

MASARYKOVA UNIVERZITA
PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA

Bakalářská práce
Interpretace světelné křivky krátkoperiodické
proměnné hvězdy VW Bootis

Marek Skarka



Vedoucí práce: RNDr. Jan Janík, Ph.D.

Brno 2008

Prohlašuji, že jsem svou bakalářskou práci napsal samostatně, s použitím citovaných pramenů a podle pokynů vedoucího.

V Brně dne 22. května 2008

.....

Marek Skarka

Děkuji především vedoucímu své práce RNDr. Janu Janíkovi, Ph.D., za cenné rady, ochotu a trpělivost. Dále pak RNDr. Miloslavu Zejdovi za pomoc při zpracování dat. Velký dík patří také mé přítelkyni Helence za psychickou podporu a připomínky k mé práci.

Abstrakt:

Tato bakalářská práce se zabývá studiem krátkoperiodické zákrytové dvojhvězdy VW Bootis. Úvodní kapitoly obsahují obecný přehled o proměnných hvězdách, CCD fotometrii a přehled poznatků o samotné dvojhvězdě. V poslední části se zaměřuji na určení napozorovaných okamžiků minim, zjištění aktuální hodnoty základního minima a periody. Pomocí jednoduchého modelu jsem také určil relativní rozměry soustavy.

Klíčová slova: Zákrytové dvojhvězdy, VW Bootis, proměnné hvězdy, fotometrie

Abstract:

These bachelors theses deals with a study of short periodic eclipsing binary VW Bootis. The first chapters contain the general survey about the variable stars, CCD photometry and the review of the observations about the binary star itself. In the last part I focus on the specification of the observed moments of the minimum, I try to locate the actual quality of the basic minimum and period. With the help of the elementary model I also identified the relative proportions of the stellar system.

Keywords: Eclipsing binaries, VW Bootis, variable stars, photometry

Obsah

Úvod	7
1. Proměnné hvězdy	8
1.1 Co jsou to proměnné hvězdy a jak je dělíme?	8
1.2 Historie pozorování proměnných hvězd	10
1.2.1 Pozorování od starověku do 18. století	10
1.2.2 Rozvoj pozorování. Astronomické organizace	12
1.3 Světelná křivka	13
1.4 $O - C$ diagram	15
1.5 Zákrytové dvojhvězdy	15
1.5.1 Typy zákrytových dvojhvězd	19
2. CCD fotometrie	22
2.1 Elektromagnetické záření a jeho základní charakteristiky	22
2.1.1 Fotometrické veličiny. Johnsonův fotometrický systém	23
2.2 Předchůdci CCD fotometrie	24
2.2.1 Vizualní fotometrie	24
2.2.2 Fotografická fotometrie	25
2.2.3 Fotometrie fotonásobičem	25
2.3 Princip CCD	26
2.4 Vlastnosti CCD čipu a kalibrace obrazu	26
3. Systém VW Bootis	29
3.1 Historie výzkumu. Základní charakteristiky	29
4. Zpracování a analýza dat	31
4.1 Pořízení a zpracování snímků	31
4.2 Určení minim. $O - C$ diagram	33
4.3 Fázový diagram. Model systému	35

5. Závěr	38
Literatura	39

Úvod

Výzkum zákrytových proměnných hvězd hraje velice důležitou roli v poznávání vesmíru. Důležitost na poli stelární astronomie si toto odvětví vysloužilo díky své schopnosti velice přesně popsat zkoumaný systém.

Zákrytové proměnné hvězdy jsou tvořeny dvěma hvězdami, které obíhají kolem společného těžiště, přičemž při pohledu ze Země dochází k zákrytu jedné hvězdy druhou. Jelikož nejsme schopni rozlišit jednotlivé složky, jeví se nám dvojhvězda jako jediná hvězda měnící svoji jasnost. Rozborem časové závislosti změny jasnosti (světelné křivky) a zjištěním radiálních rychlostí dané hvězdy jsme schopni získat mnoho důležitých informací o zkoumaném objektu. A to informací tak zásadních jako jsou hmotnosti, svítivosti, elementy dráhy a rozměry složek dvojhvězdy.

Pozorování proměnných hvězd se začalo významněji rozvíjet až koncem 18. století. Od té doby bylo vypracováno a zdokonaleno množství metod pro pozorování a následné zpracování získaných dat (z počátku samozřejmě pouze vizuálních, postupem času také fotografických a CCD). Díky časové náročnosti pozorování mají na výzkumu proměnných hvězd také velký podíl amatérští astronomové.

Do dnešních dnů bylo objeveno okolo 50000 proměnných hvězd (Mikulášek 2005). V posledních letech, zejména díky výpočetní technice, došlo k velice významnému pokroku ve zpracování dat. Kromě profesionálních astronomů jsou schopni získat velice hodnotná měření i amatéři. Bylo vyvinuto mnoho programů pro modelování dvojhvězdných systémů. Mezi nimi také program PHOEBE [e8], který byl využíván i při zpracování světelné křivky VW Boo v této práci.

PROMĚNNÉ HVĚZDY

1.1 Co jsou to proměnné hvězdy a jak je dělíme?

Proměnnou hvězdou je taková hvězda, která z nějakého důvodu mění v čase svou jasnost. Těchto objektů je přibližně 10 % z náhodně vybraného vzorku hvězd. Množství takovýchto hvězd se zvyšuje spolu se zjemňováním diagnostických metod. Změny v jasnosti proměnných hvězd mohou nabývat hodnot od tisícín magnitudy až do desítek magnitud (10^{-3} – 10^1 mag) v časových škálách od desetitisícín sekundy až do doby související se změnami způsobenými hvězdným vývojem.

Proměnné hvězdy dělíme podle mechanismu vzniku proměnnosti na

- *geometrické* proměnné hvězdy
- *fyzické* proměnné hvězdy

Geometrické proměnné hvězdy jsou proměnné pouze zdánlivě - ke změnám jasnosti dochází díky vhodnému geometrickému uspořádání objektu a pozorovatele. Geometrická proměnná hvězda, která se zdá proměnná nám, se takto vůbec nemusí jevit pozorovateli v jiné části vesmíru. Mezi geometrické proměnné hvězdy řadíme *zákrytové* proměnné hvězdy (proměnnost je způsobena vzájemným oběhem a zákryty složek dvojhvězdy) a *rotační*, kdy

je proměnnost způsobena přítomností temných skvrn, případně různorodým chemickým složením povrchových vrstev.

Fyzické proměnné hvězdy jsou naproti tomu proměnné v pravém slova smyslu. Mění se totiž jejich zářivý výkon v daném spektrálním oboru. Mezi fyzické proměnné hvězdy řadíme *pulzující*, měnící svou jasnost díky změnám poloměru, případně tvaru, *explozivní*, měnící svou jasnost kvůli explozím, a *eruptivní*, jejichž proměnnost je zapříčiněna procesy v chromosféře nebo koróně hvězdy. Rozdělení proměnných hvězd je na schématu 1.

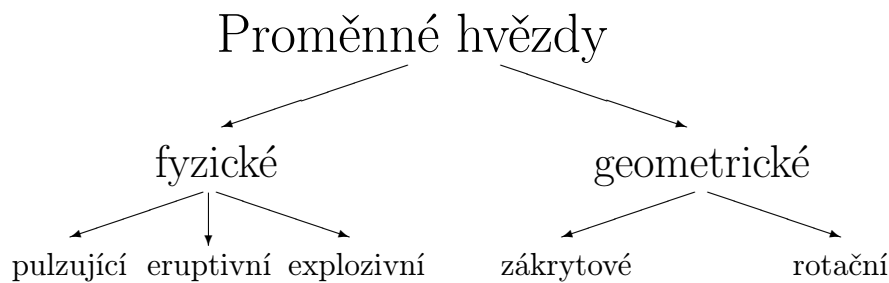


Schéma 1: Rozdělení proměnných hvězd

Jemnější dělení je provedeno pomocí typických představitelů jednotlivých typů proměnných hvězd. Například pulzující hvězdy lze ještě rozdělit na typy RR Lyr, Cefeidy atd.

Periodické proměnné hvězdy můžeme také rozdělit podle délky periody na

- *krátkoperiodické* proměnné hvězdy
- *dlouhoperiodické* proměnné hvězdy

U krátkoperiodických proměnných hvězd nepřesahuje délka periody několik dní, takže lze během jedné noci pokrýt významnou část periody. Naproti tomu u dlouhoperiodických proměnných je perioda dlouhá několik desítek dní až stovky, ba tisíce let.

1.2 Historie pozorování proměnných hvězd

1.2.1 Pozorování od starověku do 18. století

Hvězdná obloha učarovala člověku již v okamžiku jeho prvního pohledu na ni. Zažíval při tom pocity ohromení a úcty. Pohled na noční nebe je i dnes stejně okouzlující jako kdysi a má stále nádech mystična.

