

MASARYKOVA UNIVERZITA
PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA
ÚSTAV TEORETICKÉ FYZIKY A ASTROFYZIKY

Bakalářská práce

Brno 2013

Lukáš Průcha



MASARYKOVA UNIVERZITA
PŘÍRODOVĚDECKÁ FAKULTA
TEORETICKÁ FYZIKA A ASTROFYZIKA



FOTOMETRIE CHEMICKY PEKULIÁRNÍCH HVĚZD

Bakalářská práce

Lukáš Průcha

Vedoucí práce: prof. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.

Brno 2013

Bibliografický záznam

Autor:	Lukáš Průcha Přírodovědecká fakulta, Masarykova univerzita Ústav teoretické fyziky a astrofyziky
Název práce:	Fotometrie chemicky pekuliárních hvězd
Studijní program:	Fyzika
Studijní obor:	Astrofyzika
Vedoucí práce:	prof. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.
Akademický rok:	2012/2013
Počet stran:	37+8
Klíčová slova:	HD 215441; chemicky pekuliární hvězda; fotometrie; světelná křivka; HEC22;

Bibliographic Entry

Author Lukáš Průcha
Faculty of Science, Masaryk University
Department of Theoretical Physics and Astrophysics

Title of Thesis: Photometry of chemically peculiar stars

Degree programme: Physics

Field of Study: Astrophysics

Supervisor: prof. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.

Academic Year: 2012/2013

Number of Pages: 37+8

Keywords: photometry; chemically peculiar star; light curve;
HEC22; HD 215441;

Abstrakt

V této bakalářské se věnuji fotometrii chemicky pekuliární hvězdy HD 215441. Úkolem je najít rapidní fotometrické změny u této hvězdy v jednotlivých měřených nocích a upravit o lepší korekci, než jaká byla v době vypracování. Byla zde znovu zpracována data Juraje Zverka a Kirila P. Panova z roku 1981 naměřená pomocí fotoelektrického fotometru ve filtrech *UBV* na Observatoři Skalnaté Pleso. Tato práce nenašla hledané rapidní změny u hvězdy a tím potvrdila předchozí výsledky. Výsledkem práce je i světelná křivka této hvězdy.

Abstract

In this thesis I study the photometry of chemically peculiar star HD 215441. The main task is to find rapid photometric changes at this star in every measured night and to do a better correction than it was in the time of elaboration. There was reprocessed data measured by Juraj Zverko and Kiril P. Panov in the year 1981 using a photoelectric photometer in the *UBV* filters at the Skalnaté Pleso Observatory. This thesis doesn't find rapid changes and thus confirming previous results. The result is also light curve of this star.



Masarykova univerzita
Přírodovědecká fakulta



ZADÁNÍ BAKALÁŘSKÉ PRÁCE

Student : Lukáš Průcha
Studijní program : Fyzika
Studijní obor : Astrofyzika

Ředitel Ústavu teoretické fyziky a astrofyziky PŘF MU Vám ve smyslu Studijního a zkušebního řádu MU určuje bakalářskou práci s tématem:

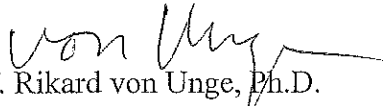
Fotometrie chemicky pekuliárních hvězd

Photometry of chemically peculiar stars

Zásady pro vypracování:

Vedoucí bakalářské práce : doc. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.
Datum zadání bakalářské práce : září 2012
Datum odevzdání bakalářské práce : dle harmonogramu ak. roku 2012/2013

Věrně dne 6. 11. 2012


Prof. Rikard von Unge, Ph.D.
ředitel Ústavu teoretické fyziky a astrofyziky
PŘF MU

Zadání bakalářské práce převzal dne:

Podpis studenta :

5. 12. 2012

Průcha

Poděkování

Chtěl bych moc poděkovat profesorovi Zdeňku Mikuláškoví za jeho pomoc, pevné nervy a ochotu. Dále chci poděkovat panu Janu Janíkovi za cenné rady, trpělivost a poskytnutá data. A v neposlední řadě mým rodičům a přátelům za psychickou podporu.

Prohlášení

Prohlašuji, že jsem svoji bakalářskou práci vypracoval samostatně s využitím informačních zdrojů, které jsou v práci citovány.

Brno 24. Května 2013

.....
Jméno Příjmení

Obsah

1	ÚVOD	2
2	TEORETICKÁ ČÁST	3
2.1	ELEKTROMAGNETICKÉ ZÁŘENÍ	3
2.2	FOTOMETRIE	5
	<i>Fotometrické veličiny.....</i>	<i>5</i>
	<i>Zářivý výkon hvězd a tepelné záření.....</i>	<i>6</i>
2.3	FOTOELEKTRICKÁ FOTOMETRIE	8
2.4	FOTOMETRICKÉ SYSTÉMY	10
	<i>Barevná fotometrie</i>	<i>10</i>
	<i>Filtry</i>	<i>10</i>
	<i>Fotometrické systémy</i>	<i>10</i>
2.5	HORKÉ HVĚZDY	12
	<i>Definice horkých hvězd.....</i>	<i>12</i>
	<i>Charakteristiky různých typů horkých hvězd.....</i>	<i>12</i>
2.6	CHEMICKY PEKULIÁRNÍ HVĚZDY.....	17
	<i>Struktura CP hvězd</i>	<i>17</i>
	<i>Dělení CP hvězd</i>	<i>17</i>
	<i>Fotometrie CP hvězd.....</i>	<i>18</i>
2.7	RAPIDNĚ OSCILUJÍCÍ AP HVĚZDY.....	19
	<i>Proměnné hvězdy typu δ Scuti.....</i>	<i>20</i>
3	PRAKTICKÁ ČÁST	22
3.1	HVĚZDA HD 215 441.....	22
3.2	ZPRACOVÁNÍ DAT	25
	<i>Pozorování.....</i>	<i>25</i>
	<i>Temný proud</i>	<i>25</i>
	<i>Atmosférická extinkce a převod do standardních magnitud.....</i>	<i>26</i>
	<i>Světelná křivka</i>	<i>27</i>
4	ZÁVĚR	35
5	CITOVANÁ LITERATURA.....	36
6	PŘÍLOHA.....	38

1 Úvod

V dnešní době se již pomocí fotoelektrického fotometru téměř neměří a slouží spíše jen jako kuriozita z doby již minulé. Data, která se ale v tomto přístroji kdysi získávala, jsou stále velice ceněná. Ve většině případů bývají dosud nezpracovaná, a pokud jsou zpracována, tak korekce a možnosti té doby v přesných propočtech nebyly takové jako dnes. Tato bakalářská práce se zaměřuje právě na redukci starších a cenných dat a bude se je snažit co nejlépe poupravit o dnešní možnosti korekce, která v době naměření ještě nebyla možná. Cennost těchto dat spočívá v jejich neopakovatelnosti. Rozšiřují časovou základnu, což je důležité při periodových analýzách a jsou běžně přesnější než ta, která dnes získáváme pomocí CCD kamer.

Data k bakalářské práci mi laskavě propůjčil pan RNDr. Jan Janík, Ph.D. Data byla měřena roku 1981 na Observatoři Skalnaté Pleso dvojicí pozorovatelů Jurajem Zverkem ze Slovenska a Kirilem P. Panovem z Bulharska. Měřena byla hvězda HD 215 441 právě pomocí fotoelektrického fotometru ve filtrech *UBV* a úkolem bylo analyzovat její případnou rychlou proměnnost. Bohužel tyto rapidní fotometrické změny v úrovni desítek s až desítek minut se tehdy v tomto pozorování nenašly. Mým úkolem bylo se přesvědčit, přepočítat a popřípadě najít tyto fotometrické změny, které oni nenašli.

Tato práce je rozdělena na čtyři kapitoly. První kapitola je právě tento úvod. Ve druhé se zabývám teoretickými poznatky nutnými k pochopení a správnému zpracování dat. Ve třetí kapitole se zabývám již přímo zmíněnou hvězdou HD 215 441, podrobně rozebírám její vlastnosti a postup ve zpracování dat. V závěrečné části shrnuji poznatky ze zpracování dat. Příloha obsahuje grafy, které se nevešly do práce samotné.

2 Teoretická část

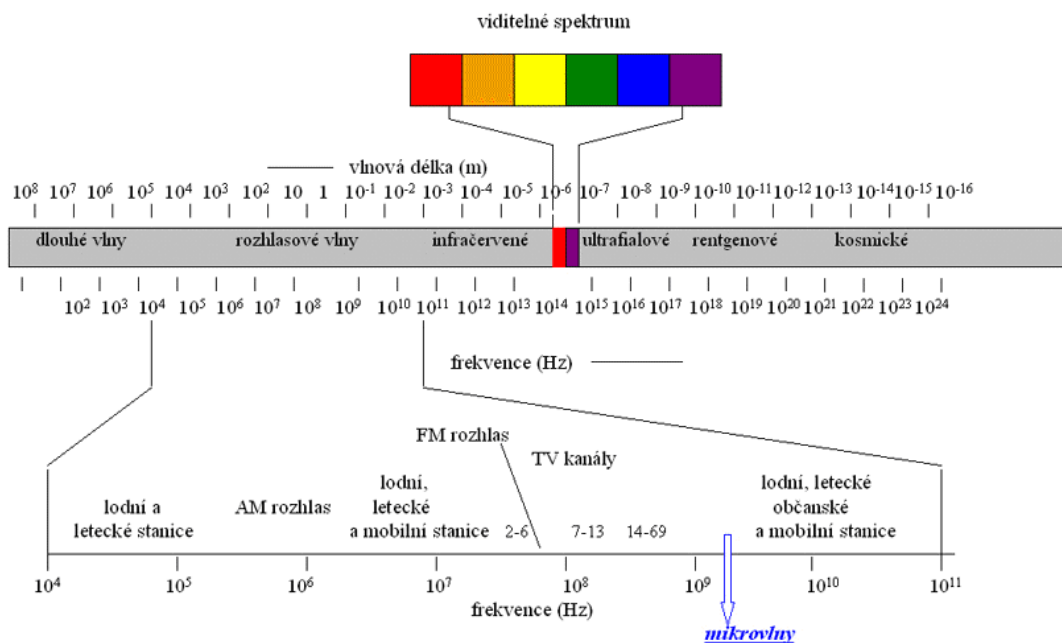
2.1 Elektromagnetické záření

Valnou většinu informací o kosmických objektech získáváme rozborem jejich elektromagnetického záření. Elektromagnetické záření je příčné vlnění. Elektrická intenzita E i magnetická indukce B jsou vzájemně kolmé a kolmé současně ke směru šíření vlny. Směr šíření udává tzv. Poytingův vektor.

Elektromagnetické záření má současně povahu částice a vlnění. Tuto charakteristiku nazýváme duální povaha elektromagnetického záření. Záření lze charakterizovat pomocí frekvence ν v hertzech nebo vlnové délky λ udávané v metrech. V astrofyzice se často užívá jednotka Ångström, kde $1 \text{ \AA} = 0,1 \text{ nm}$. Mezi těmito veličinami platí vztah

$$c = \nu \lambda.$$

Tento vzorec platí pouze ve vakuu. Pro jiná prostředí dosadíme na místo rychlosti světla ve vakuu c příslušnou rychlost elektromagnetických vln v daném prostředí. Než s monochromatickým zářením se v přírodě častěji setkáváme s celou směsí vlnových délek, což se nazývá spektrum.



Obrázek 1: Dělení elektromagnetického záření [4]

V praxi dělíme spektrum elektromagnetických vln do několika na sebe navazujících oblastí. Rozdělení spektra je na obrázku 1.

Vedle vlnového pohledu na elektromagnetické záření existuje ještě kvantový pohled. Záření není spojité, ale šíří se po kvantech. Elektromagnetické záření je tvořeno elementárními částicemi, tzn. fotony. O fotonech můžeme říct, že jsou kvanta energie. Jeden foton nese energii o velikosti

$$E = h\nu,$$

kde h je Planckova konstanta, $h = 6,63 \cdot 10^{-34}$ J s.

Tato kapitola byla napsána podle [4], [6].

2.2 Fotometrie

Fotometrické veličiny

Fotometrie definuje veličiny charakterizující působení světelného záření na lidské oko. Základní fotometrická jednotka v soustavě SI je svítivost. Svítivost J vyjadřuje schopnost bodového zdroje vyvolat v daném bodě zrakový vjem. Její jednotkou je kandela (cd).

Světelný tok vysílaný bodovým zdrojem o svítivosti J do prostorového úhlu $d\Omega$ v daném směru je definován vztahem

$$d\Phi = J d\Omega.$$

Pro izotropní zdroj světla je světelný tok Φ do celého prostoru, tj. prostorového úhlu 4π , dán tedy jako

$$\Phi = 4\pi J.$$

Jednotka světelného toku je lumen (lm). Je to světelný tok vyzařovaný do prostoru úhlu 1 steradiánu bodovým zdrojem světla, jehož svítivost do všech směrů je 1 kandela (cd).

Pro plošné, nikoli bodové zdroje, se zavádí pojem jasu. Jestliže vezmeme na povrchu zdroje malou plošku S a představíme si z ní vystupující paprsek pod úhlem ϑ k normále, pak jasem zdroje v daném směru B_ϑ nazýváme světelný tok $d\Phi$ vystupující z plošky S v tomto směru, vztažený na jednotkový úhel a na jednotkovou velikost plošky ($S \cos \vartheta$) viditelnou z daného směru:

$$B_\vartheta = \frac{J}{S \cos \vartheta}.$$

Zde je J svítivost plošky S do vybraného směru. Jas B_ϑ se tedy obecně mění s úhlem ϑ . Ze vztahu vyplývá růst jasu B_ϑ s rostoucím úhlem ϑ . Tento zdánlivý růst je ve skutečnosti kompenzován poklesem svítivosti s rostoucím úhlem ϑ . Tento pokles svítivosti plošných zdrojů lze popsat závislostí

$$J_\vartheta = J_0 \cos \vartheta,$$

kde J_0 je svítivost zdroje ve směru normály ($\vartheta = 0$). Takový zdroj se nazývá kosinový zářič a vztah J_ϑ se nazývá Lambertův zákon. Ze vztahu B_ϑ pak vyplývá, že pro kosinový zářič jas nezávisí na směru. Jako příklad nechť slouží svítící koule – zda se nám být stejně jasná uprostřed i na krajích a proto se jeví jako plochá.

Jednotkou jasu je cd/m^2 . Je to jas povrchu, jehož svítivost v kolmém směru činí 1 cd z každého metru čtverečního.

Osvětlení N dané plochy se rozumí poměr světelného toku Φ dopadajícího rovnoměrně na ozařovanou plochu a velikosti této plochy S :

$$\Phi = NS.$$

Zářivý výkon hvězd a tepelné záření

Je známo, že čím více jsou tělesa zahřátá, tím více září. Vysílají přitom spojité záření, jehož spektrální složení se s teplotou zvolna mění. Rozložení energie ve spektru pak nese informaci o teplotě vyzařujícího tělesa. Jistou idealizací jejich záření je záření absolutně černého tělesa. Pro rozdělení energie ve spektru poskytl správný a teoreticky zdůvodněný vztah až v roce 1900 Max Planck.

Planckův zákon pro záření absolutně černého tělesa vysvětlil již dříve Stefanův zákon, objasnil také, jak a proč se s teplotou mění rozložení energie ve spojitěm spektru hvězd. Vlastnosti rovnovážného tepelného záření:

- Je izotropní.
- Je homogenní.
- Koncentrace fotonů a jejich rozdělení podle energií závisí pouze na teplotě záření.
- Absolutně černé těleso je kosinový zářič.

