

Přírodovědecká fakulta Masarykovy univerzity
Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

**Analýza světelných křivek magnetických
chemicky pekuliárních hvězd**

Diplomová práce

Pavel Zvěřina

Školitel: doc. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.

Brno 2006

Přírodovědecká fakulta Masarykovy univerzity
Ústav teoretické fyziky a astrofyziky

**Analýza světelných křivek magnetických
chemicky pekuliárních hvězd**

Diplomová práce

Pavel Zvěřina

Školitel: doc. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc.

Brno 2006

Anotace:

Chemicky pekuliární (CP) hvězdy jsou hvězdy horní části hlavní posloupnosti, které se vyznačují neobvyklým chemickým složením atmosféry. Magnetické chemicky pekuliární (mCP) hvězdy, významná skupina CP hvězd, je fotometricky, magneticky a spektroskopicky proměnná. K určení period a tvarů světelných křivek pěti mCP hvězd jsem použil co největší počet publikovaných fotometrických pozorování. Bohužel, některá důležitá, převážně starší fotometrická data existují pouze ve formě publikovaných diagramů závislosti hvězdné velikosti na fázi. V těchto případech bylo použito vlastní, původní, dosud nevyzkoušené metody, která přiřazuje těmto datům virtuální JD , která mohou nahradit skutečnou (ale neznámá) JD . Ověření této metody je hlavním úkolem mé práce. Při zpřesňování elementů světelných křivek vybraných mCP hvězd (HD 22470, HD 71866, HD 83368, HD 125248, HD 137909) bylo využito robustní regrese a metody hlavních komponent.

Annotation:

The chemically peculiar (CP) stars are the upper main sequence stars with unusual chemical composition of their atmospheres. The magnetic chemically peculiar (mCP) stars, the meaningful group of CP stars, are variable in light, magnetic and spectroscopic. I used as many as published photometric data of five mCP stars to determination periods and shapes of light curves. Unfortunately, some important, mainly historical photometric data exist only in the form of published phase diagrams. In these cases was used an unpublished method to transform the data from phase diagrams to virtual JD , that can substitute the true (but unknown) JD . Verification of this method is the main aim of this work. The improvement of light elements of selected mCP stars HD 22470, HD 71866, HD 83368, HD 125248, HD 137909 were done by the special codes based on the PCA and robust regression. The elements will be published elsewhere.

Prohlašuji, že jsem tuto diplomovou práci vypracoval
samostatně jen s použitím uvedené literatury.

Pavel Zvěřina

Rád bych touto cestou poděkoval mému školiteli, doc. RNDr. Zdeňku Mikuláškoví, CSc., za vedení diplomové práce, především za ochotu kdykoli obětovat svůj čas. Také bych chtěl poděkovat Mgr. Janu Janíkovi, Ph.D., za rady a pomoc při získávání fotometrických dat a RNDr. Juraji Zverkovi, DrSc., za jeho námítky a připomínky k této práci. V neposlední řadě pak všem ostatním, kteří se jakýmkoli způsobem zasloužili o vznik této práce.

Obsah

1	Úvod	8
2	Chemicky pekuliární hvězdy	9
2.1	Klasifikace CP hvězd	9
2.1.1	Klasifikace podle dominantní pekuliárnosti	9
2.1.2	Typy CP hvězd	9
2.1.3	Prestonova klasifikace	11
2.2	Magnetické pole CP hvězd	11
2.2.1	Magnetické a nemagnetické CP hvězdy	11
2.2.2	Magnetické pole mCP hvězd	11
2.2.3	Model skloněného rotátoru	12
2.3	Abundance prvků CP hvězd	12
2.3.1	Difuzní hypotéza	12
2.3.2	Podmínky vzniku CP hvězd	14
2.3.3	Abundance různých prvků	15
2.4	Rotace CP hvězd	15
2.5	Proměnnost CP hvězd	16
2.5.1	Historie výzkumu proměnnosti	16
2.5.2	Druhy proměnnosti	16
2.5.3	Proměnnost CP hvězd způsobená pulzací	17
2.6	Spektroskopie CP hvězd	18
2.7	Fotometrie CP hvězd	19
2.7.1	Maitzenův fotometrický systém	19
2.7.2	Fotometrická proměnnost	20
2.7.3	Významné projekty fotometrie CP hvězd	20
2.8	Metody mapování povrchu	21
3	Fotometrická data	23
3.1	Virtuální juliánská data	23
3.2	Rozpoznání dat z grafu	24
3.3	Převod fáze na virtuální JD	25
3.4	Diskuse chyb	25
4	Zpracování pozorování	28
4.1	Robustní regrese	28
4.2	Metoda hlavních komponent	28
5	Zpracovaná pozorování vybraných mCP hvězd	31
5.1	HD 83368	33
5.2	HD 125248	38
5.3	HD 137909	43
5.4	HD 22470	48
5.5	HD 71866	53

6 Závěr	57
7 Doplněk	59
8 Seznam použité literatury	67

1 Úvod

Hvězdy hlavní posloupnosti s efektivními teplotami menšími než 7000 K (dále „chladné hvězdy“) mají vesměs homogenní chemické složení podobné slunečnímu a jejich spektrum je určeno jejich efektivní teplotou. Situace v horní části hlavní posloupnosti je odlišná svou bohatostí na různé typy hvězd (např. Ap, Bp hvězdy, magnetické Am hvězdy, pulzující hvězdy typu δ Scuti ...). Mnohé z nich řadíme do velké skupiny chemicky pekuliárních hvězd (dále „CP hvězdy“). Tyto hvězdy se vyznačují výskytem anomálně silných (či slabých) absorpčních čar prvků (např. Si, He, Mn, Cr, Eu ...) (Kurtz & Martinez 2000). Chemicky pekuliární hvězdy se vyskytují v teplotním intervalu 6600-30000 K.

Chemicky pekuliární hvězdy se vyznačují svou velkou variabilitou „pekuliárnosti“ a velkým počtem typů. Abundance některých prvků v atmosférách chemicky pekuliárních hvězd se pohybuje od abundance téměř odpovídající „normálním“ hvězdám až po abundance převyšující sluneční o 6 řádů. Velké množství „pekuliárních“ prvků vede k velkému počtu typů těchto hvězd. Mezi chemicky pekuliární hvězdy řadíme např. *Am*, *Ap*, *Bp*, *MgMn hvězdy*, *He-rich* a *He-weak hvězdy* a další.

Část chemicky pekuliárních hvězd má globální, téměř dipolové magnetické pole o intenzitě v intervalu od tisíců do jednotek T (Kurtz & Martinez 2000). Velká část chemicky pekuliárních hvězd je spektrálně proměnná. Tato proměnnost je doprovázena též proměnností fotometrickou a magnetickou. Světelné křivky těchto hvězd jsou periodické se stejnou periodou jakou jeví spektrální a magnetická proměnnost, perioda odpovídá rotační periodě hvězdy. Tato skutečnost je v dobré shodě s *modelem skloněného rotátoru*, který je dnes obecně přijímaným modelem proměnnosti chemicky pekuliárních hvězd. Tento model však vystihuje pouze geometrickou představu hvězdy jako rotujícího pevného tělesa, na jehož povrchu jsou místa s abnormální abundancí prvků. Povahu těchto skvrn však plně nechápeme. Je to dáno především malým počtem hvězd, u kterých máme k dispozici velké množství kvalitně provedených fotometrických měření. Především v minulosti publikovalo mnoho autorů práce, které byly založeny na výsledcích fotometrických pozorování. Význam těchto pozorování spočívá právě v časové odlehlosti těchto pozorování. Některá z těchto fotometrických pozorování se však dochovala pouze ve formě grafu závislosti hvězdné velikosti (popřípadě rozdílu hvězdných velikostí) na fotometrické fázi.

Cílem této práce je otestovat a použít metodu „virtuálních juliánských dat“, která pozorováním získaným z grafu přiřadí takové juliánské datum, které se z dlouhodobého pohledu příliš neliší od skutečného a lze je jím nahradit. Při vlastní zpracování měření (tj. zpřesňování periody, nalezení základního minima a popisu tvaru světelných křivek) tak pracují s co největším dostupným objemem fotometrických dat a navíc toto zpracování je prováděno metodou robustní regrese a komponentové analýzy, která bere v úvahu fakt, že světelné křivky ve všech barvách jsou výsledkem několika málo fyzikálních mechanismů.

2 Chemicky pekuliární hvězdy

2.1 Klasifikace CP hvězd

2.1.1 Klasifikace podle dominantní pekuliárnosti

O existenci hvězd, jejichž spektrum se vymyká standardní spektrální klasifikaci se vědělo již na začátku 19. století. Cannonová pro zpřesnění spektrální klasifikace zavedla pro tyto hvězdy dodatečné označení přidáním p za spektrální typ.

Morgan (1933) zavedl první klasifikaci CP hvězd. Jeho klasifikace byla založena na převládajícím typu pekuliarity (Mn, Si, Eu, Cr, Sr), který koreloval s teplotou. Ovšem při dalších měřeních spekter CP hvězd s větší disperzí se ukázalo nemožné jednoduše zařadit jednotlivé CP hvězdy do existujících „škatulek“. Např. Osawa v roce 1965 (disperze 60 \AA/mm) pro 200 Ap hvězd potřeboval více než 16 typů. Při vyšší disperzi je rozdělení do tříd již téměř nemožné (Preston 1974). Můžeme říci, že každá CP hvězda je spektrálním prototypem.

2.1.2 Typy CP hvězd

Existuje velké množství CP hvězd, jež leží v horní části hlavní posloupnosti (spektrální třídy F-B). Díky této bohatosti druhů panuje v pojmenování nejednoznačnost. Tabulka 1 ukazuje rozdělení základních typů CP hvězd podle magnetického pole a efektivní teploty.

Ap hvězdy Některé z CP hvězd mají silné magnetické pole-hovoříme o *magnetických chemicky pekuliárních hvězdách*, též označovaných jako *Ap hvězdy*. Některé Ap hvězdy jsou však spektrální třídy B a někdy se tedy označují jako *Bp hvězdy*.

Magnetické CP hvězdy se vyznačují silným globálním magnetickým polem dipólového charakteru, kde osa dipólu svírá s osou rotace nenulový úhel β . Magnetické pole je „zamrzlé“ do plazmatu a rotuje společně s hvězdou. Tyto hvězdy jsou spektroskopicky, fotometricky i magneticky proměnné. Jedná se o *geometricky* proměnné hvězdy, které díky své rotaci natáčejí k pozorovateli *fotometrické skvrny*, které přerozdělují energii ve spektru. Tyto skvrny se vyznačují zvýšenou abundancí těžších prvků až o 5 řádů popřípadě sníženou abundancí některých lehkých prvků (Kurtz & Martinez 2000). Ap hvězdy se vyznačují pomalou rotací ($v \sin i \leq 125 \text{ km s}^{-1}$).

Do Ap (Bp) hvězd řadíme SiCrEu, Sr, EuCrSr, λ 4200-Si, a Si hvězdy.

Am hvězdy Am hvězdy (též *metalické hvězdy*) nemají globální magnetické pole. Spektroskopicky se odlišují od „normálních“ hvězd výraznějšími čarami kovů (Fe, Cr, Ti) a slabší K čarou Ca II. Jako o klasických Am hvězdách hovoříme tehdy, liší-li se spektrální typ určený podle čáry K a podle čar kovů o více než 5 spektrálních podtříd oproti spektrální třídě, stanovené podle vodíkových čar Balmerovy serie. V případě, že rozdíl je menší než 5 podtříd hovoříme o tzv. *marginálních* Am hvězdách. (V psaném textu také označovaných středníkem nebo dvojtečkou - Am;)

Klasické Am hvězdy odpovídají podle intenzity vodíkových čar spektrálním třídám A3 až F1. Při použití vysokodisperzní spektroskopie se hranice metalických hvězd rozšířila

T_{ef} (K)	Magnetické hvězdy	Nemagnetické hvězdy
7 000-10 000	Ap SrCrEu A3-F0	Am A0-A6
10 000-14 000	Ap Si B8-B7	HgMn B0-B6
13 000-18 000	He-weak Si, SrTi B3-B7	
18 000-22 000	He-strong B0-B2	

Tabulka 1: Přehled typů CP hvězd řazených podle efektivní teploty a magnetického pole. Upraveno z (Kurtz & Martinez 2000).

až na A0. (Např. Sírius) Am hvězdy se spektrem v intervalu A0 - A3 se označují jako *horké* Am hvězdy. (hot Am stars). Am hvězdy narozdíl od Ap hvězd nejsou proměnnými hvězdami.

Rtuřovo-manganové (HgMn) hvězdy Hlavním poznávacím rysem těchto hvězd je výrazná čára Hg II nebo Mn II. Nemají měřitelné magnetické pole a též nejsou proměnné. (Díky těmto vlastnostem byly tyto hvězdy dříve řazeny do skupiny Am hvězd.) MgMn hvězdy patří mezi B hvězdy s teplotami od 1000 do 15000 K. (B6 - B9).

He-weak hvězdy Jedná se o chladnější B hvězdy. Určujícím kritériem těchto hvězd jsou čáry He I, které jsou slabší než čáry, které odpovídají teplotě určené z měření v *UBV* barvách těchto hvězd. Též častým jevem je anomální poměr He^3/He^4 . Tento poměr je těsně spjat z efektivní teplotou. Teplejší He-weak hvězdy mají vyšší poměr He^3/He^4 . He-weak hvězdy mají dipólové magnetické pole.

He-strong hvězdy Jsou hvězdy spektrálního typu B0 - B2 s anomálně zvýšenou abundancí helia. Jedná se o vysokoteplotní variantu Ap hvězd. Stejně jako Ap hvězdy mají magnetické pole a řadíme je mezi magnetické hvězdy. Jeví změny fotometrické, spektroskopické i magnetické.

hvězdy typu λ Bootis Jedná se o hvězdy jejichž vodíkové čáry odpovídají spektrálním typům od A0 po F0 a čára K (Ca II) odpovídá spektrálnímu typu A0 a nepatrně pozdějším. Tyto hvězdy mají slabé čáry kovů, zvláště Mg II na 448,1 nm. Mnoho λ Boo hvězd jsou pulzující hvězdy typu δ Scuti.

2.1.3 Prestonova klasifikace

Preston (1974) zavedl novou přehlednou klasifikaci chemicky pekuliárních hvězd, založenou na faktu, že jednotlivé typy CP hvězd se vyskytují v určitém, pro daný typ charakteristickém teplotním intervalu. Preston rozdělil CP hvězdy do skupin podle teploty, jednotlivé skupiny označil písmeny CP a příslušným číslem skupiny, jdoucím od nejchladnějších CP hvězd k vyšším teplotám.

Následuje přehled se stručnou charakteristikou jednotlivých typů CP hvězd podle Prestonovy klasifikace.

- **CP1** - jedná se o klasické metalické (Am) hvězdy se zvýšenou abundancí těžších kovů a se slabou K čárou Ca II a/nebo Sc II.
- **CP2** - nazývané též magnetické hvězdy (mCP), řadíme mezi ně Ap, Bp hvězdy. Vyznačují se silným globálním magnetickým polem, fotometrickou a spektrální proměnností.
- **CP3** - HgMn hvězdy.
- **CP4,5** - Heliově slabé hvězdy (He-weak stars).
- **CP6,7** - Heliově silné hvězdy (He-strong stars)

2.2 Magnetické pole CP hvězd

2.2.1 Magnetické a nemagnetické CP hvězdy

Velkou skupinu CP hvězd můžeme rozdělit na *magnetické* a *nemagnetické* CP hvězdy. Do skupiny *magnetických CP hvězd* řadíme typy CP2, CP4-7. Tyto hvězdy se vyznačují globálním zhruba dipólovým magnetickým polem o intenzitě v intervalu od tisícín do jednotek T. Vlastnosti magnetických CP hvězd jsou dobře popsány *modelem skloněného rotátoru*.

Nemagnetické CP hvězdy z velmi velké většiny nemají měřitelné magnetické pole. Do této skupiny řadíme CP1 a CP3 hvězdy. Existence magnetického pole u těchto hvězd však není zcela vyloučena. Mathys a Lanz (1990) učinili objev magnetického pole u Am hvězdy o Peg (0,18 T). Dalšími objevy magnetického pole u tohoto typu hvězd jsou známy hvězdy χ Lupi nebo 74 Aquarii (Mathys & Hubrig 1995). Pravděpodobně se jedná o „zapletené“ magnetické pole podobné slunečnímu.

2.2.2 Magnetické pole mCP hvězd

Existenci magnetického pole u hvězd jako první dokázal Hale v roce 1908, kdy pomocí Zeemanova jevu detektoval magnetické pole slunečních skvrn. Magnetické pole u jiných hvězd než u Slunce se podařilo změřit až v roce 1947 Babcockovi, a to nejprve u Ap hvězdy 78 Vir, později i u dalších hvězd (Preston 1971). V roce 1958 ukázal, že všechny Ap hvězdy mají proměnné magnetické pole, přičemž perioda jeho proměnnosti se shoduje s periodou rotace. U některých hvězd přitom dochází ke změnám polarity magnetického

pole (HD 125248 - Babcock 1951). Perioda změn magnetického pole je shodná též s periodou světelné křivky a periodou spektrální proměnnosti.

Z vysvětlením pozorovaných jevů spojených s magnetickým polem CP hvězd přišel již v roce 1949 Babcock. Zavedl *model skloněného rotátoru*, tedy představu CP hvězdy jako tuhého tělesa rotujícího kolem osy, která svírá s osou magnetického pole nenulový úhel. Stibbs (1950) rozpracoval podrobně tento model pro případ dipólového magnetického pole. Deutsch později rozšířil Stibbsův model o předpoklad „spektroskopických skvrn“, tedy míst se zvýšenou koncentrací určitých prvků ve fotosféře hvězdy a podařilo se mu vysvětlit nejen přepólování magnetického pole ale i spektrální proměnnost a fázový posun mezi ekvivalentní šířkou a radiální rychlostí.

2.2.3 Model skloněného rotátoru

obrázek 1 ukazuje geometrii skloněného rotátoru. Hvězda rotuje kolem své rotační osy jako tuhé těleso rotační úhlovou rychlostí Ω . Směr pozorovatele je v obrázku 1 vpravo (ve směru červené šipky). Úhel i je úhel mezi směrem pozorovatel-hvězda a osou rotace. Osa magnetického pole je k ose rotace hvězdy skloněna pod úhlem β . Magnetické pole je „zamrzlé“ do hvězdy a rotuje společně s hvězdou. Pozorovatel, díky této geometrii, pozoruje periodické změny magnetického pole s periodou shodnou s periodou rotační. Při vhodné konstelaci dochází k pozorované změně polarity magnetického pole. V případě dipolárního pole s osou skloněnou k rotační ose o úhel β s centrem ve středu hvězdy platí

$$B_{\text{ef}} = \frac{2}{5} B_{\text{p}} (\cos i \cos \beta + \sin i \sin \beta \cos \Omega t), \quad (1)$$

kde B_{ef} je efektivní magnetické pole, což je střední hodnota podélné složky vektorů magnetické indukce přes disk hvězdy. B_{p} je indukce na magnetickém pólu. Platí pro případ bez okrajového ztemnění.

Z rovnice (1) pro případ dipólového magnetického pole plyne, že změna efektivního magnetického pole má sinusoidální průběh s amplitudou úměrnou $\sin i \sin \beta$ a k popisu geometrie stačí znát pouze hodnoty i a β .

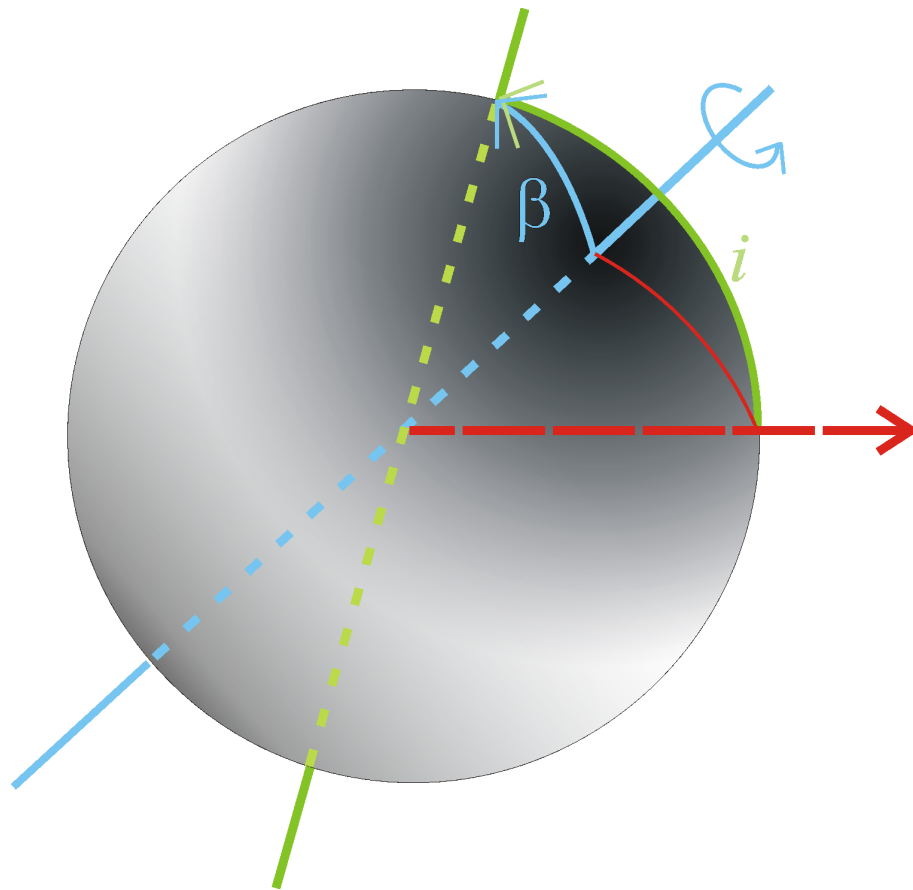
Má-li hvězda kolem magnetických pólů oblast s anomální abundancí, pozorujeme tuto hvězdu jako spektroskopicky i fotometricky proměnnou, v obou případech je křivka proměnnosti ve fázi se změnou magnetického pole.