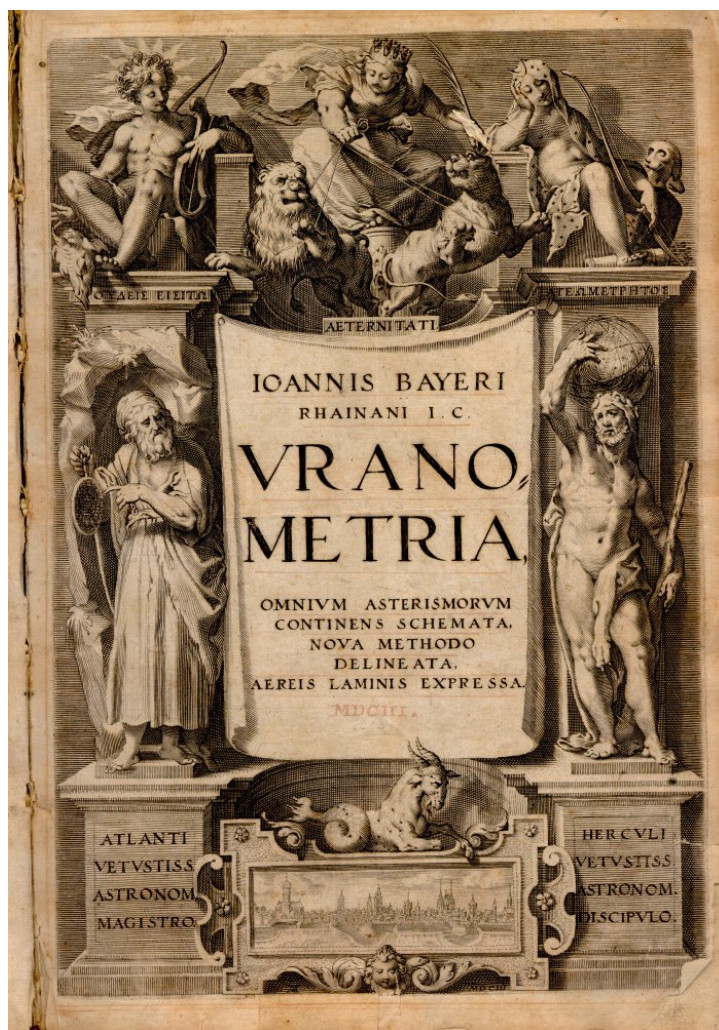
Ve starověku byla sféra hvězd považována za neměnnou, za jakousi stálou kulisu, na které se odehrávají ostatní děje. Původcem této myšlenky nebyl nikdo menší než Aristoteles, díky jehož velké autoritě se pozorování až do 16. století omezovala na tělesa Sluneční soustavy. Aby ovšem byli pozorovatelé schopni popsat pohyb vesmírných těles na hvězdném pozadí, bylo nutné co nejpřesněji popsat polohy hvězd. Tohoto úkolu se zhostil ve druhém století před Kristem řecký učenec Hipparchos, jehož k tomuto kroku vedlo vzplanutí nové hvězdy v souhvězdí Štíra. Ta se objevila v roce 134 př. n. l. Jedná se zde o první záznam výbuchu supernovy. Jeho katalog obsahoval na 800 hvězd s polohou zaznamenanou s obdivuhodnou přesností $0,5^\circ$ (Parnago 1953). Hipparchos byl také první, kdo rozdělil hvězdy podle jejich jasnosti do šesti tříd, přičemž nejjasnějším hvězdám viditelným pouhým okem přiřadil hvězdnou velikost 1, nejslabším pak 6.

Od časů Hipparchových do konce 17. století bylo na obloze zaznamenáno asi 15 případů výskytu nových hvězd. Z těchto vzplanutí určitě vzbudil největší pozornost výbuch supernovy v červenci roku 1054 v souhvězdí Býka. Tento úkaz byl zaznamenán v mnoha evropských i čínských kronikách. Podle těchto záznamů byla hvězda viditelná několik let a první tři týdny dokonce i ve dne. Pozůstatkem této události je pulzar ve známé Krabí mlhovině.

Dalším případem objevení se "hvězdy - hosta" se v roce 1572 stala supernova v souhvězdí Kasiopeje. Tuto supernovu pozoroval Tycho Brahe, který srovnával jasnost supernovy s jinými hvězdami a získal tak vůbec první světelnou křivku proměnné hvězdy. Také se marně pokoušel změřit její paralaxu, což poukazovalo na to, že se tento objekt nachází mnohem dále než Měsíc.

V srpnu roku 1596 objevil David Fabricius v souhvězdí Velryby hvězdu, kterou dříve neviděl. Nenašel ji ani v dostupných katalozích té doby, a tak ji začal sledovat, přičemž její jasnost klesala, až mu v říjnu zmizela z dohledu. Nazval ji tedy podivuhodnou, latinsky *Mira*. Nezávisle na Fabriciovi vynesl tuto hvězdu v roce 1603 do prvního tištěného hvězdného katalogu Uranometria Johann Bayer. V zimě roku 1638 ji znovuobjevil John Phocylides Holwarda, který ji sledoval po následující rok a získal tak důkaz

její proměnnosti. Byl tak první, kdo se systematicky zabýval pozorováním proměnné hvězdy. Roku 1667 publikoval Ismael Boulliau spisek, ve kterém stanovil periodu změn jasnosti Miry na 333 dní, což je v dobré shodě s dnešní hodnotou (332 dní).



Obrázek 1: Titulní stránka atlasu Uranometria ([e4])

Druhou hvězdou, jejíž proměnnost byla odhalena, byla β Per - *Algol*. Změny v její jasnosti objevil roku 1667 italský matematik a astronom Geminiano Montanari. Trvalo ovšem dalších sto let, než byla určena perioda

světelných změn Algolu. Určil ji mladý angličan John Goodricke na necelé 3 dny. To bylo v roce 1783. Tento muž také poprvé vystoupil s myšlenkou, proč ke změně dochází - buďto zakrývá hvězdu neviditelný průvodce, nebo má hvězda na svém povrchu velkou skvrnu, která se k nám pravidelně natáčí. 10. září téhož roku objevil proměnnost β Lyr a o měsíc později δ Cep.

Další angličan, přítel Johna Goodricka, Edward Pigott, který také objevil několik proměnných hvězd, publikoval roku 1784 první katalog proměnných hvězd, který obsahoval těchto 12 objektů (Mikulášek 2005):

B Cas (SN 1572)	β Per	R Leo
<i>o Ceti</i>	Nova Vul 1670	ν Aql
P Cyg	χ Cyg	β Lyr
Nova Oph (sn 1604)	R Hya	δ Cep

1.2.2 Rozvoj pozorování. Astronomické organizace

V první polovině 19. století dochází k objevu prvních planetek, což s sebou nese potřebu přesnějších hvězdných map. Díky těmto dokonalejším mapám byly objeveny další proměnné hvězdy. V té době byli nejvýznamnějšími pozorovateli J. Herschell, J. H. Westphala a F. M. Schwerda. John Herschel se jako první pokusil o zavedení metodiky při srovnávání jasnosti hvězd, která do té doby neexistovala. Jeho snaha ovšem nepřinesla ovoce. Roku 1844 publikoval F. W. Argelander jednoduchou a přesnou metodu pro pozorování proměnných hvězd, kterou používali po dlouhou dobu jak profesionální tak amatérští astronomové, kteří ji koneckonců používají dodnes. Argelanderův přínos ovšem nespočívá pouze ve vypracování nové metody, ale i v dalších činnostech. Byl sestavitelem katalogu "Bonner Durchmusterung", jež obsahoval přes 320 tisíc hvězd. Také zavedl značení proměnných hvězd.

Během 19. století vzrostl počet známých proměnných hvězd z pouhých 12 na několik stovek. Příčinou tohoto boomu byla v prvé řadě přítomnost spolehlivé metody určování jasnosti, rozvoj fotografické techniky a přesné hvězdné katalogy. Větší množství známých proměnných hvězd umožnilo udělat jejich klasifikaci. To udělal roku 1880 američan Edward Pickering, přičemž jeho rozdělení se jen málo odlišuje od dnes používaného. V témže roce také publikoval matematickou teorii změn jasnosti Algolu a zmínil, že rozbořen světelné křivky lze získat rozměry složek soustavy.

V té době se objevy a vědecká vysvětlení problémů začaly hrnout jeden za druhým. V posledním desetiletí 19. století byly objeveny první krátko-

periodické cefeidy v hvězdokupě ω Centauri, o pár let později už byla nalezena známá závislost mezi jejich periodou a zářivým výkonem H. S. Leawittovou, která mimochodem také objevila 2400 nových proměnných hvězd (Singh 2007). Začaly vznikat první organizace, mezi nimi asi nejvýznamnější AAVSO, tedy Americká asociace pozorovatelů proměnných hvězd, britská BAA-VSS, francouzská AFOEV a mnohé další. To s sebou přineslo snahu o vytvoření celosvětové astronomické organizace, což se podařilo roku 1919, kdy byla založena Mezinárodní astronomická unie (IAU).

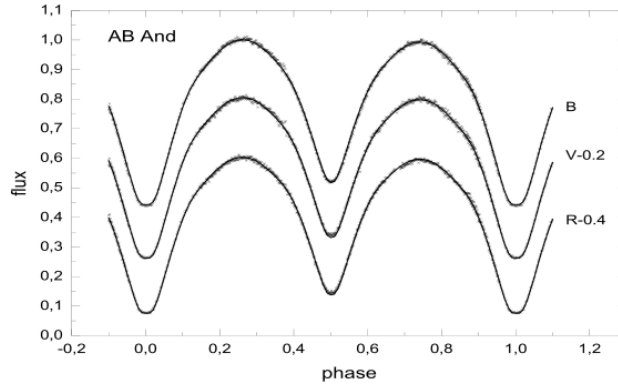
Ve 20. století vzniklo několik přehlídek oblohy, zejména je třeba zmínit tzv. skleněnou knihovnu, která vznikla na Harvardu na počátku století. Ta umožnila mnoho výzkumů, zvláště pak objevování nových proměnných hvězd. Na konci století znamenala velký přínos družice HIPPARCOS, která objevila 3300 nových proměnných hvězd (Mattei 2006).

Od roku 1948 je v Moskvě vydáván *General Catalogue of Variable Stars* (zkratka GCVS). Tento katalog využívá značení proměnných hvězd, které započal už zmíněný Argelander. Ke značení použil písmen R až Z a zkratku souhvězdí. Následně bylo ovšem zjištěno (jak se objevovaly nové a nové proměnné hvězdy), že toto značení nebude stačit. Tak vznikly dvojice, kdy k R byla přiřazena písmena R až Z k S písmena S až Z atd. To bylo ovšem také málo, proto se zavedlo značení od A, přesněji od AA, přičemž se vynechalo písmeno J z důvodu možné záměny za I. Po vyčerpání i těchto 334 možností se další proměnné hvězdy v daném souhvězdí značí písmenem V a pořadovým číslem od 335.

1.3 Světelná křivka

Světelnou křivkou rozumíme graf, ve kterém je vynesena závislost jasnosti hvězdy na čase. Budeme se zabývat pouze světelnými křivkami zákrytových dvojhvězd. Příklad světelné křivky zákrytové dvojhvězdy je na obrázku 2.

Čas (měřený v pásmovém čase a převedený na světový čas UTC) obvykle vyjadřujeme v tzv. *geocentrickém juliánském datu* (JD_{geoc}), jež následně pomocí heliocentrické korekce převádíme na *heliocentrické juliánské datum* (JD_{hel}). Tato transformace se provádí proto, že světlo potřebuje k překonání průměru zemské trajektorie přibližně 1000 sekund a pokud pozorujeme danou hvězdu celoročně, mohou se pozorované úkazy časově posouvat až v tomto rozsahu. U krátkoperiodických proměnných hvězd je tento efekt nezanedbatelný, proto musí být odstraněn.



