

PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA
MASARYKOVY UNIVERZITY

BAKALÁŘSKÁ PRÁCE

SVĚTELNÉ KŘIVKY PLANETEK

TOMÁŠ HENYCH



BRNO 2006

Tato práce se zabývá výzkumem fyzikálních vlastností planetek. Z pozorování světelných křivek planetek můžeme odvodit jejich synodickou rotační periodu a získat tak informace o dynamice a struktuře těchto objektů. Teoretická část je zaměřena na fyzikální interpretaci světelných změn planetek a jejich pozorování. Rozebrány jsou problémy, se kterými se můžeme při tomto pozorování setkat. Následuje postup pro odvození synodické rotační periody planetky z její světelné křivky a způsob konstrukce fázové křivky. V praktické části práce jsou popsána vlastní pozorování a nakonec uvedeny jejich výsledky.

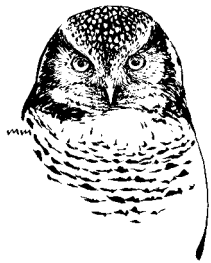
This paper deals with physical properties of the minor planets. The observation of the lightcurves reveals their synodic rotation period and thus we obtain the information about dynamics and structure of these bodies. Theoretical part of the paper describes the observation of the lightcurves and its physical interpretation. Some problems that we can face during the observation are also mentioned. The methods of lightcurve analysis and finding the synodic period are presented. In the last part of the paper the observation and its results are summarized.

Prohlašuji, že jsem bakalářskou práci vypracoval samostatně, provázen dobrými radami konzultanta i vedoucího práce a za použití uvedené literatury.

V Brně dne:

Tomáš Henych

Děkuji vedoucímu práce Filipu Hrochovi za obrovskou pomoc, téměř nekonečnou ochotu a ještě něco navíc, Lucii Jílkové za pronikavý pohled nočního dravce, kterým přehlédla tento text a v neposlední řadě Matúši Kockovi za námět na téma práce.



Surnia ulula

Obsah

1	Úvod	8
2	Co jsou planetky?	9
2.1	Rubble piles	9
2.2	Kde planetky najdeme?	10
2.3	Typy planetek	11
3	Planetky mění svou jasnost	13
3.1	Trocha historie	13
3.2	Fyzikální interpretace změn jasnosti	14
3.3	Rozdělení planetek podle rotační periody	15
4	Světelné křivky planetek	17
4.1	Diferenciální fotometrie	17
4.2	Pozorování planetek	18
4.2.1	Pozorovací podmínky	18
4.2.2	Ostření kamery	19
4.2.3	Expoziční doba	19
4.2.4	Pozorování pomocí filtrů	19
4.2.5	Fotometrie	20
4.2.6	Srovnávací hvězdy	21
4.2.7	Pointace	22
4.2.8	Některé další zásady	23
4.3	Světelné křivky z více nocí	23
4.3.1	Navazování křivek	24

4.3.2	Kalibrace křivek	24
4.3.3	Oprava na změnu vzdálenosti a fáze planetky	25
4.3.4	Výpočet rozdílů nulových bodů	25
4.3.5	Proložení trigonometrického polynomu	28
4.3.6	Sestrojení fázové křivky	29
5	Pozorování	30
5.1	Volba planetky	30
5.2	Přístroj	31
5.3	Software a předzpracování snímků	31
5.4	Jednotlivé pozorovací noci	32
6	Závěr	41
	Literatura	43

KAPITOLA 1

Úvod

Výzkum planetek patří k velmi významným oblastem moderní astronomie a astrofyziky. Veliký důraz je kladen na nalezení a popsání drah většiny planetek ve sluneční soustavě, zvláště pak těch, které by mohly potenciálně ohrozit Zemi. Nemenší význam má ale výzkum fyzikálních vlastností planetek. Pozorování jejich světelných křivek nám dává možnost zjistit informace o struktuře a dynamice těchto objektů. Ty vypovídají jednak o vývoji samotných planetek, ale také o vývoji celé sluneční soustavy. Právě planetky mohou být otisky prstů gravitačního působení Slunce a planet a mohou podat podrobné svědectví o historii sluneční soustavy. Mimoto jsou tyto znalosti užitečné při úvahách o nebezpečí, které planetky představují pro Zemi a život na ní.

Co jsou planetky?

Planetky jsou nezanedbatelnou součástí sluneční soustavy. Přestože jejich podíl na celkové hmotnosti naší soustavy je velmi malý, roli planetek při jejím vývoji nelze přehlédnout. Než se budu věnovat jejich světelným křivkám, povíme si něco o současných znalostech o stavbě a složení planetek a jejich prostorovém rozmístění ve sluneční soustavě.

2.1 Rubble piles

Jak vlastně planetky vypadají? Často se o planetkách hovoří jako o kusech skal, které obíhají ve sluneční soustavě. Představovat si planetku jako monolitický balvan by ale bylo zcela chybné. Drtivou většinu planetek totiž můžeme charakterizovat jako tzv. *rubble piles* (volně přeloženo snad hromada sutí). Název vystihuje fakt, že planetky jsou agregáty složené z více (nebo mnoha) menších kusů, které jsou vázány téměř výhradně vlastní gravitací – postrádají tedy pevnost v tahu (tensile strength). Na povrchu takového tělesa se nachází regolit, větší i menší balvany a impaktní krátery.

Právě velikost těchto kráterů je jedním z důvodů, proč nemohou být planetky monolitické – tak mocnou srážku, která vytvořila tyto krátery, by prostě nepřežily. V celistvém „balvanu“ by se totiž šířila rázová vlna, která by ho pravděpodobně rozbila na kusy a těm udělila rychlost větší než únikovou. Naproti tomu rubble pile prudký náraz velmi dobře utlumí, a i když se roz-

bije na kusy, není kolize pro planetku osudná – fragmenty jsou vyhozeny nižší než únikovou rychlostí a znovu se díky gravitaci spojí v celistvé těleso (někdy podvojně). Pro výše uvedenou teorii také hovoří fakt, že planety mají nižší hustoty než meteority, o kterých se soudí, že pocházejí právě z planetek.

2.2 Kde planety najdeme?

Teď když máme představu o tom, jak planety vypadají, pokusil bych se nastínit celkový pohled na planety ve sluneční soustavě. Nevyskytují se zde totiž zcela nahodile, ale v určitých skupinách.

Tou nejnápadnější a nejpočetnější (ovšem jen pokud jde o objevené zástupce) je *hlavní pás planetek*. Jedná se o útvar podobný toroidu (nebo jinak také americké koblize), který se rozkládá mezi drahami Marsu a Jupitera ve vzdálenostech od 2,1 do 3,27 AU od Slunce. Struktura hlavního pásu planetek je výrazně ovlivněna gravitačním působením Jupitera. Pokud jsou oběžné doby planetek v poměru malých celých čísel s jeho oběžnou dobou, uplatňuje se tzv. rezonance. Periodické gravitační poruchy Jupitera působí stabilizaci (jako v případě Trojanů) nebo destabilizaci drah planetek (Kirkwoodovy mezery v hlavním pásu planetek).

Významnou skupinou planetek jsou *blízkozemní planety* (NEA – Near-Earth Asteroids) – ty se více či méně při svém oběhu přibližují k dráze Země. Jejich velká poloosa dráhy je menší než 1,3 AU. Jistým přechodem mezi hlavním pásem planetek a těmi blízkozemními jsou tzv. *křížiči Marsu* (Mars-crossers) – na svých drahách se ke Slunci přibližují právě na 1,3 AU.

Podle parametrů drah se dají blízkozemní planety rozdělit do tří skupin, na planety typu Amor, Apollo a Aten, které jsou pojmenovány podle svých nejznámějších zástupců. Charakteristiky jejich drah vypadají následovně:

- **Amor**: perihelové vzdálenosti v rozmezí 1,017 AU a 1,3 AU (k dráze Země se přibližují jen v perihelu).
- **Apollo**: hlavní poloosa větší než 1 AU, vzdálenost v perihelu menší nebo rovna 1,017 AU (kříží dráhu Země).
- **Aten**: hlavní poloosa menší než 1 AU, vzdálenost v afelu větší nebo rovna 0,983 AU (kříží dráhu Země).

Velká pozornost je věnována blízkozemním planetkám, které se k dráze Země přibližují na vzdálenost menší než 0,05 AU a jejich absolutní magnituda je menší než 22 mag – to jsou tzv. *potenciálně nebezpečné asteroidy* (PHA – Potentially Hazardous Asteroids).

Mezi drahami Jupitera a Neptuna se pohybují *Kentaury* (prvním objeveným zástupcem je (2060) Chiron). Jsou to zvláštní tělesa, protože při průchodu perihelem v některých případech jeví slabou kometární aktivitu a jedná se tedy zřejmě o pozvolný přechod mezi planetkami a kometami.

V těchto částech sluneční soustavy se také nacházejí *objekty rozptýleného disku* (Scattered-Disk Objects), jejichž dráhy mají vysokou excentricitu a vzdálenosti v afelu dosahují stovek AU.

Pokud se vydáme ještě dále od Slunce, za dráhu planety Neptun (30 AU), narazíme na *transneptunická tělesa* (TNO – Trans-Neptunian Objects). Často se také hovoří o Edgeworthově-Kuiperově (nebo jen Kuiperově) pásu a objekty k němu naležející se označují zkratkou KBO (Kuiper Belt Objects). Jsou to dosud nejvzdálenější známá tělesa ve sluneční soustavě.

I v této skupině těles se uplňují rezonance – tentokrát v podání Neptuna. Ten rozděluje transneptunická tělesa na *Plutinos* (poměr oběžných dob je 3:2) a *Cubewanos* neboli objekty hlavního Kuiperova pásu. Existují jisté hypotézy, podle kterých jsou transneptunická tělesa vůbec nejpočetnější skupinou planetek (ačkoliv tento název už zde není zcela na místě) a jejich celková hmotnost je mnohokrát vyšší než souhrnná hmotnost planetek hlavního pásu. Kuiperův pás je také všeobecně považován za zdroj krátkoperiodických komet.

Jistou hranici sluneční soustavy by potom, pokud jde o větší hmotná tělesa, a nikoliv o fyzikální pole či sluneční vítr, mohl tvořit Oortův oblak (někdy také Öpikův-Oortův), který se pravděpodobně nachází ve vzdálenosti 50–100 tisíc AU od Slunce. Pro jeho existenci hovoří především pozorování dlouhoperiodických komet:

1. jejich dráhy nenaznačují, že by pocházely z mezihvězdného prostoru,
2. afely těchto komet leží ve vzdálenostech kolem 50 000 AU,
3. tyto komety přilétají do vnitřních částí sluneční soustavy z libovolného směru.

Ačkoliv bylo objeveno těleso, jehož vzdálenost v odsluní dosahuje téměř 1000 AU, na objev těles z Oortova oblaku se zatím stále čeká.

2.3 Typy planetek

Podle spektrálních charakteristik a albeda se dá většina planetek zařadit k následujícím třem typům:

- **Planetky typu C** (z angl. carbonaceous) mají velmi nízké albedo (0,03–0,09) a spektrální charakteristiky podobné uhlíkatým chondritům. K tomuto typu náleží asi 75 % planetek a převážně se nacházejí ve vnějších částech hlavního pásu.
- **Planetky typu S** (z angl. silicaceous) tvoří asi 17 % populace, vyskytují se hlavně ve vnitřním hlavním pásu a mají vyšší albedo (0,10–0,22). Jsou složeny ze železa, niklu a křemičitanů.
- **Planetky typu M** (z angl. metallic) jsou pravděpodobně tvořeny téměř čistým niklem a železem, jejich albedo se pohybuje v rozmezí 0,10–0,18.