Vlastnosti spektra vyzařovaného absolutně černým tělesem:

- Zvyšujeme-li teplotu, vlnová délka λ_{max} vyzařované energie klesá.
- Zvýšíme-li teplotu absolutně černého tělesa, bude zářit více, a ve všech vlnových délkách. Závislost popisuje Wienův posunovací zákon:

$$\lambda_{\text{max}} T = 2,8977685 \cdot 10^{-3} \text{ K m.}$$

- Plocha absolutně černého tělesa o ploše S a teplotě T vysílá do prostoru zářivý výkon Φ_e :

$$\Phi_e = \sigma T_{\text{ef}}^4,$$

kde σ je Boltzmannova konstanta, $\sigma = 5,6704 \cdot 10^{-8} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2} \cdot \text{K}^{-4}$.

- Planckův zákon vyjadřuje závislost monochromatické hustoty zářivého toku absolutně černého tělesa $B_f(f, T)$ na teplotě T a frekvenci f :

$$B_f = 2\pi \frac{f^2}{c^2} \frac{hf}{\exp\left(\frac{hf}{kT}\right) - 1}.$$

Astronomové ve 20. století došli k závěru, že naprostá většina hvězd září v prvním přiblížení jako absolutně černá tělesa. Díky tomu můžeme určit efektivní teplotu hvězdných atmosfér z průběhu jejich spojitého spektra.

Zářivý výkon L hvězd, odpovídající celkové energii vyzářené ve všech vlnových délkách za jednotku času, se vyjadřuje ve wattech nebo výkonech tzv. nominálního Slunce $L_0 = 3,846 \cdot 10^{26}$ W. Zářivý výkon lze spočítat, známe-li bolometrickou jasnost F (hustotu zářivého toku F). Hustotu zářivého toku F vyjadřujeme ve W/m^2 a dá se spočítat ze vztahu pro zářivý výkon:

$$L = 4\pi^2 F.$$

V astronomii se vyjadřuje jasnost zdroje záření pomocí tzv. hvězdné velikosti, vyjadřované v magnitudách. Hvězdná velikost je dána tzv. Pogsonovou rovnicí:

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

kde j_0 je referenční jasnost, kterou má zdroj s hvězdnou velikostí $m = 0$ mag. Podle typu jasností rozeznáváme např. vizuální hvězdnou velikost m_v , bolometrickou hvězdnou velikost m_{bol} , aj. odvozením z Pogsonovy rovnice získáme důležitý vztah pro rozdíl dvou hvězdných velikostí:

$$m_2 - m_1 = -2,5 \log\left(\frac{F_2}{F_1}\right) = 5 \log\left(\frac{r_2}{r_1}\right).$$

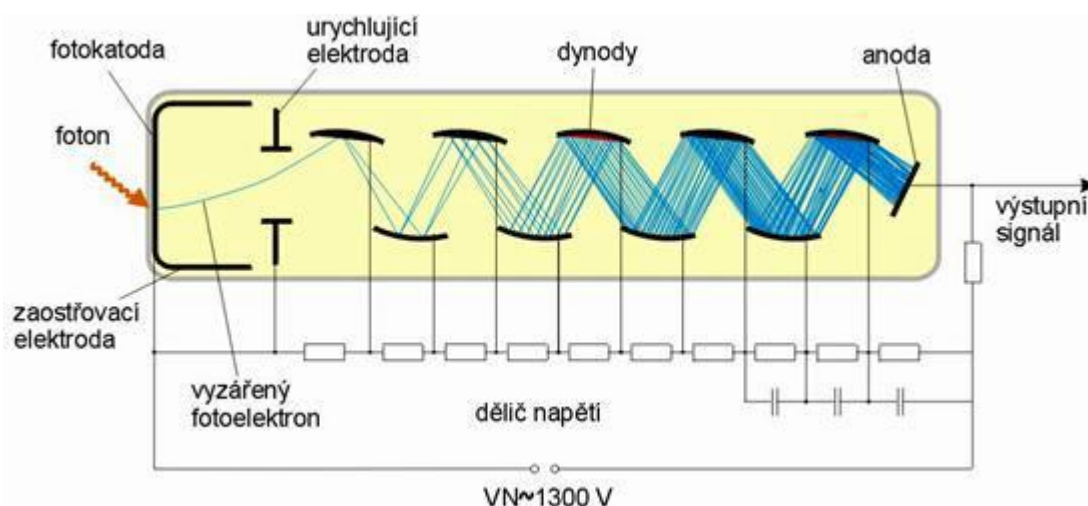
K tomu, abychom mohli mezi sebou porovnávat zářivé výkony, či svítivosti objektů musíme znát jejich vzdálenosti. Zde se zavádí absolutní hvězdná velikost M , což je hvězdná velikost zdroje pozorovaného z jisté dohodnuté vzdálenosti, nejčastěji 10 parseků (= $3,08 \cdot 10^{17}$ m). Dosadíme-li do rovnice (číslo), dostaneme vztah pro tzv. modul vzdálenosti ($m-M$):

$$(m-M) = 5 \log r - 5 = -5 \log \pi - 5.$$

Tato kapitola byla napsána podle [2], [6].

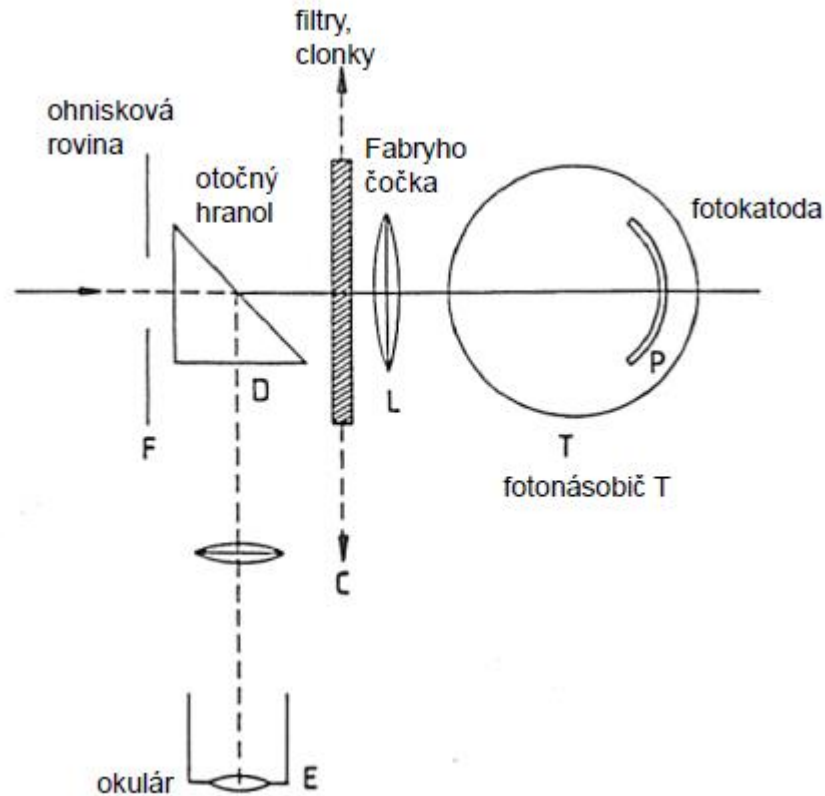
2.3 Fotoelektrická fotometrie

Data zpracovávaná v této práci byla měřena fotoelektrickým fotometrem. Takže by bylo dobré říci, co to je fotoelektrická fotometrie. Její historie se datuje až k roku 1892, kdy William Monck poprvé použil fotonku zkonstruovanou Georgem Minchinem a tím poprvé elektricky detekoval světlo hvězd. Roku 1907 Američan Joel Stebbins použil seleniový odporový fotočlánek, ale první skutečný počátek fotometrické fotometrie datujeme k roku 1912. Tohoto roku použili Julius Elster a Hans Geiter v Německu první fotoelektrický článek z hybridu draslíku. Ale hlavními průkopníky fotoelektrické fotometrie byli až Paul Gunthnick a Richard Prager z Berlína a Joel Stebbins a jeho kolegové z USA. Během dalších 25-ti let 38 pozorovatelů na 22 observatořích zkoušeli tuto metodu, ale s rozdílnými úspěchy a tím se tato metoda stala spíše jistým druhem umění, než rutinní měřicí metodou. Za zmínku ještě stojí vynález fotonásobiče v roce 1934 vědci L. A. Kubetsky a V. K. Zworykinem.



Obrázek 2: Popis fotonásobiče [7]

Postupem času se vyvinulo více druhů fotometrů, například jednohvězdné a vícehvězdné, popřípadě dvojice jednobarevné a vícebarevné nebo jednobarevné a vícebarevné. V dnešní době se již tato metoda příliš neprovozuje, jelikož ji nahradila CCD kamera.



Obrázek 3: Popis fotoelektrického fotometru [7]

Při měření se často používají clonky, které slouží k izolaci světla hvězdy od okolí. Při pozorování se musí vybrat k pozorované proměnné hvězdě i hvězda srovnávací a kontrolní a všechny musí být podobné spektrální typy, mít přibližně stejné hvězdné velikosti a kontrolní a srovnávací hvězda by se měly nacházet blízko hvězdy pozorované. Při samotném měření se ve střídavých sekvencích mění měření hvězd v různých filtrech. V těchto datech konkrétně se mění filtry *UBV* po 5 měřeních postupně pro hvězdu měřenou, tak hvězdu kontrolní. Integrační doba by obvykle byla 10 s, ale v těchto datech je tato doba pouze 1 s (kromě části jedné noci, kde je integrační čas 10 s). Změřená a upravená data se ještě musí opravit o temný proud a atmosférickou extinkci, ale tímto problémem se podrobněji zabývám v kapitole 3.

Tato kapitola byla napsána podle [7].

2.4 Fotometrické systémy

Barevná fotometrie

Lidské oko vnímá barevně jen hvězdy jasnější než 3 mag. Vnímáme je čípký, které rozlišují světlo z červené, zelené a modré části spektra. U slabších objektů už vnímáme pouze, jestli jsou jasnější nebo slabší, tedy černobíle. Běžná CCD kamera, nebo dříve používaný fotografický materiál, popřípadě fotonásobič, poskytují také jen černobílý obraz. Na snímcích tak můžeme přesně změřit jasnost různých objektů, ale nezjistíme nic o tom, jestli svítí více v červené nebo modré barvě. K tomu, abychom získali přibližný průběh spektra, tak musíme získat černobílé snímky z několika filtrů a z nich pak vytvořit barevný obrázek skutečnosti. Naznačený postup se nazývá barevná fotometrie a hvězdám různě jasným v různých filtrech se říká barevné. Použití barevné fotometrie se může v dnešní době snadno dostupných spektroskopů zdát zbytečné. Ale existuje mnoho důvodů, proč se často barevná fotometrie používá. Například k získání kvalitního spektra, kde je potřeba nesrovnatelně více záření. Ale hlavně v případě hvězd souvisí s barvou jejich teplota. Žhavé hvězdy s teplotami přes deset tisíc stupňů jsou namodralé, hvězdy kolem pěti tisíc stupňů jsou nazelenalé a chladnější hvězdy jsou potom načervenalé.

Filtry

Filtry slouží k vymezení části spektra, kterou chceme sledovat. Obrazně řečeno potřebujeme filtr k propouštění jen určitého rozsahu vlnových délek. Ve výsledku se jedná o barevné sklíčko, přes které, když pozorujeme předmět stejné barvy jako tento filtr, tak se nám stejné barvy jako filtr jeví bílé a jasné, zatímco ostatní barvy jsou silně zeslabeny.

Fotometrické systémy

V polovině minulého století zavedli H. L. Johnson a W. W. Morgan fotometrický systém *UBV* na základě pozorování několika vybraných hvězd přes přesně definované filtry s pomocí fotonásobiče. Tento systém se uchytil a byl později rozšířen o další filtry v červené a infračervené oblasti spektra do současné podoby *UBVRI* systému. Filtry systému *UBV* byly navrženy tak, aby pokryly základní charakteristiky běžných hvězd a citlivosti užívaných zařízení (*U* má polohu Balmerova skoku, *B* odpovídá maximu citlivosti fotografické emulze a *V* pak lidskému oku, *R* odpovídá citlivosti CCD kamery. Viz tabulka 1).

Kromě Johnson-Morganova barevného systému se používá řada systémů, které mohou být vhodnější ke konkrétnějším účelům. Nejznámější jsou například Ženevský

$UB_1BB_2V_1VG$ systém, Strömgrenův $ubvy$ systém nebo systémy vytvořené speciálně pro astronomické družice (HIPPARCOS).

Označení filtru	λ_0 [nm]	$\Delta\lambda$ [nm]
U	350	70
B	440	100
V	550	90
R	720	220
I	900	240

Tabulka 1 : Přibližné charakteristiky filtrů Johnsonova-Morganova $UBV(RI)$ systému:
 λ_0 – vlnová délka středu propustnosti daného filtru, $\Delta\lambda$ - šířka filtru v poloviční výšce propustnosti, podle [1].

Tato kapitola byla napsána podle [14].

2.5 Horké hvězdy

Definice horkých hvězd

Hvězdy v zásadě můžeme rozdělit na horké a chladné. Toto rozdělení vychází z vnějšího chování hvězdy. Hvězda je charakterizována hlavně svou hmotností M , zářivým výkonem L , poloměrem fotosféry R , povrchovým gravitačním zrychlením g a efektivní teplotou T_{ef} . Mezi těmito charakteristikami přitom platí převodní vztahy zmíněné v podkapitole 2.2.