Obrázek 2: Příklad světelné křivky (Baran et al. 2004)

Alternativně lze místo času na vodorovnou osu vynášet tzv. *fázi*. To je výhodné, pokud skládáme pozorování z více nocí do jedné světelné křivky. Musíme ovšem znát *světelné elementy*, což jsou *perioda* P (ve dnech) a juliánské datum nějakého významného okamžiku, od něhož začínáme počítat fázi (zpravidla okamžik *základního minima* M_0). Heliocentrické juliánské datum minima lze pak vypočítat podle vztahu

$$JD_{hel}(min) = M_0 + E \cdot P, \quad (1.1)$$

kde E je tzv. *epocha*, tedy číslo cyklu (vždy celočíselné). Fázi proměnné hvězdy φ získáme podle vztahu

$$\varphi(t) = \text{FRAC} \left(\frac{JD_{hel}(t) - M_0}{P} \right). \quad (1.2)$$

Funkce FRAC nám ořeže celé číslo a nechá pouze desetinou část. Fáze tedy nabývá hodnot od 0 do 1.

Na svislé ose je vynesena jasnost hvězdy zpravidla v magnitudách, či jejich zlomcích. Hvězdná velikost je většinou určena relativně vzhledem k nějaké srovnávací hvězdě, která má konstantní jasnost.

1.4 $O - C$ diagram

$O - C$ diagram tvoří spolu se světelnou křivkou základní pomůcky při popisu chování dvojhvězd. Jedná se o graf, ve kterém na vodorovnou osu vynášíme juliánské datum, častěji však epochu. Na svislou osu potom vynášíme rozdíl mezi pozorovaným (*O-observed*) okamžikem minima a okamžikem spočteným (*C-calculated*).

Z rozložení bodů v $O - C$ diagramu můžeme zjistit, jak se chová perioda systému a okamžik základního minima. Tedy konstrukcí takového diagramu můžeme opravit určení těchto elementů. Může nastat několik základních případů:

1. Pokud se body kupí okolo vodorovné přímky procházející nulovým bodem ($O - C = 0$), ukazuje to na skutečnost, že světelné elementy byly určeny správně a není třeba jejich opravy.
2. Jestliže je grafem vodorovná přímka neprocházející bodem $O - C = 0$, je perioda určena správně, okamžik základního minima je však nutno opravit.
3. Obecná přímka procházející bodem $E = 0$ nám říká, že okamžik základního minima je správný, opravu si žádá perioda, a to o směrnici proložené přímkou.
4. Je-li grafem obecná přímka neprocházející žádným nulovým bodem, pak je nutno opravit obě hodnoty elementů.
5. Pokud vykazuje $O - C$ diagram parabolickou závislost, poukazuje to na lineární změnu periody.

Obecně mohou nastat i složitější situace (např. grafem je polynom vyššího řádu, cyklická funkce...). To může být způsobeno například třetí složkou v systému. Dalším možným vysvětlením takového chování je eliptická trajektorie systému a stáčení přímky apsid. Pak je samozřejmě také obtížnější opravit hodnoty základního minima i periody.

1.5 Zákrytové dvojhvězdy

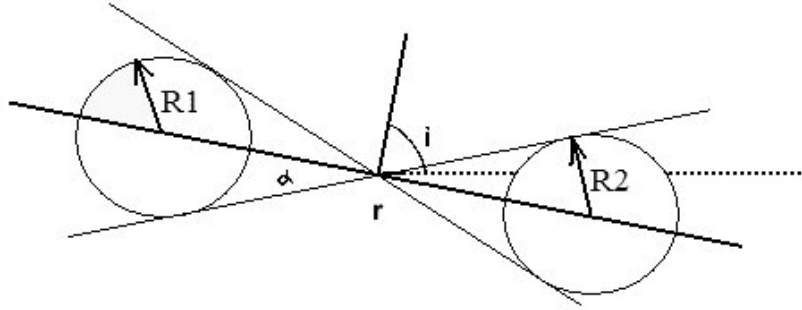
Jedná se o dvojhvězdy, které nejsme schopni rozlišit. Velice důležitým předpokladem je to, že rovina jejich oběhu prochází nedaleko pozorovatele, takže

z našeho úhlu pohledu dochází během pohybu složek k jejich vzájemným zákrytům a tedy ke změně jasnosti.

Model zákrytové dvojhvězdy pochází od angličana J. Goodricka, který, jak již bylo zmíněno, studoval nejjasnější zákrytovou dvojhvězdu Algol. Tento model byl ale přijat o více než 100 let později díky spektroskopickým pozorováním američana E. Pickeringa.

Uvažujme modelový případ, kdy jsou obě složky kulové, s poloměry R_1 , R_2 , a obíhají po kruhových drahách ve vzájemné vzdálenosti r . Zákryt můžeme pozorovat jen tehdy, je-li sklon oběžné dráhy dvojhvězdy $i > 90^\circ - \alpha$, přičemž pro α platí

$$\alpha = \frac{R_1 + R_2}{r}. \quad (1.3)$$



Obrázek 3: Geometrie vzájemného postavení objekt-pozorovatel (upraveno podle [e5])

Pokud dochází k zákrytům, jsme ze světelné křivky schopni získat především informaci o sklonu dráhy i a relativních rozměrech složek (R_1/r , R_2/r).

Větší složku budeme považovat za centrální těleso a přiřadíme jí index 1, menší složka (index 2) bude kolem ní obíhat po kružnici s periodou P . Dále uvažujme, že sklon dráhy je $i = 90^\circ$. Pokud přechází menší těleso přes větší, dochází k tzv. *přechodu (transit)*, při přechodu většího tělesa přes menší dochází k *zákrytu (okultace)*. K *1. kontaktu* (na obrázku 4 situace 1) přecházejícího (menšího) tělesa s druhým dojde ve chvíli, kdy spojnice ke středu druhé složky bude se směrem k pozorovateli svírat úhel α_1

$$\alpha_1 = \frac{R_1 + R_2}{r}. \quad (1.4)$$

S tím, jak přechází menší těleso před větším, ukusuje stále větší část kotouče hvězdy v pozadí, dochází k poklesu jasnosti soustavy až do chvíle, kdy se menší těleso celé dostane na pozadí tělesa většího. Tomuto okamžiku se říká *2. kontakt* (na obrázku 4 situace 2) a pro úhel, který svírá spojnice ke středu druhé složky se směrem k pozorovateli, platí

$$\alpha_2 = \frac{R_1 - R_2}{r}. \quad (1.5)$$

Dále putuje menší hvězda přes střed hvězdy v pozadí (*střed zákrytu*) k druhému okraji hvězdy. V okamžiku, kdy se dotkne okraje zadní hvězdy (*3. kontakt*, na obrázku 4 situace 3), začne se jasnost soustavy opět zvyšovat, až nabude své původní hodnoty (zadní hvězda přestane být zakrývána, *4. kontakt*, na obrázku 4 situace 4). V době mezi 2. a 3. kontaktem (kdy je hvězda v tzv. *zastávce*) není jasnost dvojhvězdy konstantní, jak by se mohlo zdát, ale nepatrně klesá. Je to způsobeno okrajovým ztemněním hvězd. Dno světelné křivky tedy není dokonale rovné, ale zaoblené. Na obrázku 4 je pro jednoduchost dno rovné.

Pokud můžeme aproximovat $\sin\alpha_1 \sim \alpha_1$, je délka období snížené jasnosti soustavy (mezi 1. a 4. kontaktem), označovaná symbolem D , dána vztahem

$$\frac{D}{P} = \frac{2\alpha_1}{2\pi} = \frac{R_1 + R_2}{\pi r}. \quad (1.6)$$

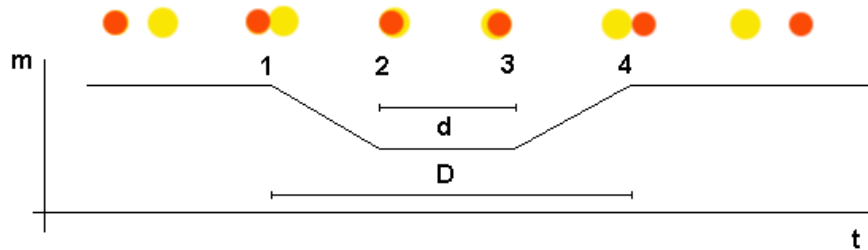
Pro trvání zastávky d v minimu jasnosti máme

$$\frac{d}{P} = \frac{2\alpha_2}{2\pi} = \frac{R_1 - R_2}{\pi r}. \quad (1.7)$$

Pokud jsme schopni odhadnout dobu trvání obou fází, jsme schopni získat relativní rozměry soustavy.

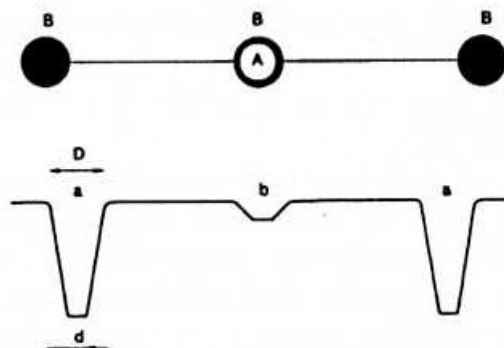
$$\frac{R_1}{r} = \frac{\pi D + d}{2 P}; \quad \frac{R_2}{r} = \frac{\pi D - d}{2 P}. \quad (1.8)$$

Přesně po půl periodě dojde k zákrytu menšího tělesa tělesem centrálním. V období mezi 1. a 2. kontaktem klesá jasnost soustavy, mezi 2. a 3. kontaktem zůstává jasnost soustavy konstantní (na rozdíl od přechodu, kdy se jasnost i v zastávce nepatrně mění). Po 3. kontaktu jasnost opět narůstá.



Obrázek 4: Situace při transitu

Pokud nejsou složky dvojhvězdy identické, nejsou stejně hluboká ani minima příslušející transitu a okultaci. Taková modelová situace je na obrázku 5 (pro $i = 90^\circ$). Hlubšímu minimu říkáme *primární* minimum, mělčímu *sekundární* minimum. Pokud je efektivní teplota menší složky nižší než větší složky, dochází k primárnímu minimu při tranzitu (tedy přechodu menší složky před větší).