Pro úplnost nutno dodat, že ne všechny magnetické CP hvězdy mají dipólové magnetické pole. Například u hvězdy HD 37776 dominuje dokonce kvadrupólová složka (Thompson & Landstreet 1985).

2.3 Abundance prvků CP hvězd

2.3.1 Difuzní hypotéza

Vysvětlit anomální výskyt některých prvků u CP hvězd se pokoušelo mnoho astrofyziků a bylo navrženo několik vysvětlení tohoto jevu. V roce 1955 přišel Burbidge s domněnkou, že anomální výskyt prvků je způsoben jadernými reakcemi na povrchu hvězdy, Fowler at al. (1965) stejně jako jeho předchůdce připisovali tento jev jaderným reakcím, tentokrát



Obrázek 1: Model skloněného rotátoru. Hvězda rotuje kolem rotační osy (zeleně) skloněné ke směru pozorovatele (červená šipka) pod úhlem i . Osa magnetického dipólu (modře) svírá s osou rotace hvězdy úhel β .

uvnitř hvězdy, jejichž produkty se bagrováním dostávají do povrchových vrstev. Další hypotézy dávaly příčinu chemické anomálie magnetické akreci (Havnes & Conti 1971), dopadům planetek (Kumar et al. 1989) nebo výbuchu blízké supernovy.

V roce 1970 publikoval Michaud vysvětlení chemické anomálie CP hvězd difuzí prvků v atmosféře, což je dnes obecně přijímané vysvětlení tohoto jevu. Má-li hvězda v blízkosti povrchu stabilní zónu, v níž nedochází ke konvekci, může vlivem difuze dojít k separaci různých atomů do různých výšek ve hvězdě. Difuze prvků může být zapříčiněna několika fyzikálními mechanismy - gradientem hustoty jednotlivých prvků, gradientem teploty a tlaku a také vnějšími silami (gravitační, elektrickou, magnetickou, zářivou). V CP hvězdách při vytváření anomálního složení atmosféry hraje významnou roli zářivá síla, která má původ v neizotropní absorpci a izotropní emisi záření atomu daného prvku (Preston 1971). Michaud (1970) ukázal, že právě tato zářivá síla působí dlouhodobě a spolu s gravitační silou způsobuje separaci jednotlivých prvků. Princip separace prvků je následující: ve vrstvě, kde nedochází k promíchávání hvězdného materiálu mají těžší prvky díky gravitační síle tendenci klesat k centru hvězdy. Jestliže však tyto prvky mají dostatečný počet absorpčních čar a hran v blízkosti maxima zářivého toku, dochází vlivem síly záření k vynesení těchto prvků směrem k povrchu.

2.3.2 Podmínky vzniku CP hvězd

Pro vytvoření chemické pekuliarit jsou potřeba mimořádně stabilní podmínky v povrchové vrstvě hvězdy aby nedošlo ke zničení výsledků zářivé difuze vlivem promíchávání hvězdného materiálu. (Rychlost zářivé difuze je řádově cm/s). Není náhoda, že CP hvězdy leží přibližně v teplotním intervalu od 7 000 K do 30 000 K, neboť v tomto intervalu panují vhodné podmínky. Pro hvězdy s nižšími teplotami zasahuje konvektivní zóna příliš vysoko, u hvězd s teplotami vyššími než zmíněných 30 000 K jsou horní vrstvy hvězdy obrušovány silným hvězdným větrem.

Další podmínkou stability povrchové vrstvy hvězdy je dostatečně pomalá rotace. U rotující hvězdy nejsou gravitační ekvipotenciální plochy shodné s plochami s konstantním tlakem a teplotou, díky zploštění hvězdy. Rotace vytváří meridionální proudění, jehož rychlost je vyšší s větší hodnotou $v \sin i$. Při určité velikosti $v \sin i$ se proudění stává turbulentním; tato hodnota je teoreticky stanovena na 50-100 km/s, což je v dobré shodě s pozorováním (Mikulášek, Krtička 2003).

Magnetické pole má nejen stabilizující vliv na hvězdné atmosféry, (Vauclair & Vauclair 1982) ale také se podílí na vytváření skvrn a prstenců s anomální abundancí prvků v blízkostech magnetických pólů mCP hvězd. Magnetické pole se také může podílet na pomalé rotaci hvězdy jako výsledek magnetického brzdění.

S jevem chemické pekuliarit se setkáváme v téměř celém období pobytu hvězdy na hlavní posloupnosti. Nejmladší známé Ap hvězdy mají stáří 1-3 milióny roku (Kurtz & Martinez 2000). V době pobytu na HP jsou vhodné podmínky pro udržení chemické pekuliarit, je také pravděpodobné, že chemická pekuliarita se v průběhu života hvězdy na hlavní posloupnosti mění. Při odchodu CP hvězd z hlavní posloupnosti směrem doprava do oblasti červených obrů dochází k smršťování a zahřívání jádra hvězdy, což vede k zvýšení výkonu jádra. Jediným účinným prostředkem přenosu energie z jádra hvězdy

se stává mohutná konvekce, která zasáhne celý obal hvězdy. Tato konvekce je důvodem, proč nepozorujeme chemicky pekuliární hvězdy po odchodu s hlavní posloupnosti.

2.3.3 Abundance různých prvků

Mezi prvky, které mají velké množství absorpčních čar a absorpčních hran vázaně-volných přechodů v blízkosti maxima zářivého toku, patří Fe, vzácné zeminy a lanthanoidy, které se většinou vyskytují v neutrálním nebo prvním ionizovaném stavu. To je příčinou, proč tyto prvky mají zvýšenou abundanci.

Vápník a skandium se v Am hvězdách v oblasti, kde nastává zářivá difuze, vyskytují převážně v ionizačních stavech takových, že jejich valenční slupka je plně obsazena elektrony (Ca III, Sc IV). Jejich konfigurace je tedy stabilní a excitační energie je tedy velká - odpovídá UV oblasti spektra, kde je nedostatečný zářivý tok pro unášení těchto prvků k povrchu. Proto v některých hvězdách pozorujeme jejich nedostatek (Kurtz & Martinez 2000).

Nedostatek helia a anomální poměr He^3/He^4 u tzv. He-weak hvězd výpočtem velikosti zářivé síly vysvětlili Michaud a jeho spolupracovníci (1979). Helium klesá směrem do nitra hvězdy, dokud se nevytvoří rovnováha mezi gravitační a zářivou silou. V důsledku rozdílné hmotnosti obou izotopů dochází k vytvoření rovnováhy sil v různých hloubkách hvězdy a separaci obou izotopů.

Na druhou stranu, difuze samotná nedokáže vysvětlit He-strong hvězdy. U těchto hvězd se na zvýšení abundance He podílí vedle difuze také ztráta hmoty nebo magnetické pole (Vauclair & Vauclair 1982).

2.4 Rotace CP hvězd

CP hvězdy rotují obecně pomaleji než hvězdy „normální“. Pomalá rotace je nutnou podmínkou pro vytvoření chemické anomálie. Abt & Morrell (1995) se dokonce domnívají, že existuje určitá hraniční rychlost rotace pro A hvězdy pod níž se hvězda stává chemicky pekuliární.

Průmět velikosti rotace $v \sin i$ u Ap hvězd je obvykle 3-4krát menší než u klasických A hvězd. Am hvězdy mají $v \sin i \leq 125 \text{ km s}^{-1}$, u Ap hvězd je zpravidla horní hranicí průmět rychlosti též 125 km s^{-1} . Rozdělení rotačních rychlostí Ap hvězd nemůže být interpretováno jako pomalejší konec rozdělení normálních hvězd. Statistické výzkumy rotačních rychlostí pekuliárních hvězd ukazují, že jejich rozdělení může být aproximováno maxwelovským rozdělením s průměrnou hodnotou 3-4 krát menší než u normálních hvězd (Stępień 1998). Kromě toho existuje i skupina Ap hvězd s dobou rotace větší než 5 let.

Proč CP hvězdy rotují pomaleji? v úvahu přichází několik možností. (I) Hvězda je fyzickou dvojhvězdou, její rotace je v důsledku slapových sil synchronizována s oběhem obou složek kolem hmotného středu soustavy. Tuto myšlenku podporuje fakt, že téměř 100% Am hvězd jsou dvojhvězdy. (II) Hvězda vznikla z oblaku s menším specifickým momentem hybnosti. Podle této teorie by jsme měli pozorovat skupiny hvězd vzniklých z jednoho zárodečného oblaku, přičemž všechny by měli být chemicky pekuliární. Toto očekávání však neodpovídá pozorováním. Hvězda také mohla stratit část momentu hybnosti během svého

vývoje již před vstupem na HP (III) nebo až během vývoje na HP(IV). Stępień (1998) navrhl model, podle něhož za ztrátu momentu hybnosti u Ap hvězd může magnetické pole (s největší pravděpodobností fosilního původu) respektive interakce magnetického pole s vlastním hvězdným větrem a akrečním diskem před vstupem na HP.

2.5 Proměnnost CP hvězd

2.5.1 Historie výzkumu proměnnosti

V historii poznávání vesmíru hrála proměnnost nejrůznějších typů hvězd významnou roli. Od pozorování "nové hvězdy" Tychonem Brahem v roce 1572, přes první počátky systematického sledování proměnných hvězd Johnem Goodrickem a Edwardem Pigottem, až po současné zpřesňování světekných křivek proměnných hvězd pomocí, na pozorovateli nezávislých, pozorovacích metod, jakou je například fotoelektrická nebo CCD fotometrie. Pozornost věnovaná pozorováním proměnných hvězd přinesla plody v podobě poznatků nejen o fyzikální podstatě proměnnosti jednotlivých typů hvězd, ale i pokrok ve stelární astronomii obecně.

O proměnnosti některých CP hvězd se vědělo již počátkem dvacátého století. Významnou úlohu při výzkumu proměnnosti CP hvězd sehrála CP2 hvězda α^2 CVn, u níž byla změřena první světelná křivka CP hvězdy (Guthnik a Prager) v roce 1914. Tato hvězda byla již dříve známá svou spektrální proměnností. V následujících padesáti letech bylo studováno velké množství Ap hvězd s cílem vysvětlit jejich odlišnosti od ostatních hvězd. Završením tohoto období byl objev proměnného magnetického pole Babcockem (1947) a následné rodící se vysvětlení (Babcock 1949) proměnnosti Ap hvězd na základě *modelu skloněného rotátoru*.

2.5.2 Druhy proměnnosti

U chemicky pekuliárních hvězd se setkáváme s různými druhy proměnnosti, ale také se skupinami, které proměnné nejsou. Mezi proměnné hvězdy, jejichž proměnnost je způsobena chemickou pekuliaritou patří CP2 a CP4-6 hvězdy. (Samozřejmě, že u CP hvězd pozorujeme i proměnnost způsobenou jinými příčinami, jako například zákryt složek dvojhvězdy). Tyto skupiny hvězd se vyznačují *magnetickým polem*, jež zřejmě má za následek *nehomogenní rozložení oblastí s odlišnou abundancí prvků*. Pozorovatel, díky rotaci hvězdy, v průběhu času sleduje vždy jinou část hvězdy s jiným rozložením skvrh. Toto geometrické uspořádání má za následek proměnnost

1. *magnetickou*, která se projevuje změnou efektivní celkové magnetické indukce hvězdy. Je způsobena natáčením magnetického pole vůči pozorovateli, který měří zprůměrovanou hodnotu velikosti indukce. Při vhodném geometrickém uspořádání dochází ke změně pozorované polaritě magnetického pole, kdy hvězda střídavě ukazuje opačné magnetické póly.
2. *v intenzitě čáry*, kterou charakterizujeme ekvivalentní šířkou čáry. Ekvivalentní šířka čáry příslušného prvku koreluje se zastoupením (abundancí) tohoto prvku v atmo-

sféře. Pozorováním míst s odlišnou abundancí dochází ke změně ekvivalentních šířek čar různých prvků.

3. *v profilu*, stanovených z Dopplerova posunu různých čar. Tato proměnnost je způsobena přibližováním a vzdalováním skvrn vzhledem k pozorovateli v důsledku rotace hvězdy. Křivka radiální rychlosti je v kvadratuře s křivkou ekvivalentní šířky čary.
4. *fotometrickou*. Fotometrická proměnnost má příčinu v existenci fotometrických skvrn s různou hustotou energie ve spektru. Vysoká abundance opticky aktivních prvků ve fotometrické skvrně způsobuje pohlcení energie v čarách těchto prvků (line blocking), pohlcená energie zahřeje atmosféru (backwarming), která v důsledku toho více vyzařuje v dlouhovélné oblasti spektra. Ukazuje se však, že u některých, zejména chladných CP hvězd toto vysvětlení nestačí. Je možné, že příčinou pozorované anizotropie je vliv silného magnetického pole na stavbu hvězdné atmosféry.

Perioda všech změn je shodná s periodou rotace hvězdy. Periody rotace se pohybují od desetin dne po desítky až stovky dní, u chladných CP hvězd v některých případech i několik let.

2.5.3 Proměnnost CP hvězd způsobená pulzací

V roce 1978 Kurtz objevil první rychle pulzující Ap hvězdu (HD 101065), s periodou pulzace 12,14 min. a již v roce 1982 popsal pulzace modelem *šikmého pulzátoru*. Dnes hovoříme o skupině *rychle pulzujících Ap hvězd* (rapidly oscillating Ap stars), označovaných skratkou *roAp*. Jedná se o chladné Ap SrCrEu hvězdy (CP2), v rozmezí od střední A třídy až po rané F hvězdy, pulzující s periodami v rozmezí od 4 do 15 minut, s amplitudou okolo 10 mmag v Johnsonově filtru *B* (amplituda je modulována rotací hvězdy). Jedná se o neradiální pulzace (převážně dipólové módy), jejichž osa je rovnoběžná s osou magnetického pole, která je skloněna k ose rotace hvězdy. Jde o vysoké harmonické módy, které mají vliv jen na nejvyšší vrstvy hvězdy a neničí dílo zářivé difuze. Některé z oscilací mají jedinou periodu, jiné jsou multiperiodické a tedy vhodné pro pochopení stavby vnějších vrstev atmosféry díky asteroseismografii. Dosud se nepodařilo objasnit fyzikální mechanismus budící tyto pulzace.

Do oblasti chemicky pekuliárních hvězd na HR diagramu zčásti zasahuje pás nestability odpovídající pulzujícím hvězdám typu δ Sct. δ Sct jsou pulzující hvězdy hlavní posloupnosti, popřípadě hvězdy, které hlavní posloupnost již opustily. Tyto hvězdy ležící v pásu nestability protínající hlavní posloupnost v rozmezí spektrálních tříd od A2 do F0. Jedná se o pulzace převážně v nízkých harmonických radiálních i neradiálních p-módech s periodami od 25 min do několika hodin. Naskýtá se tedy otázka, zda existují i mezi CP hvězdami hvězdy s pulzací typu δ Sct. Ukazuje se, že velká většina CP hvězd spadajících do oblasti pulzací typu δ Sct nepulzuje. (Nyní neuvažují roAp hvězdy, které též zčásti spadají do pásu nestability typu δ Sct. Zda se též jedná o tentýž typ pulzací a nebo o jeho modifikaci způsobenou přítomností magnetického pole není jasné.) Existuje však několik výjimek, u nichž pulzace nestírá chemickou pekuliaritu. Některé marginální Am hvězdy pulzují jako δ Sct s malou amplitudou. U klasických Am hvězd je tato pulzace spíše výjimkou, i když i tyto případy byly zaznamenány (např. HD 1097). Pravděpodobně malá

amplituda rozkmitu nespůsobuje dostatečné promíchávání atmosféry, nebo je proudění v atmosféře laminární. Dosud však neexistuje adekvátní model atmosféry, který by tyto jevy objasnil (Kurtz & Martinez 2000).

2.6 Spektroskopie CP hvězd

Spektroskopie hvězd se začala rozvíjet koncem 19. století, především díky astronomům z Harvardovy observatoře, kteří během necelých třiceti let provedli měření spekter několika desítek tisíc hvězd, které se stalo základem HD katalogu. Tato skupina, ač neznala fyzikální objasnění původu hvězdného spektra, zavedla dodnes používanou harvardskou klasifikaci spekter hvězd. Již v roce 1897 si Antonie Maury povšimnula odlišností vápníkových čar a sodíkového dubletu ve spektro hvězdy α^2 Cvn. Označila spektrum této hvězdy za pekuliární. Cannonová pro zpřesnění spektrální klasifikace zavedla pro tyto hvězdy, které nedovedla přesně zařadit do harvardské klasifikace, dodatečné označení přidáním p za spektrální typ. Teprve až v roce 1925 Cecilia Paynová-Gaposhkinová objasnila spektrální klasifikaci. Ukázala, že složení všech hvězd je podobné složení Slunečnímu, tvar spektra však nejvíce odráží teplotu hvězdy.

Ve spektru CP hvězd se však vyskytují čáry některých prvků, které svou intenzitou neodpovídají teplotě hvězdy. To je způsobeno odlišnou (větší či menší) abundancí daného prvku ve hvězdné atmosféře. Stanovení abundance prvků ve hvězdné atmosféře je základní úlohou spektroskopie. V minulosti se používala metoda *křivek růstu*, která spočívá v co nejpřesnějším nafitování závislosti ekvivalentních šířek čar na síle oscilátoru na modelovou síť těchto křivek. Dnes se používají matematické modely hvězdných atmosfér, s jejichž pomocí dokážeme spočítat tzv. syntetické spektrum pro zadané vstupní parametry. (T_{ef} , g , mikrotubulence, rotace, abundance prvků ...) Stanovení parametrů hvězdy se pak děje na základě porovnání syntetického spektra se skutečným spektrem vyšetřované hvězdy.

Analýza spektra hvězdy umožňuje získat velké množství informací o hvězdě. (teplotu, gravitační zrychlení na povrchu hvězdy, chemické složení atmosféry, průmět rotační rychlosti ...) U analýzy spektra CP hvězd se však setkáváme s řadou obtíží:

1. Pro dobré výsledky je nezbytné kvalitní spektrum s vysokou disperzí a velkým poměrem signál/šum. Velkým pokrokem bylo použití CCD čipu v astronomii, který díky lineární závislosti mezi signálem a intenzitou výrazně zvětšil věrohodnost výsledků oproti výsledkům získaných rozbořením spekter zachycených na fotografické emulzi. Pro pořízení kvalitních spekter je také zapotřebí dostatečně velký dalekohled s velkou světelností a dostatečně jasná hvězda.
2. Ve spektru CP hvězd se setkáváme s velkým počtem čar iontů, které se ve spektrech běžných hvězd nevyskytují. To znemožňuje snadnou identifikaci jednotlivých čar, neboť dochází k vzájemnému překryvu čar (blendu).
3. Neznalost atomových údajů o jednotlivých málo se vyskytujících prvcích znesnadňuje tvorbu modelů atmosfér CP hvězd a také identifikaci těchto čar.
4. Vlivem globálního magnetického pole u některých CP hvězd dochází k zeemanovskému rozštěpení hladin atomu a změně profilu spektrální čáry. Dosud však nejsou

vypracovány modely atmosfér vhodných pro studium CP hvězd, které by tento jev dostatečně braly do úvahy.

5. Atmosféry CP hvězd nejsou sféricky symetrické, neboť se zde vyskytuje nehomogenní rozložení prvků na povrchu hvězdy. Vlivem rotace skvrn pozorujeme změnu integrálního toku z přivrácené poloviny hvězdy a tedy i spektrální proměnnost. To znesnadňuje určení abundance prvků.
6. Použití metody křivky růstu znesnadňovalo stanovení kontinua ve spektru hvězdy, které vlivem velkého množství čar (hlavně v UV oblasti) nebylo možno spolehlivě identifikovat.

Velikost abundance jednotlivých prvků u CP hvězd se liší případ od případu. Výrazná je korelace s teplotou (na níž je založena Prestonova klasifikace). Naopak se nepozoruje souvislost abundance s magnetickým polem, rotací a stářím hvězdy. Obecný pohled na anomální zastoupení prvků ukazuje, že Ap hvězdy mají větší anomálie v abundanci než Am hvězdy a rozsah velikostí abundance pro různé hvězdy je také větší mezi Ap než mezi Am hvězdami. (Faraggiana 1987)

2.7 Fotometrie CP hvězd

Fotometrie hvězd je jedním ze základních a nejrozšířenějších způsobů detekce světla přicházejícího od hvězd. Na rozdíl od spektroskopie nepotřebuje příliš mnoho světla, je levná a jednodušší na zpracování. Není tedy divu, že i v oblasti výzkumu CP hvězd bylo publikováno mnoho prací s výsledky fotometrických měření. Velká většina pozorovatelů provedla svá měření své výsledky ve standardních fotometrických systémech a to především v Johnsonově *UBV* systému (popřípadě v jeho rozšíření *RIJKL* v infračervené oblasti), nebo Strömgreenově systému (*wby*). V posledních deseti letech k fotometrii CP hvězd přispěla astrometrická družice Hipparcos. Fotometrie CP hvězd se ukázala jako mocný a rychlý prostředek výzkumu CP hvězd, především proměnných CP hvězd.