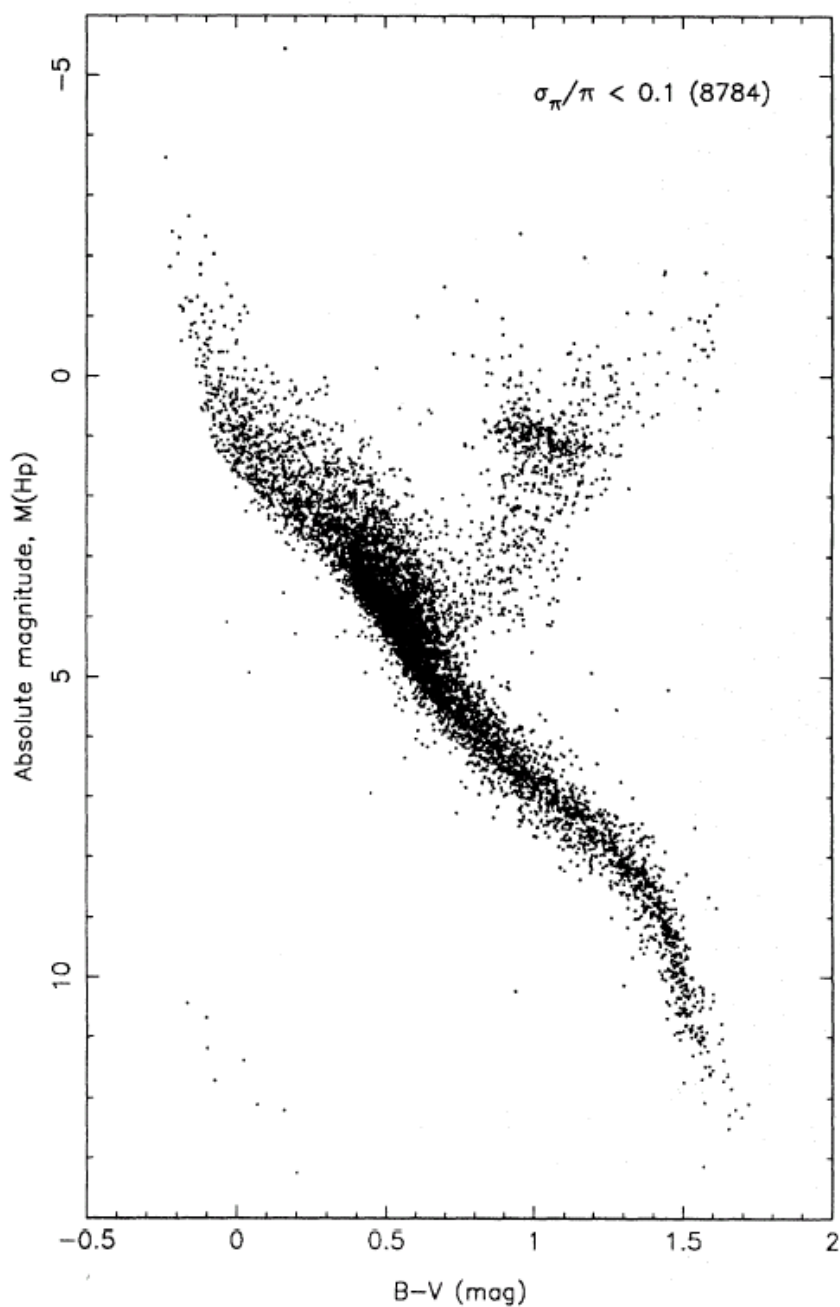
Rozdělení hvězd na horké a chladné přitom lze provést různě, podle toho na jaké vlastnosti se zaměříme. Onou vlastností může být existence hvězdné aktivity slunečního typu, podmíněné generací a následným rozpadem lokálních magnetických polí. S tím dále souvisí výskyt chromosfér, korón slunečního typu a všech běžných, více či méně přechodných či krátkodobých projevů hvězdné aktivity jako jsou fotosférické skvrny, erupce a protuberance a konečně i všeobecně pomalejší rotace chladných hvězd. Tyto vlastnosti jsou typické pro chladné hvězdy, zatímco pro hvězdy horké jsou typické klidné atmosféry, výskyt stabilních globálních magnetických polí a nejrůznější projevy pomalých procesů zářivé difúze, vedoucí až k jevu chemicky pekuliárních hvězd či zářením urychlovaných hvězdných větrů.

Ukazuje se, že právě efektivní teplota hraje určující roli nejen ve stavu hvězdných atmosfér, ale i ve stavu podpovrchových vrstev, které nejsou přístupné přímému pozorování. Na teplotě hvězdy pak zejména závisí, zda se tok energie proudící z nitra hvězdy do prostoru v subfotosférických vrstvách bude přenášet převážně zářením (teplejší hvězdy) nebo spíše konvekci (hvězdy typu Slunce a chladnější). Rozhraní mezi těmito tzv. horkými a chladnými hvězdami je poměrně ostré, probíhá zhruba u spektrálního typu F2, čili kolem efektivní teploty 7000 K. Slunce je tak počítáno mezi chladné hvězdy, ale např. Sirius, Deneb a Vega jsou pak představiteli horkých hvězd. Ve spektrální klasifikaci zasahuje oblast horkých hvězd do spektrálních typů WR, O, B, A a zčásti F. Hranici 7000 K lze ztotožnit s barevným indexem ($B-V$) cca +0,35 mag.

Charakteristiky různých typů horkých hvězd

Horkých hvězd je ve srovnání s hvězdami chladnými ve vzorku nejbližších hvězd nepoměrně méně, což názorně dokládá třeba Hertzsprungův-Russellův diagram hvězd z bezprostředního okolí Slunce získaný družicí Hipparcos. Na diagramu je vidět, že nejvíce horkých hvězd se nachází v oblasti různě vyvinutých hvězd hlavní posloupnosti populace I, dále jsou tu patrní bílí trpaslíci vytvářející jistou posloupnost v oblasti nízkých poloměrů. Z důvodů malé četnosti způsobené krátkou dobou života zde zcela chybějí horcí podtrpaslíci tzv. héliové hlavní posloupnosti, Wolfovy-Rayetovy hvězdy a jádra planetárních mlhovin, které se rovněž mezi horké hvězdy počítají. Nicméně pokud

bychom studovali vzorek těch nejjasnějších hvězd na obloze, pak jsou tam horké hvězdy zastoupeny významnými dvěma pětinami. Vše je důsledek výběrového efektu, který v zastoupení hvězd na obloze silně zvýhodňuje hvězdy s vysokým zářivým výkonem.



Obrázek 4: H-R diagram horkých hvězd v závislosti absolutní magnitudy na hvězdné velikosti $B-V$ [5]

Zde jsou vybrané nejvýznamnější typy horkých hvězd:

- 1) **Herbigovy Ae/Be hvězdy** – Poměrně vzácné a nepravidelně proměnné hvězdy spektrálních tříd A a B, v jejichž spektrech nacházíme emisní čáry vodíku a dalších prvků. V H-R diagramu se nachází v tzv. oblasti podobrů. Jde o hvězdy o hmotnostech nad $1,5 M_{\odot}$, které jsou ve stádiu gravitačního smršťování, jež předchází vstupu hvězdy na hlavní posloupnost.
- 2) **Horké hvězdy hlavní posloupnosti** – Mezi horkými hvězdami jsou nejpočetněji zastoupeny hvězdy hlavní posloupnosti o hmotnostech větších než cca $1,35 M_{\odot}$. Tyto hvězdy září výhradně díky termonukleárním reakcím, při nichž se v centrální části hvězdy postupně mění vodík na helium, a to prostřednictvím tzv. CNO cyklu. Mezi tyto hvězdy patří například Sirius, Vega, Achernar, Altair nebo Regulus.

SP	T_{ef}/K	M/M_{\odot}	R/R_{\odot}	M_V/mag	$\log(g/\text{cms}^{-2})$	$\rho_s/\text{kg m}^{-3}$
O6	42 000	32	9,9	-5,4	3,95	47
O8	35 500	22	7,5	-4,8	4,00	73
B0	30 000	14,5	5,8	-4,0	4,05	100
B2	23 100	8,5	4,3	-2,4	4,10	150
A0	9 400	2,25	2,1	0,65	4,15	350
A5	8 000	1,85	1,85	1,95	4,20	420
F0	7 200	1,50	1,55	2,7	4,25	560

Tabulka 2: Střední hodnoty veličin pro vybrané spektrální typy hvězd [5]

Pro horké hvězdy hlavní posloupnosti zjevně platí, že se vzrůstající hmotností monotónně roste jejich střední efektivní teplota a poloměr, zatímco povrchové gravitační zrychlení g , stejně jako průměrná hustota hvězdy, s rostoucí hmotností klesají.

Horké hvězdy hlavní posloupnosti obecně poměrně rychle rotují. Nejrychleji rotují hvězdy spektrálního typu B5-8V, v průměru dosahují 230km/s. Od tohoto maxima rychlost klesá. Pro hvězdy F5 dosahuje už jen 30km/s. Jistou výjimkou mezi rychle rotujícími hvězdami jsou hvězdy chemicky pekuliární, u nichž je pomalá rotace podmínkou k tomu, aby se u nich jev chemické anomálie svrchních vrstev hvězdy dostatečně rozvinul.

- 3) **Proměnné hvězdy typu β Cephei** – Tyto hvězdy jsou opět pulzující v úzkém rozmezí spektrálních typů B0-B2. Křivky světelné a radiální rychlosti jsou proti sobě posunuty, díky radiálním a neradiálním pulzacím, o čtvrt periody.
- 4) **Obří a veleobří populace I** – Jedná se o poměrně hmotné, chemicky nehomogenní hvězdy v pokročilém stádiu svého vývoje. V těchto hvězdách je vodíkové palivo v centrálních částech hvězdy již vyčerpáno, jejich výkon je však i nadále zajišťován vodíkovými termonukleárními reakcemi probíhajícími ve slupce obepínající vyhořelé heliové jádro. Mezi jasnější zástupce této kategorie na hvězdné obloze patří např. Canopus, Deneb, Bellatrix nebo Hadar.
- 5) **Wolfovy-Rayetovy hvězdy** – Tyto hvězdy jsou pokročilým vývojovým stádiem hvězd o počátečních hmotnostech větších než 40 Sluncí. Charakterizuje je zejména neobvyklé spektrum, jež obsahuje silné emisní čáry, které vznikají v obálce okolo hvězdy, živené prudkým hvězdným větrem. Neobvyklá spektra těchto hvězd jsou nejspíše důsledkem chemické anomálie látky postihující celý vnější obal hvězdy.
- 6) **Jádra planetárních mlhovin** – Tyto extrémně horké hvězdy (typicky kolem 70 000K) se nacházejí v centrálních částech planetárních mlhovin. Jádra planetárních mlhovin se skládají z hustého elektronově degenerovaného uhlíkokyslíkového jádra o hmotnosti kolem $0,6 M_{\odot}$, obtaženého tenkou heliovou slupkou a vnější atmosférou bohatou na vodík.
- 7) **Bílí trpaslíci** – Bílí trpaslíci jsou hvězdy se slunečními hmotnostmi a rozměry planet zemského typu, ale jejich hodnoty střední hustoty jsou řádově milionkrát větší než u Slunce. Z větší části jsou tvořeny elektronově degenerovaným plynem. Spektra těchto hvězd se velice liší od spekter jiných hvězd, byť stejného spektrálního typu. Charakterizuje je silné rozšíření čar tlakem a silný gravitační červený posuv.
- 8) **Proměnné hvězdy typu RR Lyrae** – Jde o hvězdy spektrálního typu A až F, jež se nazývají krátkoperiodické cefeidy. Periody mají v intervalu 0,2 až 1,2 dní, amplitudy 0,2 až 2 mag.
- 9) **B[e] hvězdy** – Charakteristikou těchto poměrně vzácně se vyskytujících hvězd jsou známky existence okolohvězdné prachové obálky a výskyt silných zakázaných emisních čar s nižším stupněm excitace. Označení B[e] pro tento typ hvězd poprvé použil Wackerling v roce 1970. Hvězdy tvoří dosti různorodou skupinu s nevyhraněným vývojovým statutem, obsahující tak odlišné typy objektů. Hlavní charakteristiky těchto hvězd shrnul Zickgraf (1999) takto: silné emisní čáry Balmerovy série, dovolené emisní čáry s nízkou excitací, zejména pak iontu Fe II, zakázané čáry [Fe II] a [O I], bývají přítomny i čáry s vyšším stupněm ionizace, např. [O III], [He II], rozdělení energie v optickém a ultrafialovém oboru je obdobné jako v hvězdách raných typů a konečně silný přebytek záření

v infračerveném oboru, který svědčí o existenci relativně horké prachové okolohvězdné obálky o teplotě 500 až 1000 K.

Tato kapitola byla napsána podle [5], [11].

2.6 Chemicky pekuliární hvězdy

Struktura CP hvězd

Chemicky pekuliární hvězdy (CP hvězdy) jsou horké hvězdy horní části hlavní posloupnosti s efektivními teplotami od 7000 K do 30000 K s anomálním chemickým složením povrchových vrstev, které zapříčiňuje jejich zvláštní spektrum. Jsou to hvězdy spektrálních tříd F2 až B0 s hmotnostmi od 1,5 až do 15 hmotností Slunce. Odchyly od normálního chemického složení pozorujeme asi u 10 % hvězd horní části hlavní posloupnosti.

Anomálie ve spektru odrážejí přebytek nebo deficit příslušných prvků v atmosféře hvězdy. CP hvězdy v porovnání s normálními hvězdami hlavní posloupnosti o stejné efektivní teplotě mají stejné poloměry, hmotnosti, zářivé výkony a další charakteristiky určené vnitřní stavbou hvězdy. Tato anomálie je tedy pouze v povrchových vrstvách.

Děje vedoucí ke vzniku anomálie jsou velmi pomalé, a proto potřebují stabilní a klidné prostředí v povrchových vrstvách. Což souvisí s celkovou pomalou rotací hvězdy. Podmínkou jsou tedy neaktivní, velmi stabilní a nepohyblivé podpovrchové vrstvy. Právě u chladnějších hvězd se povrchové vrstvy mísí pomocí podpovrchové konvekce, zatímco u hvězd nad 30000 K dochází k obrušování vnějších vrstev silným hvězdným větrem.

Dělení CP hvězd

Podle Prestonovy a Maitzenovy klasifikace se jednotlivé typy hvězd řadí podle rostoucí teploty.

- 1) **CP 1** – Toto jsou klasické metalické AM hvězdy, zpravidla bez silného magnetického pole, většinou jsou to složky dvojhvězd s vázanou rotací.
- 2) **CP 2** – Nazývané též magnetické hvězdy jsou spektrálně a fotoelektricky proměnné AP a BP hvězdy typu SrCrEu až po teplejší Si hvězdy. Tyto hvězdy jsou často označovány jako mCP nebo magnetické CP hvězdy.
- 3) **CP 3** – Rtuťovo-manganové (HgMn) hvězdy, které jsou v podstatě stejné jako CP1 hvězdy, až na jejich vyšší teploty.
- 4) **CP 4 + CP 5** – Heliově slabé hvězdy, které jsou vlastně vysokoteplotní variantou CP2 hvězd, se zjevným nedostatkem helia a nadbytkem He³.
- 5) **CP 6+CP 7** – Heliově silné hvězdy, které jsou teplejší než CP2 a mají vysoký přebytek He.

Fotometrie CP hvězd

Rozložení energie ve spektru obsahuje důležité informace o vlastnostech atmosféry hvězdy. Zejména pak o její efektivní teplotě T_{ef} , gravitačním zrychlení g , chemickém složení a magnetickém poli. Interpretace fotometrických výsledků u CP hvězd (kromě CP 1 a CP 3) je komplikovaná, jelikož stavba atmosfér těchto hvězd je odlišná od stavby atmosfér normálních hvězd hlavní posloupnosti. Toto se projeví mimo jiné i tím, že mají jiné rozložení energie ve spektru. Hlavní příčiny tohoto jevu jsou v tom, že hvězdy mají:

- odlišné chemické složení. Množství spektrálních čar se projeví jednak zvýšeným zastíněním čarami, jednak zpětný ohřev atmosféry, který se projevuje zvýšením úrovně kontinua. Tomuto jevu přerozdělení energie ve spektru v důsledku spektrálních čar se říká *line blanketing*.
- magnetické pole. To má vliv na povahu stavby atmosféry např. tím, že ovlivňuje pohyb nabitých iontů, působí specifickým tlakem, ovlivňuje záření atomů atd.
- nehomogenní chemické složení, což se ve spojení s rotací vede k proměnnosti spektra i jasnosti hvězdy.

Tyto odlišnosti v rozložení energie CP hvězd jsou natolik specifické, že to umožňuje hledat CP hvězdy pomocí obecně dostupnějších fotometrických metod.

Nejvíce měření jasnosti CP hvězd bylo provedeno v johnsonovském širokopásmém systému *UBV*, ale v poslední době rozšiřovaného i do dlouhovlnné oblasti spektra (*RIJKL*). Bohužel *UBV* systém není pro měření ten nejlepší, jelikož se křivky propustnosti překrývají (*U* i *B* zahrnují Balmerův skok). Velmi oblíbený proto je Strömgreenův systém *uvby*, v němž jsou efektivní vlnové délky jednotlivých barev již zvoleny s přihlédnutím k potřebám astronomů. Ve výzkumu vlastností rozložení energie CP hvězd se pak kromě barevných indexů (*u-v*), (*v-b*), (*b-y*), používají i další uměle zkonstruované indexy, které prakticky nezávisí na extinkci (např. $c_1 = (u-v) - (v-b)$), nebo metalický barevný index ($m_1 = (v-b) - (b-y)$), který dobře kvantifikuje stupeň zastínění spektra čarami kovů. Fotometrie *ubvy* se doplňuje ještě speciálním barevným indexem úzkopásmového a středně pásmového filtru centrovaného na čáru $H\beta$ (tzv. β index).