Spektrální klasifikace planetek je poměrně složitá problematika a v dnešní době v podstatě neexistuje jednotný systém. Uvedené označení nemusí nutně určovat chemické složení dané planetky. Podrobnější pojednání o této problematice lze nalézt například v [2] a pramenech tam uvedených.

Planetky mění svou jasnost

V roce 1801 byla objevena první planetka, Ceres. Přibližně o rok později se objevily zprávy o nečekaných rozdílech mezi její předpovězenou a pozorovanou jasností. První systematická pozorování, která prokázala proměnnost planetek, byla uskutečněna v roce 1861. Už tehdy se objevily domněnky, že by změny jasnosti mohly být způsobeny rotací planetek nebo albedovými útvary na jejich povrchu.

3.1 Trocha historie

Mezi lety 1881 a 1889 G. Müller a H. M. Parkhurst nezávisle na sobě systematicky zkoumali 32 planetek. Přestože používali zcela odlišné metody, došli k podobnému závěru, že rozdíly jasnosti souvisejí se změnou fáze planetky nelze zanedbat. Vedle těchto změn, které jsou způsobeny geometrií dráhy, se už v roce 1901 podařilo prokázat, že planetky samy o sobě mění svou jasnost. Objev jako první publikoval E. von Oppolzer a objektem jeho zájmu byla planetka (433) Eros. Této planetce se pozorovatelé věnovali několik následujících let – podařilo se jim odvodit její periodu rotace, nicméně proměnnost amplitudy světelných změn této planetky zůstala nevysvětlena.

V roce 1924 byly světelné změny známy přibližně u 70 planetek, i když jen málo z nich mělo určenou periodu [8]. Už o 11 let později se objevily první pokusy zkoumat krátkodobé změny jasnosti planetek pomocí fotoelektrických

fotometrů, nicméně tyto snahy byly spíše ojedinělé [9]. Koncem 40. let minulého století Gerard P. Kuiper [10] zahájil systematický program, který se soustředil na objevy nových planetek, na přesné určení jasností většiny tehdy známých planetek, na pozorování jejich světelných změn, odvození rotačních period a orientace rotačních os. Tento fotografický program trval až do začátku 60. let. Později se stále více prosazovala fotoelektrická měření, která se obvykle týkala jasnějších planetek z hlavního pásu nebo blízkozemních planetek.

První pokusy o využití CCD kamer na fotometrii planetek se objevily v roce 1989 [11], nicméně už v té době bylo nashromážděno poměrně hodně dat, která umožňovala najít určité vztahy mezi velikostí planetek a jejich rotačními periodami [12]. Během 90. let se potom rozběhla celá řada programů, které se zabývají fotometrií planetek nebo jen jejich určitých skupin, např. Photometric Survey of Asynchronous Binary Asteroids v Ondřejově [13], projekt na Palmer Divide Observatory [14] a další.

3.2 Fyzikální interpretace změn jasnosti

Planetky tedy mění v průběhu času svoji jasnost. Nejnápadnější změny probíhají v dlouhodobém měřítku – během oběhu planetky kolem Slunce se mění její vzdálenost od Slunce a od pozorovatele, tedy klesá intenzita záření, které k němu od planetky přichází.

Dále se mění *fáze*¹ planetky. V důsledku toho se mění velikost plochy planetky osvětlené Sluncem, a proto také intenzita záření, které pozorujeme. Rozsah změn fáze záleží na vzdálenosti planetky od pozorovatele. Pro planetky hlavního pásu nebo vzdálenější nebude příliš velký, ale v případě blízkozemních planetek může být tento rozdíl velmi výrazný.

Vedle dlouhodobých změn jasnosti, které souvisejí především s geometrií pozorování, mění planetky svoji jasnost ještě v kratších časových intervalech typicky několika hodin. Tato proměnnost je způsobena vlastnostmi samotných planetek. Tvar planetek je obvykle nesférický a ve spojení s jejich rotací se mění velikost radiálního průmětu plochy, a tedy intenzita záření odraženého od této plochy k pozorovateli.

Další možností je, že na povrchu planetky existují oblasti s různým albedem, případně velké impaktní struktury, které při určitém osvětlení vrhají stín. Tím se opět mění intenzita záření, kterou je pozorovatel schopný zachytit. Ve všech těchto případech souvisejí světelné změny s rotací planetky.

¹ Fáze je definována jako úhel mezi směrem k pozorovateli a směrem ke Slunci, měřený od středu planetky. Obvykle se značí α .

Nemalé části populace planetek se týká ještě jedna příčina světelných změn – je to jejich podvojnost. *Světelná křivka*² má potom složitější podobu, protože přes krátkoperiodickou složku, která je obvykle způsobena rotací většího (primárního) tělesa, je přeložena ještě dlouhoperiodická složka. Ta souvisí nejčastěji s oběhem složek dvojplanetky kolem společného těžiště nebo by mohla být také způsobena rotací sekundární složky. Přítomnost průvodce se při vhodné geometrii pozorování navíc projeví výraznějšími poklesy jasnosti celého systému, které jsou způsobeny vzájemnými zatměními (v případě nenulové fáze) či zákryty.

Těmito případy se nebudu ve své práci zabývat, nicméně výzkumu takových systémů je v současné době věnována velká pozornost. Místo toho se soustředím na odvození rotační periody běžné planetky hlavního pásu. Je nutné poznamenat, že se bude jednat o periodu synodickou, která vzniká složením vlastní (siderické) rotační periody planetky s periodou oběhu Země kolem Slunce. O metodě, kterou ke zjištění rotační periody planetky použiji, pojednává kapitola 4. Ještě předtím bych se ale zabýval vztahem mezi velikostí planetky a její rotační periodou.

3.3 Rozdělení planetek podle rotační periody

Jak jsem již zmínil výše (kapitola 3.2), pohybuje se typická perioda rotace planetek (tedy krátkodobých světelných změn, které s ní souvisejí) v řádu několika hodin. Pokud jde o planetky větší než asi 50 km, dají se jejich rotační periody přibližně popsat Maxwellovým rozdělením. Rotační periody menších těles (průměr v rozmezí $\sim 0,15\text{--}50$ km) mají větší rozptyl – vyskytují se zde jak rychle, tak pomalu rotující planetky. Rotační perioda velmi pomalu rotujících těles (very slow rotators) může dosáhnout až několika desítek dní [16]. Některá mají zvláštní rotační stav – jsou to tzv. *tumbleři* (tumblers, non-principal axis rotators). Tyto asteroidy nerotují kolem svých *hlavních os*³ – jejich světelné změny jsou mnohem komplikovanější. Více o nich například v [17].

Na druhém konci spektra rotačních period nalezneme tělesa, která rotují velmi rychle – tzv. *superfast rotators* (superrychlí rotátoři). Tyto planetky mají rotační periody kratší než asi dvě hodiny (12 otoček za den), ale ve výjimečných případech může jejich perioda dosahovat jen několika minut (tj. víc než 1000 otoček za den!). Zpravidla mají tato tělesa rozměry menší než asi 150 m a nemůžeme u nich zanedbat pevnost v tahu (či ve smyku), nejedná se

² Graf závislosti jasnosti (resp. hvězdné velikosti) na čase. Podrobněji viz kapitola 4.1.

³ Hlavní osy můžeme definovat tak, že momenty setrvačnosti k nim vztažené jsou diagonální prvky tenzoru setrvačnosti.

tedy o rubble piles (ty by tak rychlou rotaci zřejmě nepřežily kvůli odstředivé síle). Existují i větší tělesa s takto rychlými rotacemi (např. 2001 OE84, [18]), nicméně ta jsou spíše výjimkou.

KAPITOLA 4

Světelné křivky planetek

Změny jasnosti planetek, způsobené jejich nesférickým tvarem nebo albedovými útvary na jejich povrchu, je možné pozorovat i pomocí menších dalekohledů vybavených nějakou fotografickou technikou, CCD kamerou nebo třeba fotoelektrickým fotometrem. Ve výjimečných případech, kdy je amplituda změn dostatečně velká – ojediněle může dosáhnout i dvou magnitud – se dají pozorovat i vizuálně.

4.1 Diferenciální fotometrie

V případě použití fotoelektrických přístrojů (CCD kamery jsou dnes asi nejčastějším případem) je vhodnou technikou ke zjišťování průběhu jasnosti nějakého objektu *diferenciální fotometrie*. Ta spočívá v měření nikoliv instrumentální magnitudy našeho objektu, nýbrž rozdílu magnitud planetky a vhodné srovnávací hvězdy, tedy:

$$\Delta m = m_{\text{pl}} - m_{\text{srov}} = -2,5 \log \frac{F_{\text{pl}}}{F_{\text{srov}}}, \quad (4.1)$$

kde m_{pl} a m_{srov} jsou hvězdné velikosti planetky a srovnávací hvězdy, F_{pl} , resp. F_{srov} toky záření od těchto objektů a \log je dekadický logaritmus. Po standardní redukcí snímků se výsledné rozdíly hvězdných velikostí vynesou

do grafu v závislosti na čase, který se obvykle udává v juliánských dnech a jeho zlomcích. Takový graf potom nazýváme *světelná křivka*.

Diferenciální fotometrie má v tomto případě oproti klasické fotometrii ve standardním systému hvězdných velikostí několik výhod. V první řadě zmírňuje vliv měnících se pozorovacích podmínek během noci, především přechodu oblačnosti, ale také poklesu pozorovaných objektů k obzoru a tedy zvětšující se extinkce. Obvykle nastává případ, kdy je oblačností zakryto celé zorné pole CCD kamery a pokles jasnosti se tedy týká všech pozorovaných objektů. Jde-li o barevnou extinkci, tak za předpokladu, že pozorujeme v některém fotometrickém filtru, bývá rozdíl v extinkci pro různě barevné objekty poměrně malý. V neposlední řadě je tato metoda poněkud tolerantnější k mírně rozostřeným snímkům (např. vlivem nedokonalého vedení dalekohledu za hvězdami).

4.2 Pozorování planetek

Nyní víme, jakou metodu použijeme pro získání světelné křivky planety – z té potom odvodíme její rotační periodu. Nejdříve by však bylo vhodné zmínit se o faktorech, které ovlivňují naše pozorování a také o některých zásadách, kterými je dobré se řídit při přípravě na pozorování. Uvedené zkušenosti jsem získal především při návštěvě AsÚ AV ČR v Ondřejově [19] a při svém pozorování. Pokusím se, aby byl tento výčet co nejúplnější, a aby mohl mimo jiné sloužit jako stručný návod na pozorování světelných křivek planetek.

4.2.1 Pozorovací podmínky

Nejdříve bych se věnoval pozorovacím podmínkám. Většinou klademe na naše pozorování určité požadavky na přesnost. Pokud jsou průměrné atmosférické podmínky, je dobré se věnovat jasnějším planetkám, u kterých bude fotometrie zatížena menšími náhodnými chybami. Slabší objekty se dají pozorovat za lepších podmínek. Jestliže se během noci nevyskytuje žádná oblačnost, je vhodné věnovat část pozorovacího času navazování křivek a při výjimečné kvalitě ovzduší potom kalibraci těchto křivek vůči standardnímu systému.