Vlivem velkého množství spektrálních čar a hran sérií čar popř. magnetického pole dochází v atmosférách CP hvězd k přerozdělení hustoty energie ve spektru, což umožňuje rozpoznat CP hvězdy čistě fotometrickými metodami. U CP hvězd se setkáváme především s depresí energie ve spektru na vlnových délkách 140, 420, 524 a 630 nm. Důležitou roli ve fotometrickém rozpoznání CP hvězd hraje především výskyt deprese na vlnové délce 524 nm, široké asi 800 Å, která se vyskytuje u všech CP2 a CP4 hvězd. Na druhou stranu přerozdělení energie ve spektru znemožňuje používat standardních barevných indexů ke stanovení efektivní teploty hvězdy.

2.7.1 Maitzenův fotometrický systém

Pro detekci CP hvězd je nejvhodnější použít takový systém filtrů, kdy jeden (popřípadě co nejméně) z nich je centrován k vlnovým délkám odpovídajícím maximu jevu ve spektru, který chceme studovat.

Maitzen (1976) navrhl fotometrický systém, skládající se ze tří středněpásmových filtrů g_1 , g_2 a y centrovaných postupně na vlnové délky 502, 524 a 546,5 nm. Ke klasifikaci

deprese na 524 nm navrhl barevný index

$$a = g_2 - \frac{g_1 + y}{2}. \quad (2)$$

Pro odlišení CP hvězd vynesl barevný diagram a versus $(b - v)$ pro velký soubor hvězd. Ty hvězdy, které vykazovaly depresi ve spektru na vlnové délce 524 nm se na tomto diagramu nacházely mimo pás odpovídající normálním hvězdám. "Míru" pekularity pak posuzoval tzv. Δa indexem, nebo-li vzdáleností dané hvězdy na ním zkonstruovaném diagramu od normálních hvězd se stejným barevným indexem $(b - y)$ jako posuzovaná hvězda.

Maitzenův index, jak se také indexu Δa někdy říká, umožňuje efektivně rozpoznávat i slabší CP2,4 hvězdy, a to s podstatně nižším pozorovacím časem, než by bylo potřeba při použití spektroskopie.

2.7.2 Fotometrická proměnnost

Další významným úkolem fotometrie CP hvězd je měření světelné křivky proměnných CP hvězd, na jejímž základě můžeme stanovit periodu rotace hvězd, popřípadě usuzovat na rozložení fotometrických skvrn.

Typická světelná křivka fotometricky proměnných CP hvězd (téměř všechny magnetické CP hvězdy jeví proměnnost) má periodu řádově od desetin do stovek dní. Perioda je shodná s dobou rotace hvězdy. Amplituda světelné křivky se pohybuje v řádech setin až desetin magnitudy. Světelná křivka zpravidla má jednu až dvě vlnky o nestejných maximech a minimech. Tvar světelné křivky je dán počtem a rozložením fotometrickým skvrn na povrchu hvězdy. (Tyto skvrny jsou nejčastěji v blízkosti magnetických pólů. Natáčí-li hvězda k pozorovateli střídavě oba magnetické póly, pozorujeme světelnou křivku s dvěma maximy.) Extrémy světelné křivky svou fází odpovídají fázím křivky intenzity magnetického pole.

Velmi výrazná je odlišnost tvaru světelné křivky v různých barvách. Není výjimkou, že světelné křivky v dlouhovlnné oblasti spektra (nejčastěji v R a I , popřípadě i ve V filtru) jsou v antifázi k světelným křivkám v krátkovlnné oblasti. Tento jev je nejspíš způsoben zvýšenou abundancí atomů, majících velký počet spektrálních čar v ultrafialové a modré oblasti spektra a tím "stíní" průchodu světla v těchto vlnových délkách. Vlivem zpětného ohřevu atmosféry je tato pohlcená energie vyzářena v dlouhovlnné oblasti.

Mantegazza et al. (1990) při porovnání světelné křivky 41 Tau ve V filtru zjistil při srovnání světelné křivky s předchozími měřeními změnu tvaru. V průběhu dalších let publikovali další autoři své odhalení změn tvarů a period světelných křivek některých CP hvězd. Jednoznačné vysvětlení těchto změn není známo (Žižňovský 2004).

2.7.3 Významné projekty fotometrie CP hvězd

Catalano a kolektiv (1984) sestavil katalog pozorovaných period Ap hvězd. Tento katalog pravidelně rozšiřuje o nové hvězdy. Poslední rozšíření doznal v roce 2001 (Renson & Catalano 2001). Tento katalog obsahuje přibližně půl tisíce CP hvězd.

Významným činem v astronomii se stalo vypuštění družice Hipparchos, jejímž hlavním úkolem bylo přesné měření poloh hvězd a stanovení vzdálenosti na základě měření roční

paralaxy. Pro fotometrii CP hvězd je však významná další činnost družice Hipparcos, a to opakované fotometrické měření velkého počtu hvězd ve speciálním širokopásmovém filtru H_p s maximální citlivostí na vlnové délce 450 nm (chyba kolem jedné tisíciný magnitudy) a dvou fotometrických filtrech B_T a V_T jež jsou podobné standartním B a V filtrům.

Velké množství fotometrických dat ve filtrech UBV a $ubvy$ také shromáždili Pyper a Adelman pomocí Four College Automated Photometric teleskopu (FCAPT) v Arizoně.

Saul J. Adelman je také propagátorem tzv. *absolutní spektrofotometrie*. Tato pozorovací technika přináší poměr spektrální hustoty zářivé energie na proměřované vlnové délce $F_\lambda(\lambda)$ ku spektrální hustotě zářivé energie v referenční vlnové délce, obvykle na 500 nm. Pro porovnání hustot spektrální zářivé energie v různých vlnových délkách se zavádí *spektrofotometrická hvězdná velikost* $m(\lambda)$:

$$\left(\frac{m(\lambda)}{1\text{mag}}\right) = -2,5 \log \left(\frac{F_\lambda(\lambda)}{F_\lambda(\lambda_r)}\right), \quad (3)$$

kde λ_r je referenční vlnová délka. V praxi se spektrofotometrické měření jasnosti hvězdy provádí v několika desítkách vybraných vlnových délkách vymezených úzkopásmovými filtry s šířkou propustnosti do 1nm. Tento postup dává velmi dobrou představu o rozložení energie ve spektru studované hvězdy.

Přírodovědecká fakulta Masarykovy university ve spolupráci s Astronomickým ústavem Slovenské Akademie věd v Tatranské Lomnici připravuje databázi fotometrických pozorování magnetických chemicky pekulárních hvězd: *General database of photometric observations of magnetic chemically peculiar stars*. Tento projekt by měl obsahovat co nejvíce publikovaných fotometrických měření mCP hvězd převážně v Strömgrenově fotometrickém systému $uvby(\beta)$, ale také v dalších fotometrických systémech (Johnsonův, Geneva, Hipparcos, Maitzenův, Walwarenův ...). V současné době databáze obsahuje 102 magnetických CP hvězd což představuje více než 107 000 fotometrických měření uspořádaných do jednotné formy a s možností snadného vyhledávání. V budoucnosti se předpokládá průběžné doplňování aktualizace databáze novými nebo nově nalezenými měřeními.

2.8 Metody mapování povrchu

Pro pochopení CP hvězd je potřeba také znát rozložení nehomogenit na povrchu hvězdy. Pro mapování povrchu hvězdy se používají dvě základní metody.

První z nich publikoval Deutsch roce 1970. V případě, je-li na hvězdě nějaká nehomogenita v rozložení prvku a zároveň tato hvězda rotuje, projeví se tato nehomogenita v čáře daného prvku. Pozorováním změn ekvivalentní šířky nebo lépe profilu čar v závislosti na fázi rotace hvězdy lze užitím matematických postupů založených na Fourierově analýze získat rozložení nehomogenity na povrchu hvězdy. V některých případech však tato metoda může dát nesprávné výsledky. Druhá metoda zvaná "dopplerovské mapování" (Doppler imaging) je založena na modelování atmosféry a následném porovnáním s pozorováním. Dokážeme-li spočítat specifickou intenzitu pro sadu zadaných parametrů (závislých na poloze), můžeme matematicky modelovat různé rozložení skvrn na povrchu hvězdy. Z těchto

modelů pak integrací specifické intenzity vynásobené faktorem μ (a se započítáním Dopplerova posunu způsobeného přibližováním a vzdalováním skvrny vlivem rotace) přes viditelnou polokouli dostaneme tok záření, který porovnááme se skutečně naměřeným tokem. Sada parametrů použitých při výpočtu specifické intenzity, která dává nejlepší shodu vypočteného a pozorovaného toku, udává rozložení těchto parametrů na povrchu hvězdy. (Piskunov 1990, Faraggiana 1987)

3 Fotometrická data

Na přesné a správné stanovení period světelných křivek v různých barvách mCP hvězd, které odpovídají rotačním periodám, má rozhodující vliv kvalita fotometrických dat pokrývajících, pokud možno rovnoměrně, co největší oblast na časové ose. Čím větší počet cyklů celková doba pozorování hvězdy obsahuje, tím přesněji lze periodu stanovit. Jen dlouhodobé systematické pozorování umožňuje odhalit případné změny periody či tvaru světelné křivky. Na druhou stranu rovnoměrné, ale náhodné rozložení pozorování snižuje pravděpodobnost stanovení zdánlivé periody.

Pro pochopení vzniku a podstaty fotometrických skvrn na povrchu CP hvězd je také zapotřebí znát tvar světelných křivek v různých barvách, neboť tvar a amplituda světelných křivek silně závisí na intervalu vlnových délek, v níž bylo pozorování uskutečněno.

Během posledních pěti desetiletí byla publikována řada studií fotometrického chování chemicky pekuliárních hvězd. Na jejich základech byly odvozeny jejich rotační periody. Ne ve všech případech však byly tyto periody určeny ze všech dostupných fotometrických měření. Některá fotometrická měření nebyla vůbec využita ke stanovení periody. Zpřístupnit fotometrická měření jako jeden celek a tím zjednodušit a urychlit jejich zpracování má za cíl projekt Přírodovědecké fakulty MU Všeobecná databáze fotometrických pozorování magnetických chemicky pekuliárních hvězd (dále jen Databáze), z níž byla čerpána většina fotometrických dat použitých v této práci. (General database of magnetic chemically peculiar stars' photometric observations; Mikulášek et al. 2006)

3.1 Virtuální juliánská data

Existuje velké množství fotometrických měření, na jejichž základě byly určeny periody nebo tvary světelných křivek CP hvězd a tato měření byla vykreslena ve formě grafu závislosti hvězdné velikosti na fotometrické fázi, ale vlastní fotometrická data jsou již ztracena. Tato data však mohou být v některých případech velmi užitečná. Metoda virtuálních JD umožňuje fázi, získanou z grafu světelné křivky, nahradit tzv. virtuálním JD (JD_{vir}), které sice není obecně totožné s neznámým původním JD , ale umožňuje takto získané JD_{vir} použít k zpřesňování periody.

Předpokladem metody virtuálních dat je existence grafu světelné křivky definované body jednotlivých měření, tedy závislosti hvězdné velikosti na fotometrické fázi pro danou barvu, jež je vykreslen v lineární efemeridě, tedy pro fotometrickou fázi $\varphi(t)$ platí

$$\varphi(t) = \text{FRAC} \left[\frac{JD_{\text{hel}}(t) - M_{0\text{P}}}{P_{\text{P}}} \right], \quad (4)$$

kde $M_{0\text{P}}$ je základní okamžik v juliánském datování, pro nějž platí $\varphi = 0$. P_{P} je perioda světelné křivky. Index P značí, že jde o hodnoty v nichž byl vykreslen graf. Tyto hodnoty nemusí být totožné s dnes přijatým odhadem periody. Základní okamžik $M_{0\text{P}}$ ne vždy leží v blízkosti období, v němž byla jednotlivá pozorování uskutečněna. Známe-li přibližně pozorovací období pro danou hvězdu, můžeme nahradit celý interval pozorování střední epochou \bar{E} . $M_{0\text{P}}$ nahradíme jiným okamžikem nulové fáze $T_{0\text{P}}$, který leží přibližně uvnitř

pozorovacího intervalu.

$$T_{0P} = M_{0P} + P_P \cdot n(\bar{E}), \quad (5)$$

kde n je celé číslo. Virtuální JD příslušející fázi φ_i je pak dáno vztahem

$$JD(\varphi_i)_{\text{vir}} = T_{0P} + P_P \cdot \varphi_i. \quad (6)$$

3.2 Rozpoznání dat z grafu

Prvním krokem metody virtuálních JD je převedení hodnot z obrázku do tabulkové podoby vhodné k následnému zpracování. Při vlastním provádění této operace je potřeba zohlednit následující skutečnosti.

1. Vlastní obrázek světelných křivek nemusí mít osy, které jsou na sebe kolmé. Často se takto zpracovávají obrázky ze starších prací, které nebyly vygenerovány počítačem. V těchto případech není výjimkou, že obrázek není na stránce umístěn rovnoběžně s okrajem stránky nebo je deformován.
2. V některých případech jsou body představující jednotlivá měření rozlišeny různými symboly, které odpovídají různému původu dat. Tato data se mohou od sebe lišit obdobím, kdy byla naměřena či metodou měření a zpracování.
3. Na některých obrázcích je vykresleno tak velké množství symbolů, že jejich identifikace je buď velmi nesnadná, nebo dokonce nemožná. Často se stává, že se na obrázku vyskytuje shluk bodů, které se navzájem překrývají a znemožňují tak stanovení tvaru symbolu či dokonce jejich počet. V některých případech lze tvar či počet bodů určit porovnáním s odpovídajícími body v jiné barvě, kde jsou lépe čitelné díky jinému náhodnému rozložení nebo větší amplitudě světelné křivky. Ty body, které se nepodařilo identifikovat, nebyly do dalšího zpracování zahrnuty.

Vlastní zpracování obrázku bylo prováděno v programu MATLAB pomocí funkce *body*, jejíž zdrojový kód je uveden v doplňku. Popis funkce a její idea je nastíněna v následujících krocích.

1. Po nahrání obrázku do paměti MATLABU uživatel zadá pomocí záměrného kříže čtyři body A,B,C,D (obrázek č.2) a jejich fázi. Následně pak body E,F,G,H a odpovídající hvězdné velikosti (nebo jejich rozdíly). Tímto postupem je definována souřadnicová soustava takovým způsobem, aby umožňovala správné určení souřadnic bodů i v případě, že obrázek je potočen o libovolný úhel a kolem libovolného středu otáčení. Navíc tento souřadnicový systém může částečně zohlednit i deformaci obrázku.
2. Uživatel, opět pomocí záměrného kříže, zadá středy symbolů odpovídající jednotlivým měřením dané hvězdy v konkrétní barvě. Každému bodu přiřadí číslo, které reprezentuje tvar symbolu.

3. MATLAB vyhodnotí polohy zadaných bodů následujícím způsobem. Obě navzájem protilehlé osy (obě zelené a obě červené) rozdělí na stejný počet dílků, které odpovídají měřítku osy. Bod odpovídá takovému dílku na ose, který protíná přímka procházející daným bodem a zároveň na obou osách vytíná úseky ve stejném poměru. Tento postup je nezávislý na rotaci obrázku a popisuje „lineární“ deformaci.
- 4 výsledkem této funkce, po opakování tohoto postupu ve všech barvách, je matice, v jejichž sloupcích jsou postupně fáze, hvězdná velikost a číslo příslušející tvaru symbolu.

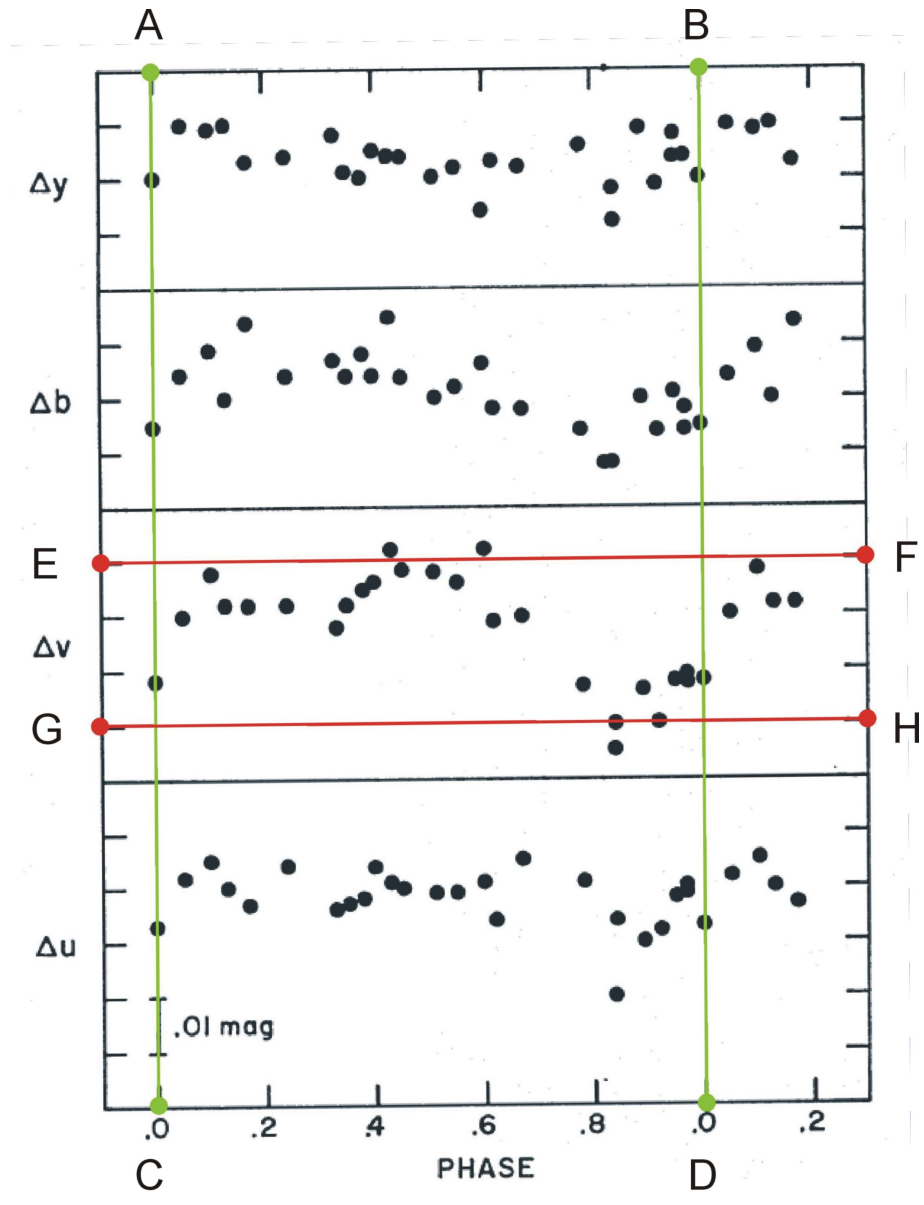
3.3 Převod fáze na virtuální JD

Převod fáze na virtuální juliánské datum bylo prováděno podle rovnic (5) a (6). Tento postup byl implementován do funkce *vjd* výpočetního programu MATLAB. Zdrojový kód je uveden v doplňku. Po načtení vstupního souboru dat je uživatel vyzván k zadání středu pozorování, periody a základního okamžiku vztahujícím se k danému obrázku postupně pro jednotlivé pozorovací období, jež jsou reprezentovány příslušnými číslicemi. V případě, že perioda je větší nebo shodná s obdobím pozorování, je třeba zadat též počátek a konec pozorování (je-li ovšem znám). V takovém případě jsou stanovená virtuální data totožná (až na nejistoty v určení souřadnic bodů) se skutečnými JD. Výstupem je matice čísel, jejíž struktura je shodná se strukturou Databáze.

Znalost období pozorování, potřebná k vytvoření virtuálních JD, je individuální a pro různé hvězdy odlišná. V některých případech nemáme o době pozorování žádné údaje, někdy je uveden pouze rok, jindy víme období s přesností na měsíc či dokonce den. Období pozorování bývá určeno buď konkrétní informací vyskytující se v dané publikaci, nebo je odhadnuto z nepřímých informací (viditelnost hvězdy, období pozorování jiných hvězd ve stejné publikaci ...).

