpracování dat z dalekohledu DK154 byla vyvinuta sada skriptů v programovacím jazyce Python 2.7, které umožňují kompletní semiautomatickou redukci vstupních dat metodami aperturní a profilové fotometrie. Metoda určování lokálního pozadí a určování standardních odchylek měření v tomto softwarovém balíku byla implementována stejně jako je tomu u softwaru Muniwin pro zachování co největší homogenity zpracovaných dat. Ačkoli je hustota hvězd v pozorovaných oblastech v LMC velmi vysoká, nebylo při zpracování zaznamenáno zlepšení výsledků při použití metod profilové, oproti aperturní fotometrii (viz obrázek 6.1). V době psaní této práce však nebyl kód provádějící profilovou fotometrii zcela kompletní a uvedenou skutečnost je nutné prozkoumat pečlivěji. Je pravděpodobné, že správné nastavení řady netriviálních parametrů funkcí IRAFu povede ke zvýšení přesnosti profilové fotometrie. Přípravovaný programový balík bude dále vyvíjen a používán pro automatizaci zpracování dat v dalších pozorovacích sezónách na dalekohledu DK154.

Modelováním časového vývoje hloubky zákrytů ve světelných křivkách deseti vybraných zákrytových dvojhvězd jsme dokázali stanovit jistá omezení na vlastnosti třetí složky v systému a shrnutí našich výsledků je uvedeno v tabulce 8.1. Ukázalo se, že ačkoli je teoreticky možné určit geometrii orbit v systému, pro přesné stanovení příslušných úhlů je nutné mít data s delší časovou základnou, než jsme měli k dispozici. Ani dohledání archivních dat a rozšíření časové základny v některých případech na více než 15 let pozorování nebylo dostatečné

pro dosažení přesného modelu konfigurace orbit a určení periody stáčení uzlové přímky. V mnoha případech je model tak špatně omezený, že jsme obdrželi efektivně pouze dolní mez na P_{nodal} . I tak ale můžeme říct, že náš vzorek zřejmě patří mezi systémy s nejkratšími periodami P_{nodal} a to i ve srovnání se vzorkem kompaktních systémů pozorovaných družicí Kepler (viz tabulky 2.2, 2.1 a 8.1).

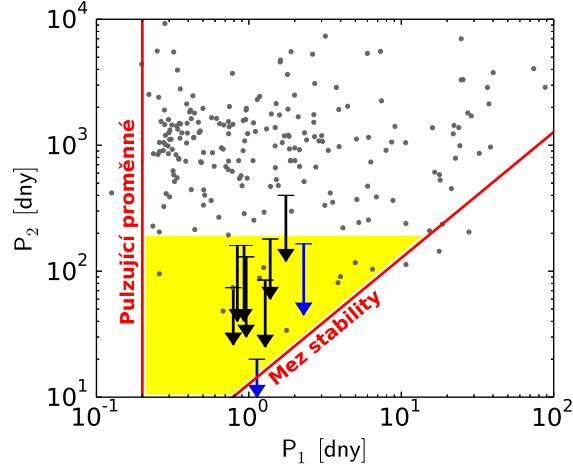
Tabulka 8.1: Parametry studovaných systémů se změnou sklonu.

Systém	P_1 [dny]	P_2 [dny]	P_{nodal} [roky]	m_0 [M_{\odot}]	m_1 [M_{\odot}]	m_2 [M_{\odot}]
OGLE06464	0,83816166	< 150	127_{-84}^{+500}	3,9	3,9	< 2,1
OGLE11168	1,3780755	< 160	55_{-16}^{+572}	6,0	6,0	< 2,8
OGLE11658	0,93075699	< 150	319_{-254}^{+309}	5,7	5,7	< 3,0
OGLE13150	0,95597619	< 130	56_{-14}^{+198}	2,8	2,8	< 1,5
OGLE16023	0,78825135	< 60	51_{-15}^{+2}	3,9	3,9	< 2,15
OGLE22686	1,7511171	< 350	36_{-12}^{+592}	10,0	3,8	< 4,3
OGLE23148	1,28218324	< 90	38_{-15}^{+40}	13,0	11,0	< 6,3
TYC 18-662-1	2,2957062	< 170	19_{-5}^{+104}	0,86	0,61	< 0,55
V1045 Sgr	1,1283418	< 20	$13,5_{-0,2}^{+0,3}$	1,44	0,71	< 0,73

Získaná omezení geometrie systémů jsou tak slabá, že nám neumožnila ani v jednom případě efektivně využít omezení na amplitudu ETVs v závislosti m_2 na P_2 . Přesto jsme však mohli získat omezení na vlastnosti třetí složky přímo z řešení časové závislosti sklonu drah a omezení na přítomnost třetího světla, které nebylo signifikantně přítomno ve světelných křivkách ani v jednom případě. Díky těmto omezením můžeme přibližně odhadnout horní meze period a hmotností třetí složky. Spodní mez periody P_2 je dána mezí stability, který při nenulové excentricitě vnější dráhy nabývá na významu. Při nulové excentricitě je mez stability přibližně $P_2 \gtrsim 5 P_1$ a protože periody oběhu vnitřního páru $P_1 \simeq 1$ den, můžeme očekávat spodní limit $P_2 \gtrsim 5$ dnů. Náš vzorek kompaktních systémů se nachází blízko meze stability, která navíc není jednoznačně určená. Mardling a Aarseth (2001) a Sterzik a Tokovinin (2002) odvodili dva mírně odlišné limity a Tokovinin (2006) navíc ukázal, že většina systémů se nachází v blízkosti teoretických limitů a splňují tak ještě přísnější kritérium. Naše rozšíření statistiky kompaktních vícenásobných systémů blízko mezí stability tak může pomoci omezit teoretické modely.

Nepřítomnost třetího světla u žádného ze studovaných systémů může být důsledkem výběrových efektů při budování vzorku námi studovaných systémů, kde byly vybírány takové, které mají hluboká minima. Přítomnost třetí složky v systémech je nutné ověřit dalším pozorováním. Vhodnou metodou, která může pomoci rozhodnout o trojnásobné povaze systémů je systematické monitorování ETVs, které pro uvedené systémy očekáváme na časové škále týdnů a měsíců. Okamžiky minim systémů v LMC budou dále monitorovány v dalších sezónách na dalekohledu DK154.

Náš vzorek systémů s orbitální precesí obsahuje kromě trojhvězd dokonce jeden možný čtyřnásobný systém – OGLE-LMC-ECL-16023, kde čtvrtá složka v systému způsobuje variace v $O - C$ diagramu s periodou $P_3 = 6500$ dnů. Na časové škále dostupných dat však proběhl zatím sotva jeden oběh čtvrté složky kolem společného těžiště a rozhodně tak nemůžeme vyloučit, že změny v $O - C$



Obrázek 8.1: Rozdělení period oběhu vnější složky a vnitřního zákrytového páru, pozorované družicí Kepler (Borkovits a kol., 2016). Černými šipkami jsou vyznačeny námi nalezené systémy v LMC a modrými šipkami systémy v naší Galaxii.

diagramu nejsou periodické. Pro potvrzení či vyvrácení hypotézy o přítomnosti čtvrté složky v systému bude nutné dále systematicky měřit okamžiky minim jasnosti. Řešení $O - C$ diagramu ukázalo, že čtvrtá složka v systému, je-li přítomna, má hmotnost nejméně $m_3 \simeq 2,0$. To významně omezuje možnou hmotnost složky třetí, protože limit nepřítomnosti třetího světla se vztahuje na obě tyto složky dohromady. Je tedy možné, že perioda oběhu třetí složky je $P_2 \approx 20$ dnů, pravděpodobně velmi blízko limitu stability a na této časové škále je vhodné dále sledovat okamžiky minim.

V části 2.3 jsme ukázali, že bylo dosud nalezeno pouze velmi málo kompaktních systémů, které mají krátké periody oběhu vnější složky a malý poměr P_2/P_1 . Jedním z cílů naší práce bylo pomocí detekce změn sklonu rozšířit vzorek těchto systémů. Jak je vidět na obrázku 8.1, téměř všechny námi objevené systémy leží ve vymezené oblasti a můžeme je tak jednoznačně doporučit k dalšímu sledování pro přesnější vymezení jejich fyzikálních charakteristik. Námi navržená metodika vyhledání systémů se změnou hloubky minim v databázích světelných křivek je tak efektivní pro nalezení nových těsných trojnásobných systémů tohoto typu.

V rámci naší Galaxie jsme našli pouze 6 systémů podezřelých z orbitální precese, přičemž 3 z nich vykazují deformace světelné křivky i mimo oblast zákrytů. To je pravděpodobně důsledkem časově proměnných fotosférických skvrn, které mohou být zodpovědné také za pozorované změny hloubky minim. Přidáním skvrn do modelu světelných křivek zavádíme do řešení další parametry a odlišení vlivu skvrn od vlivu orbitální precese je velmi obtížné. Proto jsme se studiem těchto systémů dále nezabývali.

Analýza světelných křivek zákrytové dvojhvězdy V0476 Aql ukázala, že ke změně sklonu nedochází a její detekce na zašumělých datech z databáze ASAS 3 byla chybná. Velmi zajímavé mohou být systémy TYC 18-662-1 a V1045 Sgr, které možná vykazují rekordní rychlosti změny sklonu s $P_{\text{nodal}} = 19$ resp. 13,5 let. Zde je však náš model založen pouze na zašumělých datech z přehledky ASAS a jednom měření sklonu ve vlastních datech. Žádná další kvalitní archivní data se k těmto systémům nepodařilo dohledat. Rozhodně tak nemůžeme vyloučit možnost, že ke

změně amplitudy světelné křivky nedochází a pozorovaná změna je způsobená pouze rozptylem dat a podceněním odchylek změřených sklonů. Amplituda změn sklonu je v obou případech malá (přibližně 5°) oproti většině systémů z LMC, kde se sklon mění o desítky stupňů. Ve světelné křivce zákrytové dvojhvězdy V1045 Sgr je dokonce pozorovaná mírná nesymetrie, která může být důsledkem přítomnosti skvrn na povrchu jedné ze složek. Pozorování celé světelné křivky v přibližně půlročních intervalech, a pořízení minima jasnosti každou jasnou noc v případě V1045 Sgr a přibližně jednou za týden v případě TYC 18-662-1, by mělo pomoci rozhodnout o přítomnosti či nepřítomnosti třetí složky v systému.

Závěr

V této práci jsme se zabývali studiem zákrytových dvojhvězd se změnou sklonu orbit. Pro nalezení co největšího počtu nových systémů, které vykazují změny sklonu, jsme vypracovali dvě metody pro semiautomatické prohledání velkých databází světelných křivek ASAS 3 a OGLE-III. Výrazným omezením vypracovaných algoritmů pro detekci lineárních změn amplitudy světelné křivky je silný výběrový efekt, kterým je množina detekovatelných P_{nodal} omezena zespoda. Na základě zkušeností, které jsme získali prohlídkou velkého množství světelných křivek můžeme říct, že by pro další práci bylo výhodné rozšířit algoritmy tak, aby byly schopné hledat systémy i s nelineárními změnami sklonu. Data z přehlídky OGLE-III mají podle našeho názoru dostatečnou kvalitu pro použití metod, které odhalí změny amplitudy popsatebné polynomy druhého řádu.

Naše metody se ukázaly být výhodné pro nalezení nových systémů s malým poměrem period oběhu třetí složky a zákrytového páru, což je způsobené dlouhou časovou škálou orbitální precese systémů s velkým poměrem period. Celkem bylo nalezeno 39 nových zákrytových dvojhvězd podezřelých z orbitální precese. Z toho 33 systémů je součástí Velkého Magelanova Mračna a tak jsme významným způsobem rozšířili statistiku těchto systémů mimo naši Galaxii, kterých bylo dosud známo pouze 18. Studium vícenásobných systémů mimo naši Galaxii a rozšiřování statistiky umožní srovnávat mechanismy vývoje vícenásobných systémů mezi galaxiemi. V naší Galaxii bylo v rámci této práce nalezeno pouze 6 systémů, které v databázi ASAS 3 vykazují změnu amplitudy světelné křivky. Malý počet těchto systémů je způsobený jednak menším počtem světelných křivek v databázi ASAS 3 oproti databázi OGLE-III, ale také obecně větším rozptylem světelných křivek. Navíc se ukázalo, že nejméně 3 z těchto systémů mají nesy-metrické světelné křivky, které kromě změny hloubky zákrytů vykazují změny tvaru v kvadraturách, což může být způsobeno přítomností fotosférických skvrn. Skvrny na povrchu složek mohou samy ovlivnit amplitudu světelné křivky a proto je pravděpodobné, že u těchto systémů k orbitální precesi nedochází.

Deset z nalezených systémů jsme v rámci této práce prostudovali podrobněji. K těmto systémům byla pro rozšíření časové základny měření a zvýšení přesnosti získaných parametrů dohledána archivní data a také byla pořízena vlastní pozorování (celkem bylo pořízeno 6454 snímků v průběhu 72 nocí na 4 dalekohledech). Ukázalo se, že téměř všechny studované systémy spadají do oblasti slabé statistiky trojnásobných systémů v rozdělení period oběhu vnější složky a podařilo se nám tak tuto statistiku významně rozšířit.

Ukázalo se, že určení orientace orbit je i u těchto kompaktních systémů na základě fotometrických dat možné pouze s velmi omezenou přesností, protože periody P_{nodal} jsou v našem vzorku dlouhé několik desetiletí a ani s časovou základnou přibližně 15 let pozorování nejsme schopni určit orientace orbit přesně. Ve všech případech se nám však podařilo stanovit alespoň určitá omezení na možné periody a hmotnosti třetích složek systémů, které umožní plánovat dodatečná fotometrická a spektroskopická pozorování. Systémy v LMC vytipované v této práci budou dále systematicky monitorovány pomocí dalekohledu DK154. Měření minim jasnosti s kadencí několika týdnů či měsíců umožní přesně určit periodu oběhu třetí složky. Výsledky získané v této práci budou součástí přípra-

vované publikace v odborném časopise.

Seznam použité literatury

- ALCOCK, C., ALLSMAN, R. A., ALVES, D., AXELROD, T. S., BECKER, A. C., BENNETT, D. P., COOK, K. H., FREEMAN, K. C., GRIEST, K., LACY, C. H. S., LEHNER, M. J., MARSHALL, S. L., MINNITI, D., PETERSON, B. A., PRATT, M. R., QUINN, P. J., RODGERS, A. W., STUBBS, C. W., SUTHERLAND, W. a WELCH, D. L. (1997). The MACHO Project LMC Variable Star Inventory. V. Classification and Orbits of 611 Eclipsing Binary Stars. *AJ*, **114**, 326. doi: 10.1086/118477.
- ALFONSO-GARZÓN, J., DOMINGO, A., MAS-HESSE, J. M. a GIMÉNEZ, A. (2012). The first INTEGRAL-OMC catalogue of optically variable sources. *A&A*, 548:A79. doi: 10.1051/0004-6361/201220095.
- ALONSO, R., DEEG, H. J., HOYER, S., LODIEU, N., PALLE, E. a SANCHIS-OJEDA, R. (2015). HD144548: A young triply eclipsing system in the Upper Scorpius OB association. *ArXiv e-prints*.
- AMMONS, S. M., ROBINSON, S. E., STRADER, J., LAUGHLIN, G., FISCHER, D. a WOLF, A. (2006). The N2K Consortium. IV. New Temperatures and Metallicities for More than 100,000 FGK Dwarfs. *ApJ*, **638**, 1004–1017. doi: 10.1086/498490.
- ANDRONOV, I. L. (2012a). Phenomenological modeling of the light curves of algol-type eclipsing binary stars. *Astrophysics*, **55**, 536–550. doi: 10.1007/s10511-012-9259-0.
- ANDRONOV, I. L. (2012b). Special Shapes for Optimal Phenomenological Approximations of Astronomical Signals. *ArXiv e-prints*.
- AZIMOV, A. A. a ZAKIROV, M. M. (1991). An Enigmatic Close Binary V699 Cygni. *Information Bulletin on Variable Stars*, **3667**, 1.
- BENNETT, D. P., AKERLOF, C., ALCOCK, C., ALLSMAN, R., AXELROD, T., COOK, K. H., FREEMAN, K., GRIEST, K., MARSHALL, S., PARK, H.-S., PERLMUTTER, S., PETERSON, B., QUINN, P., RODGERS, A., STUBBS, C. W. a SUTHERLAND, W. (1993). The First Data from the MACHO Experiment. In AKERLOF, C. W. a SREDNICKI, M. A., editors, *Texas/PASCOS '92: Relativistic Astrophysics and Particle Cosmology*, volume 688 of *Annals of the New York Academy of Sciences*, page 612. doi: 10.1111/j.1749-6632.1993.tb43945.x.
- BESSELL, M. S. a GERMANY, L. M. (1999). Calibration of the MACHO Photometric System: V-R, T_{eff} , and BC_V Calibration for Metal-poor Giants. *PASP*, **111**, 1421–1425. doi: 10.1086/316453.
- BORKOVITS, T., ÉRDI, B., FORGÁCS-DAJKA, E. a KOVÁCS, T. (2003). On the detectability of long period perturbations in close hierarchical triple stellar systems. *A&A*, **398**, 1091–1102. doi: 10.1051/0004-6361:20021688.

- BORKOVITS, T., CSIZMADIA, S., FORGÁCS-DAJKA, E. a HEGEDÜS, T. (2011). Transit timing variations in eccentric hierarchical triple exoplanetary systems. I. Perturbations on the time scale of the orbital period of the perturber. *A&A*, 528:A53. doi: 10.1051/0004-6361/201015867.
- BORKOVITS, T., HAJDU, T., SZTAKOVICS, J., RAPPAPORT, S., LEVINE, A., BÍRÓ, I. B. a KLAGYIVIK, P. (2015a). A Comprehensive Study of the Kepler Triples via Eclipse Timing. *ArXiv e-prints*.
- BORKOVITS, T., RAPPAPORT, S., HAJDU, T. a SZTAKOVICS, J. (2015b). Eclipse timing variation analyses of eccentric binaries with close tertiaries in the Kepler field. *MNRAS*, 448, 946–993. doi: 10.1093/mnras/stv015.
- BORKOVITS, T., HAJDU, T., SZTAKOVICS, J., RAPPAPORT, S., LEVINE, A., BÍRÓ, I. B. a KLAGYIVIK, P. (2016). A comprehensive study of the Kepler triples via eclipse timing. *MNRAS*, 455, 4136–4165. doi: 10.1093/mnras/stv2530.
- BORUCKI, W. J., KOCH, D., BASRI, G., BATALHA, N., BROWN, T., CALDWELL, D., CALDWELL, J., CHRISTENSEN-DALSGAARD, J., COCHRAN, W. D., DEVORE, E., DUNHAM, E. W., DUPREE, A. K., GAUTIER, T. N., GEARY, J. C., GILLILAND, R., GOULD, A., HOWELL, S. B., JENKINS, J. M., KONDO, Y., LATHAM, D. W., MARCY, G. W., MEIBOM, S., KJELDSEN, H., LISSAUER, J. J., MONET, D. G., MORRISON, D., SASSELOV, D., TARTER, J., BOSS, A., BROWNLEE, D., OWEN, T., BUZASI, D., CHARBONNEAU, D., DOYLE, L., FORTNEY, J., FORD, E. B., HOLMAN, M. J., SEAGER, S., STEFFEN, J. H., WELSH, W. F., ROWE, J., ANDERSON, H., BUCHHAVE, L., CIARDI, D., WALKOWICZ, L., SHERRY, W., HORCH, E., ISAACSON, H., EVERETT, M. E., FISCHER, D., TORRES, G., JOHNSON, J. A., ENDL, M., MACQUEEN, P., BRYSON, S. T., DOTSON, J., HAAS, M., KOLODZIEJCZAK, J., VAN CLEVE, J., CHANDRASEKARAN, H., TWICKEN, J. D., QUINTANA, E. V., CLARKE, B. D., ALLEN, C., LI, J., WU, H., TENENBAUM, P., VERNER, E., BRUHWEILER, F., BARNES, J. a PRSA, A. (2010). Kepler Planet-Detection Mission: Introduction and First Results. *Science*, 327, 977–. doi: 10.1126/science.1185402.
- BREITER, S. a VOKROUHLICKÝ, D. (2015). Secular motion in a hierarchic triple stellar system. *MNRAS*, 449, 1691–1703. doi: 10.1093/mnras/stv361.
- CARTER, J. A., FABRYCKY, D. C., RAGOZZINE, D., HOLMAN, M. J., QUINN, S. N., LATHAM, D. W., BUCHHAVE, L. A., VAN CLEVE, J., COCHRAN, W. D., COTE, M. T., ENDL, M., FORD, E. B., HAAS, M. R., JENKINS, J. M., KOCH, D. G., LI, J., LISSAUER, J. J., MACQUEEN, P. J., MIDDOUR, C. K., OROSZ, J. A., ROWE, J. F., STEFFEN, J. H. a WELSH, W. F. (2011). KOI-126: A Triply Eclipsing Hierarchical Triple with Two Low-Mass Stars. *Science*, 331, 562–. doi: 10.1126/science.1201274.
- CINCOTTA, P. M., MENDEZ, M. a NUNEZ, J. A. (1995). Astronomical Time Series Analysis. I. A Search for Periodicity Using Information Entropy. *ApJ*, 449, 231. doi: 10.1086/176050.