Kvalitu podmínek můžeme sledovat například tak, že si budeme vynášet instrumentální magnitudu nějaké neproměnné hvězdy v závislosti na čase a ta nebude jevit nějaké výraznější odchylky od průběhu, daného výhradně atmosférickou extinkcí. V městských a příměstských podmínkách celou věc komplikuje znečištění atmosféry, klasické i světelné.

4.2.2 Ostření kamery

Správné zaostření kamery nemá na fotometrii zásadní vliv, nicméně pokud pozorujeme velmi slabé objekty, docílíme zaostřením kamery většího poměru signálu k šumu a v případě, že pořizujeme naše data také k astrometrickým účelům – to se týká především blízkozemních a nově objevených planetek – má zaostření kamery velký vliv na přesnost astrometrie.

4.2.3 Expoziční doba

Vhodná expoziční doba je další věc, které je třeba věnovat pozornost. Pokud chceme dosáhnout určité přesnosti ve fotometrii, je nutné mít u zkoumaných objektů dostatečný poměr signálu k šumu. Ten roste s druhou odmocninou expoziční doby. U CCD snímků musíme ale kontrolovat to, aby se zaznamenané hodnoty intenzit pohybovaly v oblasti, kdy je odezva čipu lineární (u většiny kamer tak polovina rozsahu).

Komplikací typickou pro fotometrii planetek je to, že se pohybují vůči hvězdnému pozadí. Pokud by byla expozice příliš dlouhá, nezobrazí se jako body, nýbrž jako úsečky. To by znesnadnilo fotometrii takového objektu.

Vhodnou délku expozice můžeme odhadnout následujícím způsobem. Budeme požadovat, aby obraz planety byl podobný obrazu hvězd v zorném poli. Ten má průběh dvourozměrného maxima (PSF – Point Spread Function) o pološířce závislé na aktuálních podmínkách – značíme ji $FWHM$ a obvykle se udává v obloukových vteřinách. Expoziční doba v minutách bude t_{exp} a vlastní pohyb planety po hvězdné obloze a ve vteřinách za minutu. Platí:

$$t_{\text{exp}} \leq \frac{FWHM}{a}. \quad (4.2)$$

U planetek hlavního pásu není ani v opozici vlastní pohyb příliš výrazný, obvykle nepřesahuje jednu dvě vteřiny za minutu. Naproti tomu u blízkozemních planetek může být mnohem vyšší a výsledné expozice potom mohou vycházet třeba jen 20 sekund.

Další problém může nastat u již zmiňované skupiny planetek – tzv. super-fast rotators (viz kapitola 3.3). Výjimečně může jejich perioda dosahovat jen několika minut a při tak rychlé rotaci už je nutné dobře uvážit délku expozice tak, aby nedocházelo ke zkreslení (vyhlazování) světelné křivky. Podrobněji viz [20].

4.2.4 Pozorování pomocí filtrů

Na řadu přichází otázka, jestli pozorovat pomocí fotometrických filtrů či nikoliv. Použití filtru znamená poměrně citelný úbytek světla a tedy zmenšení

fotometrického dosahu našeho přístroje (zvláště pokud máme k dispozici menší dalekohled). Chceme-li naše pozorování použít k odvození absolutní magnitudy H a fázového parametru G (slope parameter, viz kapitola 4.3.3) nebo přispět ke zjištění orientace rotační osy v prostoru, je nutné naše pozorování zkalibrovat vůči standardnímu systému hvězdných velikostí a tehdy je použití filtru nezbytné. Naše data totiž musí být porovnatelná s daty jiných pozorovatelů. Použití filtrů má ještě jednu výhodu – omezuje vliv barevné extinkce na přesnost našich dat.

4.2.5 Fotometrie

O výhodách diferenciální fotometrie jsem psal výše. Nyní bych se zabýval přímo způsobem, jak z CCD snímku získat informaci o hvězdné velikosti daného objektu. V zásadě máme dvě možnosti, jak to udělat – aperturní a profilovou fotometrii.

Aperturní fotometrie

Tato metoda spočívá v sečtení hodnot intenzit zkoumaného objektu zaznamenaných v jednotlivých pixelech snímku vymezených clonkou (aperturou) určité velikosti kolem pixelu s nejvyšší intenzitou (nebo přesněji, kolem váženého středu našeho objektu). Clonka bývá zpravidla kruhová. Od součtu intenzit v jednotlivých pixelech se ještě odečte průměrná hodnota pozadí B , kterou obvykle získáme zprůměrováním hodnot pozadí z mezikruží kolem objektu.

Instrumentální hvězdnou velikost vypočteme pomocí Pogsonovy rovnice (i a j jsou souřadnicové indexy jednotlivých pixelů snímku, I hodnota intenzity v těchto pixelech, m_0 konstanta charakterizující škálu hvězdných velikostí a naši pozorovací soustavu a log dekadický logaritmus):

$$m = m_0 - 2,5 \log \sum_{i,j} (I_{ij} - B). \quad (4.3)$$

Aperturní fotometrie se používá u snímků, které nezobrazují příliš hustá hvězdná pole. Máme tedy zaručeno, že v clonce, ve které signál sčítáme, se nachází vždy jen jeden objekt. Výhodné je, že se aperturní fotometrie poměrně snadno programuje, není příliš výpočetně náročná a přitom ve většině případů dává velmi dobré výsledky.

Profilová fotometrie

Druhou meodu zjištění hvězdné velikosti využijeme v případě, kdy se planetky pohybují hustšími hvězdnými poli. Profilová fotometrie využívá PSF

(Point Spread Function) – ta charakterizuje, jak se na CCD čipu (nebo třeba fotografické desce) zobrazí bodový světelný zdroj (hvězdy sice nejsou bodové zdroje světla, ale kvůli jejich velkým vzdálenostem je za ně můžeme považovat). Tuto funkci proložíme obrazy hvězd na snímku a pak ji zintegrujeme – jde vlastně o objemový integrál z PSF.

Ve srovnání s aperturní dává profilová fotometrie spolehlivější výsledky v případě, kdy se obrazy hvězd překrývají a jsou vzájemně kontaminovány – tak je tomu u kulových hvězdokup, některých otevřených hvězdokup nebo třeba poblíž galaktické roviny. Nevýhodou této metody je její vyšší výpočetní náročnost.

Pro naše účely bude dostatečně přesné použití aperturní fotometrie, která se většinou využívá při diferenciální fotometrii objektů s podobnou jasností.

Velikost clonky

Měli bychom ještě diskutovat otázku volby velikosti clonky, kterou budeme pro zjištění jasnosti používat. Pokud zvolíme příliš malou clonku, dojde ke zkreslení výsledků, protože z hvězdy (planetky) vybereme jen část okolo jejího maxima, která se bude snímek od snímku měnit (vliv zemské atmosféry, zobrazovací soustavy) a tedy naše data budou mít větší rozptyl. Pokud bude clonka naopak příliš velká, budou data více ovlivněna šumem zaznamenaným na snímku. Navíc riskujeme, že do clonky zahrneme obraz nějaké blízké hvězdy a opět dojde ke zkreslení výsledku.

Na průchod planetky kolem hvězd musíme vůbec dávat pozor. Výsledná světelná křivka by potom mohla obsahovat rysy, které nesouvisí se změnami jasnosti planetky. Optimální velikost clonky zjistíme například tak, že si vykreslíme rozdíl magnitud dvou neproměnných hvězd pro různě velké clonky a zvolíme tu, pro kterou je rozptyl hodnot nejmenší. Pokud pozorujeme objekty v úzkém rozsahu jasností, je možné zvolit jednu clonku napevno a to především kvůli homogenitě dat.

4.2.6 Srovnávací hvězdy

Výběr srovnávacích hvězd je v případě použití diferenciální fotometrie poměrně zásadní. V první řadě se nesmí jednat o proměnné hvězdy. Pokud by byla srovnávací hvězda krátkoperiodická proměnná, projevila by se tato skutečnost ve světelné křivce planetky a to by mohlo vést k mylným výsledkům. V případě, že by šlo o dlouhoperiodickou proměnnou hvězdu, světelné křivky planetky z jednotlivých nocí by nebyly deformované. Později, při navazování křivek, by to ale mohlo způsobit nepříjemné komplikace.

Jak tedy poznáme, že se jedná o proměnnou hvězdu? Použijeme stejnou metodu, jako při zkoumání jasnosti planetky – diferenciální fotometrii. Vedle srovnávací hvězdy vybereme na snímku kontrolní hvězdy a vůči nim vykreslíme světelnou křivku srovnávací hvězdy. Grafem můžeme proložit přímkou a pokud je její směrnice rovna nule (na úrovni chyby proložení) je srovnávací hvězda pravděpodobně neproměnná.

Druhá možnost je, že by i kontrolní hvězda byla proměnnou s velmi podobnou periodou. Proto stejnou metodou porovnáváme srovnávací hvězdu s více kontrolními hvězdami (obvykle tak se čtyřmi nebo s pěti) a ty porovnáváme i navzájem. Tímto způsobem tedy můžeme vyloučit krátkodobou proměnnost srovnávací hvězdy, ale jak bychom zjistili, že se jedná o dlouhoperiodickou proměnnou hvězdu?

To je možné prověřit například při navazování světelných křivek planetky z jednotlivých nocí. Obvykle je provádíme v jinou noc, než pozorování samotné planetky. Když si tedy při navazování vykreslíme světelnou křivku srovnávací hvězdy vůči stejným kontrolním hvězdám, měli bychom dostat stejné hodnoty rozdílu hvězdných velikostí těchto hvězd. V případě, že tomu tak není, je některá z hvězd pravděpodobně dlouhoperiodická proměnná.

Pokud je to možné, měly by být srovnávací a kontrolní hvězdy o jednu až dvě magnitudy jasnější než planetka. Určení jejich jasnosti má potom menší chybu než u planetky a přispívá tak méně k celkové chybě ve světelné křivce planetky.

Samozřejmě nesmí být tyto hvězdy příliš jasné, maximální hodnoty jejich intenzit nesmí přesáhnout oblast, ve které je odezva CCD čipu lineární (obvykle tak polovina jeho rozsahu). V případě že provádíme aperturní fotometrii (což je asi nejčastější případ), nesmí být obrazy srovnávacích a kontrolních hvězd kontaminovány.

4.2.7 Pointace

Přesná pointace se pozitivně projeví na přesnosti fotometrie. Jednotlivé pixely CCD čipu mají poněkud odlišnou citlivost, a i když provádíme korekci flatfieldem, způsobí pohyb hvězd po snímku větší rozptyl hodnot jejich jasností. Jistou komplikací je pohyb planetky po snímku – to poněkud ztěžuje technické provedení její fotometrie. Řešení tohoto problému jsou v zásadě dvě.

V první situaci pointujeme na některou z hvězd na snímku a planetka se víceméně lineárně pohybuje mezi hvězdami. Fotometrický software musí být potom schopný tento objekt, který snímek od snímku mění svoji polohu, nalézt a provést jeho fotometrii. Druhou možností je, že budeme pointovat na planetku – potom se mezi jednotlivými snímky mění poloha hvězd. Při

svém pozorování jsem zvolil druhou variantu, a na fotometrii použil software (*MuniPack*, jehož autorem je Filip Hroch, [21]), který byl schopný se s tímto problémem vyrovnat.

