

MASARYKOVA UNIVERZITA  
FAKULTA PŘÍRODOVĚDECKÁ

# **Srovnání výpočtů okamžiků minim na soustavě UX UMa**

**BAKALÁŘSKÁ PRÁCE**

**Autor:** Jiří Liška

**Vedoucí práce:** Mgr. Jan Janík, Ph.D.

BRNO 2007

## **Čestné prohlášení**

Prohlašuji, že jsem tuto bakalářskou práci vypracoval samostatně za odborného vedení Mgr. Jana Janíka, Ph.D. Dále prohlašuji, že jsem veškeré podklady, ze kterých jsem čerpal, uvedl v seznamu použité literatury.

V Brně dne 19. května 2007

.....

Tímto bych chtěl poděkovat za nápady a odborné připomínky vedoucímu mé bakalářské práce Mgr. Janu Janíkovi, Ph.D. a RNDr. Miloslavu Zejdovi. Dále bych chtěl poděkovat své rodině a přítelkyni za jejich podporu, bez které by tato práce nemohla vzniknout.

**Abstrakt**

Pozorování dvojhvězd je jedním z hlavních způsobů, jak získat informace o vesmíru. V této práci jsem se zabýval dvojhvězdou UX UMa, která je řazena k novám podobným objektům. Hlavním cílem bylo srovnat metody výpočtů minim a určit vhodnost jejich použití.

**Abstract**

Observing binary stars is one of the main possibility to get information about space. The main aim of my work is compared some methods for calculated time of minimums and subsequently established their availability. It was made on a binary star UX UMa that's classified as Nova-like object.

## Obsah

<b>1</b>	<b>Úvod</b>	<b>7</b>
<b>2</b>	<b>Elektromagnetické záření</b>	<b>8</b>
2.1	Elektromagnetické záření, jeho veličiny a fotometrické veličiny . . . . .	8
<b>3</b>	<b>Fotometrie</b>	<b>11</b>
3.1	Vizuální fotometrie . . . . .	11
3.2	Fotografická fotometrie . . . . .	12
3.3	Fotoelektrická fotometrie . . . . .	13
3.3.1	Fotometrie fotonásobičem . . . . .	14
3.3.2	CCD fotometrie . . . . .	14
3.4	Fotometrické systémy . . . . .	14
<b>4</b>	<b>Dvojhvězdy</b>	<b>16</b>
4.1	Fyzikální popis . . . . .	16
4.2	Zákryty a přechody . . . . .	17
4.3	O-C diagram . . . . .	19
4.4	Určení okamžiku minima . . . . .	22
<b>5</b>	<b>Objekt UX UMa</b>	<b>24</b>
5.1	Kataklyzmické proměnné hvězdy . . . . .	24
5.2	Novám podobné hvězdy . . . . .	24
5.3	Historie UX UMa . . . . .	25
5.3.1	Rychlé změny . . . . .	25
5.3.2	Středně dlouhé změny . . . . .	26
5.3.3	Dlouhodobé změny . . . . .	27
5.4	Popis použitých programů . . . . .	28
5.4.1	Program FTW . . . . .	28
5.4.2	Kwee-van Woerdenova metoda . . . . .	29
5.4.3	Program AVE . . . . .	31
5.4.4	Program HEC 34 . . . . .	31
5.4.5	Juliánské datum, heliocentrická korekce, program Suntime . . . . .	32
5.5	Vyhodnocení . . . . .	34
5.5.1	Pozorovatelnost UX UMa . . . . .	34
5.5.2	Určení minim jednotlivými programy . . . . .	35
5.5.3	Vliv heliocentrické korekce . . . . .	37
5.5.4	O-C diagram a jeho studium . . . . .	38
5.5.5	Závislost O-C diagramu na zvoleném filtru . . . . .	41
5.5.6	Dlouhodobá perioda 10 600 dnů . . . . .	43
5.5.7	Proložení O-C diagramu parabolickou funkcí . . . . .	44
5.5.8	Proložení O-C diagramu funkcí sinus . . . . .	44

OBSAH	6
6 Závěr	46
7 Literatura	47

# 1 Úvod

Vesmír je natolik rozsáhlý a složitý, že se lidstvo pravděpodobně nikdy nedozví, jak to v něm skutečně funguje. Avšak dlouhodobým studiem proměnných hvězd a zvláště pak dvojhvězd, je možné se mnoho informací dozvědět a poodhalit tak roušku tohoto tajemství. K tomu je potřeba použít vhodné přístroje a také metody zpracování.

K této práci byla provedena CCD měření a zpracování naměřených hodnot objektu UX UMa, který je polodotykovou dvojhvězdou. Tato dvojhvězda se stala důležitým zástupcem třídy novám podobných objektů a jako jedna z těch jasnějších, byla hojně pozorována, což se projevilo i na množství o ní publikovaných informací. Navíc se stala jakýmsi modelovým objektem pro vznik velké řady různých dvojhvězdných teorií.

I přesto všechno, není zdaleka o této dvojhvězdě vše vysvětlené. Proto i libovolné nové měření může způsobit rozpor s předpovězenými závěry a může znamenat obrovskou změnu, týkající se nejen tohoto objektu, ale možná i celé hvězdné populace. Takovýto rychlý a zajímavý názorový vývoj, plný důležitých nových poznatků, vznikl u této dvojhvězdy v 70. letech 20. století (kap. 5.3.3).

Mým úkolem bylo srovnat metody používané k určení změn jasnosti, týkajících se převážně určování okamžiků minim jasnosti a následně rozhodnout o jejich vhodnosti použití. Z vytvořených hodnot doplněných o další již publikovaná minima jsem sestrojil O-C diagram, na kterém jsem ověřil parametry zákrytů.

## 2 Elektromagnetické záření

### 2.1 Elektromagnetické záření, jeho veličiny a fotometrické veličiny

Věda se zabývá získáváním informací o daném objektu či ději, následnou analýzou a tvorbou závěrů. Jak je to však s vědou zabývající se vzdálenými kosmickými objekty a ději, které probíhaly v minulosti, mnohdy až neskutečně vzdálené?

Nebeské objekty jsou pozorovatelné díky záření, které z nich přichází. Z velké části se jedná o elektromagnetické záření, ale nejen to. Vesmírem se šíří i látka nebo energie od různých polí (např. gravitační). Abychom mohli zachytit tyto informace, potřebujeme vhodný detektor. Takovýmto detektorem jsou i naše oči. Dokáží zachytit elektromagnetické záření, které je v rozsahu *vlnových délek* přibližně 390 – 700 nm. Náš mozek dokáže tuto informaci částečně analyzovat, různým vlnovým délkám přiřadí patřičnou barvu (od fialové po červenou). Dá se říct, že mozek tímto provede spektrální analýzu světla<sup>1</sup>.

Elektromagnetické záření je definováno jako příčné vlnění. Toto vlnění můžeme vyjádřit pomocí základních charakteristik, kterými jsou frekvence  $\nu$ <sup>2</sup> a již zmiňovaná vlnová délka  $\lambda$ . Obě tyto veličiny na sobě závisí podle vztahu:

$$c = \nu \lambda, \quad (1)$$

kde  $c$  je *rychlost světla ve vakuu*. Hodnota  $c$  odpovídá nejvyšší rychlosti ve vesmíru, je to jedna ze základních konstant. V Maxwellových rovnicích elektromagnetického pole ji lze vyjádřit vztahem pomocí *permeability vakua*  $\mu_0$  a *permitivity vakua*  $\varepsilon_0$

$$c = \frac{1}{\sqrt{\mu_0 \varepsilon_0}}, \quad (2)$$

kde  $\mu_0 = 1,26 \cdot 10^{-6} \text{ H m}^{-1}$  a  $\varepsilon_0 = 8,85 \cdot 10^{-12} \text{ F m}^{-1}$ . Rychlost  $c$  je od roku 1983 přesně definována takto:

$$c = 299\,792\,458 \text{ m s}^{-1}, \quad (3)$$

díky čemuž mohla být přesně definována jednotka délky. Vzdálenost 1 metr je délka dráhy uražené světlem ve vakuu za dobu  $1/299\,792\,458$  s.

Elektromagnetické záření se dá chápat také jako proud částic, které jsou nazývány *fotony*. Fotony mají stejné charakteristické vlastnosti a podléhají stejným fyzikálním veličinám jako ostatní elementární částice. Radíme je do skupiny částic tzv. *bozonů*, protože mají celočíselný, přesněji jednotkový spin. Foton má nulový

<sup>1</sup>světlo je elektromagnetické záření, které je schopné zachytit a zpracovat lidské oko

<sup>2</sup>často také značena podle anglického názvu *Frequency* jako  $f$



*náboj*, nulovou *klidovou hmotnost*, avšak *hybnost* není nulová, je nepřímoúměrně závislá na vlnové délce:

$$p = \frac{h}{\lambda} , \quad (4)$$

kde  $h$  je *Planckova konstanta*,  $h = 6,6260755 \cdot 10^{-34}$  J s. Planckovou konstantu můžeme často vidět v jiném tvaru  $\hbar$ , což je tzv. *redukovaná Planckova konstanta*, kde  $\hbar = h/2\pi = 1,0545727 \cdot 10^{-34}$  J s. *Energii* fotonu můžeme také přesně určit:

$$E = h\nu = \frac{hc}{\lambda} . \quad (5)$$

Celkovou energii vyzářenou ve všech vlnových délkách za jednotku času nazýváme *celkový zářivý výkon*  $L$  (nebo taky *zářivý tok*). Tuto fyzikální veličinu vyjadřujeme ve watech. V astrofyzikální praxi se často používá vyjádření v zářivých tocích *normálního Slunce*:

$$L_{\odot} = 3,846 \cdot 10^{26} \text{ W} . \quad (6)$$

Další významná veličina je *zářivost*, nebo-li *bolometrická intenzita záření*. Označuje zářivý tok vyslaný do prostorového úhlu o velikosti 1 steradiánu. Mezi touto jednotkou a zářivým výkonem platí následující vztah:

$$L = 4\pi I . \quad (7)$$

Tok záření, který za jednotku času projde jednotkou plochy kolmou ke směru šíření elektromagnetického záření, označujeme jako *bolometrická jasnost*, nebo-li *hustota zářivého toku*  $F$ . Mezi bolometrickou intenzitou záření a bolometrickou jasností platí vztah:

$$I = r^2 F , \quad (8)$$

využitím předcházejícího vztahu můžeme vyjádřit i celkový zářivý výkon:

$$L = 4\pi r^2 F . \quad (9)$$

V praxi málokdy provádíme pozorování ve všech vlnových délkách. Ve vizuálním pozorování zaznamenáme jen jistou část elektromagnetického záření a tou je světlo. To znamená, že zaznamenáme *hustotu světelného toku* nebo-li *jasnost*  $j$ . Pro běžné zacházení s jasnostmi<sup>3</sup> se zavedl pojem *hvězdné velikosti*  $m$ , kterou vyjadřujeme pomocí *Pogsonovy rovnice*:

$$m = -2,5 \log \left( \frac{j}{j_0} \right) \text{ mag} , \quad (10)$$

kde  $j_0$  značí referenční jasnost, která odpovídá zdroji s hvězdnou velikostí  $m = 0$  mag. V dnešní době se většinou provádí měření pomocí přístrojů s barevnými filtry, které

<sup>3</sup>a také kvůli navázání na historická měření

vyberou jen úzkou část elektromagnetického záření. Pro tyto případy se dá Pogsonova rovnice zapsat tímto způsobem:

$$m = -2,5 \log \left( \frac{j_s}{j_{s_0}} \right) \text{ mag} , \quad (11)$$

kde index  $s$  označuje daný filtr. Rozdíl mezi hvězdnými velikostmi určenými u stejného objektu pomocí dvou filtrů je nazýván *barevný index*, má důležité uplatnění u fotometrických systémů (dále viz. kap. 3.4).

## 3 Fotometrie

*Fotometrie* je jednou ze základních astronomických metod podobně jako *astrometrie* (určení polohy nebeského objektu) či *spektroskopie* (zkoumání spektra a s ním souvisejících veličin). Zabývá se sběrem elektromagnetického záření a jeho následným vyhodnocením. Fotometrií se určují jasnosti hvězd, jejich zářivé toky, ale zjišťují se také jejich teploty, stáří a podobně. Pro astrofyzikální použití je nejvýznamnější sledování proměnných hvězd<sup>4</sup>, mlhovin, galaxií a objektů sluneční soustavy (planetky, komety atd.).

Jednoduchá fotometrie se provádí pomocí lidského zraku, avšak v dnešní době plně moderních přístrojů, má nedostačující přesnost. Dokonalejší měření poskytuje fotografická fotometrie, která už byla vystřídána přesnou fotoelektrickou fotometrií, ať už prováděnou pomocí fotonásobiče či CCD kamery.

### 3.1 Vizualní fotometrie

Lidské oko není schopné přímo určit intenzitu či hustotu toku záření nějakého zdroje. Velice dobře však dokáže porovnat dva zdroje a rozhodnout, který z nich je jasnější. Toho snadno můžeme využít k určování jasnosti hvězd, prostřednictvím vhodně zvolených *srovnávacích hvězd*. Určuje se tak relativní jasnost hvězd. Za předpokladu, že známe hvězdné velikosti srovnávacích hvězd, získali jsme hodnotu *vizuální hvězdné velikosti* hvězdy.

Srovnávací hvězdy by měly mít konstantní jasnost (alespoň v pozorovacím období). Vhodné by bylo, kdyby se nacházely v blízkém okolí proměnné hvězdy (např. v zorném poli dalekohledu). Měl by jich být dostatečný počet takový, aby bylo možné pomocí nich odpozorovat celou světelnou změnu proměnné. Neposlední parametr je i barva hvězd. Ideální je mít vybrané srovnávací hvězdy se stejnou barvou, jako je barva proměnné. Lidský zrak je totiž různě citlivý v různých barvách. Tento problém se týká například červených proměnných hvězd. Lidské oko je totiž v červené barvě mnohem méně citlivé než v barvě žluté, díky čemu dochází k podhodnocení jasnosti hvězdy vzhledem k žlutým srovnávacím hvězdám.

Za dobrých podmínek dokáže nejzkušenější pozorovatel zaznamenat rozdíl jasnosti s přesností až do 0,08 mag. Při horších podmínkách u začátečníků však může tato hodnota překročit i pětinašobek (Zejda a kol., 1994). Proto je vždy potřeba přistupovat k zpracování hodnot z vizualních pozorování pečlivě.

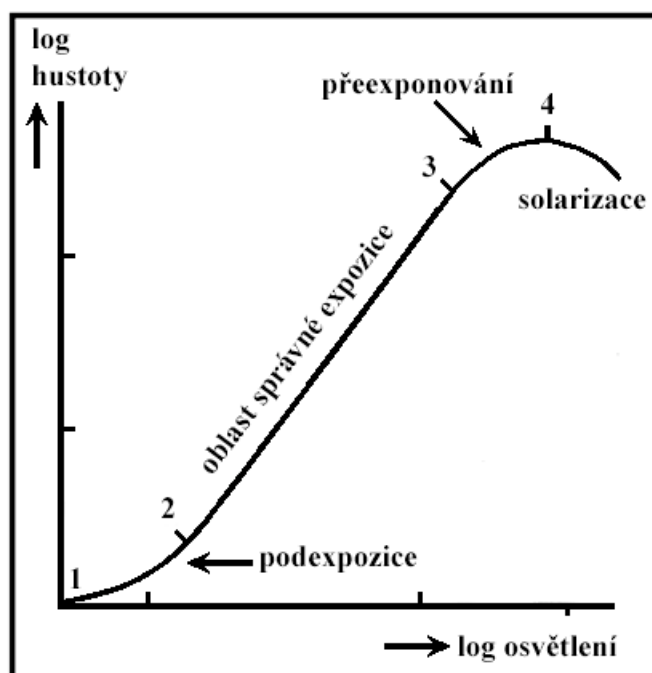
---

<sup>4</sup>Proměnné hvězdy jsou hvězdy, které z nějakého důvodu mění svoji jasnost

## 3.2 Fotografická fotometrie

Za zakladatele fotografické techniky je považován Louis Jacques M. J. M. e1), který v roce 1835 pořídil první tzv. *daugerotypii*. Daugerotypie je předchůdce moderní fotografie. Stříbrná deska zcitlivěná jódovými parami byla schopna zaznamenat obraz, vytvořený dlouhodobým dopadem světla, který se vyvolával pomocí rtuťových par. V roce 1850 bylo zveřejněno, že ředitel harvardské hvězdárny G. P. Bond vytvořil daugerotypii hvězdy Vega (Klepešta, 1957). Jedná se o první metodicky přesný záznam nebeského objektu.