3.4 Diskuse chyb

Z předešlého textu plyne, že použitelnost metody virtuálních JD pro zlepšení parametrů světelných křivek CP hvězd je silně individuální a její výsledek záleží na přesnosti parametrů M_{0P} , P_P a na přesné znalosti a pokud možno co nejkratším pozorovacím období. Je zřejmé, že v případě chybně určené periody tento postup dává nesprávné výsledky. Při aplikaci metody virtuálních JD mohou vznikat odlišnosti od původních hodnot v těchto krocích: (1) Při převodu bodů z obrázku do tabulkové podoby. Na chybě se především podílí nekvalitní obrázek a jeho deformace. Představu o chybě, které se takto dopustíme, si lze udělat například porovnáním hodnot fáze pro pozorování ve stejném čase v různých barvách, získaných z jednoho obrázku. V případě nekvalitního obrázku (konkrétně Renson & Manfroid 1981, obr.2) nepřesahuje maximální rozdíl fáze ve dvou různých barvách 1%. Pravděpodobně stejné mezní chyby se dopustíme i při stanovení hvězdné velikosti. (2) Na data stanovená z grafu nelze aplikovat heliocentrickou korekci, pokud tak již nebylo učiněno při konstrukci grafu. Takto způsobená chyba je však menší nebo srovnatelná (v případě ideálního grafu a krátké periody) s chybou stanovení fáze. (3) Při vlastním



Obrázek 2: Ukázka obrázku, určeného k převedení bodů do tabulkové podoby. (hvězda HD 137909) Červeně a zeleně jsou znázorněny úsečky, které jsou dány body A,B,C,D,E,F,G,H a určují souřadnicovou soustavu. (Převzato z Wolff & Wolff 1971)

přepočtu na virtuální JD. V případě, že bychom periodu znali zcela správně, nezáleželo by na tom, zda libovolný bod odpovídající jednomu pozorování posuneme o celý násobek periody. V případě, že stanovená perioda se od skutečné liší o Δ , pak při každém posunu o celý k -násobek nesprávné periody se chyba zvětší $k \cdot \Delta$. Při aplikaci metody virtuálních JD se dopustíme maximální odchylky u toho pozorování, které bylo prováděno časově nejdále od určeného středu pozorování. V případě, že máme správně určen interval pozorování $\langle t_1, t_2 \rangle$, můžeme odhadnout krajní chybu δ , které se dopustíme při nahrazení skutečných JD virtuálními.

$$\delta = \frac{|t_2 - t_1|}{2P_P} \cdot \Delta \quad (7)$$

V případě špatně určeného středu pozorování se ovšem dopustíme systematické chyby, která bude mít za následek posun většiny bodů do jednoho či druhého směru na časové ose a zvětšení krajní chyby. Při zpracování těchto měření by se měla tato systematická chyba projevit v grafu O-C vychýlením tohoto měření mimo osu O-C=0.

4 Zpracování pozorování

Na hledání periody a tvaru světelných křivek byly použity funkce v programovacím jazyku MATLAB, jejichž autorem je doc. RNDr. Zdeněk Mikulášek, CSc. Při hledání periody fotometrických změn byla použita funkce *persylin*, pro nalezení základního maxima a tvaru světelných křivek funkce *krivkylin*. Tyto funkce využívají *robustní regresi* a metodu *hlavních komponent*.

4.1 Robustní regrese

Standardní a nejvíce používanou metodou při prokládání modelové funkce naměřenými daty je metoda nejmenších čtverců. Tato metoda ovšem předpokládá, že odchylky bodů od prokládané funkce mají normální rozdělení. Důsledkem je zvýšená citlivost na odlehlé body (outliers), které se však v astrofyzikálních měřeních vyskytují velmi často. Pro potlačení vlivu těchto odlehlých měření je vhodné používat váhu měření a robustní regresi.

Robustní metoda nejmenších čtverců spočívá v nahrazení vlastní váhy měření w_i součinem této vlastní váhy s vhodnou váhovou funkcí φ_i . Suma čtverců odchylek je pak dána výrazem

$$S(\beta) = \sum_{i=1}^n [y_i - F(\beta, x_i)]^2 w_i \varphi_i, \quad (8)$$

kde $F(\beta, x_i)$ je modelová funkce, kterou jsou proložena data, β je vektor parametrů regresního modelu. Váhová funkce je nezáporná funkce, která nabývá svého extrému pro body poblíž předpokládané křivky a monotónně klesá k nule pro odlehlé body. V této práci byla použita následující váhová funkce

$$\varphi(\Delta y_i, \sigma_r) = 1,060 \exp \left[- \left(\frac{\Delta y_i}{2,5 \sigma_r} \right)^4 \right], \quad (9)$$

kde σ_r je parametr rozptýlení. Ve výše uvedených funkcích byl použit následující robustní odhad tohoto parametru

$$\sigma_r = 1,483 \sqrt{\frac{n}{n-g}} \text{wmed}(|\Delta y_i|). \quad (10)$$

wmed je tzv. vážený medián, n je počet bodů měření a g počet stupňů volnosti (počet prvků vektoru β). Vlastní postup robustní regrese je iterativní. Za počáteční odhad řešení bereme řešení funkce $F(\beta, x_i)$ získané standardní regresi. (Mikulášek)

4.2 Metoda hlavních komponent

Při porovnávání tvaru světelných křivek téže hvězdy v různých barvách zjistíme, že v některých rysech jsou si tyto křivky navzájem podobné. Tento jev lze vysvětlit tak, že na tvaru světelných křivek v různých barvách se podílí stejné fyzikální mechanismy. Těchto mechanismů může být obecně několik. Každý z nich může být dominantní pouze v omezené části spektra. Díky této podobnosti tvarů světelných křivek lze k popisu tvarů světelných

křivek s úspěchem využít metodu hlavních komponent, jež umožňuje výrazným způsobem zredukovat počet volných parametrů, což je výhodné při iterativním zpřesňování periody, kdy v každém kroku se mění jak velikost periody tak také všechny volné parametry.

Předpokládejme, že každá z p světelných křivek ($c = 1, \dots, p$) lze zapsat jako lineární kombinace l vzájemně ortonormálních funkcí a absolutního členu

$$m_c(t_c) \cong \overline{m}_c + \mathbf{y}_c \cdot \mathbf{f}(t_c), \quad (11)$$

kde $\mathbf{y}_c = [a_{c1}, a_{c2}, \dots, a_{cl}]$ a $\mathbf{f} = [f_1, f_2, \dots, f_l]$. Nyní předpokládejme, že každá světelná křivka lze sestavit jako lineární kombinace q základních světelných křivek

$$m_c(t) \cong \overline{m}_c + \mathbf{k}_c \mathbf{B} \mathbf{f}(t), \quad (12)$$

kde

$$\mathbf{k}_c = [k_{c1}, k_{c2}, \dots, k_{cq}], \quad \mathbf{B} = \begin{bmatrix} \mathbf{b}_1 \\ \mathbf{b}_2 \\ \vdots \\ \mathbf{b}_q \end{bmatrix} = \begin{pmatrix} b_{11} & b_{12} & \dots & b_{1l} \\ b_{21} & b_{22} & \dots & \dots \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ b_{q1} & b_{q2} & \dots & b_{ql} \end{pmatrix}. \quad (13)$$

Nyní sestojme funkcionál S

$$S = \sum_{c=1}^p (\mathbf{y}_c - \mathbf{k}_c \mathbf{B}) (\mathbf{y}_c - \mathbf{k}_c \mathbf{B})' w_c \quad (14)$$

a hledejme jeho minimum, tedy vyřešíme soustavu parciálních rovnic

$$\frac{\partial S}{\partial k_{cj}} = 0, \quad \frac{\partial S}{\partial b_j} = 0. \quad (15)$$

Zavedeme-li následující vektory a matice

$$\mathbf{K} = \begin{bmatrix} \mathbf{k}_1 \\ \mathbf{k}_2 \\ \vdots \\ \mathbf{k}_p \end{bmatrix} = \begin{pmatrix} k_{11} & k_{12} & \dots & k_{1q} \\ k_{21} & k_{22} & \dots & \dots \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ k_{p1} & k_{p2} & \dots & k_{pq} \end{pmatrix}, \quad (16)$$

$$\mathbf{Y} = \begin{bmatrix} \mathbf{y}_1 \\ \mathbf{y}_2 \\ \vdots \\ \mathbf{y}_p \end{bmatrix} = \begin{pmatrix} y_{11} & y_{12} & \dots & y_{1l} \\ y_{21} & y_{22} & \dots & \dots \\ \vdots & \vdots & \ddots & \vdots \\ y_{p1} & y_{p2} & \dots & y_{pl} \end{pmatrix}, \quad (17)$$

lze soustavu rovnic (15) zapsat elegantně rovnicí

$$\mathbf{U} \cdot \mathbf{B} = \mathbf{B} \cdot \mathbf{V}, \quad (18)$$

kde $\mathbf{U} = \mathbf{Y}' \cdot \mathbf{W} \cdot \mathbf{Y}$ a $\mathbf{V} = \mathbf{K}' \cdot \mathbf{W} \cdot \mathbf{K}$. Jsou-li vektory v řádcích matice \mathbf{B} vlastními vektory matice \mathbf{U} , je splněna rovnice (18) a navíc matice \mathbf{V} má diagonální tvar, kde na diagonále jsou vlastní hodnoty příslušející vlastním vektorům. Řádky matice \mathbf{B} představují vektory

nové báze (koeficienty základních světelných křivek nebo též tzv. hlavní komponenty), významnost každého z vektorů lze ohodnotit velikostí příslušející vlastní hodnoty. Při zpracování pozorovacího materiálu se můžeme omezit pouze na několik, popřípadě jediný vlastní vektor, jsou-li vlastní vektory příslušející ostatním vlastním hodnotám mnohem menší. Při vyšetřování tvaru světelných křivek mCP hvězd zpravidla vystačíme se dvěma hlavními komponentami. (Mikulášek et al.)

5 Zpracovaná pozorování vybraných mCP hvězd

Tato část obsahuje zpracovaná pozorování pěti mCP hvězd (HD 83368, HD 125348, HD 137909, HD 22470 HD 71866). U každé hvězdy je zpracován přehled publikovaných pozorování jak fotometrických, tak i magnetických a spektroskopických. Tento přehled si neklade za cíl vyjmenovat všechna dosavadní pozorování, spíše má nastínit vývoj představy o periodě hvězdy. Hlavní důraz je kladen na fotometrii.

Ta fotometrická měření, která byla použita při stanovení periody, jsou vždy přehledně zobrazena v tabulce. Ta měření, která byla znovuobnovena metodou virtuálních JD jsou označena hvězdičkou (*). Ne všechna pozorování, která jsou uvedena v rešerši jsou také zahrnuta do výpočtu periody. Důvodem může být jednak nedostupnost těchto dat, nebo jejich nevhodnost. Do výpočtu nebyla pro nízkou kvalitu zahrnuta pozorování z družice Hipparcos ve filtrech B_h a V_h a také měření v těch filtrech, ve kterých bylo k dispozici pouze několik málo pozorování.

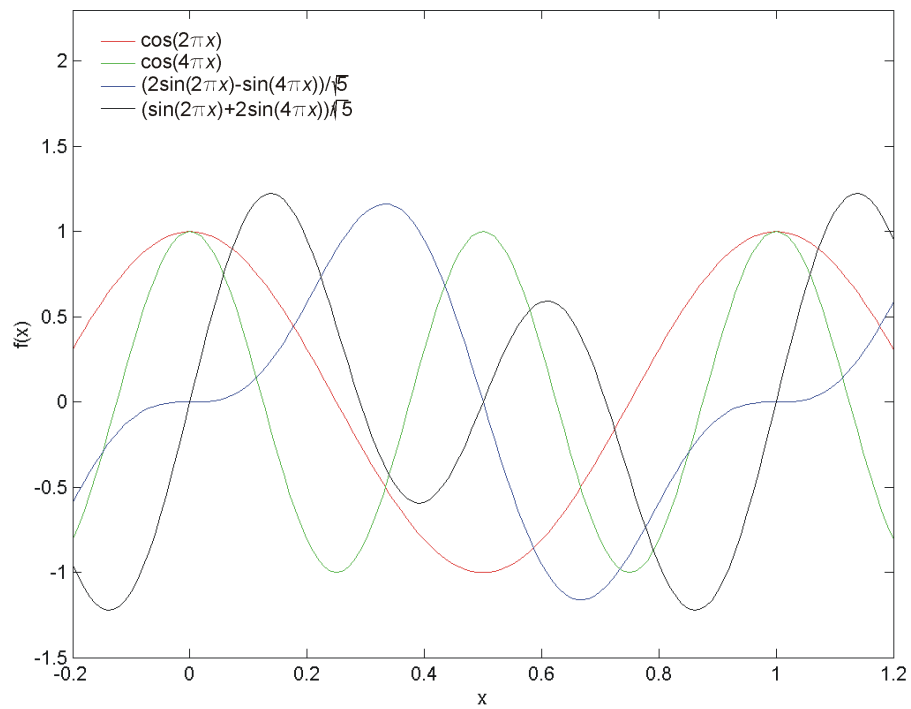
Převedení dat z grafické podoby do tabulkové a přiřazení virtuálních JD je proces vysoce individuální pro každou hvězdu. Jeho kvalita může být ovlivněna nedostatkem nebo nepřesnými znalostmi o období, v němž byla hvězda pozorována, ale také dalšími příčinami. Proto je u každé z hvězd této problematice věnována velká část textu.

Poslední část individuálního popisu každé hvězdy popisuje a komentuje stanovenou periodu, tvary světelných křivek a také graf O-C, jehož tvar může dát odpověď na hodnověrnost výsledku. Při hledání periody a tvaru světelných křivek byly tyto křivky hledány jako lineární kombinace těchto čtyř vzájemně ortonormálních funkcí (viz rovnice (11)):

$$\begin{array}{cc} \cos(2\pi E) & \cos(4\pi E) \\ (2 \sin(2\pi E) - \sin(4\pi E))/\sqrt{5} & (\sin(2\pi E) + 2 \sin(4\pi E))/\sqrt{5} \end{array} \quad (19)$$

Průběhy těchto funkcí jsou znázorněny na obrázku č.3. První dvě funkce nabývají svého maxima v bodě 0, zatímco druhé dvě funkce mají v tomto bodě inflexní bod a zároveň jejich funkční hodnota v tomto bodě nabývá hodnoty 0. Posledně jmenované funkce tedy vychylují maxima světelných křivek z nulové polohy.

U každé hvězdy jsou v tabulce také vypsány koeficienty základních světelných křivek (řádky matice \mathbf{B} ve vztahu (13)) a průměty světelných křivek jednotlivých barev do hlavních složek (řádky matice \mathbf{K}).



Obrázek 3: Průběh čtyř vzájemně ortonormálních funkcí, které byly použity při popisu světelných křivek.

5.1 HD 83368

Hvězda HD 83368 (HR 3831, IM Vel) je CP hvězda typu A7 SrCrEu. Jedná se o vizuální dvojhvězdu, obě složky jsou od sebe vzdáleny 3,3 úhlových vteřin. První fotometrická měření této hvězdy publikovali Renson & Manfroid (1978), kteří objevili fotometrickou proměnnost. Jimi určená perioda měla hodnotu $1,428 \pm 0,005$ dne. Kurtz (1982) zařadil HD 83368 mezi rychle pulzující Ap hvězdy s oscilacemi v l módech s periodami 6 a 12 min, modulovanými periodou 2,857 dne. Thompson (1983) provedl měření magnetického pole této hvězdy Zeemanovým analyzátozem. Dokázal proměnnost magnetického pole, které lze popsat sinusovkou s amplitudou od -0,08 do 0,08 T s periodou $2,857 \pm 0,068$ dne, která se shodovala s periodou stanovenou z fotometrických měření provedených Kurtzem. Při sloučení obou měření dospěl Thompson k periodě $2,85195 \pm 0,00010$ dne. Další fotometrická měření provedli Kurtz et al. (1992) a stanovili periodu rotace hvězdy $2,851982 \pm 0,000005$ dne. Tuto periodu potvrdili Mathys & Manfroid (1985), Heck et al. (1987), Kurtz & Marang (1988) a Catalano & Leone (1994). Catalano et al. (1998) rozšířil fotometrická měření do infračervené oblasti spektra, když publikoval měření ve filtrech *JHK*. Kromě fotometrických měření publikovali Mathys (1994) a Mathys & Hubrig (1997) také měření magnetického pole.

číslo měření	Reference	filtr / počet pozorování	virtuální JD
1	ESA 1997, The Tycho Catalogues	$H_p(116)$	
2	Catalano & Leone (1994)	$u(13) v(13) b(13) y(13)$	
3	Catalano et al.(1998)	$J(22) H(22) K(22)$	*
4	Breger (1979)	$u(16) v(16) b(16) y(16)$	
5	Mathys & Manfroid (1985)	$u(40) v(40) b(40) y(40)$	*
6	Renson & Manfroid (1978)	$u(33) v(33) b(33) y(33)$	
7	Heck et al. (1987)	$u(23) v(23) b(23) y(23)$	

Tabulka 2: Přehled použitých měření při zpracování hvězdy HD 83368. Číslo v závorce udává počet měření v dané barvě. * značí použití virtuálních juliánských dat.

Použití virtuálních JD

Při zpracování měření bylo použito metody virtuálních juliánských dat v sadě měření publikovaných v roce 1998 a v roce 1985 (Catalano et al. (1998); Mathys & Manfroid (1985) - viz Tabulka č.2 měření 3 a 5).

V případě měření č. 3 z tabulky č. 2 byla data určena z obrázku 5. na straně 468 výše zmíněného článku. Jedná se o zpracovaná fotometrická měření v infračervené oblasti spektra ve třech filtrech *JHK*. Jedná se o rozdílovou fotometrii, jako srovnávací hvězda byla použita hvězda HD 82578. V článku je uvedeno, že hvězda HD 83368 byla pozorována 1 m dalekohledem na ESO v Chile ve dvou různých časových intervalech. První pozorovací období bylo od 19. do 26. dubna 1989, druhé pak od 23. do 31. března 1991.

Chyba stanovení hvězdné velikosti v obou pozorovacích intervalech je přibližně 0,006 mag. Výsledné hodnoty jsou vyneseny ve formě grafu závislosti rozdílu hvězdné velikosti CP hvězdy a hvězdy srovnávací na fázi. V tomto případě byly v grafu použity efemeridy, které publikoval Mathys & Hubrig (1997):

$$M_{\text{Op}} = 2444576,169 \quad P_{\text{p}} = 2,851982 \text{ d.}$$

Pozorování v jednotlivých pozorovacích obdobích jsou v grafu vyznačena různými symboly, což umožňuje zpracování dat z jednotlivých období odděleně a významně zvyšuje přesnost stanovení virtuálního JD. Za střed měření byl stanoven střed pozorovacího období, tedy pro první období je $JD_{\text{S}}=2447639,5$, pro druhé období $JD_{\text{S}}=2448343,0$.

Pro zpracování měření metodou virtuálních JD v případě měření č. 5 (tabulka č. 2) byl použit obrázek 30 na straně 32. Jedná se o 40 měření ve dvou časových obdobích v obou případech v Strömngrenově systému *uvby*. První část měření pochází z února 1977. Jde o 32 měření prováděných na observatoři v La Silla 0,5 m teleskopem Danisch, druhá část pak z prosince 1978 z 0,5 m teleskopu ESO. Měření jsou ve zmíněném obrázku rozlišeny podle pozorovacího období. Při obou měřeních bylo použito dvou srovnávacích hvězd a následná redukce programem PHOT2. Výsledkem tohoto zpracování je absolutní fotometrie hvězdy. Závislost hvězdné velikosti na fotometrické fázi je vykreslen v následující linární efemeridě:

$$M_{\text{Op}} = 2443170,810 \quad P_{\text{p}} = 2,8519 \text{ d,}$$

kde M_{Op} současně udává čas prvního pozorování v prvním časovém období. Za středy měření v jednotlivých časových obdobích byly pro odhad virtuálních JD zvoleny středy měsíců, v nichž bylo měření prováděno.

b_1	0,0712	-0,9967	-0,0339	0
b_2	0,3351	-0,0108	0,8673	-0.3678
filtr	a_1	nejistota a_1	a_2	nejistota a_2
u	0,0207	0,0005	0,0031	0,0003
v	0,0242	0,0005	-0,0027	0,0003
b	0,0008	0,0003	-0,0006	0,0003
H_{p}	-0,0020	0,0008	0,0001	0,0009
y	-0,0091	0,0004	-0,0006	0,0003
J	-0,0050	0,0029	-0,0049	0,0031
H	-0,0017	0,0023	-0,0031	0,0025
K	-0,0008	0,0033	-0,0043	0,0036

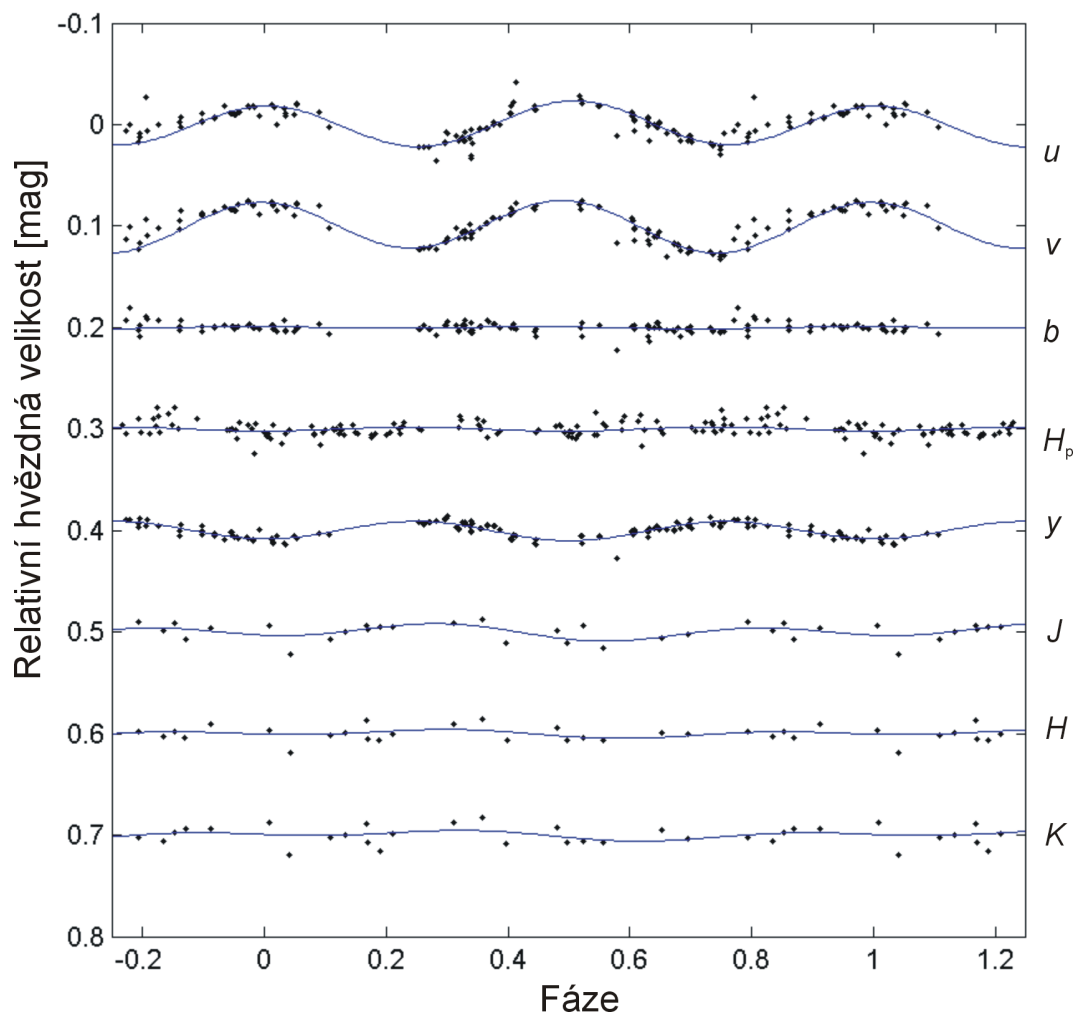
Tabulka 3: Vektory hlavních složek (b_1, b_2) a průměty do hlavních složek s jejich chybami pro jednotlivé barvy pro hvězdu HD 83368.

