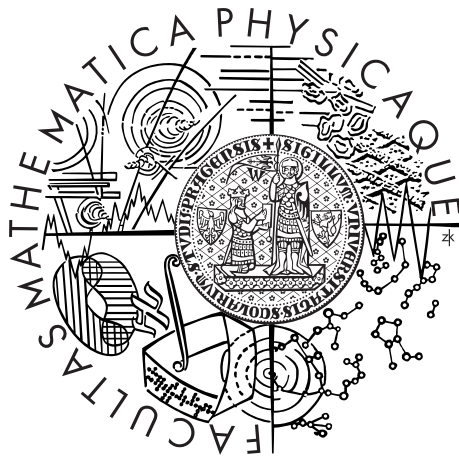


UNIVERZITA KARLOVA V PRAZE
MATEMATICKO-FYZIKÁLNÍ FAKULTA

DIPLOMOVÁ PRÁCE



Jiří Kliner

Exoplanety

Astronomický ústav UK

Vedoucí diplomové práce: Doc. RNDr. Marek Wolf, CSc.
Studijní program: Fyzika
Studijní obor: Astronomie a astrofyzika

Praha 2006

Velice děkuji vedoucímu diplomové práce, Doc. RNDr. Marku Wolfovi, CSc., za mnoho podnětných konzultací, rad a připomínek k této práci, za velkou trpělivost a ochotu po dobu naší spolupráce. Dále bych chtěl poděkovat Andreji Pršovi za poskytnutí programu PHOEBE a Mgr. Petrovi Zaschemu za velkou pomoc při jeho analýze a aplikaci na problém hvězda–exoplaneta. Také děkuji Mgr. Marii Hrudkové a Mgr. Lukáši Shrbenému ze jejich přínosné připomínky a diskuze k mé práci.

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

V Praze dne 18.4.2006

Jiří Kliner

Obsah

Obsah	3
Abstrakt	5
Úvod	6
1 Extrasolární planety	7
1.1 Vznik planetárních systémů	8
1.2 Detekční metody	10
1.2.1 Přímé zobrazení	10
1.2.2 Metoda radiálních rychlostí	11
1.2.3 Fotometrická metoda	12
1.2.4 Pulsary	17
1.2.5 Astrometrie	18
1.2.6 Gravitační čočkování	19
2 PHOEBE	21
2.1 Řešení inverzního problému zákrytových dvojhvězd	21
2.1.1 Optimalizace WD metody	21
2.1.2 Nový minimalizační algoritmus	22
2.1.3 Lokální minima	23
2.2 GUI	23
2.2.1 Základní struktura	23
3 TrES-1	27
3.1 První objev	27
3.2 Následná pozorování	29
3.3 Současnost	32
4 Vlastní měření	34
4.1 Pozorování v Ondřejově	34
4.2 Redukce dat v Aphotu	35

4.3	Výpočet parametrů ve PHOEBE	36
4.4	Výsledky a srovnání	39
	Závěr	48
	Literatura	50

Abstrakt

Název práce: Exoplanety

Autor: Jiří Kliner

Katedra: Astronomický ústav UK

Vedoucí diplomové práce: Doc. RNDr. Marek Wolf, CSc.

e-mail vedoucího: wolf@cesnet.cz

Abstrakt: Práce se zabývá shrnutím dosavadních poznatků o výzkumu extrasolárních planet, především souhrnem současných metod jejich detekce. Pomocí 65cm dalekohledu v Ondřejově byl naměřen zákryt hvězdy TrES-1 exoplanetou. Jednalo se teprve o druhé pozorování tranzitu exoplanety z území České republiky. Pomocí programu Phoebe byly spočteny parametry systému a ty pak srovnány s dosud publikovanými hodnotami.

Klíčová slova: exoplaneta, fotometrie, světelná křivka, tranzit, TrES-1, Phoebe

Abstract

Title: Exoplanets

Author: Jiří Kliner

Department: Astronomical Institute of the Charles University

Supervisor: Doc. RNDr. Marek Wolf, CSc.

Supervisor's e-mail address: wolf@cesnet.cz

Abstract: In this diploma thesis is contained an overview of the current knowledge about extrasolar planets and especially the overview of the current techniques of their detection. It was observed one full transit of the star TrES-1 by a exoplanet on the 65cm telescope on Ondřejov. It was only the second observation the transit from the Czech Republic. It was estimated the parameters of the system and compared with as yet published values.

Keywords: exoplanet, photometry, light curve, transit, TrES-1, Phoebe

Úvod

Člověk je obdařen touhou poznávat a objevovat stále nová místa a věci. Už od starověku se spekuluje o jiných planetárních systémech a s tím spojené existenci života jinde ve vesmíru. Epicuros (341-270 př. n. l.) tvrdil, že existuje nekonečně mnoho světů, podobných tomu našemu, i naprosto odlišných. Naproti tomu jeho současník Aristoteles byl skálopevně přesvědčen, že nemůže být více světů než jeden. Koncem 16. století Giordano Bruno považoval Slunce jen za jednu z mnoha hvězd ve vesmíru, kolem kterých obíhají planety. Všechny jeho domněnky byly ovšem zejména filozofickými myšlenkami bez jakéhokoli reálného matematického či fyzikálního podkladu. První fyzikální modely vývoje Sluneční soustavy začaly vznikat až ve druhé polovině 18. století. Základní kameny nebulární teorie, popisující vznik planetární soustavy, položili Immanuel Kant a později Pierre S. Laplace. Až v polovině dvacátého století byly vyvinuty dostatečně přesné metody, jak tyto planety objevit.

První kapitola se zabývá přehledem extrasolárních planet, vznikem planetárních systémů a především detekčními metodami, jakých přesností jednotlivé metody dosahují a jaké by v budoucích kosmických projektech mohly být.

Jednou z velmi slibných metod na hledání exoplanet je metoda tranzitivní fotometrie. Společně s metodou radiálních rychlostí tak lze získat kompletní charakteristiky planety. Na hledání parametrů z naměřených světelných křivek jsem použil program Phoebe, který slouží především k modelování světelných křivek zákrytových dvojhvězd, ale jedním z cílů této práce byl pokus o aplikaci i na systém hvězda–exoplaneta. O něm je pojednáno v druhé kapitole.

První exoplaneta, která byla přímo objevena metodou hledání tranzitů, byla TrES-1 b. Zasloužili se o to v roce 2004 Alonso a spol., když pozorovali tranzit planety velikosti Jupiteru přes relativně jasnou hvězdu v souhvězdí Lyry. Třetí kapitola podává informace o tomto prvním měření a shrnuje další následná pozorování na podzim téhož roku a vše, co je v současnosti o tomto systému známo.

V rámci diplomové práce jsem měřil zákryt hvězdy TrES-1 exoplanetou pomocí 65cm dalekohledu v Ondřejově. Ze získané světelné křivky a světelných křivek od jiných autorů jsem se pomocí programu Phoebe snažil spočítat a spřesnit základní parametry této soustavy. Čtvrtá kapitola obsahuje tabulku vypočtených hodnot a jejich srovnání s jinými autory.

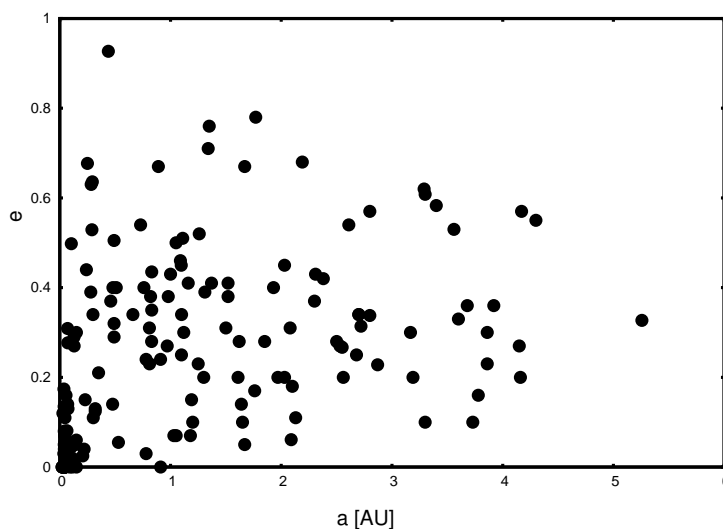
Kapitola 1

Extrasolární planety

V pozorovatelném vesmíru jsou stovky bilionů galaxií a každá obsahuje zhruba 10^{11} hvězd. Do počátku 90. let minulého století bylo spolehlivě známo pouhých devět planet v naší sluneční soustavě. Už od poloviny dvacátého století se o existenci planet mimo sluneční soustavu vážně uvažovalo. Dostaly název extrasolární planety, zkráceně exoplanety. Detekční metody v té době však byly natolik nepřesné, že nedokázaly taková tělesa odhalit. První planeta mimo sluneční soustavu byla objevena zcela nečekaně Wolszczanem a Frailem v roce 1991. Detekovali planetu u pulsaru PSR 1257+12, což je rychle rotující neutronová hvězda o hmotnosti $0,3 M_{\odot}$. Díky vysoké pravidelnosti příchodu pulsů byly odhaleny malé odchylky způsobené planetami menšími než Země. Dnes jsou u tohoto pulsaru známy čtyři exoplanety. Stále však není jasné, jak planety u pulsarů vznikají. Také podmínky pro život tam jsou výrazně odlišné než u planet kolem Slunci podobných hvězd. Dnešní definice IAU říká, že exoplanety jsou tělesa s hmotností mezi hmotností Pluta a patnácti násobkem hmotnosti Jupitera, která se nacházejí mimo sluneční soustavu a obíhají tělesa, která ve svém nitru produkují energii pomocí termonukleárních reakcí. Podle této definice tak první tělesa objevená u pulsaru nejsou řádnými exoplanetami.

První objev exoplanety kolem Slunci podobné hvězdy učinili Mayor a Queloz v roce 1995, když detekovali planetu hmotnosti Jupitera obíhající kolem hvězdy 51 Pegasi. Ze sinusoidálních variací křivky radiálních rychlostí určili orbitální periodu, hlavní poloosu dráhy a minimální hmotu planety ($M_p \sin i$, kde i je neznámý sklon dráhy). Velkým překvapením bylo, že planeta obíhá kolem hvězdy ve vzdálenosti 0,05 AU s periodou 4,23 dne. S rostoucím počtem objevených planet bylo jasné, že tak krátká perioda tak hmotné planety není nikterak výjimečná. Zde je ale také třeba říci, že tyto planety jsou objevovány metodou měření radiálních rychlostí, která je nejcitlivější právě na detekci hmotných planet blízkých ke hvězdě. Jde tedy o výběrový jev, kdy méně hmotné planety zatím nejsme schopni detekovat.

V současné době je u hvězd podobných Slunci známo 176 exoplanet v 152 planetárních systémech, z toho je 18 multiplanetárních systémů. Mají hmoty ($M_p \sin i$)

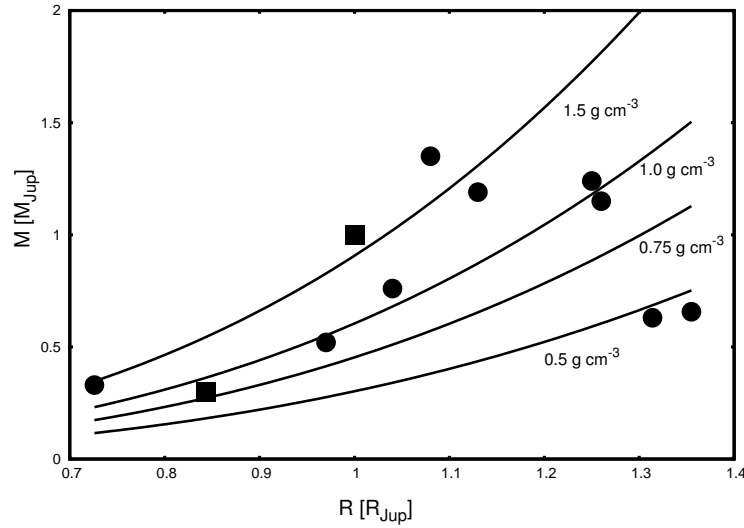


Obrázek 1.1: Závislost excentricity exoplanet na velké poloose

v rozmezí $0,023 - 17,4 M_J$, orbitální periody 1,2 až 4517,4 dní a hlavní poloosy drah v intervalu $0,0208 - 5,257$ AU. Třetina těles obíhá kolem hvězdy ve vzdálenosti menší, než je velká poloosa dráhy Merkuru. Teoretické výsledky ukazují, že tato tělesa nemohla vzniknout v tak malé vzdálenosti od mateřské hvězdy. Díky gravitační interakci planety s akrečním diskem nebo okolními planetami tedy planeta nejspíše migruje k centrální hvězdě. Podle současných modelů se však migrace musí včas zastavit nebo alespoň zpomalit. Svoji roli zde hraje pravděpodobně magnetické pole akrečního disku, slapové působení mateřské hvězdy nebo přenos hmoty z planety na hvězdu. Planety blízké své mateřské hvězdě obíhají po téměř kruhových drahách, naopak téměř polovina exoplanet má výrazně excentrickou trajektorii s $e > 0,3$, existují případy i s excentricitou 0,9 (viz obrázek 1.1). Zvýšení excentricity je možné vysvětlit např. vzájemnou interakcí planet ve vícenásobném planetárním systému, migrací planet do středu soustavy nebo vlivem blízkého hvězdného průvodce. Pomocí fotometrické metody můžeme získat konkrétní hmotnosti exoplanet a pak určit jejich hustotu. I tyto charakteristiky planet však nabývají velkého rozpětí hodnot a nijak se nepodobají planetám ve sluneční soustavě, jak dokládá obrázek 1.2.

1.1 Vznik planetárních systémů

Ve standartním modelu vzniku hvězd se hvězdy formují z gravitačních nestabilit v mezihvězdných oblacích plynu a prachových zrn, vedoucích ke kolapsu a fragmentaci (viz např. [46] a [6]). Časné fáze, kdy gravitačně vázaná energie systému převyšuje



Obrázek 1.2: Hustoty tranzitujících exoplanet, závislost hmotnosti planet na polo-
měru, čtverečky označují Jupiter a Saturn

termální energii a oblast se začne smršťovat, s efekty jako je hvězdná rotace a mag-
netické pole, nejsou ještě dostatečně přesně známy. Pro oblak s počáteční rotací
vede gravitační kolaps díky zákonu zachování momentu hybnosti k zploštění sys-
tému s vysokým poměrem dvou a více hvězdných systémů. Vývoj samotné hvězdy
je složen ze tří základních fází: 1, kolaps rozsáhlého oblaku plynu a prachových zrn
ze zbytků bývalých hvězd a ranných fází vesmíru díky samogravitaci. Materiál se
akumuluje převážně ve středu centrální protohvězdy. Také se formuje tenký disk ko-
lem vznikající hvězdy. 2, Následuje pád plynu a prachu z disku na centrální objekt,
stlačený plyn ve středu se ohřívá, až se zapálí nukleární reakce. 3, Ze zbytků okolní
hmoty se formují planety. Proces končí, když všechen plyn bývalé mlhoviny unikne
do mezihvězdného prostoru nebo spadne na centrální hvězdu. Výsledná hvězda září
díky nukleární fúzi, stabilní hoření vodíku nastává pro tělesa s hmotností větší než
 $0,08 M_{\odot}$ (tato hodnota je však závislá na počátečním chemickém složení). Objekty
s hmotnostmi mezi $12 - 80 M_{\odot}$ ($0,01 - 0,08 M_{\odot}$) jsou hnědí trpaslíci, kteří září díky
termální energii s výkonem $L \sim 10^{-4} - 10^{-5} L_{\odot}$ (viz [51],[9],[3]).

V první fázi tvorby planet se prachové částice a ledová zrnka shlukují na makro-
skopické objekty ve velikostech řádu $0,01 - 10$ m, které obíhají protohvězdu ve stej-
ném směru a ve stejné rovině. Jejich další kolize vedou k formování planetisimál,
asi kilometr velkých těles. Gravitační interakce mezi těmito objekty vedou k dalším
změnám jejich orbit, což má za následek kolize, při kterých vznikají mnohem větší
objekty, tzv. embrya. Ve vnějších a chladnějších oblastech disku, kde mohou plyny

kondenzovat, vznikají planetární zárodky až několik milionů let. Když získají dostatek hmoty (asi 10násobek hmotnosti Země), je jejich gravitační přitažlivost natolik velká, aby z okolního prostoru akumulovaly zbylý plyn a postupně zvyšovaly hmotnost. Tento proces (viz [5]) vede ke vzniku velkých plyných planet (ve sluneční soustavě např. Jupiter a Saturn). Ve vnitřní části disku, kde vysoké teploty nedovolí plyným látkám kondenzovat, vytváří silikátové částice postupně menší planety podobné Zemi.

1.2 Detekční metody

V současné době je detekce extrasolárních planet založena především na nepřímých metodách. Tyto metody vycházejí z dynamických účinků planety na mateřskou hvězdu. Soustava hvězda-planeta vlastně obíhá kolem společného těžiště. Většina doposud objevených exoplanet byla odhalena metodou radiálních rychlostí. Detekce planet s hmotností menší, než je hmotnost Jupiteru, tímto způsobem je však značně omezena, takže je třeba dalších metod k odhalení méně hmotných planet uvnitř tzv. obyvatelných zón.