- COOK, K. H., ALCOCK, C., ALLSMAN, H. A., AXELROD, T. S., FREEMAN, K. C., PETERSON, B. A., QUINN, P. J., RODGERS, A. W., BENNETT, D. P., REIMANN, J., GRIEST, K., MARSHALL, S. L., PRATT, M. R., STUBBS, C. W., SUTHERLAND, W. a WELCH, D. L. (1995). Variable Stars in the MACHO Collaboration Database. In STOBIE, R. S. a WHITELOCK, P. A., editors, *IAU Colloq. 155: Astrophysical Applications of Stellar Pulsation*, volume 83 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 221.
- CORREIA, S., ZINNECKER, H., RATZKA, T. a STERZIK, M. F. (2006). A VLT/NACO survey for triple and quadruple systems among visual pre-main sequence binaries. *A&A*, **459**, 909–926. doi: 10.1051/0004-6361:20065545.
- CUTRI, R. M., SKRUTSKIE, M. F., VAN DYK, S., BEICHMAN, C. A., CARPENTER, J. M., CHESTER, T., CAMBRESY, L., EVANS, T., FOWLER, J., GIZIS, J., HOWARD, E., HUCHRA, J., JARRETT, T., KOPAN, E. L., KIRKPATRICK, J. D., LIGHT, R. M., MARSH, K. A., MCCALLON, H., SCHNEIDER, S., STENING, R., SYKES, M., WEINBERG, M., WHEATON, W. A., WHEELLOCK, S. a ZACARIAS, N. (2003). VizieR Online Data Catalog: 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri+ 2003). *VizieR Online Data Catalog*, **2246**, 0.
- DEB, S. a SINGH, H. P. (2011). Physical parameters of 62 eclipsing binary stars using the All Sky Automated Survey-3 data - I. *MNRAS*, **412**, 1787–1803. doi: 10.1111/j.1365-2966.2010.18016.x.
- DEREKAS, A., KISS, L. L. a BEDDING, T. R. (2007). Eclipsing Binaries in the MACHO Database: New Periods and Classifications for 3031 Systems in the Large Magellanic Cloud. *ApJ*, **663**, 249–257. doi: 10.1086/517994.
- DEVOR, J. (2005). Solutions for 10,000 Eclipsing Binaries in the Bulge Fields of OGLE II Using DEBiL. *ApJ*, **628**, 411–425. doi: 10.1086/431170.
- DIAZ-CORDOVES, J. a GIMENEZ, A. (1992). A new nonlinear approximation to the limb-darkening of hot stars. *A&A*, **259**, 227–231.
- DOMINGO, A., CABALLERO, M. D., FIGUERAS, F., JORDI, C., TORRA, J., MAS-HESSE, J. M., GIMÉNEZ, A., HUDCOVA, V. a HUDEC, R. (2003). The Input Catalogue for the OMC camera onboard INTEGRAL. *A&A*, **411**, L281–L289. doi: 10.1051/0004-6361:20031400.
- DOTTER, A., CHABOYER, B., JEVREMOVIĆ, D., KOSTOV, V., BARON, E. a FERGUSON, J. W. (2008). The Dartmouth Stellar Evolution Database. *AJSS*, **178**, 89–101. doi: 10.1086/589654.
- DRECHSEL, H., LORENZ, R. a MAYER, P. (1989). Solution of light curves with third light contribution - The eclipsing binaries LY Aurigae and AH Cephei reconsidered. *A&A*, **221**, 49–61.
- DRECHSEL, H., HAAS, S., LORENZ, R. a MAYER, P. (1994). New photometric and spectroscopic results for IU Aurigae – an early-type eclipsing binary in a multiple system. *A&A*, **284**, 853–864.

- DROEGE, T. F., RICHMOND, M. W., SALLMAN, M. P. a CREAGER, R. P. (2006). TASS Mark IV Photometric Survey of the Northern Sky. *PASP*, **118**, 1666–1678. doi: 10.1086/510197.
- DUCHÊNE, G. a KRAUS, A. (2013). Stellar Multiplicity. *ARAA*, **51**, 269–310. doi: 10.1146/annurev-astro-081710-102602.
- DUQUENNOY, A. a MAYOR, M. (1991). Multiplicity among solar-type stars in the solar neighbourhood. II - Distribution of the orbital elements in an unbiased sample. *A&A*, **248**, 485–524.
- EGGLETON, P. P. a KISELEVA-EGGLETON, L. (2001). Orbital Evolution in Binary and Triple Stars, with an Application to SS Lacertae. *A&A*, **562**, 1012–1030. doi: 10.1086/323843.
- EYER, L., RIMOLDINI, L., HOLL, B., NORTH, P., ZUCKER, S., EVANS, D. W., POURBAIX, D., HODGKIN, S. T., THUILLOT, W., MOWLAVI, N. a CARRY, B. (2015). The Gaia Mission, Binary Stars and Exoplanets. In RUCINSKI, S. M., TORRES, G. a ZEJDA, M., editors, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 496 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 121.
- FABRYCKY, D. a TREMAINE, S. (2007). Shrinking Binary and Planetary Orbits by Kozai Cycles with Tidal Friction. *ApJ*, **669**, 1298–1315. doi: 10.1086/521702.
- FACCIOLI, L., ALCOCK, C., COOK, K., PROCHTER, G. E., PROTOPAPAS, P. a SYPHERS, D. (2007). Eclipsing Binary Stars in the Large and Small Magellanic Clouds from the MACHO Project: The Sample. *AJ*, **134**, 1963–1993. doi: 10.1086/521579.
- FRANK, P. (2007). SV Gem beobachtet. *BAV Rundbrief - Mitteilungsblatt der Berliner Arbeits-gemeinschaft fuer Veraenderliche Sterne*, **56**, 65.
- GOODWIN, S. P. a KROUPA, P. (2005). Limits on the primordial stellar multiplicity. *A&A*, **439**, 565–569. doi: 10.1051/0004-6361:20052654.
- GRACZYK, D. (2003). Light-curve solutions for bright detached eclipsing binaries in the Small Magellanic Cloud: absolute dimensions and distance indicators. *MNRAS*, **342**, 1334–1348. doi: 10.1046/j.1365-8711.2003.06636.x.
- GRACZYK, D., SOSZYŃSKI, I., POLESKI, R., PIETRZYŃSKI, G., UDALSKI, A., SZYMAŃSKI, M. K., KUBIAK, M., WYRZYKOWSKI, Ł. a ULACZYK, K. (2011). The Optical Gravitational Lensing Experiment. The OGLE-III Catalog of Variable Stars. XII. Eclipsing Binary Stars in the Large Magellanic Cloud. *AcA*, **61**, 103–122.
- GUILBAULT, P. R., LLOYD, C. a PASCHKE, A. (2001). A Study of the Non-Eclipsing Binary SV Geminorum. *Information Bulletin on Variable Stars*, **5090**, 1.

- GUINAN, E., BONARO, M., ENGLE, S. a PRSA, A. (2012). Eclipsing Binaries That Don't Eclipse Anymore: The Strange Case of the Once (and Future?) Eclipsing Binary QX Cassiopeiae. *Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, **40**, 417.
- GUINAN, E. F. a ENGLE, S. G. (2006). The Brave New World of Binary Star Studies. *APSS*, **304**, 5–11. doi: 10.1007/s10509-006-9069-0.
- HALL, D. S. (1969). A gross secular expansion of the primary of RW Per. In *Mass Loss from Stars*, ed. M. Hack, 175 (1969), page 175.
- HAMPEL, F. R., RONCHETTI, E. M., ROUSSEEUW, P. J. a STAHEL, W. A. (1986). *Robust Statistics: The Approach Based on Influence Functions*. Wiley, New York. ISBN 9781118186435.
- HASCHKE, R., GREBEL, E. K. a DUFFAU, S. (2011). New Optical Reddening Maps of the Large and Small Magellanic Clouds. *AJ*, 141:158. doi: 10.1088/0004-6256/141/5/158.
- HENDEN, A. A., TEMPLETON, M., TERRELL, D., SMITH, T. C., LEVINE, S. a WELCH, D. (2016). VizieR Online Data Catalog: AAVSO Photometric All Sky Survey (APASS) DR9 (Henden+, 2016). *VizieR Online Data Catalog*, **2336**.
- HØG, E., FABRICIUS, C., MAKAROV, V. V., URBAN, S., CORBIN, T., WYCOFF, G., BASTIAN, U., SCHWEKENDIEK, P. a WICENEC, A. (2000). The Tycho-2 catalogue of the 2.5 million brightest stars. *A&A*, **355**, L27–L30.
- IRWIN, J. B. (1952). The Determination of a Light-Time Orbit. *ApJ*, **116**, 211. doi: 10.1086/145604.
- JESTER, S., SCHNEIDER, D. P., RICHARDS, G. T., GREEN, R. F., SCHMIDT, M., HALL, P. B., STRAUSS, M. A., VANDEN BERK, D. E., STOUGHTON, C., GUNN, J. E., BRINKMANN, J., KENT, S. M., SMITH, J. A., TUCKER, D. L. a YANNY, B. (2005). The Sloan Digital Sky Survey View of the Palomar-Green Bright Quasar Survey. *AJ*, **130**, 873–895. doi: 10.1086/432466.
- JOHNSON, H. L. a MORGAN, W. W. (1953). Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas. *ApJ*, **117**, 313. doi: 10.1086/145697.
- KATO, D., NAGASHIMA, C., NAGAYAMA, T., KURITA, M., KOERWER, J. F., KAWAI, T., YAMAMURO, T., ZENNO, T., NISHIYAMA, S., BABA, D., KADOWAKI, R., HABA, Y., HATANO, H., SHIMIZU, H., NISHIMURA, M., NAGATA, T., SATO, S., MURAI, Y., KAWAZU, T., NAKAJIMA, Y., NAKAYA, H., KANDORI, R., KUSAKABE, N., ISHIHARA, A., KANEYASU, N., HASHIMOTO, J., TAMURA, M., TANABÉ, T., ITA, Y., MATSUNAGA, N., NAKADA, Y., SUGITANI, K., WAKAMATSU, K.-I., GLASS, I. S., FEAST, M. W., MENZIES, J. W., WHITELOCK, P. A., FOURIE, P., STOFFELS, J., EVANS, G. P. a HASEGAWA, T. (2007). The IRSF Magellanic Clouds Point Source Catalog. *PASJ*, **59**, 615–641. doi: 10.1093/pasj/59.3.615.

- KIM, C.-H., NHA, I.-S. a KREINER, J. M. (2005). A Possible Detection of a Second Light-Time Orbit for the Massive, Early-Type Eclipsing Binary Star AH Cephei. *AJ*, **129**, 990–1000. doi: 10.1086/426747.
- KIRK, B., CONROY, K., PRŠA, A., ABDUL-MASIH, M., KOCHOSKA, A., MATIJEVIČ, G., HAMBLETON, K., BARCLAY, T., BLOEMEN, S., BOYAJIAN, T., DOYLE, L. R., FULTON, B. J., HOEKSTRA, A. J., JEK, K., KANE, S. R., KOSTOV, V., LATHAM, D., MAZEH, T., OROSZ, J. A., PEPPER, J., QUARLES, B., RAGOZZINE, D., SHPORER, A., SOUTHWORTH, J., STASSUN, K., THOMPSON, S. E., WELSH, W. F., AGOL, E., DEREKAS, A., DEVOR, J., FISCHER, D., GREEN, G., GROPP, J., JACOBS, T., JOHNSTON, C., LA-COURSE, D. M., SAETRE, K., SCHWENGLER, H., TOCZYSKI, J., WERNER, G., GARRETT, M., GORE, J., MARTINEZ, A. O., SPITZER, I., STEVICK, J., THOMADIS, P. C., HALLEY VRIJMOET, E., YENAWINE, M., BATALHA, N. a BORUCKI, W. (2015). Kepler Eclipsing Binary Stars. VII. The Catalog of Eclipsing Binaries Found in the Entire Kepler Data-Set. *ArXiv e-prints*.
- KISELEVA, L. G., EGGLETON, P. P. a MIKKOLA, S. (1998). Tidal friction in triple stars. *MNRAS*, **300**, 292–302. doi: 10.1046/j.1365-8711.1998.01903.x.
- KJURKCHIEVA, D. P., MARCHEV, D. V. a ZOLA, S. (2007). Spectroscopic solution of the star QX Cas. *MNRAS*, **382**, 835–839. doi: 10.1111/j.1365-2966.2007.12412.x.
- KOZAI, Y. (1962). Secular perturbations of asteroids with high inclination and eccentricity. *AJ*, **67**, 591. doi: 10.1086/108790.
- KUBÁNEK, P. (2010). RTS2 - The Remote Telescope System. *Advances in Astronomy*, 2010:902484. doi: 10.1155/2010/902484.
- LACY, C. H. S., HELT, B. E. a VAZ, L. P. R. (1999). V907 Scorpii: A Remarkable Binary Star Whose Eclipses Turn On and Off and On and Off. *AJ*, **117**, 541–547. doi: 10.1086/300710.
- LANG, D., HOGG, D. W., MIERLE, K., BLANTON, M. a ROWEIS, S. (2010). Astrometry.net: Blind Astrometric Calibration of Arbitrary Astronomical Images. *AJ*, **139**, 1782–1800. doi: 10.1088/0004-6256/139/5/1782.
- LASTENNET, E. a VALLS-GABAUD, D. (2002). Detached double-lined eclipsing binaries as critical tests of stellar evolution. Age and metallicity determinations from the HR diagram. *A&A*, **396**, 551–580. doi: 10.1051/0004-6361:20021312.
- LIPPKY, B. a MARX, S. (1994). Gravitational perturbations in the eclipsing binary V699 Cyg. In KLARE, G., editor, *Astronomische Gesellschaft Abstract Series*, volume 10 of *Astronomische Gesellschaft Abstract Series*, page 151.
- LIU, X.-F., LEUNG, K. C. a TAN, H.-S. (1988). Photometric study of the eclipsing binary IU Aurigae. *Chinese Astronomy and Astrophysics*, **12**, 298–303. doi: 10.1016/0275-1062(88)90034-3.
- LUCY, L. B. (1967). Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes. *ZA*, **65**, 89.

- MARDLING, R. A. a AARSETH, S. J. (2001). Tidal interactions in star cluster simulations. *MNRAS*, **321**, 398–420. doi: 10.1046/j.1365-8711.2001.03974.x.
- MASON, B. D., GIES, D. R., HARTKOPF, W. I., BAGNUOLO, JR., W. G., TEN BRUMMELAAR, T. a MCALISTER, H. A. (1998). ICCD speckle observations of binary stars. XIX - an astrometric/spectroscopic survey of O stars. *AJ*, **115**, 821. doi: 10.1086/300234.
- MASSEY, P. (2002). A UBV_R CCD Survey of the Magellanic Clouds. *APJS*, **141**, 81–122. doi: 10.1086/338286.
- MAYER, P. (1971). Eclipsing variable IU Aurigae. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, **22**, 168.
- MAYER, P. (1980). Increasing periods of AH CEP and V 382 CYG. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, **31**, 292–297.
- MAYER, P. (1984). Periodic terms in the light elements of XX CEP and RW Per. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, **35**, 180–182.
- MAYER, P. (1987). Period changes of early-type close binaries. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, **38**, 58–63.
- MAYER, P. (1990). Eclipsing binaries with light-time effect. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, **41**, 231–236.
- MAYER, P. (2004). Systems with the third body. In HILDITCH, R. W., HENSBERGE, H. a PAVLOVSKI, K., editors, *Spectroscopically and Spatially Resolving the Components of the Close Binary Stars*, volume 318 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, pages 233–241.
- MAYER, P. a DRECHSEL, H. (1987). Up-to-date parameters of the eclipsing triple system IU AUR. *A&A*, **183**, 61–65.
- MAYER, P., WOLF, M., TREMKO, J. a NIARCHOS, P. G. (1991). New times of minima and ephemeris for several early-type eclipsing binaries. *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, **42**, 225–229.
- MAYER, P., PRIBULLA, T. a CHOCHOL, D. (2004). Variable Depths of Minima of the Eclipsing Binary V685 Cen. *Information Bulletin on Variable Stars*, **5563**, 1.
- MIKULÁŠEK, Z. (2015). Phenomenological modelling of eclipsing system light curves. *A&A*, 584:A8. doi: 10.1051/0004-6361/201425244.
- MIKULÁŠEK, Z., ZEJDA, M. a JANÍK, J. (2012). Period Analyses Without O-C Diagrams. In RICHARDS, M. T. a HUBENY, I., editors, *IAU Symposium*, volume 282 of *IAU Symposium*, pages 391–394. doi: 10.1017/S1743921311027888.
- MILONE, E. F., SCHILLER, S. J., MUNARI, U. a KALLRATH, J. (2000). Analyses of the Currently Noneclipsing Binary SS Lacertae or SS Lacertae’s Eclipses. *AJ*, **119**, 1405–1423. doi: 10.1086/301256.

- MOTL, D. (2011). C-munipack. URL <http://c-munipack.sourceforge.net/>.
- OLSON, E. C., SCHAEFER, B. E., FRIED, R. E., LINES, R. a LINES, H. (1992). A new investigation of photometric changes in RW Persei. *AJ*, **103**, 256–262. doi: 10.1086/116058.
- OROSZ, J. A. (2015). Triple Stars Observed by Kepler. In RUCINSKI, S. M., TORRES, G. a ZEJDA, M., editors, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 496 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 55.
- PACZYŃSKI, B., SZCZYGIEL, D. M., PILECKI, B. a POJMAŃSKI, G. (2006). Eclipsing binaries in the All Sky Automated Survey catalogue. *MNRAS*, **368**, 1311–1318. doi: 10.1111/j.1365-2966.2006.10223.x.
- PASCHKE, A. (2006). Beobachtungsaufruf zu SV Geminorum. *BAV Rundbrief - Mitteilungsblatt der Berliner Arbeits-gemeinschaft fuer Veraenderliche Sterne*, **55**, 186.
- PAWLAK, M., GRACZYK, D., SOSZYŃSKI, I., PIETRUKOWICZ, P., POLESKI, R., UDALSKI, A., SZYMAŃSKI, M. K., KUBIAK, M., PIETRZYŃSKI, G., WYRZYKOWSKI, Ł., ULACZYK, K., KOZŁOWSKI, S. a SKOWRON, J. (2013). Eclipsing Binary Stars in the OGLE-III Fields of the Small Magellanic Cloud. *AcA*, **63**, 323–338.
- PECAUT, M. J. a MAMAJEK, E. E. (2013). Intrinsic Colors, Temperatures, and Bolometric Corrections of Pre-main-sequence Stars. *ApJS*, 208:9. doi: 10.1088/0067-0049/208/1/9.
- PEJCHA, O. a STANEK, K. Z. (2009). The Structure of the Large Magellanic Cloud Stellar Halo Derived using Ogle-III RR Lyr Stars. *ApJ*, **704**, 1730–1734. doi: 10.1088/0004-637X/704/2/1730.
- PICKLES, A. a DEPAGNE, É. (2010). All-Sky Spectrally Matched UBVRI-ZY and u'g'r'i'z' Magnitudes for Stars in the Tycho2 Catalog. *PASP*, **122**, 1437–1464. doi: 10.1086/657947.
- PIETRZYŃSKI, G., GRACZYK, D., GIEREN, W., THOMPSON, I. B., PILECKI, B., UDALSKI, A., SOSZYŃSKI, I., KOZŁOWSKI, S., KONORSKI, P., SUCHOMSKA, K., BONO, G., MORONI, P. G. P., VILLANOVA, S., NARDETTO, N., BRESOLIN, F., KUDRITZKI, R. P., STORM, J., GALLENNE, A., SMOLEC, R., MINNITI, D., KUBIAK, M., SZYMAŃSKI, M. K., POLESKI, R., WYRZYKOWSKI, Ł., ULACZYK, K., PIETRUKOWICZ, P., GÓRSKI, M. a KARCZMAREK, P. (2013). An eclipsing-binary distance to the Large Magellanic Cloud accurate to two per cent. *Nature*, **495**, 76–79. doi: 10.1038/nature11878.
- PIGULSKI, A., POJMAŃSKI, G., PILECKI, B. a SZCZYGIEL, D. M. (2009). The All Sky Automated Survey. The Catalog of Variable Stars in the Kepler Field of View. *AcA*, **59**, 33–46.
- POJMANSKI, G. (1997). The All Sky Automated Survey. *AcA*, **47**, 467–481.