Vývoj fotografování nabral v závislosti na pokroku chemie obrovské rychlosti. Mokrý proces záznamu obrazu byl nahrazen suchým principem, kdy skleněné desky a později i plastické pásky byly potaženy želatinou obsahující halogenidové krystalky stříbra (např. AgBr). S novějšími technikami došlo ke zkracování expoziční doby fotografií, což se projevilo i v astronomii. Díky tomu se při stejné expozici zachytily mnohem slabší objekty. Zdokonalovala se i metodika zpracování fotografií a určování jasností hvězd na nich zachycených. Fotometrie pomocí fotografie se stala přesnější, objektivnější a výkonnější. Navíc se fotografie staly cenné i z archivního hlediska. Dodatečně se totiž dají dohledat informace o objektech, které byly v době pořízení fotografie neznámé či přehlédnuté.



Obrázek 1: Gradační křivka (Kleczek, 2002)

Fotografická fotometrie se dnes řadí k zastaralým a málo přesným metodám. Fotografie má nejen malou účinnost zachytit dopadající záření (asi 1%)(Kleczek, 2002),

ale navíc není lineárním detektorem, následkem čehož hustota zabarvených zrněk emulze není přímoúměrná množství světla. Fotografickou fotometrii je možno provádět dvěma způsoby:

- měřením zčernání fotografické desky
- měřením průměrů naexponovaných kotoučků

Určení jasností objektů ze zčernání fotografické desky lze udělat za pomoci gradační křivky<sup>5</sup> (obr. 1) a naexponováním fotometrické škály na stejnou fotografii.

Fotografie používané pro astronomii mají nejčastěji největší citlivost okolo 420 nm, tudíž se liší od lidského oka s citlivostí přibližně 550 nm. Rozdíl hvězdných velikostí určených vizuálně a fotograficky u stejné hvězdy se nazývá barevný index. Dává nám přibližnou představu o rozložení energie ve spektru hvězd a o jejich teplotách.

### 3.3 Fotoelektrická fotometrie

Fotoelektrická fotometrie se zabývá měřením intenzity, přesněji měřením hustoty zářivého toku, za pomoci fotoelektrického fotometru. Jeho čidlo nebo-li detektor zachycuje fotony a jejich energii převádí na elektrický proud, který se průběžně měří. Výslednou veličinu, která nám určuje jasnost objektu, nazýváme *fotoelektrická hvězdná velikost*. Podle typu detektoru fotoelektrickou fotometrii dále rozlišujeme na fotometrii s fotonásobičem a fotometrii s CCD čipem, mezi kterými je podstatný rozdíl.

Jejich použití úzce souvisí s objevem fotoefektu (fotoelektrického jevu), který byl učiněn roku 1887 H. Hertzem. Důkladněji se jím zabýval W. Hallwachs a A. Stoletov (e2). S vysvětlením se však muselo počkat až do roku 1905, kdy tento problém vyřešil A. Einstein.

#### FOTOEFEKT

Foton s vhodnou energií dopadá na látku, kde je následně zachycen v potenciálové jámě jednoho z atomů. Reakcí na tento podnět je uvolnění elektronu z hladiny o stejné energii jakou měl foton, a které se říká výstupní práce. Fotoefekt byl matematicky zapsán a označen jako *fotoelektrický zákon*:

$$h\nu = E_{k,max} + \Phi . \quad (12)$$

Tato rovnice vyjadřuje zákon zachování energie pro jednotlivou interakci mezi fotonem o frekvenci  $\nu$  a elektronem vystupujícím z atomu, kde  $E_{k,max}$  je maximální možná energie elektronu a  $\Phi$  je výstupní práce daného atomu (látky).

<sup>5</sup>Gradační křivka je závislost hustoty zčernání citlivé emulze na logaritmu osvětlení

### 3.3.1 Fotometrie fotonásobičem

Fotometrie pomocí fotonásobiče se stala důležitým mezistupněm mezi fotometrií fotografickou a v současnosti používanou fotometrií se CCD kamerami.

U fotonásobiče dopadá světlo na fotokatodu, ze které se vyrazí elektrony. Ty následně putují k soustavě dynod, kde dochází po jejich dopadu k zesílení tohoto proudu – jsou vyráženy další tzv. *sekundární elektrony*. Vznik sekundárních elektronů je závislý na velikosti napětí na dynodách.

### 3.3.2 CCD fotometrie

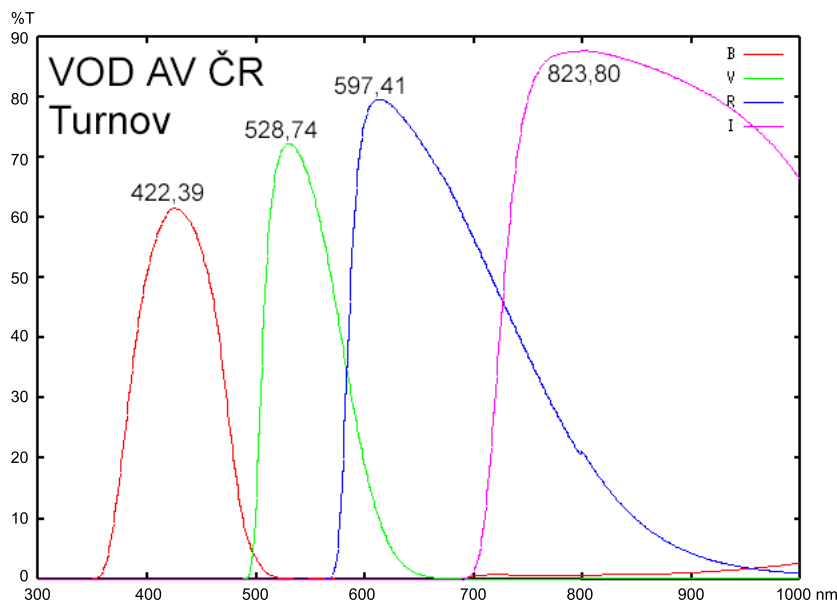
CCD fotometrie se provádí pomocí dalekohledu, který provede sběr světla, CCD kamery, která zaznamená obraz hvězdného pole a počítače, který obraz analyzuje. Označení CCD je zkratkou Charge Coupled Device, což se nejčastěji překládá jako nábojově vázané prvky. Jedná se o elektronickou součástku, která slouží jako detektor elektromagnetického záření. Tento křemíkový čip s elektrodami seřazenými do matice funguje na principu fotoefektu. Přilétající foton je zachycen v potenciálové jámě, která byla vytvořena kladným nabitím již před expozicí. Foton, který má dostatečnou energii, odpovídající výstupní práci z křemíku, se pohltí a zároveň se uvolní elektron. Čím více dopadne fotonů, tím víc se elektronů uvolní. Aby elektrony úplně neopustily své místo v polovodiči, je zde vložena malá vrstvička  $\text{SiO}_2$ , která slouží jako izolant a brání tak elektronům v odchodu.

CCD čip byl vynalezen v roce 1969 W. Boylem a G. Smithem v Bellových laboratořích, od té doby byl však velice zdokonalen. V dnešní podobě je to obdélníková matice prvků citlivých na elektromagnetické záření, která má široké uplatnění. Můžeme je nalézt ve scannerech, fotoaparátech, videokamerách a také v kamerách určených pro astronomii.

V astronomii má stejné použití jako fotografie (snímání hvězdné oblohy), ale využívá se také k navádění dalekohledu a podobně. V současnosti se stále ještě CCD čipy vyrábějí o menších rozměrech než jsou fotografické negativy, tudíž zachytí menší část zorného pole než klasická fotografie. Jejich výhodou je však mnohem vyšší citlivost, kdy zachytí více než 75 % dopadnutého záření (Kleczek, 2002). To platí samozřejmě jen pro záření, na které je daný CCD čip citlivý. V astronomických kamerách se běžně používají čipy, které jsou nejcitlivější v infračervené oblasti.

## 3.4 Fotometrické systémy

Aby se dala porovnávat měření získaná pomocí různých CCD kamer, ale i fotografických, fotoelektrických a vizuálních metod, používají se při pořizování snímků barevné filtry. Typy zvolených filtrů použitých k fotometrii se souhrně označují jako tzv. *fotometrické systémy*.



Obrázek 2: Propustnost filtrů BVRI na hvězdárně v Brně (e3)

Příkladem fotometrického systému je Johnsonův (někdy taky Johnsonův-Morganův) UBV, který byl zaveden H. L. Johnsonem a W. W. Morganem pro fotometrii s americkým fotonásobičem (RCA IP21) v polovině 20. stol (1953). Tyto širokopásmové filtry mají vhodně zvolené propustnosti na vlnových délkách, kde V (maximum 545 nm) přibližně odpovídá největší citlivosti lidského oka a B (440 nm), U (365 nm) zabírají kratší vlnové délky.

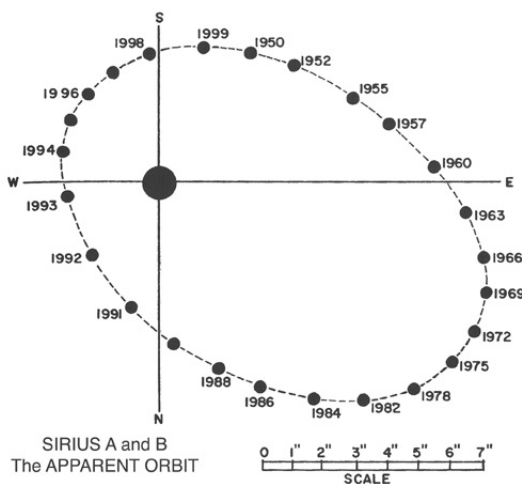
Mezi rozdíly jasností určených v těchto barvách (barevné indexy) a řadou fyzikálních vlastností hvězd, byly definovány převodní vztahy. Ukázalo se to jako velice výhodné a díky tomu se ve velké míře tento systém rozšířil mezi pozorovateli. Navíc už samotný Johnson a jeho spolupracovníci proměřili mnoho tisíc hvězd tímto systémem a také byl dále rozšířený do delších vlnových délek o filtry R (700 nm), I (900 nm), J (1250 nm) (Cousin, 1974; Bessel, 1979) a později do H (1650 nm), K (2200 nm), L (3400 nm), M (4800 nm) (Bessel, 1988). Na tento systém v současnosti navazuje Kron-Cousinsův systém, nebo-li taky Johnson-Kron-Cousinsův systém. Tento systém je použit i u našeho univerzitního dalekohledu. Filtry (propustnost filtrů na obr. 2) byly dodány z Vývojové optické dílny AV ČR (e3).

## 4 Dvojhvězdy

### 4.1 Fyzikální popis

Už pouhým lidským zrakem bylo vypořádováno, že některé hvězdy jsou po obloze doprovázeny druhou hvězdou. Předpokládalo se, že je to jen náhodný efekt, kdy se dvě od sebe velice vzdálené hvězdy promítají na stejné místo oblohy (*zdánlivé dvojhvězdy*). Tohoto předpokladu bylo využito pro určení jejich vzdáleností (*ročních paralax*). I když se velká řada astronomů (Galileo, Castelli, Herschel) účastnila hledání dvojhvězd a určování hvězdných paralax, paralaxy se jim změřit nepodařilo.

W. Herschel však zjistil, že u řady dvojhvězd, u kterých důkladně proměřil vzájemnou úhlovou vzdálenost složek a pootočení tzv. *poziční úhel*, se jim tyto parametry po několika letech změnily. Ty dvojhvězdy totiž tvoří skutečné hvězdné páry (*vizuální dvojhvězdy*, např. obr. 3). V dnešní době se předpokládá, že osamocené hvězdy, jakou je i naše Slunce, jsou pouze výjimečné a nejčastějším prvkem v galaxii jsou právě dvojhvězdy.



Obrázek 3: Změny úhlové vzdálenosti a pozičního úhlu u vizuální dvojhvězdy Sírius A a B ( $\alpha$  CMa) (e4)

Jednou z důležitých vlastností dvojhvězdy je vzájemný pohyb obou složek. Tento úkol se dá matematicky zjednodušeně řešit pomocí problému dvou těles. Tělesa se zvolí jako hmotné body s hmotnostmi  $M_1$  a  $M_2$ , která obíhají kolem společného těžiště

$$\mathbf{T} = \frac{\sum_{i=1}^{n=2} \mathbf{r}_i M_i}{\sum_{i=1}^{n=1} M_i} . \quad (13)$$

Těžiště se vůči okolním vzdálenějším objektům pohybuje rovnoměrně přímočaře. Často se místo těžiště bere v úvahu střed hmotnějšího tělesa a to v případě velkého



poměru obou hmotností. Pro vektory pohybu  $\mathbf{r}_1$  a  $\mathbf{r}_2$ , které mají zvolený počátek v těžišti platí:

$$\mathbf{r}_1 M_1 + \mathbf{r}_2 M_2 = \mathbf{0} . \quad (14)$$

Tělesa se pohybují po podobných trajektoriích, které mají tvar kuželosečky se stejnou číselnou výstředností  $e$  a společným ohniskem  $f$  nacházejícím se v těžišti. Pohyb se zde děje v jedné rovině. Podle parametrů kuželosečky můžeme dráhy rozdělit na

- hyperboly
- paraboly
- elipsy
- kružnice.