Pro popis systému hvězda a planeta si zavedeme tyto veličiny: hmotnost M , poloměr R a svítivost L s indexy $*$ nebo p odpovídající hvězdě, resp. planetě. Dalšími parametry jsou orbitální perioda P , hlavní poloosa dráhy a , excentricita e , sklon dráhy i (což je úhel vektoru momentu hybnosti s kladným směrem osy z , pokud rovina pohledu je xy ; $i = 90^\circ$, pokud se díváme kolmo na dráhu) a konečně vzdálenost od sluneční soustavy d .

1.2.1 Přímé zobrazení

Promítání extrasolárních planet znamená detekci bodového zdroje objektu viděného v odraženém světle mateřské hvězdy. Poměr jasnosti planety ke hvězdě závisí na velikosti planety, její vzdálenosti od hvězdy a také na rozptylových vlastnostech planetární atmosféry. Pro odražené světlo vlnové délky λ platí (viz [39]):

$$\frac{L_p}{L_*} = p(\lambda, \alpha) \left(\frac{R_p}{a} \right)^2, \quad (1.1)$$

kde $p(\lambda, \alpha)$ představuje funkci závislou na orbitálním sklonu i a zdrojích rozptylu v planetárních atmosférách. α je úhel mezi hvězdou a pozorovatelem nacházejícím se na Zemi, jaký by viděl jiný nezávislý pozorovatel z planety. Rozptylové vlastnosti jsou charakterizovány geometrickým albedem p , což je tok záření z planety při $\alpha = 0$ porovnaný s tokem z úplně rozptylujícího disku stejného průměru (viz [23]).

Tato metoda naráží na dva závažné problémy. Je třeba rozlišit velmi malou úhlovou vzdálenost, ve které planeta kolem mateřské hvězdy obíhá, a současně vy-

pořádat se s velkým rozdílem jasností obou těles, protože planeta pouze odráží záření mateřské hvězdy. Poměr L_p/L_* je velice malý, je řádu 10^{-9} pro planetu velikosti Jupitera v apocentru eliptické dráhy. Pokud bychom se dívali dalekohledem ze Země a planeta by byla od hvězdy vzdálena 1 arcsec (dále jen as; odpovídá to Jupiteru pozorovanému ze vzdálenosti 5 pc), signál planety by byl vnořen do foto-nového šumu dalekohledu. Dalším problémem je tzv. *seeing*, který vzniká turbulencí vzduchu v zemské atmosféře. Získání přímého obrazu planety je tedy z pozemských měření zatím nemožné.

Lepší pozemská měření by mohla být získána použitím adaptivní optiky, která se v posledních letech rychle zdokonaluje. Programy na pozemských observatořích využívající adaptivní optiku (Very Large Telescope Evropské Jižní Observatoře nebo Keckův teleskop na Havaji) by mohly detekovat obří planety kolem několika blízkých jasných hvězd. Nejslibnější možnosti přímého zobrazování jsou ale přece jen z kosmu. ESA plánuje vypuštění Darwinova Infračerveného Kosmického Interferometru, který by mohl detekovat planety velikosti Země kolem 100–200 hvězd do vzdálenosti 15–20 pc. NASA uvažuje o 75–1000 m infračerveném interferometru TPF (Terrestrial Planet Finder). Bracewell & MacPhie (viz [7]) přišli s myšlenkou tzv. nulovací interferometrie, kdy se zlepší kontrast planety vůči hvězdě až o faktor 10^5 . Světlo ze dvou nebo více malých apertur (typicky 20–50 m vzdálených) je kombinováno tak, že hvězdné záření interferuje destruktivně na širokém rozsahu vlnových délek, zatímco světlo planety interferuje konstruktivně. Rotace interferometru kolem vlastní osy dovolí detekovat slabou planetu ze signálu modulovaného rotační frekvencí.

1.2.2 Metoda radiálních rychlostí

Většina planet u blízkých hvězd byla odhalena díky vysoké přesnosti měření radiálních rychlostí. Princip metody spočívá v měření pohybu hvězdy ve směru zorného paprsku (tzv. radiální rychlosti) pomocí Dopplerova posuvu spektrálních čar. Pro radiální rychlost platí vztah

$$\frac{v_r}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0}, \quad (1.2)$$

kde c je rychlost světla, $\Delta\lambda$ naměřený posuv vlnové délky a λ_0 laboratorní vlnová délka této spektrální čáry. Metoda současně využívá až stovku spektrálních čar hvězdy. Amplituda křivky radiálních rychlostí hvězdy o hmotnosti M_* za přítomnosti planety s hmotností $M_p \sin i$, s orbitální periodou P a excentricitou dráhy e je:

$$K = \left(\frac{2\pi G}{P}\right)^{1/3} \frac{M_p \sin i}{(M_p + M_*)^{2/3}} \frac{1}{(1 - e^2)^{1/2}}. \quad (1.3)$$

V kruhové dráze jsou změny radiální rychlosti sinusoidální. Pro $M_p \ll M_*$ se amplituda K redukuje na tvar (viz např. [12]):

$$K = 28,4 \left(\frac{P}{1 \text{ rok}} \right)^{-1/3} \left(\frac{M_p \sin i}{M_J} \right) \left(\frac{M_*}{M_\odot} \right)^{-2/3} \text{ m s}^{-1}, \quad (1.4)$$

kde P a a jsou dány třetím Keplerovým zákonem:

$$P = \left(\frac{a}{1 \text{ AU}} \right)^{3/2} \left(\frac{M_*}{M_\odot} \right)^{-1/2} \text{ let.} \quad (1.5)$$

Pro případ Jupitera obíhajícího kolem Slunce je $K = 12,5 \text{ m s}^{-1}$ s periodou 11,9 let. Pro Zemi by to činilo zhruba $K = 0,1 \text{ m s}^{-1}$. Radiální rychlosti poskytují pouze dolní odhad hmotnosti planety $M_p \sin i$, ne přímo M_p , neboť sklon i je obecně neznámý. Ačkoliv amplituda křivky radiálních rychlostí nezávisí na vzdálenosti hvězdy od nás, poměr signál/šum značně omezuje měření pouze na jasnější hvězdy (typicky $V < 8 \text{ mag}$). Ze vztahu (1.3) je patrné, že tato měření jsou příznivá na detekci systémů s hmotnými planetami a krátkými periodami. Abychom mohli nějakou planetu detekovat, potřebujeme přesnosti řádu 15 m s^{-1} a lepší. Limit přesnosti absolutní radiální rychlosti je zhruba $\pm 1 \text{ m s}^{-1}$ díky případnému vlivu hvězdných skvrn a konvektivních nehomogenit na povrchu hvězdy (viz např. [44], [43], [10]).

Přesná dopplerova měření radiálních rychlostí několika tisíců hvězd odhalila pouze 11 kandidátů na hnědé trpaslíky v rozsahu hmot $M_p \sin i = 8\text{--}80 M_J$, ačkoliv jsou mnohem lépe detekovatelné než např. planety hmotnosti Jupitera. Většina z těchto objektů je spíše hvězdami spalujícími vodík v jádře a mají malý sklon dráhy (viz např. [19], [54]). Na vyhledávání planet spektroskopickou metodou v současné době pracuje řada velkých světových observatoří, mezi nejúspěšnější patří Keckovy dalekohledy na Havaji, Lickova observatoř v Kalifornii a francouzská observatoř v Haute-Provence.

1.2.3 Fotometrická metoda

Detekci extrasolárních planet fotometrickým měřením zákrytu hvězdy planetou jako první navrhol Struve v roce 1952 (viz [50]). V případě, že se hvězda, planeta a pozorovatel nachází v jedné přímce, světlo hvězdy je zeslabeno planetou procházející přes hvězdný disk. Tento jev se opakuje s oběžnou periodou planety. Pro systém Slunce-Jupiter ve vzdálenosti 10 pc by změna svítivosti činila zhruba 2 %, nebo také 0,02 mag. Na počátku 70. let 20. století se očekávalo, že tato metoda bude pozorovatelsky mnohem lépe uskutečnitelná než detekce astrometrického posuvu velikosti 0,5 mas nebo změny radiální rychlosti řádu 10 m s^{-1} . Jenže pravděpodobnost zákrytu viděného z náhodného směru v náhodném čase je velice malá. Myšlenka

byla dále zdokonalena Rosenblattem v roce 1971 (viz [42]). Podle něho je okrajové ztemnění frekvenčně závislé a průchod planety přes disk hvězdy také způsobí malou barevnou změnu. Navrhoval tedy detekci zákrytu v různých barvách. Změna by poté mohla být měřena v poměru k okrajovému ztemnění lépe než v absolutní intenzitě. Uvažoval detailně i o možných zdrojích hvězdného šumu (vzplanutí, koronální efekty, hvězdné skvrny atd.) a efektech zemské atmosféry (vzdušná hmota, absorpční pásy, seeing, scintilace).

Pravděpodobnost detekce závisí na geometrii průchodu a na poklesu svítivosti, který způsobí objekt procházející před diskem hvězdy. Tento pokles svítivosti můžeme aproximovat vztahem (viz [39]):

$$\frac{\Delta L}{L_*} \simeq \left(\frac{R_p}{R_*} \right)^2 \quad (1.6)$$

za předpokladu stejné jasnosti celého povrchu hvězdy. Přesněji bychom museli zahrnout závislost na lokální jasnosti povrchu hvězdného disku, která se mění s poloměrem díky okrajovému ztemnění (viz [45]). Hodnoty $\Delta L/L_*$ pro Zemi, Mars a Jupiter procházející před diskem Slunce jsou $8,4 \cdot 10^{-5}$, $3 \cdot 10^{-5}$ a $1,1 \cdot 10^{-2}$. Pokud odhadneme poloměr hvězdy R_* (např. ze spektrální klasifikace), ze vztahu (1.6) můžeme odhadnout R_p . Ze znalosti periody P a odhadu M_* (ze spektrální klasifikace nebo z vývojového modelu) lze z 3. Keplerova zákona určit velikost hlavní poloosy dráhy a . Další parametry jsou uvedeny v [13]. Např. doba trvání zákrytu τ je dána vztahem:

$$\tau = \frac{P}{\pi} \left(\frac{R_* \cos \delta + R_p}{a} \right) \simeq 13 \left(\frac{M_*}{M_\odot} \right)^{-1/2} \left(\frac{a}{1 \text{ AU}} \right)^{1/2} \left(\frac{R_*}{R_\odot} \right) \text{ hodin}, \quad (1.7)$$

kde δ je šířka na hvězdném disku, ve které dochází k přechodu planety přes hvězdný disk. Na rovníku hvězdy je $\delta = 0^\circ$, na pólu $\delta = 90^\circ$. Ze vztahu (1.7) je doba trvání zákrytu v místě $\delta = 0^\circ$ kolem 25 hodin pro planety typu Jupitera a 13 hodin pro planety typu Země. Výsledky nezávisí příliš na a . Z tohoto vztahu lze také odvodit δ a určit sklon dráhy i (viz [39]):

$$\cos i = \frac{(R_* + R_p) \sin \delta}{a}. \quad (1.8)$$

Minimální sklon, kdy ještě může dojít k zákrytu, nastává pro $\delta = 90^\circ$. Platí tedy:

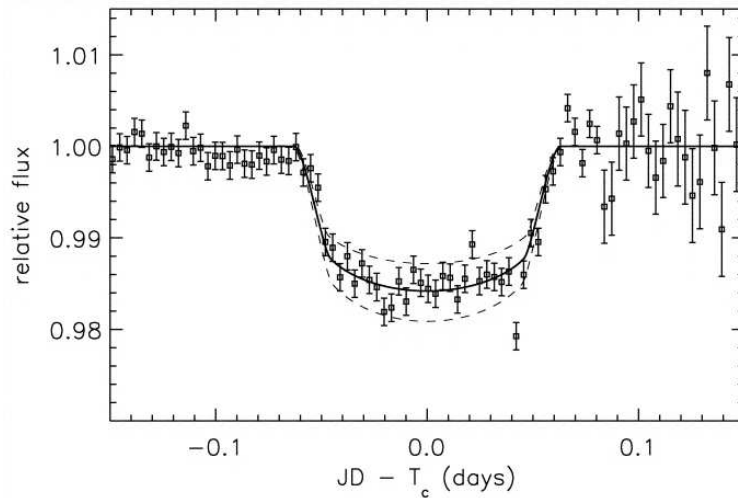
$$i_{min} = \arccos \left(\frac{R_* + R_p}{a} \right), \quad (1.9)$$

kde R_p lze pro jednoduchost zanedbat. Pak pravděpodobnost pozorování zákrytu náhodně orientovaného systému je:

$$p = \frac{R_*}{a} = \cos i_{min}. \quad (1.10)$$

Abychom mohli zákryt detekovat, musí být sklon i velmi blízko 90° , takže p je velmi malé. Určitý příslib znamená zaměřit se na systémy, kdy je taková geometrie přeřčena, např. na hvězdy, jejichž rotační osa leží v rovině oblohy nebo na zákrytové dvojhvězdy.

Pozemská fotometrická měření komplikuje atmosféra Země, hlavně atmosférická extinkce a scintilace. Pouze pro jasné proměnné hvězdy s periodami několika minut, jako např. pro rychle oscilující Ap (roAp) hvězdy, může být dosažena přesnost až 0,0002 (je zde míněna přesnost dle vztahu (1.6)). Dosáhl jí např. Kurtz (viz [27]) pro Ap hvězdu HD 965. Mnohem lepší vyhlídky mají pozorování z vesmíru. V současné době pracuje kanadský vesmírný satelit MOST poskytující velice přesná fotometrická měření. V plánu je i vypuštění dalších vesmírných misí. Jednou z nich je COROT, malá mise Francouzské vesmírné agentury (CNES), jež by měla startovat v roce 2006 a měla by dosahovat přesnosti mezi $7 \cdot 10^{-4} - 5 \cdot 10^{-3}$. Další by měly být vypuštěny v roce 2007 a jsou jimi Eddington (projekt ESA) s fotometrickou přesností až 10^{-6} a Kepler (projekt NASA) s přesností 10^{-5} . Při fotometrické přesnosti kolem 10^{-4} bychom mohli detekovat i komety (viz [30]). Touto metodou by dokonce byly detekovatelné i měsíce a prstence exoplanet (viz [48]).



Obrázek 1.3: Světelná křivka hvězdy HD 209458, převzato z [22]

V roce 2000 se podařilo Charbonneauovi (viz [22]) (a nezávisle na něm ještě Henrymu (viz [20])) detekovat první průchod exoplanety přes disk hvězdy HD 209458. Zachytil opakovaně velmi slabý pokles jasnosti u hvězdy (viz obrázek 1.3), u které byla již dříve odhalena planeta měřením radiálních rychlostí. K měření použil malou Schmidtovu komoru se CCD kamerou. Změna jasnosti během několika hodin pozorování činila 2 %. Světelnou křivku analyzovali stejným způsobem, jako se řeší

světelné křivky zákrytových dvojhvězd. Nejlepší řešení pak našli pro poloměr planety $1,27 R_J$ se sklonem oběžné dráhy $87,1^\circ$. V roce 2006 zveřejnili E. Miller-Ricci a spol. měření z vesmírného teleskopu MOST (viz výše). Pozorovali 14 tranzitů HD 209458 v letech 2004 a 2005 s expoziční 1,5 s a přesností 3 mmag na expoziční. Jejich výsledky nepotvrdily další časové variace, ani sekulární efekty ani krátké perturbace, a tím určili úzká vymezení na hmotnosti a orbity případných dalších planet. Jejich měření vyloučila planety s nižší hmotností než Země na vnitřních drahách a planety podobných Zemi na vnějších rezonancích nebo blízkých drahách. V současné době existuje několik programů, kterým postačí i jednoduchá optika, k monitorování určitého pole hvězd: např. STARE, kterým Charbonneau detekoval první již výše zmíněný zákryt a který monitoruje 24 000 hvězd v souhvězdí Vozky, nebo např. ASP či ASAS. Těmito projekty bychom mohli zvětšit počet detekcí zákrytů hvězd pozdějších spektrálních typů (chladnější, méně hmotné K, M hvězdy), kde je efekt zákrytu zřetelnější díky menší hvězdné velikosti než u hvězd typu F a G preferovaných výzkumy radiálních rychlostí.

V současné době je známo devět planet, u kterých byl pozorován tranzit. Jejich základní charakteristiky a vlastnosti jejich mateřských hvězd jsou shrnuty v tabulkách 1.1 a 1.2.