4.2.8 Některé další zásady

Objekty, u kterých budeme provádět fotometrii, by neměly ležet příliš blízko okraje snímku ani v místech, kde se na CCD snímku nachází nějaké nehomogenity (např. prachová zrna na krytu čipu apod.). Ty se sice odstraní pomocí flatfieldu, ale tato korekce nemusí být úplně dokonalá. Pokud na snímku po podělení flatfieldem zůstane nějaký gradient v pozadí, je možné ho odstranit například tak, že pozadím snímku proložíme plochu, kterou potom snímek podělíme nebo nahradíme hodnoty pozadí jejich mediánem z oblasti o zvolené velikosti (dají se tak odstranit různě velké nehomogenity).

Mimoto je dobré kontrolovat kvalitu snímků, tak abychom ze světelné křivky vyloučili nápadně vybočující body. Ty mohou být způsobeny řadou skutečností – rozmazanými snímky, přelety družic a letadel, kosmíky, hotpixely, které se nepodařilo odečíst atd.

4.3 Světelné křivky z více nocí

Pro sledování planety, jejíž typická perioda rotace je několik hodin, se obvykle pořizuje série snímků až do té doby, kdy není pokrytá celá světelná křivka nebo alespoň její velká část. Vyhne se tak nejednoznačným řešením při hledání periody rotace.

Tento proces může trvat i několik nocí nebo se to nemusí podařit vůbec – to v případě velmi pomalu rotujících planetek nebo planetek, jejichž perioda koliduje s periodou pozorování (typicky jeden den). Může se stát, že je tato perioda například 24 hodin a pozorovatel potom sleduje planetku přibližně ve stejné rotační fázi jako minulou noc. To lze vyřešit změnou doby pozorování nebo například požádat o pomoc stanici s jinou zeměpisnou délkou.

I v případě, že se podaří pokrýt světelnou křivku planety během jediné noci, je dobré udělat totéž noc následující a to kvůli vyloučení systematických chyb v pozorování.

Kvůli vlastnímu pohybu planety není obvykle možné použít jedinou srovnávací hvězdu (u blízkozemních planetek toto nemusí být splněno ani během jedné noci). Znamená to, že diferenciální magnitudy z jednotlivých nocí mají jiný nulový bod. Pokud chceme tedy odvodit periodu rotace a získat výslednou *fázovou světelnou křivku* (na vodorovné ose je místo času rotační fáze planety, podrobněji viz kapitola 4.3.6), je nejdříve nutné jednotlivé svě-

telné křivky buď navázat vůči jedné referenční hvězdě nebo zkalibrovat vůči standardnímu systému hvězdných velikostí.

V případě, že není z nějakého důvodu možné provést navazování křivek (nevhodné pozorovací podmínky, hvězdné pole už není z daného místa pozorovatelné a fázovou křivku bychom potřebovali mít již nyní), je možné rozdíly nulových bodů jednotlivých křivek vypočítat. To je i způsob, který jsem nakonec použil ve své práci a který je shrnut v kapitole 4.3.4.

4.3.1 Navazování křivek

Pokud jsou vhodné pozorovací podmínky, měli bychom věnovat část pozorovacího času navazování světelných křivek. Na obloze by neměla být žádná oblačnost, nicméně není nutné, aby byly zcela výjimečné podmínky, které jsou potřeba na kalibraci (viz později).

Pole se srovnávacími hvězdami použitými při diferenciální fotometrii planetky by měla být dost vysoko nad obzorem, aby se zmenšil vliv atmosférické extinkce. Všechna pole se srovnávacími hvězdami z jednotlivých nocí nafotíme dvakrát a to kvůli vyloučení chyb způsobených například přechodem obtížně rozpoznatelné oblačnosti. Na každém snímku zjistíme instrumentální magnitudu příslušné srovnávací hvězdy a rozdíly těchto magnitud potom vztahujeme k jednomu referenčnímu snímku, tak abychom se vyhlili nakupení chyb. Rozdíly skutečných jasností hvězd odpovídají rozdílům instrumentálních jasností za předpokladu, že je opravíme o extinkci.

4.3.2 Kalibrace křivek

Na kalibraci světelných křivek jsou na běžných pozorovacích stanovištích vhodné podmínky jen párkrát do roka. Obloha by měla být zcela bezoblačná. Pro kalibraci hvězdných velikostí srovnávacích hvězd se obvykle používají Landoltova kalibrační pole [24]. Jestliže máme pečlivě navázaná pole se srovnávacími hvězdami, je možné zkalibrovat jen jedno a ostatní už jsou v rámci přesnosti také zkalibrována.

Vybereme vhodné kalibrační pole, které je přibližně ve stejné výšce nad obzorem jako pole, které chceme zkalibrovat a potom je obě nafotíme (opět je vhodné udělat alespoň dvě expozice každého pole). Pak už stačí nalézt rozdíl hvězdných velikostí standardní hvězdy z Landoltova pole a naší srovnávací hvězdy (zde je nezbytné obě opravit o extinkci, aby se do výsledku nezanášely další chyby) a kalibrace je hotová.

4.3.3 Oprava na změnu vzdálenosti a fáze planety

Jestliže pozorování probíhá déle než několik po sobě jdoucích nocí, musíme počítat se změnou průměrné jasnosti planety v důsledku změny její vzdálenosti od Země a od Slunce a také v souvislosti se změnou její fáze α (definice fáze viz kapitola 3.2). K popisu takových změn se obvykle používá tzv. HG-systém (HG-magnitude system). H označuje absolutní magnitudu planety a G fázový parametr (slope parameter). Průměrnou pozorovanou V magnitudu můžeme vyjádřit jako:

$$V_{\text{obs}} = H(\alpha) + 5 \log(r\Delta), \quad (4.4)$$

kde r je vzdálenost planety od Slunce, Δ je její vzdálenost od Země a $H(\alpha)$ je redukovaná hvězdná velikost. Vypočte se pomocí fázového zákona:

$$H(\alpha) = H - 2,5 \log((1 - G)\Phi_1(\alpha) + G\Phi_2(\alpha)), \quad (4.5)$$

přičemž fázový parametr G slouží jako váhový parametr dvou fázových funkcí $\Phi_1(\alpha)$ a $\Phi_2(\alpha)$. Problematika poněkud přesahuje rámec této práce, navíc jsem se rozhodl opravu nakonec nepoužít, uvádím ji zde pro úplnost. Oprava by se projevila jen posunem nulových bodů světelných křivek. Podrobnější popis těchto funkcí, stejně jako metodu výpočtu absolutní magnitudy a fázového parametru, je možné nalézt např. v [23].

4.3.4 Výpočet rozdílů nulových bodů

Vycházím z toho, že máme C světelných křivek z jednotlivých nocí. Nejdříve předpokládejme, že data neobsahují systematické chyby a soustředíme se na jejich náhodný šum.

Předpokládejme dále, že jednotlivé body každé křivky c jsou zatíženy stejnou chybou σ_c . Křivky rozdělíme do B_c ekvidistantních časových intervalů a spočteme průměrnou magnitudu m_{bc} v těchto intervalech (každý interval b obsahuje P_{bc} bodů):

$$m_{bc} = \frac{\sum_{p=1}^{P_{bc}} m_{pbc}}{P_{bc}}, \quad P_{bc} > 0, \quad b = 1, \dots, B_c. \quad (4.6)$$

Cílem je najít takový počet intervalů B_c , pro který můžeme zanedbat rozdíly hvězdných velikostí uvnitř intervalu, ale zároveň musí být takový, abychom měli dostatek těchto intervalů s víc než jednou hodnotou. Rozptyl hodnot

uvnitř intervalu je:

$$\sigma_c^2 = \frac{\sum_{b=1}^{B_c} \sum_{p=1}^{P_{bc}} (m_{pbc} - m_{bc})^2}{\nu}, \quad (4.7)$$

kde ν je počet stupňů volnosti pro intervaly s více než jednou hodnotou:

$$\nu = \sum_{b=1}^{B_c} \max(0, P_{bc} - 1). \quad (4.8)$$

Začneme s $B_c = 1$ a zdvojnásobujeme B_c až do té doby, dokud F-test neukáže, že další zvětšování B_c už nevede k zlepšení přesnosti. Matematicky zapsáno spočteme:

$$\chi^2 = \sum_{b=1}^{B_c} \sum_{p=1}^{P_{bc}} (m_{pbc} - m_{bc})^2, \quad (4.9)$$

a zvětšujeme n (přičemž platí $B_c = 2^n$), dokud hodnota

$$F = \frac{\chi_n^2 - \chi_{n+1}^2}{\nu_n - \nu_{n+1}} \bigg/ \frac{\chi_{n+1}^2}{\nu_{n+1}} \quad (4.10)$$

neklesne pod 0,9. Tehdy jsme dosáhli časového rozlišení, obsahujícího všechny podstatné změny jasnosti a další informace už zanikají v náhodném šumu.

Nyní tedy můžeme přistoupit k samotnému výpočtu rozdílů nulových bodů světelných křivek Δ_c pro $c = 1, \dots, C$. Pokud je to možné, měli bychom mít k dispozici světelné křivky, které pokrývají úplně nebo z větší části celou periodu rotace planetky. Dále by tyto křivky neměly být pořizovány během příliš dlouhého období, kdy už dojde k větší změně geometrie pozorování (změní se směr odkud se díváme na planetku a tedy dojde ke změně amplitudy světelných změn, což komplikuje navazování křivek).

Rozdělíme celou periodu rotace na B ekvidistantních intervalů. B můžeme vypočítat jako geometrický průměr hodnot B_c jednotlivých křivek (geometrický průměr ale není jediná možnost, bylo by také možné vzít například nejvyšší hodnotu B_c). Standardní odchylku pro každý interval b s P_{bc} hodnotami vypočteme jako:

$$\sigma_{bc} = \frac{\sigma_c}{\sqrt{P_{bc}}}, \quad b = 1, \dots, B, \quad c = 1, \dots, C. \quad (4.11)$$

Označení je stejné jako v předchozí části, jen se teď vztahuje k novému dělení rotační periody. Pro každý interval b musí platit, že posunuté průměrné hodnoty jasností $m_{bc} + \Delta_c$, $c = 1, \dots, C$, by měly co nejlépe souhlasit s hodnotou

f_b složené křivky v intervalu b :

$$f_b = \frac{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2} (m_{bc} + \Delta_c)}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}}, \quad b = 1, \dots, B. \quad (4.12)$$