Perioda a tvary světelných křivek

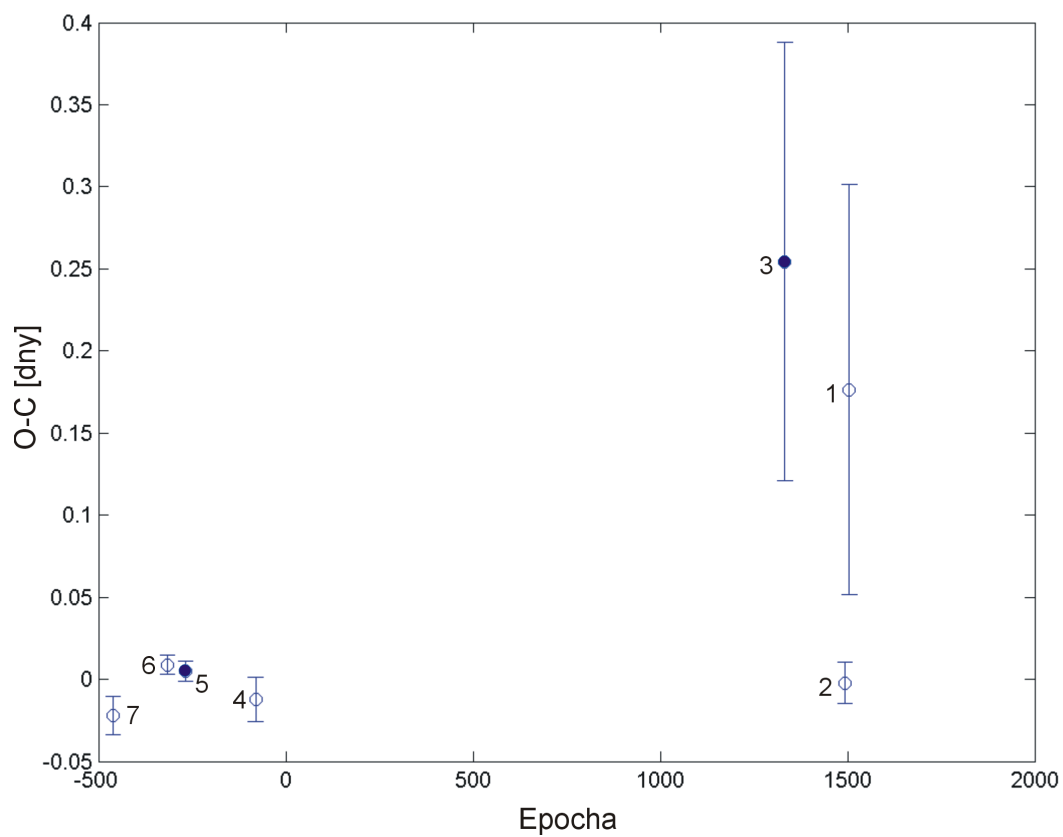
Na obrázku č. 4 jsou vykreslena fotometrická měření HD 83368 v osmi barvách v lineární efemeridě

$$JD_{\text{hel}} = (43938,216 \pm 0,007) + E \cdot (2,851942 \pm 0,000006),$$

která byla stanovena ze všech sedmi dostupných fotometrických měření (tabulka č. 2, měření 1-7). Proložená světelná křivka v každé barvě je lineární kombinací dvou základních křivek. Vektory dvou hlavních směrů i průměty na tyto hlavní směry v každé barvě jsou v tabulce č.3. Graf O-C je na obrázku č. 5. Povšimněme si na tomto grafu polohy a chyby dat č. 3 a 5, kterým byla přisouzena jen virtuální JD. Data č. 5 se nacházejí velmi blízko přímce (O-C)=0 a vykazují malou chybu srovnatelnou s měřeními získanými od jiných autorů, při kterých nebyla použita virtuální JD. Malá chyba je způsobena především velkým množstvím naměřených dat ve dvou pozorovacích obdobích vzdálených jeden rok od sebe. Na druhou stranu, data č. 3 jsou zatížena velkou chybou a určení periody z těchto dat není správné. Je to pravděpodobně způsobeno výběrem vlnových délek z infračervené oblasti spektra, ve kterých bylo měření prováděno. Jednak z této oblasti vlnových délek k nám přichází od hvězdy málo světla, a také amplituda světelných změn je menší než v kratších vlnových délkách. Obě tyto příčiny se projeví na kvalitě tohoto pozorování.



Obrázek 4: Světelné křivky HD 83368 v barvách u , v , b , H_p , y , J , H , K . Obrázek je vynesěn v emferidách $M_{\text{Op}} = (2443938, 216 \pm 0,007)$ JD, $P_p = (2, 851942 \pm 0,000006)$ dne.



Obrázek 5: Graf O-C ve stejných efemeridách jako obrázek 4. Kolečka s chybovými úsečkami představují jednotlivá publikovaná fotometrická měření z tabulky č. 2. Plná kolečka představují měření získaná metodou virtuálních JD.

5.2 HD 125248

Hvězda HD 125248 známá též pod označením CS Vir je klasifikována jako typ A9 SrEuCr. Spektroskopickou proměnnost s periodou 9,295 dne prokázal Deutsch (1947), stejnou periodu určil ze svých měření efektivního magnetického pole Babcock (1947). Když stejnou periodu potvrdil Stibbs (1950) i v případě fotometrické proměnnosti, stala se tato hvězda pádným argumentem pro přijetí modelu skloněného rotátoru jako modelu magnetických CP hvězd. Deutsch (1958) jako první hvězdu, kterou podrobil analýze rozkladem do sféricky symetrických funkcí, použil právě CS Vir. Získal tím první představu o rozložení chemických prvků v atmosféře hvězdy. V následujících letech tuto hvězdu fotometricky sledovali Wolff & Wolff (1971), Maitzen & Moffat (1972), Blanco et al. (1978), Pyper & Adelman (1985). CS Vir byla pozorována také v infračervené oblasti (Catalano et al. 1992, 1998). Tato měření potvrdila periodu CS Vir na 9.295 dne. Velká pozornost byla věnována také měření magnetického pole. Jen do roku 1980 jich bylo publikováno šest (viz Catalano & Renson 1984), a následovala další (Mathys 1991, Mathys & Hubring 1997). Leone & Catanzaro (2001) stanovili periodu HD 125248 z měření Hipparcha a jejich vlastních měření v Strömngrenově systému z roku 1991 na 9,29545 dne. Po zahrnutí i ostatních fotometrických měření byla perioda zpřesněna na hodnotu $9,295456 \pm 30$ dne. (Mikulášek et al. 2004)

číslo měření	Reference	filtr / počet pozorování	virtuální JD
1	ESA 1997, The Tycho Catalogues	$H_p(116)$	
2	Catalano et al.(1992)	$J(14) H(14) K(14)$ $u(9) v(9) b(9) y(9)$	
3	Catalano et al. (1998)	$J(14) H(14) K(14)$	*
4	Maitzen & Moffat (1972)	$u(33) v(33) b(33) y(33) \beta(12)$	
5	Pyper & Adelman (1985)	$u(12) v(12) b(12) y(12)$	
6	Blanco et al. (1978)	$U(94) B(83) V(85)$	*
7	Wolff & Wolff (1971)	$u(13) v(13) b(13) y(13)$	
8	Maitzen & Rakosch (1970)	$U(28) B(28) V(28)$	
9	Stibbs (1950)	4000Å(26)	

Tabulka 4: Přehled použitých měření při zpracování hvězdy HD 125248. Číslo v závorce udává počet měření v dané barvě. * značí použití virtuálních juliánských dat.

Použití virtuálních JD

Při zpracování fotometrických měření HD 125248 byla metoda virtuálních JD použita ve dvou případech. Přesné tabulkové hodnoty pozorovacích okamžiků neznáme u pozorování, která publikoval v roce 1978 Blanco et al. (měření 6 v tabulce č. 4) a u pozorování v infračervené oblasti publikované v Catalanem a jeho spolupracovníky v roce 1998 (měření

3 v tabulce č. 3).

V případě měření č. 6 byla virtuální juliánská data získána z obrázku 1 na straně 208 (Blanco at al. 1978). Jde o rozdílová fotometrická měření realizovaná po tři po sobě následující roky (1969-1971) na observatoři Catania v Itálii na úpatí Etny dalekohledem o průměru 30 cm. Měření bylo prováděno ve třech filtrech *UVB*. Měření z různých let jsou vyznačena různými symboly. Celkový počet pozorování v jedné barvě ve všech třech pozorovacích obdobích překračuje počet sto. Obrázek, ze kterého byly odhadnuty virtuální JD, je proto v některých částech přehušten symboly, přičemž v některých těchto slucích nelze rozlišit počet či tvar jednotlivých symbolů. Symboly, které nebylo možno identifikovat byly ze zpracování vypuštěny. Následující přehled udává rozdíl počtu uskutečněných měření a rozpoznávaných měření v jednotlivých barvách:

Barva	počet uskutečněných pozorování	počet rozpoznávaných pozorování
<i>U</i>	124	94
<i>B</i>	107	83
<i>V</i>	106	85

Pozorování jsou na zmíněném obrázku vykreslena v efemeridě

$$M_{\text{Op}} = (2440284,68 \pm 0,01) \text{ JD}, \quad P_{\text{p}} = (9,29477 \pm 0,00005) \text{ dne}.$$

Čas pozorování je v této práci specifikován pouze rokem pozorování. Středny pozorování v jednotlivých letech byly stanoveny na půlnoc 26. dubna daného roku, kdy CS Vir kulminuje nejbližší půlnoci místního času.

V případě měření č. 3 z tabulky č. 4. byly virtuální efemeridy stanoveny z obrázku 11 na straně 471 Catalanovy práce. V tomto případě byla hvězda měřena ve dvou časových obdobích a to od 19. do 26. dubna 1989 a o dva roky později od 23. do 31. března 1991. Měření bylo prováděno ve filtrech *JHK* v infračervené oblasti spektra 1 m dalekohledem na ESO v Chile. Celkem bylo provedeno 14 pozorování v každé barvě. Pozorování jsou v obrázku ve zmíněné práci rozlišena různými symboly podle časového období, v němž byla měřena. Efemerida, v níž je obrázek vykreslen

$$M_{\text{Op}} = 2430143,07 \text{ JD}, \quad P_{\text{p}} = 9,295710 \text{ dne}$$

a krátké rozmezí pozorování umožňuje stanovit sice pouze virtuální JD, ale velmi podobné těm skutečným (perioda je srovnatelná s délkou pozorovacího období). Za středy pozorování byly v tomto případě zcela jednoznačně brány středy pozorovacích období.

Perioda a tvary světelných křivek

Z použitých publikovaných měření (tabulka č.4, měření 1-8) byla stanovena tato lineární efemerida

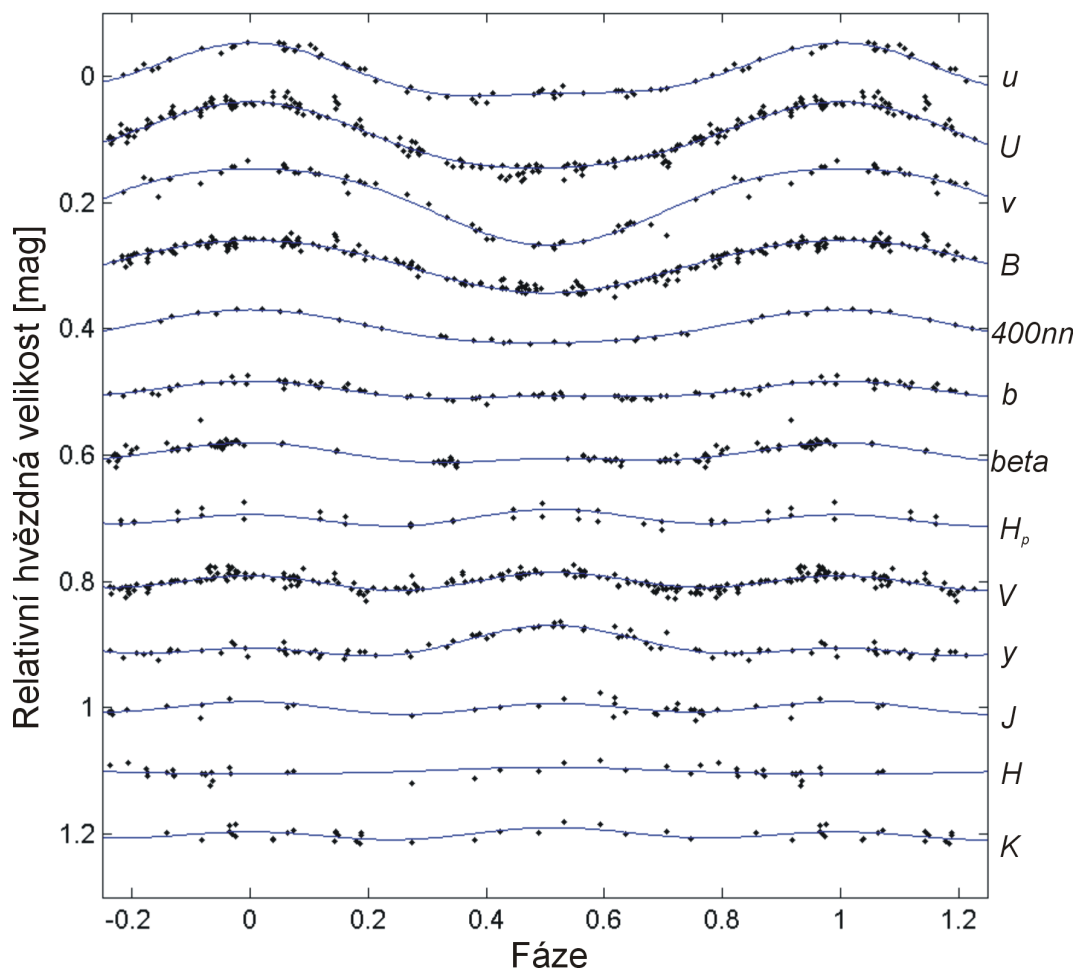
$$JD_{\text{hel}} = (2440558,901 \pm 0,015) + E \cdot (9,295468 \pm 0,000038),$$

Světelné křivky v jednotlivých barvách jsou vykresleny na obrázku 6. Proložená světelná křivka v každé barvě je lineární kombinací dvou základních křivek. Vektory těchto

dvou hlavních směrů i průměty na tyto hlavní směry a jejich chyby v každé barvě jsou v tabulce 5. Chyba těchto průmětů velmi nápadně roste v případě filtrů JHK . Tyto barvy vykazují jen velmi malou amplitudu fotometrických změn a jejich světelná křivka není vždy dostatečně popsána pouze dvěmi základními křivkami narozdíl od všech ostatních barev. Graf O-C je na obrázku 7. Opět na něm nápadně vybočuje měření č. 3 v infračervené oblasti (Catalano et al. 1998). Měření č. 5, které bylo také zpracováno metodou virtuálních JD vykazuje velmi dobrou shodu s ostatními měřeními, navíc má velmi malou chybu, což podporuje možnost nahradit skutečné časy pozorování virtuálními.

b_1	0,9755	0,2144	-0,4850	0
b_2	0,2197	-0,9536	0,2045	0,2170
filtr	a_1	nejistota a_1	a_2	nejistota a_2
u	-0,0420	0,0008	0,0038	0,0009
U	-0,0526	0,0005	-0,0043	0,0005
v	-0,0576	0,0010	-0,0201	0,0012
B	-0,0403	0,0005	-0,0107	0,0005
4500\AA	-0,0266	0,0007	-0,0018	0,0008
b	-0,0125	0,0001	0,0033	0,0001
β	-0,0139	0,0006	0,016	0,002
H_p	-0,0019	0,0013	0,0109	0,0012
V	0,0001	0,0004	0,0122	0,0004
y	0,0147	0,0011	0,0165	0,0012
J	-0,0033	0,0018	0,0081	0,0020
H	0,0047	0,0043	0,0020	0,0046
K	0,0017	0,0022	0,0078	0,0022

Tabulka 5: Vektory hlavních složek (b_1, b_2) a průměty do hlavních složek s jejich chybami pro jednotlivé barvy pro hvězdu HD 125248.



Obrázek 6: Světelné křivky HD 125248 v barvách u , U , v , B , 4000\AA , b , β , H_p , V , y , J , H , K . Obrázek je vyneseno v emeferidách $M_{\text{OP}} = (2440558, 901 \pm 0, 015)$ JD, $P_p = (9, 295468 \pm 0, 000038)$ dne.



Obrázek 7: Graf O-C pro hvězdu HD 125248 pro stejné efemeridy jako obrázek 6. Kolečka představují jednotlivá fotometrická měření z tabulky č. 4. Plná kolečka představují měření získané metodou virtuálních JD.

5.3 HD 137909

HD 137909 (HR 5747 = β CrB) je jedna z nejjasnějších CP hvězd. Jde o chladnou chemicky pekuliární hvězdu typu A9 SrEuCr se silným magnetickým polem. Babcock (1958) změřil toto magnetické pole a odhalil magnetickou proměnnost (amplituda přibližně 0,1 T). Preston & Sturch (1967) stanovili periodu magnetické proměnnosti na 18,487 dne. V následujících letech byly změny magnetického pole mnohokrát studovány (Wolff & Bonsack 1972, Wolff 1978, Borra et. al 1981), neboť se změny magnetického pole jeví jako nesinusoidální, což se nakonec nepotvrdilo (Kurtz 1989). Přehled následujících měření magnetického pole je podán v Wadeho práci. (2000) Neubauer (1944) zjistil, že β CrB je spektroskopická dvojhvězda. Perioda oběhu obou složek kolem společného hmotného středu je 10,55 roků, úhlová velikost velké poloosy činí 0,2032 úhlových minut (Kamper et al. 1990). HD 137909 byla měřena také fotometricky v systémech UVB (Adelman et al. 1992, Burke et al. 1970, Brodskaya 1970), $uvby(\beta)$ (Wolff & Wolff 1971, Pyper & Adelman 1985) a také ve fotometrickém systému družice Hipparchos. Přehled získaných fotometrických měření je v tabulce 6. Hatzes & Mkrtychian (2004) objevili u β CrB rychlou proměnnost způsobenou pulzací, s periodou 16 min.

číslo měření	Reference	filtr / počet pozorování	virtuální JD
1	ESA 1997, The Tycho Catalogues	$H_p(195)$	
2	Adelman et al. (1992)	$U(72) VB(71) V(71)$	*
3	Pyper & Adelman (1985)	$u(14) v(14) b(14) y(14) \beta(13)$	
4	Wolff & Wolff (1971)	$u(25) v(25) b(25) y(25)$	*
5	Burke et al. (1970)	$B(8) V(8)$	
6	Brodskaya (1970)	$U(30) B(30) V(30)$	

Tabulka 6: Přehled použitých měření při zpracování hvězdy HD 137909. Číslo v závorce udává počet měření v dané barvě. * značí použití virtuálních juliánských dat.