	M_{pl} [M_J]	R_{pl} [R_J]	P [day]	T_{tr} [MJD]	i [°]	a [AU]
OGLE-TR-10	0,63	1,314	3,101386	2070,2224	87,2-90	0,04162
OGLE-TR-56	1,24	1,25	1,2119189	2075,1046	81,0	0,0225
OGLE-TR-111	0,52	0,97	4,01610	2330,44687	86,5-90	0,047
OGLE-TR-113	1,35	1,08	1,43250	2324,36394	85-90	0,0228
OGLE-TR-132	1,19	1,13	1,689857	3142,58884	82,9	0,0308
HD189733	1,15	1,26	2,219	3629,3890	85,3	0,0313
HD149026	0,330	0,726	2,87598	3527,87455	85,8	0,042
TrES-1	0,729	1,08	3,030065	3186,8060	88,2	0,0393
HD209458	0,657	1,355	3,52474554	2854,82545	86,668	0,047

Tabulka 1.1: Vlastnosti planet s tranzitem, převzato z [40]

	M_* [M_\odot]	R_* [R_\odot]	T_{eff} [K]	[Fe/H]
OGLE-TR-10	1,17	1,14	6075	0,28
OGLE-TR-56	1,17	1,15	6119	0,19
OGLE-TR-111	0,81	0,83	5044	0,19
OGLE-TR-113	0,77	0,765	4804	0,15
OGLE-TR-132	1,35	1,43	6411	0,43
HD189733	0,82	0,76	5050	-0,03
HD149026	1,3	1,45	6147	0,36
TrES-1	0,89	0,83	5250	0,0
HD209458	1,09	1,148	6117	0,02

Tabulka 1.2: Základní parametry hvězd s tranzitem, převzato z [40]

1.2.4 Pulsary

Pulsary jsou rychle rotující vysoce magnetické neutronové hvězdy, které vznikly kolapsem jádra masivní hvězdy ($8 - 20 M_{\odot}$). Vysílají pravidelné pulsy rádiového záření rovnoběžně s magnetickou dipólovou osou v přesných časových odstupech. Kvůli vychýlení magnetické a rotační osy pozorujeme intenzivní pulsy s rotační frekvencí pulsaru. Díky efektu rozdílné dráhy světla (*light time* efekt) lze u pulsarů objevit planety z pravidelné proměnnosti příchodu pulsů. Pulsary lze rozdělit do dvou širokých tříd:

- „Normální“ pulsary s rotační periodou kolem 1 s, je jich známo několik stovek.
- Milisekundové pulsary, se stáří $\sim 10^9$ let. Jsou to neutronové hvězdy, které byly roztočeny na velmi krátké rotační periody během přenosu hmoty a úhlového momentu z jejich průvodce. Většina z nich ho stále má, a to buď bílého trpaslíka nebo neutronovou hvězdu. Jsou to extrémně přesné frekvenční standardy.

Vysoká přesnost měření času pulsů dovoluje detekci těles nižší hmotnosti než ostatními detekčními metodami. Očekává se, že tělesa velikosti Měsíce nebo větších asteroidů by mohla být detekována u milisekundových pulsarů, zatímco planety velikosti Země a Jupitera i u „normálních“ pulsarů. Pro kruhovou dráhu a typický pulsar o hmotnosti $1,3 M_{\odot}$ je amplituda časových změn způsobená pohybem obíhající planety dána

$$\tau_p = 1,2 \left(\frac{M_p}{M_Z} \right) \left(\frac{P}{1 \text{ rok}} \right)^{2/3} \text{ ms.} \quad (1.11)$$

První planetární systém objevený mimo naši sluneční soustavu našel A. Wolszczan u pulsaru PSR 1257+12 (perioda = 6,2 ms, $d \sim 500$ pc) pomocí 300m radioteleskopu v Arecibu (Portoriko)(viz [65], [63], [64]). Podle současných výsledků obíhají kolem tohoto pulsaru nejméně dvě planety o hmotnostech 2,8 a 3,4 M_Z na prakticky kruhových drahách s oběžnou dobou 98,22 dne a 66,54 dne. Sklony drah k rovině nebeské sféry jsou 53° a 47° . Další monitorování odhalilo ještě třetí těleso s kratší oběžnou dobou 25,34 dne a možná i čtvrté těleso s periodou 170 let. Další exoplaneta byla potvrzena u milisekundového pulsaru PSR 1620–26 v kulové hvězdokupě M4. Tento systém obsahuje pulsar o hmotnosti $1,35 M_{\odot}$, bílého trpaslíka ($0,35 M_{\odot}$) a planetu s oběžnou dobou asi 100 let s hmotností $2,5 M_J$. Otázkou je, jak planety u pulsarů vznikají. Existují dvě možná vysvětlení. Planety se buď zformují kolem normální hvězdy (pravděpodobně předchůdce pulsaru) a přežijí výbuch supernovy, nebo se zformují kolem jiné hvězdy a jsou následně zachyceny pulsarem. Další možností je, že se planety vytvoří až poté, co vznikne neutronová hvězda, což by vyžadovalo zachycení materiálu např. z dříve existujícího průvodce hvězdy. Tak by vznikl akreční disk kolem pulsaru. Následovala by fragmentace disku a vznik planet.

1.2.5 Astrometrie

Princip této metody spočívá v měření velmi malých změn polohy hvězdy na obloze, způsobených oběhem exoplanety. Dráha hvězdy obíhající těžiště systému hvězda-planeta se na obloze jeví jako elipsa s úhlovou velikostí hlavní poloosy α danou vztahem:

$$\alpha = \frac{M_p}{M_* + M_p} \frac{a}{d}, \quad (1.12)$$

kde α je v obloukových sekundách (as), když a je v AU a d v parsecích. Pokud bychom se dívali ze vzdálenosti 10 pc, Jupiter obíhající kolem Slunce by způsobil amplitudu velikosti 500 μ as, zatímco Země by způsobil amplitudu pouhých 0,3 μ as. Astrometrická přesnost potřebná k detekci exoplanet je řádu μ as, zatímco dnes jsme schopni dosáhnout „pouhých“ několika miliarcsec (dále jen mas).

Tato metoda je citlivá na dlouhé oběžné periody ($P > 1$ rok), jistým způsobem tedy doplňuje měření radiálních rychlostí. Lze ji také použít u horkých nebo rychle rotujících hvězd, pro které je měření radiálních rychlostí obtížné. Pokud známe d odpovídající paralaxe hvězdy a pokud M_* odhadneme ze spektrálního typu nebo vývojového modelu, pak změřením α obdržíme ze vztahu (1.12) rovnou odhad M_p . Z měření radiálních rychlostí bychom obdrželi pouze hodnotu $M_p \sin i$. Měření úhlové velikosti hlavní poloosy α tedy poskytne jisté omezení hodnoty $\sin i$ (více viz [52]).

Astrometrické detekce vyžadují velmi přesné poziční měření a jsou náročné na měření ze Země kvůli atmosférickým turbulencím. Miliarcsekundové přesnosti lze v současné době dosáhnout pouze v rádiové a viditelné oblasti spektra. V rádiové oblasti spektra pracuje VLBI (Very Long Baseline Interferometry), který využívá základnu o délce 3000 km. Nejvyšší přesnosti bylo dosaženo pro blízkou dvojhvězdu σ^2 CrB (viz [31]). Je to systém typu RS CVn. Z pozorování od roku 1987 lze usoudit na přítomnost planety hmotnosti Jupitera kolem tohoto dvojhvězdného systému.

Astrometrická měření mohou být mnohem přesnější, pokud jsou prováděna nad zemskou atmosférou. Prozatím byla uskutečněna pouze jedna vesmírná astrometrická mise, a tou byla družice Hipparcos (projekt ESA). Poskytla přesnosti řádu 1 mas pro zhruba 120 000 hvězd. Díky ní byla provedena jistá omezení např. na hmotnosti planet již známých extrasolárních systémů. Ačkoliv byly díky družici Hipparcos určeny vlastnosti některých systémů objevených dříve měřeními radiálních rychlostí, přesto astrometrie s miliarcsekundovou přesností přispívá pouze nepatrně k detekci exoplanet. Přípravují se další kosmické projekty, jejichž měřicí přesnosti by měly dosáhnout pod 1 mas, např. DIVA, FAME, SIM a GAIA.

1.2.6 Gravitační čočkování

S myšlenkou, že by ve vesmíru měly existovat gravitační čočky, přišli nezávisle na sobě v roce 1936 Albert Einstein (viz [14]) a Link (viz [32]). Při tomto jevu dochází k zesílení záření vzdáleného tělesa jiným mezilehlým hmotným objektem díky ohybu světla vzdáleného objektu v gravitačním poli bližšího hmotného tělesa. Relativní pohyb mezi pozadovým zdrojem, čočkujícím tělesem (dále jen čočkou) a pozorovatelem vede k zdánlivému zjasnění a následnému utlumení výsledného obrazu, vše probíhá na časových škálách v rozmezí hodin až několika týdnů. K detekovatelnému zjasnění je potřeba přesné uspořádání, pozorovatel na Zemi, čočka i objekt musí ležet prakticky v jedné přímce. Pravděpodobnost velkého zvětšení je velice malá, je to asi 10^{-6} pro pozadové hvězdy v Galaktické výduti, v blízkých Magellanových mračnecích či pro Galaxii v Andromedě. V případě, kdy je Země, čočka a vzdálená hvězda či jiný objekt na jedné přímce, pozorujeme tzv. Einsteinův prstenec. U gravitačních čoček bývá zvykem vyjadřovat veličiny v jednotkách poloměru Einsteinova prstence (podobá se Schwarzschildovu či gravitačnímu poloměru $r_g = 2GM_L/c^2$) (viz [57]):

$$\begin{aligned} R_E &= \left(\frac{4GM_L (D_S - D_L) D_L}{c^2 D_S} \right)^{1/2} \\ &= 8,1 \left(\frac{M_L}{M_\odot} \right)^{1/2} \left(\frac{D_S}{8 \text{ kpc}} \right)^{1/2} ((1-d)d)^{1/2} \text{ AU}, \end{aligned} \quad (1.13)$$

kde M_L je hmotnost čočkujícího objektu, D_L a D_S jsou vzdálenosti k čočce a ke zdroji světla od nás, $d = D_L/D_S$. Zvětšení jako funkce času je:

$$A(t) = \frac{u^2(t) + 2}{u(t) (u^2(t) + 4)^{1/2}}, \quad (1.14)$$

kde $u(t)$ je úhlová vzdálenost mezi čočkou a zdrojem v jednotkách Einsteinova poloměru v čase t .

Gravitační čočka vytváří různé obrazy závislé na typu čočkující hmoty. Čočka kulovitá vytváří obraz Einsteinova prstence, který má poloměr R_E a zvětšení teoreticky nekonečno (ve vztahu (1.14), když $u \rightarrow 0$, tak $A \rightarrow \infty$). Čočka podlouhlá vytváří obraz zvaný Einsteinův kříž, kdy jej rozloží na čtyři odlišné obrazy, a pokud je čočka shluk útvarů či nějaké hmoty, vznikají jakési světelné šmouhy či oblouky. Pokud se čočka skládá ze dvou objektů, například hvězdy a planety, závisí tvar světelné křivky na poměru jejich hmotností $q = M_p/M_L$ a na úhlové vzdálenosti hvězda–planeta. Zjasnění čočkou trvá typicky několik týdnů a světelná křivka má plynulý průběh téměř po celou dobu. Jen na několik hodin či dní se objeví dodatečné zjasnění způsobené planetou. Doba, po kterou lze sekundární (z hlediska doby trvání, nikoli jasnosti) maximum pozorovat, závisí na hmotnosti čočkující planety.

Problémem této metody je, že určitý systém nelze sledovat systematicky, a je navíc nepravděpodobné, že by u jednoho systému s planetou došlo v krátké době opětovně k efektu mikročočky. Výhodou je velká citlivost této metody, dokonce i pro málo hmotné planety a na velké vzdálenosti. V uplynulých deseti letech se rozeběhly velké pozorovací programy k sledování gravitačních mikročoček - EROS, MACHO, MOA, MPS, OGLE, PLANET. Většina z nich měří na jižní polokouli a soustřeďuje se na oblasti s vysokou hustotou hvězd.

Kapitola 2

PHOEBE

Phoebe (PHysics Of Eclipsing BinariEs) je program na modelování zákrytových dvojhvězd, vystavěný na široce používaném WD programu (Wilson & Devinney 1971 (viz [60])). Jeho hlavní náplní je ze sady experimentálních světelných křivek a křivek radiálních rychlostí určit fyzikální parametry zákrytových dvojhvězd, které teoreticky nejlépe odpovídají naměřeným hodnotám. Obsahuje také důležitá vědecká vylepšení: zahrnutí pozorovatelských spekter zákrytových dvojhvězd do procesu řešení, odvození jednotlivých teplot z pozorovaných barevných indexů, vymezení hlavní posloupnosti a vlastní zpracování červenaní; a další numerické inovace: zlepšení WD metody diferenciálních korekcí, nová Nelder & Mead's downhill Simplex metoda. Phoebe je pod ochranou GNU General Public Licence, která garantuje, že program je přístupný každému, kdo by usiloval o jeho další rozvoj. Jedním z cílů práce bylo zjištění, zda lze program Phoebe aplikovat nejen na zákrytové dvojhvězdy, ale také na modelování přechodu planety přes disk mateřské hvězdy. Autorem programu je Andrej Prša z univerzity v Ljublani.

2.1 Řešení inverzního problému zákrytových dvojhvězd

Hlavní WD kód je složen ze dvou částí: LC program na počítání světelných křivek a křivek radiálních rychlostí a DC program na řešení inverzního problému (Wilson 1993 (viz [58])). Phoebe přidává další optimalizace k DC metodě a přidává novou minimalizační metodu: Nelder & Mead's downhill Simplex.

2.1.1 Optimalizace WD metody

DC kód užívá metodu Diferenciálních korekcí doplněnou algoritmem Levenberga-Marquardta k řešení inverzního problému. Je speciálně vhodný pro zákrytové dvojhvězdy.

hvězdy a patří mezi nejrychlejší kódy. V případech, kdy metoda nekonverguje, je použita Metoda of Multiple Subsets (MMS), aby systém zrelaxoval k nejbližšímu minimu (více v [59]). DC program vychází z uživatelského vstupního souboru, který obsahuje a, sadu výchozích parametrů, které definují fyzikální a geometrické vlastnosti, b, observační data a c, přepínače, které určují, který minimalizační algoritmus poběží (více Wilson & Hamme 2003 v [61]). Hodnoty parametrů nastavené k úpravě jsou během jedné iterace zlepšeny a vráceny ke kontrole uživateli. V případě, že konvergují, je uživatel nastaví jako nové parametry pro další iteraci. Míra kvality fitování je dána součtem čtverců vážených O-C reziduí. WD obsahuje více než 30 měnitelných parametrů včetně svítivosti L_1^i pro i světelných křivek. DC fituje tyto svítivosti stejně jako ostatní fyzikální parametry, během jedné iterace je pouze lehce zlepšuje, ne však úplně upravuje. Tím však vznikají umělé změny ostatních fyzikálních parametrů. Phoebe řeší tento problém výpočtem L_1^i namísto jejich minimalizace. Uspořádání je počítáno tak, že průměr O-C je přesně 0. Tato metoda negarantuje konvergenci ke globálnímu minimu, pouze efektivněji řeší inverzní problém. Při výpočtu L_1^i namísto jejich fitování, není používáno χ^2 kritérium a nejsou počítány odpovídající formální chyby L_1^i . K jejich získání je nutno na konci minimalizačního procesu změnit počítání na fitování L_1^i a přizpůsobit je k závěrečné iteraci. Po každé iteraci, kdy se změní některý z parametrů $T_{eff}, \log(g/g_0)$ a *metalicity*, mění se také hodnoty koeficientů okrajového ztemnění. Phoebe používá pro tento účel tabulky od Van Hamma (1993) (viz [55]), dynamicky vyčítá tabulované hodnoty a lineárně je interpoluje k získání vlastních hodnot.

2.1.2 Nový minimalizační algoritmus

DC algoritmus je velice rychlý a pracuje spolehlivě, pokud odchylka mezi pozorovanou a počítanou světelnou křivkou je relativně malá, ale může divergovat nebo dávat fyzikálně nepřípustné hodnoty, když je rozdíl velký.

Nelder & Mead's downhill Simplex (NMS).

NMS (více viz [35]) působí v n -dimenzionálním prostoru parametrů. Konstruuje n vektorů p_i z vektoru hodnot počátečních parametrů x a vektoru velikostí kroku s následovně:

$$p_i = (x_0, x_1, \dots, x_{i-1}, x_i + s_i, x_{i+1}, \dots, x_n), \quad (2.1)$$

Během každé iterace zkouší algoritmus zlepšovat vektory parametrů p_i změnou sloupce s nejvyšší funkční hodnotou jednoduchou geometrickou transformací: zrcadlením, zrcadlením s následnou expanzí, kontrakcí a mnohonásobnou kontrakcí (Galassi et al. 2003 (viz [16])). Těmito transformacemi se dostává systém k nejbližšímu minimu. V základní formě NMS mohou parametry nabývat neomezených hodnot, NMS zakomponovaná ve Phoebe umožňuje částečné i úplné vymezení hodnot parametrů s ohledem na jejich fyzikální interpretaci.