Obrázek 5: Schématická světelná křivka (Zejda a kol. 1994)

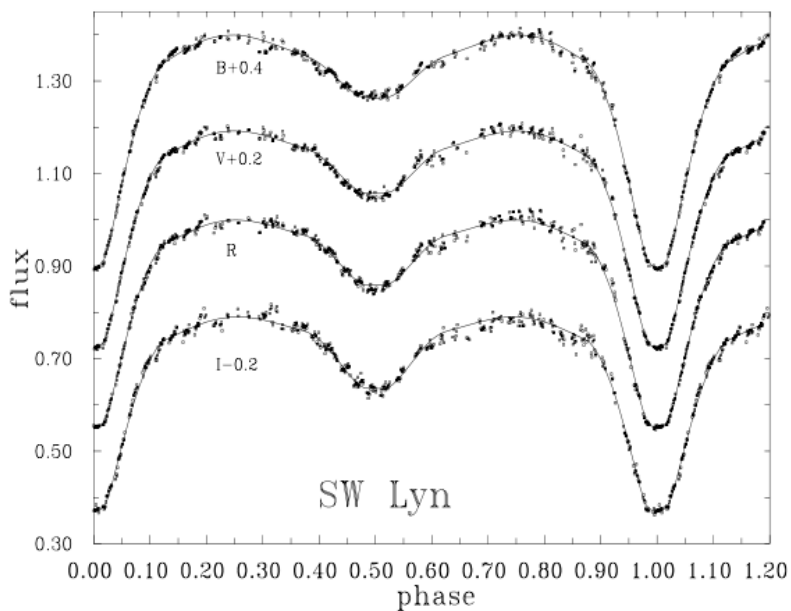
Už při pouhém pohledu na světelnou křivku si můžeme udělat hrubou představu o zkoumaném systému. Pokud je pokles do obou minim postupný (křivka je hladká), jedná se s největší pravděpodobností o částečný zákryt

($i \neq 90^\circ$). Pokud je křivka v zastávce rovná alespoň na dně jednoho minima, jedná se o úplný, nebo prstencový zákryt. Pro hvězdy s různě jasnými disky, stejnými okrajovými ztemněními a stejnými poloměry se minima světelné křivky liší pouze svou hloubkou. Jestliže je zářivý výkon jedné hvězdy mnohem větší než zářivý výkon druhé složky, nemusíme vůbec pozorovat sekundární minimum.

1.5.1 Typy zákrytových dvojhvězd

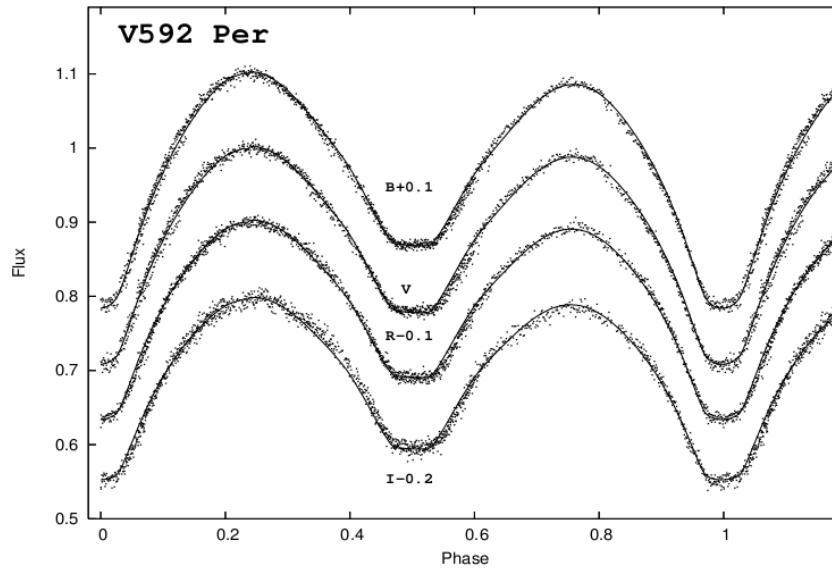
Zákrytové dvojhvězdy dělíme podle tvaru jejich světelné křivky (který úzce souvisí se stavbou systému samotného) do tří skupin:

- Typ β Persei (EA) - oddělené soustavy s téměř sférickými hvězdami. Tvoří většinu známých zákrytových dvojhvězd (Zejda a kol. 1994). V období mezi zákryty je jasnost prakticky konstantní. Sekundární minimum bývá mělké, někdy nepozorovatelné. Algolidy mívají poměrně dlouhé periody.



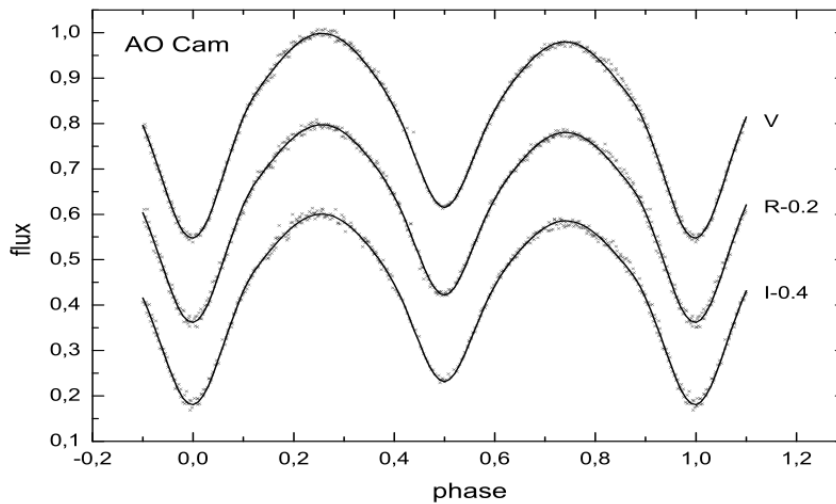
Obrázek 6: Světelná křivka algolidy (Kreiner et al. 2003)

- Typ β Lyrae (EB) - Systém tvoří interagující hvězdy tvaru rotačního elipsoidu. Dochází zde k přenosu hmoty mezi složkami systému. Ke světelným změnám dochází kontinuálně, tudíž je světelná křivka zaoblená. Dvojhvězdy tohoto typu mívají periody delší než 1 den.



Obrázek 7: Světelná křivka dvojhvězdy typu β Lyr (Zola et al. 2005)

- Typ W Ursae Majoris (EW) - Takovéto soustavy jsou tvořeny hvězdami, které jsou velice blízko sebe, mají většinou společnou atmosféru a přibližně stejnou teplotu. Světelná křivka je zaoblená s nejasným přechodem do minima, sekundární minimum je téměř stejně hluboké jako primární. Periody takovýchto dvojhvězd bývají kratší než 1 den.



Obrázek 8: Světelná křivka dvojhvězdy typu W Uma (Baran et al. 2004)

Během hvězdného vývoje může dojít k tomu, že v těsném dvojhvězdném systému vyplní jedna ze složek svůj Rocheův lalok a začne docházet přes librační bod L_1 k přetoku látky na druhou složku. Podle toho, jestli dochází k přenosu látky mezi složkami, můžeme těsné dvojhvězdy rozdělit na

- *oddělené systémy (detached systems)* - obě složky se nacházejí uvnitř své Rocheovy plochy, nedochází zde k přenosu látky. Např. β Aur, U Oph.
- *polodotykové systémy (semidetached systems)* - jedna složka je uvnitř své Rocheovy plochy, druhá ji právě vyplňuje. Mezi takovéto systémy patří např. β Per.
- *kontaktní systémy (contact systems)* - obě složky vyplňují svoje Rocheovy laloky, hvězdy mají společnou atmosféru. Kontaktní systém tvoří např. W Uma.

CCD FOTOMETRIE

Fotometrie v astronomii je technika zabývající se měřením toků či intenzit záření astronomických objektů. Spolu s astrometrií a spektroskopií tvoří základní metody výzkumu v astronomii. Podle typu detektoru použitého k záznamu záření objektu můžeme rozlišit fotometrii na vizuální, fotografickou, fotoelektrickou, či CCD fotometrii.

2.1 Elektromagnetické záření a jeho základní charakteristiky

Všechna tělesa ve vesmíru vyzařují elektromagnetické záření. Díky vzdálenosti hvězd je jedinou možností, jak se o nich něco dozvědět, výzkum jejich záření.

Podle Maxwellovy teorie je elektromagnetické záření příčné vlnění, ve kterém kmitají kolmo na sebe složka elektrická (charakterizovaná proměnným vektorem intenzity elektrického pole \vec{E}) a magnetická (popisovaná proměnným vektorem magnetické indukce \vec{B}). Obě tyto složky kmitají navíc kolmo na směr šíření vlny, který je určen tzv. *Poyntingovým vektorem*

$$\vec{S} = \vec{E} \times \vec{B}. \quad (2.1)$$

Základními charakteristikami elektromagnetického záření jsou *frekvence* ν a *vlnová délka* λ . Tyto dvě veličiny jsou spolu vázány přes rychlost šíření záření c , ($c = 299792458 \text{ m}\cdot\text{s}^{-1}$) vztahem

$$c = \lambda \nu. \quad (2.2)$$

Záření, které je tvořeno pouze jednou vlnovou délkou, nazýváme *monochromatické*. Reálné zdroje ovšem monochromatické nebývají. Závislost množství záření na vlnové délce označujeme jako *spektrum*.

Podle kvantové teorie lze chápat elektromagnetické záření jako proud částic zvaných *fotony*. Tyto částice mají nulovou klidovou hmotnost a jsou charakterizovány svou *energií*

$$E = \frac{hc}{\lambda}, \quad (2.3)$$

kde h je *Planckova konstanta* $h = 6,626 \cdot 10^{-34} \text{ Js}$.

2.1.1 Fotometrické veličiny.

Johnsonův fotometrický systém

Celkovou energii vyzářenou na všech vlnových délkách označujeme jako *zářivý výkon* L měřený ve watech. V astronomii se zářivý výkon často vyjadřuje v hodnotách tzv. *nominálního slunce* $L_{\odot} = 3,846 \cdot 10^{26} \text{ W}$.

Zářivý tok vysílaný do prostorového úhlu 1 steradiánu označujeme jako *zářivost* I . Mezi zářivým výkonem a zářivostí platí

$$L = 4\pi I. \quad (2.4)$$

Tok záření, který za jednotku času projde plochou o velikosti 1 m^2 kolmou na směr šíření, nazýváme *hustota zářivého toku* F s jednotkou $\text{W}\cdot\text{m}^{-2}$. Zářivý výkon tak můžeme s pomocí hustoty zářivého toku vyjádřit jako

$$L = 4\pi r^2 F, \quad (2.5)$$

kde r je vzdálenost v m.