Použití virtuálních JD

U hvězdy HD 137909 bylo použito metody virtuálních juliánských dat ve dvou případech (měření 2 a 4 v tabulce č. 6) z celkového počtu pěti měření, což představuje více než polovinu všech pozorování. V případě měření č. 2 (Adelman et al. 1992) se jedná o pozorování v systému UBV deseti palcovým automatickým fotometrickým dalekohledem na observatoři Fairborn (Phoenix). V této práci je publikováno rozdílové fotometrické měření osmi CP hvězd. Měření β CrB bylo prováděno od roku 1988 do roku 1989 ve čtyřech časových úsecích. Počet měření a začátky a konce pozorovacích období jsou dány v následujícím přehledu:

počet pozorování	začátek JD	konec 2440000+
1	7419	7420
52	7536	7618
18	7659	7696
4	7779	7790

Vlastní virtuální JD byla stanovena z obrázku 6 na straně 321 zmíněného článku. U filtru U se podařilo rozlišit všech 72 měření, u filtrů B a V pak jen 71 měření. Tento obrázek je vykreslen v efemeridě

$$M_{\text{Op}} = 2434217,5 \text{ JD}, \quad P_{\text{p}} = 18,487 \text{ dne.}$$

Správné M_{Op} je ve zmíněné práci uvedeno v textu popisu hvězdy HD 137909, nikoli u popisu obrázku. Protože měření z jednotlivých období nejsou rozlišena různými symboly, za střed pozorování byl vzat vážený průměr pozorovacích období, tedy datum 8.3.1989. Vzhledem k tomu, že hvězda má dlouhou periodu a velká většina měření byla prováděna v blízkosti stanoveného středu pozorování, jsou takto stanovená JD dostatečně přesná.

Ve druhém případě byla virtuální JD získána z měření č. 4 v tabulce č. 6 z obrázku 9 na straně 427. V tomto případě bylo pozorování prováděno 60 cm dalekohledem na observatoři Mauna Kea v barvách *ubvy* (rozdílová fotometrie). Výše zmíněný obrázek je vykreslen ve stejné efemeridě jako měření téže hvězdy č. 2. Období pozorování hvězdy β CrB nebylo v této práci specifikováno. U některých jiných hvězd, které v této práci byly také pozorovány, však byla uvedena pozorovací období. Většinou se jednalo o kratší úseky (měsíc), všechny z roku 1970. Za období pozorování byl tedy odhadnut rok 1970, za střed pozorování kulminace nejbliže půlnoci na Mauna Kea, tedy datum 23.5.1970.

b_1	0,9628	0,2695	-0,0213	0
b_2	0,0928	-0,3957	-0,8128	-0,4174
filtr	a_1	nejistota a_1	a_2	nejistota a_2
u	0,0026	0,0011	-0,0009	0,0011
U	0,0080	0,0007	-0,0018	0,0007
v	0,0125	0,0010	-0,0049	0,0010
B	0,0126	0,0007	-0,0020	0,0007
b	0,0102	0,0007	0,0010	0,0008
H_{p}	0,0053	0,0003	0,0005	0,0003
V	0,0067	0,0006	0,0030	0,0005
y	0,0032	0,0015	0,0024	0,0016

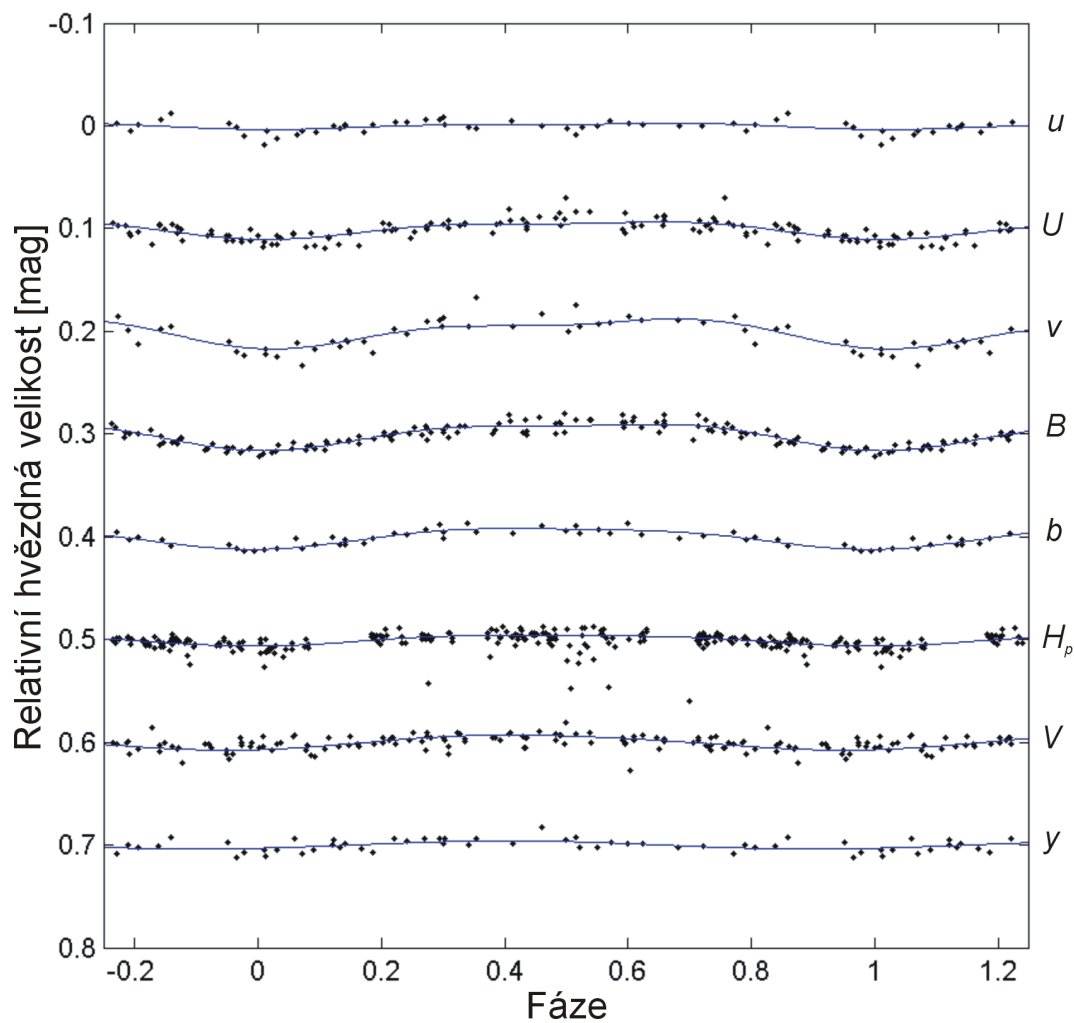
Tabulka 7: Vektory hlavních složek (b_1, b_2) a průměty do hlavních složek s jejich chybami pro jednotlivé barvy pro hvězdu HD 137909.

Perioda a tvary světelných křivek

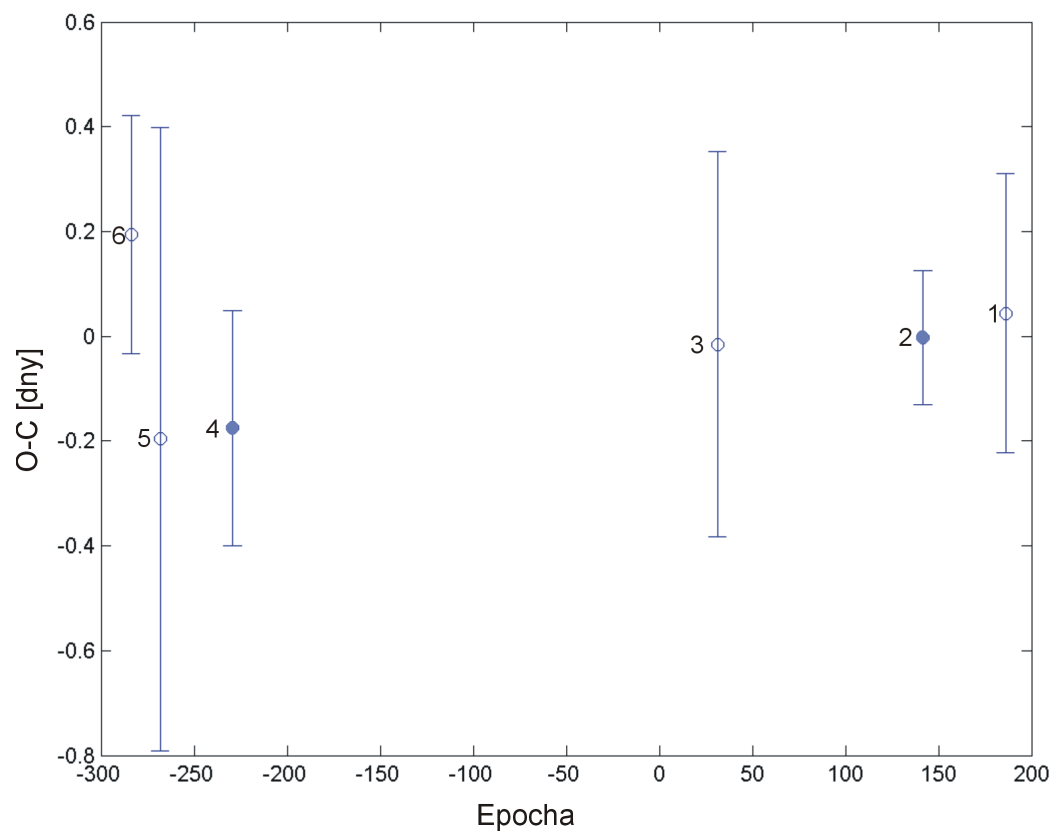
Na obrázku č. 8 jsou vykreslena všechna pozorování z tabulky č. 6. Z těchto měření, z nichž dvě byly rekonstruovány metodou virtuálních JD, byla stanovena následující efemerida

$$JD_{\text{hel}} = (2445786,55 \pm 0,15) + E \cdot (18,48476 \pm 0,00047),$$

ve které je vykreslen i obrázek č. 9. Větší nepřesnost ve stanovení lineární efemeridy je způsobena malými amplitudami světelných křivek HD 137909 ve všech pozorovaných barvách a také dlouhou periodou, díky níž jsme měli za dobu fotometrického sledování této hvězdy možnost pozorovat menší počet otoček kolem vlastní osy hvězdy. Světelné křivky jsou velmi dobře popsány dvěma hlavními funkcemi. Graf O-C ukazuje, v rámci velkých chyb, které byly diskutovány výše, dobré seskupení kolem osy (O-C)=0.



Obrázek 8: Světelné křivky HD 137909 v barvách u , U , v , B , b , H_p , V , y . Obrázek je vyneseno v emeferidách $M_{\text{Op}} = (2445786,55 \pm 0,15)$ JD, $P_p = (18,48476 \pm 0,00047)$ dne.



Obrázek 9: Graf O-C pro hvězdu HD 137909 pro stejné efemeridy jako obrázek č. 8. Kolečka s chybovými úsečkami představují jednotlivá fotometrická měření z tabulky 6. Plná kolečka představují měření získané metodou virtuálních JD.

5.4 HD 22470

HD 22470 označovaná také jako HR 1100, 20 Eri nebo EG Eri je CP hvězda typu B9p. Babcock (1958) si všiml nápadně širokých čar kovů a usoudil z nich na přítomnost silného magnetického pole. Dvanáct měření magnetického pole publikovali Borra et al. (1983). Zjistili proměnné magnetické pole s amplitudou větší než 0,1 T. Z těchto měření také stanovili dvě možné periody 0,6785 nebo 1,935 dne. Fotometrickou proměnnost objevili Renson & Manfroid (1978, 1981). Hodnota jimi stanovené periody činí 1,93 dne. Mathys & Manfroid (1985) tuto periodu vylepšili na hodnotu 1,9387 dne. Světelnou křivku v ultrafialové oblasti získali Želwanowa & Schöeneich (1986) z měření družice ANS (Astronomical Netherlands Satellite). Další měření v UV oblasti provedli Dick et al. (1978) a Ciatti et al. (1978). V posledně jmenovaném případě se jednalo o spektrofotometrické měření. Infračervenou oblast spektra pozorovali Bonsack & Dijk (1982), Groote & Kaupfann (1983) a také Catalano et al. (1991). Dále následovala měření v systému *uvby*. (Adelman & Boyce (1995), Adelman (2000)). Při porovnání světelných křivek z obou těchto měření Adelman (2000) dospěl k názoru, že tvar těchto křivek není stálý, k prokázání tohoto jevu by však bylo zapotřebí provést další fotometrická sledování. Pravděpodobnou příčinu tohoto jevu Adelman spatřuje v precesi rotační osy hvězdy. Precese má, podle Rensona, za následek změnu jasnosti všech maxim a minim a změnu fáze klesající a rostoucí části světelné křivky. Velikost periody rotace hvězdy určil Adelman (2000) na $(1,928890 \pm 0,000050)$ dne.

číslo měření	Reference	filtr / počet pozorování	virtuální JD
1	Adelman (2000)	<i>u</i> (117) <i>v</i> (117) <i>b</i> (117) <i>y</i> (117)	
2	Adelman & Boyce (1995)	<i>u</i> (77) <i>v</i> (77) <i>b</i> (77) <i>y</i> (77)	
3	ESA 1997, The Tycho Catalogues	<i>H_p</i> (195)	
4	Mathys & Manfroid (1985)	<i>u</i> (8) <i>v</i> (8) <i>b</i> (8) <i>y</i> (8)	*
5	Renson & Manfroid (1981)	<i>u</i> (41) <i>v</i> (42) <i>b</i> (42) <i>y</i> (42) <i>c₁</i> (43)	*

Tabulka 8: Přehled použitých měření při zpracování hvězdy HD 22470. Číslo v závorce udává počet měření v dané barvě. * značí použití virtuálních juliánských dat.

Použití virtuálních JD

Při stanovení periody rotace a tvaru světelných křivek hvězdy HD 22470 bylo použito metody virtuálních juliánských dat ve dvou případech (měření č.4 Mathys & Manfroid (1985); měření č.5 Renson & Manfroid (1981)). V obou případech se jedná o rozdílou fotometrii ve Strömgrenově fotometrickém systému *uvby*.

Data u měření č.5 byla odečtena z obrázku č. 2 na straně 28. Toto měření bylo prováděno ve filtrech *uvby*, *c₁* a *m₁*. Poslední filtr nebyl do výpočtu periody zahrnut. Podle tabulky 1 ve zmíněném článku (Renson & Manfroid (1981)) se jedná o pozorování z období od 7. do 27. listopadu 1977 prováděné na ESO. Data jsou vykreslena v následující efemeridě

$$M_{\text{Op}} = 2443485,50 \text{ JD}, \quad P_{\text{p}} = 1,93 \text{ dne.}$$

Za střed pozorování byl zvolen střed pozorovacího období, tedy 17. listopad 1977. Virtuální juliánská data v tomto případě mohou být zatížena větší chybou způsobenou malou přesností periody použité při stanovení fáze v případě, že střed pozorování byl odhadnut nesprávně. Určitou pochybnost o správnosti stanovení pozorovacího období vnáší koeficient M_{Op} jenž odpovídá 8. prosinci 1977. Toto datum se neshoduje s uvedenou dobou pozorování a není mi ani známo, že by se jednalo o převzatou hodnotu.

Virtuální data v případě měření č.4 byla odhadnuta z obrázku 4 na straně 24 výše zmíněné práce. Měření č.4 bylo prováděno ve dvou časových obdobích a to v listopadu 1977 (42 pozorování) a o rok později v prosinci 1978 (8 pozorování) na Evropské jižní observatoři 50cm teleskopy. Data z prvního pozorovacího období se zdají být totožná s předešlým případem, proto nebyla do výpočtu periody zahrnuta. (Byla použita jako kontrolní data.) Obrázek, z něhož byla odhadnuta virtuální JD, je vykreslen v lineární efemeridě

$$M_{\text{Op}} = 2443455,608 \text{ JD}, \quad P_{\text{p}} = 1,9387 \text{ dne,}$$

kde M_{Op} je totožné s JD prvního pozorování. Tato perioda je ovšem nesprávná, od period publikovaných v posledních letech se liší na druhém desetinném místě, což může vést v případě, že pozorovací období je určeno správně, k maximální chybě 0,08 dne (0,04 ve fázi). Pozorování z různých období jsou vyznačena různým symbolem. Za středy pozorování byly vzaty středy měsíců, v nichž pozorování probíhalo, tj. 15. listopad 1977 a 15. prosinec 1978.

Perioda a tvary světelných křivek

Graf O-C na obrázku 11 jasně ukazuje, jaký vliv na stanovení efemeridy mají měření č. 4 a 5. Pro jejich časovou odlehlost od ostatních pozorování mají velký vliv na velikost periody. Tento fakt posiluje důležitost takto získaných dat, avšak pro posouzení vlastností měření získaných metodou virtuálních JD to není vhodný případ. Modrá kolečka s chybovými úsečkami znázorňují jednotlivá měření v lineární efemeridě

$$JD_{\text{hel}} = (48583,5994 \pm 0,0042) + E \cdot (1,9288956 \pm 0,0000013).$$

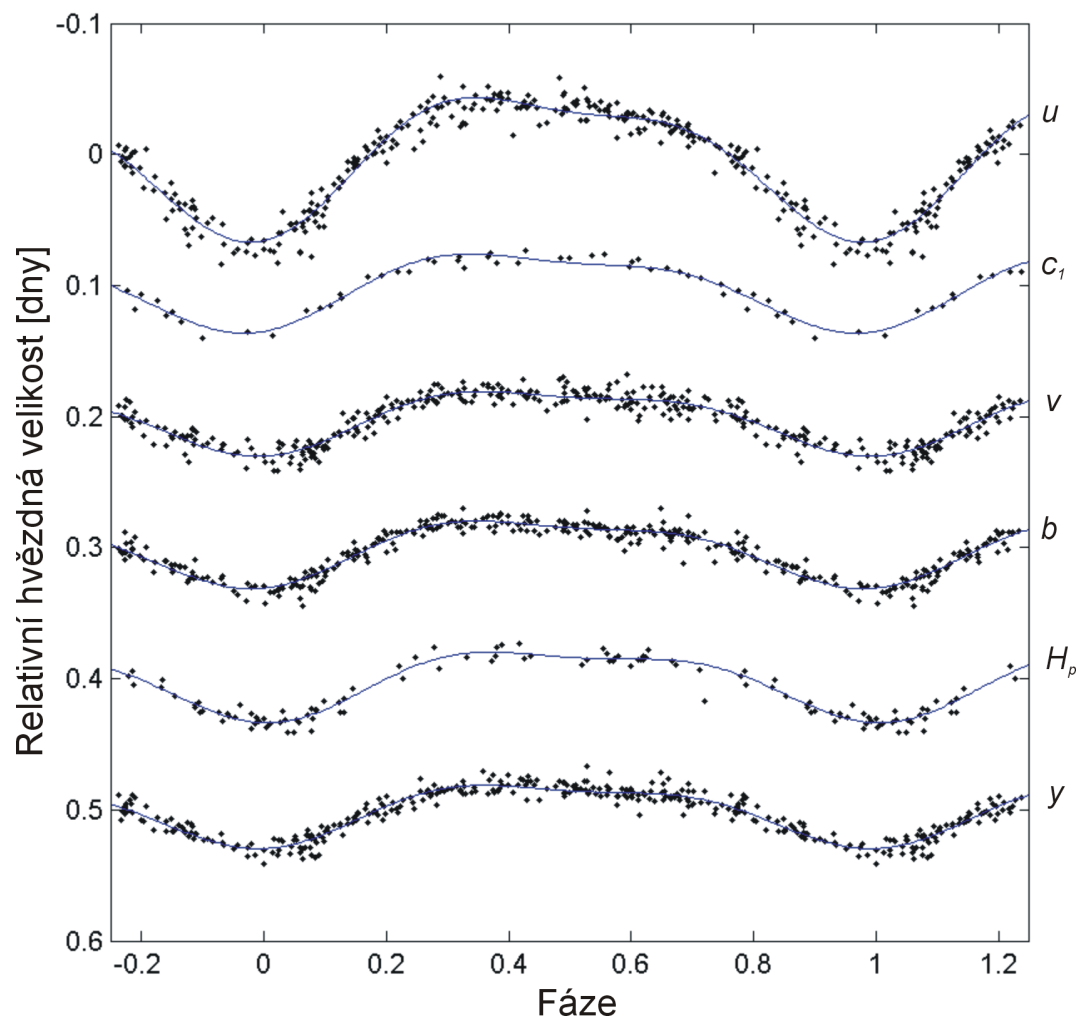
Jak měření č. 1 tak č. 2 představují měření prováděná po delší dobu ve dvou obdobích. Proto jsou obě rozdělena na dvě nezávislá měření představující měření v jednotlivých časových úsecích a každý úsek je znázorněn vlastním bodem v grafu O-C. Povšimněme si velkého odchýlení měření č. 4 na tomto grafu. S pohledem na tento bod se naskytá otázka, zda je perioda skutečně stanovena správně. Nejeví graf O-C seskupení kolem přímky procházející měření č. 4 spíše než měření č. 5? Odpověď na tuto otázku nám může dát ta část pozorování č. 4, která se shoduje s měření č. 5. Tento soubor dat totiž potvrzuje polohu bodu č. 5 na grafu O-C. Vše tedy nasvědčuje tomu, že měření č.4 je odchýlené. Důvodem může být větší náchylnost k náhodným fluktuacím vlivem malého počtu pozorování. V případě, že bychom bod č. 4 považovali za chybný, může se zdát, že ostatní body v grafu O-C jsou rozloženy kolem paraboly, což by ukazovalo na časovou proměnnost periody. Tento závěr je vzhledem k vypovídací hodnotě tohoto grafu O-C přinejmenším

sporný. Rozložení bodů na tomto grafu je spíše dílem náhody, než důsledek měnící se periody.