- POJMANSKI, G. (2002). The All Sky Automated Survey. Catalog of Variable Stars. I. 0 h - 6 hQuarter of the Southern Hemisphere. *AcA*, **52**, 397–427.
- PREIBISCH, T., BALEGA, Y. Y., SCHERTL, D. a WEIGELT, G. (2002). High-resolution study of the young stellar objects in Mon R2 IRS 3. *A&A*, **392**, 945–954. doi: 10.1051/0004-6361:20021191.
- PRIBULLA, T. a RUCINSKI, S. M. (2006). Contact Binaries with Additional Components. I. The Extant Data. *AJ*, **131**, 2986–3007. doi: 10.1086/503871.
- PROUZA, M., JELÍNEK, M., KUBÁNEK, P., EBR, J., TRÁVNÍČEK, P. a ŠMÍDA, R. (2010). FRAM The Robotic Telescope for the Monitoring of the Wavelength Dependence of the Extinction: Description of Hardware, Data Analysis, and Results. *Advances in Astronomy*, 2010:849382. doi: 10.1155/2010/849382.
- PRŠA, A. a ZWITTER, T. (2005). A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives. *ApJ*, **628**, 426–438. doi: 10.1086/430591.
- PRŠA, A., GUINAN, E. F., DEVINNEY, E. J., DEGEORGE, M., BRADSTREET, D. H., GIAMMARCO, J. M., ALCOCK, C. R. a ENGLE, S. G. (2008). Artificial Intelligence Approach to the Determination of Physical Properties of Eclipsing Binaries. I. The EBAI Project. *ApJ*, **687**, 542–565. doi: 10.1086/591783.
- PRŠA, A., GUINAN, E. F., DEVINNEY, E. J., DEGROOTE, P., BLOEMEN, S. a MATIJEVIČ, G. (2012). Advances in Modeling Eclipsing Binary Stars in the Era of Large All-Sky Surveys with EBAI and PHOEBE. In RICHARDS, M. T. a HUBENY, I., editors, *IAU Symposium*, volume 282 of *IAU Symposium*, pages 271–278. doi: 10.1017/S1743921311027554.
- RAGHAVAN, D., MCALISTER, H. A., HENRY, T. J., LATHAM, D. W., MARCY, G. W., MASON, B. D., GIES, D. R., WHITE, R. J. a TEN BRUMMELAAR, T. A. (2010). A Survey of Stellar Families: Multiplicity of Solar-type Stars. *AJS*, **190**, 1–42. doi: 10.1088/0067-0049/190/1/1.
- RAPPAPORT, S., DECK, K., LEVINE, A., BORKOVITS, T., CARTER, J., EL MELLAH, I., SANCHIS-OJEDA, R. a KALOMENI, B. (2013). Triple-star Candidates among the Kepler Binaries. *ApJ*, 768:33. doi: 10.1088/0004-637X/768/1/33.
- RUCIŃSKI, S. M. (1969). The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes. *AcA*, **19**, 245.
- SÖDERHJELM, S. (1974). AY Mus: a Triple System? *Information Bulletin on Variable Stars*, **885**, 1.
- SÖDERHJELM, S. (1975a). The three-body problem and eclipsing binaries - Application to algal and lambda Tauri. *A&A*, **42**, 229–236.
- SÖDERHJELM, S. (1975b). Observations of six southern eclipsing binaries for apsidal motion. *A&A SS*, **22**, 263–283.

- SCHAEFER, B. E. a FRIED, R. E. (1991). RW Per - Nodal motion changes its amplitude by 1.4 mag. *AJ*, **101**, 208–213. doi: 10.1086/115680.
- SLAWSON, R. W., PRŠA, A., WELSH, W. F., OROSZ, J. A., RUCKER, M., BATALHA, N., DOYLE, L. R., ENGLE, S. G., CONROY, K., COUGHLIN, J., GREGG, T. A., FETHEROLF, T., SHORT, D. R., WINDMILLER, G., FABRYCKY, D. C., HOWELL, S. B., JENKINS, J. M., UDDIN, K., MULLALLY, F., SEADER, S. E., THOMPSON, S. E., SANDERFER, D. T., BORUCKI, W. a KOCH, D. (2011). Kepler Eclipsing Binary Stars. II. 2165 Eclipsing Binaries in the Second Data Release. *AJ*, 142:160. doi: 10.1088/0004-6256/142/5/160.
- SOTA, A., MAÍZ APELLÁNIZ, J., MORRELL, N. I., BARBÁ, R. H., WALBORN, N. R., GAMEN, R. C., ARIAS, J. I. a ALFARO, E. J. (2014). The Galactic O-Star Spectroscopic Survey (GOSSS). II. Bright Southern Stars. *ApJS*, 211: 10. doi: 10.1088/0067-0049/211/1/10.
- SOUTHWORTH, J. (2012). Eclipsing Binary Stars: the Royal Road to Stellar Astrophysics. In ARENOU, F. a HESTROFFER, D., editors, *Orbital Couples: Pas de Deux in the Solar System and the Milky Way*, pages 51–58.
- SOUTHWORTH, J. (2015). DEBCat: A Catalog of Detached Eclipsing Binary Stars. In RUCINSKI, S. M., TORRES, G. a ZEJDA, M., editors, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, volume 496 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 164.
- STERZIK, M. F. a TOKOVININ, A. A. (2002). Relative orientation of orbits in triple stars. *A&A*, **384**, 1030–1037. doi: 10.1051/0004-6361:20020105.
- SZCZYGIEL, D. M., SOCRATES, A., PACZYŃSKI, B., POJMAŃSKI, G. a PI-LECKI, B. (2008). Coronal Activity from the ASAS Eclipsing Binaries. *AcA*, **58**, 405.
- SZYMANSKI, M. K. (2005). The Optical Gravitational Lensing Experiment. Internet Access to the OGLE Photometry Data Set: OGLE-II BVI maps and I-band data. *AcA*, **55**, 43–57.
- TERRELL, D. a WILSON, R. E. (2005). Photometric Mass Ratios of Eclipsing Binary Stars. *ApSS*, **296**, 221–230. doi: 10.1007/s10509-005-4449-4.
- TOKOVININ, A. (2001). Statistics of multiple stars: some clues to formation mechanisms. In ZINNECKER, H. a MATHIEU, R., editors, *The Formation of Binary Stars*, volume 200 of *IAU Symposium*.
- TOKOVININ, A. (2004). Statistics of multiple stars. In ALLEN, C. a SCARFE, C., editors, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, volume 21 of *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, vol. 27, pages 7–14.
- TOKOVININ, A. (2006). Multiple stars: designation, catalogues, statistics. *ArXiv Astrophysics e-prints*.

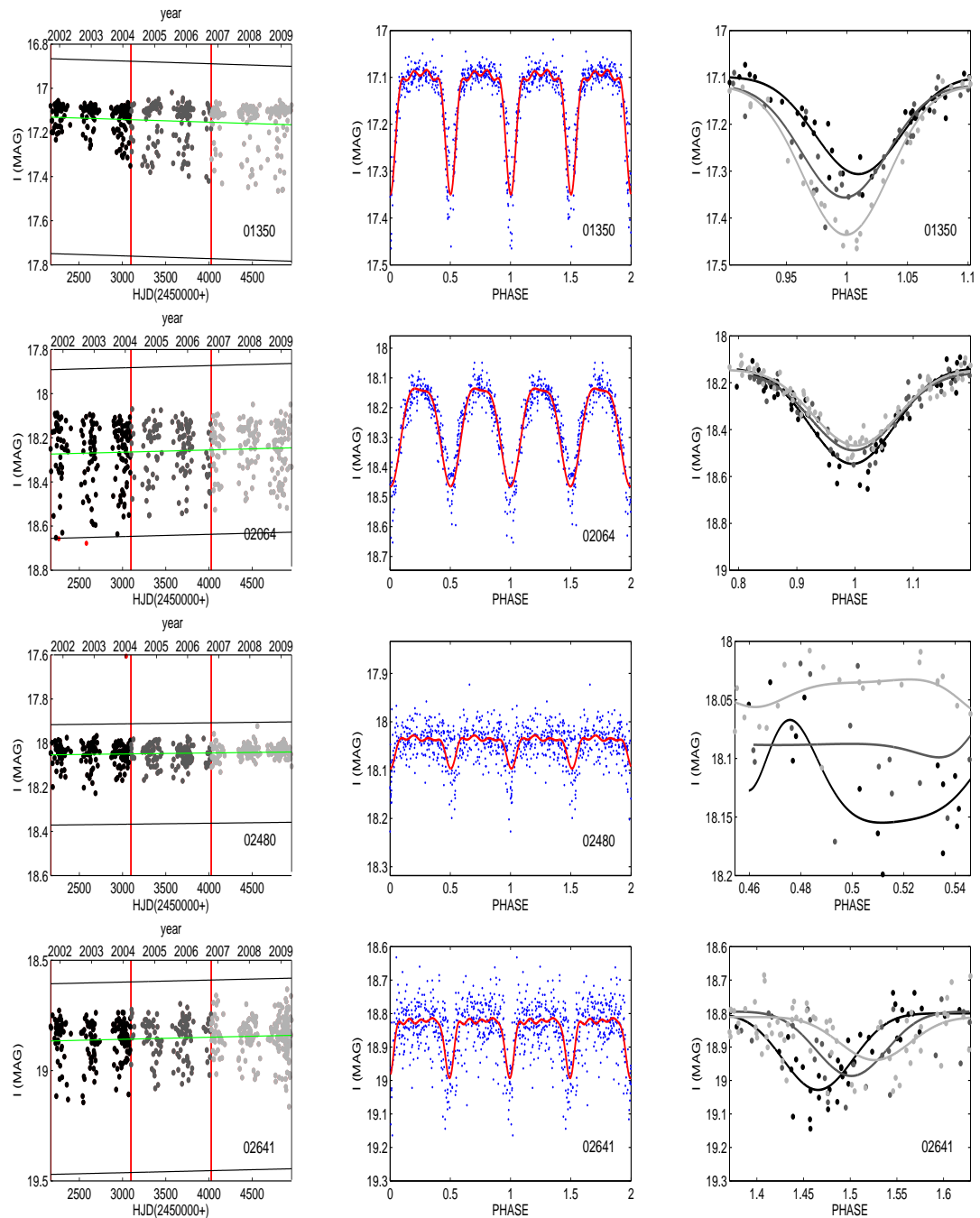
- TOKOVININ, A. (2007). Dynamics of Multiple Stars: Observations. In ST.-LOUIS, N. a MOFFAT, A. F. J., editors, *Massive Stars in Interactive Binaries*, volume 367 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 615.
- TOKOVININ, A. (2008). Comparative statistics and origin of triple and quadruple stars. *MNRAS*, **389**, 925–938. doi: 10.1111/j.1365-2966.2008.13613.x.
- TOKOVININ, A. (2014). From Binaries to Multiples. II. Hierarchical Multiplicity of F and G Dwarfs. *AJ*, 147:87. doi: 10.1088/0004-6256/147/4/87.
- TOKOVININ, A., THOMAS, S., STERZIK, M. a UDRY, S. (2006). Tertiary companions to close spectroscopic binaries. *A&A*, **450**, 681–693. doi: 10.1051/0004-6361:20054427.
- TOKOVININ, A. A. (1997). MSC - a catalogue of physical multiple stars. *A&AS*, **124**, 75–84. doi: 10.1051/aas:1997181.
- TOKOVININ, A. A. a SMEKHOV, M. G. (2002). Statistics of spectroscopic subsystems in visual multiple stars. *A&A*, **382**, 118–123. doi: 10.1051/0004-6361:20011586.
- TORRES, G. (2001). The Change in the Inclination Angle of the Noneclipsing Binary SS Lacertae: Future Eclipses. *AJ*, **121**, 2227–2238. doi: 10.1086/319942.
- TORRES, G. a STEFANIK, R. P. (2000). The Cessation of Eclipses in SS Lacertae: The Mystery Solved. *AJ*, **119**, 1914–1929. doi: 10.1086/301290.
- TORRES, G., STEFANIK, R. P., ANDERSEN, J., NORDSTROM, B., LATHAM, D. W. a CLAUSEN, J. V. (1997). The Absolute Dimensions of Eclipsing Binaries. XXII. The Unevolved F-Type System HS Hydrae. *AJ*, **114**, 2764. doi: 10.1086/118685.
- TORRES, G., ANDERSEN, J. a GIMÉNEZ, A. (2010). Accurate masses and radii of normal stars: modern results and applications. *A&AR*, **18**, 67–126. doi: 10.1007/s00159-009-0025-1.
- UDALSKI, A. (2003). The Optical Gravitational Lensing Experiment. Real Time Data Analysis Systems in the OGLE-III Survey. *AcA*, **53**, 291–305.
- UDALSKI, A., SZYMANSKI, M., KALUZNY, J., KUBIAK, M. a MATEO, M. (1992). The Optical Gravitational Lensing Experiment. *AcA*, **42**, 253–284.
- UDALSKI, A., SZYMANSKI, M., KALUZNY, J., KUBIAK, M., MATEO, M. a KRZEMINSKI, W. (1995). The Optical Gravitational Lensing Experiment. Journal of the 1994 Season Observations. *AcA*, **45**, 237–257.
- UDALSKI, A., KUBIAK, M. a SZYMANSKI, M. (1997). Optical Gravitational Lensing Experiment. OGLE-2 – the Second Phase of the OGLE Project. *AcA*, **47**, 319–344.
- UDALSKI, A., SOSZYNSKI, I., SZYMANSKI, M., KUBIAK, M., PIETRZYNSKI, G., WOZNIAK, P. a ZEBRUN, K. (1998). The Optical Gravitational Lensing Experiment. Eclipsing Binary Stars in the Small Magellanic Cloud. *AcA*, **48**, 563–651.

- UDALSKI, A., SZYMANSKI, M., KUBIAK, M., PIETRZYNSKI, G., SOSZYNSKI, I., WOZNIAK, P. a ZEBRUN, K. (2000). The Optical Gravitational Lensing Experiment. BVI Maps of Dense Stellar Regions. II. The Large Magellanic Cloud. *ActaA*, **50**, 307–335.
- UDALSKI, A., SZYMAŃSKI, M. K. a SZYMAŃSKI, G. (2015). OGLE-IV: Fourth Phase of the Optical Gravitational Lensing Experiment. *AcA*, **65**, 1–38.
- UITTERDIJK, J. (1949). Discussion of 157 mostly new varibale stars discovered by Dr. H. van Gent in the region around BD -18°5206. *Annalen van de Sterrewacht te Leiden*, **20**, 41–115.
- ULACZYK, K., SZYMAŃSKI, M. K., UDALSKI, A., KUBIAK, M., PIETRZYŃSKI, G., SOSZYŃSKI, I., WYRZYKOWSKI, Ł., POLESKI, R., GIENEN, W., WALKER, A. a GARCIA-VARELA, A. (2012). Photometric Maps Based on the OGLE-III Shallow Survey in the Large Magellanic Cloud. *AcA*, **62**, 247–268.
- VAN HAMME, W. (1993). New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves. *AJ*, **106**, 2096–2117. doi: 10.1086/116788.
- WATSON, C. L. (2006). The International Variable Star Index (VSX). *Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO)*, **35**, 318.
- WILSON, R. E. (1978). On the A-type W Ursae Majoris systems. *ApJ*, **224**, 885–891. doi: 10.1086/156438.
- WILSON, R. E. a DEVINNEY, E. J. (1971). Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni. *ApJ*, **166**, 605. doi: 10.1086/150986.
- WOŹNIAK, P. R., VESTRAND, W. T., AKERLOF, C. W., BALSANO, R., BLOCH, J., CASPERSON, D., FLETCHER, S., GISLER, G., KEHOE, R., KINEMUCHI, K., LEE, B. C., MARSHALL, S., MCGOWAN, K. E., MCKAY, T. A., RYKOFF, E. S., SMITH, D. A., SZYMANSKI, J. a WREN, J. (2004a). Northern Sky Variability Survey: Public Data Release. *AJ*, **127**, 2436–2449. doi: 10.1086/382719.
- WOŹNIAK, P. R., VESTRAND, W. T., AKERLOF, C. W., BALSANO, R., BLOCH, J., CASPERSON, D., FLETCHER, S., GISLER, G., KEHOE, R., KINEMUCHI, K., LEE, B. C., MARSHALL, S., MCGOWAN, K. E., MCKAY, T. A., RYKOFF, E. S., SMITH, D. A., SZYMANSKI, J. a WREN, J. (2004b). Northern Sky Variability Survey: Public Data Release. *AJ*, **127**, 2436–2449. doi: 10.1086/382719.
- WYRZYKOWSKI, Ł., UDALSKI, A., KUBIAK, M., SZYMANSKI, M., ZEBRUN, K., SOSZYNSKI, I., WOZNIAK, P. R., PIETRZYNSKI, G. a SZEWCZYK, O. (2003). The Optical Gravitational Lensing Experiment. Eclipsing Binary Stars in the Large Magellanic Cloud. *AcA*, **53**, 1–25.
- WYRZYKOWSKI, Ł., UDALSKI, A., KUBIAK, M., SZYMANSKI, M. K., ZEBRUN, K., SOSZYNSKI, I., WOZNIAK, P. R., PIETRZYNSKI, G. a SZEWCZYK, O. (2004). The Optical Gravitational Lensing Experiment. Eclipsing Binary Stars in the Small Magellanic Cloud. *AcA*, **54**, 1–

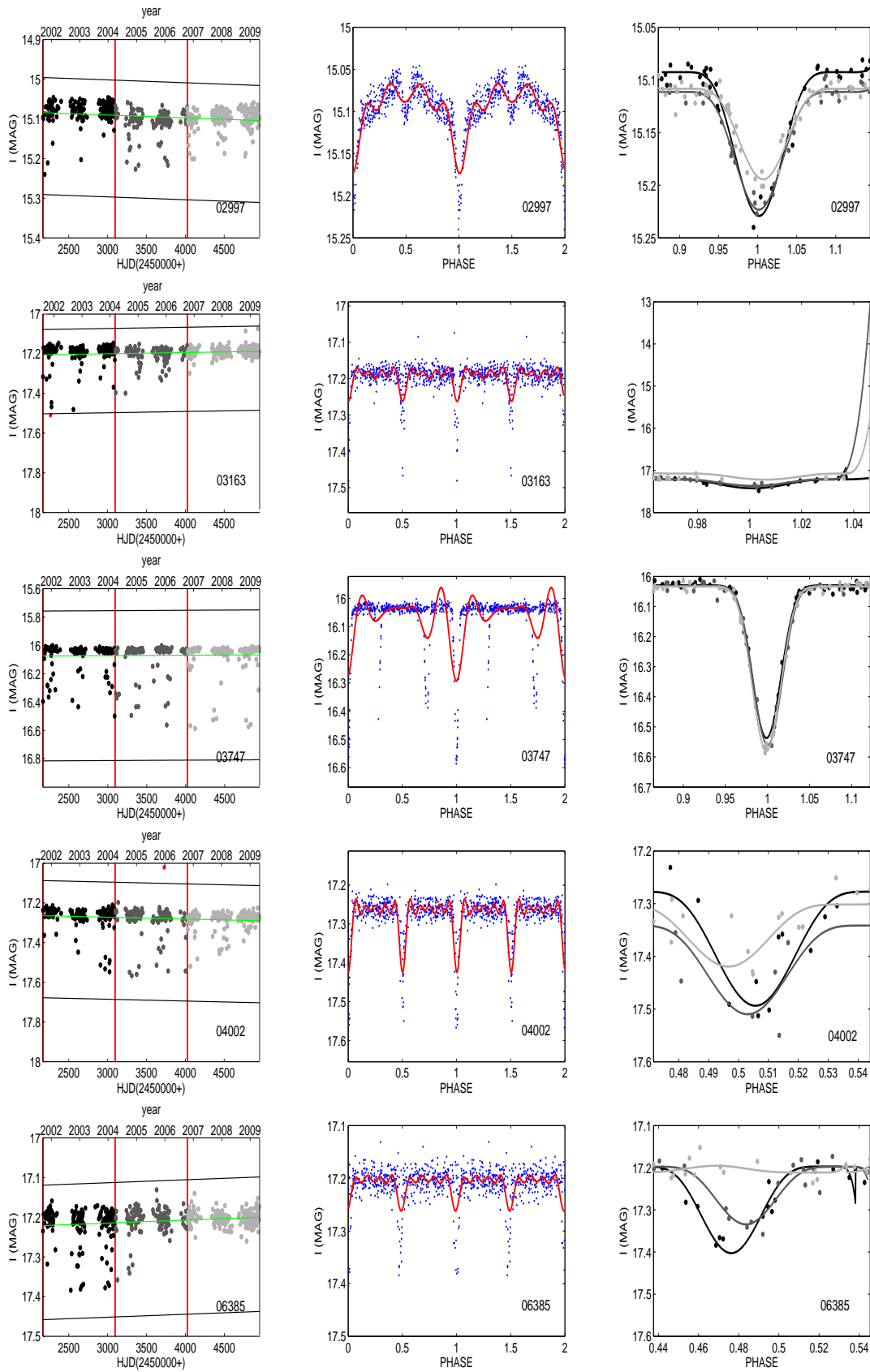
- ZACHARIAS, N., MONET, D. G., LEVINE, S. E., URBAN, S. E., GAUME, R. a WYCOFF, G. L. (2004). The Naval Observatory Merged Astrometric Dataset (NOMAD). In *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, volume 36 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, page 1418.
- ZARITSKY, D., HARRIS, J., THOMPSON, I. B. a GREBEL, E. K. (2004). The Magellanic Clouds Photometric Survey: The Large Magellanic Cloud Stellar Catalog and Extinction Map. *AJ*, **128**, 1606–1614. doi: 10.1086/423910.
- ZASCHE, P. a PASCHKE, A. (2012). HS Hydrae about to turn off its eclipses. *A&A*, 542:L23. doi: 10.1051/0004-6361/201219392.
- ZASCHE, P. a WOLF, M. (2013). The first analysis of extragalactic binary-orbit precession. *A&A*, 559:A41. doi: 10.1051/0004-6361/201322353.
- ZASCHE, P., WOLF, M., VRAŠTIL, J., LIŠKA, J., SKARKA, M. a ZEJDA, M. (2014). Apsidal motion and a light curve solution for eighteen SMC eccentric eclipsing binaries. *A&A*, 572:A71. doi: 10.1051/0004-6361/201424273.