Jasnost zdroje obvykle vyjadřujeme pomocí *hvězdných velikostí* s jednotkou *magnituda* zavedenou už ve starověku. Hvězdná velikost je s danou jasností j svázána pomocí tzv. *Pogsonovy rovnice*

$$m = -2,5 \log \left(\frac{j}{j_0} \right), \quad (2.6)$$

kde j_0 je tzv. referenční jasnost (hustota světelného toku - analogie k hustotě zářivého toku pouze ve vizuálním oboru) odpovídající jasnosti, kterou má zdroj s hvězdnou velikostí $m = 0$ mag. Tato rovnice je stavěna tak, aby při rozdílu 5 magnitud byl poměr jasností 1:100.

Rozlišujeme několik typů hvězdných velikostí, z nichž nejdůležitější dvě jsou vizuální hvězdná velikost m_v a bolometrická hvězdná velikost m_{bol} . Vizuální hvězdná velikost odpovídá jasnosti jen v určitém intervalu vlnových délek, naproti tomu bolometrická hvězdná velikost zahrnuje tok ve všech vlnových délkách. Určit přesně takovouto veličinu je ovšem velice obtížné díky mnoha rušivým vlivům. Zejména je to způsobeno tím, že zemská atmosféra záření o některých vlnových délkách vůbec nepropouští, za další nestejnou spektrální citlivostí detektorů. Proto se užívá veličin vztahených pouze na určitý obor elektromagnetického záření, který je vymezen filtrem s přesně definovanou propustností.

Nejužívanějším fotometrickým systémem se stal systém Johnsonův (*UBV* systém) (Johnson 1953), který vznikl v polovině 20. století. Zahrnuje 3 širokopásmové filtry *U* (s maximem propustnosti u 365 nm), *B* (s maximem u 440 nm) a *V* (545 nm). K těmto třem se postupem času přidružily i další filtry v červené a infračervené oblasti.

2.2 Předchůdci CCD fotometrie

2.2.1 Vizuální fotometrie

Vizuální fotometrie je nejdéle používanou a nejpřirozenější metodou fotometrie, protože využívá čistě samotného lidského zraku. Ten však není schopen určit intenzitu absolutně, ale pouze relativně. Vizuální fotometrie tedy spočívá ve srovnávání jasností jednotlivých objektů. Z toho je zřejmé, že tento druh fotometrie je velice subjektivní, protože každý pozorovatel vidí jinak. Z důvodu své nenáročnosti na přístrojové vybavení byla a je metodou využívanou amatéry při pozorování proměnných hvězd, ikdyž je v poslední době díky větší dostupnosti CCD kamer na ústupu.

Pro určení změn jasnosti proměnné hvězdy je tedy nutné vybrat si srovnávací hvězdy, které mají pokud možno stálou jasnost a stejnou barvu jako pozorovaná hvězda. Pokud známe i jasnosti srovnávacích hvězd, jsme schopni určit i jasnost proměnné hvězdy. Zkušeni pozorovatelé dokáží určit rozdíl jasností až okolo 0,05 mag (Zejda a kol. 1994).

2.2.2 Fotografická fotometrie

Fotografie se stala velice důležitým prostředkem při výzkumu v astronomii. Její největší přednosti oproti vizuálnímu pozorování spočívají především v možnosti kumulovat přicházející záření a trvale jej zaznamenat. Díky tomu lze zaznamenat i velice slabé hvězdy. Pro vyhodnocení je na takovémto záznamu možno použít objektivních metod, nesrovnatelně přesnějších než vizuální pozorování. Možnost archivace také přináší tu výhodu, že se k danému snímku můžeme kdykoli vracet, případně použít metody, které v době vzniku snímku nebyly známy.

Princip fotografie je založen na halogenidech stříbra, které jsou citlivé na světlo. Vznik fotografie je datován do první poloviny 18. století, kdy francouz Louis Jacques Daguerre vynalezl tzv. *daguerrotypii*. Jednalo se o záznam obrazu na stříbrnou desku potřenou roztokem jódu. Zaznamenaný obraz se vyvolával pomocí rtuťových par. Tato metoda stála vpravdě na úplných začátcích fotografie, protože každý obraz byl originálem bez možnosti zhotovit kopie a zrcadlově převrácený. V neposlední řadě byla metoda nebezpečná díky nutnosti manipulace s nebezpečnými roztoky.

Brzy daguerrotypii nahradily dokonalejší způsoby, které vyústily v klasický kinofilm známý ze současnosti, kdy jsou na plastickém pásku nanášeny krystalky halogenidů stříbra rovnoměrně rozptýlené v tenké vrstvě želatiny. Procesem osvětlení, vyvolání a ustálení (chemické reakce vedoucí k viditelnému a stálému obrazu) vznikne obraz, na kterém je možno podle stupně zčernání určovat intenzitu dopadnuvšího záření. Tak je možno určit jasnost objektu.

Fotografickou fotometrii dnes nahradily přesnější a citlivější metody, takže se fotografický materiál v současnosti využívá v jiných odvětvích než ve fotometrii, např. na automatických stanicích pro pozorování meteorů, kde je využíván pro svou možnost dlouhé expozice (Prouza 2008).

2.2.3 Fotometrie fotonásobičem

Fotoelektrická fotometrie využívá tzv. *fotoefektu*, jež byl objeven r. 1887 H. Hertzem a vysvětlen r. 1905 A. Einsteinem.

Při fotoelektrické fotometrii se využívá *fotonásobiče*. Jeho hlavními součástkami jsou citlivá fotokatoda, soustava dynod a anoda. Po dopadu fotonu s dostatečnou energií (vyšší než je tzv. *výstupní práce* materiálu) na fotokatu je z ní vyražen elektron, jehož kinetická energie je rovna rozdílu energie fotonu a výstupní práce. Dále je elektron urychlován elektrickým polem k dy-

nodě, kde vyrazí další tzv. *sekundární elektrony*. Takovéto elektrony pokračují urychlovány k další dynodě a vyrazí další sekundární elektrony. Díky tomu, že ve fotonásobiči je soustava dynod, dochází postupně k vyražení většího a většího počtu sekundárních elektronů a tím k zesilování proudu. Zesílení může dosáhnout až 7 řádů. Fotometrie pomocí fotonásobiče je velice přesnou metodou k určování jasnosti hvězd používanou i v současnosti. Fotometrie fotonásobičem je ovšem velice náročná. Při pozorování je totiž nutné přecházet z proměnné hvězdy na srovnávací a kontrolní hvězdu a také je nutné měřit úroveň pozadí.

2.3 Princip CCD

CCD (Charge-Coupled Device, v překladu nábojově vázané prvky) je polovodičová elektronická součástka používaná k detekci elektromagnetického záření. CCD čip byl vyvinut a představen světu v Bellových laboratořích roku 1970 dvojicí W. Boyle a G. Smith. Na astronomickou aplikaci si toto zařízení muselo počkat do roku 1975, kdy prvním snímaným objektem byla planeta Uran (Howell 2006).

CCD využívá podobně jako fotonásobič principu fotoefektu. Čip je vlastně křemíková destička s jednotlivými světločivnými prvky (tzv. *pixely*) seřazenými do matice (dnešní čipy mohou mít stranu i několik tisíc pixelů). Náboj uvolněný při dopadu fotonu je kumulován v jednotlivých pixelech, které se chovají jako potenciálové jámy a zabraňují tak volnému pohybu elektronů. Velikost zachyceného náboje je závislá jak na intenzitě dopadajícího záření, tak na době, po kterou je čip světlu vystaven (*doba expozice*).

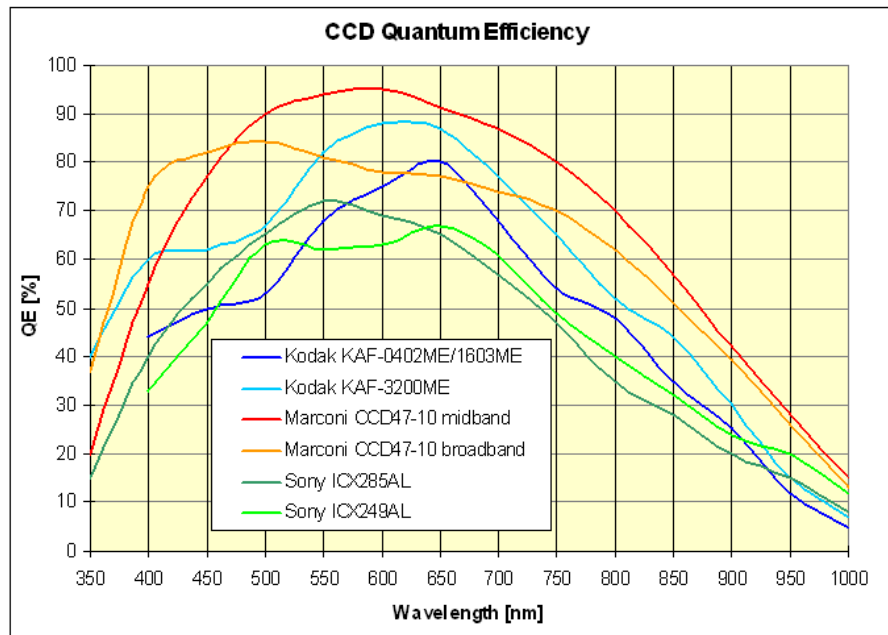
Zachycený náboj je po skončení expozice nutné převést na elektronický signál (*vyčítání*). To se děje tím způsobem, že postupným přesouváním náboje z jednoho pixelu do vedlejšího se náboj vysouvá na okraj čipu, kde je převáděn převodníkem na napěťový signál. Při tomto úkonu se nesmí snímat obraz, aby nedocházelo k ovlivnění náboje.