Velmi informativní je tzv. absolutní spektrofotometrie, v níž se poměří hustoty spektrálního toku k toku dané vlnové délce vůči hustotě spektrálního toku v 500 nm. Poměry se obvykle vyjadřují v magnitudách.

Tato kapitola byla napsána podle [5], [11], [12].

2.7 Rapidně oscilující Ap hvězdy

Rapidně oscilující Ap hvězdy (roAp hvězdy) jsou podtyp hvězd třídy Ap, které vykazují v krátkém časovém úseku rapidní fotometrické změny nebo změny radiální rychlosti. Rozsah známých period je mezi 5 a 23 minutami. Tyto hvězdy leží v pásu nestability hlavní posloupnosti hvězd δ Scuti.

První objevená roAp hvězda byla HD 101065 (Przybylskiho hvězda). Oscilace této hvězdy objevil Donald Kurtz za použití 20 palcového teleskopu na Jihoafrické Astronomické Observatoři. V měřených datech objevil 10-20 milimagnitudové změny ve světelné křivce s periodou 12,15 min.

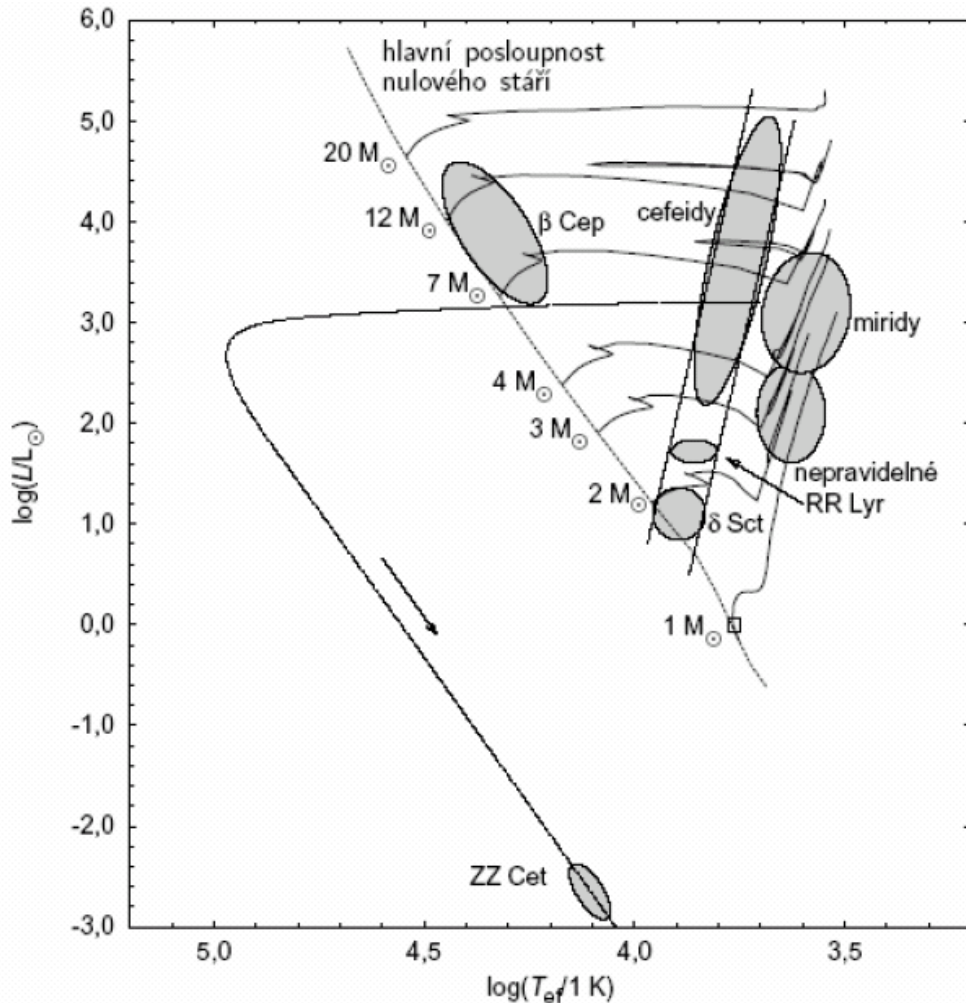
RoAp hvězdy oscilují ve vysokých frekvencích nízkého stupně v neradiálních modech. Obvyklý model, který se používá k vysvětlení chování těchto pulzací, je model šikmého pulsátoru. V tomto modelu je osa pulzace v souladu s magnetickou osou, což může vést k modulaci amplitudy, v závislosti na orientaci osy s linií pohledu, neboť se mění s rotací. Zjevná souvislost mezi magnetickou osou a pulsací osy dává klíč k povaze hnacího mechanismu pulsace. Sice roAp hvězdy obývají hlavní část konce nestabilního pruhu δ Scuti hvězd, předpokládá se, že poháněcí mechanismus může být podobný jako mechanismus opacity pracující v pásmu vodíkové ionizace. Předpokládá se, že mody pulsací jsou řízeny potlačením konvekce díky silnému magnetickému poli blízko magnetických pólů těchto hvězd. Pás nestability pro roAp hvězdy byl vypočítán a souhlasí s pozicí v H-R diagramu, pro zatím objevené roAp hvězdy, ale je předpovězena existence více vyvinutých hvězd s delší periodou pulsací. Jako například pulsátor HD 177765, který má zatím nejdelší periodu z objevených roAp hvězd, a to je 23,6 min. [23]

Většina hvězd byla objevena za použití malých teleskopů k pozorování malých změn v amplitudách způsobených pulsací hvězd. Také je možné pozorovat pulsace pomocí měření změn v radiální rychlosti hvězdy některých citlivých čar, jako například Neodymium nebo Praseodymium. Některé čáry se zdají, že nepulsují jako například železo.

I hvězda HD 215441 bývala kdysi řazena mezi Ap hvězdy a předpokládaly se její krátkodobé rapidní fotometrické změny. Všechny měření však takovéto krátkoperiodické amplitudy nenašla. Jeden z mých úkolů je přesvědčit se, že tyto změny skutečně nebyly u hvězdy HD 215441 naměřeny.

Proměnné hvězdy typu δ Scuti

Tyto hvězdy jsou radiálně i neradiálně pulzující hvězdy z galaktického disku na hlavní posloupnosti a spektrálního typu A0-F5. Světelné křivky proměnných hvězd typu δ Scuti mají amplitudy od 0,003 mag do 0,9 mag, periody změn jsou 0,01 až 0,2 dne. Tvar světelné křivky i amplituda se s časem obvykle silně mění díky tomu, že hvězda pulzuje současně v několika modech.



Obrázek 5: poloha některých pulzujících proměnných hvězd populace I na H-R diagramu vztažená k hlavní posloupnosti nulového stáří, kde jsou vyznačeny i hmotnosti hvězd. [5]

Prototyp proměnnosti Delta Scuti objevil Fath (1935) a Smith (1955) a tyto objekty nazval Trpasličí cefeidy a to proto, že se zdály být rozdílné od typu RR Lyrae přítomností kovů a rozdílnou závislostí periody a světelnosti. Bessell (1969) zavedl označení “hvězdy Al Velorum” pro všechny objekty s amplitudou větší než 0,3 mag. Breger (1979, 1980) navrhl označení Delta Scuti, které se používá dodnes. Na kovy chudé objekty se nazývají SX Phoenicis. První známkou toho, že Delta Scuti jsou také neradiální pulzující hvězdy, vyšla ze studií hvězd 14 Aur a 1 Mon.

Trpasličí cefeidy z diskové populace označujeme Delta Scuti vysokých amplitud. Jejich průběh pulsace se podstatně liší od objektů s malou amplitudou. Zdají se, jako by měly jen pouze jeden nebo dva radiální mody. Ve většině případů oscilují v základní nebo první harmonické a podobají se spíše klasickým pulsujícím proměnným hvězdám, jako jsou RR Lyrae nebo cefeidy.

Tato kapitola byla napsána s pomocí literatury [21] - [27]

3 Praktická část

3.1 Hvězda HD 215 441

Hvězda HD 215441, neboli *Babcockova hvězda*, je chemicky pekuliární hvězda. Pojmenovaná je podle Horace W. Babcocka, který jako první pozoroval magnetické pole u Slunce a později i u jiných hvězd, jako například u právě již zmíněné HD 215441. Jako první hvězda, u které pozoroval magnetické pole, byla 78 Virginis v roce 1947. Tento astronom také jako první přišel s myšlenkou adaptivní optiky. Specializoval se na spektroskopii a studium magnetických polí u hvězd. Přišel také s tzv. Babcockovým modelem, což je teorie pro magnetismus slunečních skvrn. [20]



Obrázek 6: Hvězda HD 215 441 a její poloha na hvězdné obloze, zdroj: [13]

Hvězda se nachází v souhvězdí *Ještěrky* (Lac). Podrobnější data o ní nabízí tabulka:

Název hvězdy	V* GL Lac	
Jiná označení hvězdy	Babcockova hvězda, HD 215441, HIP 112247, GCRV 73473, uvby98 100215441 V, UBV M 26590,	
Souřadnice	Rektascenze Deklinace	22 h 44 m 07,50464 s +55° 35' 21,2167"
Rozsah magnitudy	V	8,73 – 8,9 mag
Spektrální typ	A0p C /B8p (Si)	
Perioda	9,4871 dne	

Tabulka 3: Základní informace o hvězdě HD 215 441

Hvězda HD 215441 má nejsilnější dosud známé magnetické pole, které dosahuje 3,44 T. Její povrchová teplota je 15000 K a její rotační rovníková rychlost je, jako u většiny pekuliárních hvězd, velmi malá a činí pouze 5 km/s.

Tato hvězda se někdy řadí do skupiny typu α^2 CVn. Jde o rotující chemicky pekuliární hvězdy spektrálního typu B8 – A7 se silným dipólovým magnetickým polem, což platí i o HD 215 441. Při jejím pozorování můžeme zjistit, že se u ní štěpí například spektrální čáry Cr II v důsledku Zeemanova jevu, který je způsoben právě velice silným magnetickým polem. Povrchové magnetické pole konkrétně u této hvězdy osciluje mezi 32 a 35 kG (1 Gaus = 10^{-4} T) v *UBV* systému. V posledních letech ale tato hvězda získala souputníka, co se týče velikosti magnetického pole. Hvězda HD 75049 má také extrémně silné magnetické pole o síle 30 kG. [21] Také bylo zjištěno, že fáze maximálního světla ($\varphi = 0,0$) souhlasí s fází maximálního efektivního magnetického pole. [15]

Amplitudy světelných změn obvykle nepřesahují 0,1 mag, ale u této hvězdy byly dány v dřívějších měřeních amplitudy 0,12 mag ve *V* filtru, 0,14 mag v *B* filtru a 0,18 mag v *U* filtru. Tyto variace jsou obecně považovány, že jsou způsobeny místy na povrchu hvězdy, které rotují se stejnou periodou. Osawa (1965) zařadil tuto hvězdu do pekuliárního typu Si λ 4200. Zde u této hvězdy se liší informace o jejím spektrálním typu. Podle serveru Simbad [3] je její spektrální typ A0p C, ale podle jiných serverů, např.

AAVSO [9] je její spektrální typ B8p (Si). Osobně se kloním k tomu, že díky novým pozorováním byl její spektrální typ určen právě na B8p (Si).

Tato hvězda je taktéž zdroj rentgenového záření. Jeho původ je ale doposud neznámý, jelikož není pravidlo, aby z hvězd podobného spektrálního typu jako tato hvězda bylo detekováno rentgenové záření. Problém u této hvězdy je taktéž paralaxa s vysokou chybou $\pi = 1,4 \pm 0,9$ mas (miliarcsekundy). Tato nepřesnost se poté projevuje u v dalších měřeních této hvězdy, např. právě v měření zdroje rentgenového záření. Zatím se předpokládá, že tato hvězda není vázaná oběhem s další hvězdou. Což se ale během let a s modernější pozorovací technikou může změnit. [16]

3.2 Zpracování dat

Pozorování

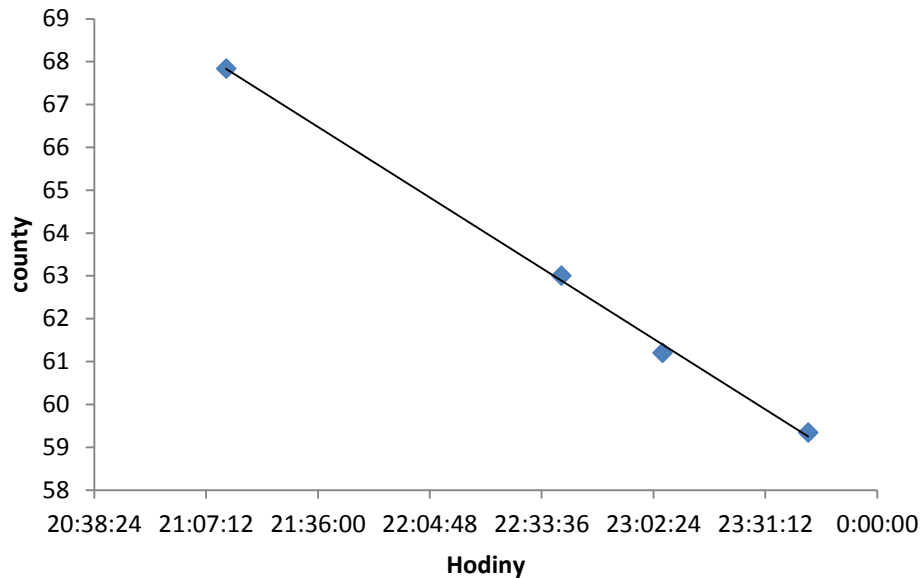
Data, která v roce 1981 naměřili astronomové J. Zverko a K. P. Panov, mi byla propůjčena panem Janem Janíkem. Juraj Zverko je slovenský astrofyzik, který pracuje pro Astronomický Institut Slovenské Akademie Věd. Nejvíce se zabývá studiem pekuliárních magnetických hvězd. K. P. Panov je bulharský astrofyzik, pracující nyní jako ředitel Národní Observatoře Bulharské Akademie Věd. Měřeno bylo 6 nocí ve dnech mezi 22. zářím 1981 a 30. zářím 1981 na Observatoři Skalnaté Pleso pomocí 0,6 m reflektoru s jednobarevným fotoelektrickým fotometrem, za použití filtrů *UBV*. Data jsou naměřena ve filtrech *UBV* se střídavou rotací filtrů *VBUUBV* vždy po 5 měření s integrační dobou 1 s. Pouze v druhé části noci z 27. září na 28. září se integrační doba mění na 10 s a měří se pouze ve filtru *B*. Každé měření je složeno ze sekvence: kontrolní hvězda – proměnná hvězda – kontrolní hvězda atd. Kontrolní hvězda u tohoto měření byla HD 215 501. Tato hvězda je bílý podobr opět v souhvězdí Ještěrky o vizuální hvězdné velikosti 8,35 mag. Zvolena byla právě pro její konstantní hvězdnou velikost.

Tato data byla zapsána fotometrem ve formě dlouhých záznamů dat na papíře. Papír obsahoval dva sloupce, kde první sloupec byl datum ve formátu ddhhmmss (d – den, h – hodina, m – minuta, s – sekunda), a druhý sloupec udával county, neboli čísla, která symbolizují sílu světelného signálu, který dopadá na fotokatodu. První velký krok tedy byl přepsat tato data do elektronické podoby, konkrétně do programu *Microsoft Excel*. Přepsaná data se samozřejmě musela zprůměrovat a opravit o zásadní chyby, jako čísla, která fotometr zcela jistě změnil špatně, tedy měla příliš velkou odchylku od průměru.