Přílohy

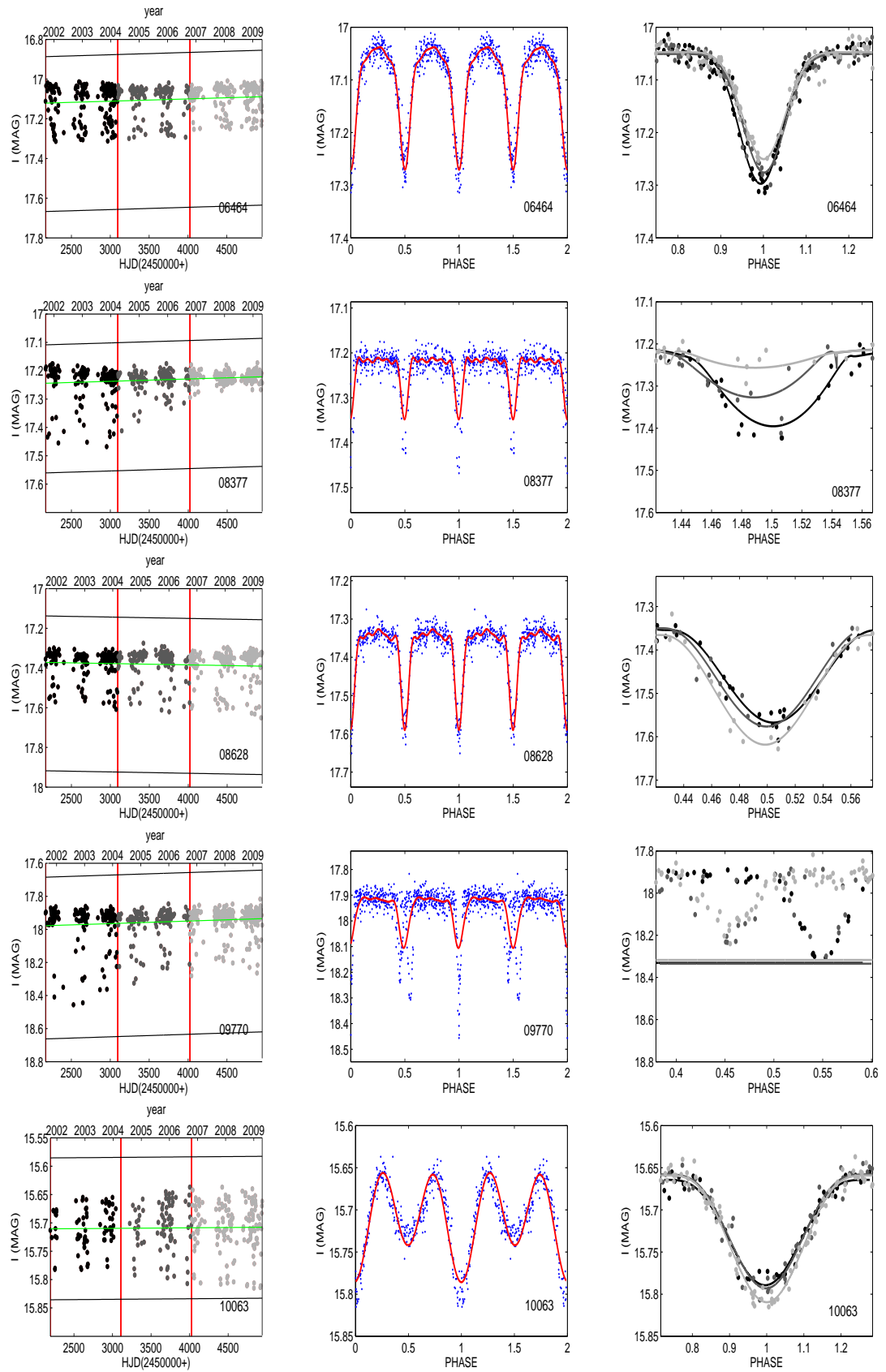
Příloha 1: Systémy se změnou amplitudy LC – OGLE III LMC



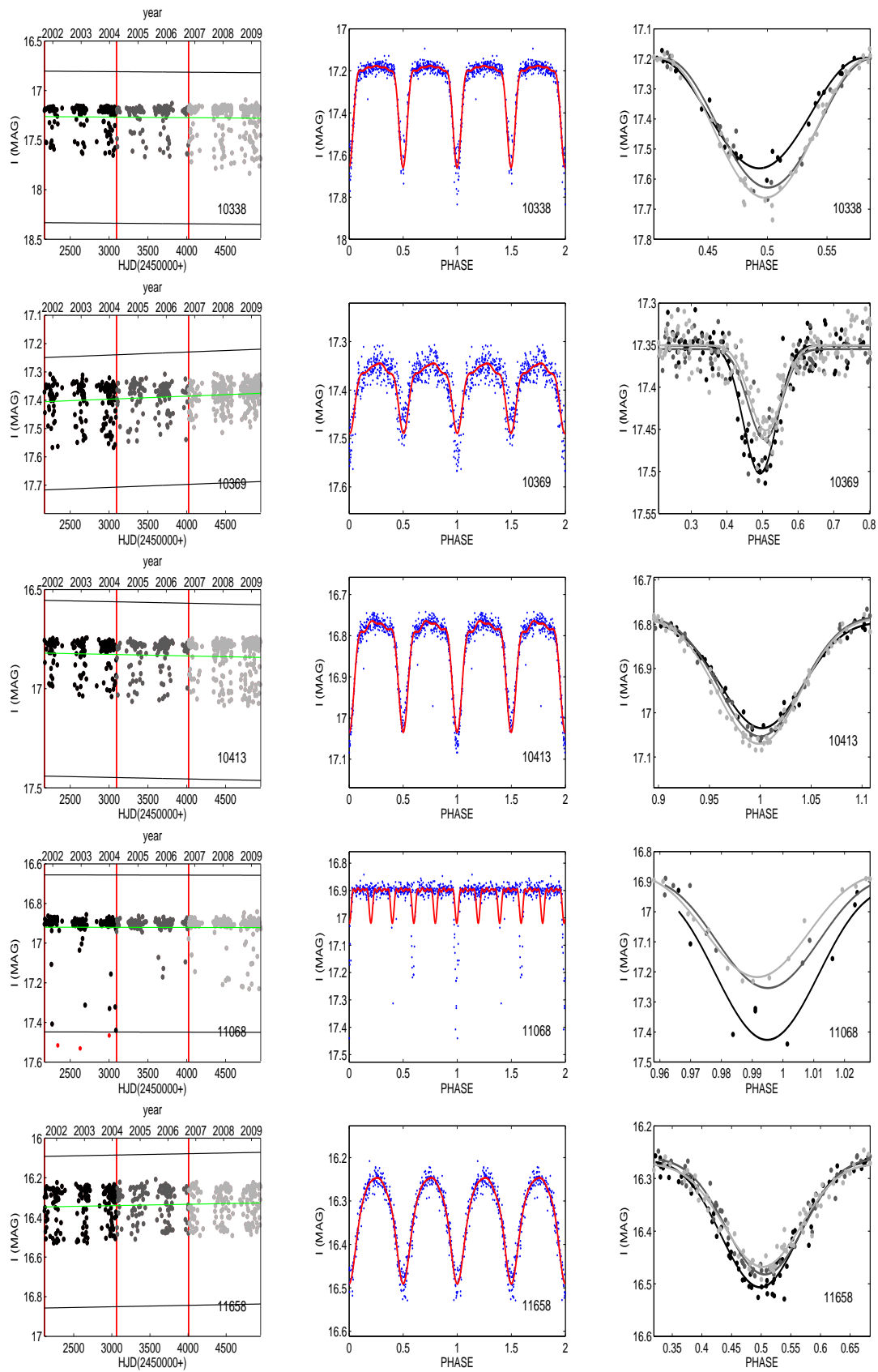
Obrázek P1: Výsledky detekce systémů se změnou sklonu. *Vlevo:* Světelná křivka rozdělená na několik úseků podle počtu měření. *Uprostřed:* Fázová křivka s fouriérovým rozvojem. *Vpravo:* Fit minim v každém úseku světelné křivky fenomenologickým modelem.