Dále bude věnována pozornost jen posledním dvou možnostem, protože u těch prvních by se jednalo o tzv. *gravitačně volný systém*, kde by došlo k rozpadnutí soustavy. *Vázané systémy* (časově stálé) jsou tedy elipsy a jejich speciální případy kružnice. Důležitým parametrem elipsy je velká poloosa  $a$ , která má u kružnice srovnatelnou velikost s malou poloosou  $b$ , a nazývá se proto poloměrem  $r$ . Pro poměr velkých poloos v soustavě dvou těles platí:

$$\frac{a_1}{a_2} = \frac{M_2}{M_1} . \quad (15)$$

Významně se do astronomie zapsaly objevy a úvahy J.Keplera, který se zabýval pohybem planet kolem Slunce. Jeden z jeho závěrů, který byl později nazván *Třetím Keplerovým zákonem*, nám umožňuje vyjádřit závislost mezi hmotnostmi složek, součtem obou velkých poloos (označený zde  $a$ ), periodou  $P$  a gravitační konstantou  $G$  ( $G = 6,67259 \cdot 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ s}^{-2} \text{ kg}^{-1}$ ):

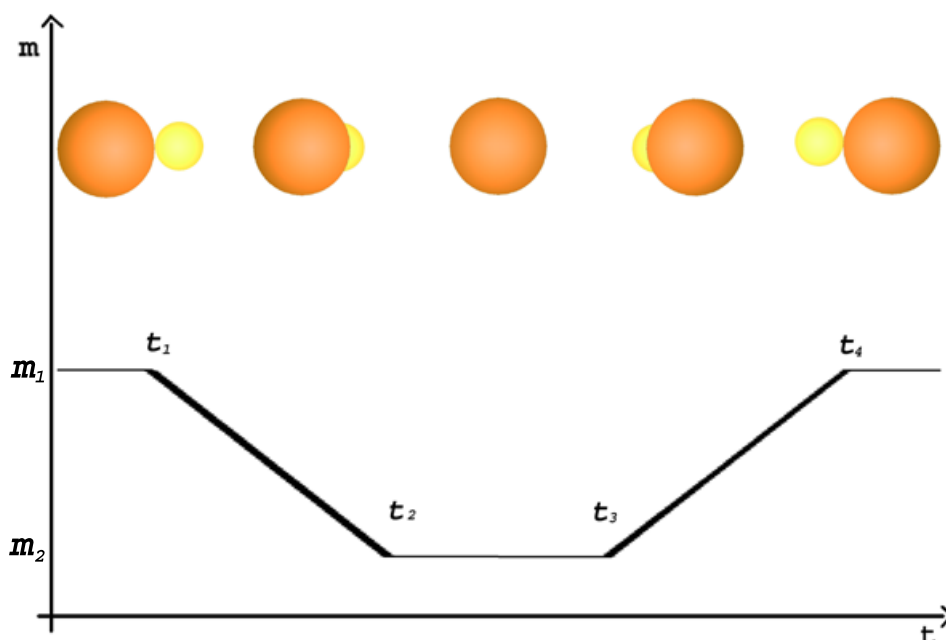
$$\frac{P^2}{a^3} = \frac{4\pi^2}{G(M_1 + M_2)} . \quad (16)$$

Zde byly zmiňovány jen nejjednodušší případy. Ve skutečnosti se jedná vždy o mnohem složitější děje, jejichž popis se už nedá takto snadno vyjádřit. Je potřeba vzít v úvahu rozložení hmoty v tělesech, jejich rotace, působení dalších vzdálenějších objektů, vliv záření a podobně.

## 4.2 Zákryty a přechody

Dvě hvězdy, které tvoří dvojhvězdu, obíhají kolem sebe. Vzdálený pozorovatel nacházející se ve správném místě může pozorovat, že u hvězd dochází ke vzájemnému zakrývání. Přesně řečeno větší složka zakrývá malou složku, naproti tomu menší pouze přejde přes kotouč větší.

Zákryty (či přechody) se ve světelné křivce prozradí svým charakteristickým tvarem. Tuto skutečnost si prvně uvědomil John Goodricke, který u proměnné hvězdy Algol ( $\beta$  Per) vysvětlil pozorovanou změnu její jasnosti právě pomocí zákrytů. Tohoto předpokladu později využil Edward Pickering (1880) k určení hmotností obou hvězd (respektive poměru jejich hmotností).



Obrázek 4: Změny hvězdné velikosti v závislosti na průběhu zákrytu ve dvojhvězdě

Podle obrázku 4 bude vysvětlen efekt zákrytu. Nejdříve je zde zachycena dvojhvězda v *konstantním stádiu*, kde jasnost zůstává na stejné hodnotě  $m_1$ . To platí až do času  $t_1$ , kde dojde k tzv. *prvnímu kontaktu*. Větší složka H1 se zdánlivě dotkne druhé složky H2 a začne se svým kotoučem přes ní posouvat, čímž dochází k jejímu zákrytu. Celková jasnost zde lineárně klesá až do okamžiku  $t_2$  (*druhý kontakt*), kdy už celá hvězda H1 zakrývá druhou hvězdu.

Hvězda H1 je pro tento příklad zvolena jako větší (a slabší) a tak bude určitou dobu ( $t_3 - t_2$ ) trvat, než se hvězda H2 opět objeví pro pozorovatele za bližším kotoučem. Během tohoto časového intervalu bude jasnost konstantní o hodnotě  $m_2$ . V čase *třetího kontaktu*  $t_3$  dojde k dotyku okrajů obou hvězd. Poté začne hvězda H2 postupně vylézat zpoza složky H1 až do doby  $t_4$  (*čtvrtý kontakt*), což opět je doprovázeno lineární změnou jasnosti, tentokrát rostoucí.

Po uplynutí času  $t_4$  nastává znovu konstantní část grafu s jasností  $m_1$ , kterou později přeruší druhé nebo-li *sekundární minimum*. Zde hvězda H2 zakrývá hvězdu H1, přesněji přechází přes její kotouč. To znamená, že průběh změn jasnosti bude podobný, jen nastane pravděpodobně s jinou amplitudou. Záleží na vlastnostech

dvojhvězdy. U zákrytových dvojhvězd typu W UMa je rozdíl jasností v primárním i sekundárním minimu stejný a tak jsou tyto minima od sebe prakticky nerozlišitelná. Opačným případem jsou dvojhvězdy, kterým sekundární minimum úplně chybí.

Popsaný průběh jasnosti, se však vždy od skutečného odlišuje. Nejedná se jen o několik přímkových změn, ale děj probíhající plynule nevytváří ostré okraje v grafu. Může za to vliv *okrajového ztemnění* hvězd. Započtením tohoto efektu dojde k zaoblení křivky jasnosti, ale i přesto to bude stále jen modelová situace. U jednotlivých soustav se totiž objevují další principy a děje, které ovlivňují tvar světelných křivek. Můžeme je rozdělit do několika skupin:

- těsné dvojhvězdy
- dvojhvězdy s obálkou
- akreční disk s horkou skvrnou
- skvrny na povrchu hvězd
- silné erupce.

Zákryty se s určitou periodou  $P$  opakují. Perioda souvisí s oběhem obou složek a tedy s parametry soustavy i s její vzdáleností od Slunce a s tzv. *inklinačním úhlem*. Pohyb probíhá v jedné rovině s normálou  $n$ . Tato rovina může být vůči pozemskému pozorovateli a tudíž i ke spojnici pozorovatel – dvojhvězda skloněná o libovolný úhel  $i$ , který nazýváme úhel sklonu nebo taky *inklinační úhel*. Přesně řečeno, inklinační úhel mezi sebou svírá normála dvojhvězdné trajektorie se směrem k pozorovateli. Aby docházelo k pozorovatelným zákrytům, musí  $i \sim 90^\circ$ . Přesnější představu o velikosti tohoto úhlu nám udává vztah, který nám říká, že úhel  $i \geq 90^\circ - \varphi_o$

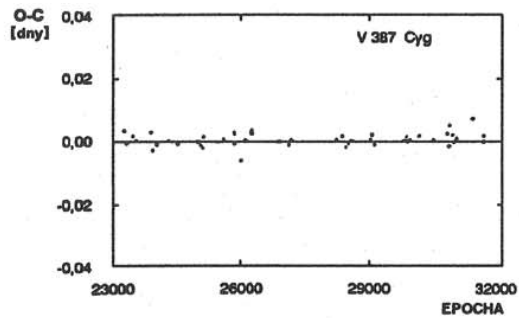
$$\sin \varphi_o = \frac{R_1 + R_2}{r}, \quad (17)$$

kde  $R_1$  a  $R_2$  jsou poloměry hvězd a  $r$  je přibližná jejich vzdálenost (pro pohyb po kružnici).

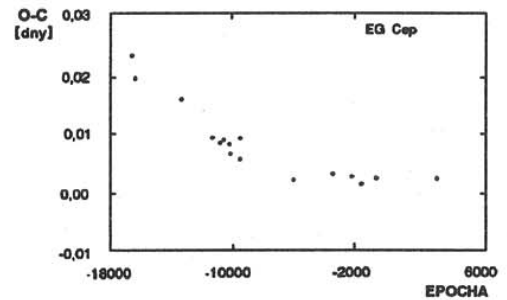
### 4.3 O-C diagram

Pokud se astronom pustí do zkoumání změn jasnosti zákrytové dvojhvězdy, určitě bude pro něj nezbytné sestavit O-C diagram. Do grafu se vynese časová závislost rozdílu mezi napozorovaným (O-Observed) a předpovězeným (nebo-li vypočteným C-Calculated) okamžikem minima<sup>6</sup>, kde čas je nejčastěji vyjádřen pomocí epochy  $E$  či Juliánským datem (kap. 5.4.5).

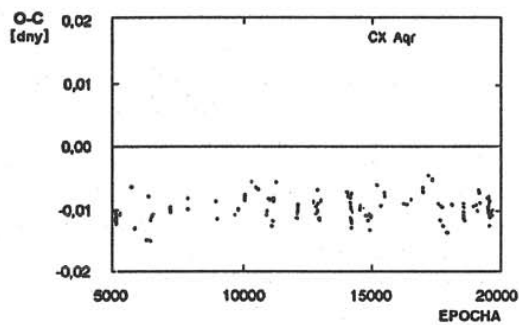
<sup>6</sup>může se jednat i o jiné okamžiky- například maxima, ale u zákrytových dvojhvězd jsou právě minima nejnadhěji určitelné okamžiky



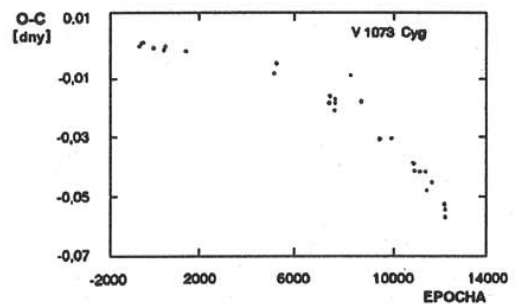
a) V 387 Cyg Min I =  $2427985,461 + 0,6405964 E$



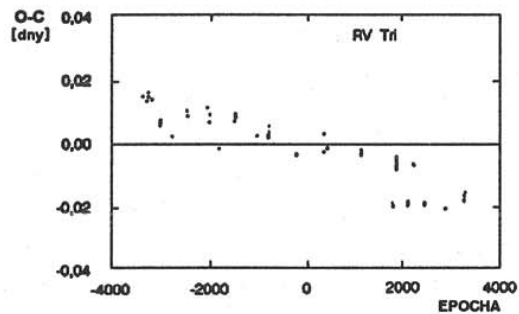
e) EG Cep Min I =  $2445580,5491 + 0,54462282 E$



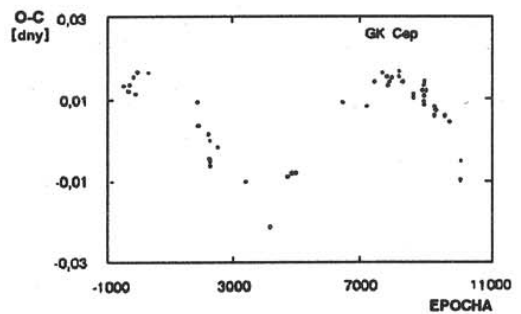
b) CX Aqr Min I =  $2436453,545 + 0,5559862 E$



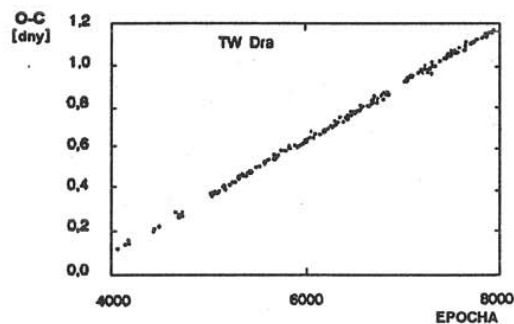
f) V 1073 Cyg Min I =  $2438672,5830 + 0,78566046 E$



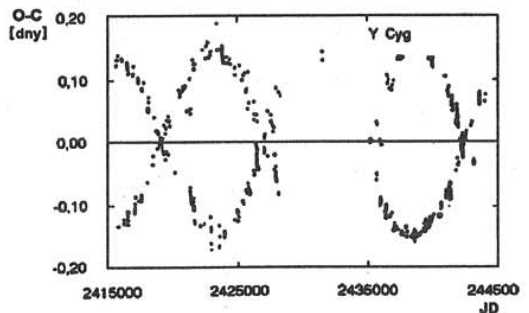
c) RV Tri Min I =  $2446033,308 + 0,75366648 E$



g) GK Cep Min I =  $2438694,6938 + 0,93616454 E$



d) TW Dra Min I =  $2430882,359 + 2,80664 E$



h) Y Cyg Min I =  $2409453,4192 + 2,99633280 E$

Obrázek 5: Tvary O-C diagramů (Zejda a kol., 1994)

Abychom mohli tuto závislost vynést, potřebujeme znát několik informací. Nejdůležitější je předpoklad, že dochází k nějakému periodickému jevu (což zákryt dvou hvězd ve dvojhvězdě je). Dále musíme určit periodu děje  $P$ . Při prvním použití, lze zvolit jen přibližnou hodnotu periody, kterou následně můžeme opravit pomocí odchylek v grafu O-C. Posledním parametrem je zvolení základního okamžiku  $E_0$ , což může být doba prvního určeného minima. Často je však vhodné  $E_0$  určit ve středu celého pozorovacího období.

Z tvaru diagramu O-C se dá leccos určit. Zde uvedu některé jednoduché případy:

1. O-C diagram je ryze vodorovná přímka, která prochází bodem  $(O-C) = 0$ . Z toho vyplývá, že sledované změny se dějí s jednou periodou odpovídající naší očekávané hodnotě (obr. 5a).
2. O-C diagram je vodorovná přímka, která neprochází bodem  $(O-C) = 0$  (obr. 5b), tudíž je rovnoběžná s časovou osou ( $X$ ) a protíná osu  $Y$  v bodě  $t$ . To značí, že děj je periodický s jednou periodou, ale byla špatně určena epocha  $E_0$ . Pro opravení grafu stačí jen zvolit  $E_{0nove} = E_0 - t$ .
3. O-C diagram je šikmou přímkou procházející počátkem  $[E_0 = 0, (O-C) = 0]$  (obr. 5c). Zde byla špatně určena perioda, kterou lze jednoduše opravit o směrnici přímky závislosti  $(O-C)$  na  $E$ 

$$\Delta P = \frac{\Delta(O-C)}{\Delta(E)}$$
4. O-C diagram je šikmou přímkou neprocházejícím počátkem  $[E_0 = 0, (O-C) = 0]$  (obr. 5d). Byla chybně určena nejen perioda, ale i základní okamžik (chyba se opraví několikerým opakováním kombinací úprav pro případy 2. a 3.).
5. O-C diagram je parabolou (obr. 5e, 5f). To značí, že dochází k lineárnímu zkracování nebo prodlužování periody (např. pomalý přetok látky mezi složkami u algolidy<sup>7</sup>).
6. O-C diagram se periodicky mění. To může znamenat, že soustava je složena ze tří složek (obr. 5g). Třetí složka působící na zakrývající pár, mění jejich vzdálenost od Země, čímž dochází k urychlování či opožďování zákrytů. Další možností vysvětlení periodických změn (obr. 5h) souvisí s eliptickou trajektorií dvojhvězdy a jejím stáčením v prostoru (stáčení přímky apsid).

---

<sup>7</sup>ve skutečnosti dochází k přetoku látky nespojitě a proto se i takovýto graf tváří jako lomenná čára

Ve skutečnosti jsou tyto případy modelové, dá se říct, že vždy dochází ke složitějším změnám. Pouze několik reálných hvězd se chová podobně (viz. obr. 5). Většina dvojhvězd tvoří své změny různými kombinacemi těchto případů a tak je vesměs velmi složité vydedukovat, co se ve dvojhvězdě skutečně děje. Pokud však máme u takového složitěho případu i další měření (např. spektroskopická), můžeme jednotlivé vlivy vystopovat, určit jejich parametry a následně očistit diagram jejich odstraněním. Po takovéto náročnější analýze světelné křivky a O-C diagramu, lze o dvojhvězdě určit mnoho zajímavých informací.