Znamená to, že rozdíly nulových bodů jednotlivých křivek dostaneme minimalizací funkce:

$$\chi_S^2 = \sum_{b=1}^B \sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2} (m_{bc} + \Delta_c - f_b)^2, \quad (4.13)$$

což vede na normální rovnice, které můžeme zapsat v maticové podobě jako:

$$\begin{pmatrix} \sum_{b=1}^B \left(\frac{1}{\sigma_{b1}^2} - \frac{\frac{1}{\sigma_{b1}^2} \frac{1}{\sigma_{b1}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} \right) & -\sum_{b=1}^B \frac{\frac{1}{\sigma_{b1}^2} \frac{1}{\sigma_{b2}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} & \dots & -\sum_{b=1}^B \frac{\frac{1}{\sigma_{b1}^2} \frac{1}{\sigma_{bC}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} \\ -\sum_{b=1}^B \frac{\frac{1}{\sigma_{b2}^2} \frac{1}{\sigma_{b1}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} & \sum_{b=1}^B \left(\frac{1}{\sigma_{b2}^2} - \frac{\frac{1}{\sigma_{b2}^2} \frac{1}{\sigma_{b2}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} \right) & \dots & -\sum_{b=1}^B \frac{\frac{1}{\sigma_{b2}^2} \frac{1}{\sigma_{bC}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ -\sum_{b=1}^B \frac{\frac{1}{\sigma_{bC}^2} \frac{1}{\sigma_{b1}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} & -\sum_{b=1}^B \frac{\frac{1}{\sigma_{bC}^2} \frac{1}{\sigma_{b2}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} & \dots & \sum_{b=1}^B \left(\frac{1}{\sigma_{bC}^2} - \frac{\frac{1}{\sigma_{bC}^2} \frac{1}{\sigma_{bC}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} \right) \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \Delta_1 \\ \Delta_2 \\ \vdots \\ \Delta_C \end{pmatrix} \\ = \begin{pmatrix} \sum_{b=1}^B \frac{1}{\sigma_{b1}^2} \left(\frac{\sum_{c=1}^C \frac{m_{bc}}{\sigma_{bc}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} - m_{b1} \right) \\ \sum_{b=1}^B \frac{1}{\sigma_{b2}^2} \left(\frac{\sum_{c=1}^C \frac{m_{bc}}{\sigma_{bc}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} - m_{b2} \right) \\ \vdots \\ \sum_{b=1}^B \frac{1}{\sigma_{bC}^2} \left(\frac{\sum_{c=1}^C \frac{m_{bc}}{\sigma_{bc}^2}}{\sum_{c=1}^C \frac{1}{\sigma_{bc}^2}} - m_{bC} \right) \end{pmatrix}. \quad (4.14)$$

Tato soustava nemá jednoznačné řešení, nicméně abychom je dostali, stačí položit $\Delta_C = 0$ a snížit tak řád soustavy rovnic o jedna.

Nyní už stačí přičíst k hodnotám jednotlivých křivek právě vypočtené konstanty a můžeme přistoupit k další části naší analýzy světelné křivky – proložení trigonometrického polynomu metodou nejmenších čtverců a zjištění synodické rotační periody planety.

4.3.5 Proložení trigonometrického polynomu

Rotační periodu planety zjistíme tak, že body světelných křivek, které jsme opravili o rozdíl jejich nulových bodů, proložíme trigonometrický polynom. Je vhodné nepracovat s relativními magnitudami, ale s lineárními jednotkami. Zářivý tok jako funkci času můžeme vyjádřit následujícím způsobem:

$$F(t) = C_0 + \sum_{n=1}^m \left[C_n \cos \frac{2\pi n}{P}(t - t_0) + S_n \sin \frac{2\pi n}{P}(t - t_0) \right], \quad (4.15)$$

kde C_0 je průměrný zářivý tok, C_n a S_n Fourierovy koeficienty n -tého řádu, P je perioda, t čas a t_0 epocha. Pro zkrácení zápisu zavedeme substituci $\varphi_p = 2\pi(t - t_0)/P$. Prokládaný polynom je řádu m , amplituda n -té harmonické funkce je:

$$A_n = \sqrt{C_n^2 + S_n^2}, \quad n = 1, \dots, m. \quad (4.16)$$

Fourierovy koeficienty vypočteme metodou nejmenších čtverců, budeme minimalizovat funkci:

$$\chi^2 = \sum_{p=1}^P \frac{1}{\sigma_{yp}^2} \left(C_0 + \sum_{n=1}^m [C_n \cos n\varphi_p + S_n \sin n\varphi_p] - F_p \right)^2, \quad (4.17)$$

kde sčítáme přes všechny datové body p , $1/\sigma_{yp}^2$ je statistická váha každého bodu a $F_p \sim 10^{-0,4m_p}$ je jeho zářivý tok (m_p je magnituda v tomto bodě). Tato funkce je lineární pro Fourierovy koeficienty C_0 , C_n a S_n , ale je nelineární pro člen $n\varphi_p = 2\pi n(t - t_0)/P$. Tuto komplikaci je možné vyřešit tak, že zvolíme pevné t_0 , budeme postupně volit periodu a počítat koeficienty C_0 , C_n , S_n z normálních rovnic (které jsou pro ně lineární). Pro zvolenou periodu a koeficienty vypočteme χ^2 a budeme hledat její minima. Pro takto nalezené hodnoty vykreslíme fázovou křivku (viz kapitola 4.3.6) s rezidui a naším cílem bude najít nejpravděpodobnější periodu, pro kterou bude součet reziduí co možná nejmenší.

4.3.6 Sestrojení fázové křivky

Abychom si udělali představu o povaze světelných změn (nejen) u planetek, je vhodné po nalezení periody světelných změn sestrojít *fázovou světelnou křivku*. Je to přehledný graf, který obsahuje všechna naše pozorování. Na vodorovné ose je místo času rotační fáze planety a na svislé zůstává diferenciální (nebo po kalibraci pozorovaná) hvězdná velikost.

K sestrojení fázové křivky potřebujeme určit jednak periodu světelných změn P (ve dnech) a jednak juliánské datum nějakého okamžiku t_0 , od kterého počítáme rotační fázi planety. U proměnných hvězd se jedná obvykle o maximum či minimum jasnosti, pro planetky pokud vím neexistuje žádná konvence a t_0 zvolíme libovolně. Rotační fázi planety v každém okamžiku t , vyjádřeném v JD , vypočteme takto:

$$\varphi = \text{frac} \left(\frac{t - t_0}{P} \right), \quad (4.18)$$

kde funkce frac je definována jako:

$$\text{frac}(x) = x - [x], \quad (4.19)$$

přítom $[x]$ je celá část čísla x . Do výsledného grafu s fázovou křivkou je vhodné vykreslit trigonometrický polynom, kterým data prokládáme a také rezidua ε_p jednotlivých datových bodů. Ta spočteme jako rozdíl hodnot zářivého toku naměřeného a vypočteného z trigonometrického polynomu proloženého daty v bodě p :

$$\varepsilon_p = F_p - F(t_p), \quad p = 1, \dots, P. \quad (4.20)$$

Rezidua se obvykle vykreslují přímo do grafu s fázovou křivkou (např. pod úroveň minima této křivky kvůli přehlednosti).

KAPITOLA 5

Pozorování

V následující kapitole už se zaměřím na popis samotného pozorování a redukce dat. Úkolem mé práce bylo napozorovat světelnou křivku planety a z ní odvodit její synodickou rotační periodu.

5.1 Volba planety

Nejdříve bych uvedl kritéria, podle kterých jsem vybíral planetku pro svou práci. Předně její průměrná jasnost se pohybovala mezi 12 a 15 magnitudami. Horní mez jsem určil tak, aby bylo možné v zorném poli nalézt vhodné srovnávací hvězdy (byť už pro takhle jasné planety to nebývá jednoduché). Dolní je dána fotometrickým dosahem použitého přístroje (viz kapitola 5.2) – ten je sice vyšší, ale cílem bylo získat data s určitou přesností (náhodné chyby, na kterých se největší měrou podílí fotonový šum, v tomto případě nepřesahovaly 0,02 mag).

Je asi vhodné začít s pozorováním planetek z hlavního pásu. Výhodou je především jejich menší vlastní pohyb a z toho vyplývající menší změna geometrie během pozorování než u blízkozemních planetek. Navíc mezi blízkozemními planetkami máme podle současných představ asi šestinovou šanci, že budeme pozorovat binární planetku, což by nebylo k úvodní analýze pozorovací metody nejvhodnější [26].

Do užšího výběru jsem zahrnul jen planety se známou periodou rotace – to umožnilo kontrolu výsledku získaného postupem prezentovaným v této práci. Navíc jsem zvolil planetku, která nebyla podezřelá z podvojnosti. Pla-

netky také musely mít dostatečnou amplitudu světelných změn, tak aby je bylo možné pozorovat i na stanovišti s horšími pozorovacími podmínkami (nicméně v tomto místě je jistá rezerva, rozptyl hodnot jasností typické pozorovací noci totiž umožňoval tuto podmínku celkem zvolnit). Nestanovil jsem konkrétní hodnotu, ale variace hvězdné velikosti na úrovni 0,1 mag by se daly pozorovat. Mimoto jsem volil cíle, které byly pozorovatelné po delší časový úsek, abych se vyrovnal s případnou nepřízní počasí (byť pozorování během delšího období přináší určité komplikace – viz kapitola 4.3).

Nakonec jsem pro období na přelomu září a října vybral z několika možných cílů planetku (714) Ulula. Jde o planetku typu S z hlavního pásu o průměru asi 39 km. Byla objevena 18. května 1911 J. Helffrichem v Heidelbergu a označena 1911 LW. Oficiální zdůvodnění jejího pojmenování se mi nepodařilo nalézt, nicméně *ulula* je latinské označení sovy a je tak pojmenován jeden druh tohoto ptáka (*Surnia ulula* – northern hawk-owl).

V době pozorování se planetka pohybovala souhvězdím Pegasa poblíž hvězdy Enif (ϵ Peg) a meridiánem procházela v první polovině noci ve výškách více než 46° nad obzorem. Její průměrná jasnost byla mezi 13,1 a 13,4 magnitudami ve vizuálním oboru [27].

5.2 Příklad

Všecká experimentální data byla získána v pozorovatelně Ústavu teoretické fyziky a astrofyziky Přírodovědecké fakulty Masarykovy univerzity [28], která se nachází v Brně na Kraví hoře (MonteBoo Observatory, MPC kód 616, [29]), v těsném sousedství Hvězdárny a planetária Mikuláše Koperníka v Brně.

Pozorovatelná je vybavena zrcadlovým dalekohledem Newtonova typu o průměru primárního zrcadla 62 cm a ohniskovou vzdáleností 2,78 m. V jeho sekundárním ohnisku je umístěna Dual CCD kamera ST-8 od SBIGu [30] s čipem KAF-1600. Jeho velikost při použití binningu 3×3 je 540×340 pixelů, zorné pole asi $17,0' \times 11,3'$ a tedy rozlišovací schopnost přibližně $2''$ na pixel. Kamera je vybavena sadou filtrů Kron-Cousinova fotometrického systému.

5.3 Software a předzpracování snímků

Ovládání dalekohledu a CCD kamery je zajištěno pomocí balíku programů *NightView*. Dalekohled se obsluhuje pomocí programu *telescope*, případně jeho grafického rozhraní *xmove*, činnost kamery řídí program *night_control*, resp. *gtnightview*. O pořizování darkframů, resp. flatfieldů se starají programy *night_darks* a *night_flats*. Autorem těchto programů je Filip Hroch [31].

Všechny snímky prošly běžnou procedurou zpracování CCD dat. Nejdříve byl od každého snímku odečten průměrný darkframe, pak byly snímky poděleny flatfieldem a tyto výsledné snímky byly dále zpracovávány. K těmto základním operacím jsem použil program *MuniPack*, jehož autorem je opět Filip Hroch [21].

Následné zpracování spočívalo ve vyrovnání pozadí snímku, aby se vyloučili nechtěné trendy ve světelné křivce planety. Korekce na různou citlivost jednotlivých pixelů CCD čipu pomocí flatfieldu není totiž dokonalá, a tak jsem použil procedury programu IRIS [32], jehož autorem je Christian Buil, a pro obzvláště odolné nehomogenity potom CL skript IRAFu [33] od Jana Skalického [34].

