

MASARYKOVA UNIVERZITA

Přírodovědecká fakulta

Diplomová práce

VÝSKYT BLAŽKOVA JEVU
U PULZUJÍCÍCH PROMĚNNÝCH HVĚZD

Marek Skarka



Vedoucí práce: RNDr. Miloslav Zejda, Ph.D.

Brno 2010

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

V Brně dne

.....

Marek Skarka

Děkuji především vedoucímu své práce RNDr. Miloslavu Zejdovi, Ph.D., za cenné rady, velkou vstřícnost a ochotu a také za to, že mi umožnil samostatné pozorování na MUO. Dále pak mé přítelkyni Helence za morální podporu a připomínky k mé práci. V neposlední řadě také děkuji rodičům, kamarádům a koneckonců všem, kteří mě při studiu podporovali a umožnili mi prožít nádherných pět let. Díky.

Abstrakt:

Tato diplomová práce se zabývá fotometrickým studiem hvězd TV Boo, RU Psc a XZ Cyg a popisem Blažkova jevu. První dvě kapitoly obsahují obecné informace o hvězdných pulzacích a vlastnostech hvězd typu RR Lyrae včetně Blažkova jevu. Ve zbývajících částech se zabývám fotometrií vybraných hvězd, barevnou kalibrací získaných dat, určením period jejich pulzací, a pokud je přítomen, i popisem Blažkova jevu u jednotlivých hvězd.

Klíčová slova: Blažkův jev, hvězdy typu RR Lyrae, TV Boo, RU Psc a XZ Cyg

Abstract:

This diploma thesis deals with photometrical study of TV Boo, RU Psc and XZ Cyg stars and description of Blazhko effect. The first two chapters contain general information about star pulsations and RR Lyrae stars properties including Blazhko effect. In the remaining parts of this work I deal with photometry of selected stars, color calibration of gained data, investigation of their pulsation periods and if present, description of Blazhko effect too.

Keywords: Blazhko effect, RR Lyrae stars, TV Boo, RU Psc and XZ Cyg

Obsah

Úvod	7
1. Pulzující proměnné hvězdy	8
1.1 Mechanismus pulzací	8
1.1.1 Záklopkový mechanismus	9
1.2 Radiální pulzace	11
1.2.1 Módy radiálních pulzací	11
1.3 Neradiální pulzace	13
1.4 Rovnice popisující hvězdné pulzace	14
1.5 Pás nestability. Typy pulzujících hvězd	14
2. Hvězdy RR Lyrae	16
2.1 Objev a první pozorování. Rozdělení na typy	17
2.2 Bližší pohled na vlastnosti hvězd typu RR Lyrae	19
2.2.1 Metalicita a parametr ΔS	21
2.3 Blažkův jev	22
2.3.1 Frekvenční spektrum hvězd typu RR Lyrae vykazujících Blažkův jev	24
2.3.2 Vysvětlení Blažkova jevu	25
3. Fotometrie vybraných hvězd	27
3.1 Pozorování a redukce dat	28
3.2 Barevná kalibrace	31
3.2.1 Použitá metoda	32
4. Zpracování dat	36
4.1 Data z cizích zdrojů	36
4.2 Hledání period	37
4.3 TV Bootis	38
4.4 XZ Cygni	43
4.5 RU Piscium	49
5. Závěr a diskuze výsledků	51

Literatura	53
A. Přílohy	57

Úvod

Blažkův jev, objevený r. 1907 S. Blažkem u hvězdy RW Draconis, i století po svém objevu stále čeká na uspokojivé vysvětlení. Způsobuje periodickou změnu světelné křivky, a to jak tvaru, tak také amplitudy a v některých případech i fáze.

Ještě donedávna se myslelo, že se tento úkaz vyskytuje pouze u hvězd typu RR Lyrae, které představují staré hvězdy kulové složky Galaxie. Ovšem v roce 2008 bylo objeveno v Magellanových oblacích i několik cefeid, které podléhají týmž změnám (Soszyński et al., 2008). Opět tak přibylo otazníků.

Celkově je v souvislosti s Blažkovým jevem více otázek než odpovědí. Není jasné, jakým mechanismem jsou generovány modulace světelných změn v délce trvání desítek až stovek dní. Navržené modely víceméně selhávají nebo čekají na své případné potvrzení. Z více než 6500 známých hvězd typu RR Lyrae v Galaxii známe Blažkovu periodu pouze pro asi 80 z nich (Kolenberg & Tsantillas, 2008). Uvádí se, že až 30 % všech hvězd tohoto typu vykazuje Blažkův jev. Astronomy tedy čeká ještě velký kus práce.

Výzkum hvězd „postižených“ Blažkovým jevem je velice náročný na kvalitu dat, hustotu pokrytí světelné křivky a díky délce trvání také na dostatečně dlouhý časový interval pozorování. To všechno způsobuje to, že o Blažkově jevu toho stále víme velice málo.

Svým dílem se pokusím přispět ke zpřesnění hodnot Blažkovy periody u tří zkoumaných hvězd – TV Bootis, XZ Cygni a RU Piscium.

PULZUJÍCÍ PROMĚNNÉ HVĚZDY

Pulzující hvězdy řadíme mezi hvězdy proměnné, což jsou hvězdy, které z nějakého důvodu mění svou jasnost. Mechanismy, díky nimž ke světelným změnám dochází, jsou velice různorodé. Jako základní rozdělení proměnných hvězd podle mechanismu vzniku proměnnosti používáme dělení na *geometrické proměnné hvězdy*, které mění svou jasnost díky postavení objekt-pozorovatel (nedochází u nich ke změnám zářivého výkonu) a *fyzické proměnné hvězdy*, u kterých se fakticky mění zářivý výkon v daném spektrálním oboru. Do této skupiny patří i pulzující hvězdy. Ty mění svou jasnost díky tomu, že se mění jejich rozměry, případně jejich tvar.

Pulzující proměnné hvězdy tvoří podstatnou část nám známých proměnných hvězd. Podle Mikuláška a Krtičky (2005) tvoří 70 % hvězd v katalogu GCVS (Samus et al., 2009). Do roku 2005 bylo katalogizováno téměř 40000 pulzujících proměnných hvězd (Carroll & Ostie, 2007). Otázkou zůstává, kolik pulzujících hvězd leží pod hranicí našich současných možností, jež jsou v řádu mmag u fotometrie a $\text{m}\cdot\text{s}^{-1}$ u měření radiálních rychlostí (Kurtz, 2006).

Světelné změny pulzujících hvězd mohou mít dvě příčiny. První spočívá ve změně poloměru (*radiální pulzace*), druhá pak ve změně tvaru hvězdy (*neradiální pulzace*), kdy se na povrchu nachází různě teplé oblasti.

1.1 Mechanismus pulzací

Myšlenka, že ke světelným změnám může docházet vlivem změny rozměrů hvězdy, není ještě ani sto let stará - navrhl ji mezi jinými H. Shapley teprve roku 1914 (Shapley, 1914). S tím jak se mění povrchové charakteristiky hvězdy, mění se i povrchová teplota, která má zásadní vliv na změny v jasnosti hvězdy (samotná změna poloměru je pro jasnost až druhotná). Největší amplitudu světelných změn jeví radiálně pulzující hvězdy, přičemž změna jejich poloměru není relativně nijak závratná, např. u δ Cephei tvoří jen asi 5 – 10 % jejího středního poloměru (Carroll & Ostie, 2007).

Hvězda se jako gravitačně vázaný útvar nachází ve stavu hydrostatické rovnováhy. To vyjadřuje rovnice

$$\frac{dp(r)}{dr} = -G\rho\frac{M(r)}{r^2}. \quad (1.1)$$

Tato rovnováha je přitom stabilní, což znamená, že při vychýlení hvězdy z rovnovážné polohy bude mít snahu se do své původní polohy vrátit. Při návratu se ale v rovnovážné poloze nezastaví, bude setrvačností pokračovat dál, „přestřelí“ ji. Pohyb se opět zastaví a začne se vracet zpět k rovnovážné poloze. Opět „přestřelí“, zastaví se a začne se vracet zpět atd. Díky tření se ale bude amplituda výchylky zmenšovat, až se pulzace samy spontánně ztlumí - analogicky k tlumenému kmitání.

Protože máme světelné křivky pulzujících hvězd z velkých časových období (myšleno tím desítky, někdy i stovky let), víme, že hvězdné pulzace jsou relativně stabilním jevem. Musí tedy existovat nějaký mechanismus, který bude hradit ztráty při disipaci energie.

1.1.1 Záklopkový mechanismus

Jak tedy funguje energetická dotace pulzací? Ve 20. letech 20. století navrhl Arthur C. Eddington (1926) mechanismus, ve kterém hraje důležitou roli vrstva s proměnnou opacitou. Tato vrstva by se při stlačování stávala více neprůhledná pro záření, „přehradila“ by tok energie a vytlačovala by vrstvy nad ní. Při expanzi by se pak vrstva měla opět stávat průhlednou. Poté by klesla nazpět, kde by cyklus pokračoval od začátku.

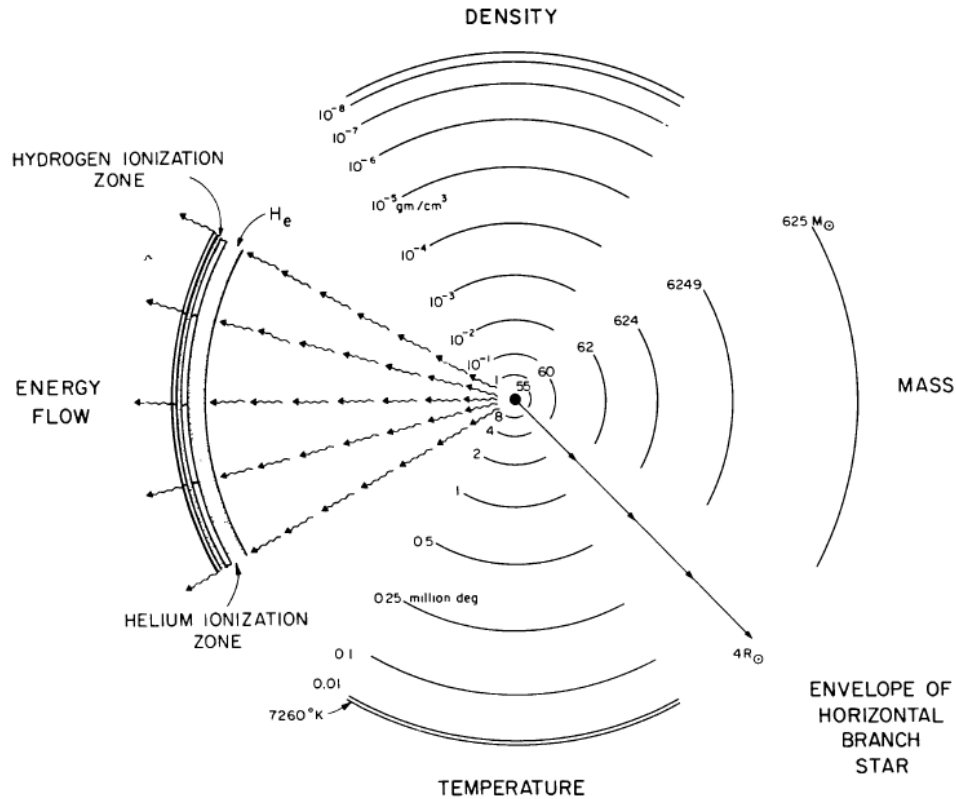
Takovouto vrstvu poprvé identifikoval ruský astronom Zhevakin (1953). Následně ji potvrdili a teoreticky rozpracovali Baker & Kippenhahn (1962) a Cox (1963). Ukázali, že takovýto mechanismus může fungovat ve vrstvě částečně ionizovaného plynu. Opacita je závislá na hustotě ρ a teplotě T podle *Kramersova zákona*

$$\kappa \propto \rho^r T^{-s}. \quad (1.2)$$

V tomto vztahu je pro normální¹ vrstvu $r \sim 1$ a $s \sim 3,5$ a opacita tak se vzrůstající teplotou T klesá. Ovšem ve vrstvě s částečně ionizovaným plynem hodnota s klesá a dokonce se stává zápornou, tudíž opacita se stlačením vzrůstá. To je přesně to, co potřebujeme pro vznik pulzací. Výše popsaný mechanismus byl nazván κ -mechanismus (Baker & Kippenhahn, 1962). Souvisí

¹Za normální považujeme ve hvězdě vrstvu, ve které nejsou hojněji zastoupeny ionizované prvky.

to s tím, že při stlačování se energie spíše než na zvýšení teploty spotřebuje na ionizaci látky².



Obrázek 1: Model vnitřní struktury hvězdy horizontální větve o hmotnosti $0,625 M_{\odot}$. Převzato z Iben (1971).

Ve hvězdách typu RR Lyrae, jež jsou hlavním předmětem studia v této práci, se vyskytují dvě řídicí vrstvy, které mají zásadní význam pro hvězdné pulzace - *oblasti částečně ionizovaného vodíku*, vyskytující se při charakteristických teplotách $(1,3 - 1,7) \times 10^4$ K se srovnatelným zastoupením HI, HII a HeI, HeII (Bono & Stellingwerf, 1994) a *oblasti částečně ionizovaného helia* se srovnatelným zastoupením HeII a HeIII. Ty se nalézají hlouběji při

²Předpokládá se existence ještě dalších možných mechanismů. γ -mechanismus související κ -mechanismem, kdy se vzrůstajícím stlačením klesá adiabatický exponent γ (King & Cox, 1968), *náhodný* (stochastický) související s konvekcí a tzv. ϵ -*mechanismus* u velmi hmotných hvězd související s produkcí energie v jádru (Carroll & Ostie, 2007).

teplotách $(3 - 6) \times 10^4$ K (Christy, 1966)³. Umístění oblasti požadovaných vlastností určuje, jestli se ve hvězdě rozvinou pulzace a pokud k nim dojde, také jejich vlastnosti. Obě vrstvy jsou znázorněny na obrázku 1. Jak je vidět, jsou velice blízko povrchu hvězdy.

1.2 Radiální pulzace

Radiální pulzace jsou nejpřirozenější možností, jak pulzace hvězdy realizovat. Hvězda při nich mění svůj poloměr, jakoby dýchá. Tento druh pulzací je výsledkem interference zvukových vln s vlnovou délkou ($10^4 - 10^5$) km (Mikulášek & Krtička, 2005) ve hvězdném nitru. Odraz a interference takovýchto vln jsou možné díky malé tloušťce atmosféry ve srovnání s vlnovou délkou zvukových vln. Vzniká tak stojaté vlnění.

Řešením rovnice 1.1 lze dospět ke vztahu vyjadřujícímu periodu vlastních kmitů neboli *základní periodu pulzací* v závislosti na průměrné hustotě $\bar{\rho}$. V literatuře je tato závislost známa jako *pulzační rovnice* a vyjadřuje se ve tvaru

$$P\sqrt{\bar{\rho}} = Q, \quad (1.3)$$

kde Q je tzv. pulzační konstanta. Na toto řešení přišel už v 19. století A. Ritter (1879). Je-li P ve dnech a $\bar{\rho}$ je v jednotkách průměrné sluneční hustoty $\bar{\rho}_{\odot}$, pak pro hvězdy RR Lyrae typu ab je $Q \approx 0,04$ (Smith, 1995).

Tento vztah osvětluje, proč při pohybu v HR diagramu v pásu nestability od vyšších zářivých výkonů k nižším klesá perioda pulzací hvězd (viz oddíl 1.5). Základní perioda je podle 1.3 nepřímo úměrná odmocnině z průměrné hustoty hvězdy. Obří a velice řídké dlouhoperiodické hvězdy, miridy, pulzují s periodou několika stovek dní. Naproti tomu velmi hustí bílí trpaslíci pulzují s periodami několika minut.