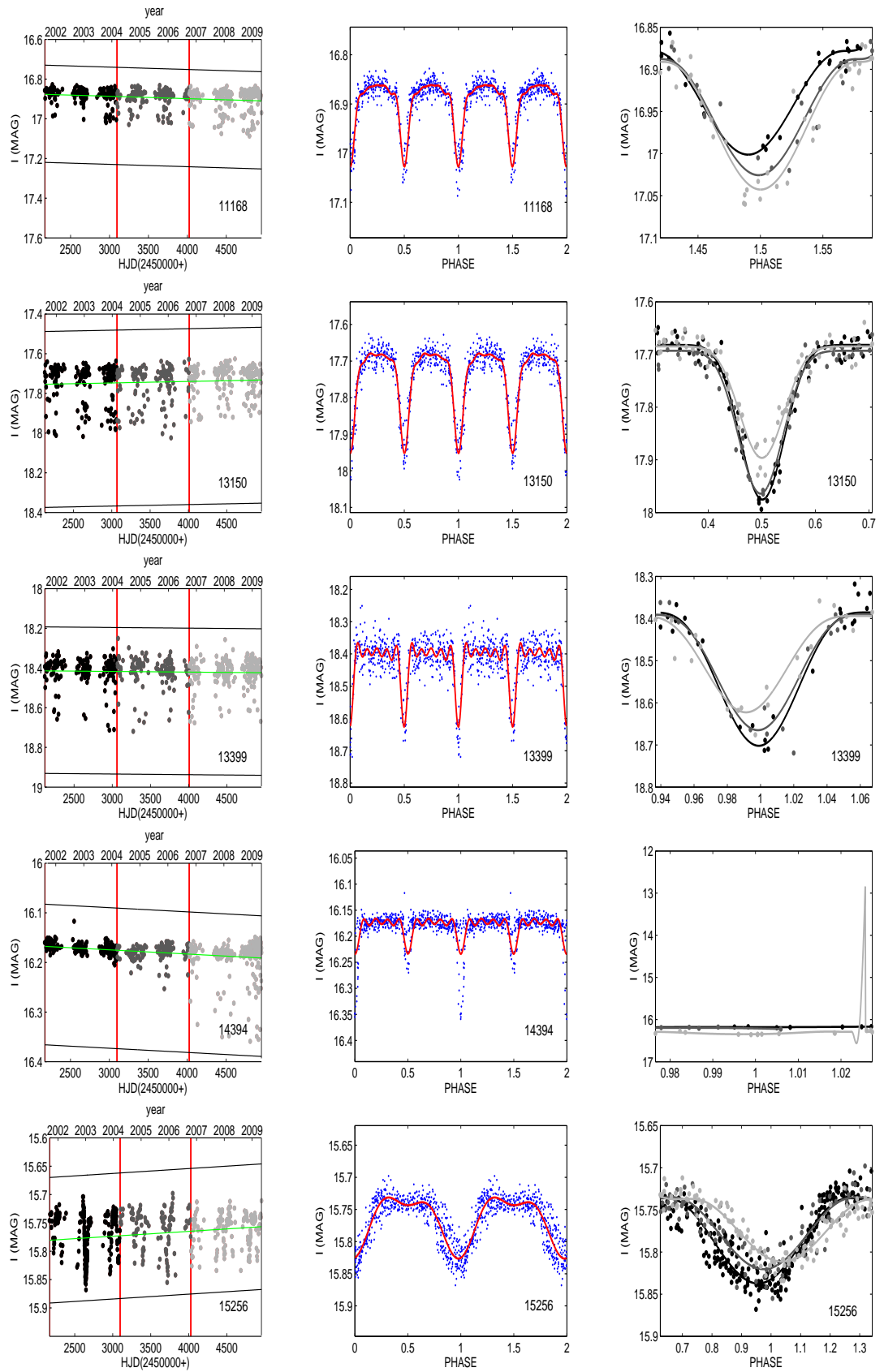
Obrázek P1: pokračování



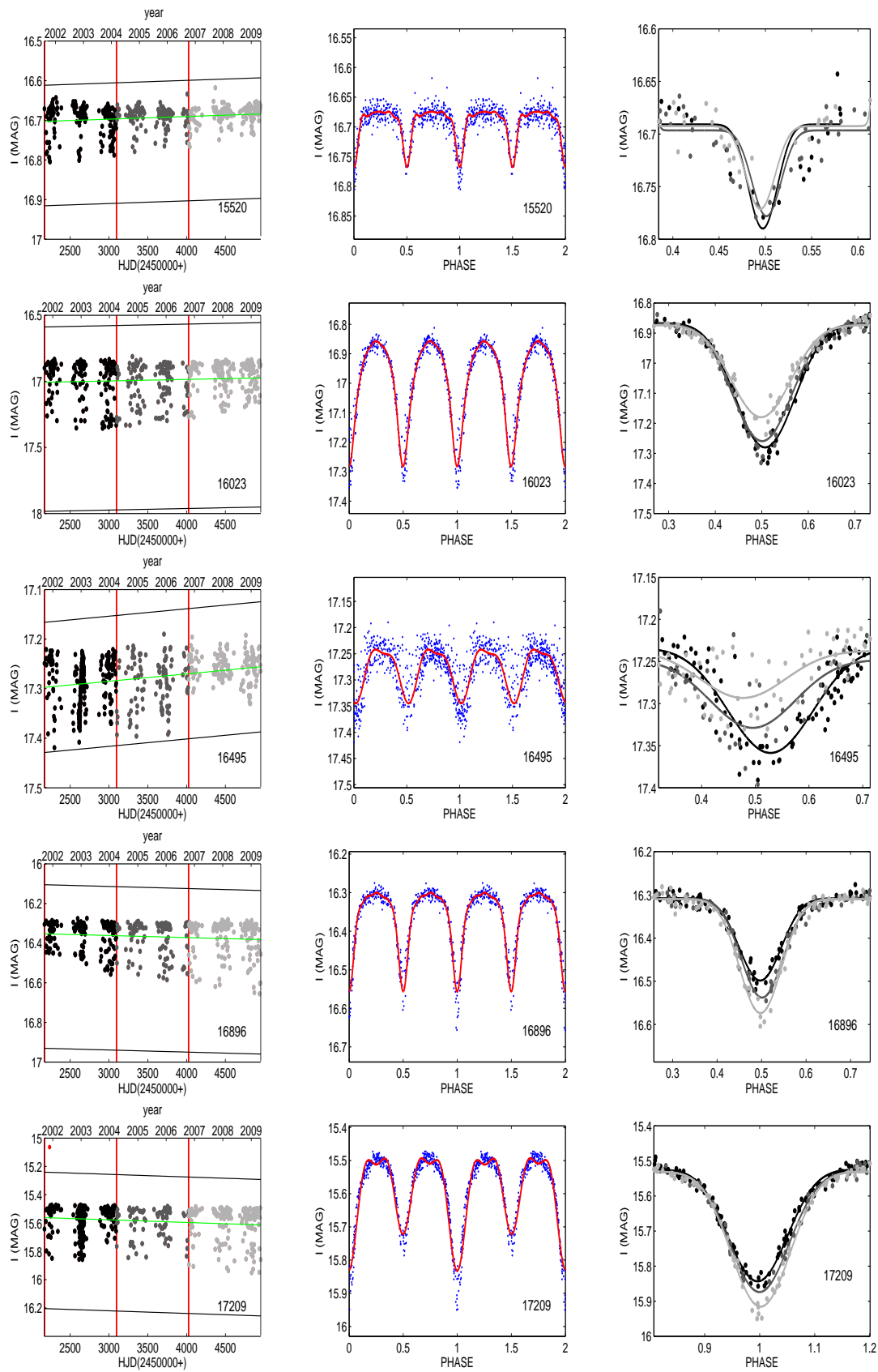
Obrázek P1: pokračování



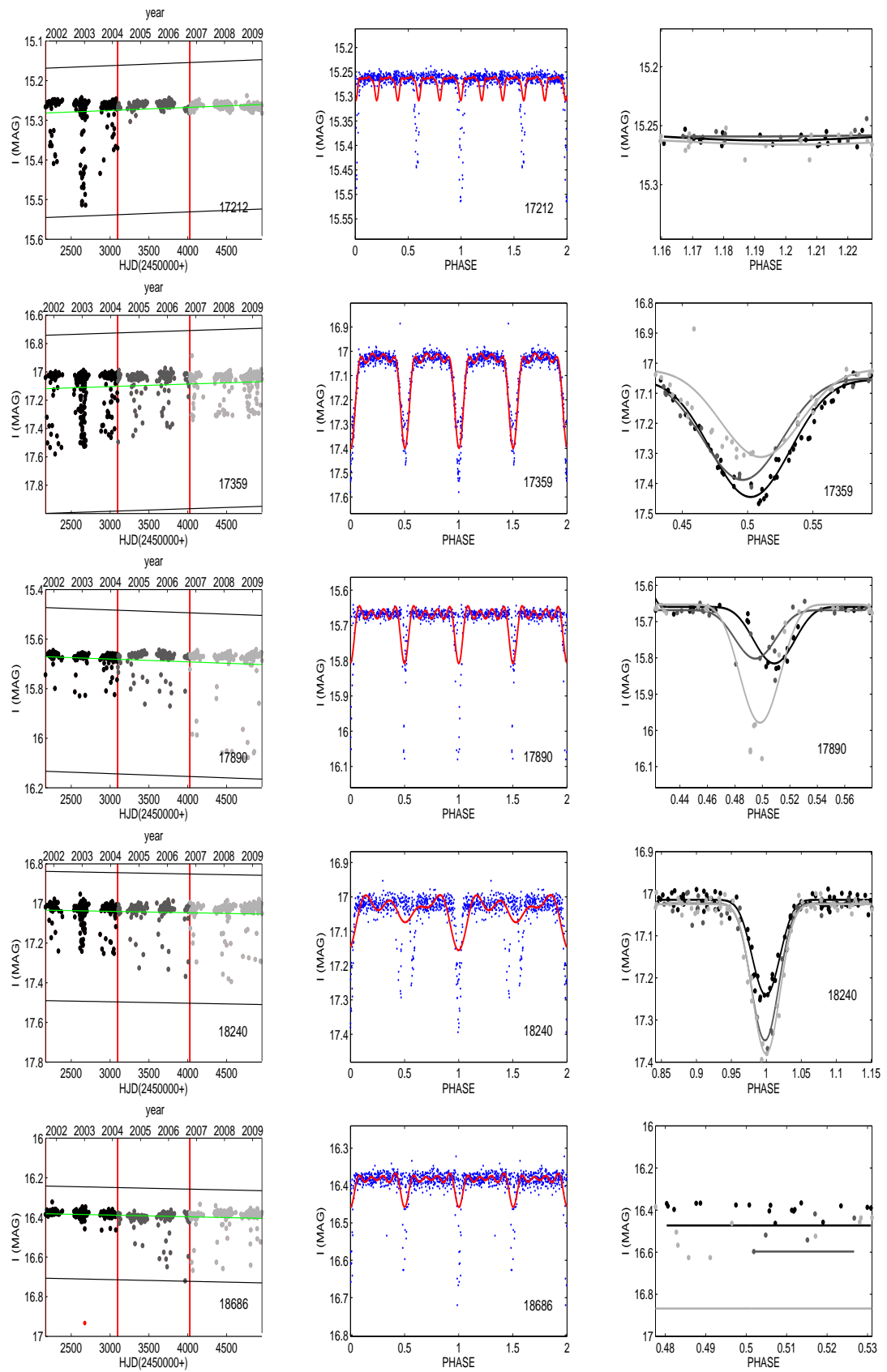
Obrázek P1: pokračování



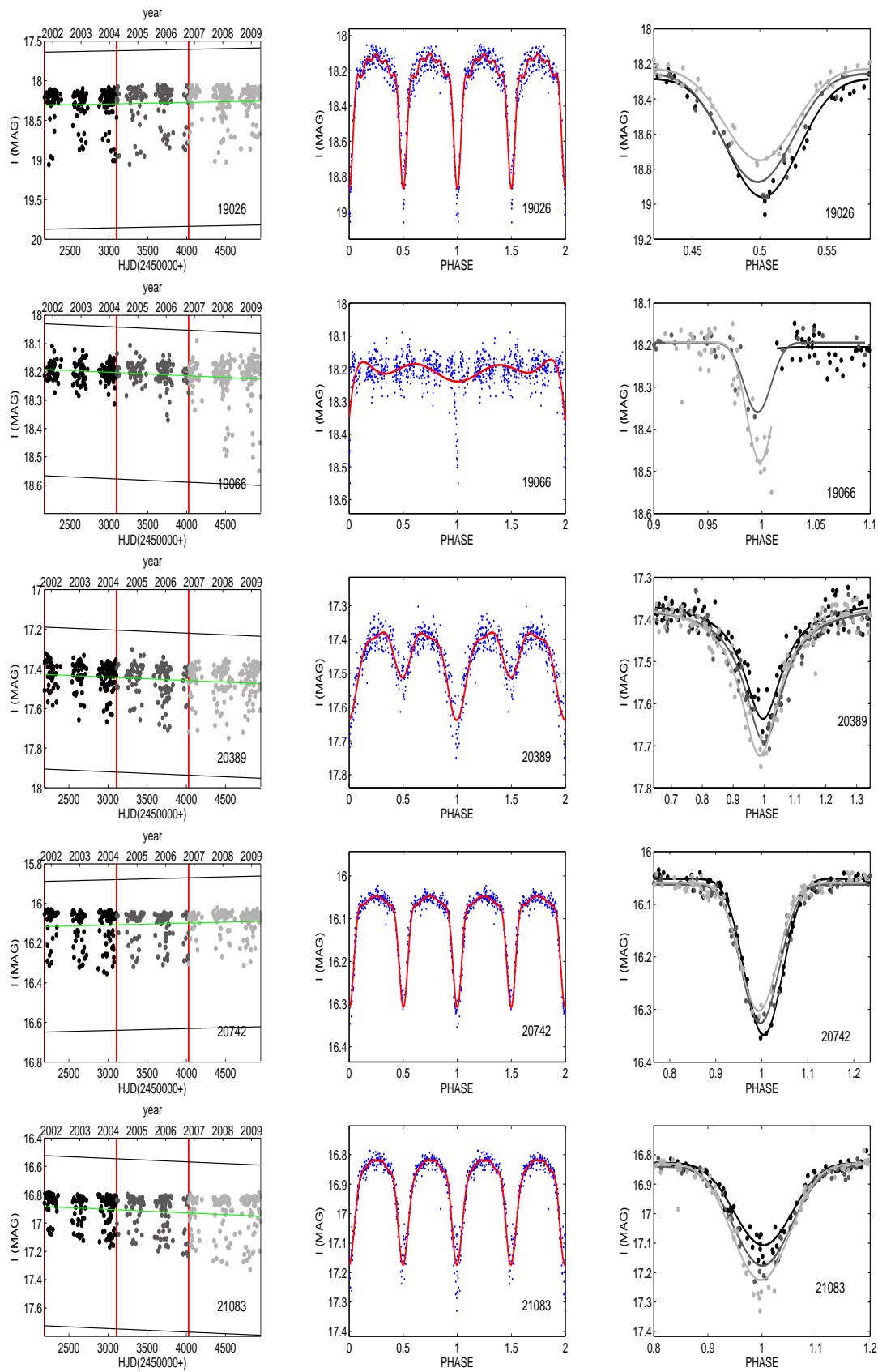
Obrázek P1: pokračování



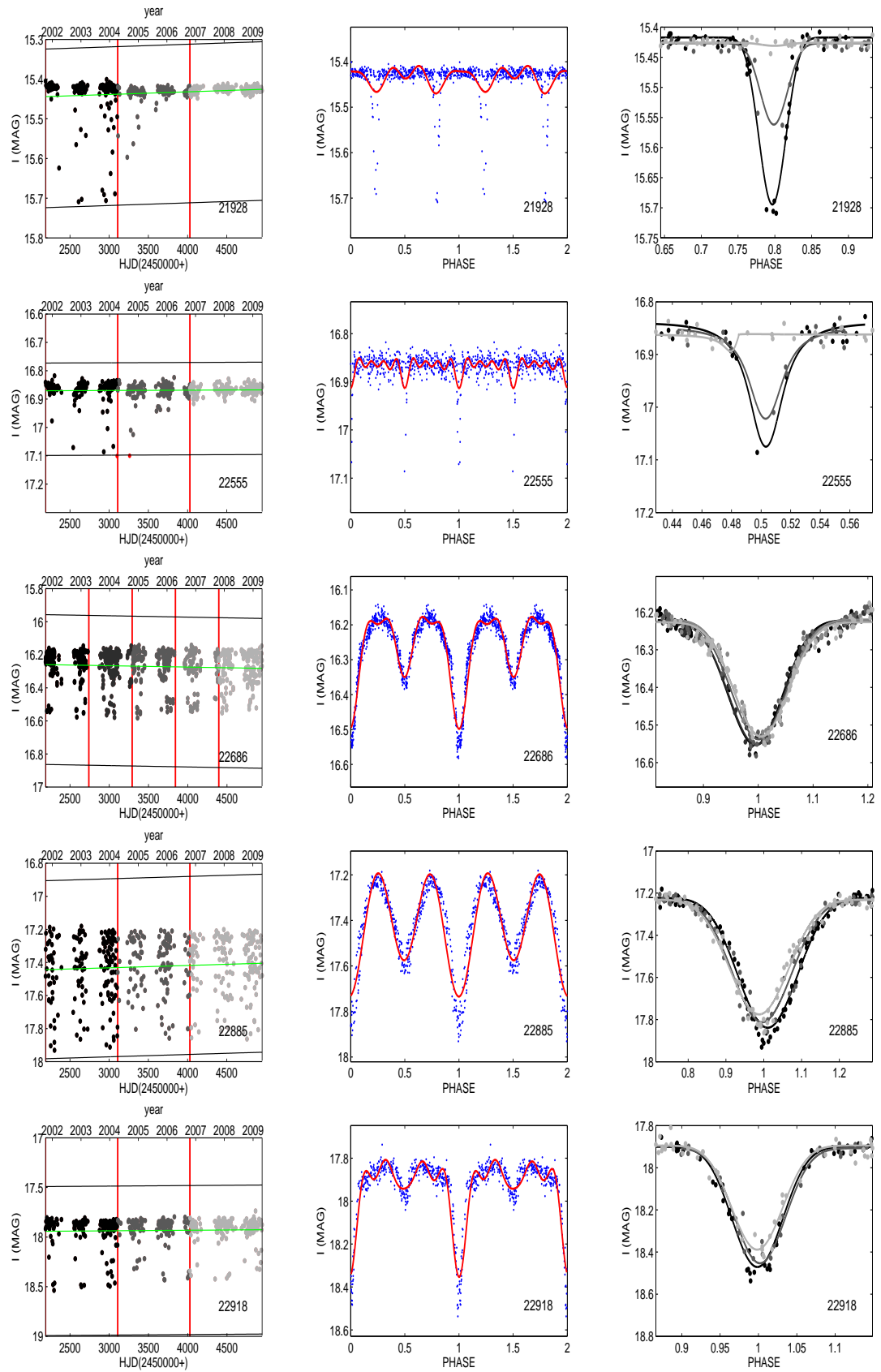
Obrázek P1: pokračování



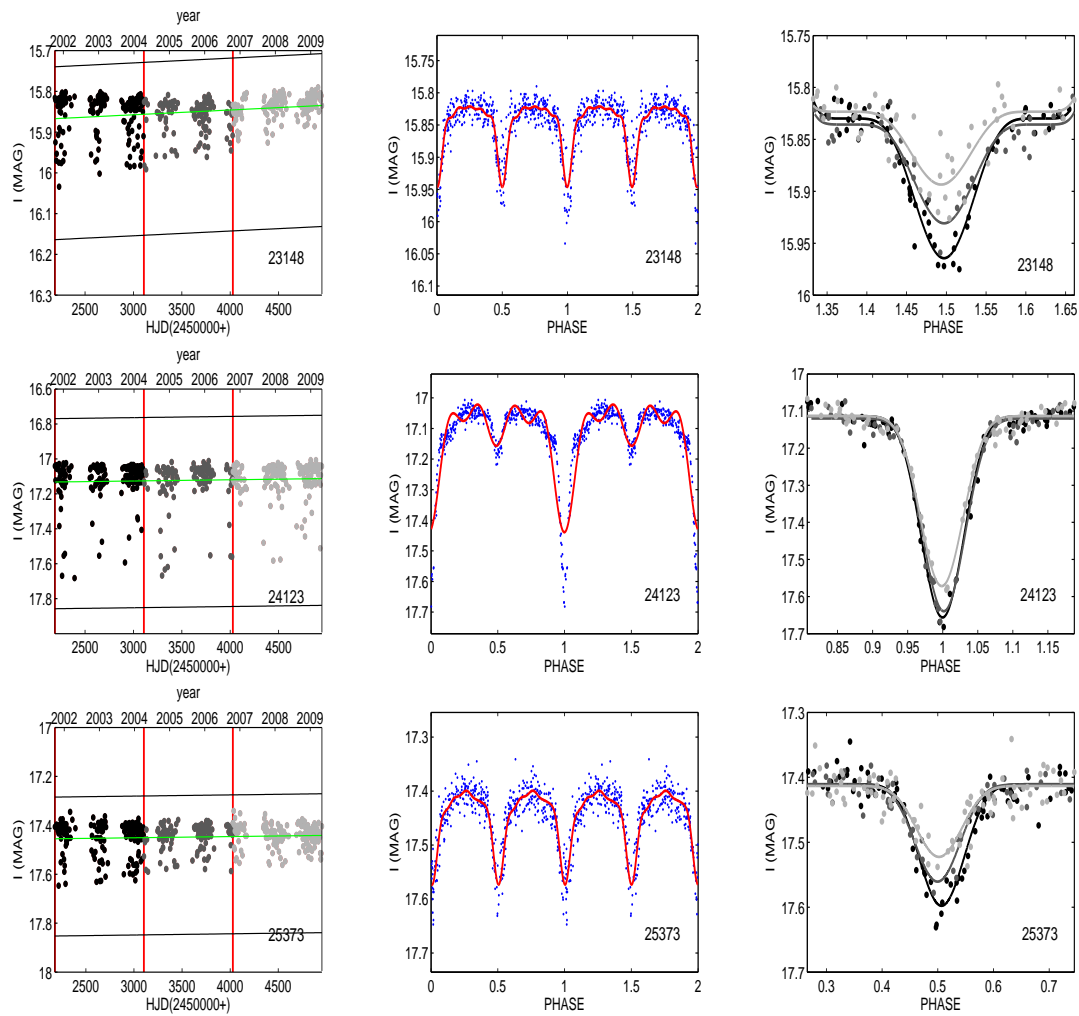
Obrázek P1: pokračování



Obrázek P1: pokračování

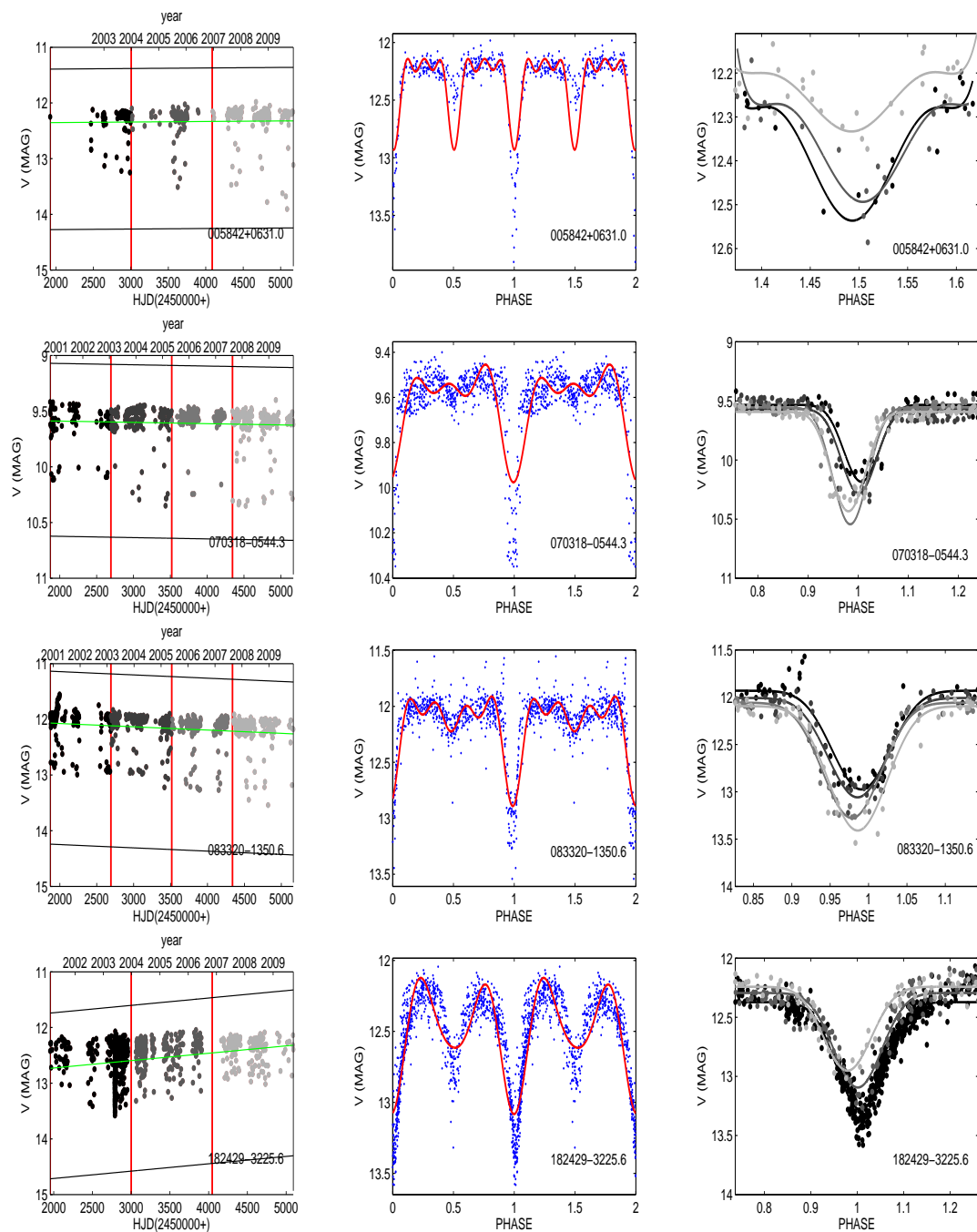


Obrázek P1: pokračování

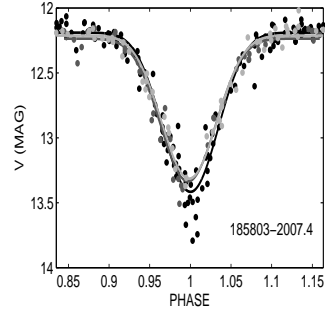
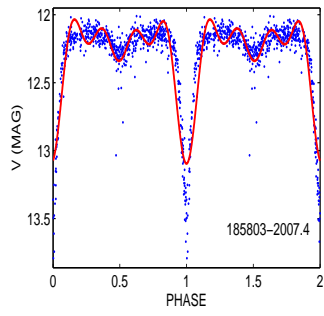
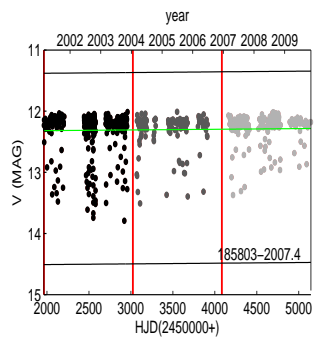
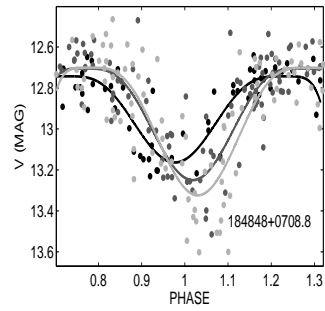
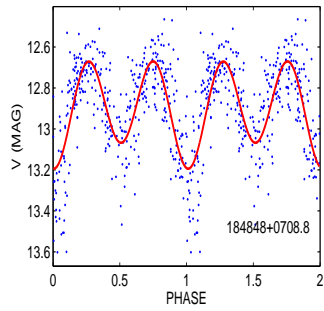
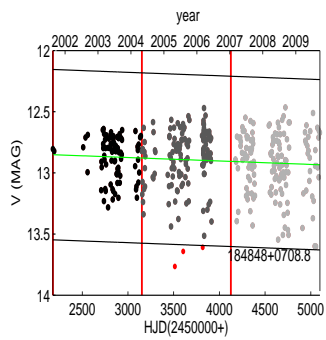


Obrázek P1: pokračování

Příloha 2: Systémy se změnou amplitudy LC – ASAS 3

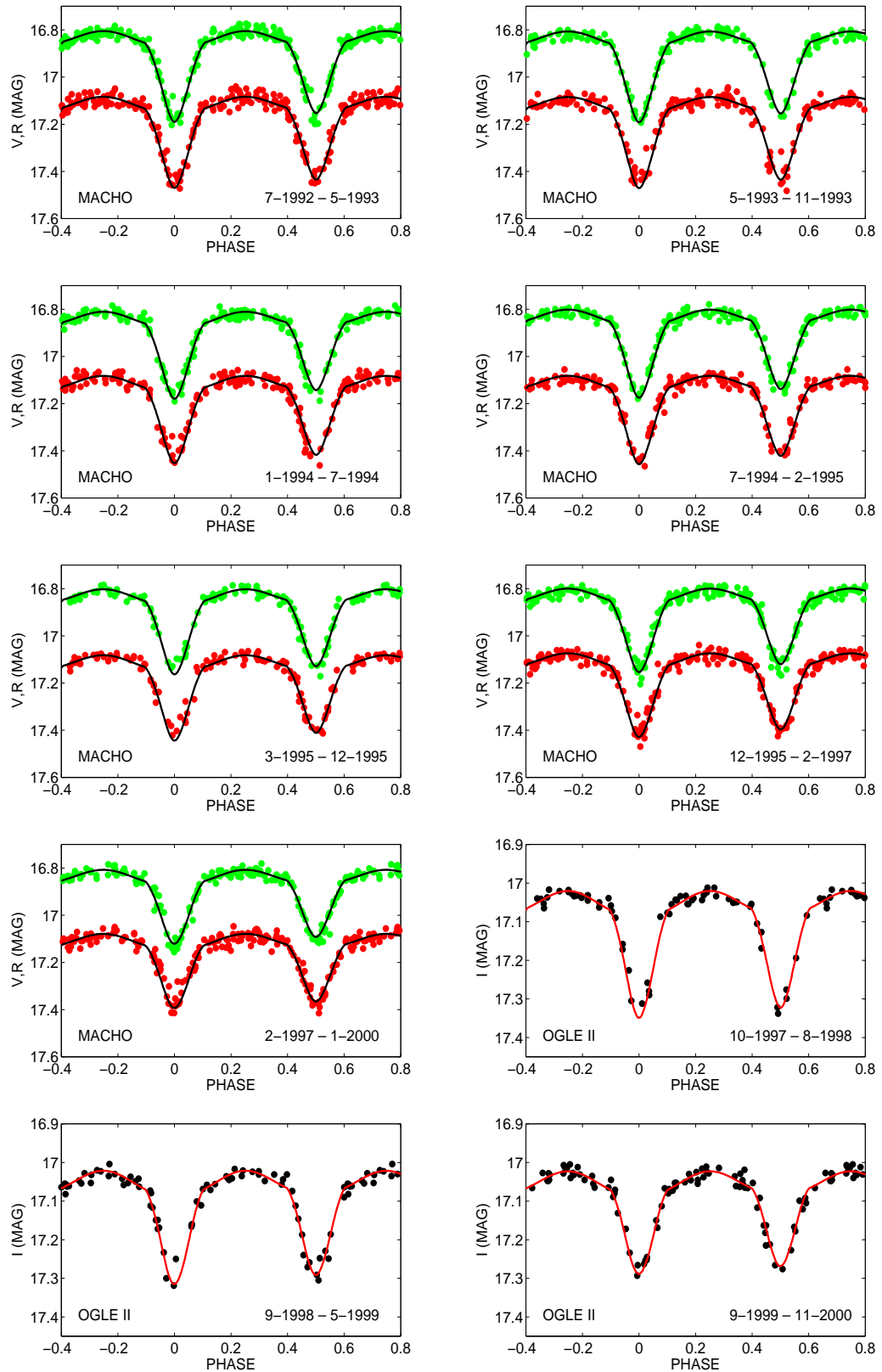


Obrázek P2: Výsledky algoritmu detekce systémů se změnou sklonu. *Vlevo:* Světelná křivka rozdělená na několik úseků podle počtu měření. *Uprostřed:* Fázová křivka s fourierovým rozvojem. *Vpravo:* Fit minim v každém úseku světelné křivky fenomenologickým modelem.