Temný proud

Když jsou data již zapsána elektronicky, je poměrně lehké, ale velice zásadní, je opravit o temný proud. Temný proud je vlastně tepelný signál, elektrony emitované polovodičem bez vnějšího záření. Měření temného proudu by mělo mít stejně dlouhou expozici jako měření samotné hvězdy, což v datech bylo splněno. Tento jev výrazně závisí na teplotě. Čím větší je teplota, tím silnější je temný proud neboli šum. Snažíme se ho tedy co nejvíce eliminovat pomocným chlazením.

Nejprve se musí vytvořit závislosti temného proudu na čase a podle směrnice pak opravit data o tento proud. Ve všech nocích se ukázalo, že temný proud postupem večera klesal, což je správně, jelikož se teplota v noci postupně snižovala. V různých večerech se lišila pouze strmost přímky.



Graf 1: Ukázka závislosti temného proudu na čase z části noci z 26. na 27. září

Atmosférická extinkce a převod do standardních magnitud

Abych data zbavil vlivu proměnné atmosférické extinkce a převedl měřené hvězdné velikosti do standardního systému *UBV*, využilo se pomoci programu HEC22. Tento program vyvinuli Petr Harmanec a Jiří Horn právě za účelem rychlé a jednoduché korekce dat proměnných hvězd. Program je volně dostupný pro veřejnost. [22] Používá se právě pro převod fotoelektrických dat do formátu bez atmosférické extinkce a převod mezi instrumentálními a standardními magnitudami.

Pro atmosférickou korekci program používá transformační koeficient G mezi pozorovanými a upravenými magnitudami pro každou z pozorovaných nocí, zahrnující koeficienty pro extinkci prvního řádu a možnost modelování časové změny koeficientů lineární extinkce během pozorované noci díky až 5. stupni polynomů. Rovnice pro tyto transformace jsou:

$$v = v_0 + G_1 + G_5X + G_9tX + G_{13}t^2X + G_{17}t^3X + G_{21}t^4X + G_{25}t^5X ,$$

$$b = b_0 + G_2 + G_6X + G_{10}tX + G_{14}t^2X + G_{18}t^3X + G_{22}t^4X + G_{26}t^5X ,$$

$$u = u_0 + G_3 + G_7X + G_{11}tX + G_{15}t^2X + G_{19}t^3X + G_{23}t^4X + G_{27}t^5X .$$

X je v těchto rovnicích vzdušná hmota. Vzdušná hmota je veličina úměrná dráze světelného paprsku ve vzduchu, která je rozhodující pro určení atmosférické extinkce. Přibližně platí $x = \sec z$, kde z je zenitová vzdálenost hvězdy.

Rovnice barevné transformace použité pro každou magnitudu (V, B, U) jsou lineární v $U-B$ indexu, ale mají formu polynomu třetího stupně v $B-V$. Tato forma je nutná aby kompenzovala nelineární efekt Balmerova skoku v magnitudách hvězd spektrálních typů B až F. Koeficienty barevné extinkce v této formě jsou také zahrnuty mezi občasnými transformačními koeficienty. Tyto rovnice jsou:

$$v_0 - V = H_1(B-V) + H_2(U-B) + H_3(B-V)^2 + H_4(B-V)^2 + H_5 \times B_4(B-V + 0,5 \times B_4) + H_6,$$

$$b_0 - B = H_7(B-V) + H_8(U-B) + H_9(B-V)^2 + H_{10}(B-V)^2 + H_{11} \times B_4(B-V + 0,5 \times B_4) + H_{12},$$

$$u_0 - U = H_{13}(B-V) + H_{14}(U-B) + H_{15}(B-V)^2 + H_{16}(B-V)^2 + H_{17} \times B_5(U-B + 0,5 \times B_5) + H_{18},$$

kde $B_4 = G_6 - G_5$ a $B_5 = G_7 - G_6$.

Po vložení dat hvězd kontrolní a proměnné dostáváme dva soubory. Kontrolní soubor, který obsahuje opravená data kontrolní hvězdy a soubor dat proměnné hvězdy, opravený o atmosférickou extinkci a obsahující absolutní jasnosti hvězdy ve standardních Johnsonovských filtrech $U, B, V, B-V$ a $U-B$ a čas pozorování v heliocentrickém juliánském datování (HJD). Standardní hodnoty zadané do programu:

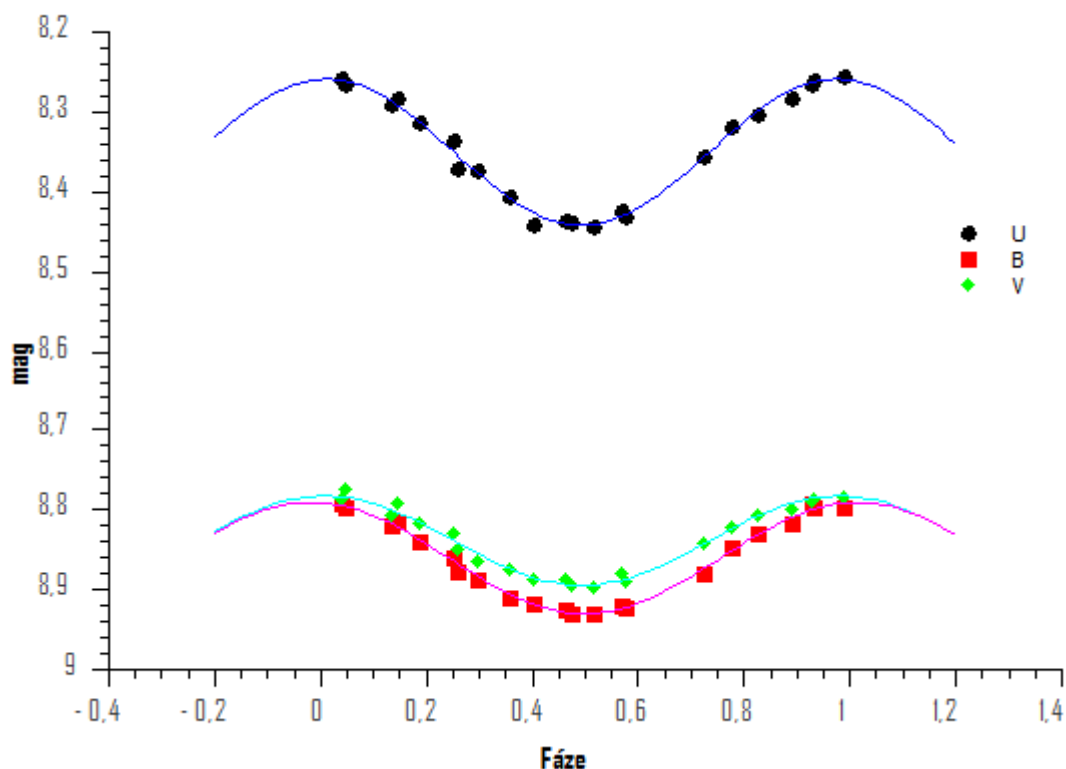
Standardní hodnoty	V [mag]	B [mag]	U [mag]	$B-V$ [mag]	$U-B$ [mag]
GL Lac	8,784	8,811	8,305	0,027	-0,506
HD 215 501	8,351	8,610	8,754	0,259	0,144

Tabulka 4: Standardní fotometrické hodnoty hvězd

Světelná křivka

Světelná křivka je závislost hvězdné velikosti, nebo jasnosti sledovaného objektu na čase udávaného v juliánských datech. Hvězdná velikost se udává v magnitudách, pokud jsou změny malé, tak ve zlomcích magnitudách (milimagnitudy). Hvězdnou velikost proměnné hvězdy určíme relativně a to pomocí poměru jasnosti zkoumané hvězdy a jasnosti srovnávací hvězdy. Pokud je známá hvězdná velikost srovnávací hvězdy, pak můžeme vynášet přímo hvězdnou velikost proměnné hvězdy v závislosti na čase. Což je přesně případ následujících grafů.

Z obrázku 6 můžeme vyčíst, že změny v jasnosti hvězdy ve všech filtrech nepřesahují 0,2 magnitudy. Také je zde vidět, že hvězda ve filtru U září nejméně jasně a filtry V a B jsou co do velikosti hodně podobné.



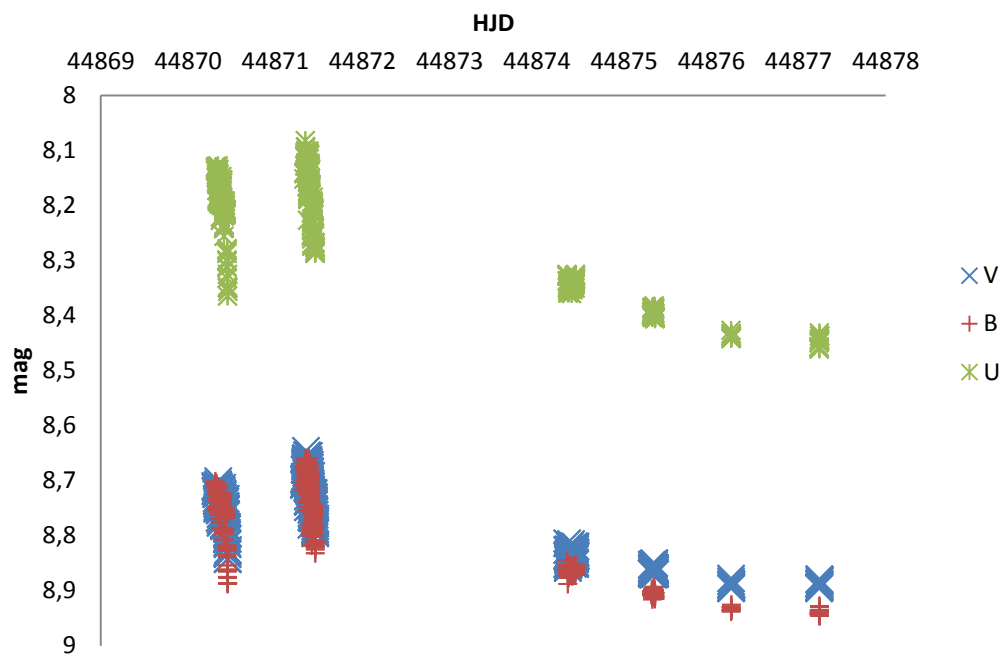
Obrázek 7: Světelná křivka hvězdy HD 215 441 ve filtrech *UBV* podle [19]

Na grafu 2 jsou zanesená data ze všech měřených nocí ve filtrech *UBV*. Můžeme vidět, že jasnost se ve všech filtrech od třetí noci zvyšovala. Nejméně hvězda září ve filtru *U*, nejvíce pak ve filtru *B*. Rozptyl jasností hvězdy u prvních dvou nocí naznačuje, že data nebudou příliš přesná. Jak můžeme vidět na grafu 3, tak opravdu první dvě noci mají největší rozptyl jasností i u kontrolní hvězdy, která by svou jasnost měnit neměla.

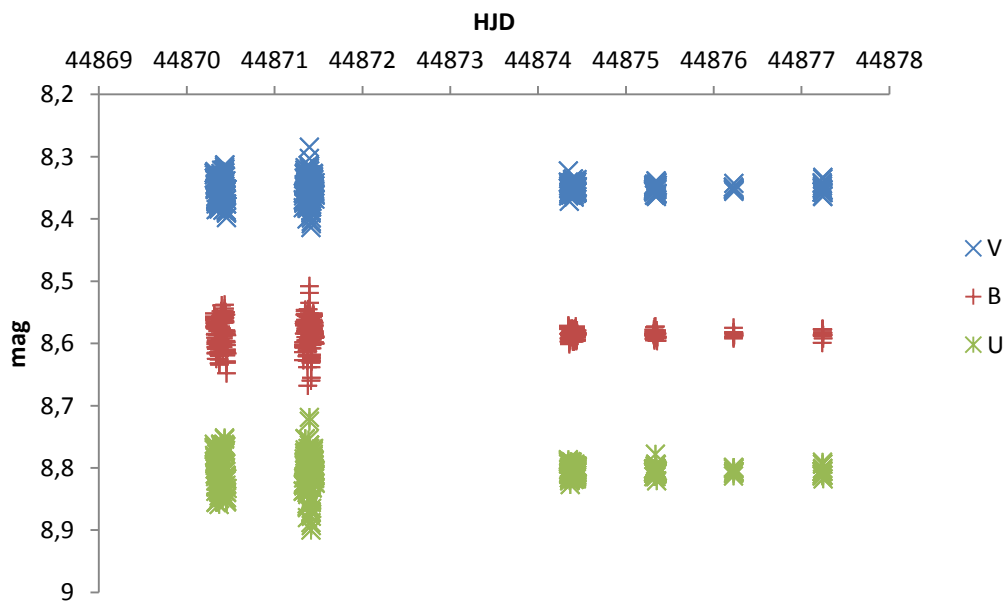
Abych dostal světelnou křivku, což je závislost jasnosti hvězdy na její fázi, tak potřebuji vzorec:

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

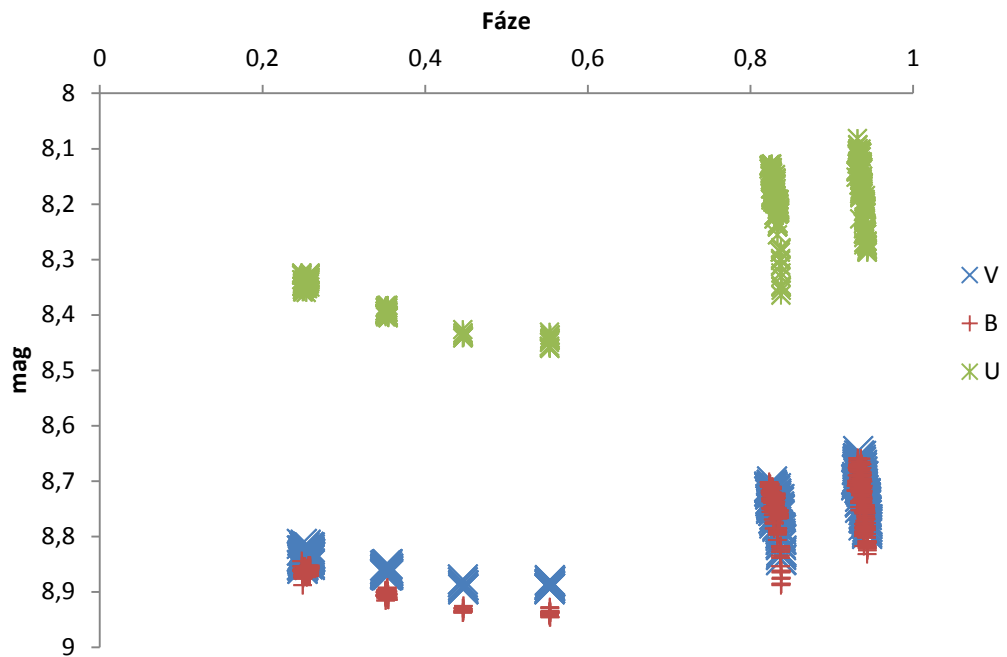
Za P dosadím periodu proměnné hvězdy, což je v tomto případě 9,4871 dne. M_0 v tomto vzorci značí epochu, kterou zjistíme ze stránek The International Variable Star Index [9], a je 36864,88.