1.2.1 Módy radiálních pulzací

Jak už bylo zmíněno výše, mají pulzace svůj původ ve stojatých zvukových vlnách. Toto stojaté vlnění lze přirovnat k vlnění v polouzavřených lineárních rezonátorech, jakými jsou například klarinet či varhaní píšťala. V těchto rezonátorech jsou dovoleny pouze takové módy vlnění, kdy je na uzavřeném

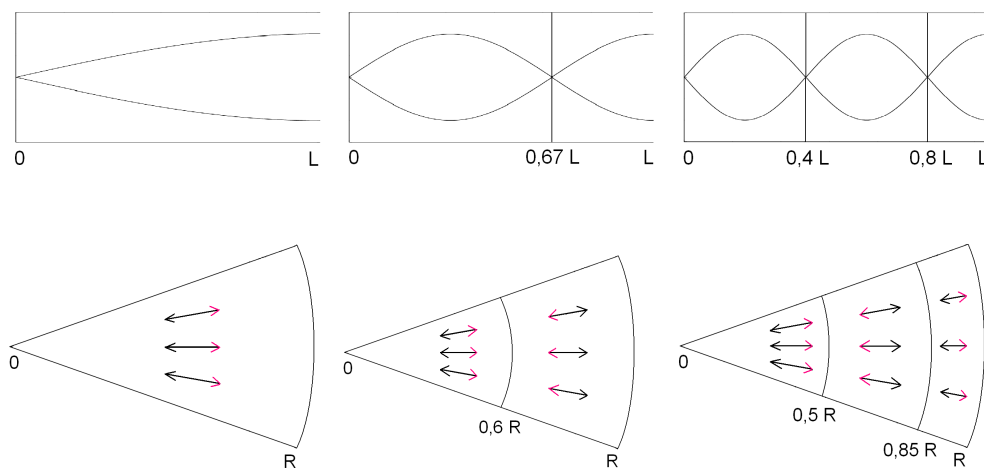
³Existují i jiné zóny částečně ionizovaných prvků, např. u hvězd typu β Cephei je řídicí vrstvou vrstva částečně ionizovaného železa.

konci uzel a na otevřeném kmitna stojatého vlnění. Ve hvězdě odpovídá uzavřenému konci střed hvězdy a otevřenému její okraj (fotosféra).

Mód radiálních pulzací popisujeme číslem n . Základnímu módu odpovídá $n = 0$, prvnímu $n = 1$, druhému $n = 2$ atd. Pokud hvězda kmitá takovým způsobem, že jediným uzlem uvnitř je střed hvězdy, říkáme, že hvězda kmitá v *základním módu* (tento mód má nejdelší možnou periodu). Další módy se nazývají *vyšší harmonické*.

Uvnitř hvězdy (stejně jako uvnitř píšťaly) mohou existovat i další uzly. Samozřejmě při tom ve středu zůstává uzel a na okraji kmitna. Uzlem je v případě hvězdy kulová uzlová plocha. Tato uzlová plocha se pulzací neúčastní a hmota nad a pod plochou se pohybuje vždy v opačném směru (buď zároveň směrem od nebo k uzlové ploše).

Na obrázku 2 jsou naznačeny základní a první dva harmonické módy pro píšťalu (zobrazeno pomocí příčného vlnění) a hvězdu. Je vidět, že uzlové přímky a plochy se nenacházejí ve stejné vzdálenosti od okraje píšťaly a středu hvězdy. Je to dáno tím, že hustota materiálu hvězdy a tedy ani rychlost šíření akustického vlnění není konstantní. Rychlost roste směrem od středu hvězdy (hustota klesá). Amplituda výchylky u hvězdy tedy nemá sinusový průběh jako u píšťaly.



Obrázek 2: Základní, první a druhý mód vlnění v píšťale a ve hvězdě.

O módu hvězdné pulzace rozhoduje poloha aktivní vrstvy. Je to podobné jako u hudebních nástrojů, kdy záleží na tom, kde a s jakou amplitudou vy-

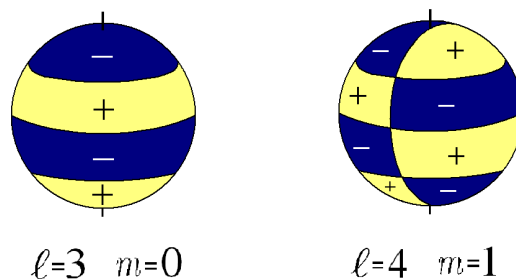
budíme kmitání. Pokud se řídicí vrstva nachází velice blízko nějaké z uzlových ploch, pak nebude vybudena pulzace v módu, který má v těchto místech uzel. Podobně, jako když se na kytarě drnkne na dvanáctém pražci (kde má první harmonický mód uzel), nebude první harmonický mód vybuděn. Největší amplitudy změn dosahují hvězdy pulzující v základním módu, kdy se buď celá hvězda rozpíná nebo smršťuje.

1.3 Neradiální pulzace

Některé hvězdy mohou kromě radiálních pulzací vykonávat ještě i pulzace neradiální či jen neradiální pulzace (u bílých trpaslíků typu ZZ Ceti). Dochází zde k tomu, že některá místa povrchu expandují, zatímco jiná kontrahují a vznikají tak chladnější a teplejší regiony.

K hlavnímu pulzačnímu číslu n se k popisu neradiálních pulzací přidružují ještě dvě vedlejší čísla ℓ a m . Číslo ℓ vyjadřuje celkový počet uzlových kružnic nacházejících se na povrchu hvězdy a je nezáporné. Pokud je $m = 0$, je na povrchu ℓ kružnic rovnoběžných s rovníkem. Pro $\ell = 1, m = 0$ je tato kružnice jedna a odpovídá rovníku, pro $\ell = 2, m = 0$ se uzlové kružnice nacházejí symetricky vůči rovníku v šířkách odpovídajících $\pm 35^\circ$ (Kurtz, 2006).

Je-li $m \neq 0$, pak se po povrchu pohybuje $|m|$ uzlových kružnic procházejících pólem. Číslo m může nabývat hodnot od $-\ell$ přes 0 až ℓ . Pro $m < 0$ se uzlové kružnice pohybují proti směru rotace hvězdy, pro $m > 0$ ve směru rotace. Schématická ukázka, jak mohou vypadat neradiální pulzace pro malá ℓ a m jsou na následujícím obrázku.



Obrázek 3: Příklad neradiálních pulzací.

Je-li ℓ i m rovno nule, pak hvězda pulzuje pouze radiálně. Neradiální pulzace obvykle probíhají ve velkém počtu modů, jejichž účinky se navzájem překládají a vzniká tak velice složitý pohyb.

1.4 Rovnice popisující hvězdné pulzace

Pulzační módy hvězd jako trojrozměrných, pulzujících, sférických těles mají uzly ve třech kolmých směrech popsanych sférickými souřadnicemi r, θ, φ . Pro sféricky symetrickou hvězdu můžeme výchylky v jednotlivých směrech vyjádřit jako

$$\xi_r(r, \theta, \varphi, t) = a(r)Y_\ell^m(\theta, \varphi) \exp(i2\pi\nu t), \quad (1.4)$$

$$\xi_\theta(r, \theta, \varphi, t) = b(r)\frac{\partial Y_\ell^m(\theta, \varphi)}{\partial \theta} \exp(i2\pi\nu t), \quad (1.5)$$

$$\xi_\varphi(r, \theta, \varphi, t) = \frac{b(r)}{\sin \theta} \frac{\partial Y_\ell^m(\theta, \varphi)}{\partial \varphi} \exp(i2\pi\nu t), \quad (1.6)$$

kde (ξ_r) , (ξ_θ) , (ξ_φ) jsou výchylky, $a(r)$ a $b(r)$ amplitudy, ν frekvence oscilací a $Y_\ell^m(\theta, \varphi)$ jsou kulové funkce vyjádřené jako

$$Y_\ell^m(\theta, \varphi) = \sqrt{\frac{2\ell + 1}{4\pi} \frac{(\ell - m)!}{(\ell + m)!}} P_\ell^m(\cos \theta) \exp(im\varphi), \quad (1.7)$$

kde $P_\ell^m(\cos \theta)$ jsou Legendery polynomy

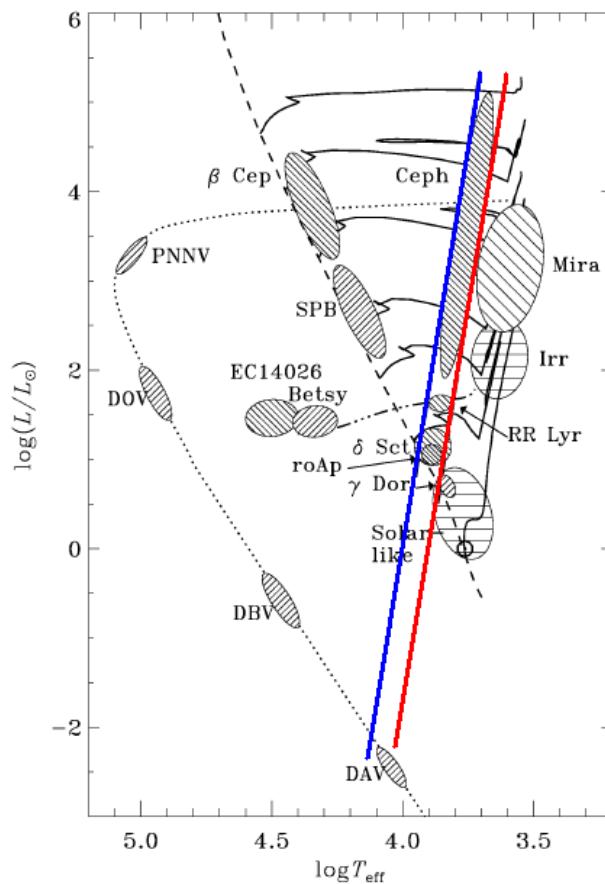
$$P_\ell^m(\cos \theta) = \frac{(-1)^m}{2^\ell \ell!} (1 - \cos^2 \theta)^{\frac{m}{2}} \frac{d^{\ell+m}}{d \cos^{\ell+m} \theta} (\cos^2 \theta - 1)^\ell. \quad (1.8)$$

Úhel θ se měří od osy pulzační symetrie. U většiny pulzujících hvězd je tato osa identická s osou rotační. Hlavní výjimky tvoří rychle oscilující Ap hvězdy, kde je osa pulzační symetrie osou magnetickou, která je skloněna vůči ose rotační. Vztahy 1.4-1.8 jsou převzaty z Kurtz (2006).

1.5 Pás nestability. Typy pulzujících hvězd

V H-R diagramu se pulzující hvězdy, kromě hvězd typu β Cephei a dlouho-periodických proměnných hvězd, nacházejí v pravé části v téměř vertikálním

pásu nestability širokém 600–1100 kelvinů (viz obrázek 4). Pokud se hvězda nachází v pásu nestability, je s největší pravděpodobností pulzačně nestabilní a rozvinou se u ní radiální pulzace. Hranice pásu jsou zleva ohraničeny tzv. *modrým okrajem*, zprava pak *červeným okrajem*. Modrý okraj odpovídá vyšším teplotám, kdy už jsou vrstvy ionizované látky příliš blízko povrchu. Červený okraj zase teplotám, kdy se začíná ve hvězdách projevovat ve větší míře konvekce, která oscilace utlumí. Nejzářivějšími zástupci pulzujících proměnných pásu nestability jsou hvězdy typu δ Cep. Dále se v pásu odshora vyskytují hvězdy typu *W Virginis*, *RR Lyrae*, hvězdy δ Scuti a konečně bílí trpaslíci *ZZ Ceti* nacházející se ve spodní části H-R diagramu.



Obrázek 4: H-R diagram s naznačeným pásem nestability. Převzato z Kurtz (2006) a upraveno.

HVĚZDY RR LYRAE

Hvězdy typu RR Lyrae jsou málo hmotné, radiálně⁴ pulzující hvězdy horizontální větve obrů. Do konce druhého tisíciletí bylo v naší Galaxii katalogizováno něco málo přes 6500 takovýchto hvězd (Mennessier & Colomé, 2002), přičemž se postupně objevují další a další hlavně díky velkým přehlídkám oblohy. Například v přehlídce *North Sky Variability Survey* (NSVS)⁵ bylo objeveno 188 nových hvězd typu RR Lyrae (Wils et al., 2006). Základní vlastnosti jsou podle Smithe (1995) shrnuty v tabulce 1.

Perioda	(0, 2 – 1, 1) dne
Absolutní vizuální hv. velikost $\langle M_v \rangle$	+0, 6 ± 0, 2
Efektivní teplota $\langle T_{\text{ef}} \rangle$	(6100 – 7400) K
Gravitační zrychlení $\langle \log g \rangle$	2, 5 – 3, 0
Metalicita [Fe/H]	0, 0 – (–2, 5)
Hmotnost	~ 0, 7 M_{\odot}
Poloměr	~ 4 – 6 R_{\odot}
Zářivý výkon	~ 40 L_{\odot}
Spektrální třída	A-F

Tabulka 1: Základní charakteristiky hvězd typu RR Lyrae. Hodnoty v $\langle \rangle$ jsou střední hodnoty daných veličin.

V této tabulce vystupuje také metalicita, která vyjadřuje rozdíl logaritmu poměru koncentrace železa ke koncentraci vodíku zkoumaného objektu a logaritmu téhož poměru ve Slunci, vyjádřeno matematicky

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}}) - \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}})_{\odot}. \quad (2.1)$$

⁴V posledních letech se ukazuje, že některé mohou pulzovat zároveň i neradiálně, viz kapitola 2.3.2.

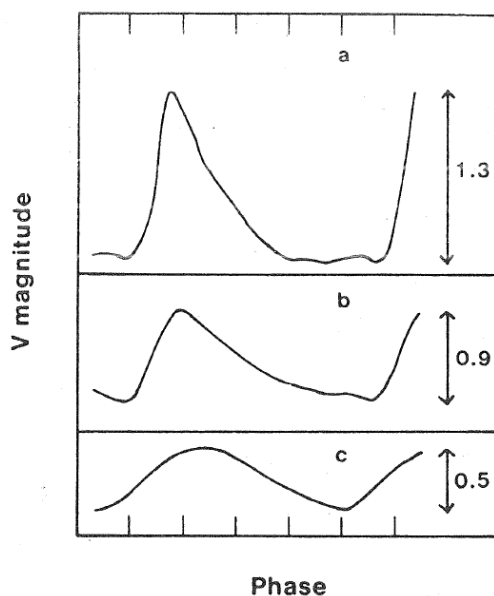
⁵<http://nsvs.ednet.ns.ca/>.

2.1 Objev a první pozorování. Rozdělení na typy

Objev hvězd typu RR Lyrae je spojen s výzkumem proměnných hvězd v kulových hvězdokupách E. Pickeringa a S. Baileyho (1895). V letech 1895 až 1898 objevil Bailey (1913) ve 27 kulových hvězdokupách na 500 proměnných hvězd, které se vzhledem na podobný tvar světelné křivky jeví stejného typu.

Roku 1899 objevila W. Flemingová proměnnou hvězdu o hvězdné velikosti 7 mag v souhvězdí Lyry (Pickering, 1901), která dostala označení RR Lyrae⁶. Tato hvězda měla tvar světelné křivky nerozeznatelný od světelných křivek proměnných hvězd pozorovaných v kulových hvězdokupách. Díky své jasnosti (nebyla dosud objevena jasnější hvězda tohoto typu) se stala jejich prototypem.

V práci zabývající se proměnnými hvězdami v kulové hvězdokupě ω Centauri rozdělil S. I. Bailey hvězdy tohoto typu podle tvaru jejich světelných křivek na 3 typy – RRa, RRb a RRc zobrazené na obrázku 5 (Bailey & Pickering, 1902). Postupem času se typy RRa a RRb sdružily do jednoho podtypu



Obrázek 5: Dělení RR Lyr podle tvaru světelné křivky. Převzato z Smith (1995).

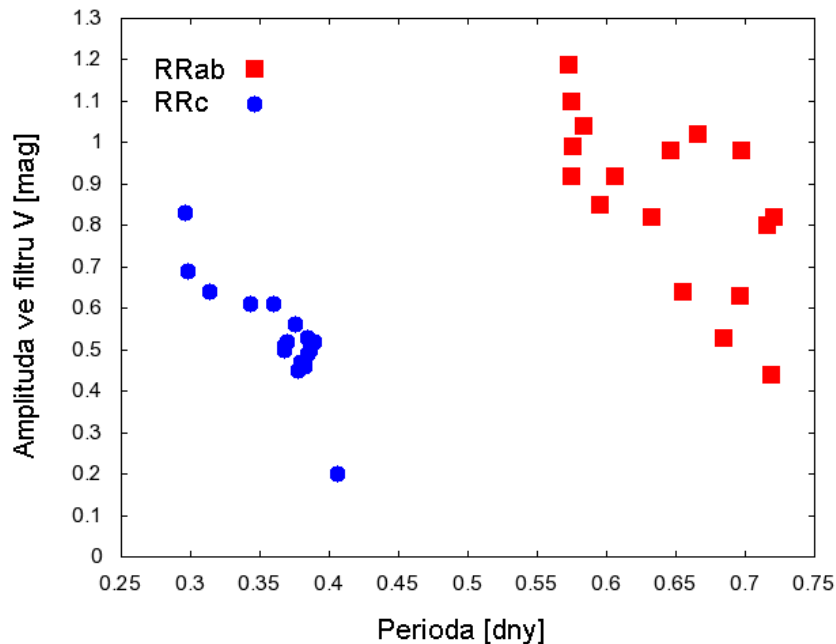
⁶Ještě dříve byly objeveny dvě proměnné hvězdy téhož typu U Leporis roku 1890 a S Arae roku 1898 (Smith, 1995).