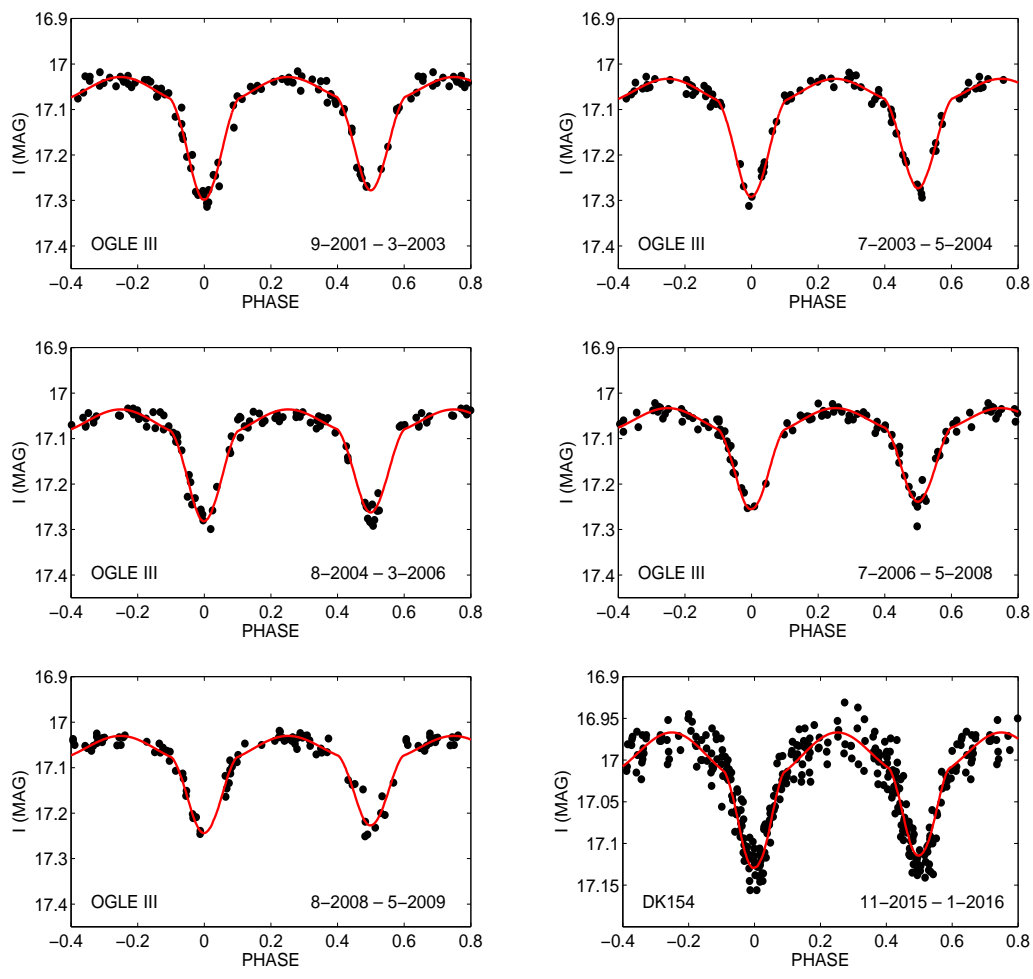


Obrázek P3: pokračování

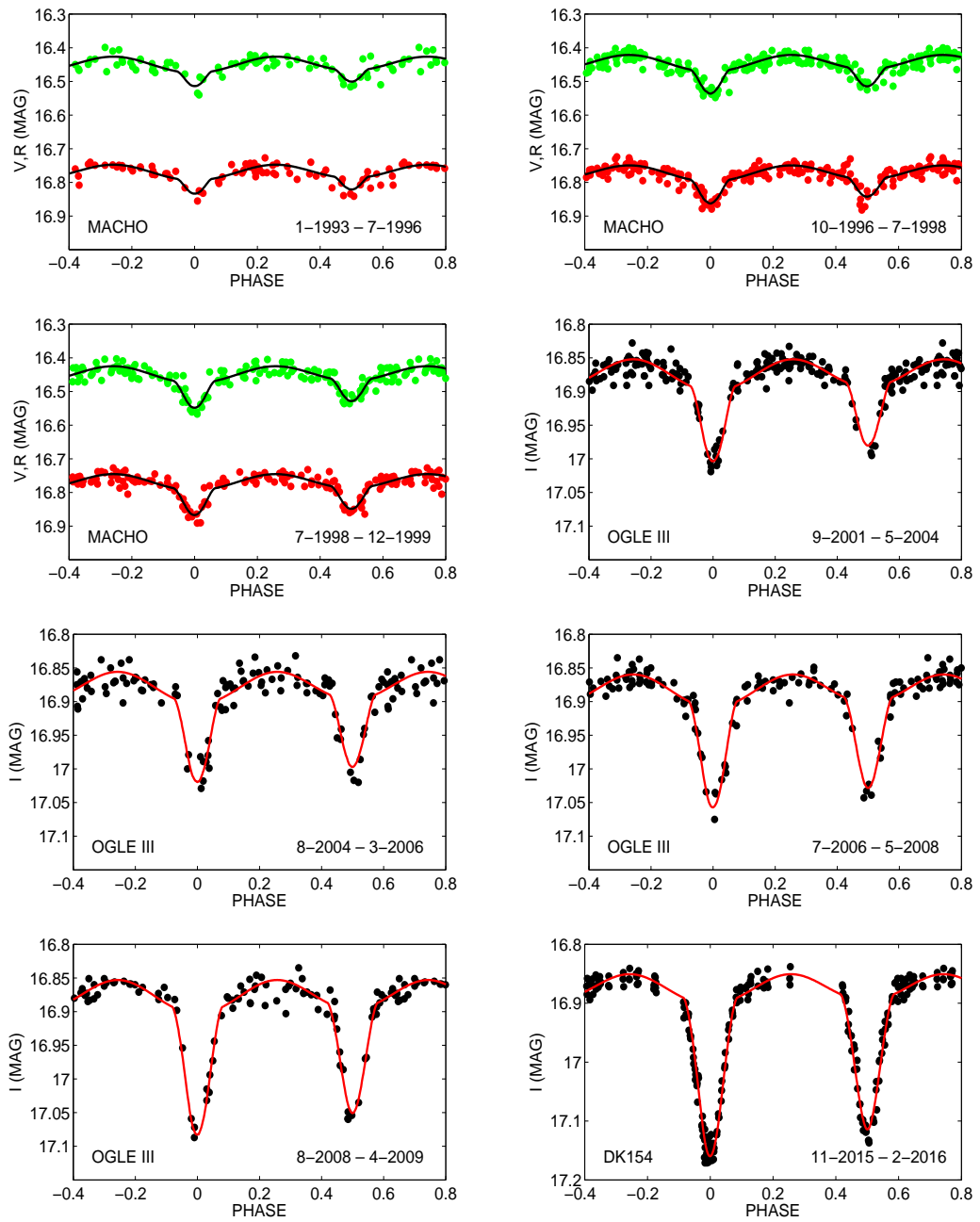
Příloha 3: Světelné křivky systémů v LMC