Graf 2: Závislost jasnosti hvězdy HD 215 441 na heliocentrickém juliánském datu ze všech měřených nocí

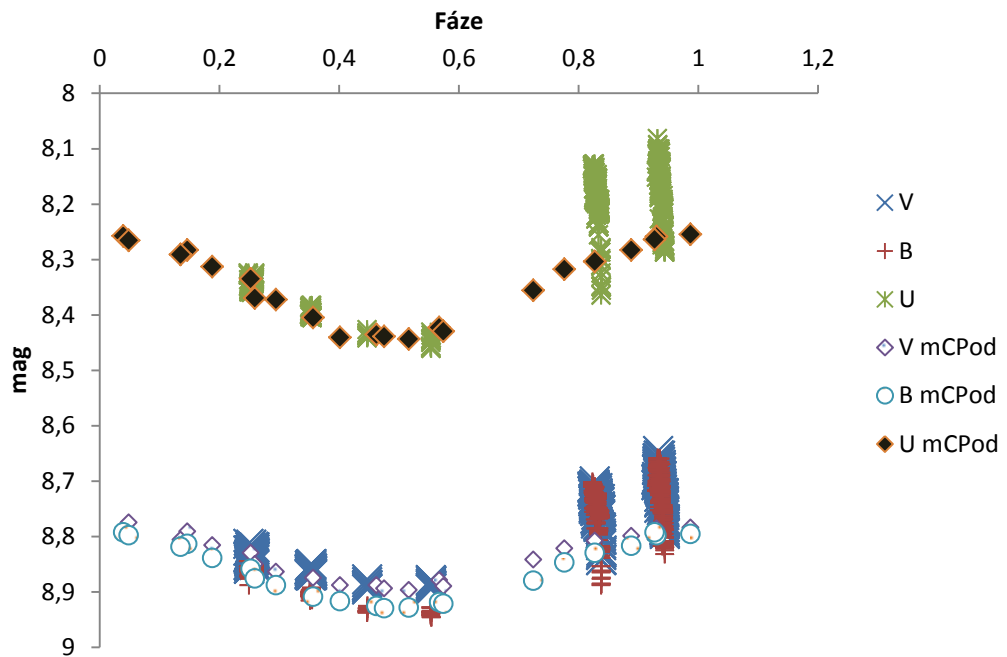


Graf 3: Závislost jasnosti kontrolní hvězdy HD 215 501 na heliocentrickém juliánském datu



Graf 4: Závislost jasnosti proměnné hvězdy na její fázi

Abychom se přesvědčili, jestli jsou nalezené periody správné, proložíme naměřená data s daty, které jsem našel na serveru mCPod.



Graf 5: Proložení dat s daty ze serveru mCPod [19]

Po proložení můžeme říci, že kromě prvních dvou nocí jsou naměřená data shodná s daty nalezenými na serveru mCPod. Tyto výkyvy jasností bych dal za vinu přecházející oblačnosti ve vyšších patrech atmosféry, nejspíše cirrám. Viditelnější jsou v grafech v příloze, které ukazují jednotlivé dny, kde je vidět klesající sinusoida.

Datum (Září 1981) a JD 2 440 000 +	Fáze hvězdy
22/23 870,3806	0,83
23/24 871,4232	0,94
26/27 874,3646	0,25
27/28 875,3184	0,35
28/29 876,2336	0,447
29/30 877,2396	0,553

Tabulka 5: Fáze hvězdy ve všech měřených nocí

Pokud opravené výsledky porovnáme s výsledky původními, tak dojdeme k závěru, že korekce upravily data o celkem velké chyby, které se v předchozích výsledcích vyskytovaly.

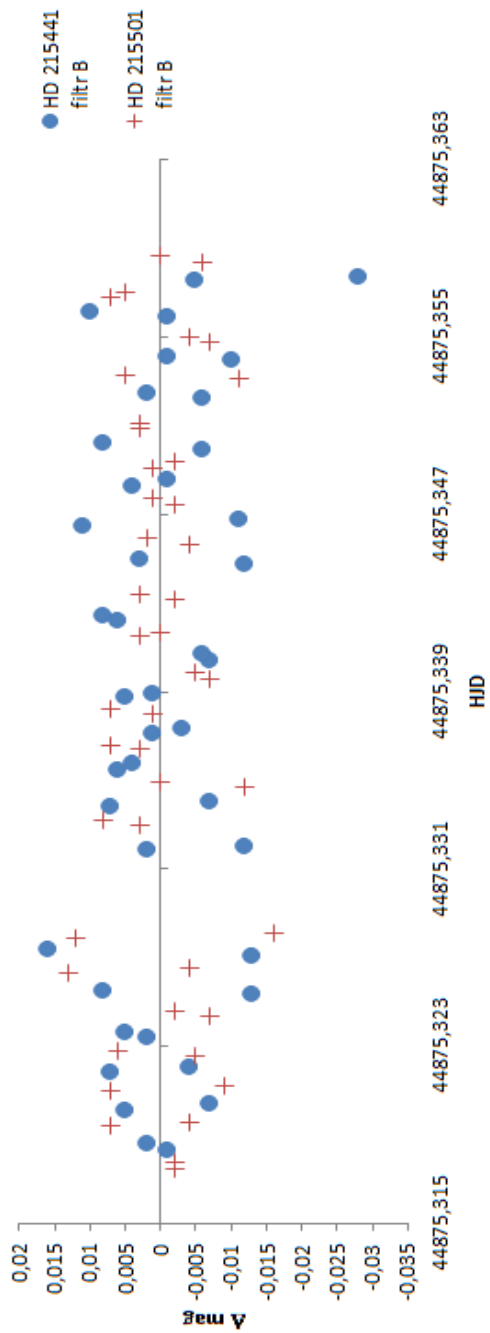
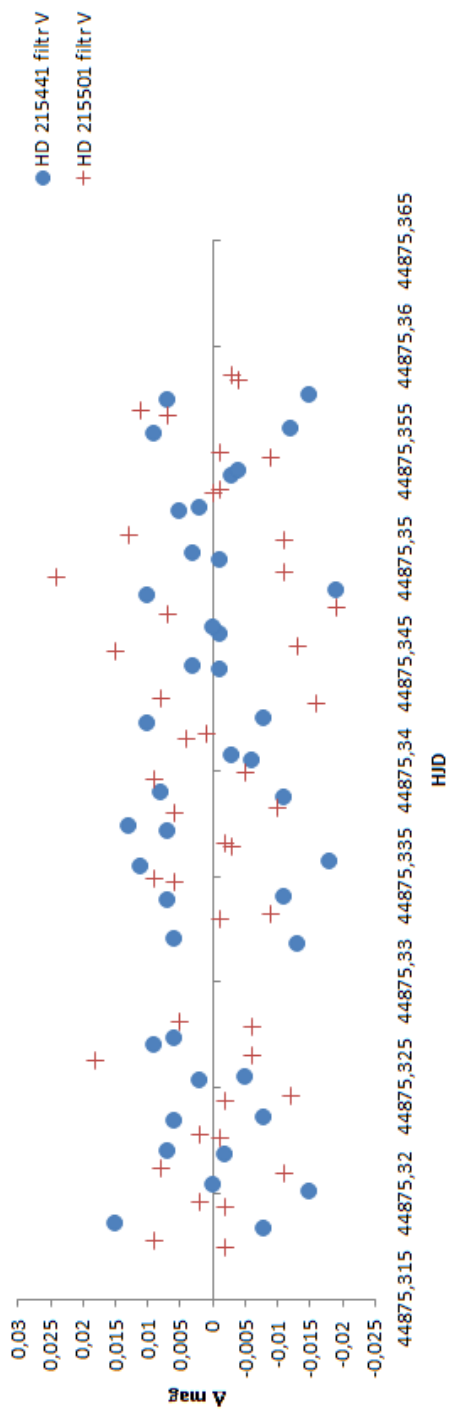
Datum (Září 1981) a JD 2 440 000 +	Fáze hvězdy
22/23 870,426	0,79
23/24 871,434	0,89
26/27 874,436	0,21
27/28 875,376	0,31
28/29 876,269	0,40
29/30 877,281	0,51

Tabulka 6: Fáze hvězdy ve všech měřených nocích, původní výsledky [8]

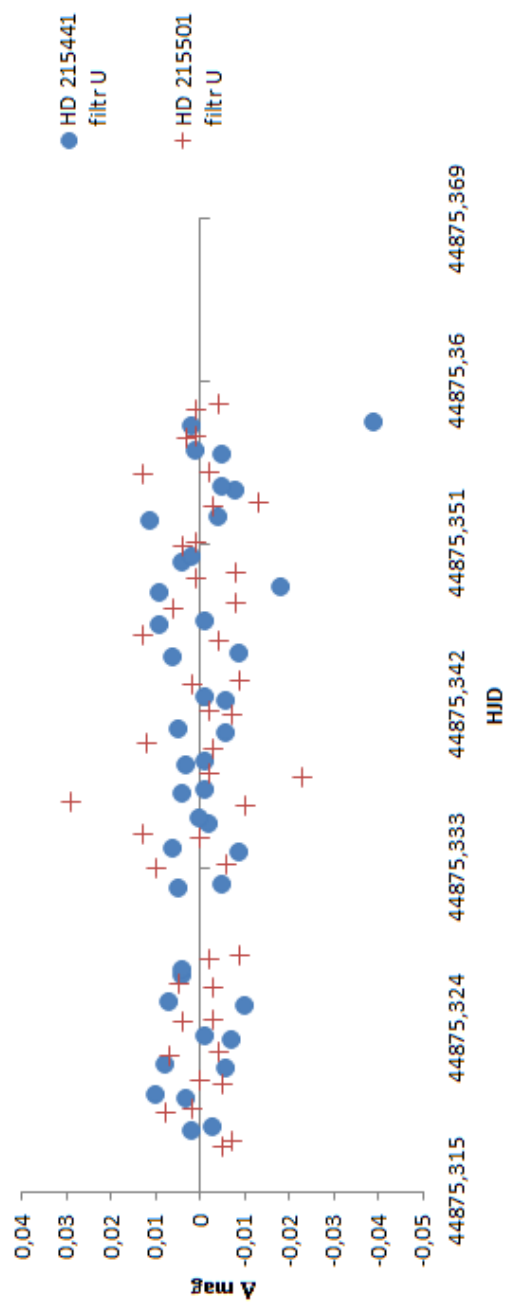
Hledání rapidních fotometrických změn se provádí v jednotlivých dnech, jelikož se může jednat o změny velice malé a také relativně krátké. Následující grafy ukazují závislost změny magnitudy na čase v jednotlivých nocích. Porovnávám změny hvězdy HD 215441 s hvězdou kontrolní, aby se ukázalo, zda vynesené změny nejsou pouze výchytky v měření. Ukázána je jen jedna noc ve všech filtrech, zbylé se nachází v příloze. První dvě noci a noc z 28. na 29. září nemá svůj graf. První dvě noci nenabízí odpovídající data na hledání amplitud a zbylá noc má velmi málo měření na určení takových změn. Nepřesnost měření má za následek krátká integrační doba, která je pouze 1s. Změny jasností v Δmag jsem počítal pomocí vzorce pro zachycení difference jednotlivých měření (pro obě hvězdy):

$$\Delta m = \langle a \rangle_n - \langle a \rangle_{n+1},$$

kde a je jednotlivé měření a n udává pořadí měření hvězdy.



Graf 7 a 8: Závislosti hvězdné velikosti na čase ve filtrech V a B



Graf 9: Závislosti změny hvězdné velikosti na čase ve filtrech U

4 Závěr

V této bakalářské práci jsem se zabýval zpracováním a korekcí dat hvězdy HD 215 441 naměřených J. Zverkem a K. P. Panovem na Observatoři Skalnaté Pleso v nocích mezi 22. – 30. Zářím 1981.

Tyto data jsem opravil o jejich chyby a podle nich vyrobil světelnou křivku hvězdy. V porovnání s předchozím zpracováním, jsem pro vytvoření světelné křivky použil aktualizovanou periodu hvězdy a epochu. Díky programu HEC22 jsem je opravil i o atmosférickou extinkci a převedl do standardních jasností UBV. Program využíval korekce až s 5. stupněm polynomu, takže jsou data upravená mnohem lépe, než při předchozím zpracování.

Úspěšně jsem vytvořil světelnou křivku hvězdy a proložil ji daty ze serveru mCPod. V grafech můžeme vidět, že data se velice hezky překrývají, až na první dvě noci, kde měření zřejmě narušovala oblačnost ve vyšších patrech atmosféry. Měření zachytila fáze hvězdy uvedené v tabulce 5. Oproti výsledkům z roku 1983 se fáze hvězdy v poměru k času poměrně liší, což značí, že korekce nesla své ovoce.

Světelné změny na světelné křivce byly jasně zřetelné, největší změny jasnosti se odehrávaly ve filtru U . Změny ve filtrech V a B si byly podobné a oproti filtru U slabší.

V grafech jednotlivých nocí jsem hledal rapidní fotometrické změny, které by se tam objevily. Bohužel žádné změny ani po korekci nalezeny nebyly. Jednotlivá měření sice oscilují, ale rozhodně ne periodicky a hlavně oscilují spolu s nimi i jednotlivá měření kontrolní hvězdy. Což značí, že tyto změny nejsou způsobeny hvězdou samotnou, ale pouze chybou v měření. Vysvětlení leží v tom, že hvězda HD 215 441 je na takoveto rapidní oscilace příliš horká. U této hvězdy právě dlouhodobá proměnnost souhlasí s její periodou rotační, jak jsem již zmínil v kapitole 3.1. A to tato data potvrdila.