RRab. Typ RRab je charakterizován rychlým vzestupem do maxima a pomalejším, i když stále rychlým poklesem jasnosti, typ RRc má tvar více připomínající sinusovku (viz obrázek 5).

Na začátku 40. let 20. století zjistil M. Schwarzschild na základě teoretických modelů, že hvězdy typu RRab pulzují v základním módu, typ RRc v módu prvním harmonickém (Schwarzschild, 1940). Procentuálně je typ RRab zastoupen 91 % z celkového počtu RR Lyrae hvězd (Smith, 1995).

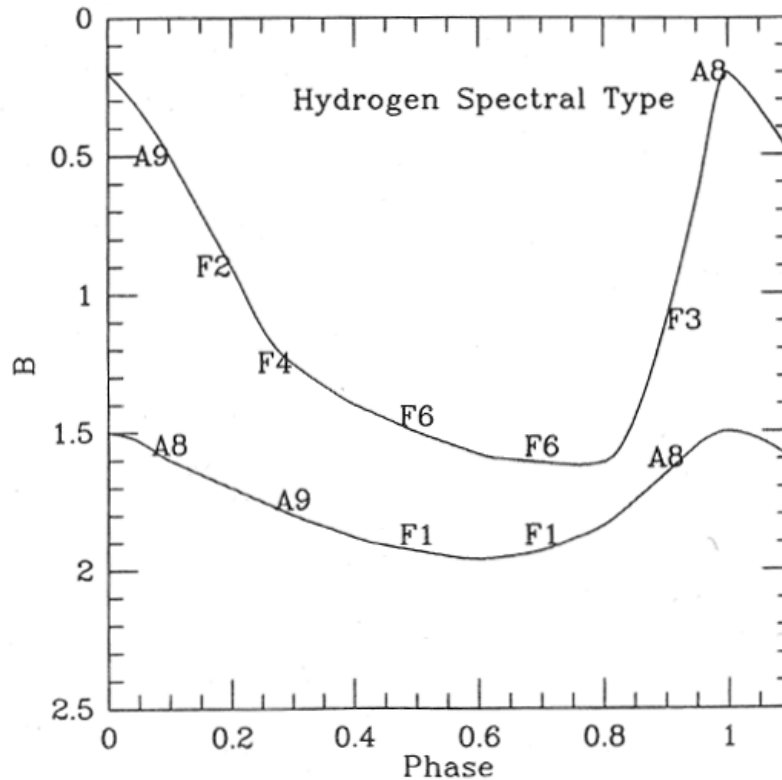
Existuje také typ označovaný jako RRd, který pulzuje zároveň v základním a prvním vyšším módu. Takovýchto hvězd bylo objeveno jen několik desítek v kulových hvězdokupách a blízkých galaxiích (Smith, 1995) a pouze jedna v naší Galaxii (Cox, 1980). Také se předpokládá existence hvězd typu RRe, které pulzují v druhém harmonickém módu (Demers & Wehlau, 1977).

Níže je vyobrazen diagram závislosti amplitudy světelných změn ve filtru V na periodě. Z obrázků 6 je vidět, že hvězdy typu RRc mají kratší periody a také že dosahují menších amplitud světelných změn než hvězdy typu RRab. Nižší amplituda hvězd RRc oproti RRab je také patrná z obrázku 7. Hvězdy



Obrázek 6: Závislost amplitudy světelných změn na periodě hvězd typu RR Lyrae v hvězdokupě M15. Graf vytvořen podle dat z Silbermann & Smith (1995).

typu RRc mají vyšší střední efektivní teplotu $\langle T_{ef} \rangle$ než hvězdy RRab a jsou proto ranějšího spektrálního typu.



Obrázek 7: Změny spektrálního typu během pulzačního cyklu (Smith, 1995).

2.2 Bližší pohled na vlastnosti hvězd typu RR Lyrae

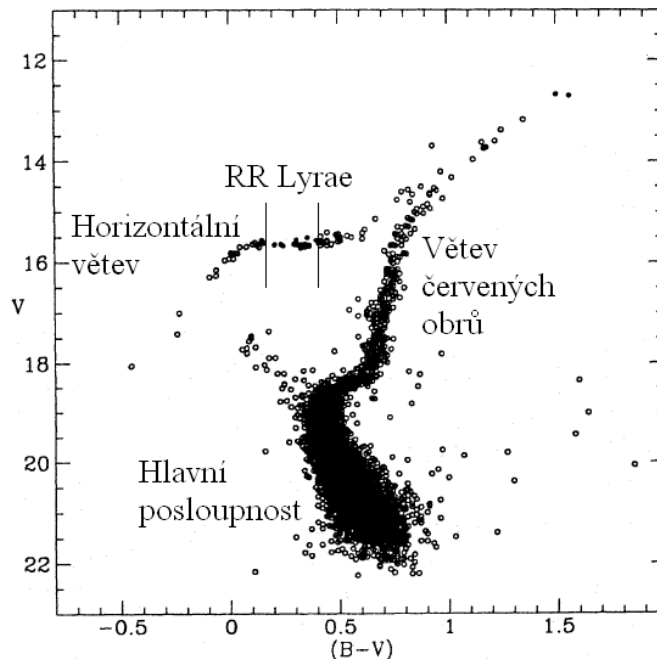
Jak již bylo řečeno výše, jsou hvězdy typu RR Lyrae hvězdami *horizontální větve obrů*, tedy hvězdy v pokročilém stadiu vývoje spalující ve svém jádru helium. Tuto větev protíná pás nestability s hranicemi při teplotách 7400 K a 6100 K, což odpovídá hodnotám barevného indexu $(B - V)$ 0,18 mag a 0,40 mag. Právě v této oblasti se nacházejí hvězdy typu RR Lyrae.

Na H-R diagramu stráví hvězda většinu svého života na tzv. *hlavní posloupnosti*, kdy ve svém jádru spaluje vodík na helium. Když je vodík v jádře

vyčerpán, zvětšuje hvězda mnohonásobně své rozměry a přesouvá se do *oblasti červených obrů*. Zde spaluje vodík na helium ve vrstvě obklopující heliové jádro. Teplota heliového jádra není dostatečně vysoká na to, aby byly zažehnuty reakce spalující helium na těžší prvky. Jádro se zmenšuje a stává se elektronově degenerovaným.

Jakmile teplota dosáhne určité meze, zapálí se heliové reakce v tzv. *heliovém záblesku*. Při této události dojde k sejmutí elektronové degenerace. Jádro se rozeprne a tím se ochladí vrstvička hořícího vodíku, která je hlavním energetickým zdrojem hvězdy. Tímto rozeprnutím v ní poklesne produkce energie. Hvězda se smrští a přesouvá se na horizontální větev. S vývojem ve stadiu červeného obra a přechodem na horizontální větev souvisí ztráta hmoty. Ta může být tak velká, že odhalí vnitřní, teplejší vrstvy hvězdy. Pokud padne teplota povrchu do rozmezí teplot, které vymezuje pás nestability, začne hvězda pulzovat jako typ RR Lyrae.

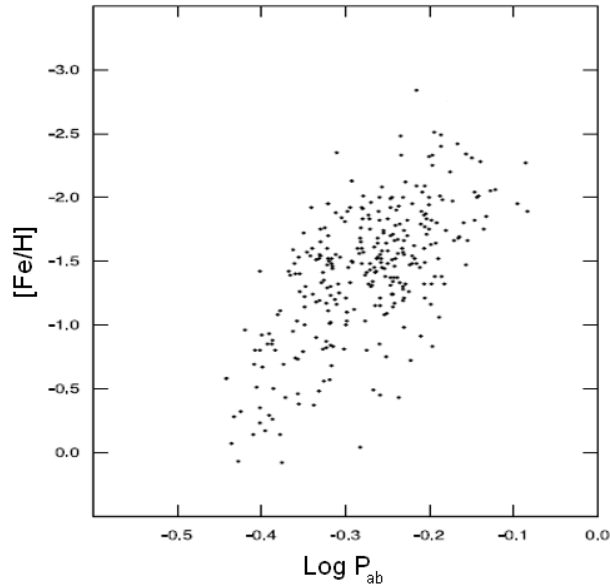
Na obrázku 8 je barevný diagram (ekvivalent H-R diagramu) kulové hvězdokupy M3 s vyznačenými jednotlivými stadii hvězdného vývoje.



Obrázek 8: Barevný diagram hvězdokupy M3. Obrázek převzat z Buonanno et al. (1994), upraven a doplněn o popisky.

2.2.1 Metalicita a parametr ΔS

V počátcích výzkumu hvězd typu RR Lyrae to vypadalo, že hvězdy tohoto typu se nacházejí hlavně ve větších galaktických šířkách a kulových hvězdokupách. Díky velkým radiálním rychlostem a vlastním pohybům se dokonce objevila i myšlenka, že se jedná o relativně blízké, slabé hvězdy (Kapteyn & van Rhijn, 1922). Myslelo se tedy, že hvězdy RR Lyrae patří do tzv. *populace II*. Také jejich nízká metalicita tomu nasvědčovala. Byly ovšem objeveny i hvězdy s metalicitou téměř shodnou se Sluncem. Nelze tedy říct, že hvězdy typu RR Lyrae tvoří pouze staré hvězdy populace II. Jak již bylo uvedeno v tabulce 1, pohybuje se $[Fe/H]$ od $-2,5$ do $0,0$. Ukázalo se také několik zajímavých spojitostí. Například čím nižší metalicita, tím delší perioda a čím delší perioda, tím větší radiální rychlosti. Krátkoperiodické



Obrázek 9: Závislost metalicity na logaritmu periody u hvězd typu RRab. Převezato z Sandage (2006).

RRab hvězdy se nevyskytují v kulových hvězdokupách a navíc jeví silnou koncentraci k rovině Galaxie. Tyto indicie poukazují na to, že mezi RR Lyrae hvězdami existují i zástupci populace I (např. hvězda SW Andromedae má dokonce podle Butlera (1975) metalicitu větší než Slunce ($[Fe/H] = +0,16$, podle Sódora et al. (2008) je však její metalicita jen $[Fe/H] = -0,1$).

Metalicitu je možné také vyjádřit pomocí spektroskopického parametru ΔS . Ten byl zaveden na konci 50. let G. W. Prestonem. Ukázalo se totiž, že spektrální typ určený pomocí Balmerových čar vodíku je pozdějšího typu než spektrální typ získaný pomocí vápníkové čáry CaII s vlnovou délkou 393,3 nm. Preston (1959) proto ve své práci určil spektrální typ několika desítek hvězd typu RR Lyrae v minimu jasnosti pro čáry H_γ a CaII a zavedl parametr ΔS jako

$$\Delta S = 10[Sp(H) - Sp(K)], \quad (2.2)$$

kde $Sp(H)$ je spektrální typ určený na desetiny pomocí čáry H_γ a $Sp(K)$ spektrální typ určený pomocí čáry K vápníku. Např. hvězda typu $Sp(H)=F5$ a $Sp(K)=A5$ bude mít $\Delta S = 10$ (rozdíl mezi F5 a A5 je 1), pokud bude $Sp(H)=F3$ a $Sp(K)=F0$, bude $\Delta S = 3$. Už Preston uvedl, že tento parametr je mírou obsahu těžších prvků. Vztah mezi ΔS a $[Fe/H]$ vyjádřil Butler (1975) jako

$$[Fe/H] = -0,23 - 0,1\Delta S. \quad (2.3)$$

Suntzeff et al. (1991) zpřesnil tento vztah na

$$[Fe/H] = -0,408 - 0,158\Delta S. \quad (2.4)$$

Během jednoho století výzkumu hvězd typu RR Lyrae bylo zjištěno, že pomocí metalicity lze vyjádřit mnoho dalších charakteristik těchto hvězd. Lze takto například zjistit periodu, zářivý výkon, vzdálenost a další (viz např. Sandage (1993, 2006) a práce zmíněné v následujícím odstavci).

Jedním z nejdůležitějším parametrů, který je možno vyjádřit pomocí metalicity, je absolutní hvězdná velikost⁷. Sandage (2004) ji uvádí jako

$$M_V = -0,82 + 0,20[Fe/H]. \quad (2.5)$$

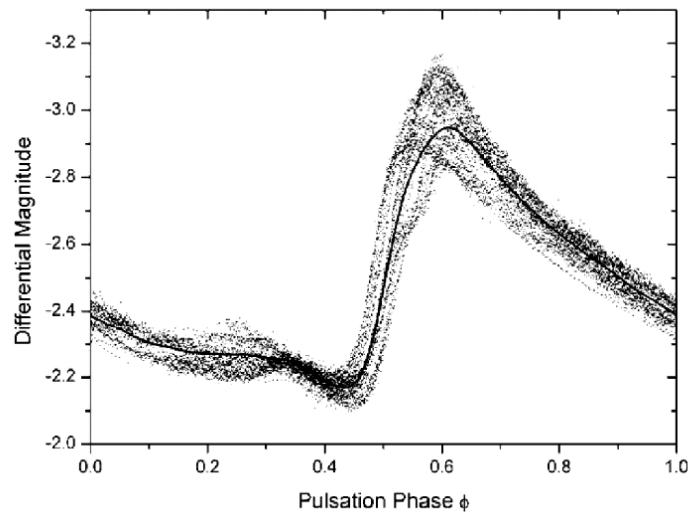
Tento vztah je ovšem jakýmsi kompromisem, protože v různých intervalech metalicity je závislost mírně odlišná. Existují i indicie, že závislosti nejsou lineární. Další vztahy pro absolutní HV, stejně jako pro jiné parametry uvádějí např. Sandage (2004); Layden et al. (1996); Storm (2006).

2.3 Blažkův jev

Blažkův jev je označením pro amplitudovou a/nebo fázovou modulaci světelných křivek pulzujících proměnných hvězd. Světelná křivka tedy nenabývá

⁷V dalším textu budu termín „hvězdná velikost“ nahrazovat zkratkou HV.

stejného tvaru po jednom pulzačním cyklu, ale až po delší době. Tato změna je ve velké většině případů periodická a označuje se jako Blažkova perioda. Jev byl pojmenován po jeho objeviteli Sergeji. N. Blažkovi, který upozornil na tento jev u hvězdy RW Draconis (Blažko, 1907). Samotná představitelka RR Lyrae vykazuje Blažkův jev s periodou 39,8 dne⁸ (Kolenberg, 2008b). Blažkova perioda bývá v rozmezí desítek až stovek dní. Přes velkou snahu se dosud nepodařilo tento jev uspokojivě vysvětlit.



Obrázek 10: Blažkův jev způsobující „rozmytí“ světelné křivky ve fázovém diagramu hvězdy RR Lyrae (Kolenberg, 2008a).

Blažkův jev postihuje mezi 20-30 % hvězd typu RRab a okolo 5 % RRc zastoupených v Galaxii (Moskalik & Poretti, 2002). Ve velkém Magellanově mračnu je u RRab zastoupení pouze poloviční a u RRc srovnatelné (Alcock et al., 2003). Podle Smithe (1981) se u hvězd typu RR Lyrae s periodami delšími než 0,65 dne vyskytuje Blažkův jev velmi zřídka.