Poté bylo nutné vyrovnat se s vlastním pohybem planety, tak aby bylo možné bez problémů provést fotometrii. Během pořizování snímků jsem pointoval na planetku (kapitola 4.2.7), ale přesto bylo nutné ještě snímky registrovat na planetku. Ve stručnosti to znamená, že se na snímcích rozpoznají hvězdy a potom se každý snímek v nejjednodušším případě lineárně transformuje tak, aby byla planetka na každém snímku na stejné pozici. I tuto operaci jsem provedl pomocí programu IRIS.

Následovala už samotná aperturní fotometrie, provedená v *MuniPacku*. Získal jsem tedy datové soubory s jasnostmi zkoumaných objektů, které bylo možné dále zpracovat až ve výsledné světelné křivce planety z každé noci. Ty už byly očištěny od všech rušivých efektů, jak to bylo popsáno výše, v teoretické části práce (kapitola 4.2). Výsledky tohoto procesu jsou v následující kapitole 5.4.

5.4 Jednotlivé pozorovací noci

Pozorování probíhalo v pěti nocích na konci září a začátku října roku 2005. Tabulka 5.1 obsahuje seznam pozorovacích nocí, časy pozorování a počty snímků použitých nakonec k vytvoření světelné křivky. Datum noci je vždy večerní, tzn. např. datum 23. 9. 2005 označuje noc z 23. na 24. 9. 2005.

datum	čas pozorování (UTC)	počet použitých snímků
23. 9. 2005	20.05–23.54	46
25. 9. 2005	18.50–23.16	128
30. 9. 2005	19.30–22.42	91
1. 10. 2005	18.24–22.41	44
10. 10. 2005	19.20–21.29	62

TABULKA 5.1 Pozorovací noci

Při pozorování byl během všech nocí použit filtr R, expoziční doba byla první noc 120 s a zbylé noci 90 s.

V následující části bych se věnoval výsledkům pozorování z jednotlivých nocí. Ve všech případech jsem při výběru srovnávací hvězdy postupoval v souladu s kapitolou 4.2.6. V tabulce 5.2 jsou označení srovnávacích hvězd z jednotlivých nocí (označení na snímcích a v katalogu GSC2.2 [35]) a jejich přibližné jasnosti ve filtru R, jak jsou uvedeny v tomto katalogu.

Obrázky se srovnávacími hvězdami jsou součtem snímků z každé noci registrovaných na hvězdy. Planetka je tedy zobrazena jako úsečka (někdy přerušená), což je dáno jejím vlastním pohybem mezi hvězdami během pozorování. Srovnávací hvězdy jsou popsány tak, aby bylo možné se na ně v textu odkazovat.

Grafy světelných křivek z jednotlivých nocí mají na vodorovné (časové) ose modifikované juliánské datum (tzn. že od příslušného data byla odečtena

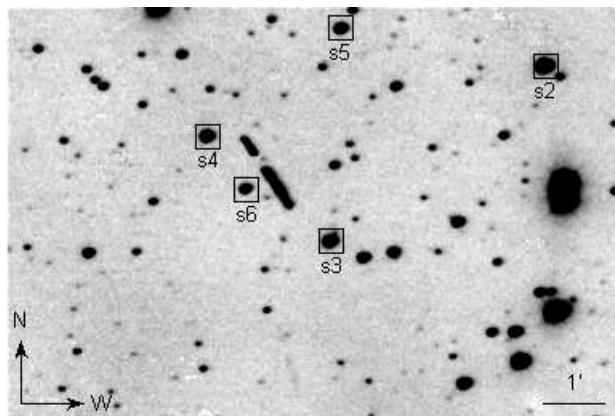
datum	označení hvězdy na snímku	katalogové označení hvězdy	jasnost srovnávací hvězdy (mag)
23. 9. 2005	s2	N0023112502	11,96±0,16
25. 9. 2005	s1	N002311214172	10,96±0,41
30. 9. 2005	s2	N002022011965	12,33±0,41
1. 10. 2005	s2	N002022011586	12,40±0,41
10. 10. 2005	s2	N0020300459	12,37±0,41

TABULKA 5.2 Označení a jasnosti srovnávacích hvězd

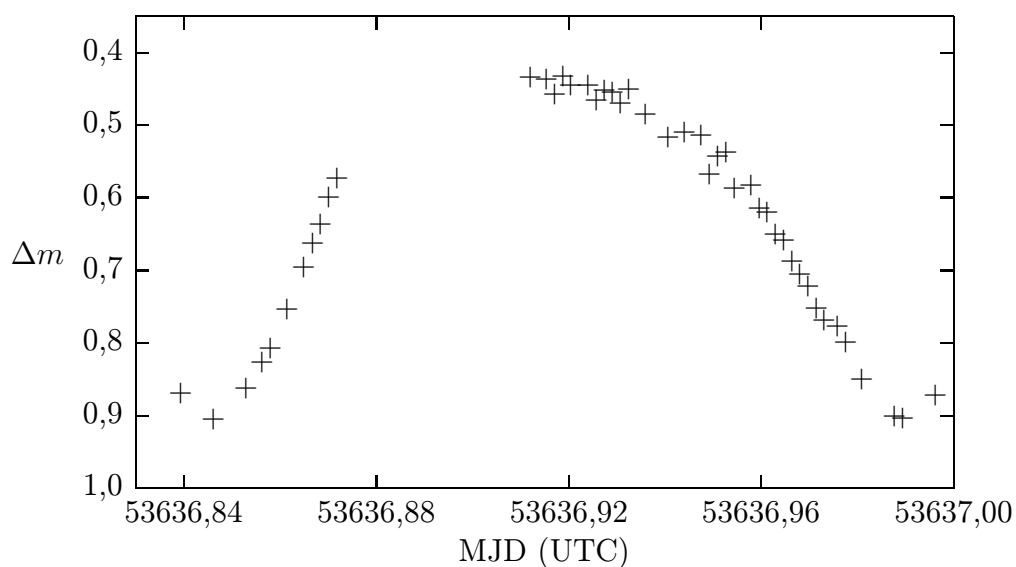
konstanta 2 400 000,5). Svislá osa má potom opačné řazení (od největších hodnot k nejmenším) a to kvůli definici diferenciální magnitudy (kapitola 4.1), tak aby maximum jasnosti planetky bylo v grafech nahoře.

Srovnávací hvězdy a světelné křivky

První noc se začalo pozorovat asi hodinu po východu Měsíce, který zrovna couval, takže se podmínky v následujících nocích zlepšovaly. Seeing byl na začátku pozorování poměrně dobrý, ale během noci se výrazně zhoršil. Přibližně v polovině pozorování procházela planetka kolem jasnější hvězdy, a proto je její světelná křivka v tomto místě přerušená. Srovnávací a kontrolní hvězdy, které jsem použil, jsou na obrázku 5.1. Světelná křivka planetky z této noci je potom na obrázku 5.2.



OBRÁZEK 5.1 Srovnávací hvězdy pro noc 23./24. 9. 2005

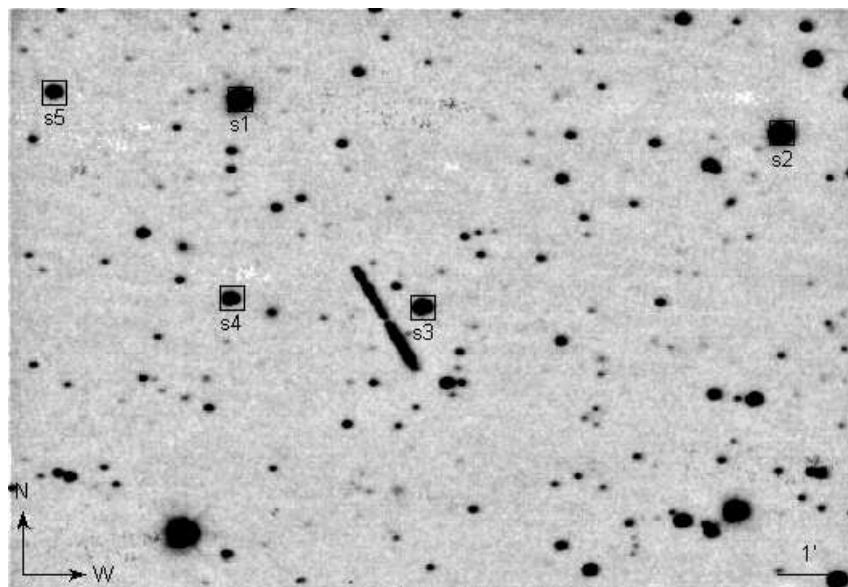


OBRÁZEK 5.2 Světelná křivka pro noc 23./24. 9. 2005

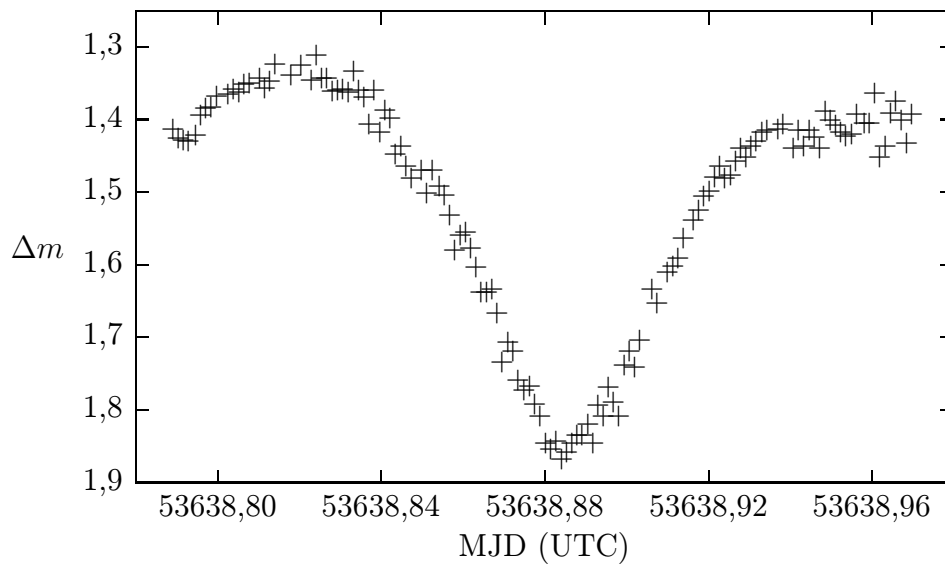
Druhá pozorovací noc z 25. na 26. 9. 2005 byla, co se pozorovacích podmínek týká, o něco kvalitnější. Celou noc byl poměrně dobrý seeing. Obrázek 5.3 ukazuje srovnávací hvězdy, světelná křivka je na obrázku 5.4.