5 Citovaná literatura

- [1] Moro, D., Munari, U., ADPS: The Asiago Database on Photometric Systems, <http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/>.
- [2] http://physics.mff.cuni.cz/vyuka/zfp/txt_304.pdf
- [3] SIMBAD Astronomical Database: <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>
- [4] Halliday, D., Resnick, R., Walker, J., 2003: *Fyzika: Elektromagnetické vlny – Optika - Relativita*, VUTIUM, Brno
- [5] Mikulášek, Z., Krტიčka J., 2007: *Fyzika horkých hvězd*, Skripta MU, Brno
- [6] Mikulášek, Z., Krტიčka, J.: *Úvod do fyziky hvězd*, Skripta MU, Brno, 2006
- [7] Zejda, M.: *Prezentace k fotoelektrické fotometrii předmětu Praktická astrofyzika*
- [8] Zverko, J., Panov, K.P.: *Photoelectric Observations of the magnetic star HD 215 441*
- [9] AAVSO: The International Variable Star Index, <http://www.aavso.org/vsx/index.php?view=detail.top&revid=89441>
- [10] General Catalogue of Variable Stars:
<http://www.sai.msu.su/groups/cluster/gcvs/cgi-bin/search.cgi?search=GL+Lac>
- [11] Harmanec, P., *Horké hvězdy*. Brno : Hvězdárna a planetárium Mikuláše Koperníka
- [12] Wikipedie:
http://cs.wikipedia.org/wiki/Chemicky_pekuli%C3%A1rn%C3%AD_hv%C4%9Bzda
- [13] Aladin Sky Atlas: <http://aladin.u-strasbg.fr/>
- [14] Hroch, F.: *Astronomické praktikum*, Skripta MU, Brno 2006
- [15] [HTTP://ARXIV.ORG/PDF/1004.2334.PDF](http://arxiv.org/pdf/1004.2334.pdf)
- [16] CZESLA, S. AND SCHMITT, J. H. H. M., *ARE MAGNETIC HOT STARS INTRINSIC X-RAY SOURCES?*, 2007
- [17] MIKULÁŠEK, Z. : *PROMĚNNÉ HVĚZDY*, SKRIPTA MU, 2002
- [18] HARMANEC, PETR., HORN, JIŘÍ : *MANUÁL K PROGRAMU HEC22*
- [19] MCPod : <http://astro.physics.muni.cz/mcpod/>
- [20] <http://www.jstor.org/stable/10.1086/382664>

[21] Kudryavtsev, D. O., Romanyuk, I. I., Elkin, V. G., Paunzen, E.: *New magnetic chemically peculiar stars*

[22] <http://astro.troja.mff.cuni.cz/ftp/hec/PHOT/>

[23] ALENTIEV, D., KOCHUKHOV, O., RYABCHIKOVA, T.....: DISCOVERY OF THE LONGEST PERIOD RAPIDLY OSCILATING AP STAR HD 177765

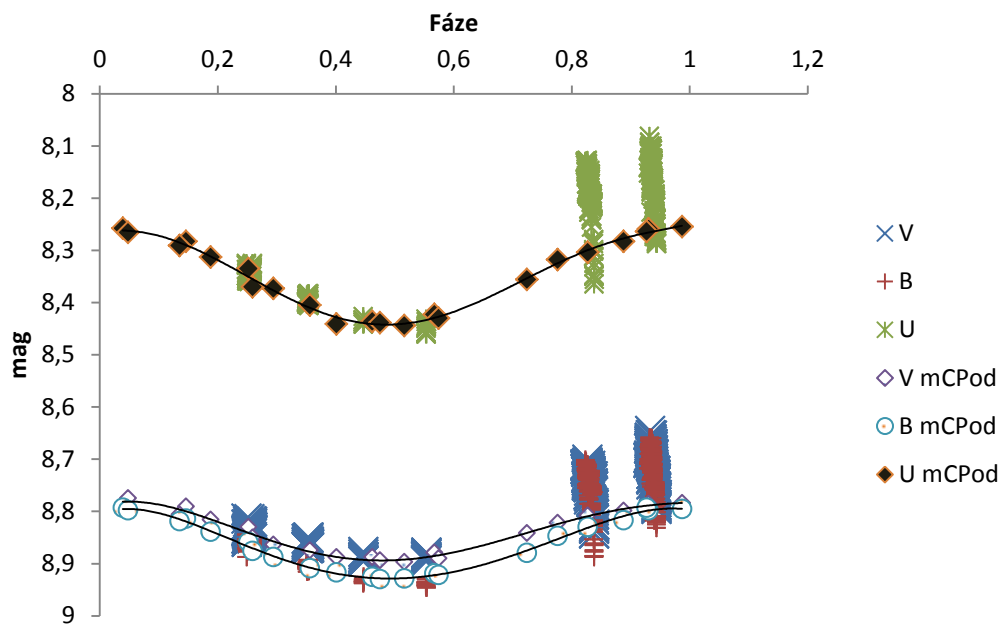
[24] KURTZ, D. W., INFORMATION BULLETIN ON VARIABLE STARS, VOL 1436, 1978

[25] KURTZ, D. W., MONTHLY NOTICES OF THE ROYAL ASTRONOMICAL SOCIETY, VOL 200, 1982

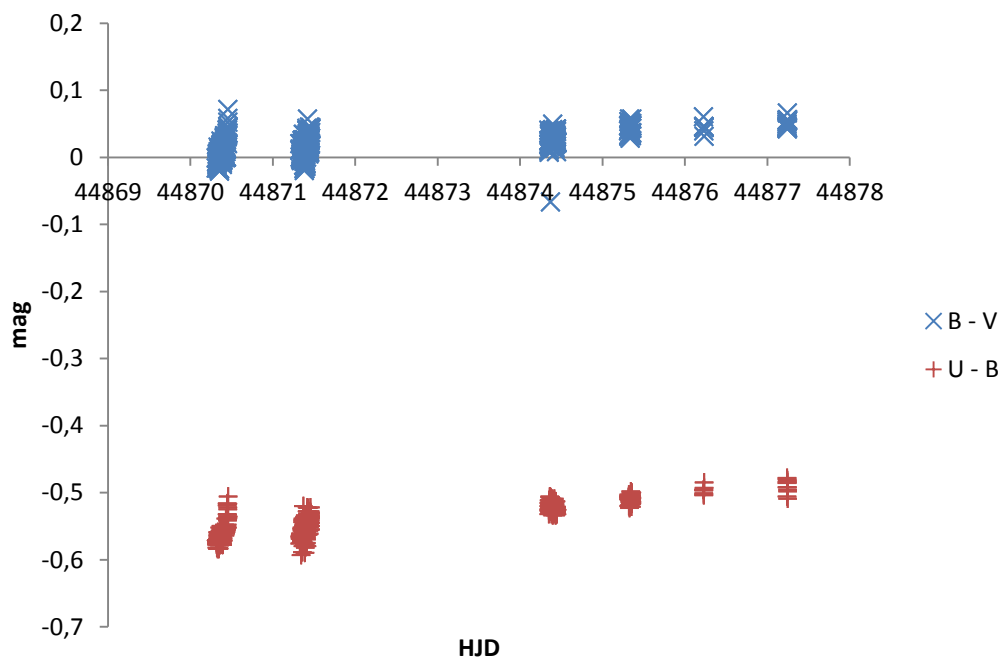
[26] http://en.wikipedia.org/wiki/Rapidly_oscillating_Ap_star

[27] <http://hvezdy.astro.cz/promenne/713-delta-scuti>

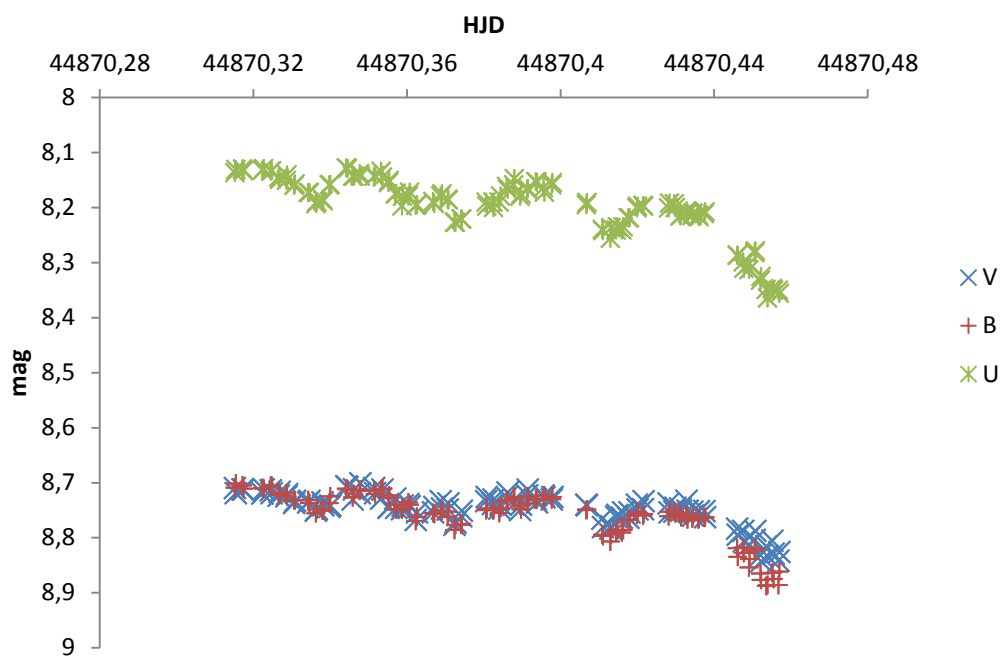
6 Příloha



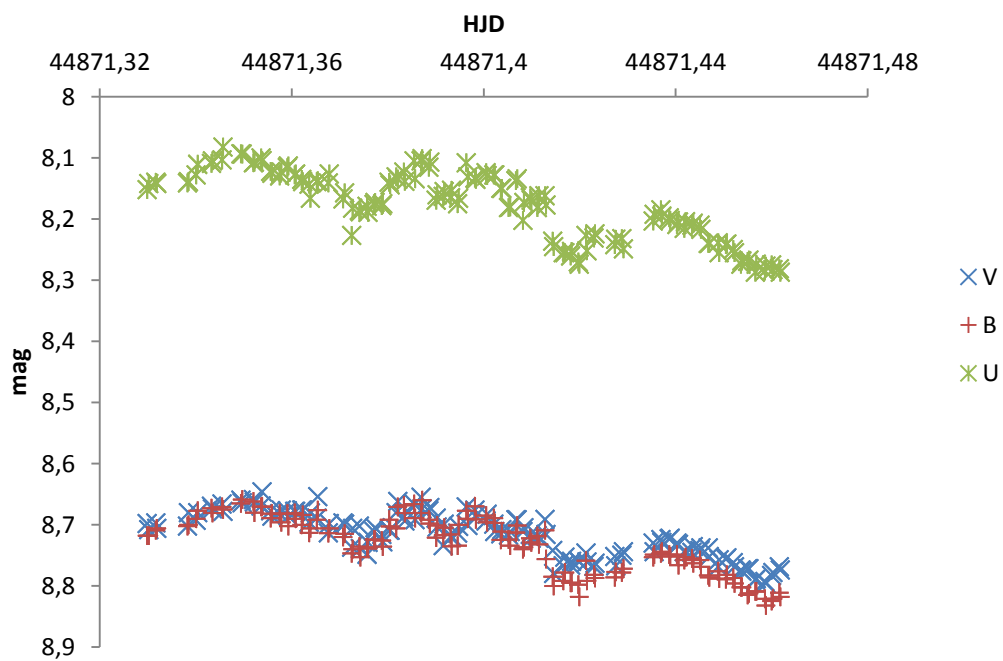
Graf 10: Proložení dat z mCPodu křivkou



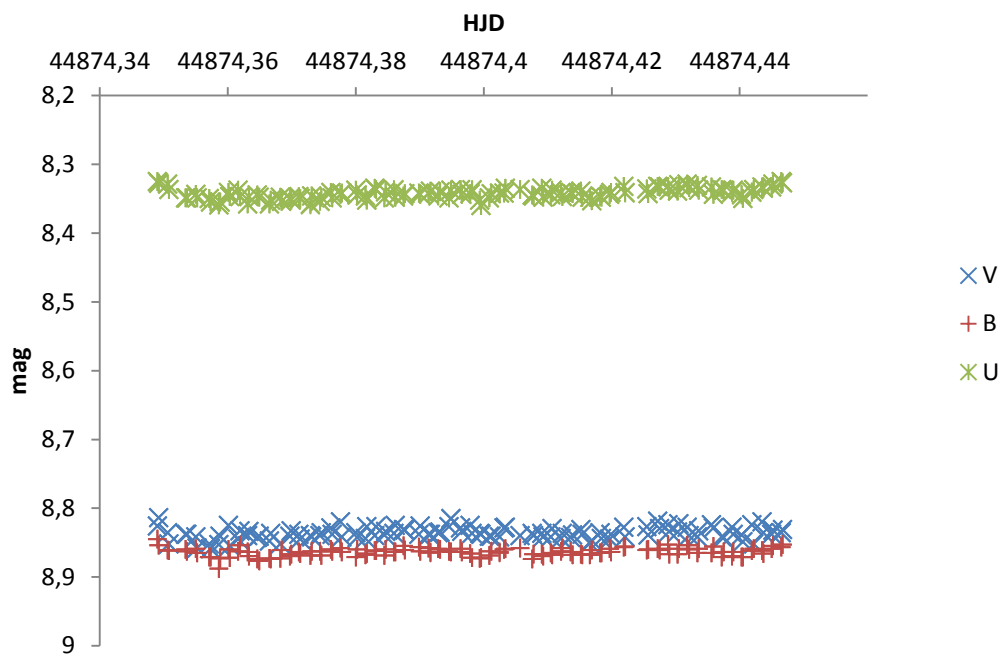
Graf 11: Závislost hvězdné velikosti na HJD ve filtrech B-V a U-B



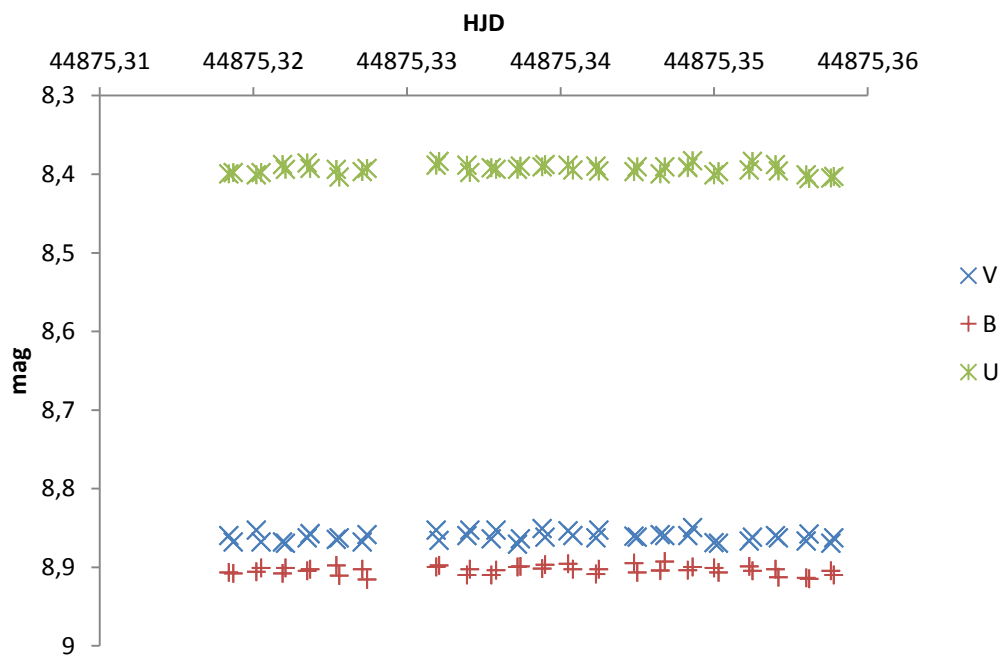
Graf 12: Závislost hvězdné velikosti na čase v první noci



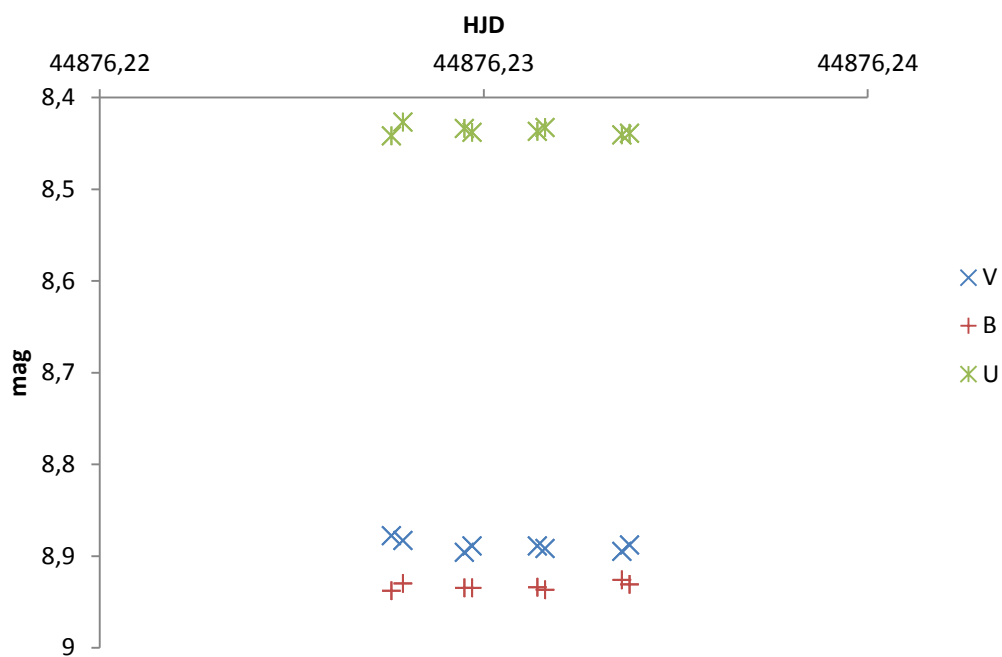
Graf 13: Závislost hvězdné velikosti na čase v druhé noci