Teprve nedávno byly při přehlídce OGLE III ve Velkém Magellanově mračnu objeveny klasické cefeidy vykazující modulaci světelných změn velice podobnou Blažkově efektu u hvězd typu RR Lyrae. Počet hvězd vykazující

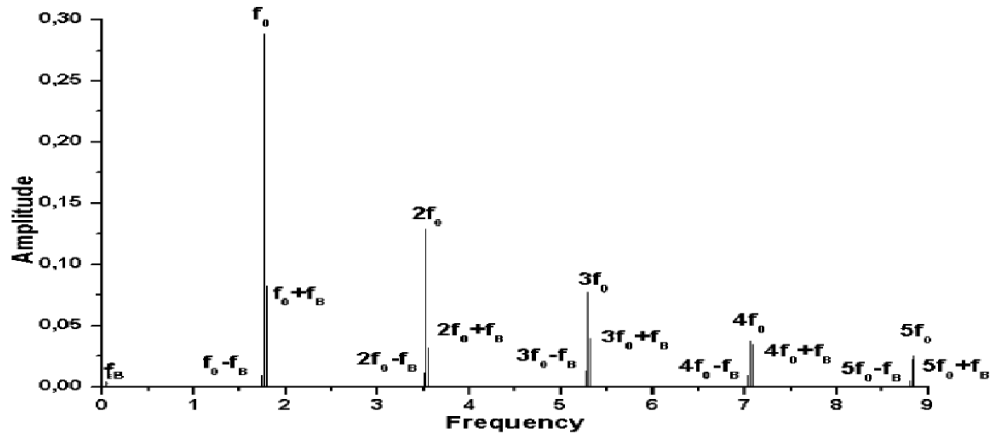
⁸Podle Kolenbergové a Tsantillase (2008) je Blažkova perioda u hvězdy RR Lyrae proměnná (během 20 let klesla z 40,8 d na 39,8 d). Toto chování vykazuje i několik dalších hvězd, viz zmíněná práce a odkazy v ní.

takovéto chování nebyl při tom nijak zanedbatelný – tvořily shodně 28 % z celkového počtu cefeid pulzujících v prvním a druhém harmonickém módu (Soszyński et al., 2008).

Zastoupení hvězd, u kterých se vyskytuje Blažkův jev, může být ovšem mnohem vyšší díky tomu, že amplituda deformací světelné křivky způsobená tímto jevem může být velice malá a tudíž obtížně pozorovatelná.

2.3.1 Frekvenční spektrum hvězd typu RR Lyrae vykazujících Blažkův jev

Frekvenční spektrum hvězd typu RR Lyrae podléhajících Blažkovu jevu má charakteristický vzhled. Kromě základní pulzační frekvence f_0 a jejích násobků jsou zde patrné blízké postranní vrcholy vzdálené od základní frekvence o frekvenci odpovídající Blažkově periodě f_B . Pravý vrchol má zpravidla větší amplitudu než levý, který tak může zaniknout v šumu. Z tripletu pak dostáváme dublet - frekvenční uspořádání základní frekvence a jejích násobků pouze s pravým vrcholem.



Obrázek 11: Frekvenční spektrum hvězdy RR Lyrae. Obrázek převzat z Kolenberg & Tsantillas (2008).

Podle toho, jak vypadá rozložení postranních vrcholů ve frekvenčním spektru, dělíme hvězdy s Blažkovým efektem na RR- ν 1 (jeden postranní vrchol), RR- ν 2 (3 nestejně vzdálené vrcholy) a RR-BL se třemi stejně vzdálenými vrcholy. Typ RR-BL se vyskytuje nejčastěji.

Poměr mezi f_0 a $f_0 \pm f_B$ je v rozmezí 0,95–1,05 (Kolenberg, 2004), což vylučuje interferenci čistě radiálních módů. Spolu s výsledky získanými z vysoko disperzního spektra je to silný důkaz pro přítomnost neradiálních módů s nízkým pulzačním číslem $\ell \leq 3$ (Kolenberg et al., 2003).

Současná velmi citlivá a kvalitní pozorování vykazují ve frekvenčním spektru uspořádání v kvintupletu, tedy dva postranní píky na každé straně od základní frekvence a jejich násobků (Kolenberg et al., 2009).

2.3.2 Vysvětlení Blažkova jevu

O vysvětlení Blažkova jevu se snaží lidé už více než jedno století, avšak stále není vypracován model, který by tento jev dostatečně popsal. Bylo navrženo několik teorií, proč k modulaci světelné křivky dochází, mezi nimi rezonance mezi radiálními mody, slapové jevy v binárních systémech, efekty spojené s magnetickým cyklem podobným jedenáctiletému slunečnímu cyklu či efekty spojené s konvekcí. V současnosti se jako dva nejpravděpodobnější modely, nejlépe odpovídající pozorováním, jeví

- model magnetického šikmého rotátoru/pulzátoru (*Magnetic oblique rotator/pulsator - MORP*)
- model neradiálního rezonančního rotátoru/pulzátoru (*Nonradial resonant rotator/pulsator - NRRP*)

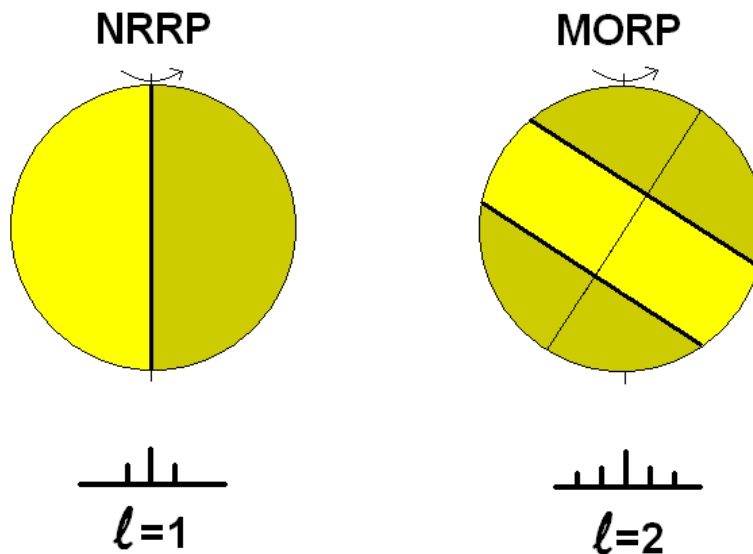
Oba modely v sobě zahrnují přítomnost neradiálních módů. Myšlenka MORP byla detailněji rozpracována až v 90. letech 20. století (Shibahashi & Takata, 1995). Předpokládali přítomnost magnetického dipólového pole s osou skloněnou vzhledem k ose rotační. Ukázali, že vlivem magnetického pole by se přidružily k radiálnímu módu ještě i neradiální módy s $\ell = 2$. V takovémto uspořádání by frekvenční spektrum vykazovalo symetrický kvintuplet⁹ okolo radiální složky. Amplitudy postranních vrcholů by závisely na velikosti magnetického pole a na geometrii pozorování (sklon magnetické a rotační osy, úhel pozorování), jejich vzdálenost by pak byla ekvivalentní rotační rychlosti nebo jejímu dvojnásobku (v závislosti na inklinaci).

I přes potvrzení kvintupletu (Kolenberg et al., 2009) ve frekvenčním spektru SS Fornacis má MORP model dva zásadní nedostatky. Díky tomu,

⁹Z kvintupletu se může snadno stát triplet díky tomu, že mohou vrcholky s nižší amplitudou zaniknout v šumu. Mohou také vymizet při natočení hvězdy v určitém rozmezí inklinace (úhel mezi zorným paprskem a rotační osou).

že u tohoto modelu závisí modulace na rotaci, je těžké vysvětlit často se vyskytující amplitudovou nebo frekvenční asymetrii kvintupletu (tripletu). Shibahashi & Takata (1995) to vysvětlují tím, že magnetická osa neprochází středem hvězdy. MORP však vyžaduje silná magnetická pole v řádu 10^3 G, což je v rozporu se současnými pozorováními (Kolenberg & Bagnulo, 2009; Chadid, 2004).

NRRP model je založen na nelineární rezonanci mezi radiálním a neradiálním módem pulzací. V takovémto modelu budou nejpravděpodobněji excitovány módy s $\ell = 1$. Bylo ukázáno, že významnější amplitudy je dosaženo pouze pokud $m = \pm 1$ (Dziembowski & Mizerski, 2004). Modulační perioda je dána rotační periodou a frekvenční spektrum vykazuje triplet. Problémem tohoto modelu je, že není možno vysvětlit kvintuplet ani různou amplitudu píků. Také není zcela jasné, jak funguje energetická dotace neradiálních módů. Více o modelech např. v pracích Kovács (2009); Kolenbergové (2004).



Obrázek 12: Schématický náčrt NRRP a MORP modelů.

FOTOMETRIE VYBRANÝCH HVĚZD

Ke studiu Blažkova jevu byly vybrány tři hvězdy, které jsou nějakým způsobem zajímavé nebo se u nich vyskytují nejasnosti v určení parametrů. Svou roli při volbě těchto objektů hrály také jejich pozorovací podmínky (poloha na obloze), relativní jasnost, krátkodobé změny světelné křivky pro dosažení velké hustoty jejího pokrytí během několika pozorování a také krátká Blažkova perioda, aby bylo možné během časového období sledování hvězd alespoň částečně postihnout i tyto změny. Jsou to:

- *TV Bootis* (RRc, sp. typ A7-F2) ze souhvězdí Pastýře (Bootes). Jako proměnná byla odhalena v roce 1926 (Gutnick & Prager, 1926). Tato hvězda nemá jednoznačně určenou Blažkovu periodu a i základní perioda se v jednotlivých pramenech liší.
- *RU Piscium* (RRc, sp. typ A7-F3) se nachází v souhvězdí Ryb (Pisces). Byla objevena H. Leavittovou (1923). U této hvězdy není doposud spolehlivě určena Blažkova perioda, dokonce není s jistotou prokázáno, že podléhá Blažkovu jevu. Existují i studie naznačující, že RU Psc je typu RRd a mění dlouhodobě svou periodu (De Oliveira & Nemeč, 1988; Hobart et al., 1998; Wils, 2008).
- *XZ Cygni* (RRab, sp. typ A5-F5) je nejjasnější ze zkoumaných hvězd, a proto dobře prozkoumaná hvězda v souhvězdí Labutě (Cygnus). Z tohoto důvodu byla tato hvězda, objevená L. Ceraskiovou (1905), vybrána jako jeden z objektů zájmu. Byly u ní odhaleny skokové změny primární i Blažkovy periody a další dlouhodobé změny jasnosti s periodami desítek a tisíců dnů (LaCluyzé et al., 2004).

Hvězdy TV Boo a RU Psc jsou dvě ze tří známých RRc hvězd vykazujících Blažkův jev (tou třetí je AQ Aquarii). Pro všechny tři vybrané hvězdy existují pozorovací data z různých přehlídek, družic či databází a jsou dostupné i pro studium na základě pozorování dalekohledem Masarykovy univerzity.

Několik hodnot periody u hvězdy RU Psc v tabulce 2 svědčí o její dlouhodobé změně. Bohužel tento vývoj není příliš dobře zdokumentován (v práci De Oliveiry a Nemce (1988) je zpracována změna periody jen do roku 1968). Zcela opačná situace panuje u hvězdy XZ Cyg, kdy je dlouhodobý vývoj základní i Blažkovy periody dobře popsán v LaCluyzé et al. (2004). Proto jsou u této hvězdy vypsány pouze hodnoty nejbližší současnosti uvedené ve výše zmíněné práci.

Hvězda	Min	Max	M_0	P	P_B
	[mag]	[mag]	($JD_{\text{hel}} 24..$)	[d]	[d]
TV Boo	10,71	11,30	24609,5150	0,31255936 ^(1,8)	33,5 ⁽²⁾ ;10 ⁽³⁾ ;16,7
	-	-	-	0,31264936 ⁽⁹⁾	-
RU Psc	9,93	10,40	40143,4027	0,39038500	28,8 ^(1,2,4,5)
	-	-	-	0,39050000 ^(4,5)	-
	-	-	-	0,39025000 ⁽⁶⁾	-
	-	-	-	0,39129900 ⁽⁷⁾	-
XZ Cyg	8,90	10,16	44124,4400	0,46659934 ⁽¹⁰⁾	57,6 ⁽¹⁰⁾

Tabulka 2: Vlastnosti pozorovaných hvězd. Hodnoty minimální (Min) a maximální jasnosti (Max) jsou ve fotometrickém filtru V, M_0 je čas základního maxima v Juliánském datování ve tvaru $JD_{\text{hel}} 2400000 + \text{hodnota}$, P perioda pulzací a P_B Blažkova perioda. Není-li uveden zdroj, je čerpáno z (1) Samus et al. (2009), jinak (2) Kolenberg (2008b), (3) Wils et al. (2006), (4) Hobart et al. (1998), (5) De Oliveira & Nemeč (1988), (6) Wils (2008), (7) Peňa et al. (2008) (8) Peňa et al. (2009), (9) Liu & Janes (1989), (10) LaCluyzé et al. (2004).

3.1 Pozorování a redukce dat

Zvolené hvězdy byly pozorovány během 15 nocí na observatoři Masarykovy univerzity (MUO), která se nachází na Kraví Hoře v Brně. Přístroj použitý k pozorování je Newtonova typu s primárním zrcadlem o průměru 0,62 m a ohniskovou vzdáleností 2,78 m. Jako snímací prvek je na tomto dalekohledu nainstalována CCD kamera SBIG ST-8 s čipem KAF 1600 a sadou čtyř filtrů Kron-Cousinsova fotometrického systému BVRI.

Celkem bylo pořízeno téměř 2700 snímků v každém z filtrů B, V a R. Surové snímky byly standardně ošetřeny o darkframe a flatfield (postup při korekci snímků viz např. Hroch (2009)). Všechny úkony spojené s úpravou snímků, jakož i aperturní fotometrie, heliocentrická korekce a zisk světelné křivky¹⁰ byly provedeny v programu CMunipack verze 1.1.24 (Motl, 2008).

Pozorovací noc	TV Boo	RU Psc	XZ Cyg
30.3.2009	126	-	-
13.4.2009	209	-	-
18.4.2009	211	-	-
21.4.2009	187	-	-
28.4.2009	123	-	-
1.5.2009	191	-	-
2.5.2009	193	-	-
19.5.2009	131	-	-
13.7.2009	87	57	-
7.9.2009	-	75	171
8.9.2009	-	72	191
22.9.2009	-	147	114
23.9.2009	-	220	-
7.10.2009	-	142	-
7.3.2010	39	-	-
Celkem	1497	713	476

Tabulka 3: Celkové počty získaných snímků během jednotlivých nocí v každém z filtrů B, V, R.

Celková doba expozic pro každý z filtrů dosáhla pro TV Boo 39,6 hodin (celkové rozpětí pozorování 342 dní), pro RU Psc 20,3 hodin (rozpětí pozorování 128 dní) a pro XZ Cyg 13 hodin (rozpětí pozorování 15 dní).

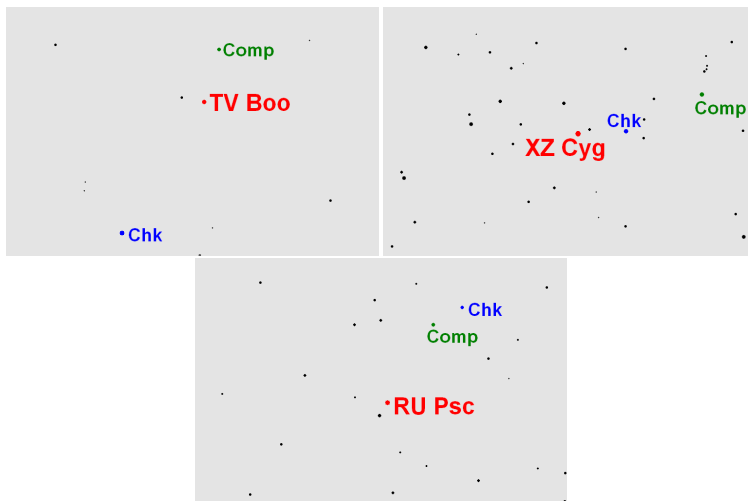
Aby bylo možné zjistit jasnost zkoumané proměnné hvězdy v okamžiku pozorování, je nutné ji porovnat s jasností nějaké další hvězdy na snímku.

¹⁰Tyto postupy, stejně jako princip CCD, jsem podrobně popisoval ve své bakalářské práci (Skarka, 2008).

Díky vzájemné blízkosti obou hvězd se tak vyhneme nutnosti opravy o atmosférickou extinkci, protože je pro obě hvězdy takřka shodná. Srovnávací hvězda (*Comp*) by měla (pokud nám to umožňuje hvězdné pole na snímku) mít přibližně stejnou jasnost jako hvězda proměnná a být stejného spektrálního typu. Tento postup vede k získu *diferenciální HV*, která vykreslena v závislosti na čase nám dá světelnou křivku. Takováto světelná křivka plně postačuje pro hledání period a okamžiků extrémů. Obvykle se také užívá ještě kontrolní hvězda (*Chk*), aby se vyloučila proměnnost hvězdy srovnávací.