V mé bakalářské práci se budu právě O-C diagramem zabývat, protože se úzce dotýká mého tématu.

## 4.4 Určení okamžiku minima

Pro sestavení O-C diagramu je potřeba definovat určitý okamžik, který lze snadno určit při periodickém opakování. Tímto okamžikem bývá u zákrytových dvojhvězd minimum<sup>8</sup> jasnosti soustavy, ale u cefeid<sup>9</sup> to jsou naopak maxima, která jsou k tomu dostatečně vhodná.

Minimum jasnosti je většinou nejnápadnější a nejsnadněji pozorovatelný útvar na světelné křivce. Ale často je různě deformovaný (obr. 6), což se projeví na správnosti určení okamžiku minima:

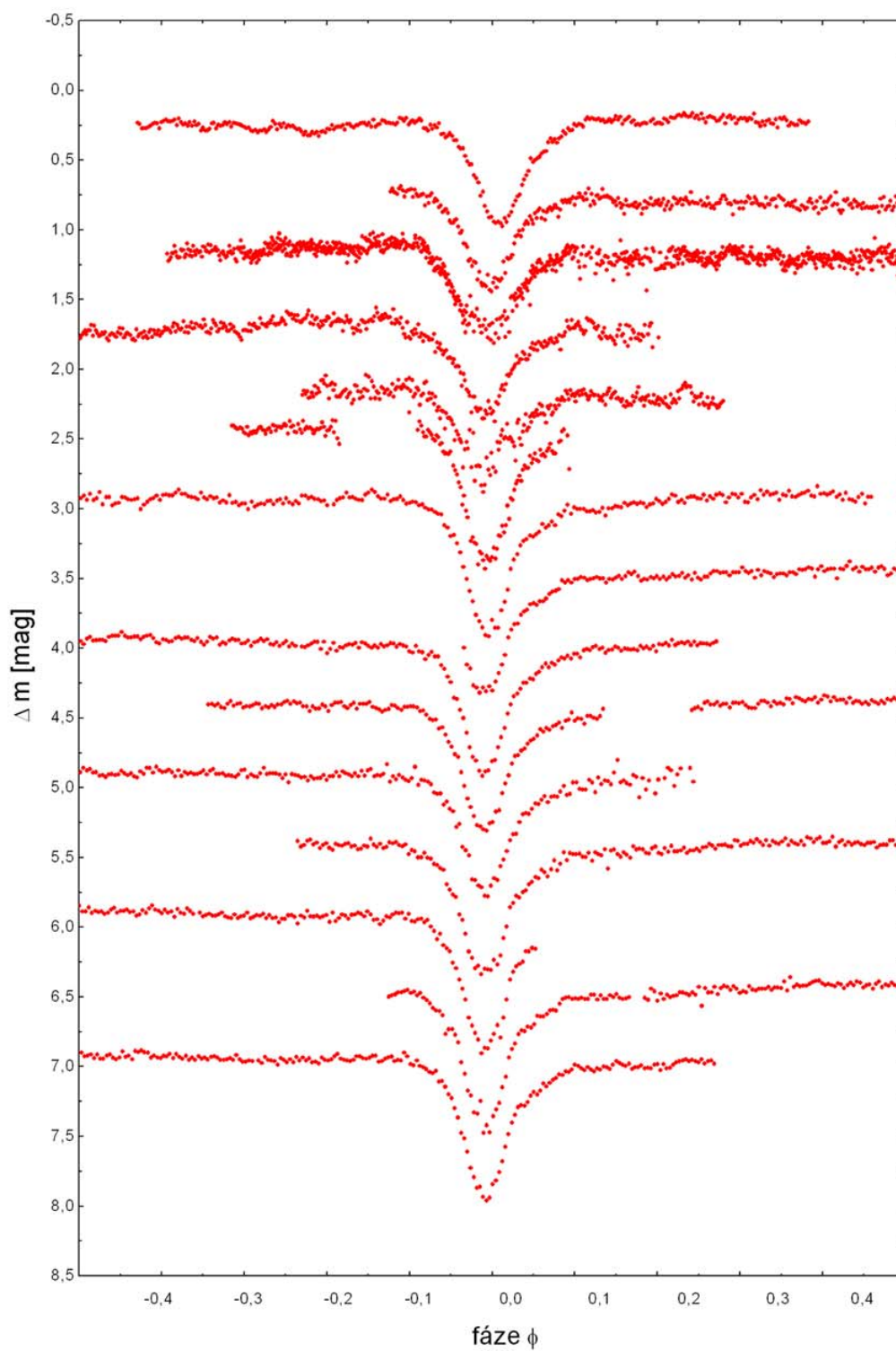
- celkově nesymetrický tvar
- vlnitý, zubatý graf
- minimum jasnosti není ve středu symetrie grafu

V modelovém případě na obr. 4 se minimum nachází na konstantní části grafu – v intervalu  $(t_3 - t_2)$ . K určení okamžiku minima poslouží symetrie tvaru grafu, takto je hledaný okamžik přímo v polovině tohoto intervalu.

---

<sup>8</sup>většinou se jedná o primární minimum – ale není to podmínkou, protože některé efekty se projevují jen u sekundárních minim – příkladem může být stáčení přímky apsid

<sup>9</sup>proměnné pulzující hvězdy



Obrázek 6: Tvary změn jasnosti z měření od R. Nováka (Z1).

## 5 Objekt UX UMa

### 5.1 Kataklyzmické proměnné hvězdy

*Kataklyzmické proměnné*<sup>10</sup> jsou obsáhlou skupinou proměnných hvězd, které se vyznačují velkými nepředvídatelnými změnami jasnosti. Příčinou jsou jejich silné výbuchy, které se opakují buď po dlouhém období klidu a nebo jsou pro hvězdu tak fatální, že už se nikdy nezopakují. Jednou ze složek je horká degenerovaná hvězda, která je označena jako *bílý trpaslík* a druhá je většinou hvězda náležející do *hlavní posloupnosti*

Kataklyzmické proměnné v sobě zahrnují několik tříd hvězd, kterými jsou:

- Novy
- Supernovy
- Rekurentní novy
- Trpasličí novy
- Symbiotické novy
- Novám podobné hvězdy.

### 5.2 Novám podobné hvězdy

*Novám podobné hvězdy* jsou jednou ze skupin kataklyzmických proměnných hvězd. Hvězdy z této skupiny neprodělávají tak silná vzplanutí jako hvězdy z ostatních skupin. Tyto hvězdy můžeme dále rozdělit do čtyř podskupin, které nazýváme podle hlavní představitelky:

- UX UMa
- VY Scl
- AM Her
- DQ Her.

První z nich je podskupina hvězd UX UMa. Tyto hvězdy zůstávají stále stejně jasné (kromě zákrytů), setrvávají tak v období klidu až do té doby, než dojde k jejich náhlému zjasnění. Druhou podskupinou jsou VY Scl hvězdy. Zde se přiřazují hvězdy podobné těm z první podskupiny, s tím rozdílem, že někdy tyto hvězdy v období klidu zeslábnou až na minimum, jako je tomu třeba u trpasličích nov. Poslední dvě podskupiny se dnes spíše sloučily do samostatné skupiny *magnetické pekuliární hvězdy*. Jsou charakteristické silným magnetickým polem u bílého trpaslíka. Hvězdy podskupiny AM Her se kromě silného magnetického pole (až 200 Tesla) podobají hvězdám VY Scl. DQ Her jako poslední skupina se liší od AM Her pouze delšími oběžnými dobami. Dá se říct, že s časem se oběžné periody těsných dvojhvězd

<sup>10</sup>nebo taky převratně proměnné či explozivní proměnné



zkracují a tak nejspíš dochází k vývojové návaznosti mezi podskupinami DQ Her a AM Her, kde DQ Her je předstupněm AM Her.

### 5.3 Historie UX UMa

Proměnná hvězda UX UMa byla objevena v roce 1933, na změny jasnosti upozornil S. I. Beljawsky (Simeiz observatory<sup>11</sup>). Podle vizuálních pozorování vykonaných Zverevem a Kukarkinem, byla hvězda zařazena do skupiny zákrytových dvojhvězd typu Algol s rekordně krátkou periodou oběhu 4 h 43 m. Pro tuto rychlou periodu a nepozorovatelné sekundární minimum byla vzápětí považována za hvězdu typu W UMa.

Roku 1949 prováděl fotoelektrická měření Linnell, který vypořizoval ve světelné křivce rychlé změny (= *flickering*) a dále velkou nesymetrii vzestupné části primárního minima. Kuiper (1941) označil hlavní složku podtrpaslíkem spektrální třídy B3 podle spektra, které obsahuje široké, mělké absorpční čáry H a He I. Struve (1948) vypořizoval, že Balmerova série čar byla před zatměním slabě absorbující, zatímco po zatmění vykazovala mnohem silnější emisi.

Barevná fotometrie provedená Johnsonem, Perkinsem a Hilnerem (1954) ukázala odlišnou hloubku zatmění v různých barvách. Nejhlubší byla zatmění v barvě UV. Zatmění byla nepředvídatelně deformována na vzestupné větvi. Navíc byl vypořizován tzv. *hump*, což je náhodné zjasnění ve světelné křivce, v současnosti známé u většiny hvězd tohoto typu. U tohoto objektu trvá právě polovinu periody.

Walker a Herbig (1954) navrhli model, kde hlavní složka tohoto objektu je obklopena tenkým prstencem plynné látky. Na něm se nachází *horká skvrna* (bright spot), která leží v blízkosti spojnice obou složek. V infračervené oblasti se Krzemiski a Walker (1963) bezúspěšně pokoušeli vypořizovat předpokládanou druhou složku (sekundární minimum nelze pozorovat). Dále zjistili, že v infračerveném oboru je *hump* velice slabý, pokud zcela nechybí.

#### 5.3.1 Rychlé změny

Ve světelné křivce lze vypořizovat rychlé fluktuace jasnosti (*flickering*). Poprvé na ně upozornil Linnell (1949), který vysledoval oscilace s periodou přibližně 4 minut a amplitudou okolo 0,03 mag (maximálně až 0,11 mag). V roce 1972 publikovali Warner a Nather informaci o vypořizovaných rychlých změnách o velikosti přibližně 0,002 mag s periodou zhruba 29 sekund (případně z intervalu 28-30,5 s). Takovéto změny se vyskytují u všech novám podobných objektů. Podařilo se ztotožnit tento efekt se dvěma místy vzniku (Bruch, 2000). Prvním je vnitřní okraj akrečního disku spolu s povrchem bílého trpaslíka a druhým je oblast dopadu látky (přicházející

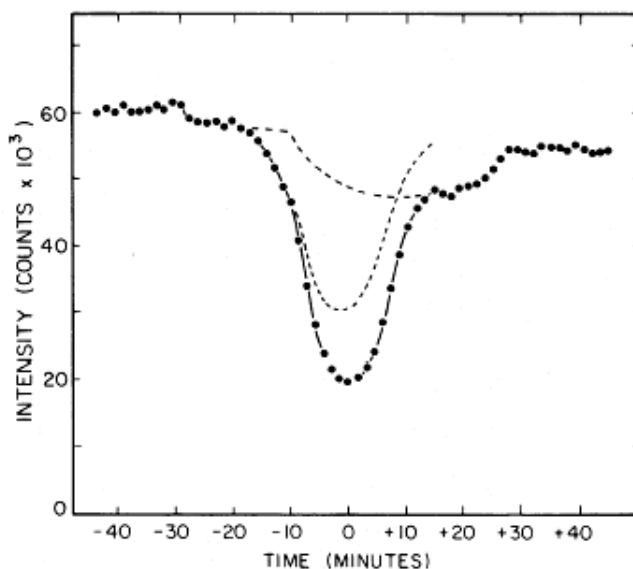
<sup>11</sup>Mount Koshka, Crimea, Ukrajina u města Simeiz

ze sekundární složky) na akreční disk.

Aby se však dalo tyto změny pozorovat, je potřeba určovat jasnost ve velice krátkých časových okamžicích. Bohužel naše 30 sekundové expozice (a ještě delší) jsou pro toto zachycení nevhodné. Nejlépe se pro tento účel hodí rychlá fotometrie fotonásobičem.

### 5.3.2 Středně dlouhé změny

Změny, které se vyskytují v blízkosti minima a dosahují až několika desetín magnitudy, jsou na světelné křivce nepřehlédnutelné. Průběh a velikost změn zjasnění či zeslabení se v každém cyklu mění. Tyto deformace byly vyřešeny jako jev související s horkou skvrnou (Smak, 1972; Nather & Robinson, 1974). Horká skvrna je místo v akrečním disku, kde se střetává proud látky uvolněné ze sekundární složky se samotným diskem. Pro novám podobné hvězdy je horká skvrna často velice důležitým zdrojem záření, dokonce může mít jasnost větší než samotná primární hvězdná složka. Díky tomu se notně projeví i na tvaru změn jasnosti, potom se tyto jasné pozorovatelné deformace označují jako *hump*.



Obrázek 7: Tvar světelné křivky podle fotoelektrického pozorování (Nather & Robinson, 1974)

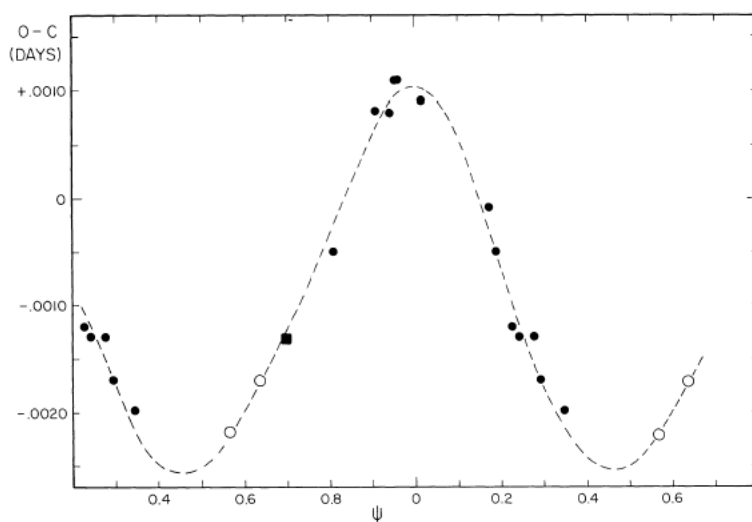
Na obrázku 7 je vidět nesymetrie tvaru světelné křivky vlivem poklesu jasnosti na vzestupné části. Vysvětlena je součtem dvou symetrických křivek, které jsou vůči sobě časově posunuty. První hlubší čárkovaná čára odpovídá změně intenzity světla přicházející od primárního tělesa, naproti tomu druhá čára naznačuje změnu jasnosti vlivem zákrytu horké skvrny spolu s akrečním diskem sekundární chladnější složkou

(Nather & Robinson, 1974).

Pro určení okamžiku minima je potřeba brát tyto deformace v úvahu. U programů, které určují minimum ze symetrie světelné křivky zákrytových dvojhvězd (kap 5.4.1) by mohlo dojít k časovému posuvu až o několik minut.

### 5.3.3 Dlouhodobé změny

U objektu UX UMa byla vysledována dlouhodobá časová změna periody. Astronomové Krzeminski a Walker (1963) vysledovali, že se pravděpodobně jedná o cyklickou změnu. Tohoto předpokladu použil Mandel a roku 1965 publikoval hodnotu periody  $P = 10\,600$  dnů.