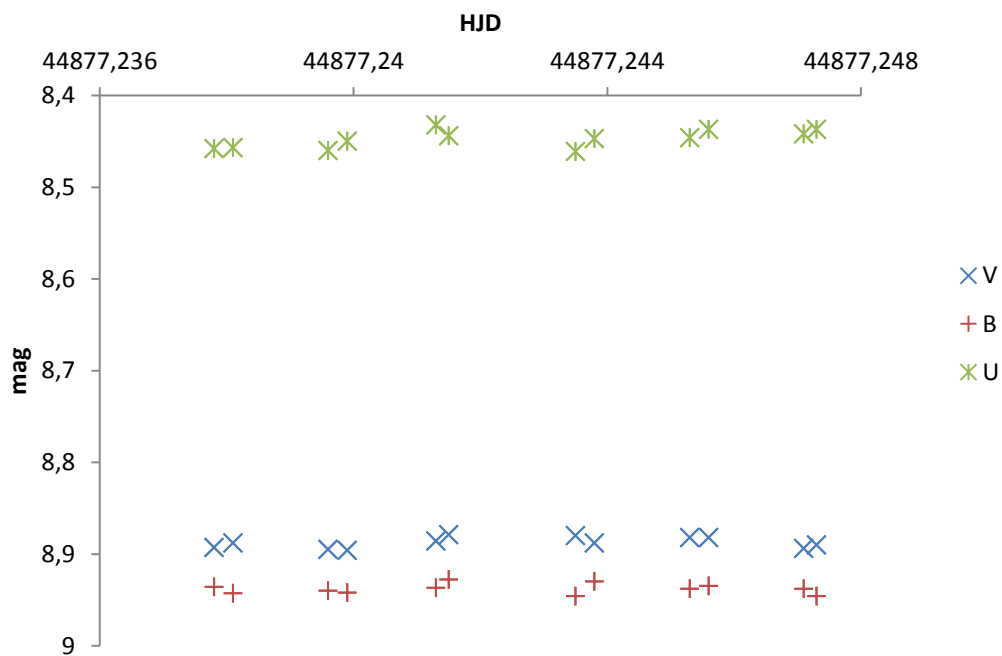
Graf 14: Závislost hvězdné velikosti na čase ve třetí noci



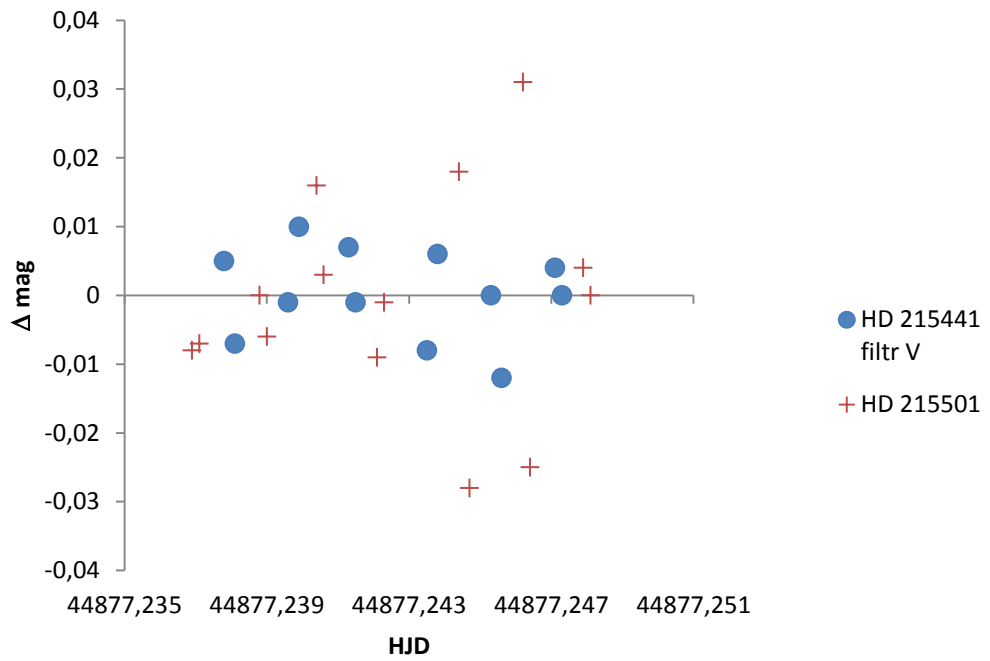
Graf 15: Závislost hvězdné velikosti na čase ve čtvrté noci



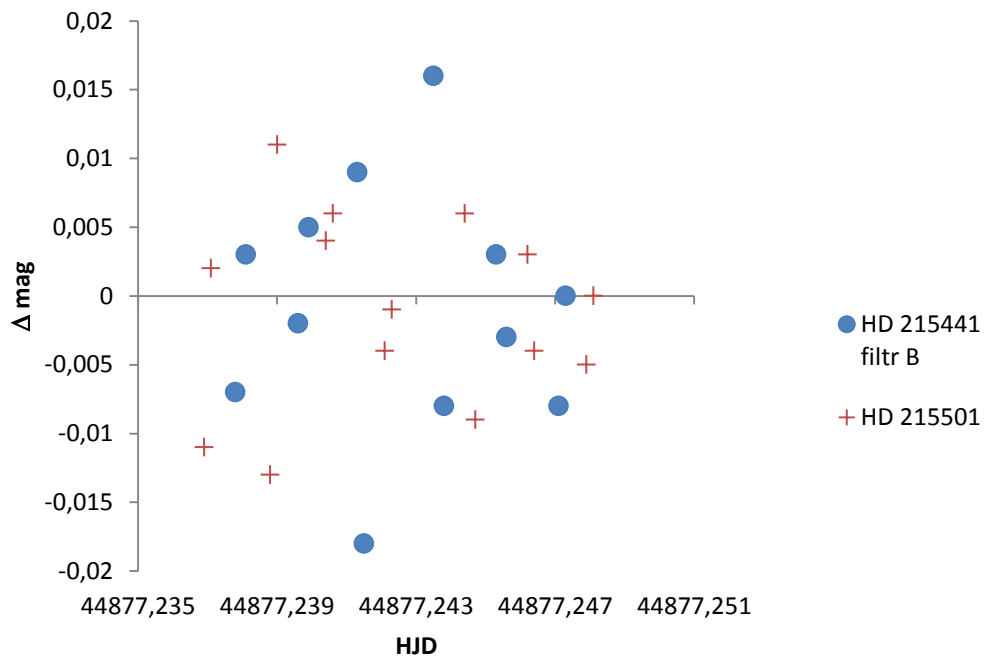
Graf 16: Závislost hvězdné velikosti na čase v páté noci



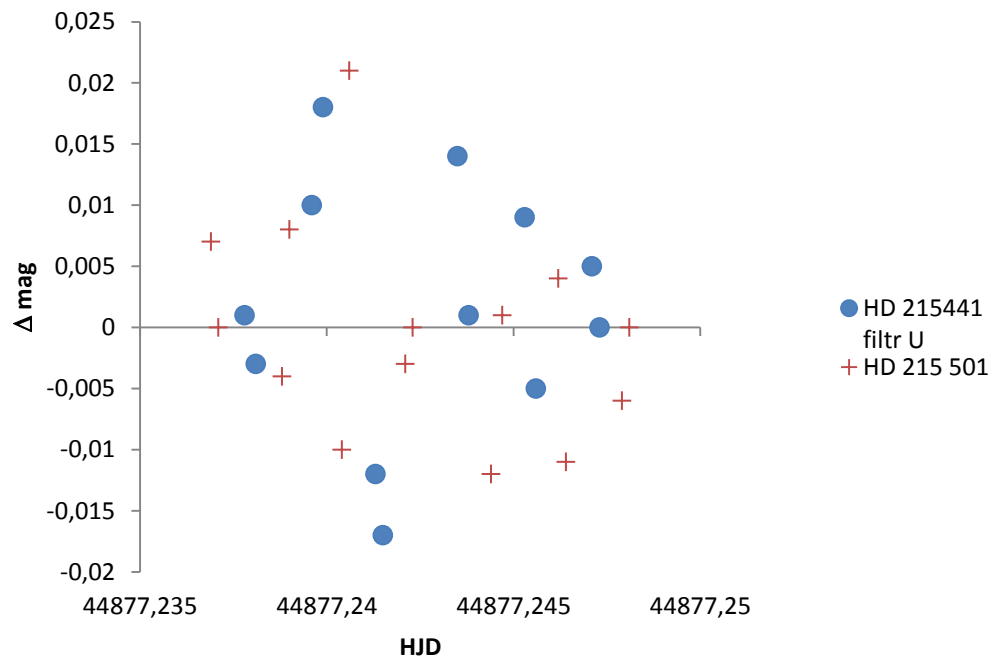
Graf 17: Závislost hvězdné velikosti na čase v poslední noci



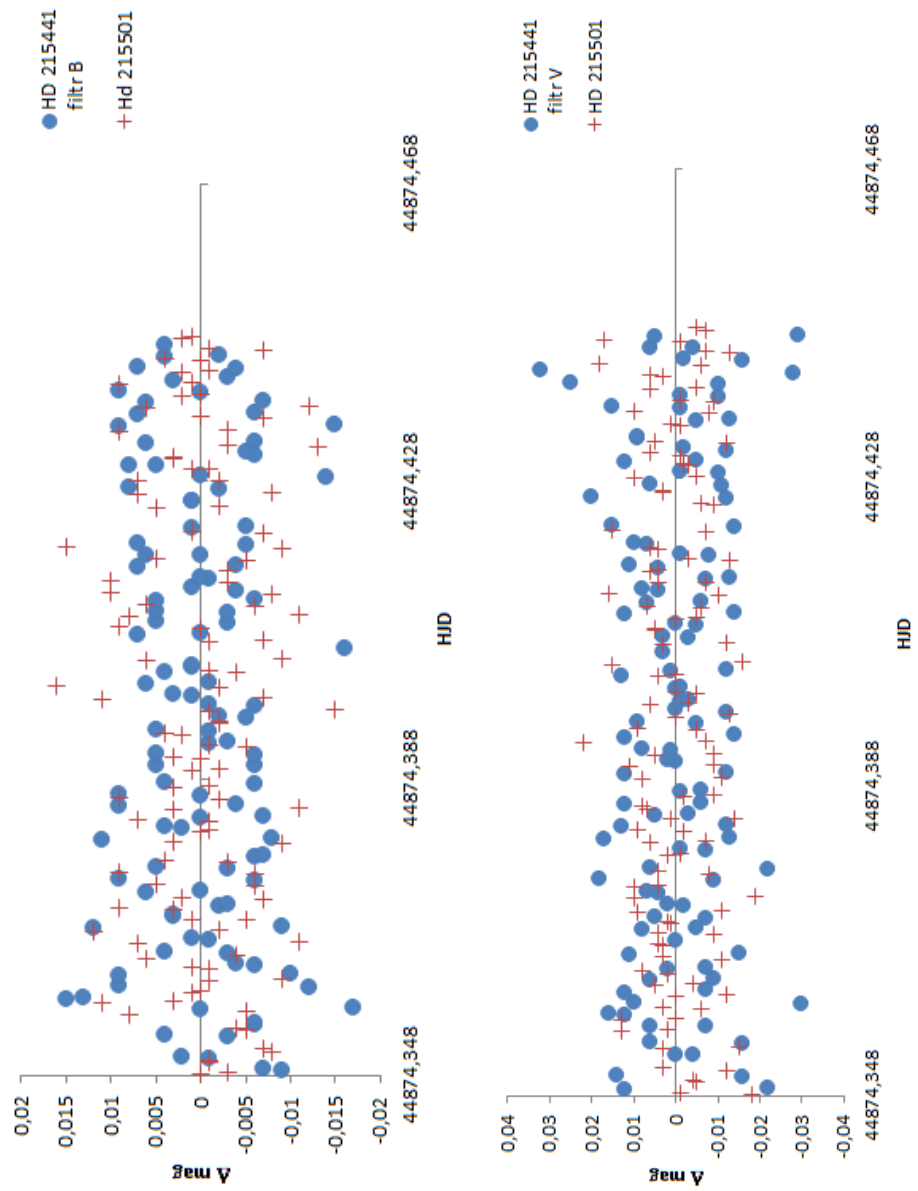
Graf 18: Závislost změny hvězdné velikosti na čase ve filtru V



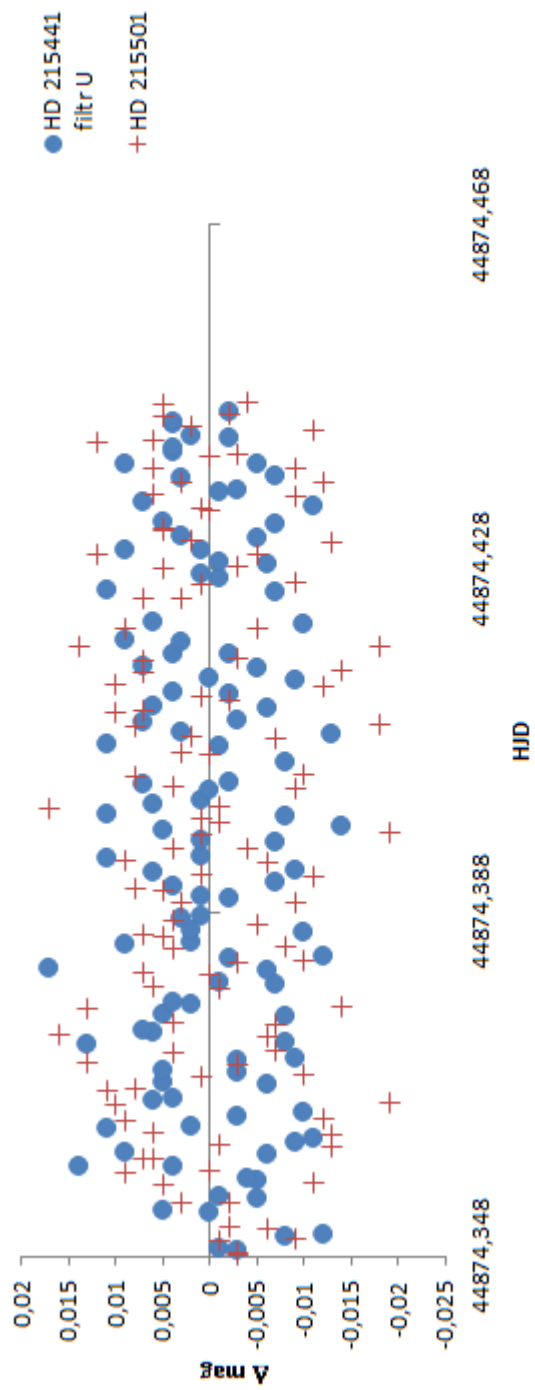
Graf 19: Závislost změny hvězdné velikosti na čase ve filtru B



Graf 20: Závislost změny hvězdné velikosti na čase ve filtru U



Graf 21 a 22: Závislost změny hvězdné velikosti na čase ve filtru V a B



Graf 23: Závislost změny hvězdné velikosti na čase ve filtru U