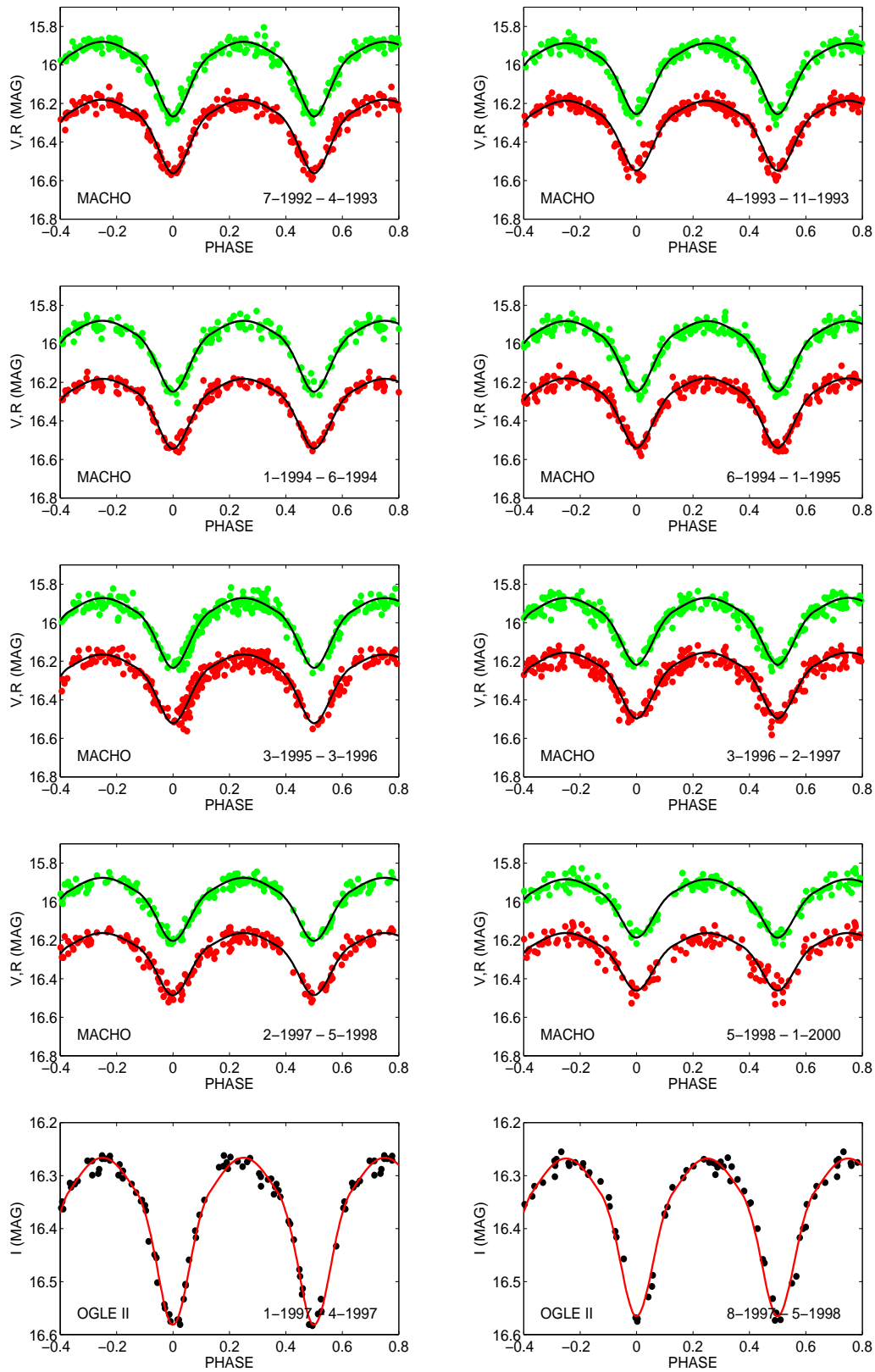
Obrázek P4: OGLE-LMC-ECL-06464



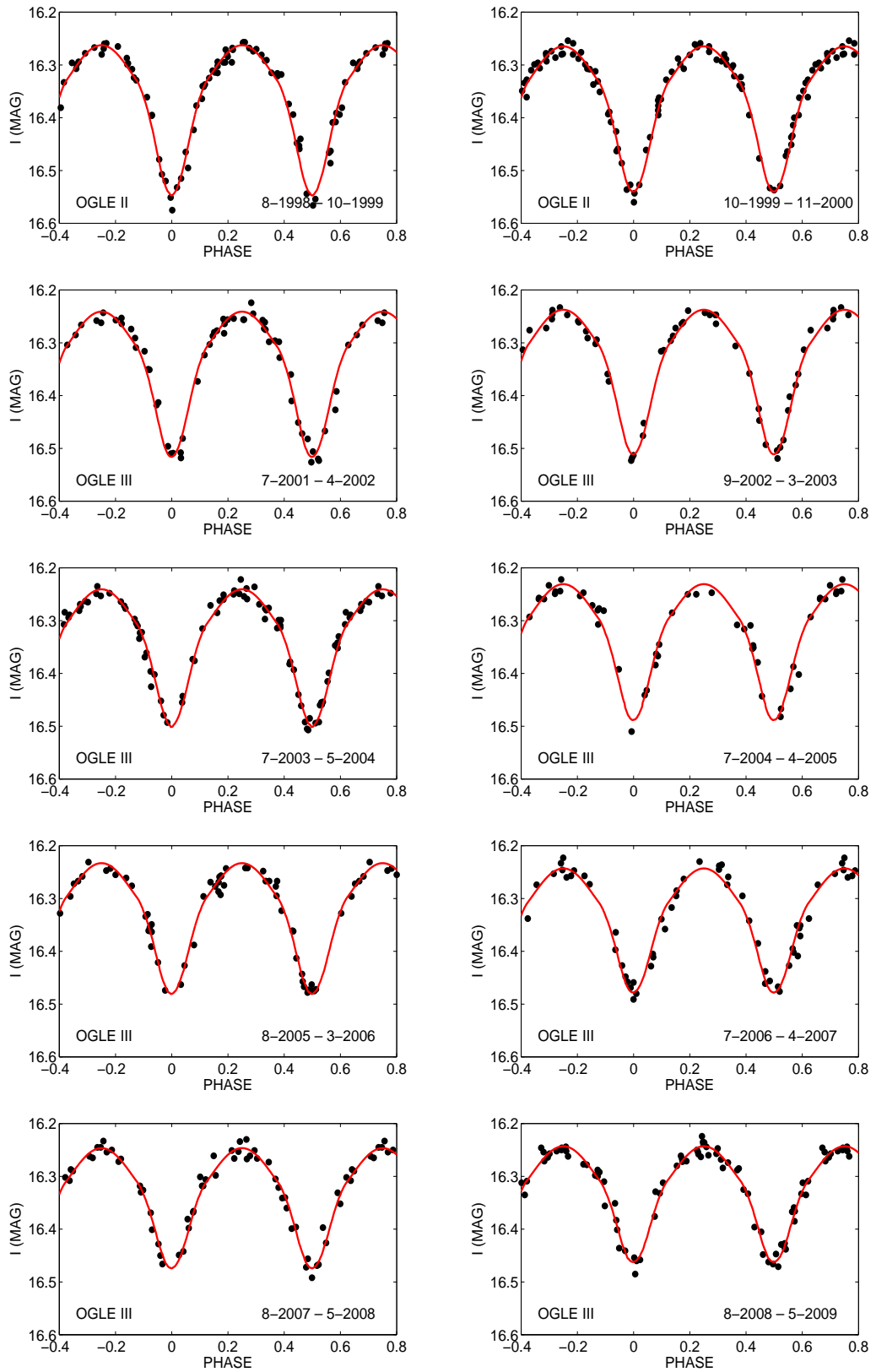
Obrázek P4: pokračování



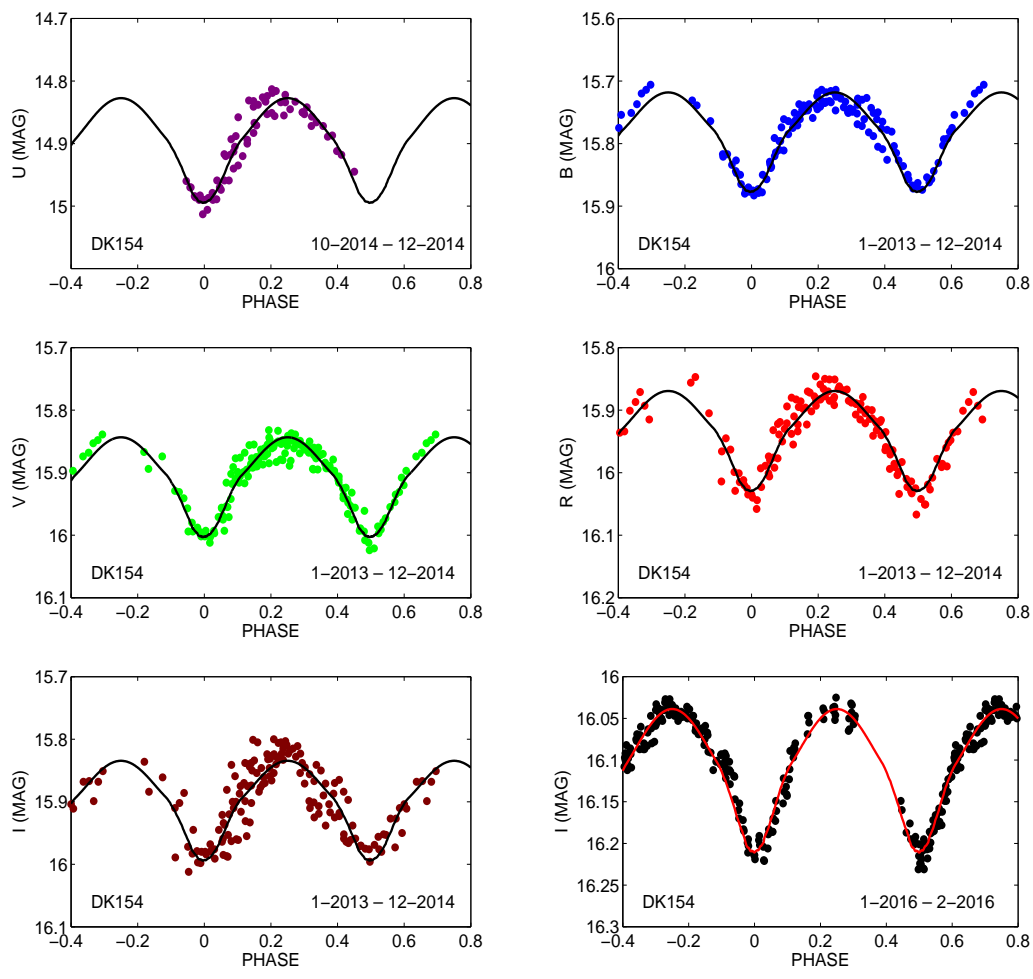
Obrázek P5: OGLE-LMC-ECL-11168



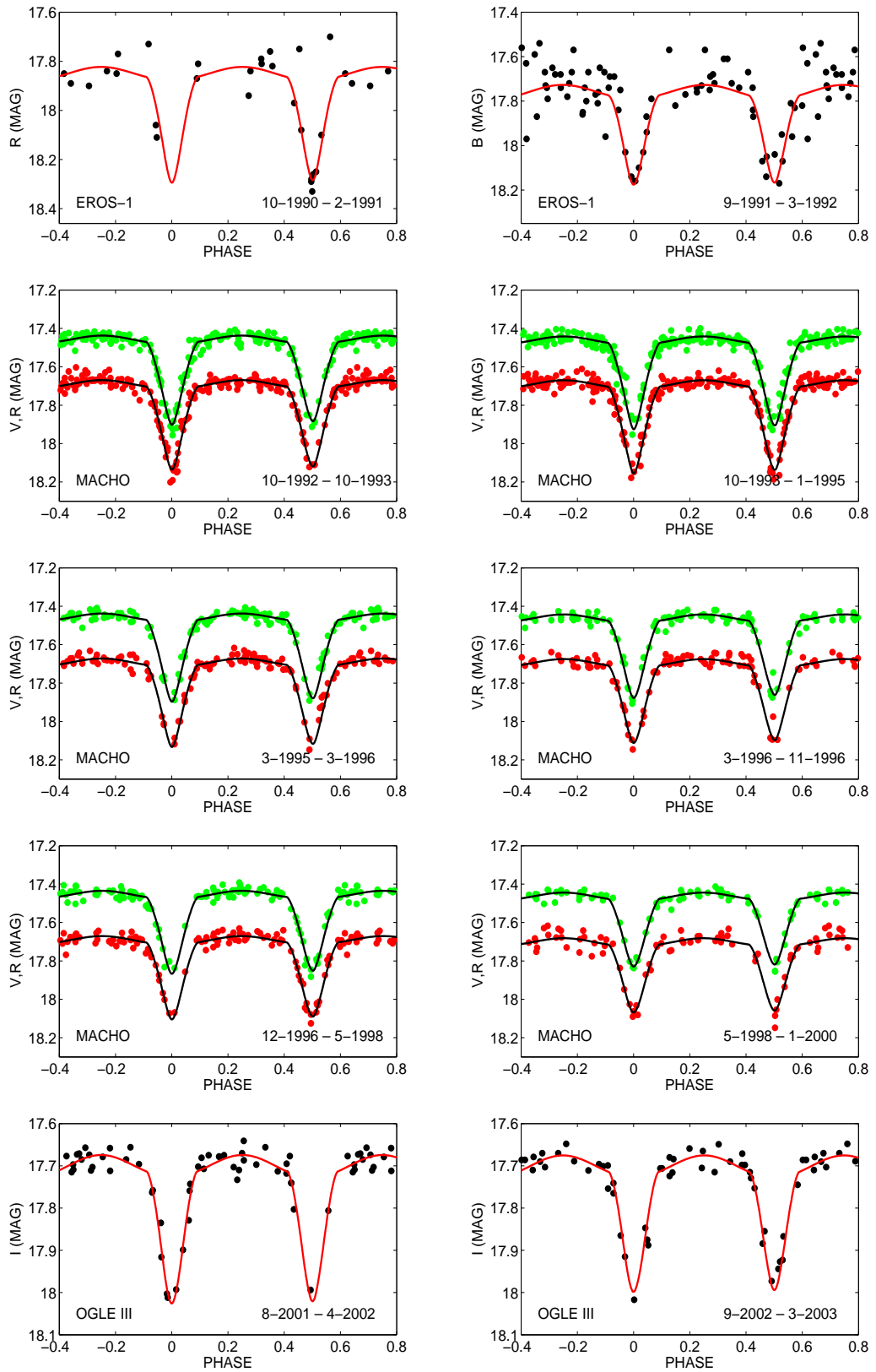
Obrázek P6: OGLE-LMC-ECL-11658



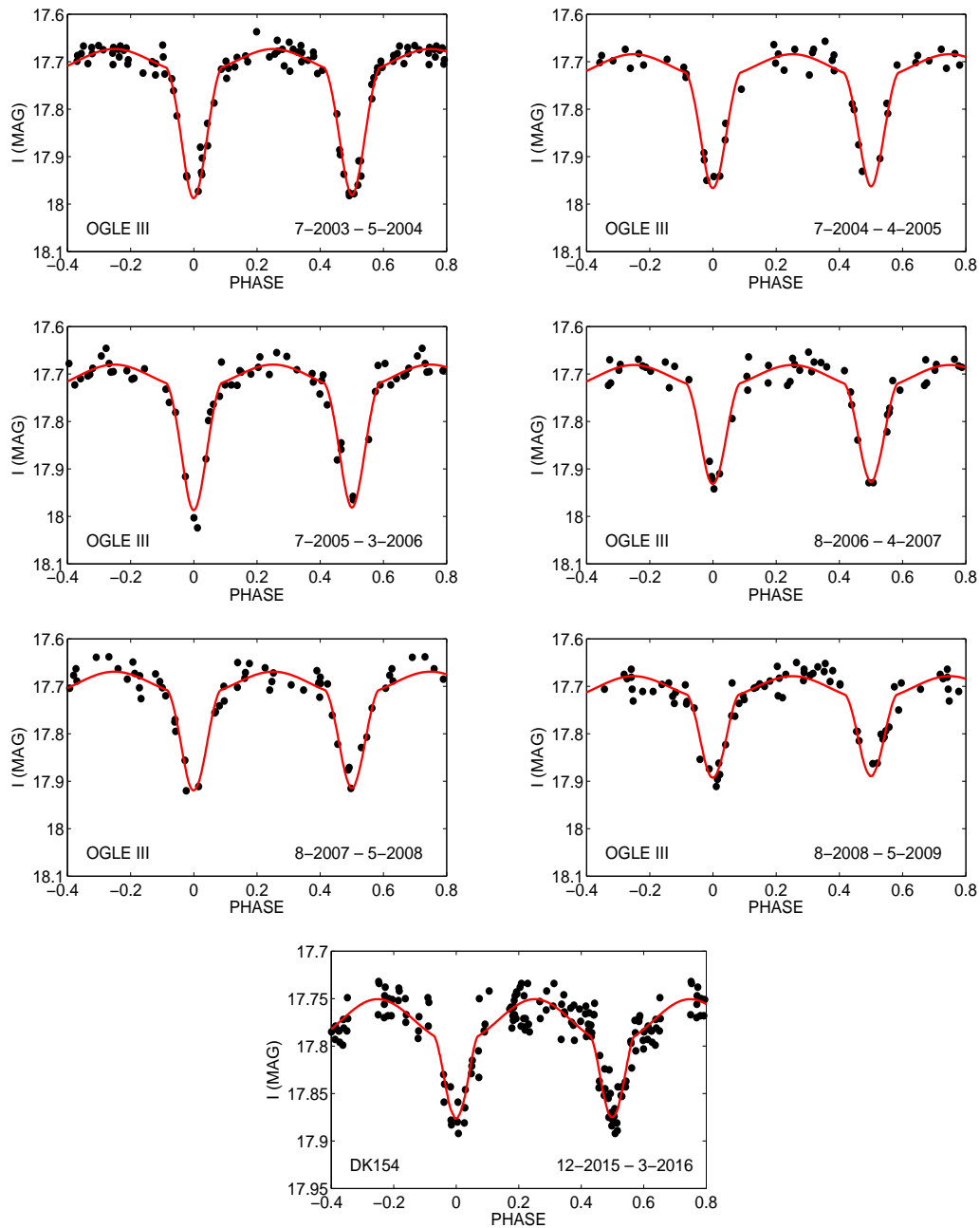
Obrázek P6: pokračování



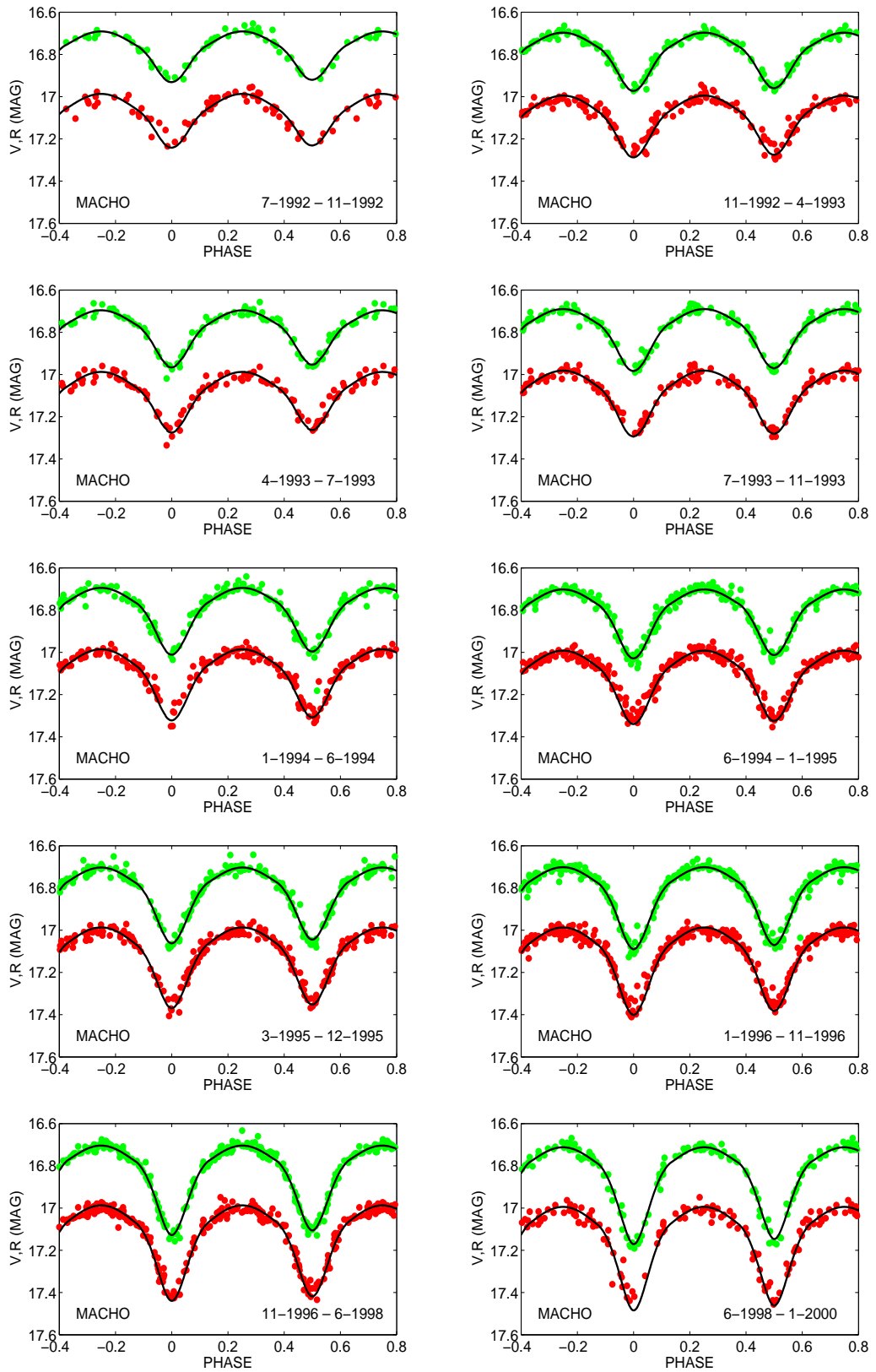
Obrázek P6: pokračování



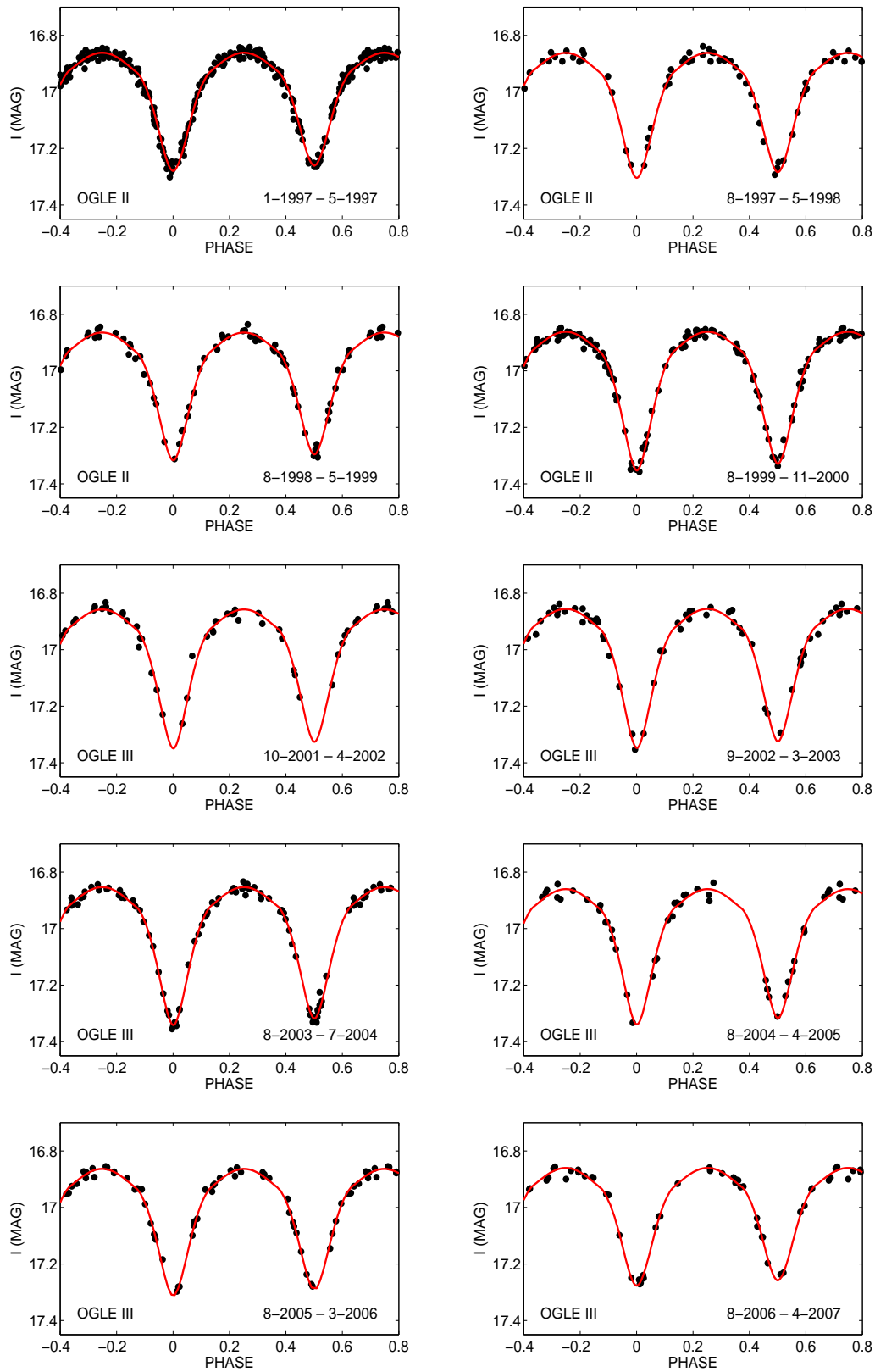
Obrázek P7: OGLE-LMC-ECL-13150



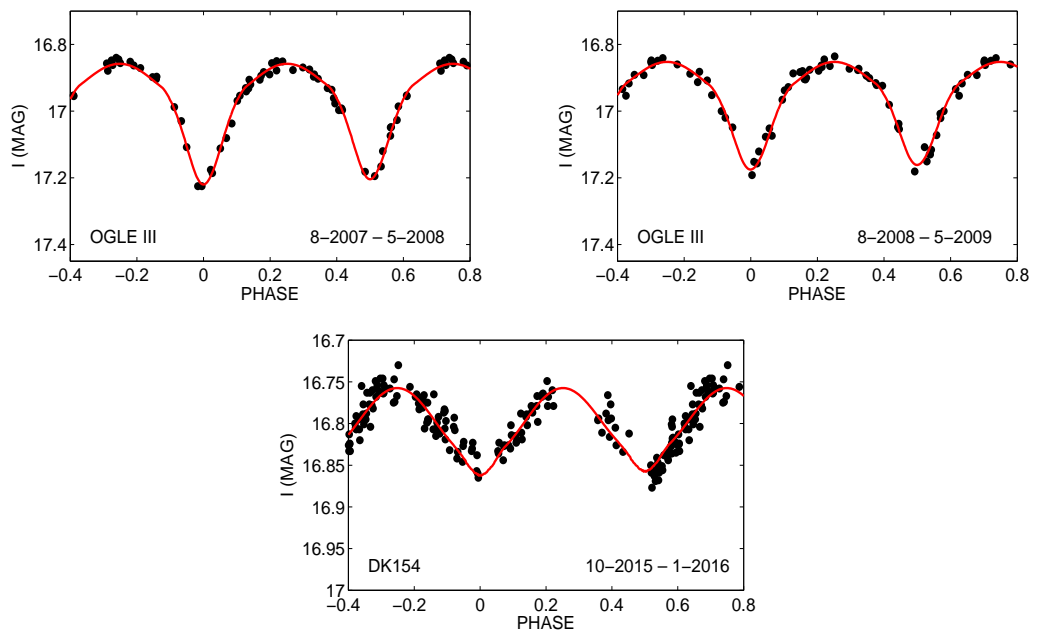
Obrázek P7: pokračování



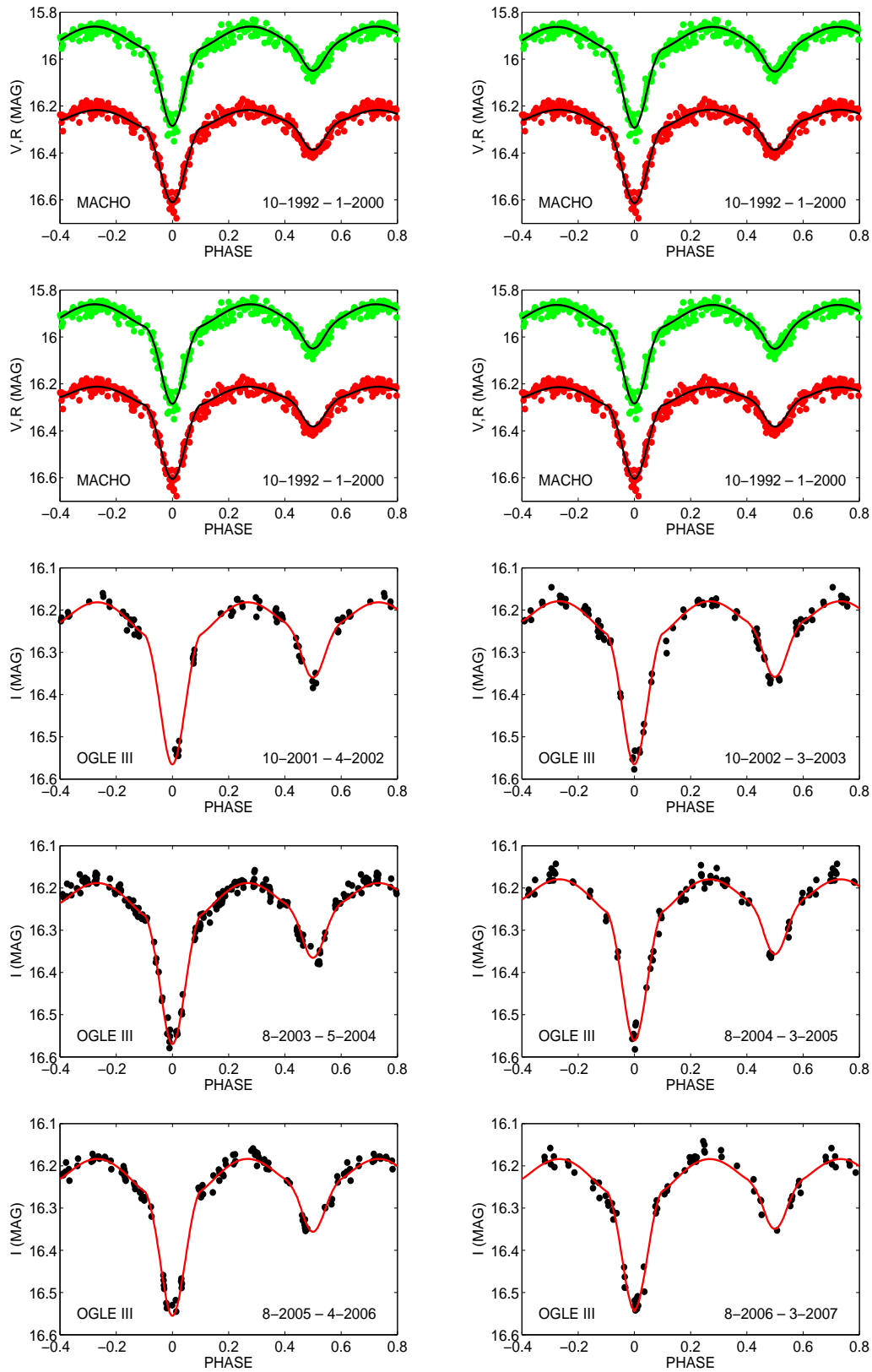
Obrázek P8: OGLE-LMC-ECL-16023



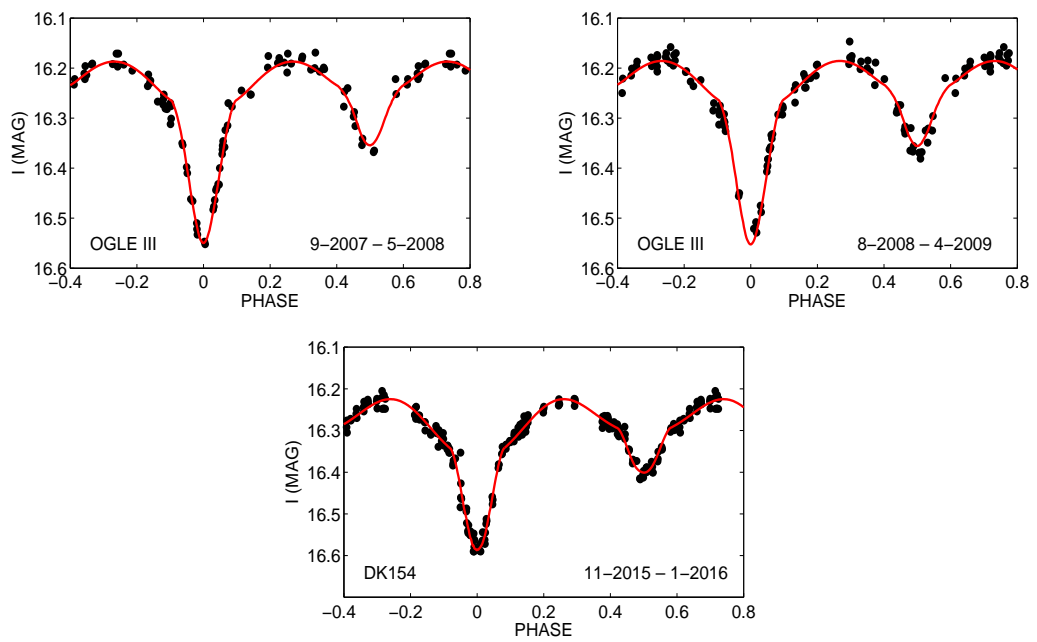
Obrázek P8: pokračování