Po pětidenní pauze se opět vyjasnilo, a tak jsme se vrátili k pozorování naší planety. Měsíc se blížil k novu a první ze dvou po sobě jdoucích nocí (30. 9./1. 10. 2005) nabídla velmi dobré pozorovací podmínky. Následující noc (1./2. 10. 2005) už byla poznamenána příchodem oblačnosti a navíc planeta procházela v blízkosti poměrně jasné hvězdy, a tak je světelná křivka jen

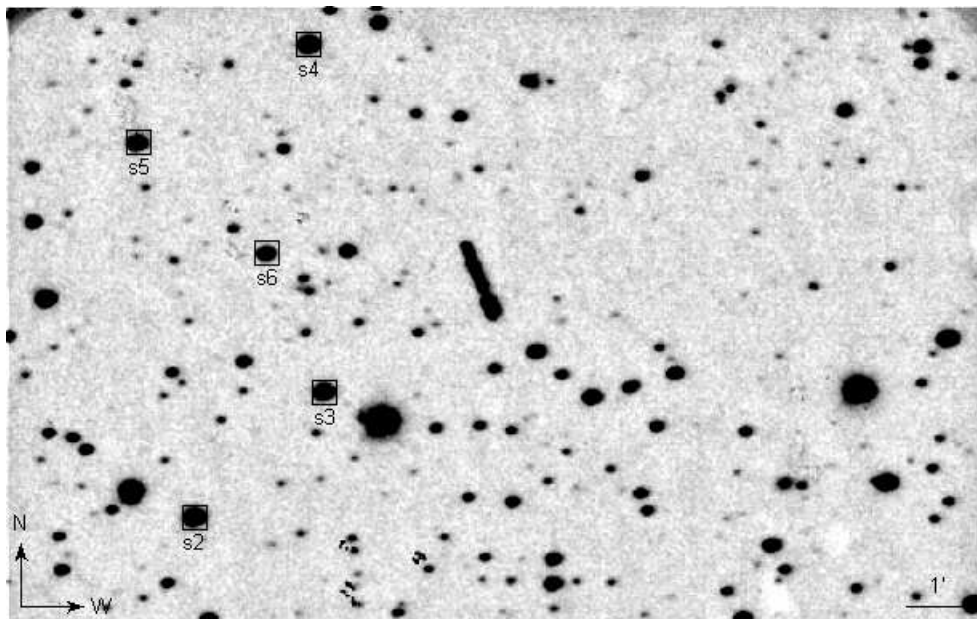
útržkovitá. Srovnávací hvězdy a světelné křivky jsou na obrázcích 5.5 a 5.6, resp. 5.7 a 5.8.



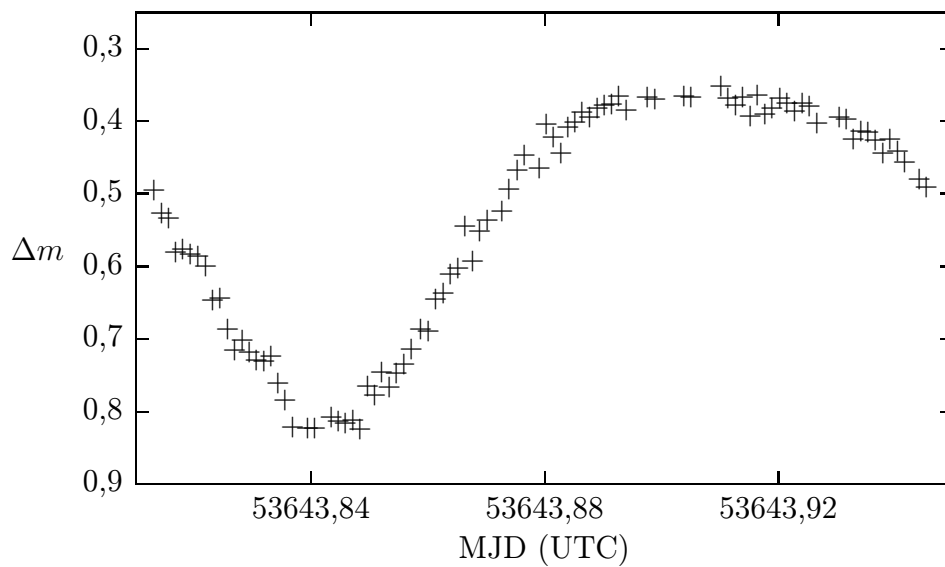
OBRÁZEK 5.3 Srovnávací hvězdy pro noc 25./26. 9. 2005



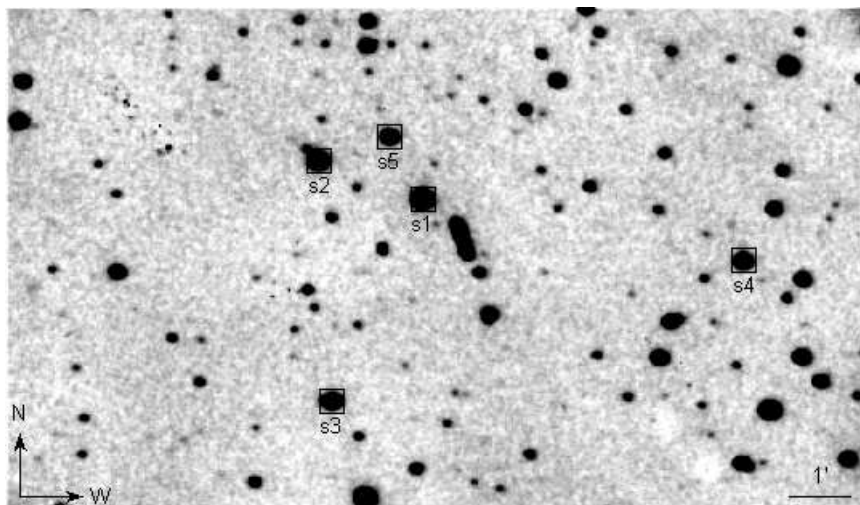
OBRÁZEK 5.4 Světelná křivka pro noc 25./26. 9. 2005



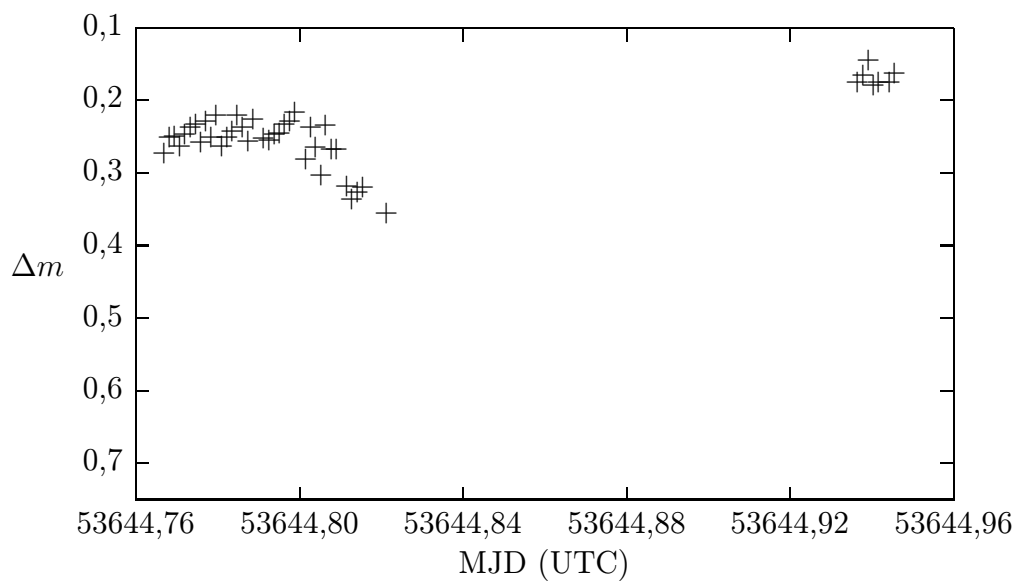
OBRÁZEK 5.5 Srovnávací hvězdy pro noc 30. 9./1. 10. 2005



OBRÁZEK 5.6 Světelná křivka pro noc 30. 9./1. 10. 2005

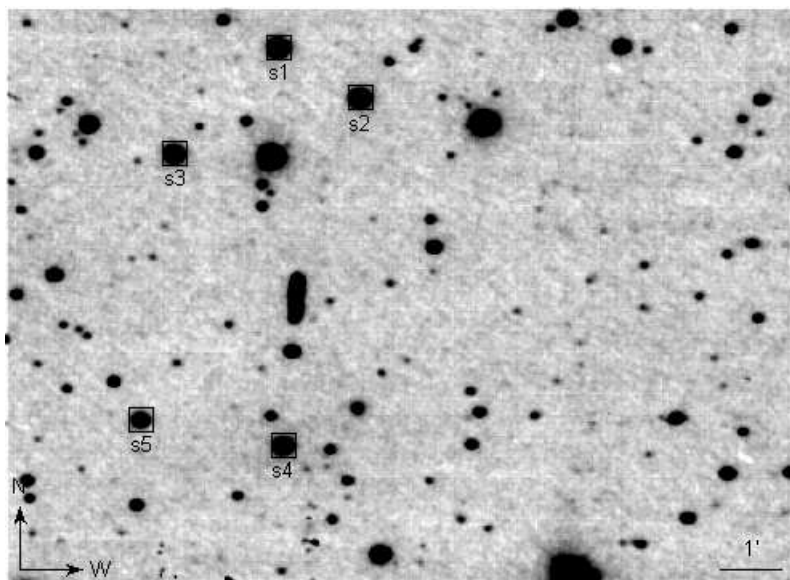


OBRÁZEK 5.7 Srovnávací hvězdy pro noc 1./2. 10. 2005

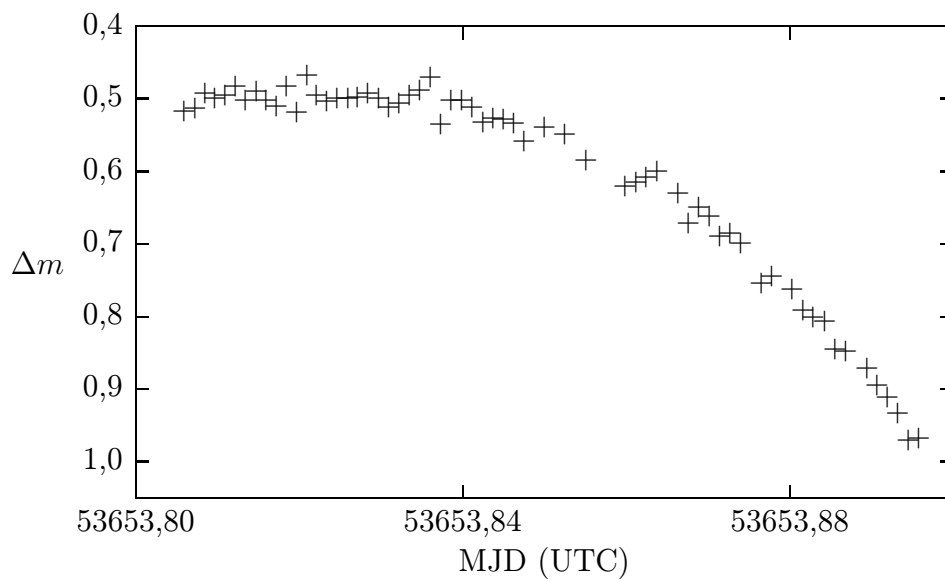


OBRÁZEK 5.8 Světelná křivka pro noc 1./2. 10. 2005

Noc z 10. na 11. 10. 2005 je poslední nocí, kdy byla planetka (714) Ulula pozorována. Podmínky byly opět velmi dobré, pozorování začalo po západu Měsíce. Pole s planetkou ukazuje obrázek 5.9, světelnou křivku obrázek 5.10.