	Comp	V[mag]	Chk	V[mag]
TV Boo	1324-0302987	11,72	1322-0300619	9,97
RU Psc	1144-0016055	11,93	1144-0016076	12,75
XZ Cyg	1464-0311229	9,97	1463-0314738	11,03

Tabulka 4: Srovnávací a kontrolní hvězdy jednotlivých hvězd a jejich jasnosti ve filtru V. Označení hvězd je pořadové číslo v katalogu USNO-B1 (<http://td-www.harvard.edu/catalogs/ub1.html>).



Obrázek 13: Okolí pozorovaných hvězd s vyznačenými srovnávacími a kontrolními hvězdami. Sever je nahoře a východ vpravo, zorné pole má velikost 17'x11,3'.

3.2 Barevná kalibrace

Každý přístroj použitý při pozorování má své unikátní vlastnosti a u každého přístroje se také obvykle užívá odlišná filtrová sada s různou propustností filtrů. Proto, pokud chceme skládat data z různých zdrojů, je nutné nakalibrovat získaná data na stejný tzv. *standardní fotometrický systém*. Ve fotometrii se takovýmto systémem stal Johnsonův-Morganův UBV fotometrický systém zavedený v 50. letech 20. století doplněný (pro potřeby nově vzniklé CCD fotometrie) v 70. letech A. W. J. Cousinsem o filtry R_c a I_c .

Filtr	max [nm]	FWHM [nm]
U	360	55
B	440	99
V	545	85
R_c	650	150
I_c	790	110

Tabulka 5: Maxima propustnosti a šířka v poloviční výšce propustnosti filtrů standardního systému (Moro & Munari, 2000).

Další problém pro kalibraci představuje *extinkce*. Jedná se obecně o změnu vlastností světla při průchodu atmosférou Země. Může zde dojít k absorpci nebo k rozptylu fotonů, kdy se změní vlnová délka světla nebo směr šíření. Instrumentální (změřenou - m_{inst}) HV můžeme popsat v závislosti na *vzdušné hmotě* $X(z)$ pomocí vztahu

$$m_{inst} = m_0 + [k(\lambda) + k'(\lambda)CI]X(z), \quad (3.1)$$

kde m_0 je mimoatmosférická HV, $k(\lambda)$ a $k'(\lambda)$ jsou extinkční koeficienty prvního a druhého řádu, CI je barevný index, tedy rozdíl HV v různých barvách (vlnových délkách). Vzdušná hmota udává, kolikrát více masami vzduchu musí světlo projít než by tomu bylo při průchodu zenitem. Pro $X(z) < 4$ se dá vzdušná hmota v závislosti na zenitové vzdálenosti z vyjádřit jako

$$X(z) = \sec z [1 - 0,0012(\sec^2 z - 1)]. \quad (3.2)$$

Protože směrem k obzoru narůstá vzdušná hmota a jsou rozptylovány kratší vlnové délky, dochází tak k většímu zeslabení světla a tzv. „zčervenání“ hvězd.

3.2.1 Použitá metoda

Kalibrace na HV ve standardním systému byla provedena pomocí lineární metody, která je využívána pozorovateli v AAVSO¹¹ (Benson, 1993). Tato metoda je šitá na míru pro kalibraci proměnných hvězd, protože využívá diferenciální fotometrie. V dalším textu budu značit instrumentální HV v daném filtru malým písmenem, velkým pak HV v Johnsonově-Morganově standardním systému. Znak „0“ v dolním indexu bude vyjadřovat mimoatmosférickou HV, znak Δ bude vyjadřovat rozdíl hodnot pro dvě různé hvězdy (například rozdíl instrumentálních HV dvou hvězd ve filtru r bude Δr).

Pro jednu hvězdu můžeme rovnici (3.1) vyjádřit pro filtr V ve tvaru

$$v = v_0 + k_v X + k'_v (v - r) X. \quad (3.3)$$

Rozdíl HV konkrétní hvězdy pro dva filtry je

$$(v - r) = (v - r)_0 + k_{vr} X + k'_{vr} (v - r) X. \quad (3.4)$$

Standardní HV je pak vyjádřena

$$V = v_0 + T_v (V - R) + C_v, \quad (3.5)$$

$$(V - R) = T_{vr} (v - r)_0 + C_{vr}, \quad (3.6)$$

kde T_v , T_{vr} jsou transformační koeficienty a C_v a C_{vr} jsou nulové body. Jelikož se při pozorování proměnných hvězd používá diferenciální fotometrie, odečtou se nám ze vztahů 3.5 a 3.6 extinkční koeficienty prvního řádu k a nulové body C_v a C_{vr} . Zanedbáním extinkčních koeficientů druhého řádu¹² se nám rovnice dále zjednoduší. Protože měření probíhala ve třech filtrech, bylo nutno použít tří transformačních rovnic:

$$\Delta(V - v) = T_v \Delta(V - R), \quad (3.7)$$

$$\Delta(V - R) = T_{vr} \Delta(v - r), \quad (3.8)$$

$$\Delta(B - V) = T_{bv} \Delta(b - v). \quad (3.9)$$

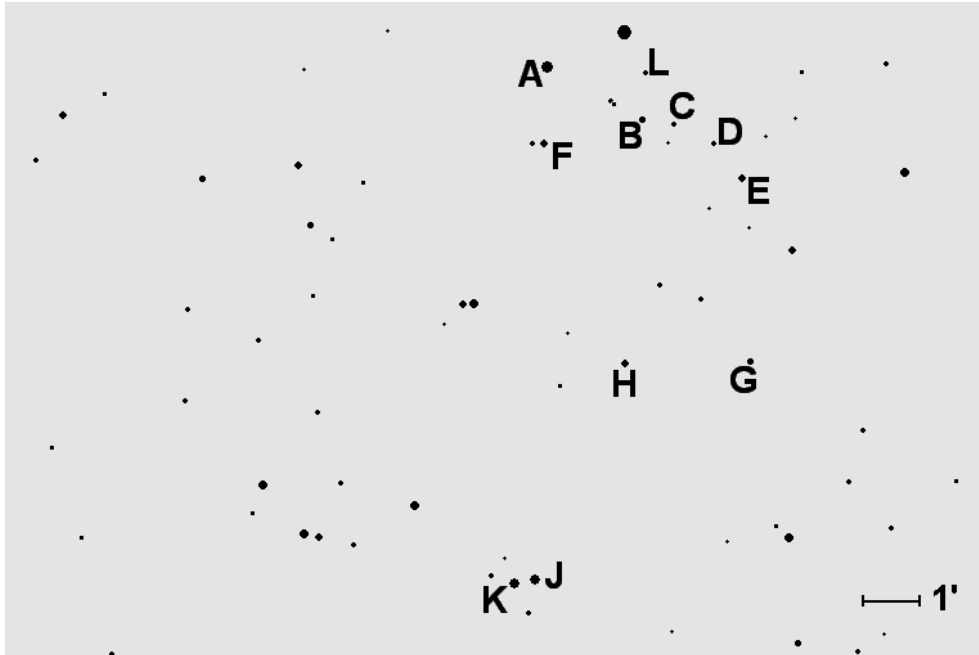
Z předchozích rovnic vyplývá, že pro určení transformačních koeficientů T_v , T_{bv} a T_{vr} je nutné určit instrumentální HV hvězd a zároveň znát jejich standardní HV. K tomuto účelu se proměřují oblasti v okolí nebeského rovníku,

¹¹Více viz kapitola 4.1.

¹²Tyto předpokládáme blízké nule.

ve kterých jsou velice přesně změřeny jasnosti hvězd ve standardním systému.

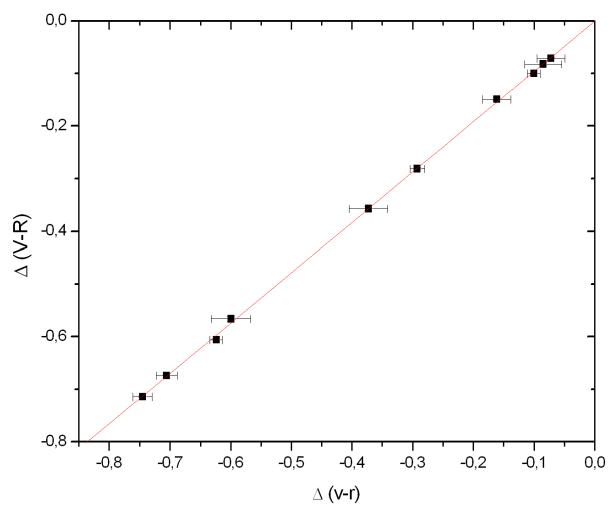
Ke kalibraci bylo vybráno jedno z nejbohatších tzv. Landoltových polí s označením SA98 a souřadnicemi $RA=6^h51^m20^s$, $DE=0^\circ21'$ (Landolt, 1992). V daném výseku této oblasti, který se vešel do zorného pole, bylo proměřeno 11 hvězd (orientační mapka pole s označenými hvězdami je na obrázku 14, HV hvězd ve standardním systému pak v tabulce 10 v příloze).



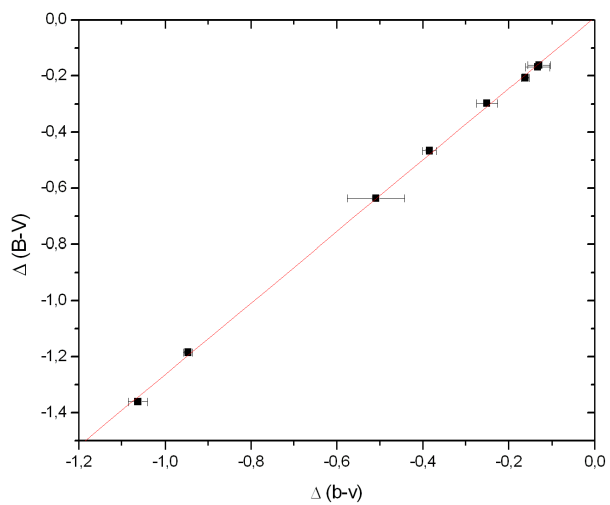
Obrázek 14: Mapa kalibračního pole SA98. Sever je nahoře, východ vpravo.

10.3.2010 bylo na MUO pořízeno 20 snímků pole SA98 ve filtrech B, V, R, I s délkou expozice 20 s. Snímky byly ošetřeny o darkframe a flatfield. Zpracování pobíhalo tím způsobem, že se označila jedna hvězda jako proměnná (v mém případě hvězda A na obrázku 14) a prováděla se diferenciální fotometrie vzhledem k ostatním označeným hvězdám. Takto jsem získal 20 hodnot rozdílu instrumentálních HV v rovnicích 3.7-3.9 pro každou dvojici hvězd, z nichž byla určena průměrná hodnota i se standardní odchylkou.

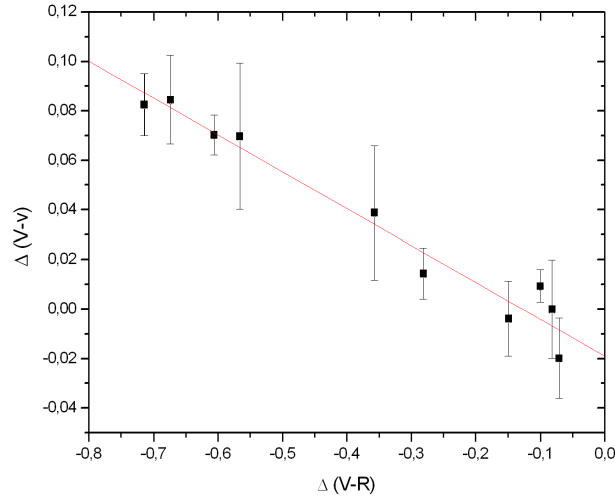
Vynesené závislosti pro určení transformačních koeficientů jsou na obrázcích 15-17. Hledané koeficienty jsou směrnici získaných přímek.



Obrázek 15: Graf pro určení T_{VR} .



Obrázek 16: Graf pro určení T_{bv} .



Obrázek 17: Graf pro určení T_v .

$$T_{vr} = (0,957 \pm 0,006) \quad T_{bv} = (1,274 \pm 0,013) \quad T_v = (-0,019 \pm 0,005)$$

Tabulka 6: Hodnoty transformačních koeficientů získaných lineárními fity.

Pro fotometrický systém identický se systémem standardním by byly T_{vr} a T_{bv} rovny jedničce, koeficient T_v rovný nule. Z hodnot v tabulce 6 je vidět, že použitý systém se mírně odlišuje od standardního.

Kalibrovanou HV hvězdy našeho zájmu získáme jednoduchým řešením rovnic 3.7-3.9. Je důležité si uvědomit, že v těchto rovnicích vyjadřuje symbol Δ rozdíl. Potom například $\Delta(V-v)$ pro hvězdy Var a Comp je nutné vnímat jako $(V_{Var} - V_{Comp}) - (v_{Var} - v_{Comp})$. Pokud tedy známe V_{Comp} , je snadné zjistit V_{Var} .

ZPRACOVÁNÍ DAT

4.1 Data z cizích zdrojů

Během pozorování zkoumaných hvězd na MUO nebyl bohužel získán dostatek dat pro určení Blažkovy periody. Zčásti to bylo zapříčiněno nedostatkem pozorovacích nocí, ale hlavní díl nese špatné počasí. Bylo tedy nutné složit získaná data s jinými. Pro svou práci jsem získával data z:

- *AAVSO – American Association of Variable Star Observers*, tedy americká asociace pozorovatelů proměnných hvězd. Jsou zde k dispozici data získaná členy této organizace různými metodami – od vizuálních až po CCD měření (<http://www.aavso.org/>).
- *INTEGRAL – International Gamma Ray Astrophysics Laboratory* je vědecká družice evropské vesmírné agentury ESA určená ke snímání objektů v gama a rentgenovém záření nesoucí na své palubě také kameru *OMC – Optical Monitoring Camera*, pro optickou identifikaci zdrojů tohoto záření. Dalekohled s touto kamerou má vstupní aperturu pouhých 5 cm a ohniskovou vzdálenost 15,4 cm. (http://sdc.laeff.inta.es/omc/secure/form_busqueda.jsp).
- *HIPPARCOS – High Precision Parallax Collecting Satellite* byla družice primárně vypuštěná pro přesná měření poloh a vzdáleností hvězd. Data pocházejí z jejího Schmidtova dalekohledu s průměrem primárního zrcadla 29 cm. (<http://www.rssd.esa.int/index.php?project=HIPPARCOS>)
- *Pi of the sky* je robotický přehlídkový projekt zaměřený na studium proměnných hvězd. (<http://grb.fuw.edu.pl/index.html>).
- *ASAS – The All Sky Automated Survey* je automatický přehlídkový projekt zaměřený na monitorování celého nebe. Tento přehlídkový projekt využívá dalekohledu s průměrem zrcadla 20 cm. (<http://www.astrouw.edu.pl/asas/>).

- LaCluyzé et al. (2004) – pozorování 60cm teleskopem na Michiganské univerzitě.
- Kolenberg & Gazeas et. al (2010) – data získaná na University of Athens Observatory 40cm dalekohledem.

Nejhorší kvalitu z výše zmíněných měla data z přehlídky Pi of the sky, kdy nejistoty určení HV v některých případech dosahovaly desetin magnitudy. V ostatních případech byly nejistoty určení HV v řádu setin magnitudy, u dat z AAVSO nebyly nejistoty známy.

4.2 Hledání period

Ve své práci jsem pro hledání period používal software *Period04*, využívající Fourierovy analýzy (Lenz & Breger, 2004) a *PerSea* (Maciewski, 2007) software, založený na ortogonálních polynomech Schwarzenberg-Czerného (1996). Základní perioda byla určena oběma programy, programem *PerSea* bylo navíc určeno základní maximum pro konstrukci fázových diagramů.

Stěžejní část ovšem připadla na *Period04*. Program pracuje tím způsobem, že se metodou Fourierovy analýzy nalezne frekvenci s největší amplitudou. Tato frekvence je následně použita pro fit daty metodou nejmenších čtverců podle vztahu

$$f(t) = Z + \sum_i A_i \sin(2\pi(f_i t + \Phi_i)), \quad (4.1)$$

kde Z je nulový bod, A_i a Φ_i jsou amplituda a dopočítaná fáze dané frekvence f_i . Po nalezení frekvence, její amplitudy a fáze je funkce $f(t)$ odečtena od dat. Z takto získaných reziduí je opět Fourierovou analýzou získána frekvence s největší amplitudou a celý postup se opakuje.