2.1.3 Lokální minima

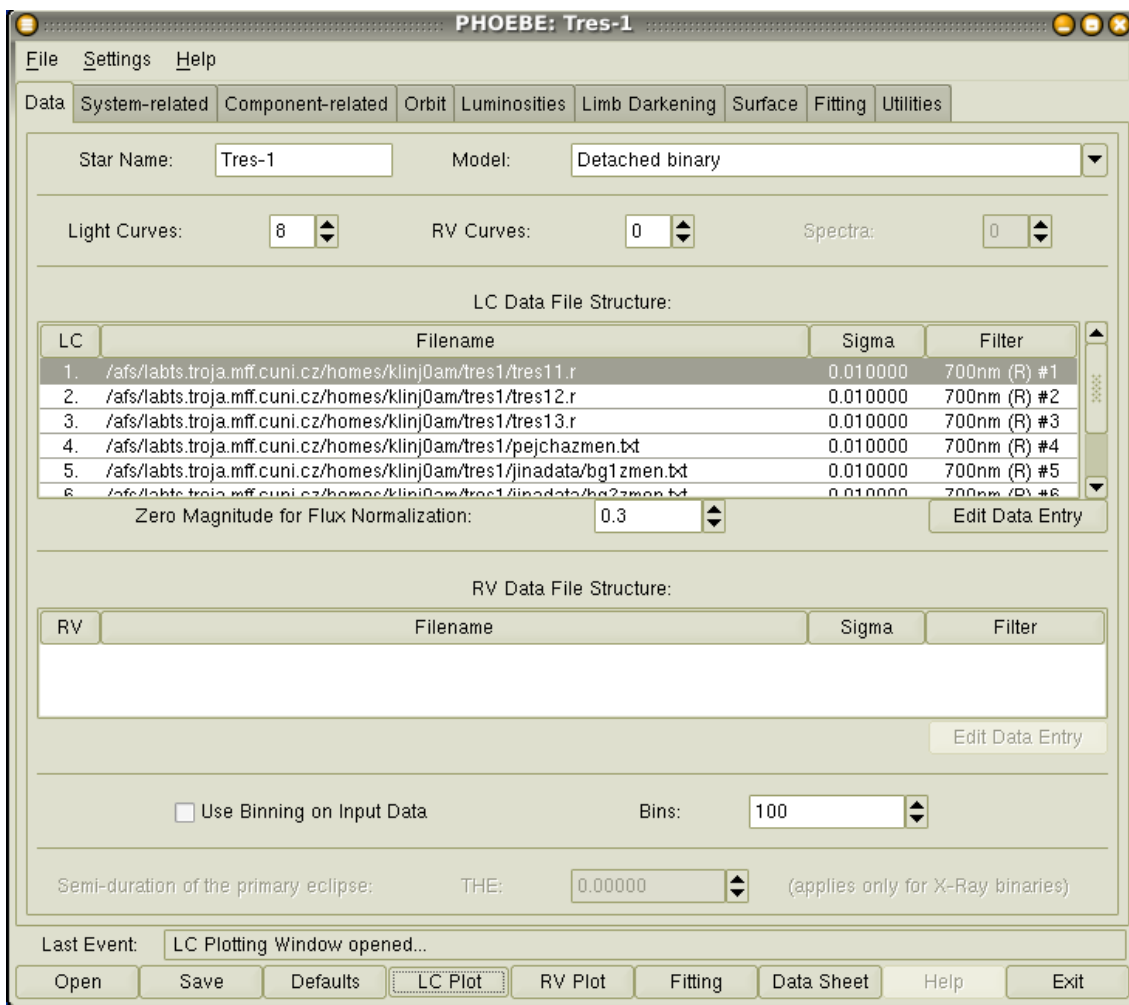
Obě metody DC i NMS mohou skončit v lokálním minimu. Aby se toto překonalo, jsou doplněny metodami heuristické analýzy a kicking parametrů. Heuristická analýza je metoda, která vybírá sadu počátečních bodů v prostoru parametrů a začíná minimalizaci v každém takovém bodě. Uživatel definuje, jak budou takové body vybírány - mřížově nebo stochasticky rozvrženy, nebo v závislosti na pravděpodobnostní distribuční funkci. Algoritmus pak seřadí všechny řešení podle váhové funkce (např. χ^2), nejmenší hodnota této funkce koresponduje s nejhlubším minimem a to je pak možným kandidátem na globální minimum. Kicking parametrů je způsob vyrazení sady získaných parametrů z minima použitím Gaussovské distribuční funkce. Minimalizační proces pak startuje z těchto nových bodů. Tento algoritmus je schopný rychle utéct z lokálního minima, a tak rychle zefektivnit konvergenci celé DC nebo NMS metody.

2.2 GUI

Ačkoli se hlavní důraz klade na vědecké a numerické postupy, technické detaily programu, které usnadňují vědci život, jsou často přehlíženy. Hlavní zlepšení, které Phoebe přináší, je grafické uživatelské rozhraní (GUI), které je flexibilní, pevně strukturované, a obnáší jednoduché klikání, pozorování a monitorování procesu řešení. GUI běží pod operačním systémem Linuxu (nebo s Linuxem kompatibilním) a je psáno pomocí grafické knihovny GTK+, standartní komponentou Linuxů. GUI obsahuje hlavní okno, které je používáno k základním uživatelským akcím - změny hodnot parametrů, získávání statistik z pozorování, vykreslování obrazu hvězd atd. Pomocí menu na spodní straně hlavního okna může uživatel otevřít pomocná okna, která se užívají ke kreslení světelných křivek, RV křivek, ke spuštění fitování nebo psaní Phoebe skriptů. Rozhraní je také konzistentní se zbytkem operačního systému. Vykreslování světelných a RV křivek během procesu fitování je velice užitečné pro průběžnou kontrolu. Phoebe podporuje spojování a překreslování dat, phase aliasing a vykreslování O-C reziduí. Také kreslí obrazy hvězd, jak se jeví na obloze, v jakékoli fázi. Dokáže vylepšit lokaci skvrn na disku, udělat animovaný klip nebo např. zobrazit apsidální pohyb excentrických dvojhvězd.

2.2.1 Základní struktura

Hlavní okno programu je rozděleno do devíti dílčích stránek s vlastními specifickými kategoriemi. Stránka **Data** (obrázek 2.1) obsahuje informace o datech, která poskytuje uživatel. Ten zde zadává světelné křivky a křivky radiálních rychlostí a vybírá model systému, s kterým bude pracovat (např. oddělený systém, polo-dotykový, dotykový a další). Stránka **System-related** (na obrázku 2.2) obsahuje



Obrázek 2.1: Panel **Data** s jedenácti vybranými světelnými křivkami pro TrES-1

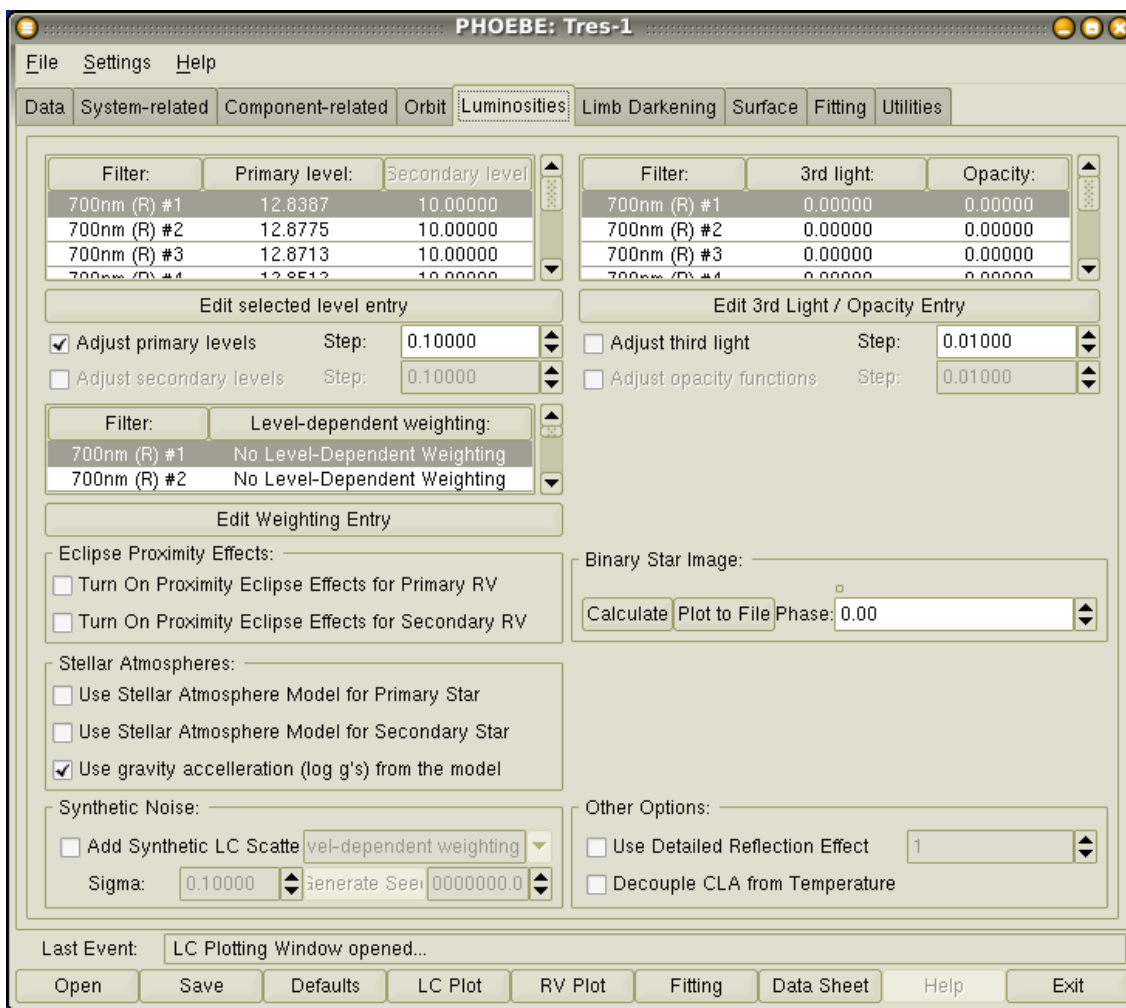
parametry, které se váží k celému systému (perioda, hlavní poloosa, poměr hmotností, inklinace a jiné). Na stránce **Component-related** se nacházejí parametry, které se vztahují k jednotlivým složkám (povrchové teploty a potenciály, gravitační zrychlení, metalicity). Na stránce **Orbit** se nalézají parametry, jako je excentricita dráhy, argument periastra, parametry synchronicity. Další stránka, **Luminosities** (obrázek 2.3), obsahuje veličiny, které závisí na světelné křivce, to znamená, že mají různé hodnoty pro různé filtry. Také se tu nachází funkce pro vykreslování hvězd v různých fázích periody. Stránka **Limb Darkening** a **Surface** nabízí další poruchové členy pro korekci křivek (koeficienty okrajového ztemnění, albedo, gravitační zjasnění, umístění skvrn na povrchu hvězd). Stránka **Fitting** obsahuje funkce a parametry, které definují podporované minimalizační algoritmy. V okně **Utilities** se



Obrázek 2.2: Okno **System-related** s parametry soustavy hvězda-planeta

nacházejí různé další funkce.

Mimo těchto stránek je tu umístěna tříšložková hlavní nabídka, ve které uživatel může manipulovat se soubory, nastavit konfiguraci programu nebo otevřít nápovědu. Na spodní části hlavního okna jsou umístěna tlačítka, která nabízejí specifické operace. Tlačítkem **Open** a **Save** může uživatel operovat se soubory, které obsahují informace o daném hvězdném systému a obvykle mají příponu `.phoebe`. Tlačítko **Defaults** nastaví všechny parametry do počátečních hodnot. Tlačítka **LC Plot** a **RV Plot** otevírají vykreslovací okna, která nabízí vykreslování experimentálních světelných křivek a křivek radiálních rychlostí (další obrázky jsou v kapitole 4). Tlačítko **Fitting** otevírá fitovací okno, které provází uživatele minimalizačním procesem a iteračním řešením konvergence. **Data Sheet** shrnuje všechny vypočtené



Obrázek 2.3: Stránka **Luminosities** s parametry závislými na světelné křivce

hodnoty v přehledné tabulce, **Help** otevírá nápovědu a konečně **Exit** zavírá celý program Phoebe. Všechna okna mohou být samozřejmě spuštěna současně. Další podrobnosti o struktuře programu a jednotlivé kroky při modelování zákrytových dvojhvězd se uživatel může dovědět z manuálu na [41].

Kapitola 3

TrES-1

Hvězda GSC 02652-01324, nyní známá pod označení TrES-1, je hvězda spektrálního typu K0V s hmotností $0,87 M_{\odot}$ a viditelné magnitudy $V = 11,79$ mag. Nachází se ve vzdálenosti 147 pc od Slunce.

Používání velkých teleskopů k hledání tranzitů u slabých hvězd je obtížné a časově náročné a přesnost, s jakou se dají určit parametry planety, jako je hmotnost a poloměr, je nevelká. Proto se v současné době rozvíjí programy s menšími teleskopy s dostupnými CCD čipy, které vyhledávají tranzity u jasných hvězd v širokém úhlovém poli.

3.1 První objev

V roce 2004 Alonso et al. (viz [1]) ohlásili pozorování tranzitu planety velikosti Jupitera přes relativně jasnou hvězdu v souhvězdí Lyry. Detekovali tranzitní světelnou křivku pomocí projektu TrES a planetární povahu objektu potvrdili díky multi-barevné fotometrii a měření přesných radiálních rychlostí. TrES je síť spojených teleskopů (Trans-Atlantic Exoplanet Survey): STARE, ležící na Tenerife na Kanárských ostrovech, PSST na Lowell Observatory v Arizoně a Sleuth umístěný na Mt. Palomaru v Kalifornii. Všechny mají malou štěrbinu (10 cm), šířku pole 6° a prostorové rozlišení $11''$ na pixel. Obvykle pozorují v červeném R filtru a operují v koordinaci, pozorují též hvězdné pole souvisle až po dobu dvou měsíců. Kadence měření na každém stanovišti je asi jeden obrázek během 2 minut a výsledné časové série jsou spojeny do 9-minutových intervalů. Fotometrická přesnost jejich měření dosahuje lepší než 2 mmag pro jasné hvězdy kolem $R = 8$ a lepší než 10 mmag pro hvězdy s $R \leq 12,5$. První planeta objevená fotometrickou metodou a její mateřská hvězda tak dostaly označení TrES-1.

Souřadnice a jiné vlastnosti mateřské hvězdy jsou uvedeny v tabulce 3.1. Pole obsahující tuto hvězdu bylo pozorováno ze dvou stanovišť (STARE a PSST) během léta

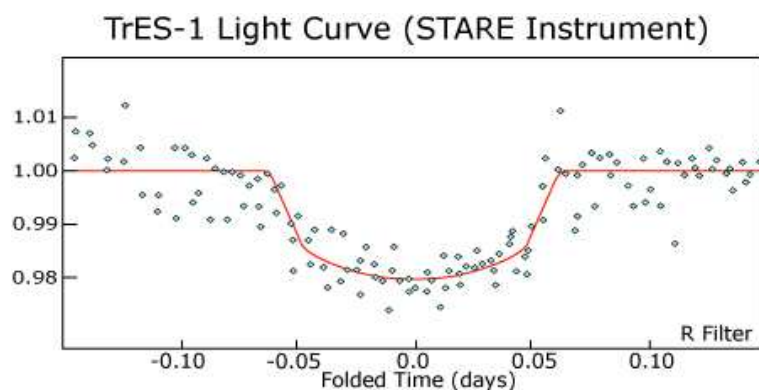
Parametr	Hodnota
R.A	$19^h04^m09,8^s(J2000.0)$
Decl	$+36^\circ37'57''(J2000.0)$
R	11,34 mag
V	11,79 mag
B-V	0,78 mag
J	10,294 mag
J-H	0,407 mag
J-K	0,475 mag
Spectrum	K0V
M_*	$0,88 \pm 0,07 M_\odot$
R_*	$0,85_{-0,05}^{+0,10} R_\odot$
GSC	02652-01324
2MASS	19040985+3637574

Tabulka 3.1: Vlastnosti mateřské hvězdy TrES-1, převzato z Alonso 2004, viz [1]

v roce 2003. STARE měl 49 dobrých pozorovacích nocí, PSST 25 nocí. Teleskop Sleuth byl ještě ve vývoji, takže nemohl měřit. Obrázek 3.1 ukazuje superpozici 4 úplných tranzitů a dvou částečných získaných z teleskopu STARE. Na PSST se během té doby nepozoroval žádný tranzit, jelikož perioda $P = 3,030065$ dnů je blízká celému počtu dnů a pro tak dlouhý interval může být tranzit pozorován pouze z určitých zeměpisných délek. Díky tomuto měření však bylo možné určit správnou periodu. Tranzit má tvar vaničky s plochým dnem, o hloubce 0,023 mag a o celkovém trvání kolem 3 hodin. Tyto charakteristiky jsou konzistentní s očekáváním pro planetu velikosti Jupitera při přechodu přes chladnou trpasličí hvězdu.

Parametr	Hodnota
P	$3,030065 \pm 8 \cdot 10^{-6}$ dnů
T_c	$2453186,8060 \pm 0,0002$ (HJD)
a	$0,0393 \pm 0,0011$ AU
i	$88,5^\circ_{-2,2}^{+1,5}$
K	$115,2 \pm 6,2$ ms ⁻¹
M_p	$0,75 \pm 0,07 M_{\text{Jup}}$
R_p	$1,08_{-0,04}^{+0,18} R_{\text{Jup}}$
R_p/R	$0,130_{-0,003}^{+0,009}$

Tabulka 3.2: Vlastnosti planety TrES-1 b, převzato z Alonso 2004, viz [1]



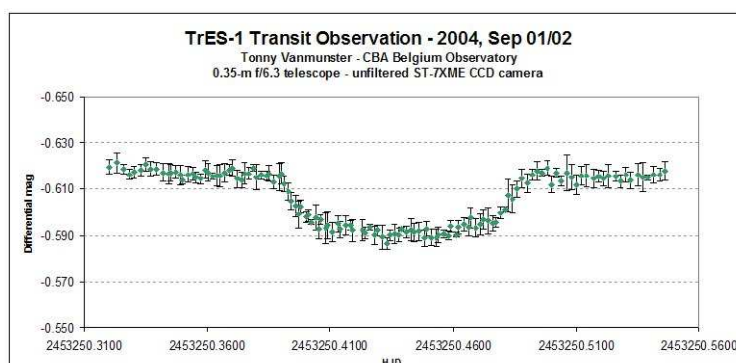
Obrázek 3.1: Superpozice 4 úplných a 2 částečných tranzitů získaných teleskopem STARE, převzato z Alonso 2004, viz [1]

Přesto museli dalšími měřeními vyloučit, že se nejedná o zákryty binárního systému s malým poklesem jasnosti. Ze spekter získaných na 1,5m dalekohledu na Palomaru klasifikovaly typ mateřské hvězdy jako K0V, $T_{eff} = 5250 \pm 200$ K a metalicitu blízkou sluneční. Dále přibližně určili hmotnost hvězdy $M = 0,88 \pm 0,07 M_{\odot}$ a poloměr $R = 0,85 R_{\odot}$. Vztahy pro koeficienty okrajového ztemnění převzali od Clareta 2000 (viz [11]). Z přibližné hodnoty periody a předpokládaným M a R , vypočítali hlavní poloosu a z 3. Keplerova zákona hmotnost planety M_p . Potom provedli fitování minima na všechny fotometrická měření a získali tak poloměr planety R_p , sklon dráhy i a čas středu zákrytu T_c . Všechny získané fyzikální parametry jsou shrnuty v tabulce 3.2. Chyby měření zahrnují nejistoty v určení poloměru a hmotnosti mateřské hvězdy a dominují nad chybami měření při fotometrii. Kdyby tyto hodnoty byly známy přesně, zlepšilo by se určení R_p i o faktor 10. Chyba v M_p je navíc ovlivněna přesností měření radiálních rychlostí.