OBRÁZEK 5.9 Srovnávací hvězdy pro noc 10./11. 10. 2005



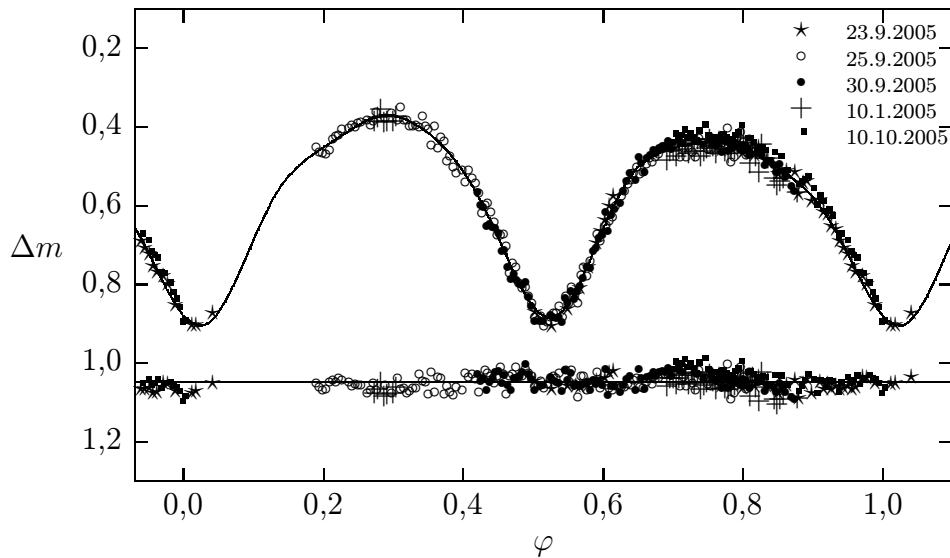
OBRÁZEK 5.10 Světelná křivka pro noc 10./11. 10. 2005

Rozdíly nulových bodů byly nalezeny v souladu s kapitolou 4.3.4. Jejich hodnoty jsou shrnuty v tabulce 5.3. Nalezené rozdíly nulových bodů byly zatíženy maximální chybou asi 0,05 mag, což je poměrně velká chyba, ale tvar křivek umožnil získat dodatečným posunem fázovou křivku s menším rozptylem hodnot. Jinak řečeno odlišný tvar primárního a sekundárního maxima křivky pomohl lépe sesadit křivky k sobě a dosáhnout tak menšího součtu reziduí při proložení trigonometrického polynomu metodou nejmenších čtverců.

datum pozorování světelné křivky	posun nulového bodu (mag)
23. 9. 2005	0,069
25. 9. 2005	-0,894
30. 9. 2005	0,140
1. 10. 2005	0,276
10. 10. 2005	0

TABULKA 5.3 Rozdíly nulových bodů jednotlivých světelných křivek vztažené k poslednímu nulovému bodu (jeho posun je tedy nulový).

Metodou uvedenou v kapitole 4.3.5 byla nalezena nejpravděpodobnější synodická perioda světelných změn ($6,9978 \pm 0,0002$) h. Tato perioda a epocha $t_0 = 53\,653,89579$ byly potom použity při konstrukci fázové křivky, která je na obrázku 5.11 (návod viz teoretická část této práce, kapitola 4.3.6).



OBRÁZEK 5.11 Fázová světelná křivka

V tabulce 5.4 jsou uvedeny vypočtené koeficienty trigonometrického polynomu obecného tvaru podle rovnice 4.15 na straně 28. Maximální užitečný stupeň polynomu pro naměřená data je šest, součet reziduí vyšel $-1,019$, r.m.s. potom $0,020$.

n	C_n	S_n
0	0,6587	
1	-0,0110	0,0297
2	0,1638	-0,1568
3	-0,0012	-0,0141
4	0,0040	-0,0604
5	0,0007	0,0005
6	-0,0067	-0,0175

TABULKA 5.4 Koeficienty trigonometrického polynomu 6. stupně, který byl proložen naměřenými daty.

KAPITOLA 6

Závěr

V závěrečné kapitole bych se věnoval výsledkům dosaženým v této práci a diskuzi jejich významu. Nakonec uvedu některé návrhy na zlepšení přesnosti pozorovaných dat.

V teoretické části je uvedena krátká charakteristika planetek, dotkl jsem se historie výzkumu jejich světelných změn a dále se zabýval interpretací těchto změn. Uvedl jsem také typické periody změn jasnosti planetek.

Dále jsem se věnoval už samotným světelným křivkám planetek, metodám jejich pozorování ale také problémům, na které můžeme při tomto pozorování narazit. V další části je uveden postup pro získání synodické rotační periody planetky z její světelné křivky (což je hlavní cíl této práce) a způsob konstrukce její fázové křivky. Poté následuje praktická část práce, kde jsou popsána vlastní pozorování a také uvedeny jejich dílčí výsledky. Nyní následuje shrnutí těchto výsledků a krátká diskuze.

Pro planetku hlavního pásu (714) Ulula jsem našel synodickou rotační periodu $(6,9978 \pm 0,0002)$ h. Tato hodnota nijak nevybočuje ze statistiky běžných rotačních period zjištěných u podobně velkých planetek. V dřívějších pracích nalezneme pro tuto planetku periodu $(7,000 \pm 0,005)$ h (fotoelektrické pozorování z roku 1983, [36]), resp. $(6,998 \pm 0,001)$ h (CCD pozorování provedené 2.–5. 8. 2005, [37]). Výsledná perioda prezentovaná v této práci je ve velmi dobré shodě se všemi dříve zjištěnými hodnotami.

Maximální amplituda světelných změn byla 0,54 mag (v obou výše citovaných pracích nalezneme hodnotu 0,55 mag). Tato hodnota amplitudy je

poměrně vysoká a velmi pravděpodobně souvisí s výrazně protaženým tvarem planetky. Díky vysoké amplitudě bylo možné bez problémů pozorovat světelnou křivku a získat rotační periodu s dostatečnou přesností.

Pro další zpřesnění našich dat bychom měli učinit několik kroků. Lepší popis by si zasloužila atmosférická extinkce (včetně barevné), nicméně ukazuje se, že atmosférické podmínky v Brně jsou v tomto směru velkou komplikací. Při výběru srovnávacích hvězd by bylo vhodné sledovat jejich barevný index (např. pomocí kontrolních snímků v jiném filtru, než jsou pořizována data pro světelnou křivku), tak aby se lépe eliminoval právě vliv barevné extinkce.

Pokud by naším cílem bylo kalibrovat data vůči standardnímu systému, museli bychom ještě navíc provést barevnou kalibraci našeho fotometrického systému, a i to je vzhledem k podmínkám v Brně velmi obtížné. Pro městské a příměstské podmínky zůstává v tomto směru vhodným cílem jen určení periody rotace bez kalibrace pozorování na standardní systém hvězdných velikostí.

Literatura

- [1] Paolicchi, P., 2005. *Rotational properties of asteroids: a tool to understand their evolution?* Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplement **6**, 110.
- [2] http://en.wikipedia.org/wiki/Asteroid_spectral_types
- [3] <http://sajri.astronomy.cz/PLANETKY/planetky.htm>
- [4] <http://www.nineplanets.org/kboc.html>
- [5] <http://www.ifa.hawaii.edu/faculty/jewitt/kb.html>
- [6] http://en.wikipedia.org/wiki/Oort_cloud
- [7] <http://cs.wikipedia.org/wiki/Planetka>
- [8] Harwood, M., 1924. *Variations in the Light of Asteroids* Harvard College Observatory Circular **269**, 1–15.
- [9] Calder, W. A., 1935. *Photoelectric Photometry of Asteroids* Harvard College Observatory Bulletin **904**, 11–18.
- [10] Groeneveld, I.; Kuiper, G. P., 1954. *Photometric Studies of Asteroids I* Astrophysical Journal **120**, 200.
- [11] French, L. M.; Binzel, R. P., 1989. *CCD photometry of asteroids* In *Asteroids II*, University of Arizona Press, Tucson, 54–65.

-
- [12] Binzel, R. P. *et al.*, 1989. *Asteroid rotation rates – Distributions and statistics* In *Asteroids II*, University of Arizona Press, Tucson, 416–441.
- [13] <http://www.asu.cas.cz/~ppravec/>
- [14] <http://www.minorplanetobserver.com/>
- [15] Pravec, P., Harris A. W., 2000. *Fast and Slow Rotation of Asteroids* Icarus **148**, 12–20.
- [16] Harris, A. W., 2002. *On the Slow Rotation of Asteroids* Icarus **156**, 184–190.
- [17] Pravec, P. *et al.*, 2005. *Tumbling asteroids* Icarus **173**, 108–131.
- [18] Pravec, P. *et al.*, 2002. *Large coherent asteroid 2001 OE84* Proceedings of Asteroids, Comets, Meteors – ACM 2002. Berlin, Germany.
- [19] Pravec, P.; Kušnirák, P.: soukromé sdělení, 2005.
- [20] Pravec, P. *et al.*, 2000. *Fast rotating asteroids 1999 TY2, 1999 SF10, and 1998 WB2*. Icarus **147**, 477–486.
- [21] Hroch, F., 1998. *Computer Programs for CCD Photometry* Proceedings of the 29th Conference on Variable Star Research, 1997. Brno, Czech Republic.
- [22] Magnusson, P.; Lagerkvist, C.-I., 1990. *Analysis of asteroid lightcurves. I. Data base and basic reduction* Astronomy and Astrophysics Supplement Series **86**, 45–51.
- [23] Lagerkvist, C.-I.; Magnusson, P., 1990. *Analysis of asteroid lightcurves. II. Phase curves in a generalized HG-system* Astronomy and Astrophysics Supplement Series **86**, 119–165.
- [24] Landolt, Arlo U., 1992. *UBVRI photometric standard stars in the magnitude range 11.5–16.0 around the celestial equator* Astronomical Journal **104**, 340–371, 436–491.
- [25] Mikulášek, Z.; Krtička, J., 2005. *Základy fyziky hvězd* ÚTFA PřF MU, Brno.
- [26] Pravec, P. *et al.*, 2004. *Photometric Survey of Binary Near-Earth Asteroids* American Astronomical Society, DPS meeting.
- [27] <http://ssd.jpl.nasa.gov/sbdb.cgi?sstr=714>

- [28] <http://www.physics.muni.cz/drupal/?q=utfa>
- [29] <http://www.physics.muni.cz/mb/>
- [30] <http://www.sbig.com>
- [31] <http://www.physics.muni.cz/mb/nightview/>
- [32] <http://astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm>
- [33] <http://iraf.noao.edu/>
- [34] <http://www.astro.cz/~skalicky/bakalarka/processing.htm>
- [35] <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/Cat?I/271>
- [36] Schober, H. J.; Stadler, M., 1990. *Lightcurve of the small S-type asteroid 714 Ulula – Large amplitude and short period* Astronomy and Astrophysics **230**, 233–237.
- [37] Licchelli, D., 2006. *Lightcurve analysis of asteroids 78, 126, 522, 565, 714, 1459, 6974* The Minor Planet Bulletin. Bulletin of the Minor Planets Section of the Association of Lunar and Planetary Observers **33**, 11–13.

Tato práce byla vysážena pomocí programu $\text{T}_{\text{E}}\text{X}$ a balíku maker $\text{C}_{\text{S}}\text{L}_{\text{A}}\text{T}_{\text{E}}\text{X}$.