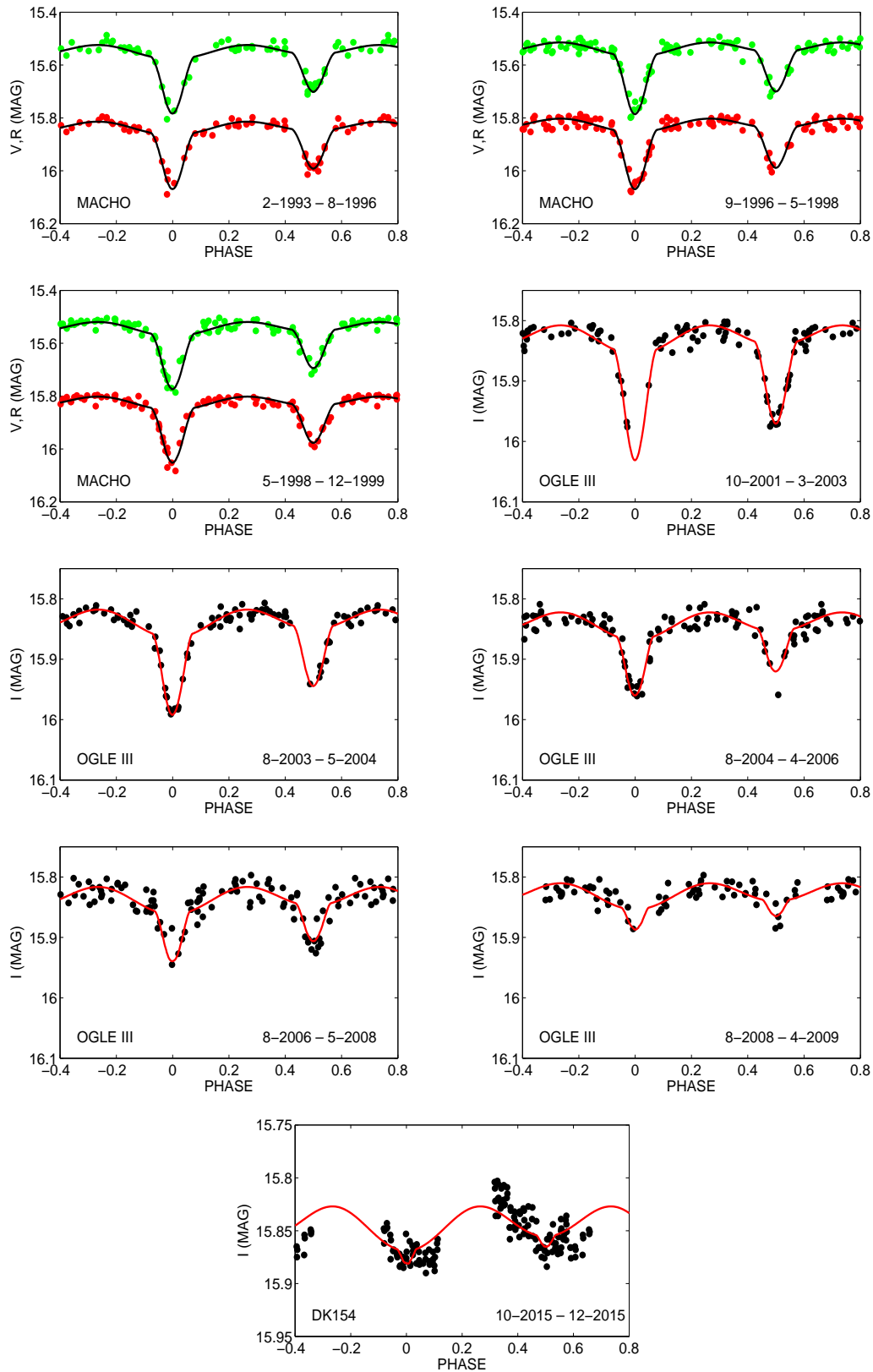
Obrázek P8: pokračování



Obrázek P9: OGLE-LMC-ECL-22686

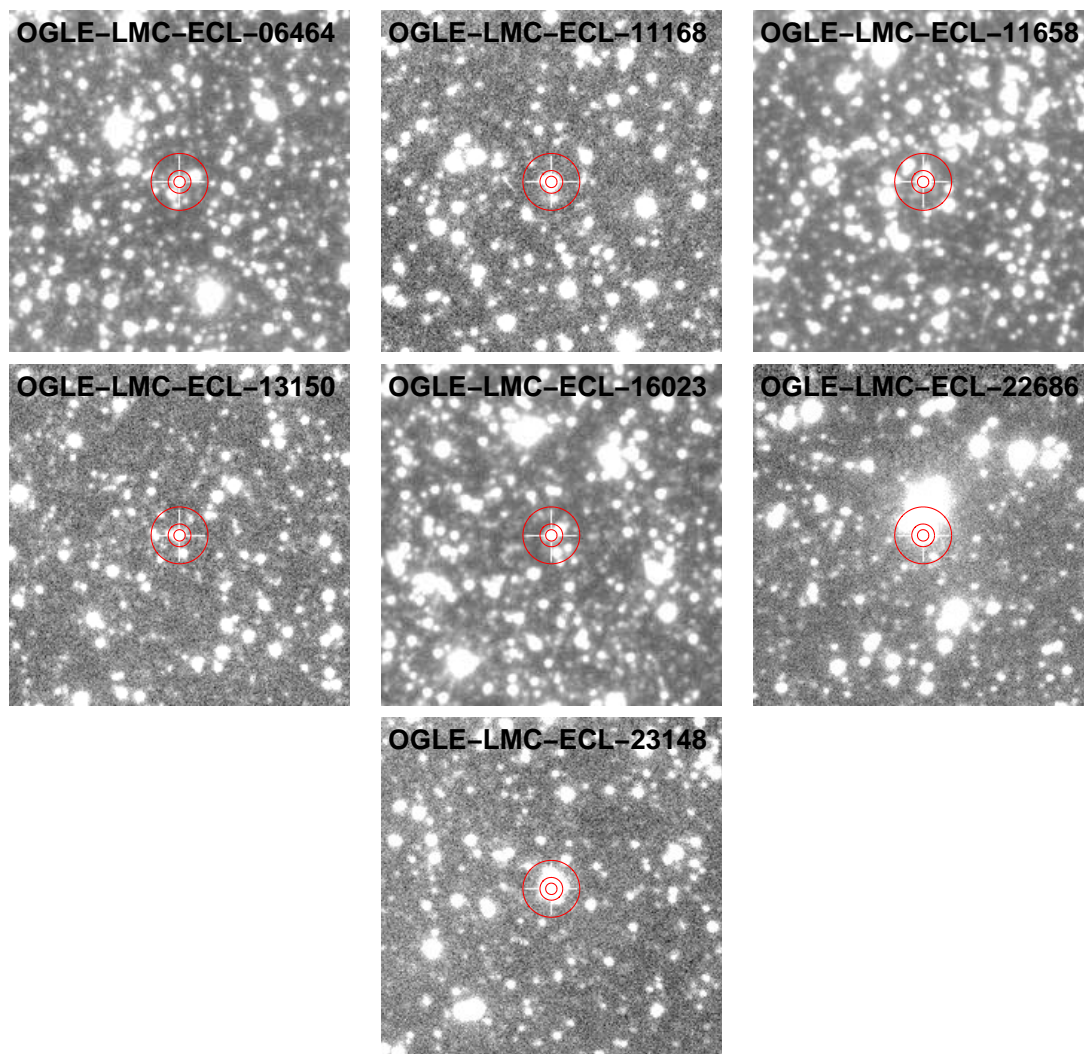


Obrázek P9: pokračování



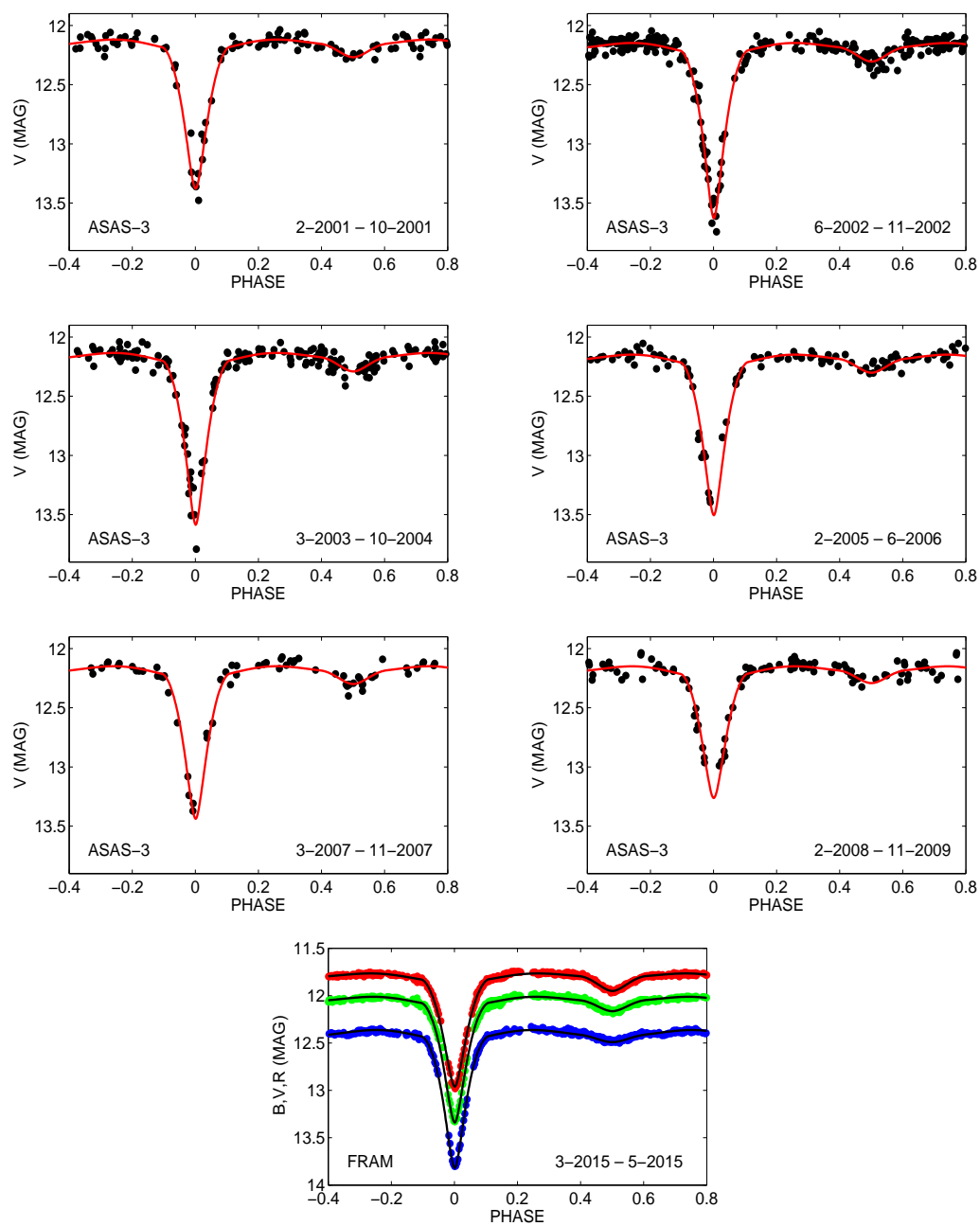
Obrázek P10: OGLE-LMC-ECL-23148

Příloha 4: Snímky okolí systémů v LMC

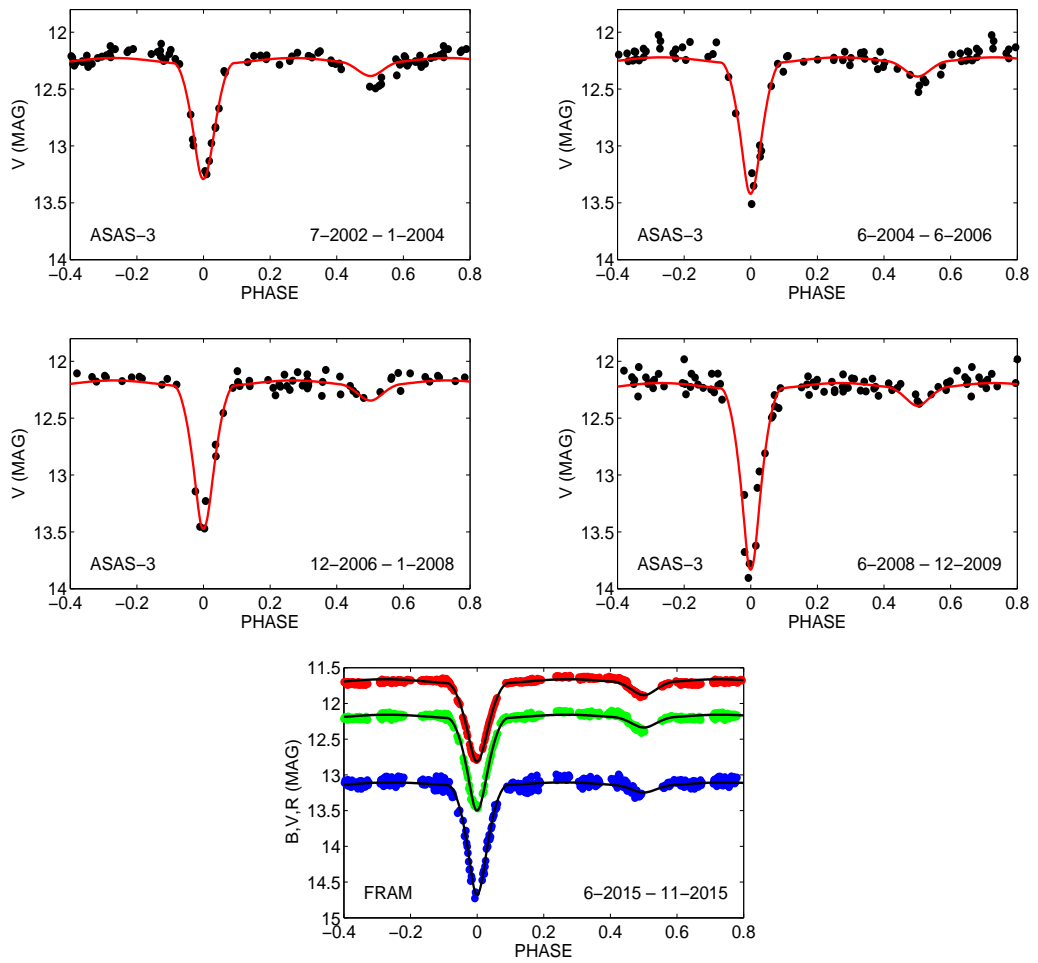


Obrázek P11: Vyhledávací mapky OGLE III. Kroužky vyznačují $r = 1,0''$, $2,0''$ a $5,0''$.

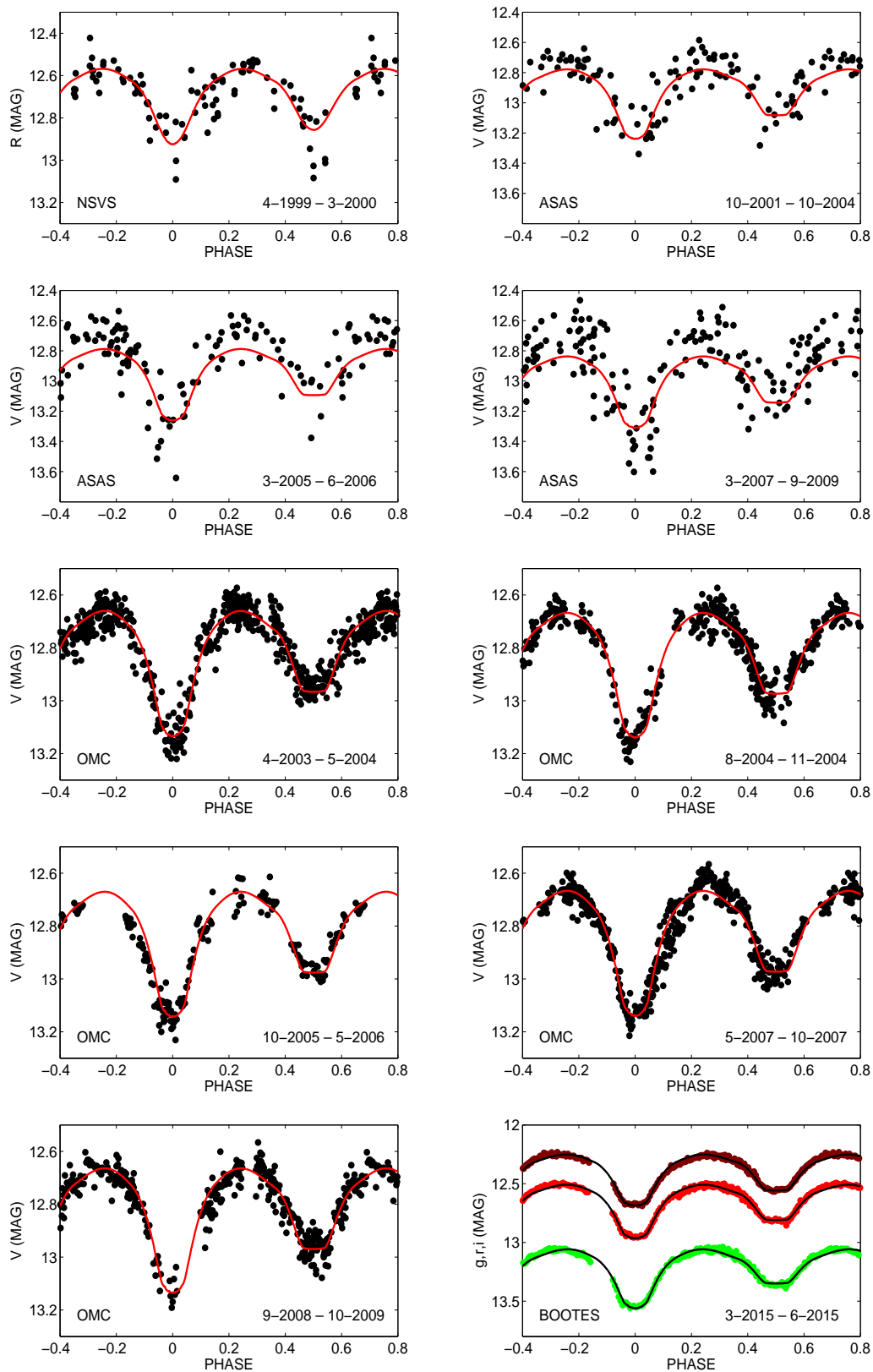
Příloha 5: Světelné křivky systémů v naší Galaxii



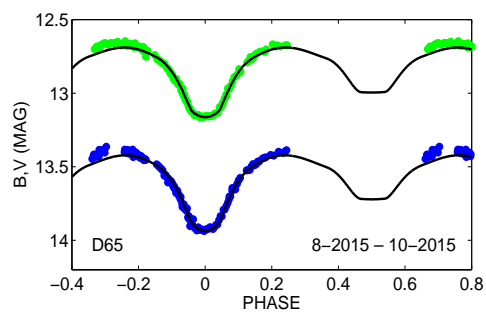
Obrázek P12: ASAS 185803-2007.4 (V1045 Sgr)



Obrázek P13: ASAS 005842+0631. (TYC 18-662-1)



Obrázek P14: ASAS 184848+0708.8 (V0476 Aql)



Obrázek P14: pokračování