3.2 Následná pozorování

Po ohlášení objevu nové planety obíhající hvězdu TrES-1 Alonsem 2004 [1] začala spolupráce mezi Transitsearch.org a AAVSO na získání dalších světelných křivek od profesionálních i amatérských astronomů. Během léta a podzimu roku 2004 se jim podařilo získat 10560 CCD snímků pokrývající sedm kompletních a tři částečné tranzity i zbývající část periody bez tranzitu. Pozorování byla prováděna různým technickým vybavením, s různými srovnávacími hvězdami a různým redukčním softwarem. Byly používány i různé filtry.

V noci z 1. na 2. září fotometricky pozoroval TrES-1 belgický amatérský astronom Tonny Vanmunster. Ke své práci používal 0,35m teleskop s $f/6.3$ s nefiltrovanou



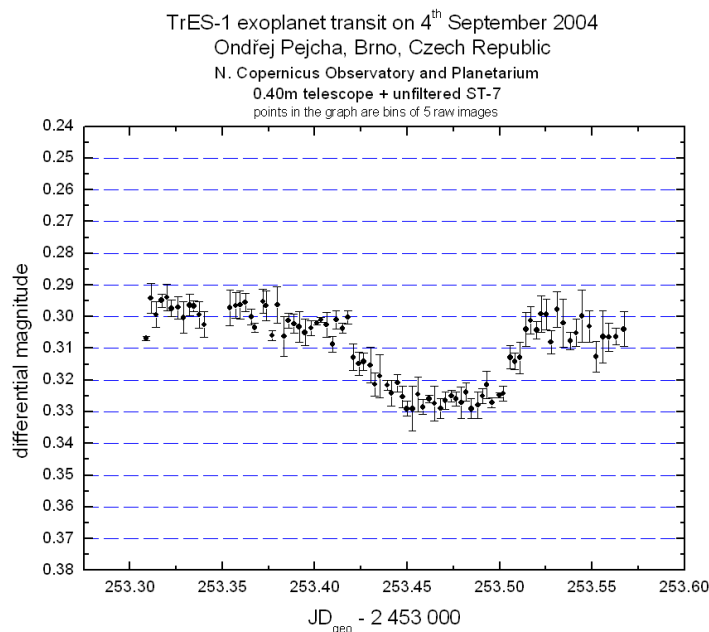
Obrázek 3.2: Tranzit od T. Vanmunstera z belgické observatoře CBA, viz [56]

Datum	Pozorovatel	Filtr	Teleskop	Observatoř
1.9.2004	T. Vanmunster	V	0,35m	CBA (Belgie)
1.9.2004	S. Smrke a N. Stritof	bez filtru	0,25m	Sodišinci (Slovinsko)
4.9.2004	O. Pejcha	bez filtru	0,4m	Brno (ČR)
4.9.2004	P. Paakkonen	V	20"	A83 Jakokoski (Finsko)
7.9.2004	R. Leadbeater	bez filtru	8"	USA
23.9.2004	B. Gary	V	14"	Hereford (USA)
25.9.2004	J. Garlitz	V	-	Oregon (USA)
28.9.2004	R. Bissinger	H_{α}	14"	Pleasanton (USA)
28.11.2004	A. Oksanen	V	16"	Nyrola (Finsko)
28.11.2004	G. Klingenberg	V	20cm	Mo I Rana (Norsko)

Tabulka 3.3: Následná pozorování TrES-1 z podzimu 2004

kamerou ST-7XME CCD na belgické observatoři CBA. Pokles jasnosti začal velmi blízko předpokládanému času 21h13m UT a celkově činil asi 0,02 mag. Jeho světelná křivka je vykreslena v obrázku 3.2, při čemž zprůměroval každé 3 body z dat hrubé světelné křivky do jednoho. Zároveň tuto noc pozorovali zákryt TrES-1 Samo Smrke and Nicolaj Stritof ze Slovinska (viz [49]). Také jejich světelná křivka dobře znázorňuje očekávaný tvar tranzitu.

V noci z 4. na 5. září měřil zákryt TrES-1 český astronom Ondřej Pejcha pomocí 40cm dalekohledu Hvězdárny a planetária Mikuláše Koperníka v Brně, který je vybavený CCD kamerou ST-7. Pro získání maximálního poměru signálu k šumu nepoužil žádný filtr a expoziční dobu zvolil 45 sekund, ke konci měření byla kvůli zvětšující se vzdušné hmotě zdelšena na 60 s. Po zpracování více jak 400 snímků pomocí programu CMunipack za užití čtyř srovnávacích hvězd a zprůměrování každých

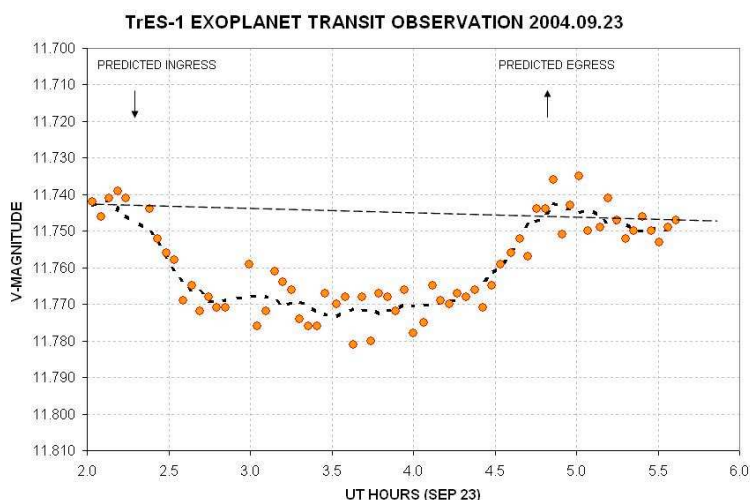


Obrázek 3.3: První pozorování exoplanety z ČR od O. Pejchy, viz [38]

pěti snímků se ukázala světelná křivka (obrázek 3.3). Jednalo se o první pozorování exoplanety z území ČR.

Další pozorování ze dne 4. září bylo získáno Pertti Paakkonenem z Finska. Jeho měření bylo kvůli počasí velmi krátké. Světelná křivka je na [37]. 7. září zachytil zákryt na upravenou webkameru Robin Leadbeater (světelná křivka je na [29]), 23. září přibylo další pozorování z USA od Bruce Garyho (Hereford, Arizona, obrázek 3.4), 25. září ohlásil úspěšné měření Joe Garlitz ze severovýchodního Oregonu v USA (další detaily na [17]), 28. září zaměřil Ron Bissinger z Pleasantonu v Kalifornii své fotometrické pozorování na TrES-1b. Používal 14" SCT s ST-10XME a f/5.5 s červeným filtrem a 70s expoziční. Jako srovnávací hvězdu použil GSC 2652:152 s $V_r = 11,2$ mag 45 arcsec vzdálené od TrES-1. V obrázku 3.5 je znázorněno toto pozorování.

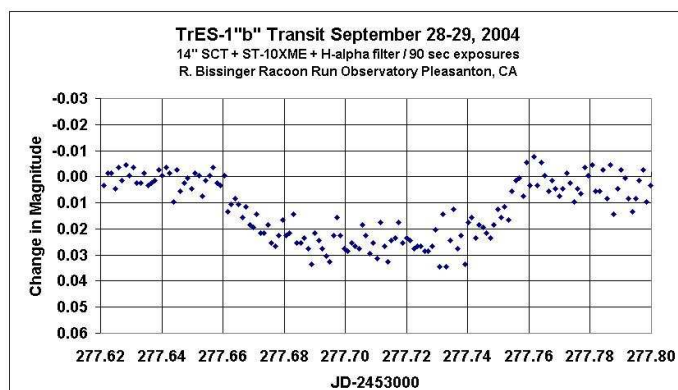
Do konce roku pozorovali TrES-1 ještě Arto Oksanen z Nyrola Observatory (obrázek 3.6, viz [36]) ve Finsku (28.října) s kamerou SBIG ST-8XE s filtrem V a v prosinci uveřejnil své říjnové pozorování ještě Geir Klingenberg z Norska (obrázek 3.7, viz [24]), který použil 20cm teleskop s CCD kamerou SGIB ST-7 a expoziční dobu 75 s. Tabulka 4.1 přehledně shrnuje všechna tato následná pozorování.



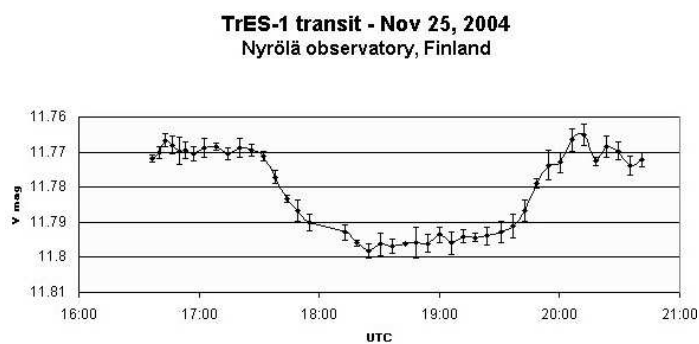
Obrázek 3.4: Tranzit od B. Garyho z Herefordu v Arizoně, viz [18]

3.3 Současnost

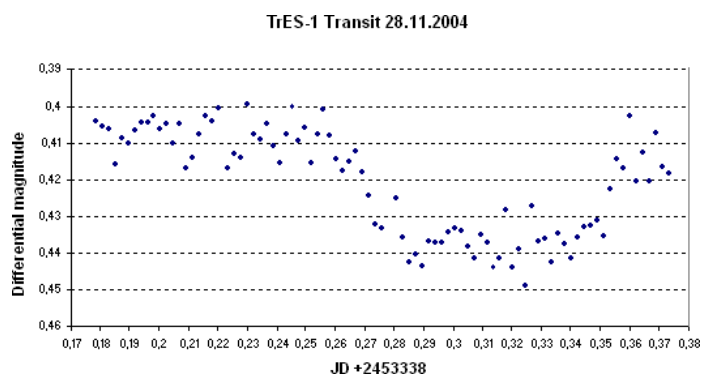
V současné době se nadále zpřesňují základní fyzikální parametry (jako je hmotnost, poloměr, hlavní poloosa a perioda) planety TrES-1 b. Další výzkum se zaměřuje na atmosféru planety, zjištění albeda a přítomných sloučenin (Fortney a kol. 2005, [15]). I při sekundárním zákrytu, kdy je planeta ukryta za diskem mateřské hvězdy, se pozoruje úbytek záření, závisící na vlnové délce. Charbonneau (2005, [21]) použil infračervenou Array Kameru (IRAC) na Spitzerově vesmírné observatoři k pozorování emise ze systému planeta-hvězda. Tento systém byl vskutku jasnější, když byla planeta viditelná, což implikuje detekci termální emise z planety. Pozorovaný pokles zákrytu činil v jednotkách relativního toku $0,00066 \pm 0,00013$ na $4,5 \mu\text{m}$ a $0,00225 \pm 0,00036$ na $8,0 \mu\text{m}$. Z tohoto měření odvodil Charbonneau hodnotu efektivní teploty $T_{eff} = 1060 \pm 50 \text{ K}$ a albedo $A = 0,31 \pm 0,14$. Z poměru toků planeta/hvězda se modelují atmosféry planet "horkých Jupiterů". Zjišťuje se např. rozdíl mezi denním a nočním profilem atmosféry. Planeta TrES-1 b je dostatečně blízko mateřské hvězdy, tudíž se předpokládá synchronní rotace. Planeta nastavuje hvězdě stále stejnou hemisféru, zonální větry, atmosférická cirkulace a tryskové proudy (Menou a spol. 2003, Burkert a spol. 2005, viz [34],[8]) přenášejí teplo z denní na noční stranu. Teplota atmosféry je tedy funkce závislá na zeměpisné délce. Vysoké teploty na denní straně vedou k tomu, že v atmosféře dominují H_2 , He , H_2O a CO . Naopak na odvrácené straně je většina uhlíku vázána v CH_4 (Barman et al. 2005, viz [2]).



Obrázek 3.5: Měření R. Bissingera z Pleasantonu v Kalifornii, viz [4]



Obrázek 3.6: Pozorování A. Oksanena z observatoře Nyrola ve Finsku, viz [36]

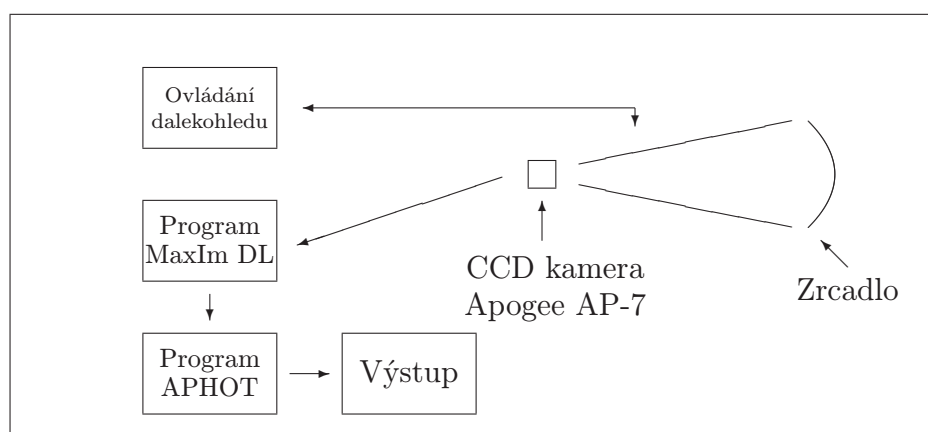


Obrázek 3.7: Tranzit TrES-1 od G. Klingenbergera z observatoře Mo I Rana v Norsku, viz [24]

Kapitola 4

Vlastní měření

4.1 Pozorování v Ondřejově



Obrázek 4.1: Schéma ovládání dalekohledu

Pozorovali jsme TrES-1 s doc. Wolfem v noci ze 6. na 7.10.2005 na 0,65m dalekohledu v Ondřejově. Dalekohled je umístěn na paralaktické montáži ovládané pomocí počítače. V primárním ohnisku parabolického zrcadla je umístěna CCD kamera Apogee AP-7, jejíž ovládání zajišťuje program MaxIm DL, který nastavuje expozici a dohlíží na chlazení čipu. Celkové zpracování a vyhodnocování CCD snímků provádí program APHOT. Schéma ovládání dalekohledu je na obrázku 4.1. Dalekohled jsme zapnuli v 16:35 UT, následovalo chlazení na -37°C , postupně až na -40°C . Obloha byla jasná, pouze nad západním obzorem se vyskytovaly ciry. Nastavili jsme dalekohled na souřadnice hvězdy TrES-1, rektascenzi 19:04 a deklinaci $+36:38$. Za srovnávací hvězdu jsme zvolili GSC 2652:152 (viz obrázek 4.3). Vlastní měření začalo

Čas	Objekt	Filtr	Exp.doba	Box	Počet snímků
17:38	TrES-1	R	60 s	9x9	29
19:30	darkframe	-	60 s	-	1
19:31	TrES-1	R, V	60 s	9x9	17 (R), 1 (V)
19:54	TrES-1	R, V	50 s	9x9	128 (R), 9 (V)
22:16	darkframe	-	50 s	-	1
22:17	TrES-1	R, V	50 s	9x9	62 (R), 4 (V)

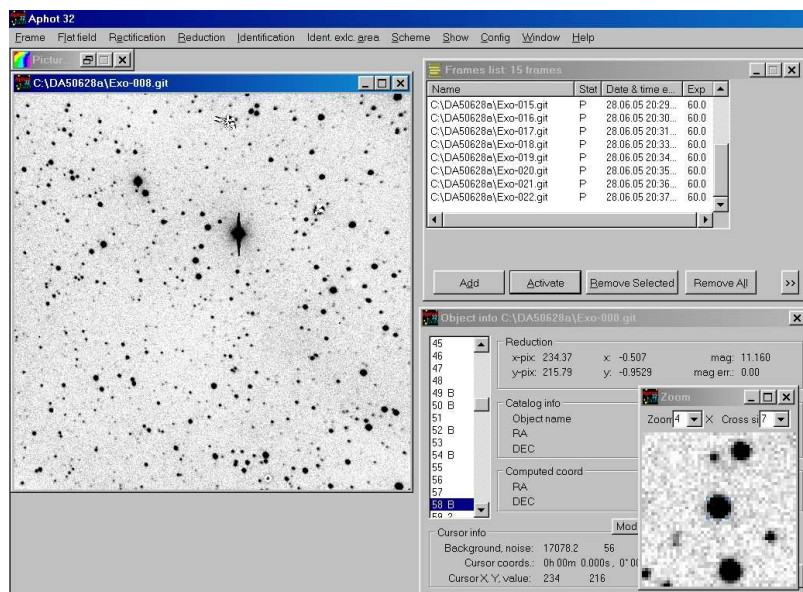
Tabulka 4.1: Pozorování TrES-1 z 6.10.2005 v Ondřejově

v 17:38 UT sérií snímků ve filtru R a 60s expozicích. Na snímcích 1–29 byla světelná křivka konstatní, vlastní tranzit měl nastat až za 2 hodiny, proto jsme měření přerušili. Pokračovali jsme v 19:30 UT, pořídili jsme temný snímek a snímky 31–47 ve filtru R (kromě snímku 42, který byl ve V) a expozicích 60 s. Protože docházelo k přetékání pixelů na některých snímcích, zkrátili jsme expoziční dobu na 50 s. Tímto způsobem jsme pořídili ve filtru R snímky 48–250 (ve V 56, 73, 86, 101, 117, 133, 149, 165, 181, 198, 215, 232 a 247), také dva nové temné snímky. Měření jsme ukončili ve 23:26 UT. Celkově tak získali 236 bodů na světelné křivce pro filtr R a 14 bodů pro filtr V. Chyba jednoho měření byla určena na 7 mmag. Hlavním zdrojem šumu byla atmosférická scintilace. Celé pozorování je shrnuto v tabulce 4.1.