Obrázek 8: Graf dlouhodobé změny s  $P = 10\,600$  dnů (Africano & Wilson, 1976)

Pozorování provedená v následujících letech tuto periodu velice dobře potvrdila, proto se začalo uvažovat o příčině této proměnnosti. Nather a Robinson (1974) usoudili, že by mohlo jít o vliv třetí hvězdné složky, která není pozorovatelná. Z Keplerových zákonů vypočetli, že tato složka by měla mít hmotnost  $M_3 \sin i \sim 0,032M_\odot$

Druhým jejich navrhnutým vysvětlením byla, vzhledem k malému výskytu trojhvězd, existence dokonce dvojice neviditelných hvězd ( $c, d$ ). Dohromady by měly mít obě složky hmotnost stejnou jak osamocená složka ( $M_c + M_d \sim M_3$ ).

Třetí teorii vyslovil Smak (1972). Změny periody jsou způsobené přenosem látky mezi oběma složkami dvojhvězdy a jejím ukládáním v akrečním disku. S tím souvisí zachovávání momentu setrvačnosti u vzájemného pohybu obou složek a rotace akrečního disku. Tento efekt se objevuje u dalších novám podobných objektů

jakými jsou U Gem, RW Tri, HZ 29, DQ Her a další.

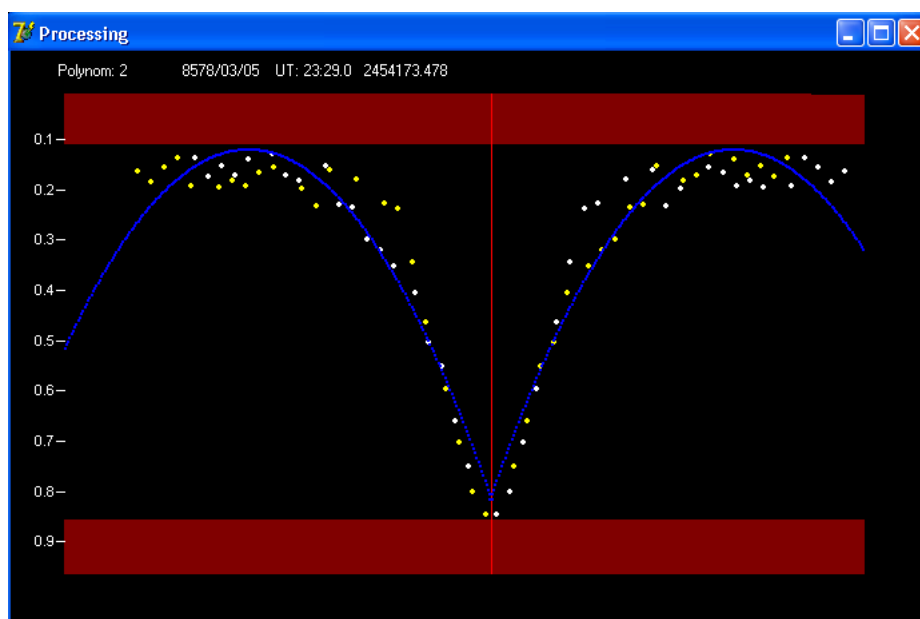
O několik let později se objevila další teorie, která vysvětlovala tyto změny pomocí apsidálního pohybu. Podle úvahy Pringleho se pokusili tento případ propočítat Africano a Wilson (1976). I když je stále UX UMa zahrnována do katalogu dvojhvězd s apsidálním pohybem (Petrova & Orlov, 1999), v roce 1977 zjistili Quigley a Africano, že tato perioda změn neodpovídá nově naměřeným hodnotám. Poslední publikovaný článek, který se tímto problémem zabýval, je od Rubinstaina, Pattersona a Africana (1991), kteří vyloučili dlouhodobé přísně periodické změny. Jako možné vysvětlení navrhuje podobný magnetický cyklus, který se vyskytuje u Slunce (jednáctiletý).

## 5.4 Popis použitých programů

V této práci jsem využil následující programy, abych nejen získal okamžiky minim jasnosti, ale také abych mohl porovnat tyto hodnoty určené více programy a následně otestoval přesnost a vhodnost použití těchto programů.

### 5.4.1 Program FTW

Program FTW využívá metodu zrcadlového obrazu, díky předpokladu jisté symetrie průběhu změn jasnosti u zákrytu dvojhvězd. Obdoba této metody je v současnosti také využívána amatérskými pozorovateli k ručnímu (grafickému) určování okamžiků minim.



Obrázek 9: Zpracování světelné křivky programem FTW

Vytvoří se graf s naměřenými hodnotami jasnosti hvězdy v závislosti na čase obsahující minimum. Často je potřeba vybrat vhodnou část z grafu tak, aby se zde vyskytoval jen pokles a nárůst jasnosti. Je zbytečné zahrnovat i části konstantní větve grafu, zde navíc může docházet k různým deformacím vlivem dalších příčin, čímž by se výsledek od správného mohl lišit. Poté je potřeba vytvořit zrcadlově otočený graf tohoto průběhu. Tímto nově vzniklým grafem lze v časové ose posouvat po původním, čímž dojde k překryvu obou křivek. Uživatelskou snahou je oba tyto grafy nastavit tak, aby co nejvíce splývaly, v nejideálnějším případě tvořily jednu hladkou křivku.

Podobnost tohoto programu s ručním zpracováním tímto končí. Při manuálním vyhodnocování se hodnoty umístí na milimetrový papír. K pořízení zrcadlového obrazu se používá průsvitný papír, na který se graf překreslí. Zvolí se okamžik  $t_1$  blízký minimu a ten se zakreslí do obou grafů. Po překlopení průsvitného papíru a ztotožnění obou grafů, se překreslí z průsvitky do původního obrazu okamžik  $t_2$ , který se zde stává  $t_2$ . Minimum se určí jednoduše pomocí aritmetického průměru:

$$t_{min} = \frac{t_1 + t_2}{2}, \quad (18)$$

kde časy  $t_1$  a  $t_2$  získáme odečtením z grafu. Takovéto zpracování je pro data získaná vizuálním pozorováním snadné a navíc dostatečně přesné.

V programu FTW se minimum určí ze ztotožněných grafů početně. Složeným grafem je metodou nejmenších čtverců proložen polynom 2. stupně. Minimum tohoto polynomu je i minimem zákrytu, tedy hodnota, kterou potřebujeme a která je připravená pro další zpracování. Výsledek je zde určen na tři desetinná místa, ale nedá se zjistit chyba této hodnoty.

#### 5.4.2 Kwee-van Woerdenova metoda

V roce 1956 publikovali dva holandské astronomové Kwee a van Woerden metodu přesného určení okamžiku minima. Je založena na následujícím postupu (rozepsal Harmanec & Mayer, 2005).

Máme naměřeno celkem  $N$  hodnot, které pokrývají velkou část sestupné i vzešupné větve. To znamená, že tento soubor dat obsahuje  $N$  hodnot jasnosti  $m_i$  v čase  $t_i$ . Poté celý časový interval rozdělíme na  $n$  stejných částí, s časovým rozestupem  $\Delta T$ , kde  $n$  volíme přibližně takto:

$$N = 2n + 1, \quad (19)$$

získáme tak časové okamžiky  $t_j$ . Pro tyto časové body určíme pomocí lineární interpolace z hodnot  $(t_i, m_i)$  hodnoty  $(t_j, m_j)$ . Za předpokladu, že  $k$ -tý bod v čase  $T$

přibližně odpovídá minimu, pak vypočítáme rozdíly jasností  $m_{k+j}$  a  $m_{k-j}$  takto:

$$\Delta m_j = m_{k+j} - m_{k-j}, j = 1, 2, \dots, n. \quad (20)$$

Pro rozdíly delta  $m_j$  následně určíme jejich celkový součet čtverců:

$$S(T) = \sum_{j=1}^n (\Delta m_j)^2. \quad (21)$$

Zvolíme další dva okamžiky předběžných minim  $T + \Delta t$  a  $T - \Delta t$ , kde  $\Delta t$  je vhodně vybráno, např. je to rozdíl dvou ekvidistanktních časových rozestupů, nebo jeho celočíselný násobek. I pro tyto předběžná minima určíme rozdíly jasností  $m_{k+j}$  a  $m_{k-j}$  a sumy jejich čtverců  $S(T + \Delta t)$  a  $S(T - \Delta t)$ .

V případě, že první předpokládaný okamžik  $T$ , byl nejbliže k okamžiku minima, pak bude platit:

$$S(T) < S(T + \Delta t) \text{ a } S(T) < S(T - \Delta t). \quad (22)$$

Pokud by tato nerovnost neplatila, je potřeba změnit hodnotu  $T$  a často i parametr  $k$ . Opět provedeme výpočet všech rozdílů a sum jejich čtverců. Budeme opakovat stejný postup, dokud nebude nerovnost platit.

Nyní předpokládáme, že nerovnost platí a tak můžeme pokračovat ve zpracování. Získali jsme tři hodnoty  $t$ , pro které známe sumy čtverců  $S(t)$ . Můžeme jimi pomocí aproximace proložit polynom druhého stupně:

$$S(t) = at^2 + bt + c. \quad (23)$$

Dále hledáme minimum této funkce pomocí první derivace:

$$\frac{dS(t)}{dt} = 2at + b \quad \text{pro } t = T_{min} \quad \text{platí } \frac{dS(t)}{dt} = 0, \quad (24)$$

potom  $T_{min}$  je přesně určený okamžik minima

$$T_{min} = -\frac{b}{2a}. \quad (25)$$

Kwee a van Woerden udávají jak vypočítat odhad střední chyby určení minima:

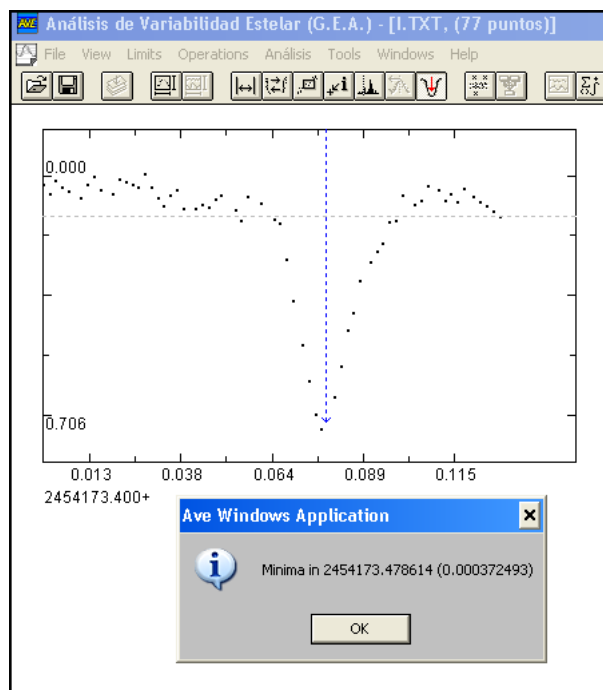
$$\sigma^2 = \frac{(4ac - b^2)}{4a^2(Z - 1)}, \quad (26)$$

kde  $Z$  je maximální počet nezávislých párů magnitud, které byly použity. Podle jejich výsledků je vhodné pro interpolované body použít  $Z = 0,25N$  a  $Z = 0,5N$  pokud jsme už data získávali při ekvidistanktních časových intervalech.

Této metody je použito v programu AVE i HEC 34.

### 5.4.3 Program AVE

Uživatel zadá data, která se v programu AVE (e5) graficky znázorní. Dále pak vybere oblast obsahující minimum. Program vypočítá pomocí Kwee-van Woerdenovy metody minimum doplněné i s jeho směrodatnou odchylkou. Uživatel musí pečlivě vybrat oblast, určenou pro výpočet minima, aby zde nezasahovaly nějaké rušící vlivy. Často je potřeba k získání přesnějšího výsledku vícekrát vybrat tuto oblast (s různými začátky a konci).



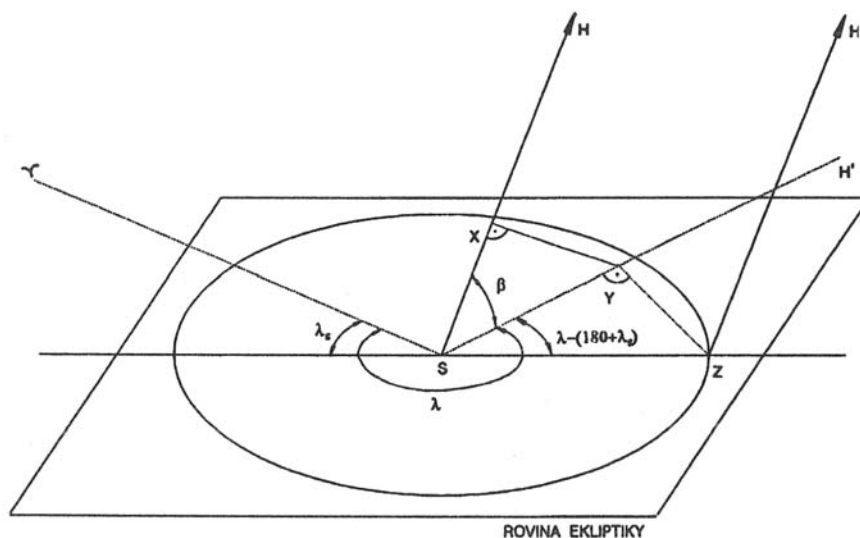
Obrázek 10: Zpracování světelné křivky programem AVE

### 5.4.4 Program HEC 34

V programu HEC 34, vytvořeném Harmancem (2005), je použito zdokonalené metody Kwee-van Woerdenovy. Harmanec zjistil, že dojde ke zpřesnění určení minima, pokud se sumy čtverců odchylek  $S(t)$  určí pro 50 a více hodnot  $t$  v blízkém okolí minima. Poté se důležité koeficienty  $a, b, c$  vypočtou pomocí metody nejmenších čtverců. Tento postup je možné provést, jen pokud je proveden výpočet nových hodnot z okolí minima lineární interpolací zadaných hodnot. Tímto se výrazně odlišuje program HEC 34 od programu AVE.

### 5.4.5 Juliánské datum, heliocentrická korekce, program Suntime

Juliánské datum (JD) je neustálé rostoucí číslo, které se za 1 den zvýší o jednotku. Toto datování bylo zavedeno na konci 16. století Scaligerem<sup>12</sup>. Na počest svého otce Julia je nazval Juliánské. Počátek počítání stanovil na 1. ledna 4713 před naším letopočtem. JD se používá ke sledování dlouhodobých či periodických jevů. Jeho velkou výhodou je, že nepodléhá žádným kalendářním korekcím, kterými jsou například přestupné roky. Desetinná část JD nám značí zlomky dne, navíc se liší od normálního kalendáře tím, že nový den začíná v poledne nikoliv o půlnoci.



Obrázek 11: Vlnoplocha informací od hvězdy dopadající na Zemi (Zejda a kol., 1994)

JD se ve většině případů vyjadřuje v geocentrickém tvaru. Když potřebujeme přesně zaznamenat čas pozorování nějakého hvězdného objektu, mnohdy je potřeba udělat tzv. *heliocentrickou korekci*. Jedná se zde o to, že čas  $JD_{geoc}$ , který byl určen pro Zemi, je potřeba převést na čas místa, které má v nejlepším případě nulový pohyb vůči tomuto objektu (dále viz. Zejda a kol, 1994)

*Příklad: Informace od hvězdy (např. jasnost  $j$ ) k nám na Zemi přiletí v čase  $t$ . Informace se šíří v podobě kulové vlnoplochy. Za předpokladu, že hvězda není přesně kolmá k ekliptice (svírá s ní úhel  $\alpha$ ), vyplývá pak, že vlnoplocha dotýkající se Země, už na další části ekliptiky ve stejný okamžik není pozorovatelná. Buď ještě nedopadla a nebo už je dávno pryč.*

Teď se dostáváme k samotnému problému, jak určit, ve který okamžik ta informace byla zaznamenána. Pro jedno pozorování na Zemi je to snadné. Ale problém na-

<sup>12</sup>Joseph Justus Scaliger(1540-1609)- francouzský astronom, který navrhl Juliánské datum, protože nebyl spokojen s gregoriánským kalendářem



stane s dlouhodobým dějem (např. pozorování krátkoperiodické proměnné hvězdy). Pokud bychom zaznamenávali průběžně informace od tohoto zdroje, všimneme si, že roční pohyb Země kolem Slunce nám způsobí periodické urychlování či zpomalování samotného děje s periodou 1 roku a amplitudou až 16 minut.