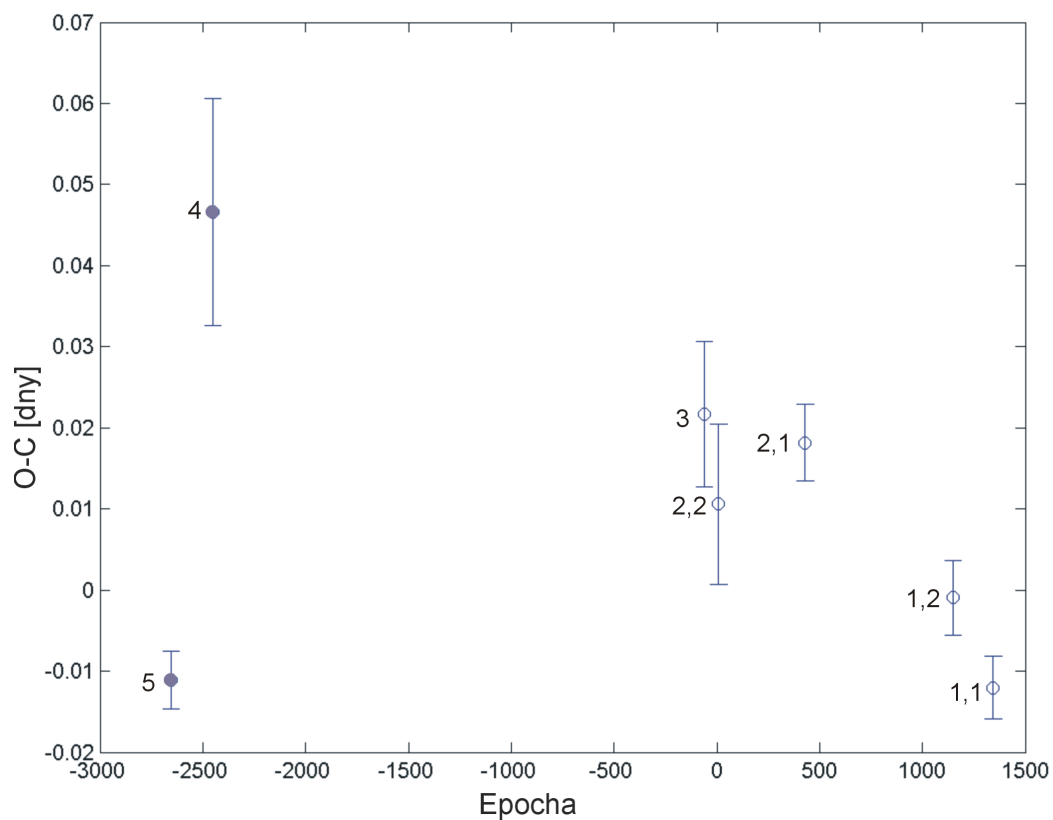
Světelné křivky ve stejné efemeridě jsou znázorněny na obrázku č. 10. Matematický popis tvaru světelných křivek popsanych dvěmi hlavními funkcemi je v tabulce č. 9. Můžeme si zde povšimnout, že u hvězdy HD 22470 u vlnových délek větších než 400 nm silně dominuje první hlavní složka, což má za následek vzájemnou podobnost tvaru světelných křivek ve zmíněných pozorovaných barvách.

b_1	0,9408	0,3238	-0,0999	0
b_2	0,0490	-0,1860	-0,1410	-0,9711
filtr	a_1	nejistota a_1	a_2	nejistota a_2
u	0,0527	0,0010	-0,0096	0,0009
c_1	0,0282	0,0012	-0,0076	0,0010
v	0,0240	0,0004	-0,0022	0,0004
b	0,0247	0,0004	-0,0042	0,0004
H_p	0,0265	0,0001	0,0009	0,0001
y	0,0235	0,0004	-0,0017	0,0004

Tabulka 9: Vektory hlavních složek (b_1, b_2) a průměty do hlavních složek s jejich chybami pro jednotlivé barvy pro hvězdu HD 22470.



Obrázek 10: Světelné křivky HD 22470 v barvách u , c_1 , v , b , H_p , y . Obrázek je vyneseno v lineární emeferidě $M_{\text{Op}} = (48583, 5994 \pm 0, 0042)$ JD, $P_p = (1, 9288956 \pm 0, 0000013)$ dne.



Obrázek 11: Graf O-C pro hvězdu HD 22470 pro stejné efemeridy. Modrá kolečka s chybovými úsečkami představují jednotlivá fotometrická měření v stejné efemeridě jako obrázek 10. Plná kolečka představují měření získané metodou virtuálních JD. Měření č. 1,1 rok 1998-99; měření č. 1,2 rok 1997-98; měření č. 2,1 rok 1992-95; měření č. 2,2 rok 1990-91

5.5 HD 71866

Hvězda HD 71866 (=TZ Lyn) je CP2 hvězda typu spektrálního typu A1 EuSrSi. První studie této hvězdy provedl Babcock (1956), který změřil magnetické pole a objevil magnetickou proměnnost této hvězdy. Periodu proměnnosti magnetického pole stanovil na 6,79916 dne. Další měření magnetického pole provedli Preston & Pyper (1965). První fotometrická sledování této hvězdy publikoval Jarzebowski (1960) ve filtrech j_1 a j_2 . Následovala další fotometrická pozorování: Rakosch (1963), Stepien (1968) - obě pozorování ve filtrech UBV . Dále Bartolini & Battistini (1969); Wolff & Wolff (1971) - filtry $uvby$. V roce 1974 Panov upřesňuje hodnotu periody rotace hvězdy na 6,80054 dne. Schöneich et al. (1976) provedli fotometrické měření v jimi navrženém desetibarevném fotometrickém systému. Catalano & Leone (1990) fotometricky sledovali hvězdu HD 71866 opět v systému UBV . Obě naposled jmenované práce potvrzují periodu, kterou určil Panov. Další fotometrická data dodala družice Hipparchos, která provedla více než 300 měření ve filtrech H_p , B_h a V_h (ESA, 1997).

číslo měření	Reference	filtr / počet pozorování	virtuální JD
1	ESA 1997, The Tycho Catalogues	H_p (92)	
2	Catalano & Leone (1990)	$U(37)$ $B(38)$ $V(38)$	
3	Wolff & Wolff (1971)	$u(21)$ $v(21)$ $b(21)$ $y(21)$	*
4	Stepien (1968)	$U(12)$ $B(12)$ $V(12)$	
5	Rakosch (1963)	$U(34)$ $B(40)$ $V(54)$	
6	Jarzebowski (1960)	j_1 (24) j_2 (24)	

Tabulka 10: Přehled použitých měření při zpracování hvězdy HD 71866. Číslo v závorce udává počet měření v dané barvě. * značí použití virtuálních juliánských dat.

Použití virtuálních JD

U hvězdy HD 71866 bylo použito virtuálních juliánských dat pouze v případě pozorování č.3 (Wolff & Wolff 1971). Práci, kterou publikoval Bartolini s Battistinim, nemám k dispozici a pozorování v desetibarevném fotometrickém systému, (Schöneich et al. 1976) pro malý počet pozorování v jednotlivých barvách, není příliš vhodné pro stanovení periody a tvaru světelných křivek.

Měření č. 3 bylo prováděno po 21 nocí v únoru a březnu 1970, ve Strömngrenově systému $uvby$, na observatoři Mauna Kea. Graf č. 2, z něhož byla odhadnuta virtuální juliánská data, je ve výše zmíněné práci na straně 424. Je vykreslen v efemeridě, kterou publikovali v roce 1965 Preston a Pyper.

$$M_{\text{op}} = 2432957,90 \text{ JD}, \quad P_{\text{p}} = 6,80001 \text{ dne},$$

V tomto konkrétním případě je s dostatečnou přesností stanoveno pozorovací období a 21 měření je malý počet na to, aby v grafu světelných křivek byly jednotlivé body

příliš husto u sebe nebo se dokonce překrývaly, a tak znemožnily rozpoznat některá měření. K dobré shodě při nahrazení skutečných juliánských dat virtuálními přispívá také dlouhá perioda v porovnání se skutečným pozorovacím obdobím. Střed pozorování, nutný k odhadu virtuálních JD, byl stanoven jako střed uvedeného pozorovacího období, tedy 2. března 1970.

b_1	0,9511	0,1832	0,2485	0
b_2	0,0318	-0,8586	0,5113	-0,0240
filtr	a_1	nejistota a_1	a_2	nejistota a_2
u	0,0047	0,0025	0,0120	0,0025
U	0,0117	0,0008	0,0012	0,0008
v	0,0343	0,0026	-0,0117	0,0026
j_1	0,0148	0,0015	0,0007	0,0019
B	0,0198	0,0008	-0,0022	0,0008
b	0,0084	0,0013	0,0091	0,0013
H_p	0,0067	0,0008	0,0050	0,0014
j_2	0,0055	0,0015	0,0053	0,0019
V	0,0003	0,0010	0,0051	0,0010
y	-0,0002	0,0011	0,0066	0,0010

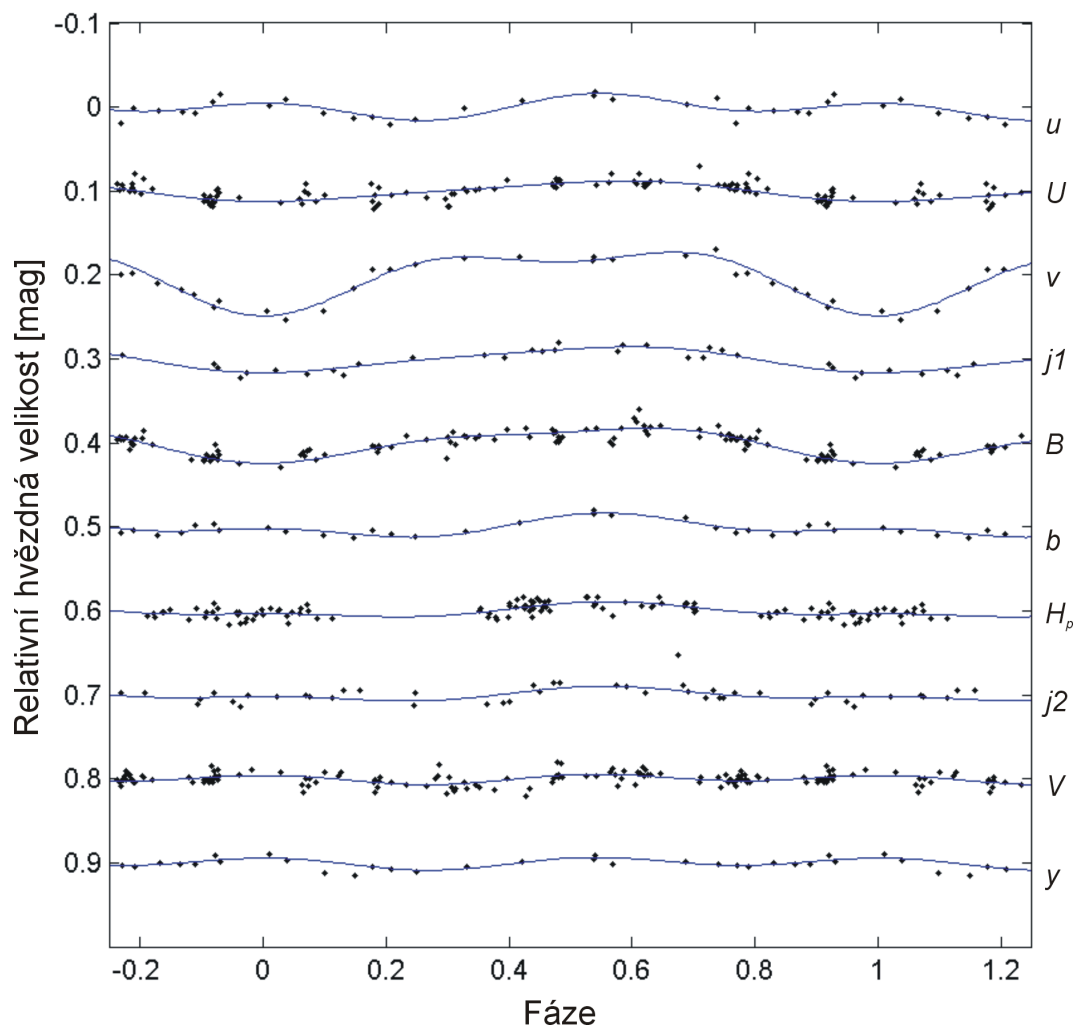
Tabulka 11: Vektory hlavních složek (b_1, b_2) a průměty do hlavních složek s jejich chybami pro jednotlivé barvy pro hvězdu HD 71866.

Perioda a tvary světelných křivek

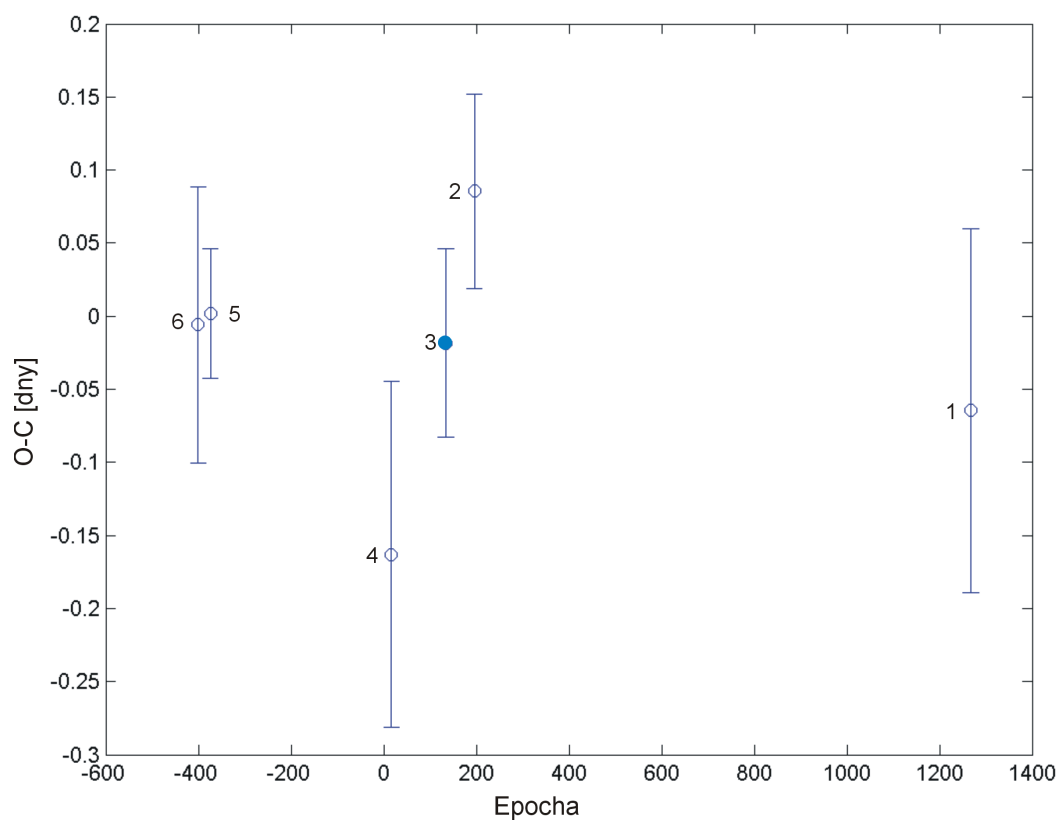
Pro hvězdu HD 71866 byla z měření uvedených v tabulce č. 10 stanovena následující efemerida

$$JD_{\text{hel}} = (2439732, 223 \pm 0, 030) + E \cdot (6, 800413 \pm 0, 000080).$$

V této efemeridě jsou vykresleny i následující dva obrázky (č. 12 a 13). Na prvním z nich je zobrazena světelná křivka HD 71866 v deseti filtrech. Tvar každé světelné křivky je lineární kombinací dvou základních světelných křivek, jejichž parametry současně s parametry světelných křivek hvězdy HD 71866 jsou v tabulce č. 11. Na druhém obrázku je graf O-C, na němž je znázorněno všech 6 publikovaných měření z tabulky č. 10. Měření číslo 3, u kterého bylo použito metody virtuálních JD se na tomto grafu nachází jak blízko osy O-C=0, tak i blízko středu časové osy obklopeno dvěma dalšími pozorováními, jež jsou obě více vzdálená od osy O-C=0. Navíc všechna měření (až na měření převzaté z Hipparcha) mají srovnatelný počet pozorování. Tato konstelace bodů na obrázku č. 13 ukazuje na fakt, že při nahrazení juliánských dat virtuálními JD nedošlo k systematické chybě a tato data jsou srovnatelná se standardními daty.



Obrázek 12: Světelné křivky HD 71866 v barvách u , U , v , j_1 , B , b , H_p , j_2 , V , y . Obrázek je vyneseno v emeferidách $M_{\text{Op}} = (2445786, 55 \pm 0, 15)$ JD, $P_p = (18, 48476 \pm 0, 00047)$ dne.



Obrázek 13: Graf O-C pro hvězdu HD 71866 pro stejné efemeridy jako obrázek č. 12. Kolečka s chybovými úsečkami představují jednotlivá fotometrická měření z tabulky č. 10. Plné kolečko představuje měření získané metodou virtuálních JD.

6 Závěr

V tabulce č. 12 jsou pro srovnání uvedeny mnou nalezené periody a periody publikované jinými autory. Tyto periody jsou voleny tak, aby odrážely současný stav. Ze srovnatelných period je vybrána vždy jen ta, která je stanovena s největší přesností. V případě, že existuje více různých publikovaných period, které jsou však srovnatelné co do počtu použitých měření a přesnosti, jsou uvedeny všechny. V závorce je uvedena nejistota stanovení periody (byla-li publikována). Nutno ještě podotknout, že se nejedná o periody získané výhradně z fotometrických měření.

hvězda	nalezená perioda [dny]	publikovaná perioda [dny]	odkaz na literaturu
HD 83368	2,8519424(57)	2,851982(5)	Kurtz et al. (1992)
HD 125248	9,295468(39)	9,295450(30)	Mikulášek et al. (2004)
HD 137909	18,48476(47)	18,4868	Catalano & Renson (1997)
HD 22470	1,9288956(13)	1,928890(50)	Adelman (2000)
HD 71866	6,800413(80)	6,80054 6,80022(6)	Catalano & Renson (1997) Bagnulo et al. (1995)

Tabulka 12: Porovnání získaných period s periodami publikovanými.

Výborné shody periody určené v této práci s publikovanými periodami je dosaženo u hvězd HD 125248 a HD 22470. U posledně jmenované hvězdy, díky zahrnutí starých časově odlehklých dat získaných metodou virtuálních JD, která byla v současných pracech opomíjena, je přesnost stanovení periody výrazně lepší než přesnost publikovaných period. U hvězdy HD 71866 nepanuje jednoznačný názor na velikost periody. Většina prací však potvrzuje hodnotu, kterou uvádí Catalano a Renson (tabulka č. 12). K této periodě se blíží i perioda stanovená v této práci. K důslednějšimu porovnání těchto dvou period by však bylo zapotřebí znát nejistotu publikované periody. V případě hvězdy HD 83368 lze nesoulad mezi publikovanou a mnou stanovenou periodou vysvětlit různým počtem pozorování, zahrnutých do výpočtu periody. Kurtz et al. (1992) neměli k dispozici pozdější měření, která uskutečnil Catalano & Leone (1994) a družice Hipparcos. U hvězdy HD 137909 velikost stanovené periody silně ovlivňuje skutečnost, že velkou většinu dat tvoří fotometrická data z družice Hipparcos spolu s daty převzatými z článku Adelman et al. (1992). Velikost stanovené periody se v tomto případě výrazně liší v závislosti na souborech dat použitých ke stanovení periody. Tento fakt může vysvětlit rozdíl mezi periodou stanovenou v této práci a periodou udanou Catalanem a Rensonem (tabulka č. 12).

K posouzení věrohodnosti dat získaných metodou virtuálních JD je vhodný graf O-C. Vzdálenost bodu od přímky O-C=0 na tomto grafu a jeho nejistota indikuje věrohodnost měření. Při posuzování věrohodnosti dat získaných metodou virtuálních JD musíme vzít v úvahu kvalitu vstupních dat. V případě, že se jedná o pozorování v takových barvách, v nichž mají světelné křivky malou amplitudu nebo fotometrické měření obsahuje pouze několik málo pozorování, je poloha tohoto bodu v grafu O-C značně ovlivněna náhodnými

chybami. V obou případech, kdy byla do výpočtu zahrnuta virtuální data napozorovaná v infračervené oblasti spektra tj. ve filtrech *JHK*, (HD 83368 a HD 125248), jsou vzdálenosti těchto měření od osy grafu O-C a jejich nejistoty několikanásobně větší, než u ostatních měření. Tato skutečnost má tři příčiny. (I) V infračervené oblasti spektra je oproti vizuální oblasti jasnost hvězdy malá a díky tomu je malá i přesnost pozorování. (II) Světelné křivky v infračervené oblasti mají malou amplitudu, což má za následek nepřesné a na náhodných chybách měření silně závislé stanovení hlavních maxim či minim. Tyto náhodné chyby se projeví i v grafech O-C. (III) Počet pozorování v těchto infračervených filtrech je mnohem menší než v jiných používaných fotometrických filtrech a tedy i přesnost stanovení tvaru světelných křivek je v infračervené oblasti menší. Stejně je tomu tak i v případě, že se nejedná o pozorování v infračervené oblasti, ale přesto počet pozorování je malý. (Měření č. 4 u hvězdy HD 22470. V oddíle popisující tuto hvězdu je také uvedena podrobnější diskuse.) Tato měření tedy nelze brát jako signifikátor pro posouzení kvality virtuálních dat.