4.2 Redukce dat v Aphotu

Pro první zpracování dat jsem použil program Aphot 32, jehož autory jsou M. Velen a P. Pravec z ondřejovské hvězdárny. Ze všech temných snímků, které mapují citlivost pixelů na temný proud a závisí na integrační době a teplotě čipu, byl vytvořen jediný, který představoval medián vstupních. Ten byl posléze odečten od každého snímku hvězdného pole. Na takto upravené snímky byl vzhledem k nerovnoměrné citlivosti pixelů čipu aplikován *flatfield*, který zajistil smazání rozdílů mezi jednotlivými elementy obrazu, vyrovnal různé citlivosti různých pixelů a jejich zastínění nečistotami na optických plochách. Dalším krokem byla rektifikace CCD obrázku. V Aphotu jsem dále provedl redukci. Jednalo se o výpočet jasností a poloh objektů na snímcích. Program vyčítá signál vyčítacím boxem, který jsem zvolil na 9×9 pixelů. Podle vztahu:

$$m_{inst} = -2,5 \log S + c, \quad (4.1)$$



Obrázek 4.2: Ukázka práce s programem Aphot 32

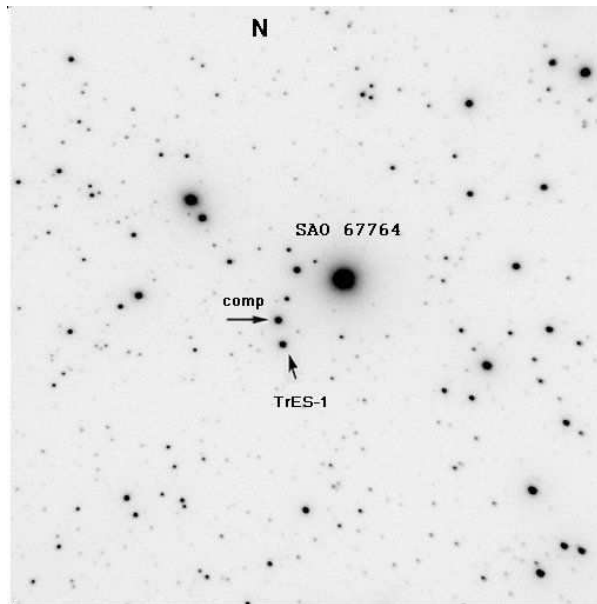
kde

$$S = \sum_{i,j}^9 s_{ij}, \quad (4.2)$$

s_{ij} je signál v jednotlivých pixelech ve vyčítacím boxu, byla získána instrumentální magnituda, která při vhodné volbě konstanty c odpovídá skutečné hvězdné velikosti. Na obrázku 4.2 je ukázka práce v programu Aphot 32. Program LINV nakonec přiřadil nalezeným objektům jejich hvězdné velikosti. Výstupními soubory se světelnými křivkami byly TR.LC pro filtr R a TRV.LC pro filtr V. Snímek č.42 pořízený filtrem V je vykreslen na obrázku 4.3. Měření jsme uložili v ondřejovské databázi na [26], získaná světelná křivka zpracovaná v programu Excel je na obrázku 4.4.

4.3 Výpočet parametrů ve PHOEBE

Ke své práci jsem používal verzi programu 0.27. Nejprve jsem upravil vstupní soubory se světelnými křivkami do tvaru, ve kterém s nimi umí program Phoebe pracovat. Kromě vlastního měření jsem použil naměřené světelné křivky z Ondřejova ze dnů 25.6.2005 a 28.6.2005 a měření od Bruce Garyho z [18], Ondřeje Pejchy a R. Alonsa z programu STARE z [25] s různými filtry.

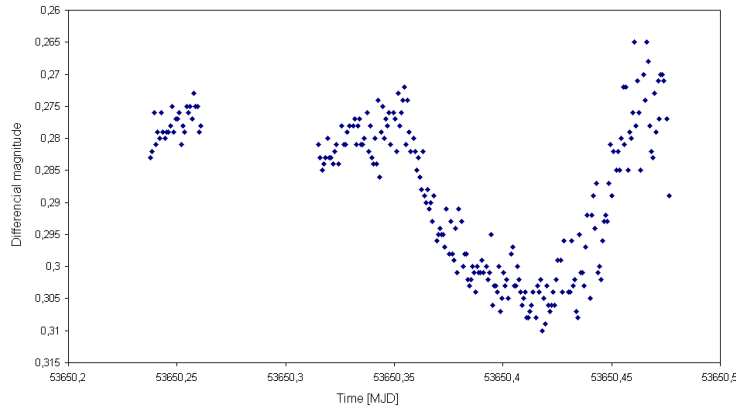


Obrázek 4.3: Negativ snímku č.42 pořízený filtrem V a expoziční dobou 60 s, velikost obrázku je $17' \times 17'$

Ukázka vstupního souboru curve.txt:

```
#[TrES-1 Lyr - A50625]
#[Heliocentric time]
#[Filter: R]
#[Exposure: 50]
#[Box: 9]
#[Comment: ]
53547.34688      0.293
53547.34762      0.305
53547.34834      0.298
53547.34907      0.298
53547.34978      0.299
53547.35048      0.295
53547.35119      0.293
...
```

Nyní jsem mohl tyto soubory otevřít v okně Data (viz obrázek 2.1), také jsem vybral fyzikální systém soustavy, tj. oddělenou soustavu. Potom jsem zvolil počáteční hodnoty nejdůležitějších parametrů - perioda, čas středu zákrytu a poměr hmotností složek. Za ně jsem volil hodnoty převzaté z [47] (viz tabulka 3.2). První parametry,



Obrázek 4.4: Světelná křivka TrES-1 z Ondřejova ze 6.10.2005 měřená ve filtru R, chyba jednoho měření 7 mmag

keré jsem fitoval (obrázek 4.5), byly svítivosti s označením *HLA1...HLA11*. Hledal jsem řešení, pro která byly hodnoty χ^2 minimální. Po každém fitu jsem kontroloval, zda se parametry nevymykají přípustným fyzikálním hodnotám. Také jsem pokaždé vykreslil naměřenou i modelovanou světelnou křivku v okně LC Plot (příklad na obrázku 4.6) a sledoval, jak dobře se obě křivky shodují. Protože planeta je vůči hvězdě velmi malá, musel jsem změnit rastrovací síť z 20×20 na 60×60 . Postupně jsem zkoušel měnit i další parametry. Pro získání hodnoty hlavní poloosy bych musel zadat křivku radiálních rychlostí, takže tento parametr zůstal fixován na původní hodnotě 0,0393 AU. Při výpočtu poměru hmotností docházelo k velkým změnám této hodnoty, takže i tento parametr jsem nechal na původní hodnotě 0,00067. Koeficienty okrajového ztemnění byly interpolovány z Van Hammových tabulek (viz [55]) pro teplotu hvězdy 5200 K a použitý filtr. Hodnoty pro mateřskou hvězdu jsou uvedeny v tabulce 4.4. Pro planetu tyto koeficienty přesně neodpovídají, protože tabulky začínají až od hodnoty efektivní teploty 3500 K. Fitování probíhalo, dokud modelovaná světelná křivka velmi dobře neodpovídala naměřeným bodům.

Po vykreslení O-C reziduí pro křivky 1–3 jsem odstranil body, které se lišily o hodnotu více než 0,008 pro první světelnou křivku a hodnotu 0,006 pro zbylé dvě. Zbylé body jsem zprůměroval do pětiminutových intervalů. Pro tyto nově získané světelné křivky jsem opět fitoval parametry stejným způsobem jako výše.

Parameter	Original Value	Correction	Corrected Value	Standard Deviation
HLA [1]	12.8189	3.09951E-05	12.8189	0.00400807
HLA [2]	12.8303	-0.000124237	12.8302	0.00520491
HLA [3]	12.8304	-1.4187E-05	12.8304	0.00521853
HLA [4]	12.8325	-8.62081E-06	12.8325	0.00298017
HLA [5]	12.8335	3.12279E-05	12.8335	0.00768045

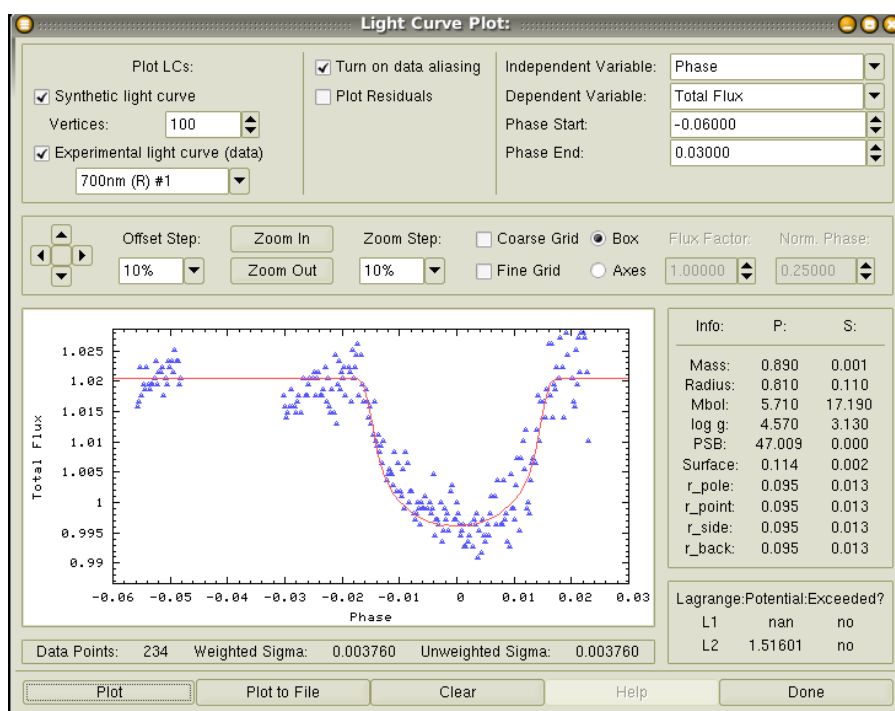
Curve	Number of Points	Original Chi2	Corrected Chi2
700nm (R) #1	234	0.003186	0.003186
700nm (R) #2	140	0.002761	0.002663
700nm (R) #3	139	0.000831	0.000819
700nm (R) #4	421	0.014414	0.014414
700nm (R) #5	64	0.001513	0.001513

Buttons: Calculate, Show QuickBar, Update All, Close

Obrázek 4.5: Fitování luminozit HLA1-HLA11 ve Phoebé

4.4 Výsledky a srovnání

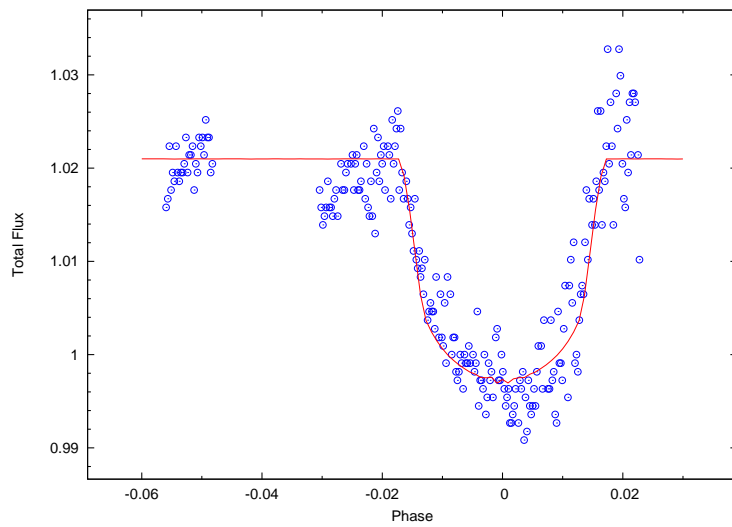
Výsledné proložené světelné křivky a jejich O-C diagramy (odchyly pozorovaných hodnot od hodnot spočítaných) ukazují obrázky 4.7 až 4.34. Světelná křivka č.1 znázorňuje vlastní měření, světelné křivky 2–3 jsou předchozí měření z Ondřejova, křivka č.4 pochází od Ondřeje Pejchy z Brna, č.5–7 od Bruce Garyho. Na křivkách 8–11 jsou měření získaná programem STARE, postupně pro filtry R, B, I a V. Poslední tři křivky byly získány ze zprůměrovaných dat. Přehledný souhrn je v tabulce 4.2. Pro každou světelnou křivku byla spočtena hodnota χ^2 - viz tabulka 4.3. Na obrázku 4.8 je patrná nesymetrie kolem 0. To by mohlo být dáno třeba zakrytím pozorované hvězdy oblačností, resp. cirou, což je ovšem při metodě diferenciální fotometrie a blízkosti měřené a srovnávací hvězdy nepravděpodobné. Spočtené parametry planety jsou shrnuty v tabulce 4.4, získané vlastnosti hvězdy jsou v tabulce 4.5. Hodnoty *Vlastní 1* jsou spočteny ze světelných křivek 1–11, parametry *Vlastní 2* byly určeny ze zprůměrovaných dat křivek 12–14. Uvedené chyby jsou standartní směrodatné odchylky vypočtené programem Phoebé. V tabulkách 4.4 a 4.5 je také srovnání vlastních vypočtených hodnot s hodnotami publikovanými od jiných autorů a s hodnotami z Extrasolární Encyklopedie (Schneider, viz [47]).