Abychom tento rušivý jev odstranili, provádíme na naměřených hodnotách heliocentrickou korekci  $cor_{hel}$ . To znamená, že přepočítáme čas určený pozorovatelem na Zemi  $t_{geoc}$  na čas, který by zaznamenal pozorovatel na stanovišti ve středu Slunce (respektive ohnisku zemské elipsy, ve které se nachází Slunce)  $t_{hel}$ .

Pomocí obrázku 11 lze odvodit vztahy pro heliocentrickou korekci. Hvězda H je vždy velmi vzdálená od naší Sluneční soustavy a tak přímkou HZ a HS, které značí směr šíření vlnoplochy, můžeme považovat za rovnoběžné ( $HZ \parallel HS$ ). Nejbližší hvězda, Proxima Centauri, je od nás vzdálená 1,3 pc, což odpovídá úhlu  $\angle ZHS = 0,8''$ . Ostatní hvězdy, jsou vzdálené více a tak je tento úhel mnohem menší. V okamžiku, kdy informace od hvězdy dopadne na Zemi, se dá zjistit i na místě X a Y. Než však dorazí až ke Slunci, musí urazit vzdálenost XS. Tato doba odpovídá heliocentrické korekci, kterou vypočteme pomocí vztahu:

$$cor_{hel} = -0,005777552R \cos \beta \cos (\lambda - \lambda_S) , \quad (27)$$

kde  $R$  je vzdálenost Země od Slunce v okamžiku pozorování,  $\beta$  je ekliptikální šířka a  $\lambda$  je ekliptikální délka hvězdy H. Dále  $\lambda_S$  je ekliptikální délka Slunce, kterou určíme pomocí empirického vztahu:

$$\lambda_S = 0,9856K + 1,9 \sin (K - 2,6) - 79,8 , \quad (28)$$

kde  $K$  je počet dnů, které uplynuly během roku od 1. ledna. Hodnotu  $K$  můžeme přibližně získat:

$$K = 30,3 (M - 1) + (D - 1) , \quad (29)$$

kde  $M$  je měsíc a  $D$  je den pozorování. Ekliptikální délka a šířka hvězdy se dá vypočítat transformací rovníkových souřadnic na ekliptické, tedy pomocí soustavy tří rovnic:

$$\cos \beta \cos \lambda = \cos \delta \cos \alpha , \quad (30)$$

$$\cos \beta \sin \lambda = \sin \delta \sin \varepsilon + \cos \delta \sin \alpha \cos \varepsilon , \quad (31)$$

$$\sin \beta = \sin \delta \cos \varepsilon - \cos \delta \sin \alpha \sin \varepsilon , \quad (32)$$

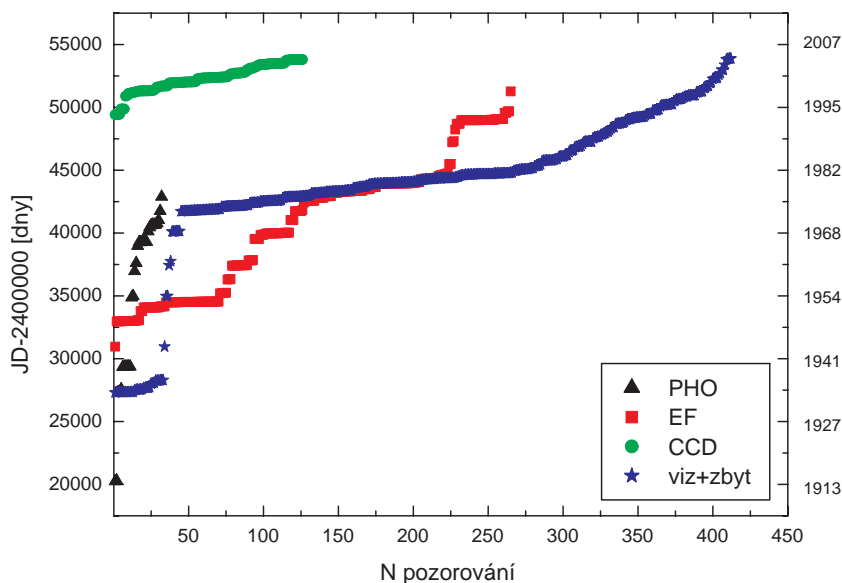
kde  $\alpha$  je rektascenze hvězdy,  $\delta$  je deklinace a  $\varepsilon$  je velikost úhlu mezi rovinou ekliptiky a rovinou rovníku (přibližně je  $\varepsilon = 23^\circ 27'$ ). Někdy je potřeba vztáhnout úhly  $\alpha$  a  $\delta$  k okamžiku, jež nazýváme *ekvinokcium*, což nám udává opravu o *precesi* zemské osy. To však využijeme až pro dlouhodobější pozorování (za rok je tato úprava takřka zanedbatelná).

Program Suntime (e6) vytvořený Lewem M. Coolem využívá Jean Meeu-  
sova<sup>13</sup> algoritmu k určení heliocentrické korekce. Uživatel vloží časová data (formát  
hhmss, yymmdd) a dále rektascenzi a deklinaci hvězdy (hhmss, ddmss). Pro-  
gram vypočte korekci k ekvinokciu (J2000), zobrazí ostatní parametry a vytvoří  
výsledek  $cor_{hel}$ ,  $JD_{hel}$  a pro kontrolu také  $JD_{geoc}$ . Autor uvádí, že maximální chyba  
určení korekce může být velká 3 s. Ale nezapočítává zde pohyb ostatních planet  
či Měsíce a jejich vliv na Zemi a Slunce.

## 5.5 Vyhodnocení

### 5.5.1 Pozorovatelnost UX UMa

Mít k dispozici hodnoty okamžiků minim od jedné zákrytové dvojhvězdy z období  
téměř sta let není zcela běžné. Tento posbíraný datový soubor obsahující 32 fotogra-  
fických měření (PHO), 265 měření fotonásobičem (EF), 134 CCD a 407 vizuálních  
měření (VIZ), z toho 50 světelných křivek, je docela dobrý materiál ke zpracování.



Obrázek 12: Časové rozložení získaných minim od UX UMa

První zajímavost, která se dá vykreslit, je sledovanost objektu UX UMa  
podle různých fotometrických metod. Z grafu časové závislosti na množství zazna-  
menaných minim pomocí jednotlivých metod (obr. 12), lze poukázat na několik

<sup>13</sup>Jean Meeus (nar.1928)- belgický astronom specializovaný na pohyb nebeských těles a tvorbu  
programů popisujících tyto pohyby

významných míst.

V roce 1933 byla UX UMa fotograficky objevena (Beljawsky), ale na archivních fotografických snímcích se podařilo vyhledat i starší minima z doby před 1. světovou válkou (Kukarkin & Zverev). Pozornost byla tomuto objektu po samotném objevu věnována hlavně vizuálními pozorovateli. Krátce po zapojení hvězdáren vybavených fotonásobiči se znovu pustila do práce i fotografická fotometrie, která byla po čase definitivně fotonásobiči odstrčena. Největší pozornost byla dvojhvězdě UX UMa věnována v 60. a 70. letech (e7). Od té doby je u vizuálních pozorovatelů velice oblíbená a prakticky ji i dnes stále sledují. Naproti tomu fotonásobičům už tvůrčí období odzvonilo, byly vystřídány CCD kamerami, ačkoliv přesnost jejich měření a hlavně dobře propracovaná metodika rychlé fotometrie, byla pro tento objekt velice vhodná.

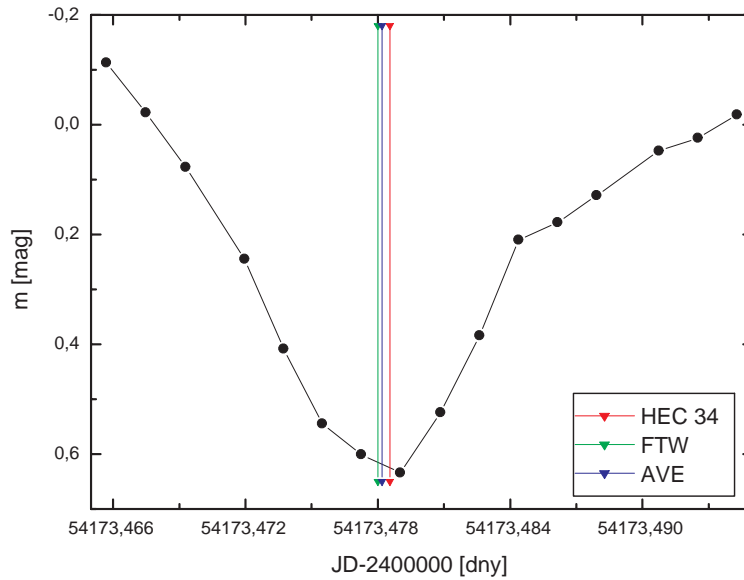
Pozorovatelský a technický vývoj v současnosti však svědčí jen pozorovatelům s CCD kamerami. Vizuálnímu pozorování se věnuje jen pár opravdu zanícených astronomů, což je pravděpodobně škoda. Jejich přesnost je sice velice malá, ale zato bylo možné tato pozorování dobře napojit na historická měření. Vždyť jen vizuální pozorování vydržela celou tu složitou dobu.

### 5.5.2 Určení minim jednotlivými programy

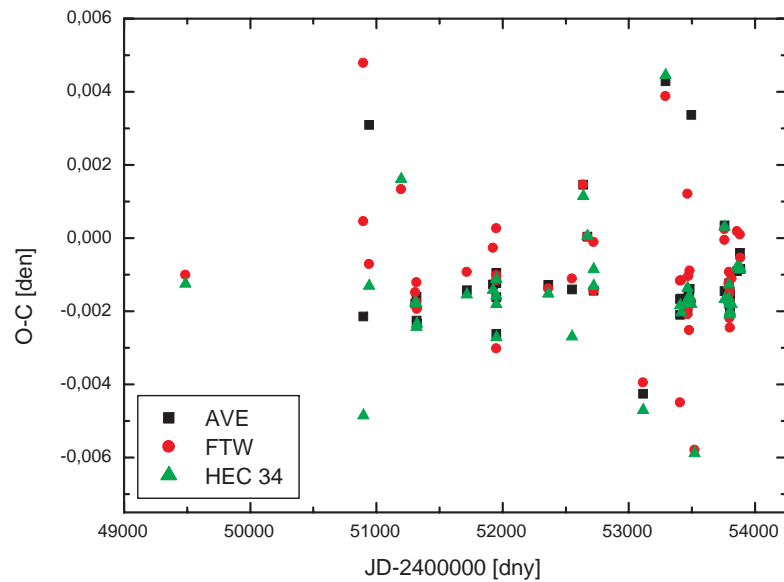
Jednotlivé programy se samozřejmě od sebe odlišují nejen ve zpracování, použitých metodách, ale hlavně v hodnotě a přesnosti výsledku určeném pro stejná měření (obr. 14).

Program FTW byl použitelný u všech minim, stačilo mít k dispozici jen tři body a program nám určil okamžik minima. Výsledek není příliš přesný – maximálně na tři desetinná místa (chyba je tedy  $\pm 0,001$  dne), ale pro zpracování vizuálních pozorování je to více než dostačující. Na CCD fotometrii, zvláště pro detailní a přesné měření, by byl vhodný jiný program.

Program Ave je velice dobrý pro CCD fotometrii. Myslím si, že na rozdíl od programu FTW, se příliš nehodí pro vizuálního pozorovatele, protože je potřeba více bodů ze sestupné a vzestupné části minima, aby program spolehlivě pracoval. Tento program vypočte i chybu určení minima, která je většinou na pátém desetinném místě (ve dnech). Při testování tohoto programu jsem zjistil, že pro jiné zvolené oblasti se výsledek často odlišoval více, než udává chyba určení minima. Tudíž je pravděpodobně vhodnější vybírat různé oblasti, ve kterých program určí minimum a následně z těchto hodnot vypočítat průměrné minimum i celkovou jeho chybu.



Obrázek 13: Porovnání určení minima programy AVE, FTW a HEC 34



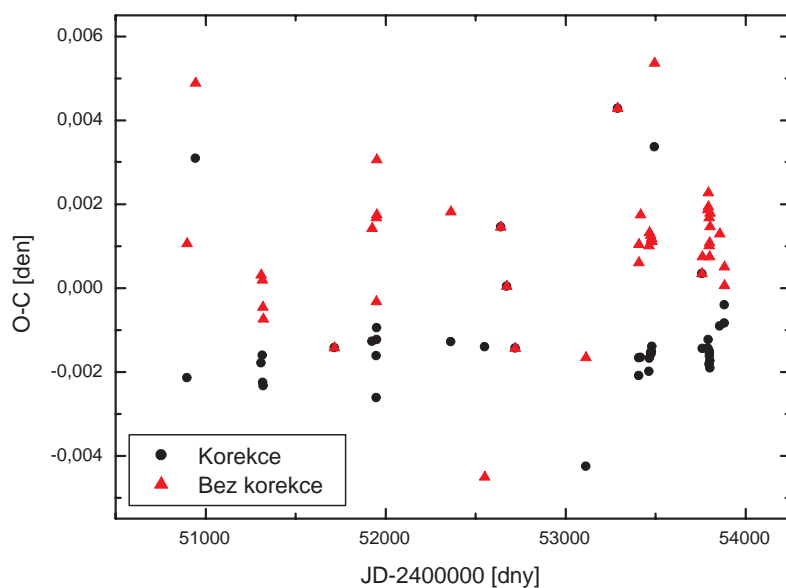
Obrázek 14: Porovnání programů AVE, FTW a HEC 34

Program AVE je navíc doplněn o podprogramy, které dokáží podle vybrané metody prohledat periody (ze zvoleného intervalu period) a určit, které z nich nejvíce souboru dat odpovídají. Poté přímo ze vstupního souboru vytvoří fázovou křivku.

V programu HEC 34 probíhá několik desítek až stovek cyklů, kde dochází ke zpřesnění výsledků. Využívá metody Kwee–van Woerdena, tudíž se výsledné hodnoty příliš neliší od programu AVE. Jen uživatel musí správně nastavit vstupní soubor před začátkem zpracování<sup>14</sup>, případně je potřeba vybrat správnou oblast.

### 5.5.3 Vliv heliocentrické korekce

U vizuálních pozorování, která mají přesnost přibližně deset minut (podle mnou zpracovaných hodnot měla vizuální měření přesnost do 5 minut viz. obr. 17), není nutné zavádět heliocentrickou korekci. V případě přesných fotometrických metod, hlavně při sledování dlouhodobějších pozorování hvězdných dějů je tato úprava výsledku naprosto nezbytná. Samozřejmě závisí i na ekliptikálních souřadnicích hvězdy (viz. kap 5.4.5).