K dolování frekvencí je možné přistupovat dvěma způsoby. Buď je možné nechat vše na samotném programu (tedy nechat jej hledat frekvence tak dlouho, až klesnou rezidua pod hranici nejistot měřených bodů, což je velmi časově náročné) nebo mu trochu vypomoci. Pro analýzu dat v této práci byl zvolen jakýsi kompromis.

Na počátku byla provedena zběžná analýza dat, čímž je myšleno nalezení několika prvních frekvencí s největšími amplitudami. To je výše zmíněná část, kterou obstará samotný *Period04*. Pro názornost si můžeme představit, že prvních pět frekvencí, které program našel, jsou f_0 , $2f_0$, $f_0 + f_B$, $3f_0$,

$2f_0 + f_B$. Z toho je jasné, že se mezi frekvencemi nalézají násobky základní frekvence f_0 a vrcholy odpovídající Blažkově periodě u f_0 a kf_0 ¹³.

Toho lze efektivně využít tak, že na místo toho, aby Period04 nalézal frekvence se stále menšími amplitudami, mu tyto frekvence „sdělíme“. Takže v našem vzorovém příkladě necháme Period04 nalézt pouze základní frekvenci f_0 a doplníme mu hodnoty frekvencí odpovídající kf_0 , aby je nemusel pracně a zdlouhavě hledat. Pak Period04 dopočítá amplitudy a fáze zadaných frekvencí. V tomto okamžiku má suma ve vztahu 4.1 $k + 1$ členů. Funkce $f(t)$ je následně odečtena od dat. Takto se rychle zbavíme frekvencí odpovídajících násobkům f_0 , které by Period04 dříve nebo později stejně našel.

Při hledání dalších frekvencí v reziduích lze díky letmé analýze provedené na začátku očekávat, že Period04 nalezne frekvenci u f_0 odpovídající Blažkově periodě, tedy $f_0 + f_B$. Pokud ji opravdu nalezne, není nic jednoduššího, než mu opět zadat hodnoty $kf_0 + f_B$, nechat jej dopočítat odpovídající hodnoty amplitud a fází jednotlivých frekvencí a odečíst funkci $f(t)$ od dat. Tímto způsobem jsme se tedy elegantně zbavili základní frekvence, jejích násobků a také vrcholů vztahujících se k Blažkově periodě nacházejících se ve frekvenčním spektru po pravé straně kf_0 .

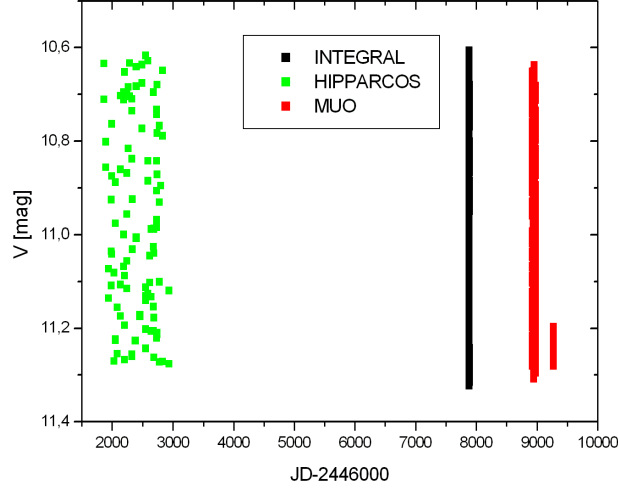
Pokud jsou rezidua stále větší než odchylky měření, je možné opět hledat další frekvence. Frekvence, která se přímo nabízí, že bude dále objevena, je $f_0 - f_B$. Celý další proces je analogický krokům provedeným dříve. Takto můžeme postupovat a hledat stále další a další frekvence, dokud rezidua neklesnou na hranici nejistot měření. Tato metoda je mnohonásobně rychlejší, než kdybychom každou frekvenci hledali zvlášť.

4.3 TV Bootis

Pro tuto hvězdu byla kromě dat z MUO k dispozici také data z družic HIPPARCOS a INTEGRAL. Stěžejní pro určení Blažkovy periody byla data z MUO spolu s daty z INTEGRAL díky relativně hustému pokrytí světelné křivky v dlouhém časovém rozpětí pozorování. Data z družice INTEGRAL sice pokrývají pouze osm dní, ovšem po dva dny z těchto osmi nepřetržitě (tzn. 3 maxima za den). Celkem i s těmito daty bylo pro hledání Blažkovy periody k dispozici 2529 bodů (1162 MUO, 1264 INTEGRAL a 103 HIPPARCOS).

¹³ kf_0 značí k – násobek základní frekvence f_0 , kde $k = 2, 3, 4 \dots$

Jak programem Period 04, tak programem PerSea byla shodně určena hodnota základní periody na $P_0 = (0,3125606 \pm 0,0000002)$ d, což je ve shodě s hodnotou uvedenou v Samus et al. (2009).



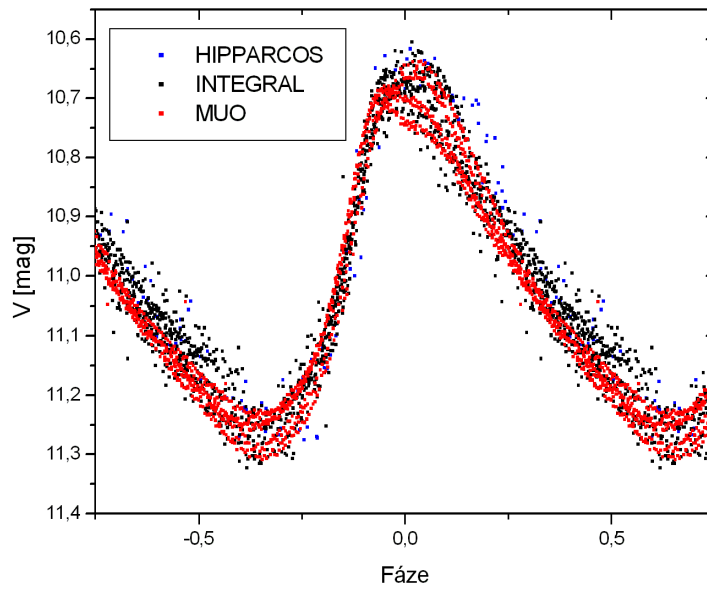
Obrázek 18: Složená data pro TV Bootis.

Po odečtení základní frekvence a jejích násobků byla nalezena frekvence identifikovaná jako $f_0 + f_B$ s hodnotou $3,3020626 \text{ d}^{-1}$. Proto byla rezidua ošetřena i o $kf_0 + f_B$. Po provedení této operace klesla jejich hodnota na $0,026 \text{ mag}$, která je již srovnatelná s nejistotami měření. Hledání další frekvence odpovídající Blažkově periodě nebylo úspěšné, i přes to, že dolní frekvenční spektrum z obrázku 20 naznačuje, že se vyskytuje i symetrický vrchol vzhledem k frekvenci f_0 , tedy $f_0 - f_B$ (přibližně $3,1 \text{ d}^{-1}$). Po odečtení $kf_0 + f_B$ ovšem nebyla nalezena frekvence tomu odpovídající. TV Boo je tedy díky absenci $kf_0 - f_B$ ve svém frekvenčním spektru podle rozdělení na str. 24 typu RR- ν 1.

Hodnoty Blažkovy periody se v literatuře liší – $16,7 \text{ d}$ (Samus et al., 2009), $33,5 \text{ d}$ (Kolenberg & Tsantillas, 2008), či 10 d (Wils et al., 2006). Vzhledem k hodnotě $P_B = (9,7386801 \pm 0,0000053) \text{ d}$ určené Periodem04 můžeme říci, že nalezená Blažkova perioda potvrzuje hodnotu 10 d uváděnou v práci Wilse et al. (2006).

Id	f [d ⁻¹]	A [mag]	Fáze	Id	f [d ⁻¹]	A [mag]	Fáze
Z	-	10,997183	-	-	-	-	-
f_0	3,1993802	0,2576	0,24634	$f_0 + f_B$	3,3020676	0,03629	0,30622
$2f_0$	6,3987604	0,07564	0,9379	$2f_0 + f_B$	6,5014478	0,01031	0,07952
$3f_0$	9,5981406	0,01509	0,6513	$3f_0 + f_B$	9,7008280	0,00954	0,66508
$4f_0$	12,7975208	0,00913	0,27984	$4f_0 + f_B$	12,9002082	0,00345	0,66887
$5f_0$	15,9969011	0,00944	0,03836	$5f_0 + f_B$	16,0995885	0,00285	0,64662
$6f_0$	19,1962813	0,00659	0,73187	$6f_0 + f_B$	19,2989687	0,00153	0,44841
$7f_0$	22,3956615	0,00152	0,42486	$7f_0 + f_B$	22,4983489	0,00246	0,26802
$8f_0$	25,5950417	0,00228	0,0029	$8f_0 + f_B$	25,6977291	0,00183	0,27357
$9f_0$	28,7944219	0,00133	0,59691	$9f_0 + f_B$	28,8971093	0,00209	0,63804
$10f_0$	31,9938021	6,00E-04	0,22936	$10f_0 + f_B$	32,0964895	0,00103	0,50743
$f_0 + f_B$	3,3020676	0,03629	0,30622	$6f_0 + f_B$	19,2989687	0,00153	0,44841
$2f_0 + f_B$	6,5014478	0,01031	0,07952	$7f_0 + f_B$	22,4983489	0,00246	0,26802
$3f_0 + f_B$	9,7008280	0,00954	0,66508	$8f_0 + f_B$	25,6977291	0,00183	0,27357
$4f_0 + f_B$	12,9002082	0,00345	0,66887	$9f_0 + f_B$	28,8971093	0,00209	0,63804
$5f_0 + f_B$	16,0995885	0,00285	0,64662	$10f_0 + f_B$	32,0964895	0,00103	0,50743

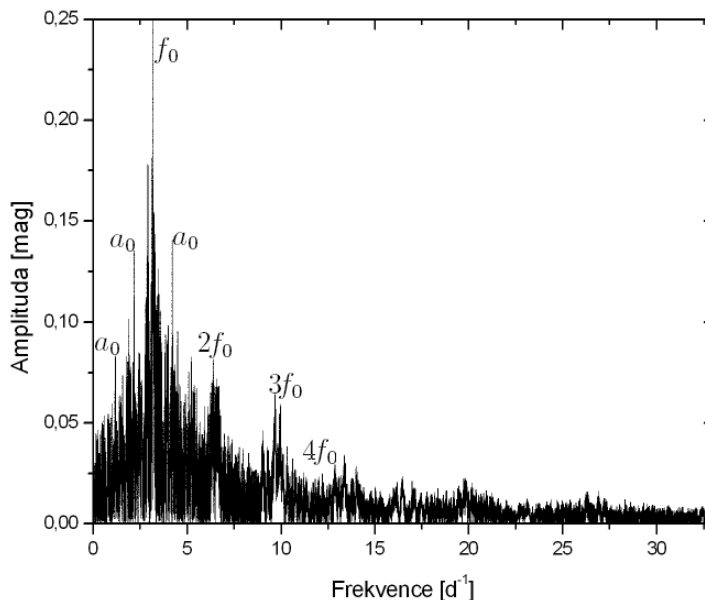
Tabulka 7: Tabulka s hodnotami frekvencí, jejich amplitud a fází.



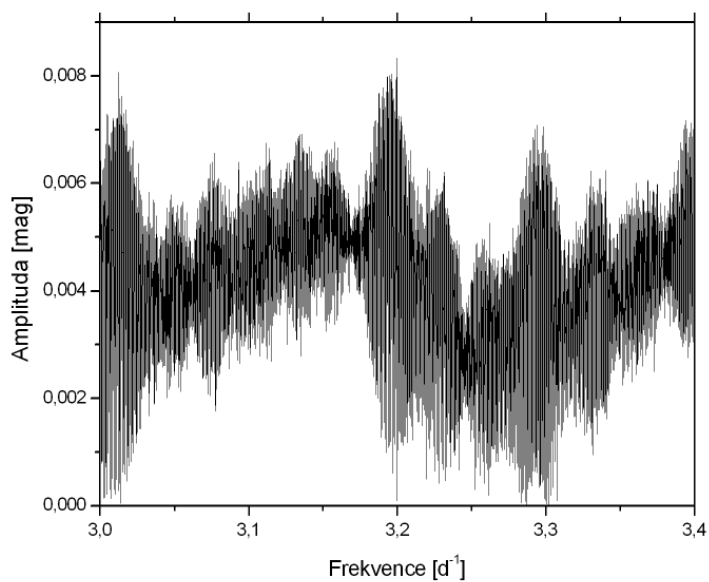
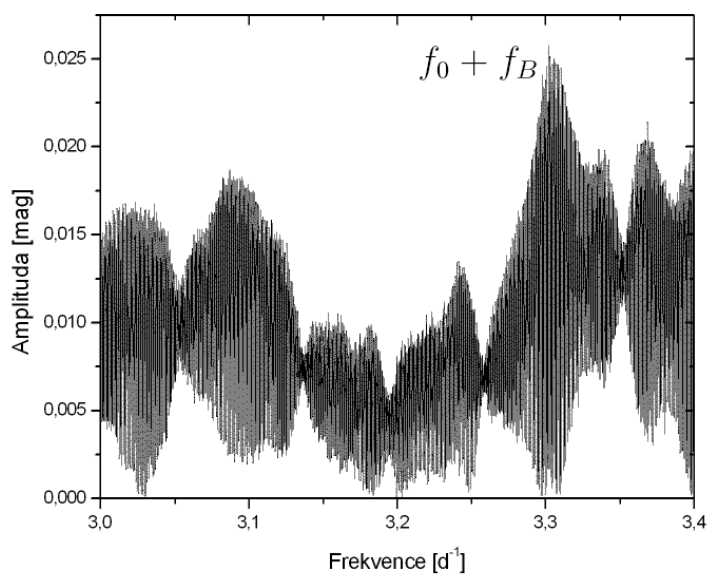
Obrázek 19: Fázová křivka TV Bootis.

Na obrázku 19 je graf fázové křivky získané ze základní periody a základního maxima určeného programem PerSea ($M_0 = 2447870, 2296 \pm 0, 0001$). Na tomto grafu je nejlépe na datech z MUO (červeně) vidět, jak se světelná křivka mění působením Blažkova jevu. Je patrné, že postihuje přibližně stejně minimum i maximum (většinou bývá změna amplitudy v maximum větší) s amplitudou přibližně desetiny magnitudy. Působení Blažkova jevu je velmi dobře patrné na změně tvaru křivky v okolí nulové fáze.

Na obrázku 20 je celkové frekvenční spektrum s nejvyšším vrcholem v f_0 . Jsou zde dobře viditelné násobky f_0 a denní aliasy (falešné periody a) s frekvencemi $f_0 \pm l$, kde $l = 1, 2, 3, \dots$. Na obrázku 21 je nahoře výřez okolí základní frekvence po extrakci $k f_0$, dole pak finální spektrum i po odečtení Blažkovy frekvence.



Obrázek 20: Základní frekvenční spektrum TV Boo.

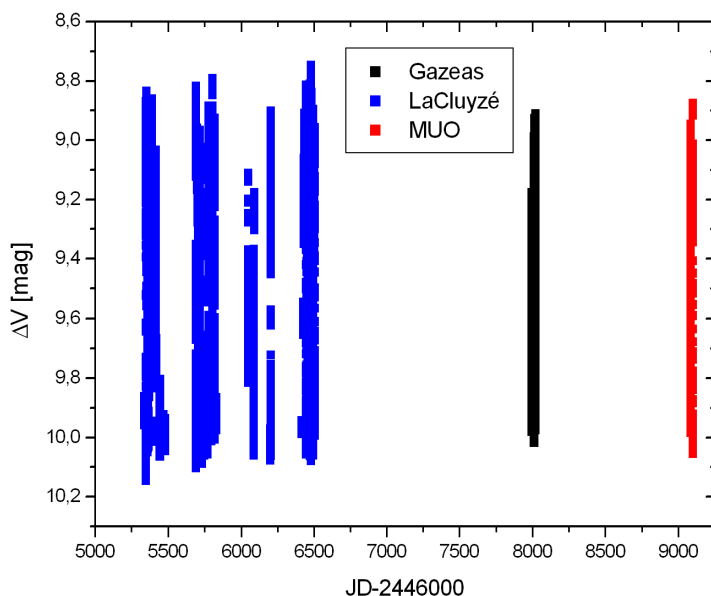


Obrázek 21: Frekvenční spektrum TV Boo po odečtení f_0 a jejích násobků (nahore) a po odečtení i Blažkovy frekvence (dole).