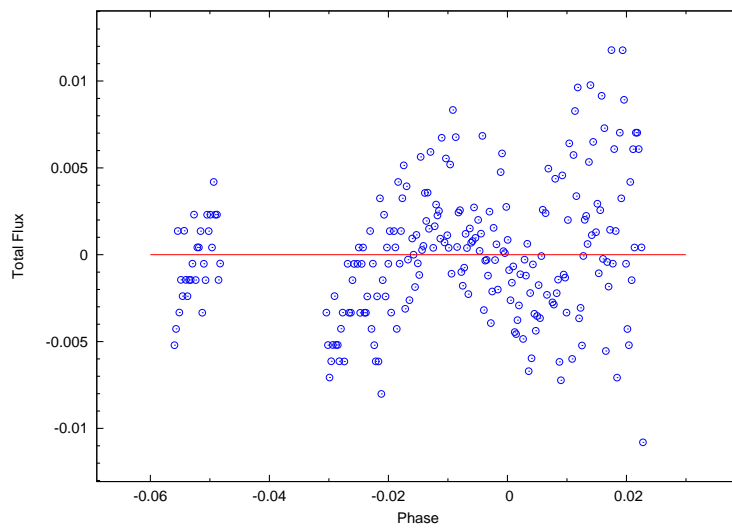
Obrázek 4.6: Vykreslování světelných křivek v programu Phoebe

Světelná křivka	Obrázek	Zdroj	Filtr
1	4.7	vlastní (Ondřejov)	R
2	4.9	Ondřejov	R
3	4.10	Ondřejov	R
4	4.11	Pejcha (Brno)	bez filtru
5	4.15	Gary (USA)	R
6	4.16	Gary (USA)	R
7	4.17	Gary (USA)	R
8	4.21	STARE (Tenerife)	R
9	4.22	STARE (Tenerife)	B
10	4.23	STARE (Tenerife)	I
11	4.27	STARE (Tenerife)	V
12	4.28	vlastní-zprům.	R
13	4.29	vlastní-zprům.	R
14	4.33	vlastní-zprům.	R

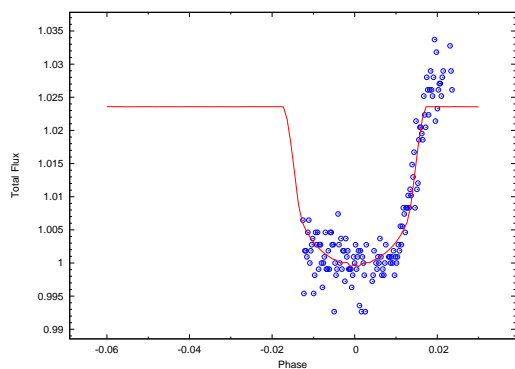
Tabulka 4.2: Souhrn světelných křivek použitých k výpočtu parametrů



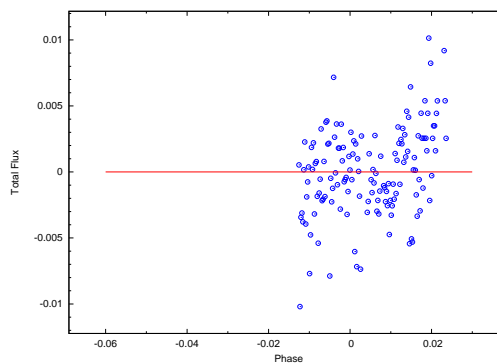
Obrázek 4.7: Světelná křivka č.1, Ondřejov 6.10.2005, filtr R



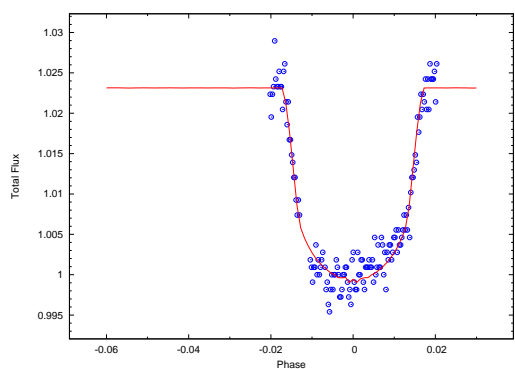
Obrázek 4.8: O-C diagram pro světelnou křivku č.1



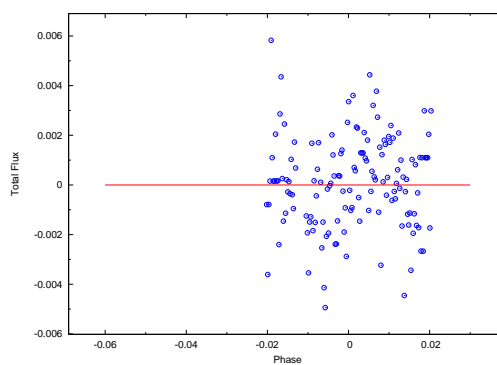
Obrázek 4.9: Světelná křivka č.2, Ondřejov 25.6.2005, filtr R



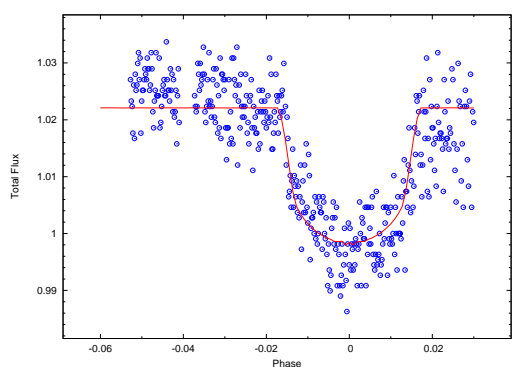
Obrázek 4.12: O-C diagram č.2



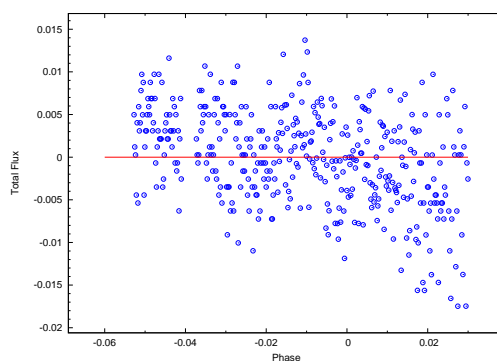
Obrázek 4.10: Světelná křivka č.3, Ondřejov 28.6.2005, filtr R



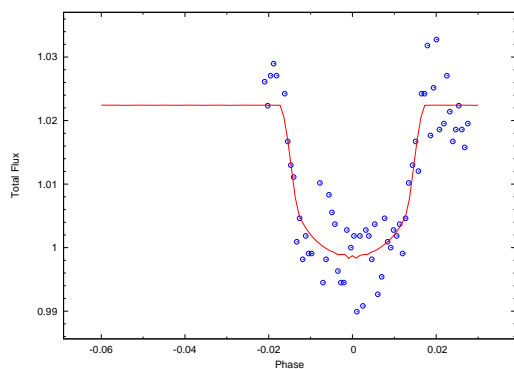
Obrázek 4.13: O-C diagram č.3



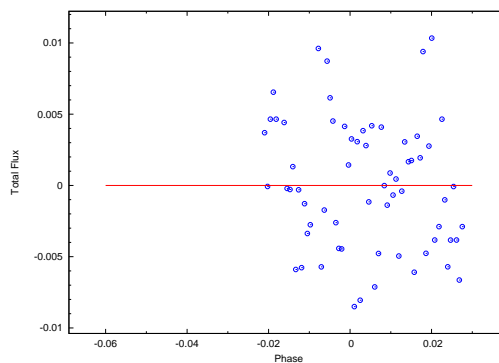
Obrázek 4.11: Světelná křivka č.4, Brno 4.9.2004, bez filtru



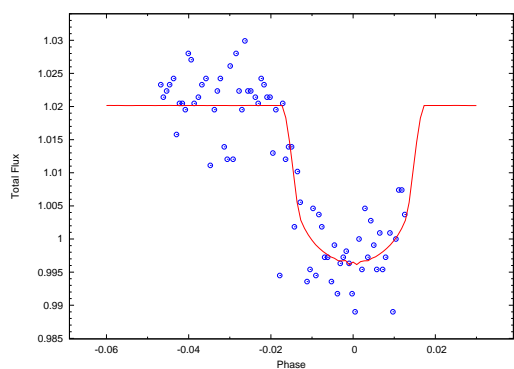
Obrázek 4.14: O-C diagram č.4



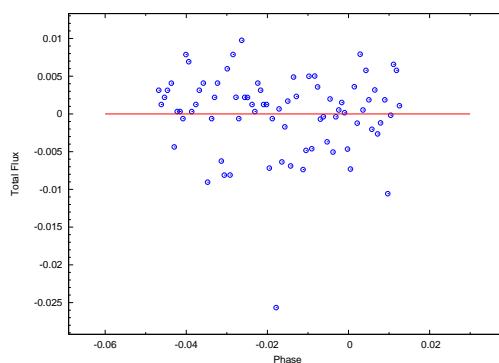
Obrázek 4.15: Světelná křivka č.5, Hereford 23.9.2004, filtr R



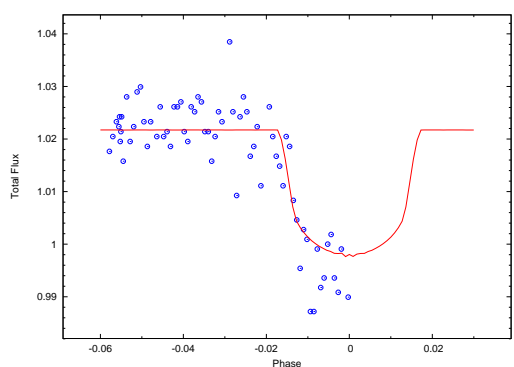
Obrázek 4.18: O-C diagram č.5



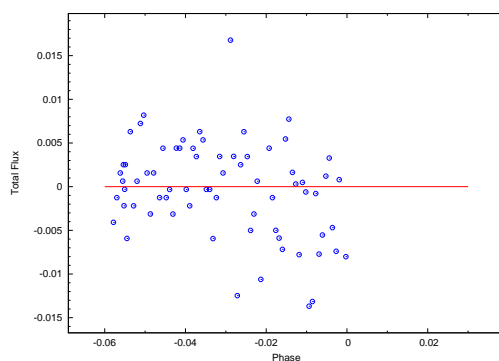
Obrázek 4.16: Světelná křivka č.6, Hereford 2.10.2004, filtr R



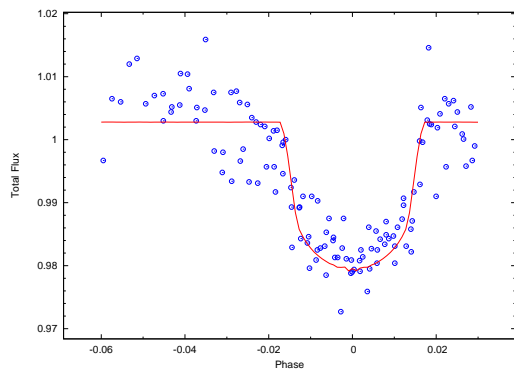
Obrázek 4.19: O-C diagram č.6



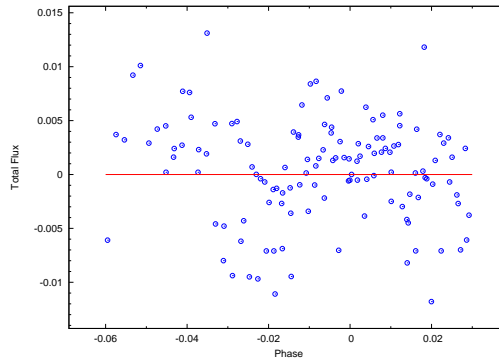
Obrázek 4.17: Světelná křivka č.7, Hereford 8.10.2004, filtr R



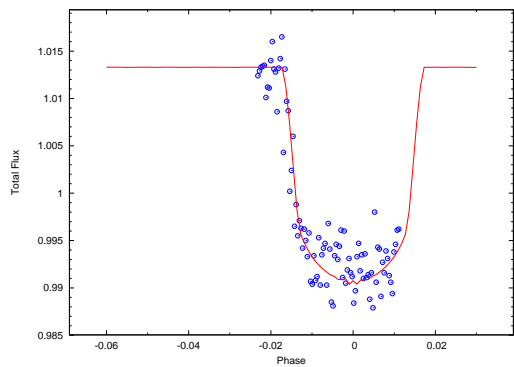
Obrázek 4.20: O-C diagram č.7



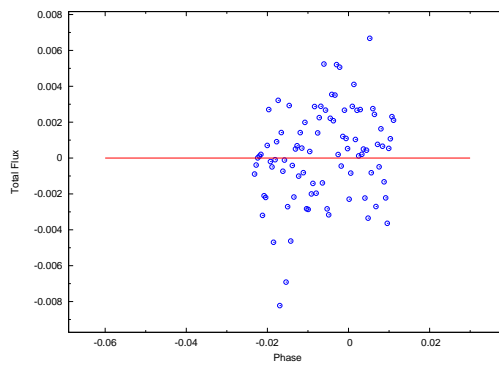
Obrázek 4.21: Světelná křivka č.8, STARE 2003, filtr R



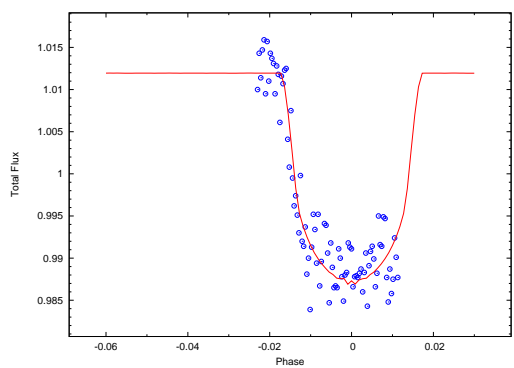
Obrázek 4.24: O-C diagram č.8



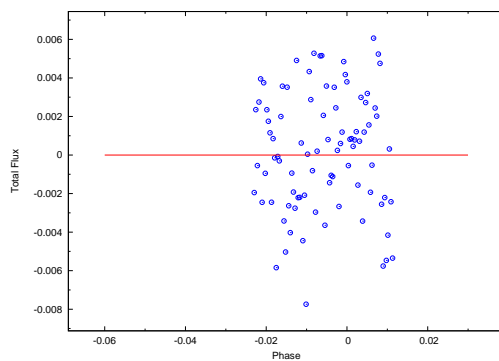
Obrázek 4.22: Světelná křivka č.9, STARE 2004, filtr B



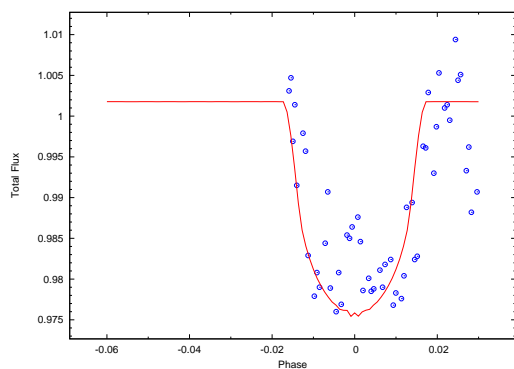
Obrázek 4.25: O-C diagram č.9



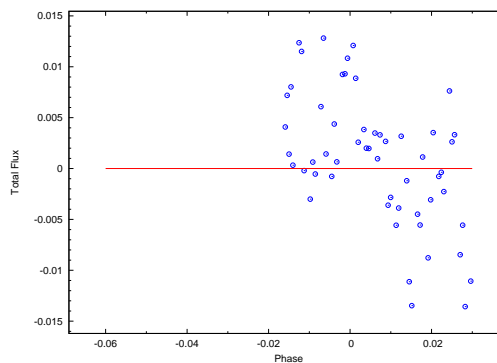
Obrázek 4.23: Světelná křivka č.10, STARE 2004, filtr I



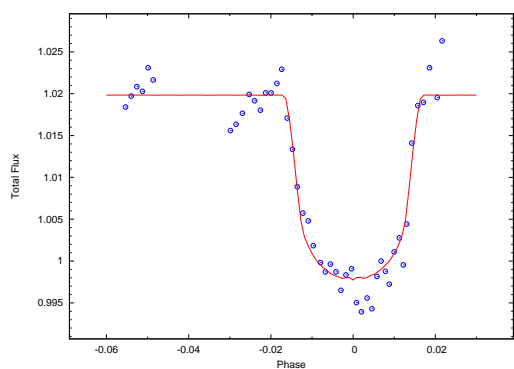
Obrázek 4.26: O-C diagram č.10



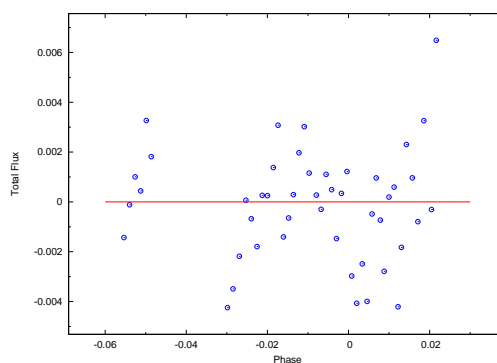
Obrázek 4.27: Světelná křivka č.11, STARE 2004, filtr V



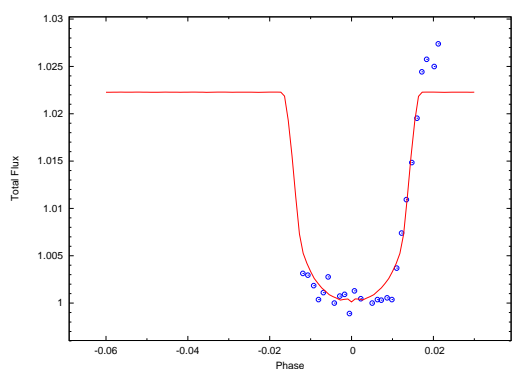
Obrázek 4.30: O-C diagram č.11



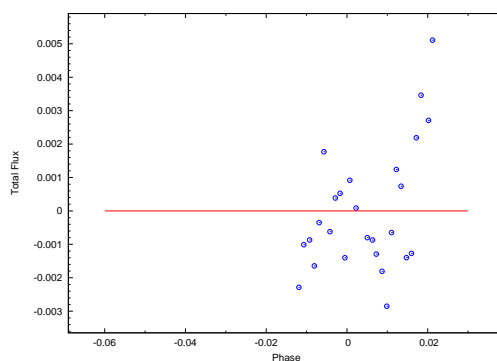
Obrázek 4.28: Světelná křivka č.12, zprům.data, filtr R



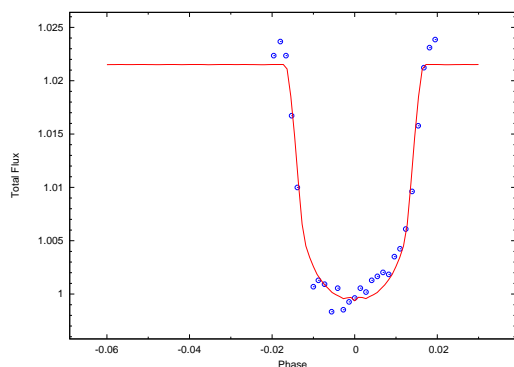
Obrázek 4.31: O-C diagram č.12



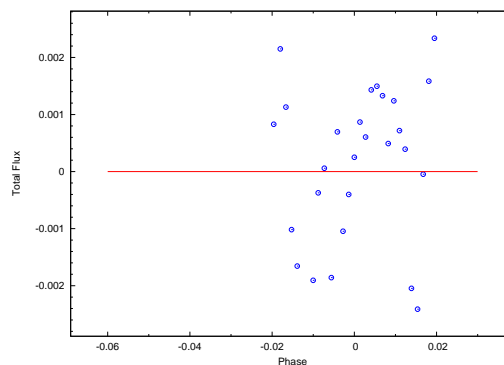
Obrázek 4.29: Světelná křivka č.13, zprům.data, filtr R



Obrázek 4.32: O-C diagram č.13



Obrázek 4.33: Světelná křivka č.14, zprům.data, filtr R



Obrázek 4.34: O-C diagram č.14

Sv. křivka	Počet bodů	χ^2
1	234	0,003464
2	140	0,001567
3	139	0,000487
4	421	0,013616
5	64	0,001295
6	78	0,002173
7	84	0,002176
8	210	0,004455
9	89	0,000606
10	88	0,000832
11	64	0,002562
12	47	0,000225
13	26	0,000087
14	27	0,000050

Tabulka 4.3: Hodnoty χ^2 pro jednotlivé světelné křivky

Filtr	Okrajové ztemnění
R	0,57274
B	0,82972
I	0,46936
V	0,69240

Tabulka 4.4: Hodnoty koeficientů okrajového ztemnění pro různé filtry a teplotu hvězdy 5200 K

Dále jsem pomocí Keplerova zákona (vztah 1.5) spočítal hmotnosti mateřské hvězdy M_* pro dvě vlastní hodnoty parametru P. Pro výpočet jsem použil hodnotu $a = 0,0393 \pm 0,0007$ AU získanou z [47]. Ze vztahu 1.4, předpokládal jsem kruhovou dráhu ($e \rightarrow 0$) a hodnotu $K = 115,2 \pm 6,2$ m s^{-1} převzal z [1], jsem určil hodnoty M_p . Výsledné hodnoty a jejich chyby, spočtené jako chyby nepřímých měření, jsou uvedeny v tabulkách 4.5 a 4.6. Za předpokladu kulového tvaru planety jsem určil průměrnou hustotu – $\bar{\rho} = 0,75 \pm 0,04$ g cm^{-3} .