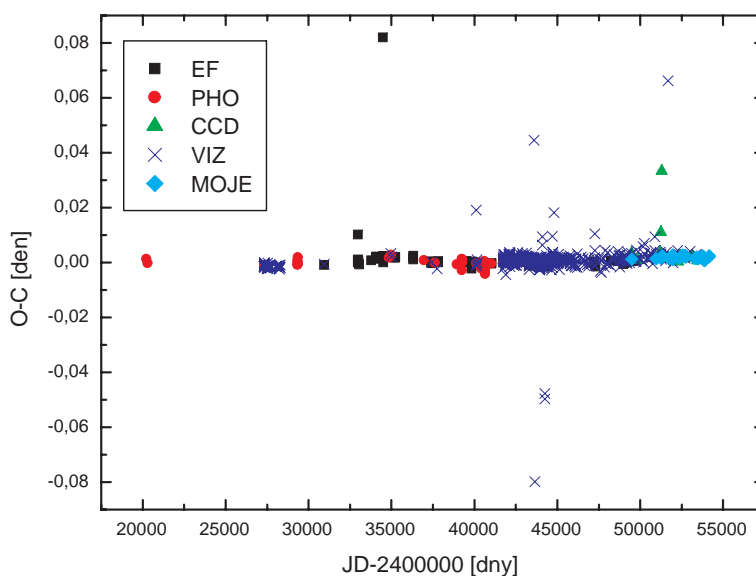
Obrázek 15: Vliv heliocentrické korekce na správnost výsledků

<sup>14</sup>minimum je v magnitudách maximum!

Na obrázku 15 je zachycen průběh změn v O-C diagramu před započtením heliocentrické korekce  $cor_{hel}$  a po této korekci provedené programem Suntime (e4). Tento graf byl sestaven z několika CCD měření a ilustruje nám nutnost použití této korekce. Několik bodů se i přesto výrazně odchyľuje, to může být způsobeno nějakou silnou změnou u pozorovaného objektu, ale s větší pravděpodobností se jedná o systematickou chybu při pozorování (špatně určený čas).

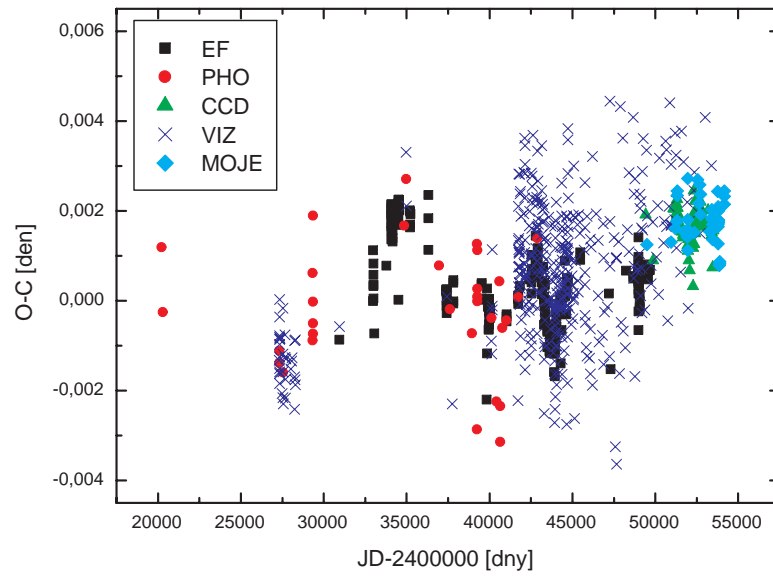
#### 5.5.4 O-C diagram a jeho studium

Sestavení O-C diagramu je finální částí mé práce. Pro zvolenou periodu  $P = 0,196671278 (\pm 2)$  a okamžik  $E_o = 2\,443\,904,87872 (\pm 3)$  (Baptista et al., 1995) jsem vypočetl jednotlivé hodnoty O-C a sestavil z nich graf. Pokud zde vložím všechny hodnoty minim (obr. 16), zjistím, že se některé body v grafu od ostatních velice odlišují. Jsou natolik odchyľené od mediánu, že je možné je ze statistického hlediska vyloučit.

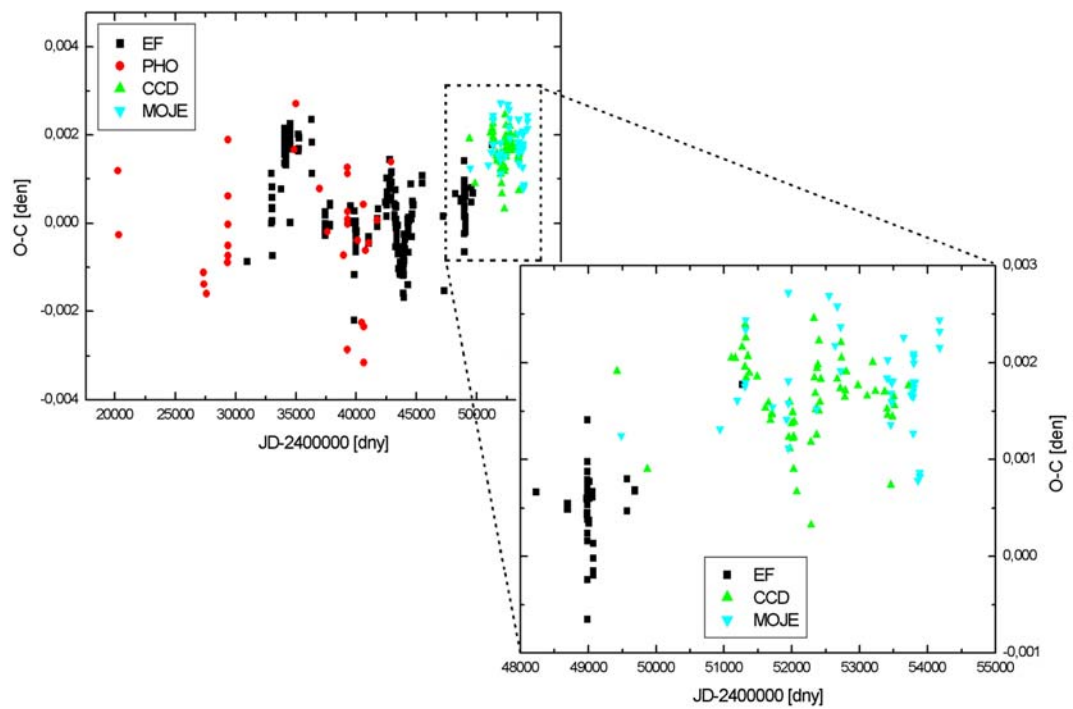


Obrázek 16: O-C diagram sestavený ze všech hodnot

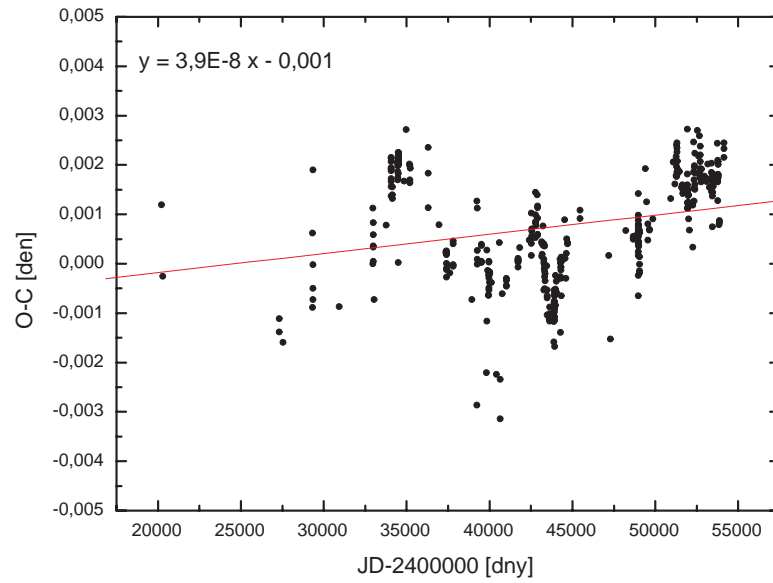
Pak lze na obrázku 17 vidět, že se hodnoty vyskytují kolem nulové osy O-C s rozptylem až 0,005 dne (7 minut). Hlavní příspěvek rozptylu patří hodnotám z vizuálních odhadů (viz. kap. 3.1). Pro další zpracování tyto minima s nízkou přesností vynechávám. Pokud tedy vezmu v úvahu pouze měření se CCD kamerami, fotonásobiči a vzhledem k nedostatku starších měření i záznamy fotografické, diagram bude více strukturovaný. Tomu odpovídá obrázek 18, kde je navíc vykreslen detail obsahující všechna mnou zpracovaná minima (program HEC 34).



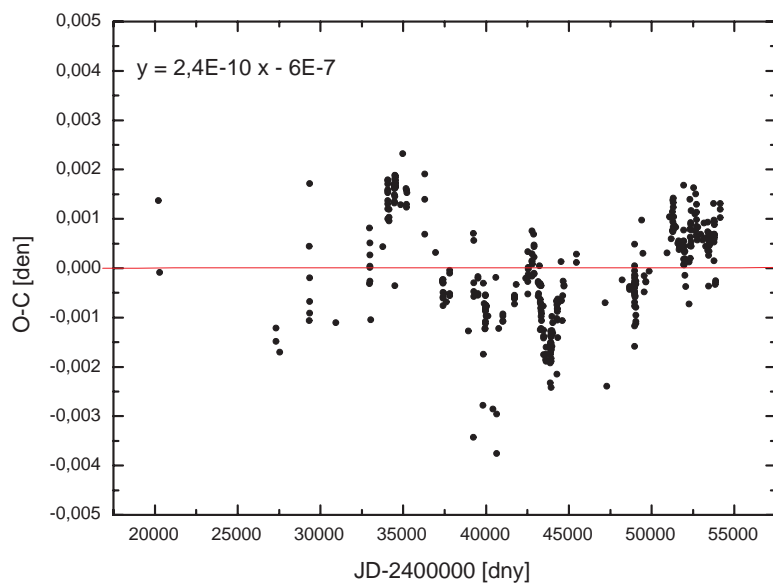
Obrázek 17: O-C diagram s odstraněnými velmi odchýlenými hodnotami



Obrázek 18: O-C diagram bez vizuálních měření



Obrázek 19: Původní O-C diagram proložený přímkou



Obrázek 20: O-C diagram vytvořený podle nových parametrů

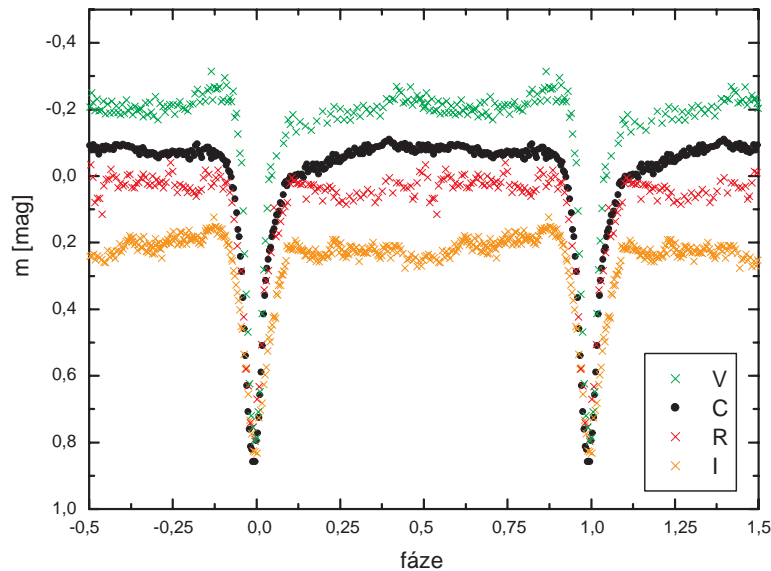


První věc, která lze s O-C diagramem udělat, je opravit periodu a základní okamžik. To se provede proložením přímky grafem (obr. 20). Z její směrnice získáme hodnotu vhodnou na opravu periody a z velikosti hodnoty posunutí zase určíme opravu nulového okamžiku. Vytvořil jsem takto O-C diagram pro nové určené parametry  $JD_{\odot} 2\,443\,904,87946 (\pm 3) + 0,196671286 (\pm 2)$  (obr. 20).

Porovnáním vytvořeného O-C diagramu s jednoduchými modelovými situacemi (kapitola 4.3) je vidět, že objekt UX UMa je složitější případ. Probíhá zde pravděpodobně nějaký kvaziperiodický děj. Dříve publikovaná perioda  $P = 10\,600$  dnů (Mandel, 1965) již nelze potvrdit, protože došlo k objevení krátkodobějších útvarů na tomto diagramu, které tuto hodnotu i hodnoty dalších dlouhodobých period zavrhly (Patterson & Africano, 1991), také viz. kapitola 5.5.6.

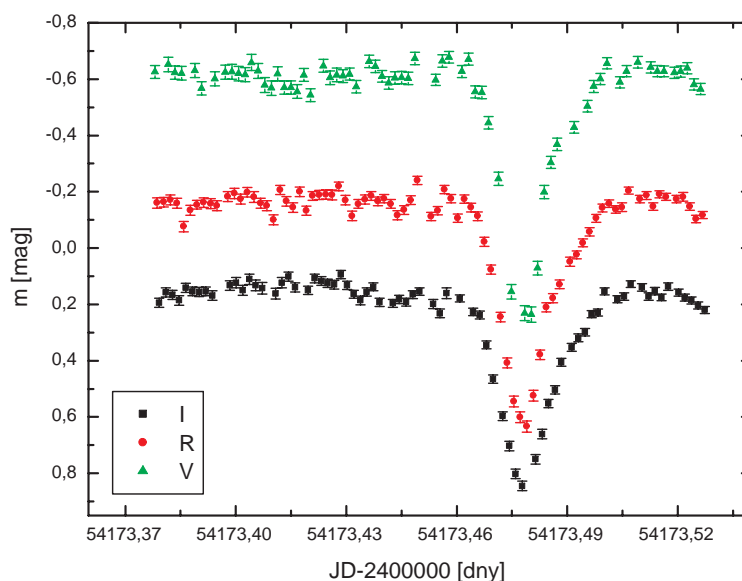
### 5.5.5 Závislost O-C diagramu na zvoleném filtru

Změny jasnosti objektu UX UMa jsou podle všech nashromážděných dat nejčastěji zaznamenány přístroji bez použití filtrů. Je však vysledováno, že v různých vlnových délkách se průběh a také okamžik minima liší. Na obr. 21, který vznikl zprůměrováním více měření v několika filtrech, je vidět rozdílný tvar a také odlišná hloubka minima. Dá se říct, že kratší vlnové délce odpovídá hlubší minimum.



Obrázek 21: Složený graf zprůměrovaných světelných křivek určených pro různé filtry

Svá měření, která jsem vykonal současně ve třech filtrech (V, R, I), jsem použil k ověření, zda se liší okamžiky minim určených v různých částech spektra (obr. 22). Nemohu srovnat, zda se neliší i od nefiltrovaného pozorování (C), protože jsem bohužel takovéto simultánní měření neprovedl. V tabulce 1 uvádím okamžiky minim naměřených jedné noci současně ve třech filtrech. Pro porovnání jsou zde zapsány hodnoty určené třemi programy (opravené o heliocentrickou korekci). Je vidět, že se tyto hodnoty liší v desetitisícinách dne (přibližně desítky sekundy). Takové odchylky jsou téměř zanedbatelné, navíc expozice zde byla srovnatelně velká (30 sec) a interval mezi jednotlivými měřeními ve stejné barvě byl ještě větší (60 sec).