2.4 Vlastnosti CCD čipu a kalibrace obrazu

Základní charakteristiky CCD čipu lze shrnout do následujícího výčtu

- *Kvantová účinnost* - hodnota vyjadřující v procentech kolik fotonů z dopadajícího záření je využito (detekováno) CCD snímačem. Kvan-

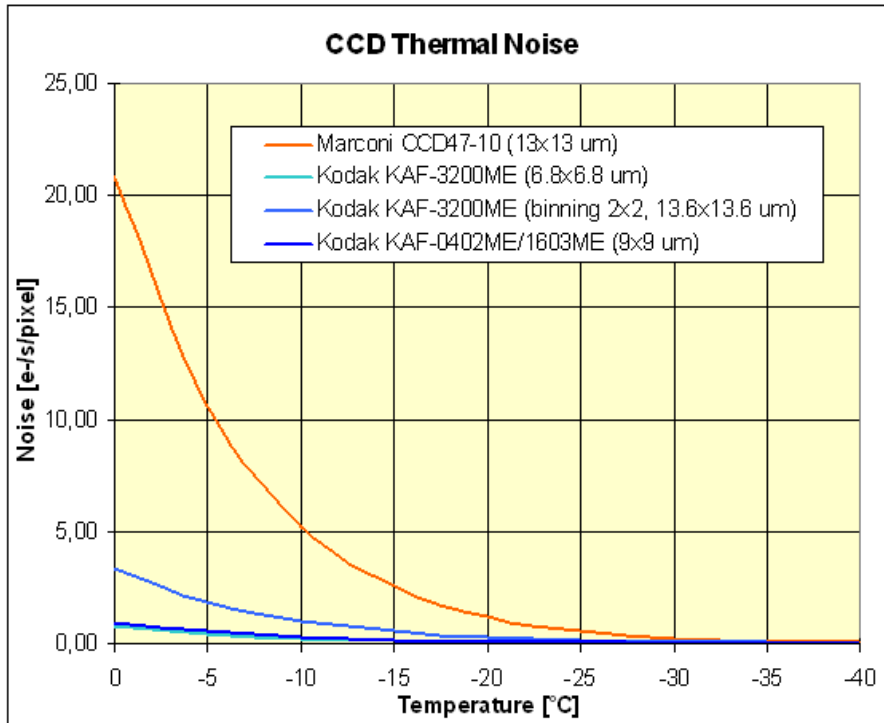
tová účinnost použitého CCD čipu závisí také na vlnové délce dopadajícího záření. Některé CCD kamery mají kvantovou účinnost až 90 % v určité vlnové délce a až 60 % ve dvou třetinách spektrální citlivosti, což je obrovský rozdíl oproti klasické fotografii, která dosahovala maximální účinnosti okolo 3 % (Howell 2006).



Obrázek 9: Kvantová účinnost některých čipů ([e1])

- *Temný proud* - i pokud není čip osvětlen, generují se v jednotlivých pixelech elektrony, tzv. tepelný šum. Díky tomu se pixely "nabíjejí", i když na ně nedopadá světlo. Velikost tohoto temného proudu závisí lineárně na teplotě. Proto se CCD kamery používané v astronomii chladí na nízkou teplotu. Tepelný šum se dá odstranit pořízením tzv. *temného snímku* (dark frame) při zavřené závěrce nebo se zakrytým dalekohledem (pokud máme stejně dlouhou expozici dark framu a vědecké expozice), nebo použitím tzv. *biasu*, což je snímek s nejkratší možnou expozicí, kterou dovoluje naše kamera. To je výhodné při velice krátkých expozicích (nemusíme použít dark frame). Samotná korekce o dark frame a bias je prosté odečtení snímku a dark framu, které již

jsou opraveny o bias. V praxi se nejčastěji používá korekce tím způsobem, že se udělá více dark framů se stejnou expozicí jako vědecký snímek a pak se udělá průměrný temný snímek, který se odečte od jednotlivých snímků expozice.



Obrázek 10: Závislost temného proudu na teplotě pro některé kamery ([e1])

- *Různá citlivost pixelů* - jednotlivé pixely obecně nemají stejnou citlivost. Tento nedostatek se snažíme omezit použitím tzv. *flat fieldu*, což je snímek, který se pořídí zaměřením a expozicí na rovnoměrně osvětlenou plochu, např. osvětlený papír, což může být problém u velkých dalekohledů. Proto se flat fieldy pořizují za soumraku, kdy ještě obloha není úplně temná a hvězdy nejsou ještě vidět. Oprava o flat field snímek se provádí podobně jako oprava o dark frame.

SYSTÉM VW BOOTIS

3.1 Historie výzkumu.

Základní charakteristiky

VW Bootis tvoří systém těsné dvojhvězdy nacházející se v souhvězdí Pastýře jevící se nám jako zákrytová dvojhvězda. Jako proměnná hvězda je známa od roku 1935, kdy její proměnnost odhalil C. Hoffmeister (Binnendijk 1973). Nedlouho poté byla vizuálně pozorována Zessewitschem, který ji zařadil do kategorie W Uma. Na fotoelektrická pozorování si ovšem musela počkat až do roku 1971, kdy získal její světelné křivky ve filtrech *B* a *V* L. Binnendijk. Ten také ve své práci (Binnendijk 1973) publikoval dráhové elementy tohoto systému, určil okamžik základního minima M_0 a periodu. Až do roku 1990 to byla jediná publikovaná měření o tomto systému. Světelná křivka ovšem svým tvarem spíše poukazovala, že se jedná o typ β Lyr.

V roce 1990 byla publikována první měření radiálních rychlostí tohoto systému a za použití i starších Binnendijkových dat byly určeny absolutní parametry systému, jako jsou velikosti, hmotnosti složek atd. (Rainger 1990). Tato studie také odhalila, že na sekundární složce se nachází horká skvrna. Při konstrukci *O-C* diagramu (diagram, na jehož vodorovné ose je vynášena epocha a na svislé ose rozdíl pozorovaného okamžiku minima a předpovězeného okamžiku minima, viz kapitola 1.4) se zdálo, že se perioda zákrytů

zvětšuje. Ve výše zmíněné práci bylo ovšem použito základního minima a periody určené Binnendijkem, který k jejich určení použil i pět vizuálních a dvě fotografická pozorování nepřilíš velké přesnosti.

V práci S. B. Qiana (Qian & Zhu 2002) už byla použita pouze fotoelektrická a CCD měření okamžiků minim, což výrazně zpřesnilo určení času základního minima a periody. Bylo také odhaleno, že perioda rotace se ne zvětšuje, ale zmenšuje, a to o $1,56 \times 10^{-7}$ dne za rok (Qian & Zhu 2002).

Rainger et al. (1990) ukázal, že VW Bootis je mezním kontaktním dvojhvězdným systémem (marginal-contact system). To znamená, že mezi složkami této dvojhvězdy dochází k přenosu látky, avšak zatím nesdílejí společnou obálku (atmosféru), jako je tomu u klasického W Uma typu. Proto se zde zřejmě setkáváme s příkladem systému, který je na vývojovém pomezí mezi typy β Lyr a W Uma. Máme tedy možnost sledovat zrod přesahující (přesný termín v češtině neexistuje, anglicky overcontact) dvojhvězdy typu W Uma. Proto také vypadá světelná křivka VW Boo jako křivka typu β Lyr. Tento systém je prozatím znám jako jediný vykazující takovéto vlastnosti, proto je jeho studium velice důležité.

Obecné charakteristiky systému jsou shrnuty v následující tabulce

Parametr	Hodnota	Zdroj
Rektascence	$14^h 17^m 26^s$	[e2]
Deklinace	$+12^\circ 34' 03''$	[e2]
Vzdálenost (pc)	143	Stepien 2001
Základní minimum M_0 [JD _{hel}]	2448720,473	[e3]
Perioda (dny)	0,3423175	[e3]
Jasnost v maximu (mag)	10,50	[e3]
Jasnost v minimu (mag)	11,08	[e3]
Inklinace (°)	75,63	Rainger 1990
Poměr hmotností (M_2/M_1)	0,428	Rainger 1990
Velká poloosa a (R_\odot)	2,177	Rainger 1990
Spektrální typ	G5	Rainger 1990

Tabulka 1: Charakteristiky VW Bootis

Hmotnosti složek jsou $M_1=0,98 M_\odot$, $M_2=0,42 M_\odot$, teploty přibližně $T_1=5700K$, $T_2=5200K$ (Rainger 1990).

ZPRACOVÁNÍ A ANALÝZA DAT

4.1 Pořízení a zpracování snímků

Během pěti nocí bylo získáno celkem 995 CCD snímků ve filtrech R a V . Snímky byly pořízeny na observatoři Masarykovy univerzity v Brně, která je umístěna na Kraví hoře (zeměpisná délka $16^{\circ}35'0,53''$, zeměpisná šířka $49^{\circ}12'15,88''$, nadmořská výška 304 m), přístrojem o průměru 0,62 m newtonova typu o ohniskové vzdálenosti 2,78 m. Jako snímací prvek posloužila CCD kamera ST-8 s čipem KAF-1600.

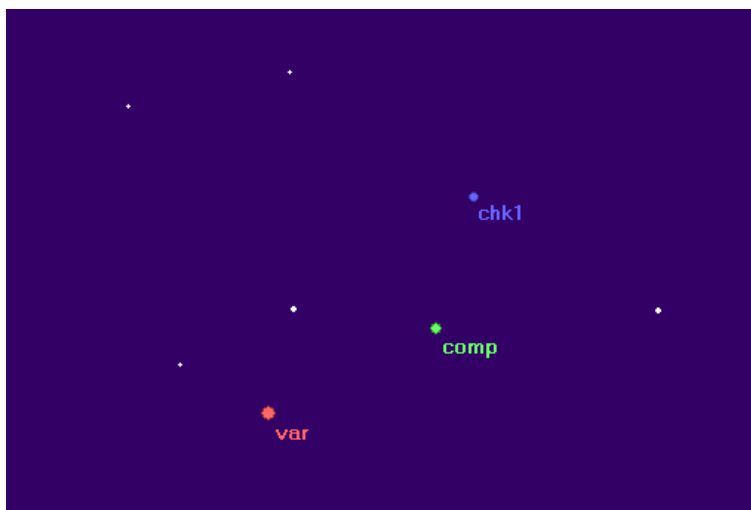
Všechny snímky samozřejmě nemohly být použity kvůli nedobré kvalitě některých z nich (rozmazané snímky, zorným polem přecházel mrak...). Nakonec tedy bylo po vyřazení špatných snímků použito 371 snímků ve filtru R a 353 snímků ve filtru V . Je tedy vidět, že téměř 1/3 snímků byla špatných, přičemž většina rozmazaných snímků byla pořízena po průchodu hvězdy meridiánem. To poukazuje na špatné vyvážení dalekohledu. Počty použitých snímků z jednotlivých pozorovacích nocí i s chybami fotometrie jsou v následující tabulce. Pomocí uvedených chyb v určení jasnosti hvězd si můžeme udělat představu o kvalitě jednotlivých nocí.