Parametr	Vlastní 1	Vlastní 2	Alonso et al.
P [dny]	$3,030073 \pm 0,000002$	$3,030066 \pm 0,000002$	$3,030065 \pm 0,000008$
$T_c[MJD]$	$3186,8062 \pm 0,0001$	$3186,8071 \pm 0,0003$	$3186,8060 \pm 0,0002$
i [°]	$89,6 \pm 0,2$	$88,28 \pm 0,09$	$88,5^{+1,5}_{-2,2}$
$R_p[R_{Jup}]$	$1,079 \pm 0,009$	$1,1 \pm 0,1$	$1,08^{+0,18}_{-0,04}$
$M_p[M_{Jup}]$	$0,76 \pm 0,04$	$0,76 \pm 0,04$	$0,75 \pm 0,07$
e	$0,00019 \pm 0,00006$	$0 \pm 0,0002$	-
Parametr	Sozetti et al.	Laughlin et al.	Schneider
P [dny]	-	-	$3,030065 \pm 0,000008$
$T_c[MJD]$	-	-	$3186,8060 \pm 0,0002$
i [°]	$89,5^{+0,5}_{-1,3}$	$88,2 \pm 1,0$	$88,2 \pm 1$
$R_p[R_{Jup}]$	$1,04^{+0,08}_{-0,05}$	$1,08 \pm 0,05$	$1,08 \pm 0,18$
$M_p[M_{Jup}]$	$0,76 \pm 0,05$	$0,729 \pm 0,036$	$0,61 \pm 0,06$
e	-	-	$0,135 \pm 0,096$

Tabulka 4.5: Výsledky a srovnání pro planetu TrES-1 b

Parametr	Vlastní 1	Vlastní 2	Alonso et al.
$M_*[M_\odot]$	$0,88 \pm 0,05$	$0,88 \pm 0,05$	$0,88 \pm 0,07$
$R_*[R_\odot]$	$0,808 \pm 0,001$	$0,811 \pm 0,002$	$0,85^{+0,1}_{-0,05}$
log g	4,570	4,560	-
Parametr	Sozetti et al.	Laughlin et al.	Schneider
$M_*[M_\odot]$	$0,89 \pm 0,05$	$0,87 \pm 0,03$	$0,87 \pm 0,03$
$R_*[R_\odot]$	$0,83 \pm 0,05$	$0,83 \pm 0,03$	-
log g	$4,6 \pm 0,2$	$4,52 \pm 0,05$	-

Tabulka 4.6: Výsledky a srovnání pro hvězdu TrES-1

Závěr

Ve své práci jsem shrnul současný stav poznání extrasolárních planet. Uvedl jsem jednotlivé detekční metody i jejich stávající přesnosti. Velmi slibnou metodou hledání extrasolárních planet a určení všech jejich hlavních vlastností je fotometrická metoda, proto se jí zabývá většina této práce. Seznámil jsem se s programem Phoebe na modelování zákrytových dvojhvězd a pomocí něj určil parametry systému planeta–hvězda v soustavě TrES-1. Součástí práce je přehled dosavadních měření a výzkumů týkajících se systému TrES-1.

Na 65cm dalekohledu na Ondřejově jsem fotometricky pozoroval tranzit planety TrES-1 b přes disk její mateřské hvězdy. Z výsledné světelné křivky a s využitím dalších světelných křivek z různých zdrojů jsem pomocí programu Phoebe spočítal parametry této soustavy. Protože poměr hmot nekonvergoval k rozumnému výsledku, zafixoval jsem je na hodnotě 0,00067. Nepodařilo se mi získat ani efektivní teploty těles, protože program při fitování těchto parametrů nedával fyzikálně přípustná řešení. K získání přesnějších hodnot jsem světelné křivky z Ondřejova zprůměroval do pětiminutových intervalů. Chyba se ovšem nezmenšila, naopak u poloměru planety $10\times$ vzrostla. Nejspíše to způsobil malý počet bodů na světelných křivkách. Proto za výsledné parametry považuji hodnoty *Vlastní 1* (tabulka 4.7). Tyto výsledky jsou v rámci chyb v souladu s jinými dosud publikovanými hodnotami. Jediné velké rozdíly existují v hmotnostech planet a excentricitách v porovnání se Schneiderovou internetovou encyklopedií extrasolárních planet [47]. Nakonec jsem určil průměrnou hustotu planety $\bar{\rho} = 0,75 \pm 0,04 \text{ g cm}^{-3}$.

Extrasolární planety patří k aktuálním tématům současné astrofyziky. Jejich hledáním můžeme lépe porozumět mechanismu formování naší sluneční soustavy. Většina dosud objevených exoplanet má nečekaně málo společného s planetami obíhajícími Slunce. V nejbližší budoucnosti můžeme očekávat objevy stovky nových těles, která rozšíří statistický soubor a zdokonalí tak naše znalosti o těchto tělesech. Zlepšují se přesnosti jednotlivých způsobů měření, a tedy brzy dosáhneme bodu, kdy budeme moci pozorovat planety podobné Zemi v obyvatelných zónách. Tím se obohatí naše vědomosti o podmínkách potřebných pro rozvoj života. Každý člověk má už od svého dětství ve své fantazii nejrůznější bláznivé představy o "jiných světech", ale skutečnost může být ještě mnohem unikátnější a zajímavější.

Parametr	Hodnota
P [dny]	$3,030073 \pm 0,000002$
T_c [JD]	$2543186,8062 \pm 0,0001$
i [°]	$89,6 \pm 0,2$
R_p [R_{Jup}]	$1,079 \pm 0,009$
M_p [M_{Jup}]	$0,76 \pm 0,04$
e	$0,00019 \pm 0,00006$
$\bar{\rho}$ [$g\ cm^{-3}$]	$0,75 \pm 0,04$
M_* [M_\odot]	$0,88 \pm 0,05$
R_* [R_\odot]	$0,808 \pm 0,001$
log g	4,570

Tabulka 4.7: Souhrn vlastních hodnot parametrů pro soustavu TrES-1

Literatura

- [1] Alonso R. a kol. (2004): TrES-1: The Transiting Planet of a Bright K0V Star. *ApJ. Letters* **613**, L153.
- [2] Barman T. a kol. (2005): Phase-Dependent Properties of Extrasolar Planet Atmospheres. *ApJ* **632**, 1132.
- [3] Basri G. (2000): The discovery of brown dwarfs. *Sci. Am. April*, 57-63.
- [4] Bissinger R. (2004): Detection of Possible Anomalies in the Transit Lightcurve of Exoplanet TrES-1b Using a Distributed Observer Network.
- [5] Bodenheimer P., Hubickyj O., Lissauer J. J. (2000): Models of the in situ formation of detected extrasolar giant planets. *Icarus* **143**, 2-14.
- [6] Boss A. P. (1988): Protostellar formation in rotating interstellar clouds VII. Opacity and fragmentation. *ApJ* **331**, 370-376.
- [7] Bracewell R., MacPhie R. (1979): Searching for Nonsolar Planets. *Icarus* **38**, 136-147.
- [8] Burkert A. a kol. (2005): On the Surface Heating of Synchronously Spinning Short-Period Jovian Planets. *ApJ* **618**, 512.
- [9] Burrows A., Liebert J. (1993): The science of brown dwarfs. *Rev. Mod. Phys.* **65**, 301-336.
- [10] Butler R. P., Marcy G. W. (1998): The Near-Term Future of Extrasolar Planet Searches. *ASPC* **134**, 162-168.
- [11] Claret A. (2000), *A & A* **363**, 1081.
- [12] Cumming A., Marcy G. W., Butler R. P. (1999): The Lick Planet Search: Detectability and Mass Thresholds. *ApJ* **526**, 890-915.

- [13] Deeg H. J., Doyle L. R., Kozhevnikov V. P., a kol. (1998): Near-Term Detectability of Terrestrial Extrasolar Planets: TEP Network Observations of CM Draconis. *A & A* **338**, 479–490.
- [14] Einstein A. (1936): Lens-Like Action of a Star by the Deviation of Light in the Gravitational Field. *Science* **84**, 506–507.
- [15] Fortney J. (2005): Comparative Planetary Atmospheres: Models of TrES-1 and HD209458b. *ApJ. Letters* **627**, L69.
- [16] Galassi M. a kol. (2003): Network Theory Ltd. *ISBN 0-954-16173-4*.
- [17] Garlitz J.: <http://www.oregonvos.net/~jgarlitz>.
- [18] Gary L. L. (2005): EXOPLANET TrES-1 TRANSIT OBSERVATIONS, <http://brucegary.net/TrES-1>.
- [19] Halbwachs J. L., Arenou F., Mayor M., Udry S., Queloz D. (2000): Exploring the Brown Dwarf Desert with Hipparcos. *A & A* **355**, 581–594.
- [20] Henry G. W., Marcy G. W., Butler R. P., Vogt S. S. (2000): A Transiting 51 Peg-like Planet. *ApJ* **529**, L41–L44.
- [21] Charbonneau D. a kol. (2005): Detection of Thermal Emission from an Extrasolar Planet. *ApJ* **626**, 523.
- [22] Charbonneau D., Brown T. M., Latham D. W., Mayor M. (2000): Detection of Planetary Transits Across a Sun-Like Star. *ApJ* **529**, L45–L48.
- [23] Charbonneau D., Jha S., Noyes R. W. (1998): Spectral Line Distortions in the Presence of a Close-In Planet. *ApJ* **507**, L153–156.
- [24] Klingenberg G.: <http://asp.jm-data.no/geke15obs/log.htm>.
- [25] Kolinski D. (2005): STARE Project, <http://www.hao.ucar.edu/public/research/stare/data/TrES1.asc>.
- [26] Kotková L. (2005): CCD observations of variable stars, <http://nyx.asu.cas.cz/~lenka/dbvar>.
- [27] Kurtz D. W., Dolez N., Chevreton M. (2003): A high-precision null result in the search for rapid oscillations in HD 965. *A & A* **398**, 1117.
- [28] Laughlin G. (2005): <http://www.transitsearch.org>.

- [29] Leadbeater R. (2004): Extrasolar planet TrES-1 transit observation, http://mysite.wanadoo-members.co.uk/astro2/TrES_1.htm.
- [30] Lecavelier des Etangs A., Vidal–Madjar A., Ferlet R. (1999): Photometric Stellar Variation due to Extra–Solar Comets. *ApJ* **343**, 916–922.
- [31] Lestrade J. F., Preston R. A., Jones D. L., Phillips R. B., Rogers A. E. E., Titus M. A., Rioja M. J., Gabuzda D. C (1999): High–precision VLBI astrometry of radio–emitting stars. *A & A* **344**, 1014–1026.
- [32] Link F. (1936): Sure Les Conséquences Photométriques de la Déviation d’Einstein. *C. R. Acad. Sci. Paris* **202**, 917–919.
- [33] Marcy G. W., Butler R. P., Williams E., Bildsten L., Graham J. R., Ghes A. M., Jernigan J. G. (1997): The Planet Around 51 Pegasi. *ApJ* **481**, 926–935.
- [34] Menou K. a kol. (2003): ”Weather” Variability of Close-in Extrasolar Giant Planets. *ApJ* **587**, L113.
- [35] Nelder J. A., Mead R. (1965), *Comput. J.* **7**, 308.
- [36] Oksanen A.: http://www.ursa.fi/sirius/nytt/nytt_info.html.
- [37] Paakonen P. (2004): Exoplanet TrES-1 transit observation 2004-09-04 21:01 - 22:50 UT, <http://cc.joensuu.fi/seulaset/ccd/20040904>.
- [38] Pejcha O., Mikulášek Z., Hroch F. (2004): Observations of TrES-1 exoplanet transit. *IBVS* 5599
- [39] Perryman M. A. C. (2000): Rep. Prog. Phys. 63, 1209, Extra–solar planets.
- [40] Pont F.: Transiting Planets, <http://obswww.unige.ch/~pont/TRANSITS.htm>.
- [41] Prša A.: PHOEBE (2006), <http://www.fiz.uni-lj.si/phoebe>.
- [42] Rosenblatt F. (1971): A Two–Color Photometric Method for Detection of Extra–Solar Planetary Systems. *Icarus* **14**, 71–93.
- [43] Saar S. H., Butler R. P., Marcy G. W. (1998): Magnetic Activity–Related Radial Velocity Variations in Cool Stars: First Results from the Lick Extrasolar Planet Survey. *ApJ* **498**, L153–L157.

- [44] Saar S. H., Donahue R. A. (1997): Activity-Related Radial Velocity Variation in Cool Stars. *ApJ* **485**, 319–327.
- [45] Sartoretti P., Schneider J. (1999): On the Detection of Satellites of Extrasolar Planets with the Method of Transits. *A & AS* **134**, 553–560.
- [46] Shu F. H., Adams F. C., Lizano S. (1987): Star formation in molecular clouds: observation and theory. *Ann. Rev. Astron. Astrophys* **25**, 23–81.
- [47] Schneider J.: Extrasolar Planets Catalog, <http://www.obspm.fr/encycl/catalog.html>.
- [48] Schneider J., Auvergne M., Baglin A., a kol. (1998): The COROT Mission: From Structure of Stars to Origin of Planetary Systems. *ASPC* **148**, 298–303.
- [49] Smrke S., Štritof N.: http://cfa-www.harvard.edu/planets/papers/TrES-1_data.txt.
- [50] Struve O. (1952): Proposal for a Project of High-Precision Stellar Radial Velocity Work. *Observatory* **72**, 199–200.
- [51] Tartar J. (1986): Brown dwarfs Astrophysics of Brown Dwarfs *Cambridge University Press* pp 21–138.
- [52] Torres G. (1999): Substellar Companion Masses from Minimal Radial Velocity or Astrometric Information: a Monte Carlo Approach. *PASP* **111**, 169–176.
- [53] Trimble V. (2004): Extra-solar system planets: searches, discoveries and characteristics. *Bull.Astr.Soc.India* **32**, 87–98.
- [54] Udry S., Mayor M., Naef D., Pepe F., Queloz D., Santos N., Burnet M., Confinio B., Melo C. (2000): The CORALIE Survey for Southern Extra-Solar Planets. II. The Short-Period Planetary Companions to HD 75289 and HD 130322. *A & A* **356**, 590–598.
- [55] Van Hamme W. (1993), *AJ* **106**, 2096.
- [56] Vanmunster T. (2004): Transit Observations of Exoplanet TrES-1, <http://www.cbabelgium.com>.
- [57] Wambsganss J. (1997): Discovering Galactic Planets by Gravitational Microlensing: Magnification Patterns and Light Curves. *MNRAS* **284**, 172–188.
- [58] Wilson R. E. (1993), *NFBS* **91**.
- [59] Wilson R. E., Biermann P. (1976), *A & A* **48**, 349.

- [60] Wilson R. E., Devinney E. J. (1971), *ApJ* **166**, 605.
- [61] Wilson R. E., Van Hamme W. (2003), *booklet accompanying WD2003 code*.
- [62] Wolf M. (2005): Extrasolární planety. *Pokroky matematiky, fyziky a astronomie* **r.50, č.1**, 44–61.
- [63] Wolszczan A. (1994): Confirmation of Earth–Mass Planets Orbiting the Millisecond Pulsar PSR B1257+12. *Science* **264**, 538–542.
- [64] Wolszczan A. (1997): The Pulsar Planets Update. *ASPC* **119**, 135–138.
- [65] Wolszczan A., Frail D. A. (1992): A Planetary System Around the Millisecond Pulsar PSR 1257+12. *Nature* **355**, 145–147.