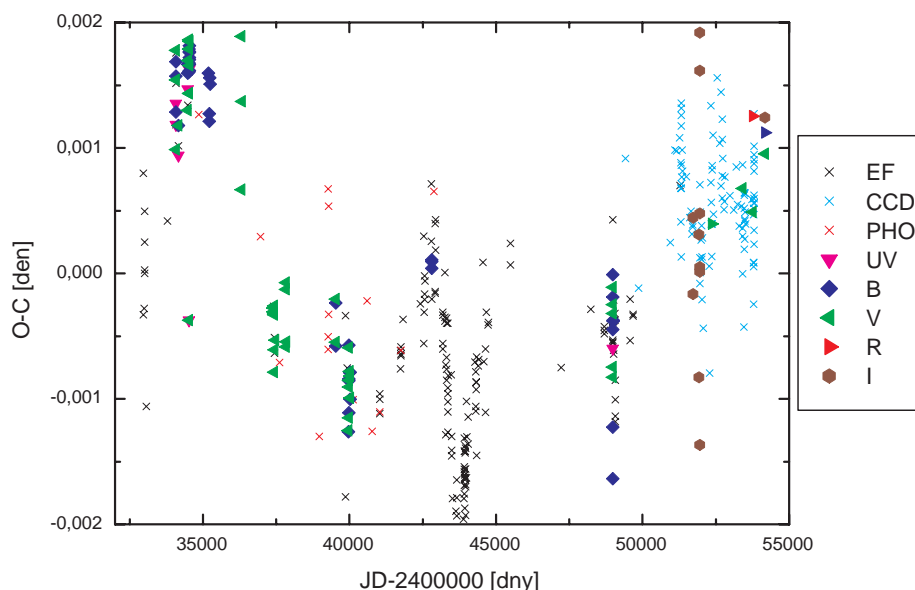


Obrázek 22: Složený graf mých světelných křivek určených pro 3 různé filtry

Tabulka 1.

program	filtr	JD-2400000	O-C
FTW	I	54173,480264	0,001776918
FTW	R	54173,481264	0,001776918
FTW	V	54173,481264	0,001776918
AVE	I	54173,481664	0,002176918
AVE	R	54173,481464	0,001976918
AVE	V	54173,481364	0,001876918
HEC 34	I	54173,481926	0,002438918
HEC 34	R	54173,481807	0,002319918
HEC 34	V	54173,481639	0,002151918

Nakonec je možné porovnat všechna měření v celém O-C diagramu, pokud se rozdělí podle jednotlivých filtrů, se kterými byla získána (obr. 23). Pro představu skutečného průběhu diagramu jsou v grafu vyznačené i nefiltrované měření (PHO, EF, CCD).

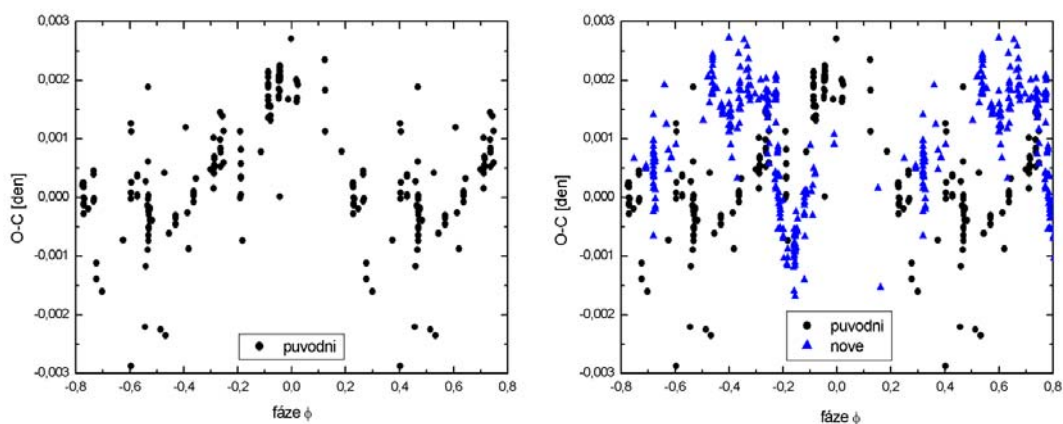


Obrázek 23: O-C diagram rozdělený podle různých filtrů

### 5.5.6 Dlouhodobá perioda 10 600 dnů

Podle předpokládaného průběhu O-C diagramu (kap. 5.3.3) byla stanovena perioda cyklické změny opakování (periody) zákrytů. Mandel a další pokračovatelé této teorie, použili parametrů tohoto periodického děje  $\Psi = (JD_{\odot} - 2435000) \times 0,0000934$  dnů. Další pozorování provedená po roce 1977, tuto periodu nepotvrdila (ani další dlouhodobé periody).

Pokusil jsem se tuto periodu prověřit. Na levé části obrázku 24 je zachycen fázový graf z hodnot O-C pro zmiňovanou periodu 10 600 dnů sestavený pro data do roku 1977. V pravém grafu jsou přidáné výsledky měření po tomto roce. Lze vidět, že tato perioda opravdu poslednímu vývoji neodpovídá.



Obrázek 24: Předpovězená dlouhodobá perioda  $P = 10\,600$  dnů, levý graf–měření do roku 1977, pravý graf–doplňen o měření od roku 1977

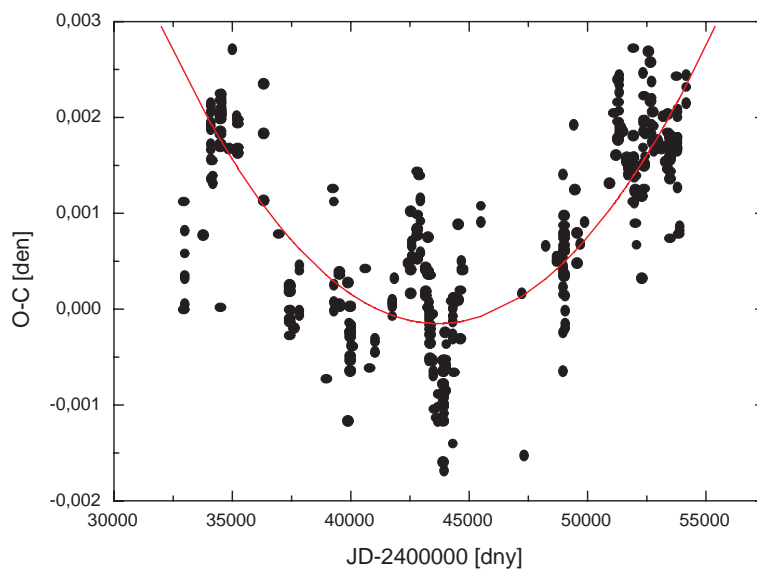
### 5.5.7 Proložení O-C diagramu parabolickou funkcí

Vytvořeným O-C diagramem dvojhvězdy UX UMA je možné proložit parabolickou funkcí. Jen je potřeba při prokládání vynechat některé hodnoty převážně ze začátku, aby se podařilo určit správné parametry paraboly. Tyto vynechané body pocházejí z fotografických měření a tak jejich nízká přesnost toto vynechání dovoluje. Výsledek je na obrázku 25. Opravdu se zdá, že tvar tohoto diagramu mohla parabola ovlivnit (lineární zkracování a prodlužování periody). Tento parabolický efekt se nejčastěji vysvětluje přenosem látky mezi oběma složkami, k čemuž s jistotou u tohoto objektu dochází.

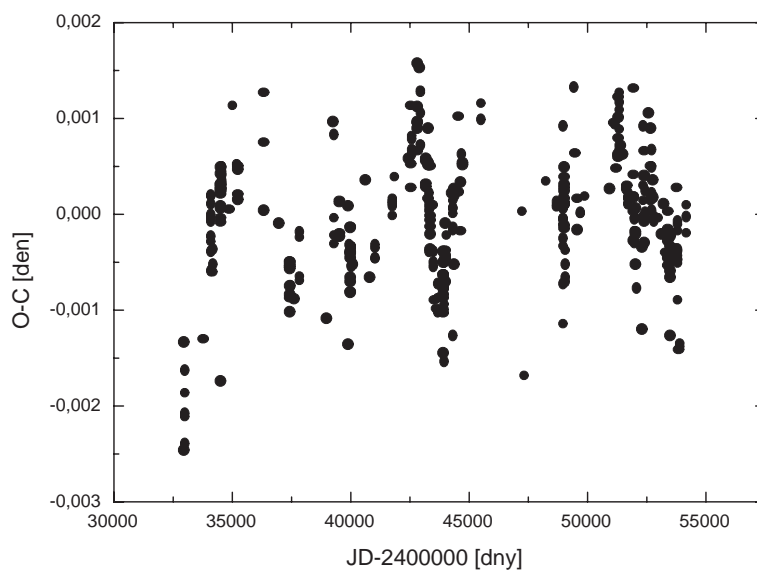
Pokud je správně parabola grafem proložena, je možné jí od naměřených hodnot odečíst. Pak dostáváme graf (obr. 26), který se mnohem více rozkládá kolem nulové hodnoty O-C, ale přesto jsou zde velké odchylky (asi 3 minutové). Dokonce se tyto odchylky tváří pravidelně. Hledáním periody tohoto možného periodického děje se již v této práci zabývat nebudu, chtěl bych se tomu věnovat v navazující diplomové práci.

### 5.5.8 Proložení O-C diagramu funkcí sinus

Podobným postupem jako bylo v předchozí kapitole provedeno proložení O-C diagramem parabolickou funkcí, lze v tomto diagramu proložit také funkcí sinus. Této analýze se budu věnovat opět až v navazující práci. Bude zajímavé toto chování podrobně zkoumat, protože by mohlo přinést konečnou pravdu, zda se jedná o periodické či zcela náhodné efekty. Možným vysvětlením by mohlo být i seskládání dějů se dvěma a více periodami.



Obrázek 25: Proložení O-C diagramu parabolickou funkcí



Obrázek 26: O-C diagram po odečtení parabolické funkce

## 6 Závěr

Fotometrie zákrytových dvojhvězd je jednou z možností, jak studovat hvězdy. K dosažení co nejlepších výsledků je potřeba použít vhodné postupy a také programy. V této práci jsem vyzkoušel tři programy, které určovaly okamžiky minim jasnosti.

Program FTW je vhodný pro vizuální pozorovatele, protože dokáže již z několika hodnot jasnosti určit minimum. Metoda zrcadlového obrazu, která je zde použita, má však menší přesnost než metoda Kwee-van Woerdena použita u programů AVE i HEC 34. HEC 34 je zdokonalením programu AVE, proto vytváří i přesnější výsledky. Navíc má skromné požadavky na množství hodnot jasností v okolí minima, tudíž je možné ho použít i pro vizuální pozorování. Program AVE má snadnější ovladatelnost než program HEC 34. Obsahuje i další podprogramy, které umožňují prohlížet současně více minim a vyhledat tak i periody opakování zákrytů, proto je mnohem univerzálnější, než program HEC 34.

Ze světelných křivek z několika zdrojů (Z1-Z4) jsem programem HEC 34 určil minima, které jsem následně opravil o heliocentrickou korekci (program Suntime). Přidáním minim z ostatních zdrojů (Z5-Z7) jsem sestavil O-C diagram, který byl mírně rostoucí. Proto jsem proložením přímkou vypočetl nové parametry O-C diagramu  $JD_{\odot} 2\,443\,904,87946 (\pm 3) + 0,196671286 (\pm 2)$ .

## 7 Literatura

- Africano, J., Wilson, J., PASP, 1976, vol. 88, 8-9  
Baptista, R., Horne, K., Hilditch, R.W., et al., ApJ, 1995, 448, 395-415  
Bessell, M.S., PASP, 1979, 589-607  
Bessell, M.S., Brett, J.M., PASP, 1988, 100, 1134-1151  
Bruch, A., A&A, 1998, 359, 998-1010  
Cousins, A.W.J., MNSSA, 1974, 33, 149  
Halliday, D., Resnick, R., Walker, J., Fyzika, 2003, ISBN 80-214-1868-0, VUTIUM  
Harmanec, P., Mayer, P., Dvojhvězdy, Astronomický ústav UK, 2005, [Skripta]  
Johnson, H.L., Morgan, W.W., ApJ, 1953, 117, 313-352  
Johnson, H.L., Perkins, B., Hiltner, W.A., ApJ, 1954, 91-119  
Kjurkchieva, D., Marchev, D., Khruzina, T., et al., ASS, 2006, 306, 217-229  
Kleczek, J., Velká encyklopedie vesmíru, 2002, ISBN 80-200-0906-X, ACADEMIA  
Klepešta, J., Fotografický průzkum vesmíru, Praha, 1957, Nakladatelství ČS AV  
Knigge, Ch., Drew, J.E., ApJ, 1997, 486, 445-456  
Krzeminski, W., Walker, M., F., ApJ, 1963, 138, 146-173  
Kukarkin, B.V., MNRAS, 1977, 180, 5P-10P  
Kwee, K.K., Woerden H.van, BAN, 1956, 12, 327-328  
Linnell, A.P., 1949, Sky and Tel., 8, 166  
Linnell, A.P., 1950, HarCi, 455, 1-13  
Mikulášek, Z., Proměnné hvězdy, ÚTFA PřF MU, Brno, 2002, [Skripta]  
Mikulášek, Z., Krtička, J., Základy fyziky hvězd, ÚTFA PřF MU, Brno, 2005, [Skripta]  
Nather, R.E., Robinson, E.L., ApJ., 1974, 190, 637-651  
Petrova, A.V., Orlov, V.V., The Astronomical Journal, 1999, 117, 587-602  
Pickering, E.C., Astronomical register, 1881, 19, pp.253-256  
Quigley, R., Africano, J., PASP, 1977, 90, 445-450  
Romanishin, W., Taylor, B.W., Morris, A., et al., APPP, 1994, 56, p1-5  
Rubinstain, E.P., Patterson, J., Africano, J.L., PASP, 1991, 103, 1258-1263  
Smak, J., Acta Astron., 1972, vol. 22, 1-9  
Smak, J., Acta Astron., 1994, vol. 44, 45-58  
Smak, J., Acta Astron., 1994, vol. 44, 59-74  
Smak, J., Acta Astron., 1994, vol. 44, 257-263  
Struve, O., 1948, ApJ, 108, 153-198  
Vanýšek, V., Základy astronomie a astrofyziky, 1980, Praha, ACADEMIA  
Walker, M.F., ASP, 1953, 166, 206-207  
Walker, M.F., Herbig, G.H., ApJ, 1954, 120, 278-304  
Warner, B., Nather, E. R., MNRAS, 1972, 159, 429-444

## ELEKTRONICKÉ ZDROJE

- (e1) <http://www.quido.cz/objevy/fotografie.htm>, Objevy a vynálezy
- (e2) <http://www.math.muni.cz/xokrajek/fotoefekt.pdf>
- (e3) <http://www.optikavod.cz/vodc.htm#menu>, VOD AV ČR
- (e4) [http://chandra.harvard.edu/photo/cycle1/0065/0065\\_chart.jpg](http://chandra.harvard.edu/photo/cycle1/0065/0065_chart.jpg)
- (e5) <http://www.astrogea.org/soft/ave/introave.htm>
- (e6) <http://www.lewcook.com/SUNTime.htm>
- (e7) <http://www.aavso.org/vstar/vsots/spring04.shtml>, AAVSO

## ZDROJE DAT

- (Z1) Novák, R., Hvězdárna a planetárium M. Kopernika, Brno
- (Z2) Zejda, M., Hvězdárna a planetárium M. Kopernika, Brno
- (Z3) <http://ostrava.astronomy.cz/czstar.php>, Hvězdárna J. Palisy, Ostrava
- (Z4) <http://www.aavso.org/data/download>, AAVSO
- (Z5) [http://binaries.boulder.swri.edu/binaries/omc/UX\\_UMa\\_OC.xls](http://binaries.boulder.swri.edu/binaries/omc/UX_UMa_OC.xls), Bob Nelson's O-C files
- (Z6) <http://www.as.ap.krakow.pl/o-c/>, Kreiner, J.M., An atlas of O-C diagrams of eclipsing binary stars
- (Z7) <http://www.aavso.org/cgi-bin/tom.pl>