V případech, kdy se jedná o virtuální data u nichž dominují pozorování v nejčastěji používaných fotometrických systémech (*uvby* a *UBV*) a počet pozorování je srovnatelný s ostatními měřeními, je též srovnatelná poloha a nejistota těchto měření na grafech O-C. Toto tvrzení ospravedlňuje metodu virtuálních juliánských dat jako metodu, pomocí níž lze získat ztracená (nejen) fotometrická data. Toto tvrzení však nemůže platit obecně. Použití této metody vyžaduje u každého případu individuální přístup. Kvalita těchto dat závisí na znalosti a velikosti pozorovacího období a přesnosti znalosti periody rozpoznávaných dat. Výsledky této práce byly získány z takových virtuálních dat, u nichž chyba v důsledku nahrazení skutečných JD virtuálními nepřesahuje chybu 1% velikosti periody.

7 Doplněk

```
function TAB=body(Q);
%přiřazuje bodům na obrázku Q souřadnice
%vykreslí obrázek na obrazovku
menu2=2; radek=1; Q=flipdim(Q,1); hold off; image(Q); hold on;
axis xy; axis tight; grid;
axis equal;

%zadání souřadnic
title('zadej levý horní roh - E'); E=bod(Q);
title('zadej pravý horní roh - F'); F=bod(Q);
title('zadej levý dolní roh - G'); G=bod(Q);
title('zadej pravý dolní roh - H'); H=bod(Q);
title('MATLAB');

rohyh(2,1)=input('vloz x-ovou hodnotu leve primky: ');
rohyh(2,2)=input('vloz x-ovou hodnotu prave primky: ');
t1=1; t2=-1; while menu2==2

% zadání souřadnic
title('zadej levý horní roh - A'); A=bod(Q);
title('zadej pravý horní roh - B'); B=bod(Q);
title('zadej levý dolní roh - C'); C=bod(Q);
title('zadej pravý dolní roh - D'); D=bod(Q);
title('MATLAB');

rohyh(1,1)=input('vloz y-ovou hodnotu horni primky: ');
rohyh(1,2)=input('vloz y-ovou hodnotu dolni primky: ');

t2=t2+2; t1=1;
%vykreslení bodu určující souřadnice
b1=prusecik(A,B,E,G) b2=prusecik(A,B,F,H)
b3=prusecik(C,D,E,G) b4=prusecik(C,D,F,H) hold on;
axis([A(1,1)-1500 B(1,1)+1500 -800 E(1,2)+800]);
plot(b1(1,1),b1(1,2),'m+');
plot(b2(1,1),b2(1,2),'m+'); plot(b3(1,1),b3(1,2),'m+');
plot(b4(1,1),b4(1,2),'m+');
plot(A(1,1),A(1,2),'r+'); plot(B(1,1),B(1,2),'r+');
plot(C(1,1),C(1,2),'r+');
plot(D(1,1),D(1,2),'r+'); plot(E(1,1),E(1,2),'r+');
plot(F(1,1),F(1,2),'r+');
plot(G(1,1),G(1,2),'r+'); plot(H(1,1),H(1,2),'r+');
par='y: '; primkazob(b2,b4,par);
```

```

primkazob(b3,b1,par); v1=sqrt((b2-b1)*transpose(b2-b1));
v2=sqrt((b4-b3)*transpose(b4-b3));
v3=sqrt((b1-b3)*transpose(b1-b3));
v4=sqrt((b2-b4)*transpose(b2-b4)); menu2=1;

while menu2==1
    title('Vloz bod');
    %určování jednotlivých bodů
    s=pointer;
    par='b: ';
    [pocetbod,non]=size(s);
    for g=1:pocetbod
        %stanovení souřadnice bodu
        hod1=prolozeniy(b1,b2,b3,b4,s(g,:),A,B,C,D,par)
        hod2=prolozenix(b1,b2,b3,b4,s(g,:),E,F,G,H,par)

        mag=rohyh(1,2)+((hod1(1,2)-b3(1,2))/(b1(1,2)-b3(1,2))...
            *(rohyh(1,1)-rohyh(1,2)))
        faze=rohyh(2,1)+((hod2(1,1)-b1(1,1))/(b2(1,1)-b1(1,1))...
            *(rohyh(2,2)-rohyh(2,1)))
        TAB(radek,:)=[faze,mag,s(g,3)];
        radek=radek+1;
    end
    menu2=menu('vyber: ','zadat dalsi bod','zmena souradneho systemu',...
        'ukoncit program');
    radek=radek+1;
    t1=t1+1;
end
end format long;
%uložení výsledku
save hvezda1 TAB; TAB upozorneni='Nezapomen ulozit ziskanou matici TAB!'

%subfunkce:
function primkazob(O,P,par);
%vykreslí přímku
[u,p]=primka(O,P); t=0:0.1:1; x(1,:)=O(1,1)+t*u(1,1); y(1,:)=O(1,2)+t*u(1,2);
hold on;
plot(x,y,par);

function [b]=prusecik(A,B,C,D);
%určí průsečík dvou přímek
[u1,p1]=primka(A,B); [u2,p2]=primka(C,D); X(1,:)=p1(1,1:2); X(2,:)=p2(1,1:2);
Y=[-p1(1,3);-p2(1,3)]; X; Y; b=X\Y; b=transpose(b) ;

```

```

function [u,p]=primka(A,B); u=B-A; p(1,1)=-u(1,2); p(1,2)=u(1,1);
p(1,3)=-(p(1,1)*A(1,1)+p(1,2)*A(1,2));

function s=pointer
%umožňuje zadat polohu bodu pomocí záměrného kříže a přiřadit číslo podle tvaru
konec=1; poradi=1; hold on; while konec==1;
    l=0;
while l==0
    k=0;
while k==0
    k=waitforbuttonpress;
end [x,y] = ginput(1); plot(x,y,'b+'); l=waitforbuttonpress; if l==0
    plot(x,y,'k+');
end if l==1
    menup=menu('souhlasim se zadany bodem + vyber tvar objektu',...
        '1','2','3','4','5','6','7','konec');
    if menup~=8
        s(poradi,:)= [x,y,menup];
        poradi=poradi+1;
    end
    if menup==8
        konec=0;
    end
end

end

end

function s=prolozenix(d1,d2,d3,d4,K,E,F,G,H,par);
%vlastní výpočet polohy bodu
v1=sqrt((d2-d1)*transpose(d2-d1)); v2=sqrt((d4-d3)*transpose(d4-d3));
v3=sqrt((d1-d3)*transpose(d1-d3)); v4=sqrt((d2-d4)*transpose(d2-d4));

%ze zadaného bodu K urci průsečík, který je o 100 pixelu vpravo
Kpom1=K; Kpom1(1,1)=K(1,1)+100; Kpom1(1,2)=Kpom1(1,2)-200; Kpom2=K;
Kpom2(1,1)=Kpom2(1,1)+100; M=prusecik(d1,d2,Kpom1,Kpom2);

hold on;
% spočítá vektory přímek
u1=d1-d2; u1=u1./v1; u2=d3-d4; u2=u2./v1;
% určí parametr v parametrickém vyjádření přímky pro bod M
tM=(M(1,1)-d1(1,1))/u1(1,1);

```

```

for i=1:400
    X1=d1+(tM+i/2)*u1;
    X2=d3+(tM+i/2)*u2;
    N(i,1)=vzdalenost(X2,X1,K);
end [nim,pozice]=min(N);
X1=d1+(tM+pozice/2)*u1;
X2=d3+(tM+pozice/2)*u2;
plot(K(1,1),K(1,2),'g*');

s=X1;

function [s]=prolozeni(d1,d2,d3,d4,K,A,B,C,D,par);
%spočítá vzdálenosti čtyř základních bodů
v1=sqrt((d2-d1)*transpose(d2-d1)); v2=sqrt((d4-d3)*transpose(d4-d3));
v3=sqrt((d1-d3)*transpose(d1-d3)); v4=sqrt((d2-d4)*transpose(d2-d4));

%ze zadaného bodu K určí průsečík, který je o 100 pixelu níže
Kpom1=K; Kpom1(1,1)=K(1,1)+200; Kpom1(1,2)=Kpom1(1,2)-100; Kpom2=K;
Kpom2(1,2)=Kpom2(1,2)-100; M=prusecik(d3,d1,Kpom1,Kpom2);

hold on;

% spočítá vektory přímk
u1=d1-d3; u1=u1./v3; u2=d2-d4; u2=u2./v3;
% určí parametr v parametrickém vyjádření přímky pro bod M
tM=(M(1,2)-d3(1,2))/u1(1,2);

for i=1:400
    X1=d3+(tM+i/2)*u1;
    X2=d4+(tM+i/2)*u2;
    N(i,1)=vzdalenost(X2,X1,K);
end [nim,pozice]=min(N);
X1=d3+(tM+pozice/2)*u1;
X2=d4+(tM+pozice/2)*u2;
plot(K(1,1),K(1,2),'g*'); s=X1;

function [R]=vzdalenost(c,d,M); [qqq,prim]=primka(c,d);
R=abs(prim(1,1)*M(1,1)+prim(1,2)*M(1,2)+prim(1,3))/...
(sqrt(prim(1,1)*prim(1,1)+prim(1,2)*prim(1,2)));

function B=bod(Q);
%zadání bodu souřadnicového systému
hold on; l=0; while l==0
    k=0;

```

```
while k==0
    k=waitforbuttonpress;
end [x,y] = ginput(1); plot(x,y,'g+'); l=waitforbuttonpress; if l==0
    plot(x,y,'k+');
end end B=[x,y];
```

```

function T=vjd
% Z načteného souboru dat fáze a hvězdné velikosti a následně uživatelem
% zadaných efemerid dá matici T měření s virtualním JD.
A=load('jmeno.dat');
tvary=[1,2] %do výpočtu se zahrnou pouze tvary, ke kterým náleží tyto čísla.

[m,n]=size(tvary); [k,l]=size(A);

%do čtvrtého sloupce matice A vloží barvu
prvrad=A(1,:); pocbar=0; A(1,:)=[]; for i=1:k-1
    if A(i,3)==0
        barva=A(i,1)
        pocbar=pocbar+1;
    end
    A(i,4)=barva;
end

%vymaže řádky s informací o barvě
for i=1:k-1-pocbar
    if A(i,3)==0
        A(i,:)=[];
    end
end

Radek=1; n format long; [k,l]=size(A);

for i=1:n;
    %uživatelský vstup
    prompt = {'Stredni epocha v JD:', 'Pocatecni faze v JD:', ...
        'Perioda', 'Zacatek pozorovani', 'Konec pozorovani'};
    title = 'Zadani parametru';
    lines= 1;
    def = {'2440000', '2440000', '0', '2440000', '2440000'};
    answer = inputdlg(prompt,title,lines,def);
    Es=str2num(answer{1});
    Mop=str2num(answer{2});
    Pp=str2num(answer{3});
    Zac(i)=str2num(answer{4});
    Kon(i)=str2num(answer{5});

    Ip=floor((Es-Mop)/Pp);
    Top=Mop+Pp*Ip

    for j=1:k

```



```

        if A(j,3)==tvary(i)
            B(Radek,2)=Top+Pp*A(j,1);
            B(Radek,1)=prvrad(1,1);
            B(Radek,3)=A(j,2);
            B(Radek,5)=A(j,4);
            B(Radek,4)=NaN;
            B(Radek,6)=prvrad(2);
            if B(Radek,2)<Zac(i)
                B(Radek,2)=B(Radek,2)+Pp;
            end
            if B(Radek,2)>Kon(i)
                B(Radek,2)=B(Radek,2)-Pp;
            end
            Radek=Radek+1;
        end
    end
end

T=B; save fiktivniperiody.dat T -ascii -double

%vykreslí vypočítané virtuální JD
Color={'r*','g*','b*','k*','m*','y*','r+','g+','b+','k+','m+'};
b=unique(T(:,5)); b=b';
[x,y]=size(b); [k,l]=size(T); mx=max(T(:,3)); mix=min(T(:,3));
for i=1:y
    P=[0,0];
    p=1;
    for j=1:k
        if T(j,5)==b(i)
            P(p,1:2)=T(j,2:3);
            p=p+1;
        end
    end
end

hold on;
plot(P(:,1),P(:,2),Color{i});

axis ij;

end

for t=1:n
    t
    draw1=[mix,mx];
end

```

```
draw2=[Kon(t),Kon(t)];  
draw3=[Zac(t),Zac(t)];  
  
    hold on;  
plot(draw2,draw1,'y-');  
plot(draw3,draw1,'y-');  
end
```

8 Seznam použité literatury

- Abt, H.A., Morrell N.I., 1995, *Astrophysical Journal Supplement*, **99**, 135
- Adelman S.J., Boyce P.W., 1995, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, **114**, 253
- Adelman S.J., 2000, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **146**, 13
- Ajvazjan S., Bežajevová Z., Staroverov O., 1981, *Metody vícerozměrné analýzy*, SNTL Praha
- Babcock H.W., 1947 *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **59**, 112
- Babcock H.W., 1949, *The Observatory*, **69**, 191
- Babcock H.W., 1951, *Astrophysical Journal*, **114**, 1
- Babcock H.W., 1956, *Astrophysical Journal*, **124**, 489
- Bagnulo S., Landi degl'Innocenti E., Landolfi M., Leroy J.L., 1995, *Astronomy and Astrophysics*, **295**, 459
- Bartolini C., Battistini P., 1969, *Memorie della Societa Astronomia Italiana*, **40**, 575
- Bonsack W.K., Wolff S.C., 1972, *Astrophysical Journal*, **176**, 425
- Bonsack W.K., Wolff S.C., 1972, *Bulletin of the American Astronomical Society*, **4**, 228
- Bonsack W.K., Dyck H.M., 1982, *Astronomy and Astrophysics*, **125**, 29
- Borra E.F., Fletcher J.M., Poeckert R., 1981, *Astrophysical Journal*, **247**, 569
- Borra E.F., Landstreet J.D., Thompson I., 1983, *Astrophysical Journal Supplement Series*, **53**, 151
- Breger M., 1979, *Information Bulletin on Variable Stars*, No.1659
- Brodskaya É.S., 1970, *Soviet Astronomy*, **14**, 529
- Burke E.W., Rolland W.W., Boy W.R., 1970, *Journal of the Royal Astronomical Society of Canada*, **64**, 353
- Catalano F.A., Kroll R., Leone F., 1991, *Astronomy and Astrophysics*, **248**, 179
- Catalano F.A., Kroll R., Leone F., 1992, *Astronomy and Astrophysics*, **263**, 203
- Catalano F.A., Leone F., 1985, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **108**, 595
- Catalano F.A., Leone F., 1990, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **83**, 491
- Catalano F.A., Leone F., Kroll R., 1998, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **129**, 463
- Catalano F.A., Renson P., 1984 *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **55**, 371
- Catalano F.A., Renson P., 1997, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **121**, 57
- Ciatti F., Bernacca P.L., D'Innocenzo A., 1978, *Astronomy and Astrophysics*, **69**, 171
- Deutsch A.J., 1947, *Astrophysical Journal*, **105**, 283
- Deutsch A.J., 1958, *Electromagnetic Phenomena in Cosmical Physics, Proceedings from IAU Symposium no. 6. Edited by Bo Lehnert, Cambridge University Press, p.209*
- European Space Agency, 1997, *The Hipparcos and Tycho Catalogues*, SP-1200
- Faraggiana R., 1987, *Hvar Observatory Bulletin*, **11**, 9
- Fowler W.A., Burbidge E.M., Burbidge G.R., Hoyle, Fred, 1965, *Astrophysical Journal*, **142**, 423
- Groote D., Kaufmann J.P., 1983, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **53**, 91
- Hatzes A.P., Mkrtychian D.E., 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **351**, 663
- Havnes O., Conti P.S., 1971, *Astronomy and Astrophysics*, **14**, 1

- Heck A., Mathys G., Manfroid J., 1987, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **70**, 33
- Jarzebowski T., 1960, *Acta Astron.*, **10**, 191
- Kamper K.W., McAlister H.A., Hartkopf W.I., 1990, *Astronomical Journal*, **100**, 239
- Kumar C.K., Davila J.M., Rajan R.S., 1989, *Astrophysical Journal*, **337**, 414
- Kurtz D.W., 1978, *Information Bulletin on Variable Stars*, No.1436
- Kurtz D. W., 1982, *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, **200**, 807
- Kurtz D.W., 1989, *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, **238**, 261
- Kurtz D.W., Kanaan A., Martinez P., Tripe P., 1992, *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, **255**, 289
- Kurtz D.W., Marang F., 1988, *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, **231**, 1039
- Kurtz D.W., Martinez P., 2000, *Baltic Astronomy*, **9**, 253
- Leone F., Catanzaro G., 2001, *Astronomy and Astrophysics*, **365**, 118
- Maitzen H.M., 1976 *Astronomy and Astrophysics*, **51**, 223
- Maitzen H.M., Moffat A.F.J., 1972, *Astronomy and Astrophysics*, **16**, 385
- Maitzen H.M., Rakosch K.D., 1970, *Astronomy and Astrophysics*, **7**, 10
- Mantegazza L., Poretti E., Riboni E., 1990, *Information Bulletin on Variable Stars*, No.3518
- Mathys G. 1991, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **89**, 121
- Mathys G., 1994, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **108**, 547
- Mathys G., Hubrig S., 1995, *Astronomy and Astrophysics*, **293**, 180
- Mathys G., Hubrig S., 1997, *Astronomy and Astrophysics*, Preprint No. 1203
- Mathys G., Hubrig S., 1997, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **124**, 475
- Mathys G., Lanz T., 1990, *Astronomy and Astrophysics*, **230**, L21
- Mathys G., Manfroid J., 1985, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **60**, 17
- Michaud G., 1970, *Astrophysical Journal*, **160**, 641
- Michaud G., Martel A., Montmerle T., Cox A.N., Magee N.H., Hodson, S.W., 1979, *Astrophysical Journal*, **234**, 206
- Mikulášek Z., *Metoda nejmenších čtverců II*, Ústav teoretické fyziky a astrofyziky PřF MU v Brně, <http://www.physics.muni.cz/~mikulas/ism2.pdf>
- Mikulášek Z., Humlíček J., Zverko J., Žižňovský J., *Priv.com.*
- Mikulášek Z., Janík J., Zverko J., Žižňovský J., Zejda M., Vaňko M., Netolický M., 2006 *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, **37**
- Mikulášek Z., 2002, *Proměnné hvězdy*, Ústav teoretické fyziky a astrofyziky PřF MU v Brně, <http://www.physics.muni.cz/~mikulas/ph.pdf>
- Mikulášek Z., Krtička J., 2003, *Fyzika horkých hvězd*, Ústav teoretické fyziky a astrofyziky PřF MU v Brně, <http://www.physics.muni.cz/~mikulas/hh.pdf>
- Mikulášek Z., Zverko J., Žižňovský J., Janík J., 2004, *Proceedings IAU Symposium*, No.224
- Milan M., Militký J., 1998, *Statistické zpracování experimentálních dat*, East publishing, Praha
- Morgan W.W., 1933, *Astrophysical Journal*, **77**, 330
- Neubauer F.J., 1944, *Astrophysical Journal*, **99**, 134
- Piskunov N.E., 1990, *Societa Astronomica Italiana*, **61**, 557
- Preston G.W., 1974, *Annual review of astronomy and astrophysics*, **12**, 257
- Preston G.W., Pyper D.M., 1965, *Astrophysical Journal*, **142**, 983

- Pyper D.M., Adelman S.J., 1985, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **59**, 369
- Pyper D.M., Adelman S.J., Dukes R.J., 1985 *Astronomical Journal*, **104**, 314
- Rakosch K.D., 1963, *Zeitschrift für Astrophysik*, **56**, 153
- Renson P., Catalano F., 2001 *Astronomy and Astrophysics*, **378**, 113
- Renson P., Manfroid J., 1978, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **34**, 445
- Renson P., Manfroid J., 1978, *Information Bulletin on Variable Stars*, No.1451
- Renson P., Manfroid J., 1981, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, **44**, 23
- Stepien K., 1968, *Astrophysical Journal*, **154**, 945
- Stepien K., 1998, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, **27**, 205
- Schöneich W., Hildebrandt G., Fuertig W., 1976, *Astronomische Nachrichten*, **297**, 39
- Stibbs D.W.N., 1950, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **110**, 395
- Thompson I.B., 1983, *Royal Astronomical Society, Monthly Notices*, **205**, 43P
- Thompson I.B., Landstreet J.D., 1985, *Astrophysical Journal*, **289**, L9
- van Dijk W., Kerssies A., Hammerschlag-Hensberge G., Wesselius P.R., 1978, *Astronomy and Astrophysics*, **66**, 187
- Vauclair S., Vauclair G., 1982, *Annual review of astronomy and astrophysics*, **20**, 37
- Wade G.A., Donati J.-F., Landstreet J.D., Shorlin S.L.S., 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **313**, 851
- Wolff S.C., *Astronomical Society of the Pacific, Publications*, **90**, 412
- Wolff S. C., Wolff R. J., 1971, *Astrophysical Journal*, **76**, 422
- Želwanowa E. I., Schöneich W., 1986, *IN: Upper main sequence stars with anomalous abundances; Proceedings of the Ninetieth Colloquium, Nauchny, Ukrainian SSR*, Dordrecht D. Reidel Publishing Co.
- Žižňovský J., 2000, *Magnetic stars*, 85