Pozorovací noc	Počet snímků		Střední chyby fotometrie [mag]	
	Filtr R	Filtr V	Filtr R	Filtr V
31.3./1.4.	67	62	0,005	0,008
24.4./25.4.	60	67	0,006	0,012
26.4./27.4.	81	68	0,007	0,015
27.4./28.4.	134	126	0,006	0,011
28.4./29.4.	29	30	0,006	0,018

Tabulka 2: Použité snímky

Snímky byly zpracovány v programu CMunipack verze 1.1.24 [e7]. Tento program se ukázal jako velice vhodný ke zpracování CCD snímků a měření proměnných hvězd. Jedná se o interaktivní program, jehož ovládání je velice intuitivní. Speciální funkce tohoto programu jsou stavěny přímo k zisku světelných křivek, korekci na heliocentrické juliánské datum atd.

Jednotlivé snímky byly ošetřeny o dark frame a flat field snímky (viz kapitola 2.4). Následně byla provedena fotometrie a zkorigování snímků tak, aby si jednotlivé hvězdy na snímcích odpovídaly. Dále bylo určeno, která hvězda na snímku odpovídá proměnné hvězdě (*var*), srovnávací hvězdě (*comp*) a kontrolní hvězdě (*chk1*). Viz obrázek 11. Chk1 hvězda se používá proto,



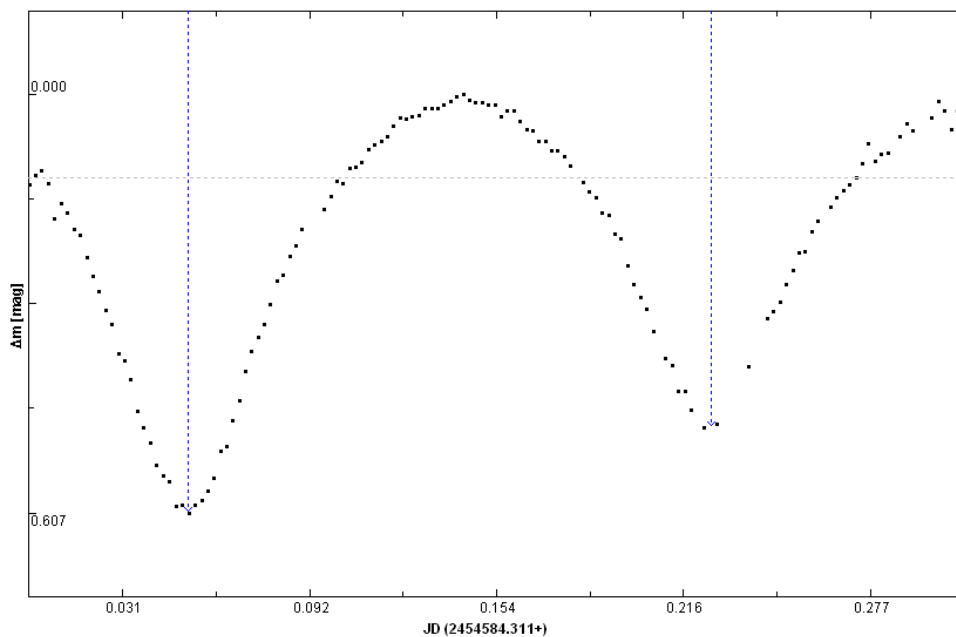
Obrázek 11: Určení jednotlivých hvězd na snímku

aby byla odhalena případná proměnnost srovnávací hvězdy. V mém případě nebyla proměnnost srovnávací hvězdy potvrzena, jak je vidět v horní části fázového diagramu na obrázku 15, kdy hodnoty $comp - chk1$ fluktuují kolem vodorovné přímky s hodnotou 0,815. To dokazuje stálost srovnávací hvězdy.

4.2 Určení minim. $O - C$ diagram

K určení minim byl použit program AVE [e6], který využívá Kwee-van Woerdenovu metodu (viz Harmanec & Mayer 2005). Tento program určí okamžik minima včetně nejistot.

Během pěti pozorovacích nocí bylo zachyceno jedno primární minimum a 4 sekundární minima. Příklad určení okamžiku minim z noci z 27.4. na 28.4. je na následujícím obrázku. Tato noc byla jediná, kdy se podařilo zachytit okamžiky jak primárního (hlubšího), tak sekundárního (mělkého) minima.



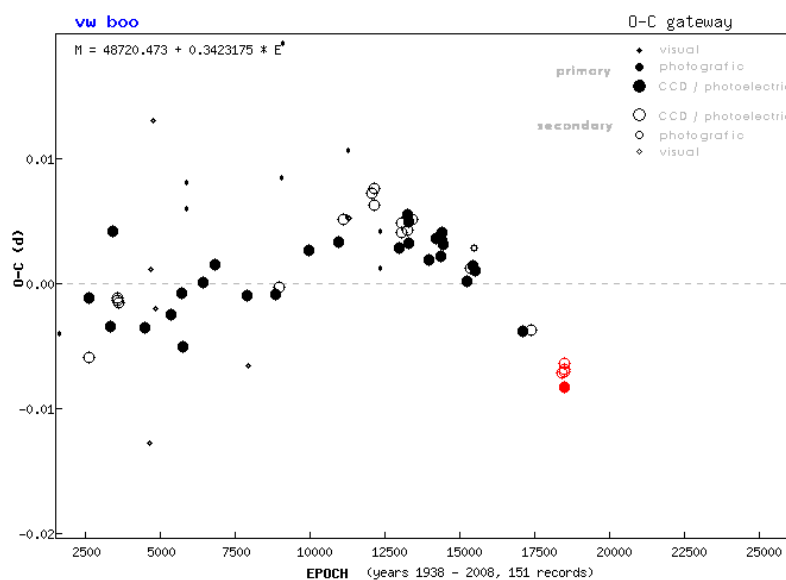
Obrázek 12: Určení minim v programu AVE

V tabulce 3 jsou vypsány okamžiky minim spolu s nejistotou jejich určení, epocha, typ minima (primární p, sekundární s) a hodnota $O - C$.

Noc	Min (JD_{hel})	Epocha	Typ minima	$O - C$
31.3./1.4.	$2454557,4923 \pm 0,0003$	17051	s	-0,007
24.4./25.4.	$2454581,4546 \pm 0,0002$	17121	s	-0,007
26.4./27.4.	$2454583,5092 \pm 0,0004$	17127	s	-0,007
27.4./28.4.	$2454584,3632 \pm 0,0001$	17130	p	-0,007
28.4./29.4.	$2454584,5357 \pm 0,0003$	17130	s	-0,007

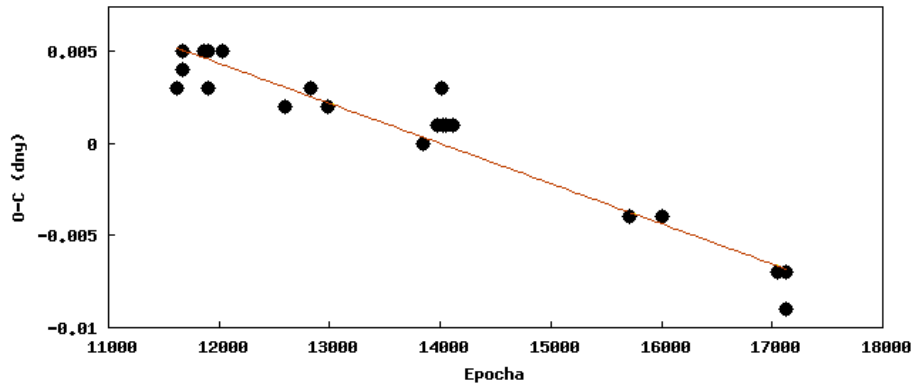
Tabulka 3: Okamžiky minim

Z této tabulky je vidět, že hodnoty $O - C$ nejsou nulové a že je tedy nutné opravit okamžik základního minima a periodu. $O - C$ graf dvojhvězdy VW Boo je na obrázku 13 včetně mých hodnot (červeně), které výborně korespondují s očekávaným vývojem.



Obrázek 13: $O - C$ diagram [e3]

Vidíme, že závislost je přibližně parabolická, což poukazuje na lineární změnu periody.



Obrázek 14: Proložení hodnot $O - C$ přímkou

Sestupnou část $O - C$ diagramu můžeme proložit přímkou (obrázek 14), která má v tomto případě tvar

$$f(E) = (-2,2 \pm 0,2) \times 10^{-6} E + (0,030 \pm 0,002)$$

Směrnice této přímky vyjadřuje korekci periody, absolutní člen pak změnu základního minima. Po korekci hodnot dostáváme pro základní minimum M_0 (JD_{hel}) = $2448720,503 \pm 0,002$ a periodu $P = 0,3423153 \pm 0,0000002$ dne.