4.4 XZ Cygni

Počet použitelných bodů získaných na MUO pro tento objekt činil pouhých 346. Data proto byla složena s dostupnými hodnotami z AAVSO (1160 bodů) a družice HIPPARCOS (92 bodů). Takto získaný soubor dat ovšem nebyl dostatečný pro určení Blažkovy periody.

Z tohoto důvodu byla data složena s jinými, již publikovanými daty z let 1999-2002 z práce LaCluyzé et al. (2004) (7738 bodů). Dále se podřilo získat data z roku 2006 (4764 bodů) z připravované práce Kolenbergové a Gazease et. al (2010). Takto vznikl ideální soubor dat pokrývající časový interval téměř deseti let čítající 12848 bodů!



Obrázek 22: Složená data pro XZ Cygni.

Základní perioda této hvězdy určená jak programem PerSea, tak Period04 na $P_0 = (0, 4665985 \pm 0, 0000001)$ dne ($f_0 = 2, 1431699 \text{ d}^{-1}$) je ve výborné shodě s výsledky v LaCluyzé et al. (2004). Po odečtení této frekvence a jejích násobků byly zjištěny dva postranní vrcholy ($f_0 - f_B = 2, 1257817 \text{ d}^{-1}$ a $f_0 + f_B = 2, 1605582 \text{ d}^{-1}$) odpovídající Blažkově periodě, které se opakují

i u násobků základní frekvence. Narozdíl od TV Boo se v tomto případě zjevně jedná o typ RR-BL vykazující frekvenční triplet.

Id	f [d ⁻¹]	A [mag]	Fáze	Id	f [d ⁻¹]	A [mag]	Fáze
Z	-	9,6686415	-	-	-	-	-
f_0	2,1431699	0,43494	0,54805	f_0-f_B	2,1257817	0,02808	0,08367
$2f_0$	4,2863398	0,17776	0,46388	$2f_0-f_B$	4,2689516	0,01335	0,61212
$3f_0$	6,4295098	0,12133	0,41752	$3f_0-f_B$	6,4121216	0,01788	0,03968
$4f_0$	8,5726797	0,06853	0,3537	$4f_0-f_B$	8,55529154	0,02166	0,24697
$5f_0$	10,7158497	0,03989	0,31989	$5f_0-f_B$	10,6984614	0,00728	0,7018
$6f_0$	12,8590196	0,02370	0,25666	$6f_0-f_B$	12,8416314	0,00543	0,62799
$7f_0$	15,0021895	0,01598	0,20014	$7f_0-f_B$	14,9848013	0,00620	0,36827
$8f_0$	17,1453595	0,00762	0,14752	$8f_0-f_B$	17,1279713	0,00451	0,03039
$9f_0$	19,2885294	0,00791	0,05614	$9f_0-f_B$	19,2711412	0,00470	0,67600
$10f_0$	21,4316994	0,00603	0,97116	$10f_0-f_B$	21,4143111	0,00303	0,7185
f_0+f_B	2,1605581	0,02989	0,96361	f_0+f_3	2,1672062	0,01874	0,31851
$2f_0+f_B$	4,3037281	0,02733	0,89875	$2f_0+f_3$	4,3103761	0,01201	0,59275
$3f_0+f_B$	6,4468980	0,01834	0,24075	$3f_0+f_3$	6,4535460	0,01393	0,08628
$4f_0+f_B$	8,5900679	0,01406	0,22808	$4f_0+f_3$	8,5967160	0,00751	0,95070
$5f_0+f_B$	10,7332379	0,01275	0,56834	$5f_0+f_3$	10,7398859	0,00593	0,40268
$6f_0+f_B$	12,8764078	0,00597	0,44727	$6f_0+f_3$	12,8830559	0,00735	0,86725
$7f_0+f_B$	15,0195778	0,00500	0,90868	$7f_0+f_3$	15,0262258	0,00601	0,99654
$8f_0+f_B$	17,1627477	0,00718	0,77673	$8f_0+f_3$	17,1693957	0,00516	0,22723
$9f_0+f_B$	19,3059176	0,00361	0,54045	$9f_0+f_3$	19,3125657	0,00542	0,72247
$10f_0+f_B$	21,4490876	0,00364	0,93199	$10f_0+f_3$	21,4557356	0,00187	0,29214
f_0-f_3	2,1191336	0,02484	0,42785	$6f_0-f_3$	12,8349833	0,01051	0,84387
$2f_0-f_3$	4,2623036	0,01370	0,69528	$7f_0-f_3$	14,9781533	0,00621	0,50257
$3f_0-f_3$	6,4054735	0,02511	0,10379	$8f_0-f_3$	17,1213232	0,00440	0,61351
$4f_0-f_3$	8,5486434	0,01531	0,95307	$9f_0-f_3$	19,2644931	0,00588	0,02088
$5f_0-f_3$	10,6918134	0,01409	0,08122	$10f_0-f_3$	21,4076631	0,00571	0,53647

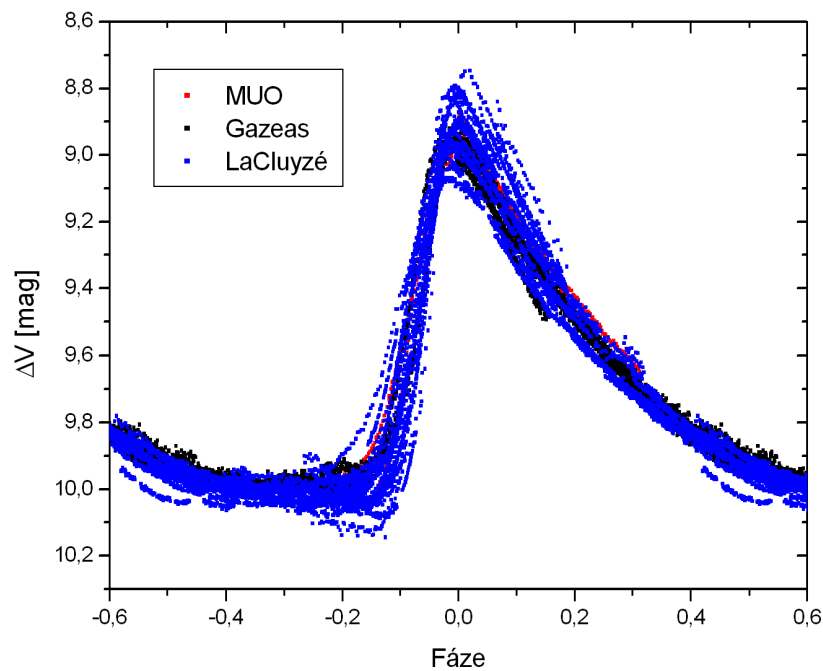
Tabulka 8: Tabulka s hodnotami frekvencí, jejich amplitud a fází ve fitovací funkci $f(t)$.

Zjištěná hodnota Blažkovy periody je $P_B = (57, 509935 \pm 0, 000045)$ d. Po odečtení $kf_0 \pm f_B$ zbyla rezidua o velikosti 0,044 mag. Hledání dalších frekvencí vedlo k odhalení terciární periody. Vrcholy symetricky rozmístěné okolo f_0 měly hodnoty $f_0 - f_3 = 2, 119133 \text{ d}^{-1}$ a $f_0 + f_3 = 2, 1672062 \text{ d}^{-1}$. Tomu odpovídá terciární perioda $P_3 = (41, 603741 \pm 0, 000044)$ d. Nejedná se o projev Blažkovy periody v uspořádání kvintupletu, protože rozestupy mezi vrcholy $f_0 \pm f_B$ a $f_0 \pm f_3$ nejsou stejné jako rozestupy mezi f_0 a $f_0 \pm f_B$.

Máme zde tedy co do činění se samostatnou periodou dále ovlivňující vzhled světelné křivky.

Po odečtení těchto frekvencí zůstala rezidua o velikosti 0,028 mag. Tato hodnota je stále ještě mírně nad hranicí odchylek použitých dat, ovšem pátrání po dalších frekvencích, ve kterých by byl nějaký systém, nebylo úspěšné.

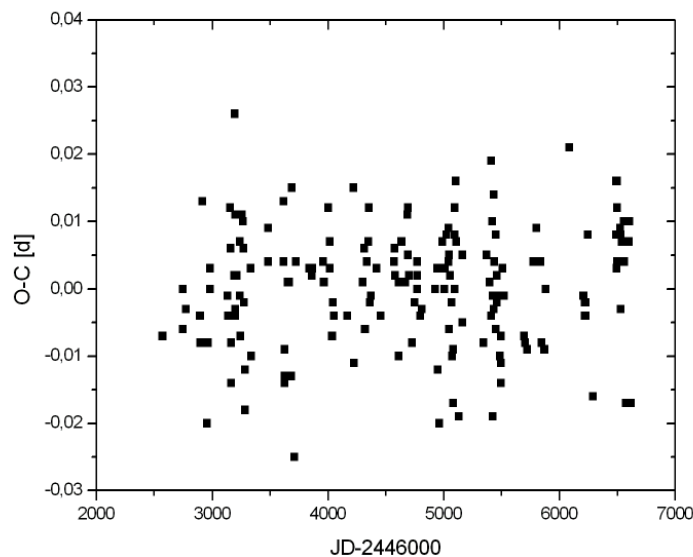
Fázový diagram na obrázku 23 je vykreslen se základní periodou a základním maximem ($M_0 = 2455084,7846 \pm 0,0001$) určeným programem Per-Sea. Z tohoto obrázku je dobře vidět, že Blažkův jev ovlivňuje světelnou křivku hlavně během maxima, zatímco v ostatních fázích není tak markantní. Amplituda v maximu během Blažkova cyklu kolísá přibližně v rozmezí 9,1 až 8,8 mag, tedy s amplitudou přibližně 0,3 mag. Z toho, že maximum nenastává vždy přesně ve fázi 0, je patrné, že se během Blažkovy periody mění i okamžik maxima křivky.



Obrázek 23: Fázový diagram XZ Cygni.

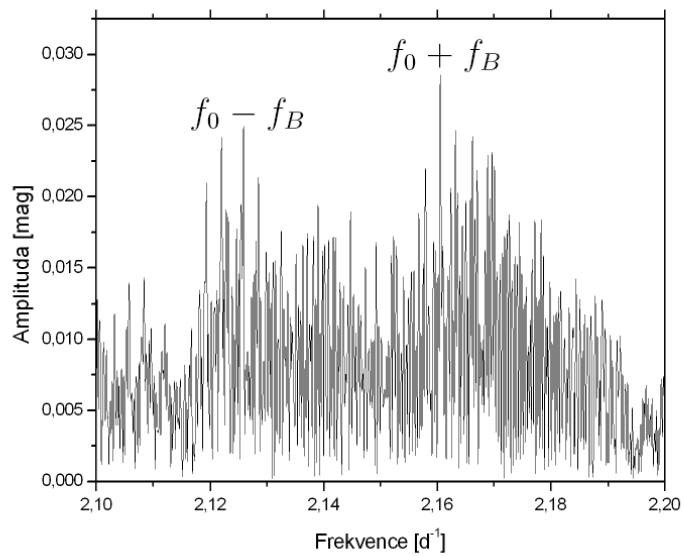
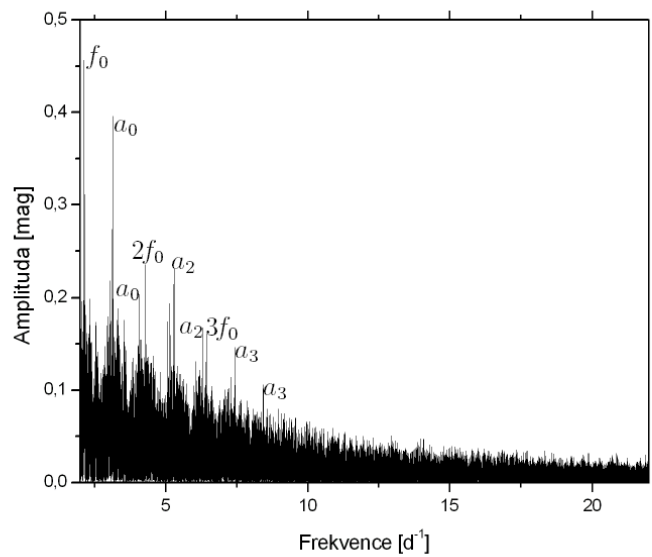
Tohoto jevu lze využít při jiném způsobu určení Blažkovy periody. Pokud známe nějaký okamžik extrému a periodu, můžeme dopředu vypočítat, kdy nastane další extrém. Jestliže vyneseme do grafu závislost rozdílu pozorovaného okamžiku extrému a spočteného okamžiku na čase, získáme tak tzv. *O-C diagram*. Z tohoto diagramu lze také zjistit, jestli se tyto hodnoty mění periodicky.

XZ Cyg je relativně jasná hvězda a díky jejímu chování (skokové změny periody) byla v centru pozornosti. Existuje tedy mnoho pozorování okamžiků maxim světelné křivky. V AAVSO jsou k dispozici hodnoty O-C pro různá období 20. století (Baldwin & Samolyk, 2003). Z této práce bylo použito 174 hodnot O-C z let 1990-2002¹⁴ a sestaven O-C diagram (obrázek 24). I když zde není na první pohled patrný jakýkoliv řád, při hledání frekvencí v tomto souboru dat byla Periodem04 odhalena frekvence $f = (0,01736 \pm 0,00002) \text{ d}^{-1}$ která odpovídá periodě 57,60369 dne. Tedy i tímto způsobem byla potvrzena Blažkova perioda 57,5 dne.

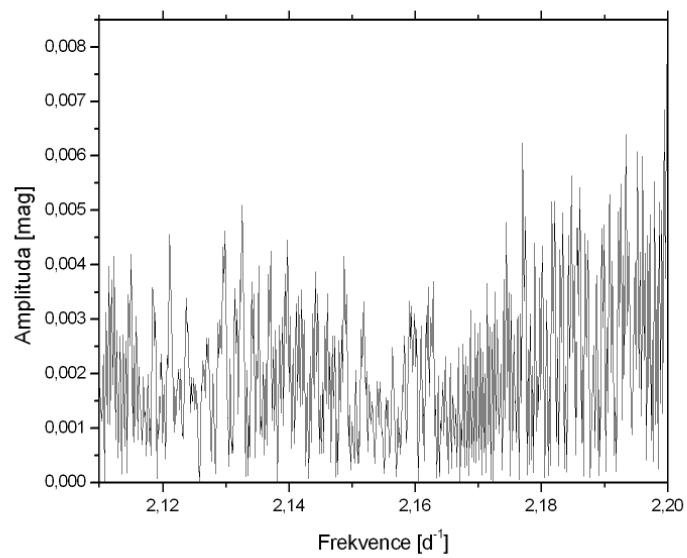
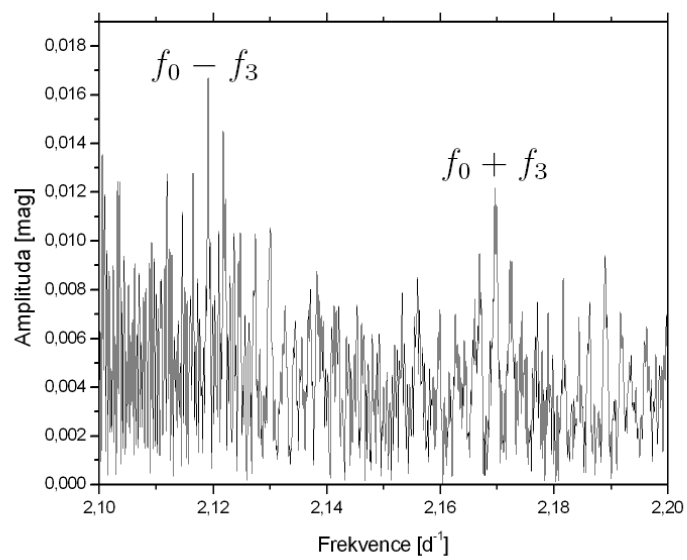


Obrázek 24: Závislost hodnot O-C maxim XZ Cygni v letech 1990-2002.

¹⁴Od roku 1990 se její perioda konstantní.



Obrázek 25: Celkové frekvenční spektrum dat XZ Cygni a bez násobků základní frekvence.



Obrázek 26: Frekvenční spektra po odečtu Blažkovy a terciární frekvence.