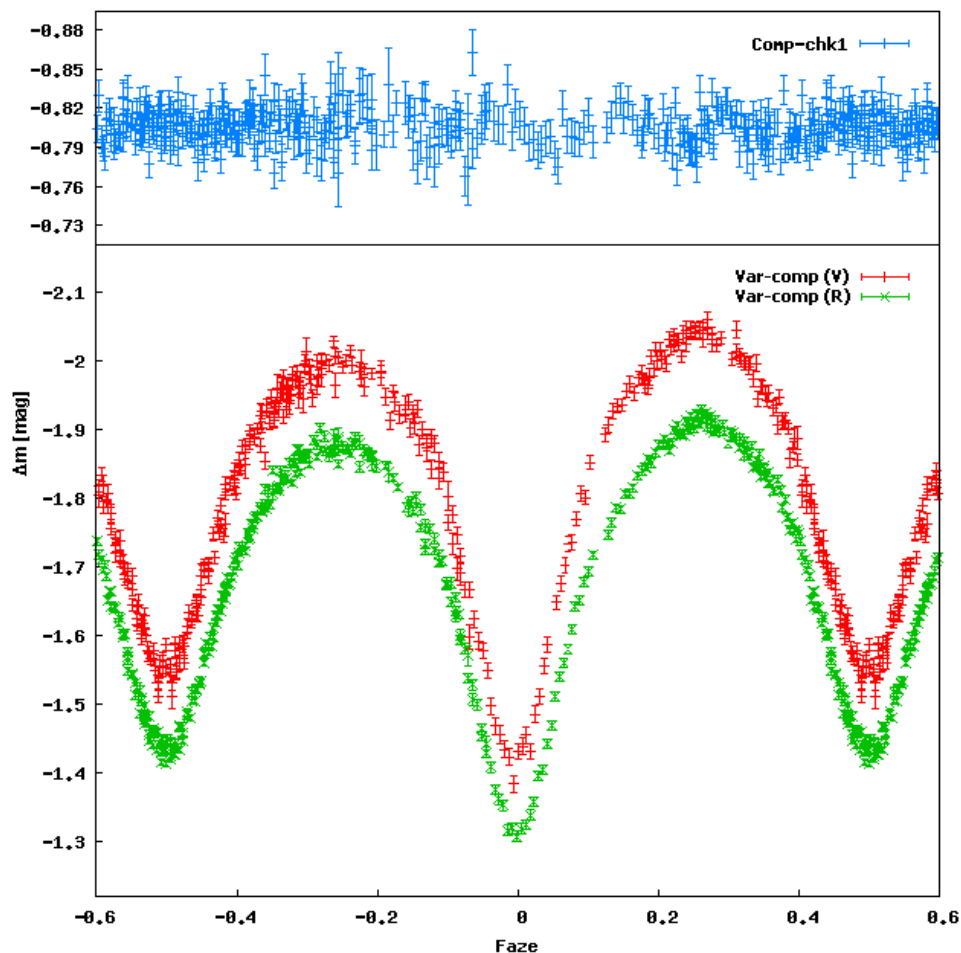
4.3 Fázový diagram. Model systému

S opravenými hodnotami základního minima a periody je možné sestavit fázový diagram, který má primární minimum ve fázi 0, nikoli posunuté, jak tomu bylo před korekcí. Tento diagram je zobrazen na následující stránce (obrázek 15).

Následně byla provedena jednoduchá modeláž v programu PHOEBE (PHysics Of Eclipsing BinariEs) [e8]. Tento program je určen pro modelování zákrytových dvojhvězd různých typů - od oddělených systémů až po rentgenové dvojhvězdy na základě Wilson-Devinneyho kódu (Wilson & Devinney 1971).

Je zde možno určit mnoho parametrů charakterizující dvojhvězdný systém. V mém případě byly zadány a zafixovány hodnoty zjištěné z dřívějších modelů (Rainger et al. 1990). Jednalo se o parametry uvedené na straně 31, jmenovitě o poměr hmotnosti sekundární a primární složky (q), teploty

jednotlivých složek ($T_{1,2}$), velkou poloosu (a), mnou určený okamžik základního minima (M_0) a periody (P). Poté probíhalo fitování fázové křivky, jehož cílem byly hodnoty pro inklinaci a relativní rozměry složek.



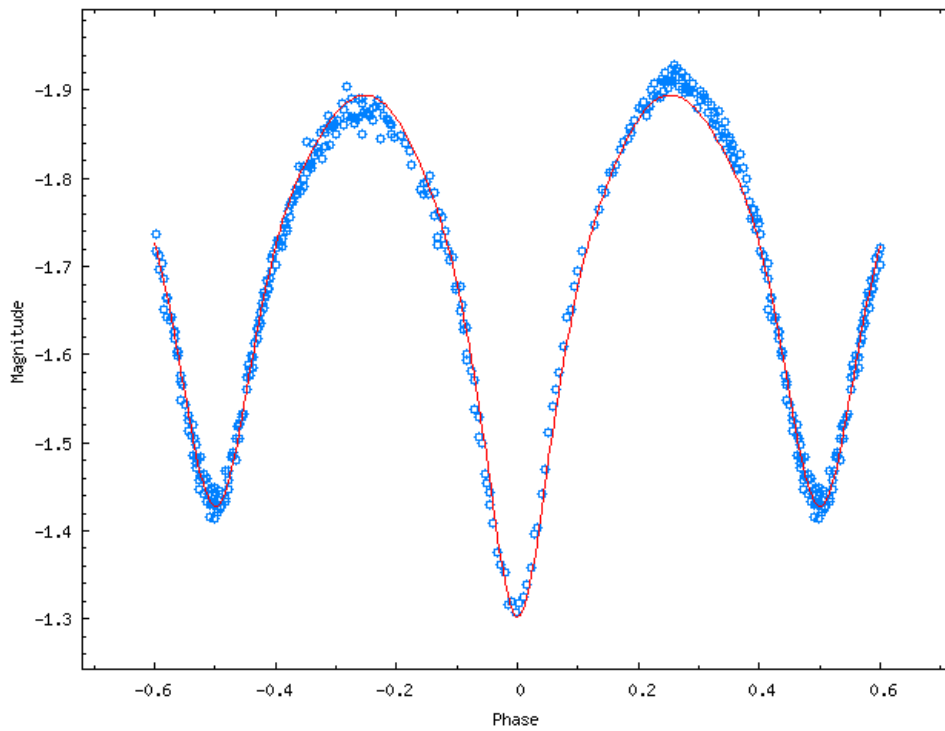
Obrázek 15: Získaný fázový diagram VW Bootis

Protože se nejednalo o sférické složky, byly relativní rozměry (poloměr hvězdy/velká poloosa) ve PHOEBE rozepsány do 4 různých relativních poloměrů. Uvádím jejich průměrné hodnoty bez chyb, protože tento program

bohužel chyby není schopen určit.

$$\frac{R_1}{a} = 0,492 \quad \frac{R_2}{a} = 0,334 \quad i = 77,9^\circ$$

Výsledná fitovaná křivka vyprodukovaná programem PHOEBE je na obrázku 16. Je vidět, že fit není úplně dokonalý, ale pro určení inklinace a relativních rozměrů postačuje.



Obrázek 16: Výsledná fitovaná křivka

ZÁVĚR

Při pozorování během pěti nocí bylo získáno téměř 1000 snímků dvojhvězdného systému VW Bootis ve dvou filtrech. Z těchto snímků bylo nutno přibližně jednu třetinu odstranit—konečného zpracování se dočkalo 724 snímků, na nichž byla provedena fotometrie a následné určení diferenciálních hvězdných velikostí v programu CMunipack.

Z takto získaných hodnot bylo možné (s použitím dat z databáze B.R.N.O. [e3]) sestavit $O - C$ diagram a určit nové základní minimum a periodu. Ukázalo se, že perioda zákrytů se zpomaluje v souladu s tvrzením v práci S. B. Qiana (Qian & Zhu 2002).

Následně byl sestaven fázový diagram a provedena jednoduchá modeláž systému v programu PHOEBE, přičemž výsledkem byla inklinace a relativní rozměry VW Bootis. Získané hodnoty se jen minimálně liší od hodnot udávaných v práci Raingera et al. (1990). Fitovaná křivka ovšem nekopíruje experimentální data dokonale. Je to dáno velkými množstvím parametrů, které ovlivňují vzhled křivky, což způsobuje složitost takovéto modeláže a její časovou náročnost.

Literatura

Baran A., Zola S., Rucinski S. M., Kreiner J. M., Siwak M., Drozd M.: *Physical parameters of components in close binary systems. II*, AcA, 54, 195 (2004)

Binnendijk L.: *The light variation and orbital elements of VW Bootis*, Astrophys. J., 78, 103-106 (1973)

Harmanec, P., Mayer, P.: *Dvojhvězdy*, Astronomický ústav UK, 2005, [Skripta]

Howell S. B.: *Handbook of CCD astronomy*, Cambridge University Press, 2006

Johnson, H.L., Morgan, W.W., ApJ, 1953, 117, 313-352

Kreiner J. M., Rucinski S. M., Zola S., Niarchos P., Ogloza W., Stachowski G., Baran A., Gazeas K., Drozd M., Zakrzewski B., Pokrzywka B., Kjurkchieva D., Marchev D.: *Physical parameters of components in close binary systems. I*, A & A 412, 465–471 (2003)

Mattei, J. A.: *part 1. Mapping the Sky—Variable Objects From Sky Surveys*, JAAVSO Volume 35, 2006

Mikulášek Z., Krtička J.: *Základy fyziky hvězd*, ÚTFA PřF MU, Brno, 2005. [Skripta]

Qian S. B., Zhu L. Y.: *VW Bootis: The shortest period close binary system at the beginning of the overcontact phase*, Astrophys. J., 568, 1004-1007 (2002)

Parenago P.P., Kukarkin B.V: *Proměnné hvězdy a způsoby jejich pozorování*, Nakladatelství Československé akademie věd, Praha, 1953.

Prouza M.: *P. Spurný: Meteorit je jen třešnička na dortu*, Astropis 1, 2008

Rainger P. P., Bell S. A., Hilditch R. W.: *The binary system VW Bootis*, Mon. Not. R. Astron. Soc., 246, 47-53 (1990)

Singh S.: *Velký třesk*, Dokořán, Praha, 2007

Stepien K., Schmitt J. H. M. M., Voges W.: ROSAT all-sky survey of W Ursae Majoris stars and the problem of supersaturation, A & A 370, 157-169 (2001)

Wilson R. E., Devinney E. J.: *Realization of accurate close-binary light curves: application to MR Cygni*, ApJ, 1971, 166, 605-619

Zejda M., Borovička J., Hájek P., Hroch F., Mánek J., Mikulášek Z., Šilhán J.: *Pozorování proměnných hvězd I*, Hvězdárna a planetárium Mikuláše Koperníka v Brně, Brno, 1994

Zola S., Kreiner J. M., Zakrzewski B., Kjurkchieva D., Marchev D., Baran A., Rucinski S. M., Ogloza W., Siwak M., Koziel D., Drozd M., Pokrzywka B.: *Physical parameters of components in close binary systems. V*, AcA, 55, 389 (2005)

Elektronické zdroje

[e1] <http://ccd.mii.cz/>

[e2] <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>

[e3] <http://var.astro.cz/>

[e4] <http://www.lindahall.org/services/digital/ebooks/bayer/>

[e5] <http://www.astro.pef.zcu.cz/hvezdy/dvojhvezdy/14/>

[e6] <http://www.astrogea.org/soft/ave/introave.htm>

[e7] <http://c-munipack.sourceforge.net/>

[e8] <http://phoebe.fiz.uni-lj.si/>