Na obrázcích 25 a 26 jsou frekvenční spektra v jednotlivých krocích při dolování frekvencí z třináctitisícového souboru dat. Na prvním z nich nahoře jsou opět krásně vidět f_0 , její násobky a denní aliasy a , tedy falešné periody s rozestupem jednoho dne. Spodní ukazuje spektrum v okolí základní frekvence po odečtení kf_0 . Jsou zde vidět dva symetrické vrcholy okolo f_0 s hodnotou přibližně $2,143 \text{ d}^{-1}$.

Horní spektrum z obrázku 26 ukazuje dva symetrické vrcholy odpovídající $f_0 \pm f_3$. Konečně na spodním obrázku je spektrum po odečtení jak násobků základní frekvence, tak Blažkovy frekvence i frekvencí souvisejících s terciární periodou. Jsou zde sice viditelné nějaké vrcholy, ovšem je nutné si uvědomit, že už jsme hluboko pod nejistotami měření.

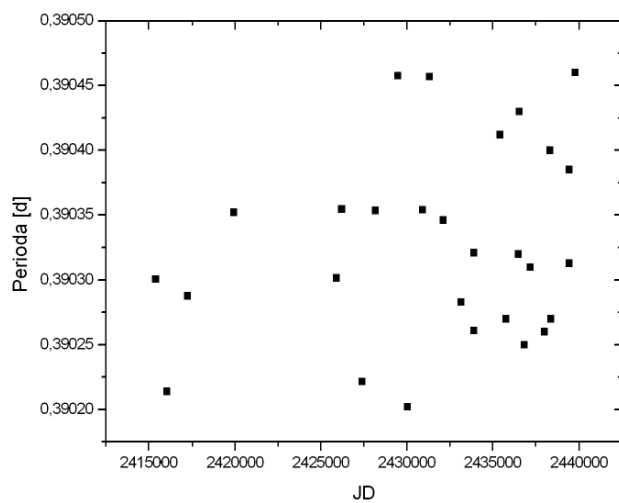
4.5 RU Piscium

U této hvězdy dochází ke změnám základní periody. Určení Blažkovy periody, potažmo potvrzení přítomnosti Blažkova jevu je tak velice problematické. Na MUO nebyl bohužel získán dostatek dat v dostatečném časovém rozpětí. Existují sice data z družice HIPPARCOS a z přehlídek ASAS a Pi of the Sky, která jsou ale díky jejich malé hustotě naprosto nevyhovující pro sledování změn souvisejících s Blažkovým jevem.

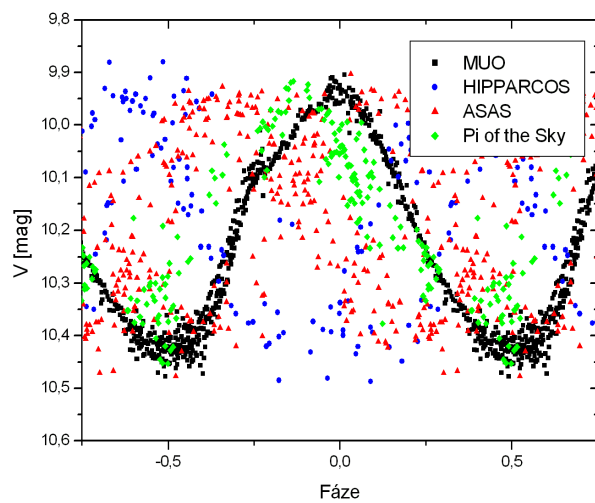
Z těchto řídkých dat je také nemyslitelné popsát, jak se měnila základní perioda v jednotlivých letech. Celkový, na první pohled náhodný, vývoj periody této hvězdy je na obrázku 27 (data z Le Borgne (2008)).

Není také jasné, zda se perioda mění kontinuálně, nebo skokově. Zřejmě asi jediné kvalitní dlouhodobější pozorování této hvězdy pochází ze začátku 60. let (1961-1964), kdy bylo získáno přes 4000 měření fotometrem (Tremko, 1964). Už během tohoto krátkého období se perioda měnila. V této práci byla také určena Blažkova perioda na 28,8 dne. Ovšem deklarované změny světelné křivky v této práci jsou na hranici přesnosti měření. Vzhledem k proměnnosti základní periody je těžké určit, jestli je u této hvězdy skutečně přítomen Blažkův jev.

Z výše popsaných důvodů byla u RU Psc na základě dat získaných na MUO určena pouze základní perioda $P_0 = (0,3903220 \pm 0,0000020) \text{ d}$ a základní maximum ($M_0 = 2455098,5570 \pm 0,0001$). Fázová křivka je na obrázku 28. Je vidět, že perioda se skutečně rapidně mění. Hledání Blažkovy periody bylo tedy neúspěšné. Ke kvalitnímu popisu chování této hvězdy je evidentně nutná dlouhá časová řada pozorování s hustě pokrytou světelnou křivkou.



Obrázek 27: Změny periody RU Psc.



Obrázek 28: Fázový diagram RU Psc.

ZÁVĚR A DISKUZE VÝSLEDKŮ

Jak se ukázalo, je studium Blažkova jevu velice náročné na dlouhodobá, kvalitní a hustá pozorování daných objektů. Ne vždy jsou takováto měření k dispozici, což bylo klíčové při studiu RU Psc, kde nebyla možnost zjistit cokoliv o chování hvězdy v souvislosti s Blažkovým jevem.

Výsledkem této práce jsou hodnoty základní periody a základního maxima u všech tří zkoumaných hvězd, Blažkovy periody u TV Boo a XZ Cyg a u poslední jmenované také terciární periody P_3 .

Objekt	P_0 [d]	M_0 [JD _{hel}]	P_B [d]	P_3 [d]
TV Boo	0,3125606(±2)	2447870,2296(±1)	9,7386801(±53)	-
XZ Cyg	0,4665985(±1)	2455084,7846(±1)	57,509935(±45)	41,603741(±44)
RU Psc	0,3903220(±20)	2455098,5570(±1)	-	-

Tabulka 9: Tabulka získaných hodnot.

Vybrané hvězdy byly v roce 2009 monitorovány dalekohledem o průměru 0,62 m Masarykovy Univerzity na Kraví hoře v Brně. Získaná data byla následně nakalibrována na standardní fotometrický systém a také složena s dostupnými daty z různých přehlídek a družic.

Všechny hodnoty uvedené v tabulce 9 jsou ve velmi dobré shodě s publikovanými daty. P_0 u TV Boo je v úplné shodě s hodnotou v Samus et al. (2009). Nalezená Blažkova perioda této hvězdy potvrzuje desetidenní periodu uvedenou ve Wilse et al. (2006). Na základě přítomnosti pouze pravého vrcholu u kf_0 ve frekvenčním spektru byla TV Boo klasifikována jako typ RR- ν 1.

XZ Cygni vykazuje kromě Blažkovy periody ještě další periodu, označnou jako terciární (P_3). Ta zřejmě souvisí s dlouhodobou změnou Blažkovy periody popsanou v LaCluyzé et al. (2004). Jak bylo zjištěno ve zmíněné práci, Blažkova perioda je také proměnná. Kolísá mezi 57,4 a 58,5 dne.

V blízkosti horní hranice tohoto intervalu není terciární perioda pozorovatelná. Hodnoty period nalezené u XZ Cygni všechny naprosto souhlasí s hodnotami v práci LaCluyzé et al. (2004) ($P_0 = 0,466598$ d, $P_B = 57,5$ d, $P_3 = 41,6$ d). XZ Cygni byla na základě analýzy frekvenčního spektra klasifikována jako typ RR-BL.

Nezdarem bohužel skončilo studium RU Psc. Díky nedostatku vlastních dat a nevyhovujícím dostupným datům cizím nebylo možné zjistit cokoliv o chování této hvězdy v souvislosti se zkoumaným jevem. Dokonce nebylo možné ani popsat vývoj periody. Proto byla u této hvězdy určena pouze aktuální základní perioda, která spadá do intervalu period uváděných v tabulce 2.

RU Psc si do budoucna určitě zaslouží velkou pozornost. Proto v současnosti existuje pozorovací kampaň zacílená na tuto hvězdu například v Groupe Européen d'Observation Stellaire (<http://geos.webs.upv.es/>). Bude také nadále sledována dalekohledem MUO.

Vzhledem k nedostatečné kvalitě dat není možné na základě předkládané analýzy rozhodnout ve prospěch kteréhokoliv modelu v současné době uvažovaného jako možného vysvětlení Blažkova jevu. U XZ Cyg byl sice pozorován frekvenční triplet, což by svědčilo pro model neradiálního rezonančního rotátoru (NRRP). Není ovšem jisté, že pokud by byla k dispozici kvalitnější a přesnější data, nebyl by odhalen kvintuplet.

Literatura

- Alcock, C. et. al 2003, AJ, 598, 597
- Bailey, S.I., Pickering, E.C. 1902, AnHar, 38, 1
- Bailey, S. I. 1913, AnHar, 78, 1
- Baker, N., Kippenhahn, R. 1962, ZA, 54, 114
- Baldwin, M. E., Samolyk, G. 2003,
www.aavso.org/observing/programs/rrlyrae/xzcyg.asc
- Benson, P. 1993, *CCD Transformation Coefficients*,
<http://www.aavso.org/observing/programs/ccd/ccdcoef.shtml>
- Blažko, S. N. 1907, Astron. Nachr. 175, 325
- Bono, G., Stellingwerf, R. F. 1994, ApJS, 93, 233
- Buonanno, R. et al. 1994, A & A, 290, 69
- Butler, D. 1975, ApJ, 200, 68
- Carroll, B. W., Ostie, D. A. 2007, *An introduction to modern astrophysics*,
Pearson education, Inc., San Francisco
- Ceraski, L. 1905, AN, 168, 323
- Chadid, M. et al. 2004, A & A, 413, 1087
- Christy, R. F. 1966, ApJ, 144, 108
- Cox, J. P. 1963, ApJ, 138, 487
- Cox, A. N., King D. S., Hodson S. W. 1980, ApJ, 236, 219
- Demers, S., Wehlau A. 1977, AJ, 82, 620
- De Oliveira, C. M., Nemec, J. M. 1988, PASP, 110, 271

- Dziembowski, W. A., Mizerski, T. 2004, *AcA*, 54, 364
- Eddington, A. 1926, *The Internal Constitution of the stars*, Cambridge university press, Cambridge
- Gutnick, P., Prager, R. 1926, *AN*, 228, 353
- Hobart, M. A. et al. 1998, *ASPC*, 135, 190
- Hroch, F. 2009, *Apraktik*, ÚTFA PřF MU, Brno. [Skriptá]
- Iben, I. 1971, *PASP*, 83, 697
- Kapteyn, J. C., van Rhijn P. J. 1922, *BAN*, 1, 37
- King, D. S., Cox, J. P. 1968, *PASP*, 80, 365
- Kolenberg, K., et al. 2003, *ASPC*, 292, 117
- Kolenberg, K. 2004, *IAUS*, 224, 367
- Kolenberg, K. 2008, *JPhCS*, 118, 2060
- Kolenberg, K., Tsantillas S. 2008, *CoAst*, 157, 52
- Kolenberg, K. 2008,
<http://www.univie.ac.at/tops/blazhko/Blazhkolist.html>
- Kolenberg, K., Guggenberger, E., Medupe, T., et al. 2009, *MNRAS*, 296, 263
- Kolenberg, K., Bagnulo, S. 2009, *A & A* 498, 543
- Kolenberg K., Gazeas K., et al. 2010, *CoAst*, (in prep.)
- Kovács, G. 2009, *AIPC*, 1170, 261
- Kurtz, D. W., 2006, *ASCP*, 349, 101
- Kleczek, J. 2002, *Velká encyklopedie vesmíru*, Academia, Praha
- Landolt, A. U., 1992, *AJ*, 104, 340
- Layden, A. C. et al. 1996, *AJ*, 112, 2110

- LaCluyzé, A. et al. 2004, AJ, 127, 1653
- Leavitt, H. 1923, Har. Bull., 790
- Le Borgne, J-F. 2008, *RR Lyrae stars: the GEOS maxima database*,
<http://dbrr.ast.obs-mip.fr/>
- Lenz, P., Breger, M.,
<http://www.univie.ac.at/tops/Period04/>
- Liu, T., Janes, K. A. 1989, ApJS, 69, 593
- Maciewski, G.,
<http://www.astr.uni.torun.pl/gm/software.html>
- Mennessier, M. O., Colomé, J. 2002, A & A 390, 173
- Mikulášek, Z., Krčička, J. 2005, *Základy fyziky hvězd*, ÚTFA PřF MU, Brno.
[Skripta]
- Moro, D., Munari, U. 2000 *ADPS: The Asiago Database on Photometric Systems*,
<http://ulisse.pd.astro.it/Astro/ADPS/>
- Moskalik, P., Poretti, E. 2002, ASPC 259, 392
- Motl, D.,
<http://sourceforge.net/projects/c-munipack/files/C-Munipack1.1Stable/>
- Peña, J. H. et al. 2008, CoAst, 157, 257
- Peña, J. H. et al. 2009, RMAA, 49, 191
- Pickering, E. C., Bailey, S. I. 1895, ApJ, 2, 32
- Pickering, E. C. 1901, AN, 154, 425
- Preston, G. W. 1959, ApJ, 130, 507
- Ritter, A: Ann. Phys. Chem. Neue Folge, 8, 157, 1879
- Samus, N. N. et al. 2009, <http://www.sai.msu.su/groups/cluster/gcvs/gcvs/>
- Sandage, A. 1993, AJ, 106, 687
- Sandage, A. 2006, MNRAS, 409

- Sandage, A. 2006, AJ, 131, 1750
- Schwarzschild, M. 1940, HarCi, 437, 1
- Schwarzenberg-Czerny, A. 1996, ApJ, 460, 107
- Shapley, H. 1914, PASP, 40, 448
- Shibahashi, H., Takata, M. 1995, ASPC, 83, 42
- Silbermann, S. H., Smith, H. A. 1995, 110, 704
- Skarka, M. 2008, *Bakalářská práce*, MU
- Smith, H. A. 1981, PASP, 93, 721
- Smith, H. A. 1995, *RR Lyrae stars*, Cambridge university press, Cambridge
- Soszyński, I. et al. 2008, AcA, 58, 163
- Sódor, Á., Jurcsik, J., Szeidl, B. 2008, MNRAS, 394, 261
- Storm, J. 2006, SAI., 77, 188
- Stothers, R. B. 2006, AJ, 652, 643
- Suntzeff, N. B., Kinman, T. D., Kraft, R. P. 1991, ApJ, 367, 528
- Tremko, J. 1964, CoKon, 55, 1T
- Bohm-Vitense, E. 1989, 1989iue. .prop.3380B
- Wils, P. et al. 2006, MNRAS, 368
- Wils, P. 2008, PZ, 1, 28
- Zejda, M. a kol. 1994, *Pozorování proměnných hvězd I*, Hvězdárna a planetárium Mikuláše Koperníka v Brně, Brno
- Zhevakin, S. A. 1953, Russ. Astron. J., 30, 161

PŘÍLOHA A.

PŘÍLOHY

Id	V[mag]	σ_V	B-V[mag]	σ_{B-V}	V-R[mag]	σ_{V-R}
K	10,54	0,0018	0,202	0,0009	0,109	0,001
A	9,54	0,0014	-0,004	0,0004	0,009	0,0007
F	12,27	0,002	0,157	0,0014	0,08	0,0016
L	13,39	0,0037	0,968	0,0048	0,575	0,0033
B	11,93	0,0016	1,356	0,0018	0,723	0,0018
C	13,07	0,0032	1,146	0,0041	0,683	0,0015
D	13,75	0,0039	0,632	0,0039	0,366	0,0017
E	11,95	0,003	0,463	0,0021	0,29	0,0024
G	12,75	0,0033	0,293	0,0024	0,158	0,0037
H	12,73	0,0034	0,164	0,0028	0,091	0,0042
J	10,03	0,0015	1,180	0,0008	0,615	0,0011

Tabulka 10: Hvězdné velikosti použitých hvězd kalibračního pole

JD _{hel}	V[mag]	σ_V	JD _{hel}	V[mag]	σ_V	JD _{hel}	V[mag]	σ_V
2454921,51142	11,096	0,025	2454943,57350	10,828	0,023	2454954,49409	10,762	0,023
2454921,51280	11,096	0,025	2454943,57509	10,827	0,023	2454954,49570	10,768	0,023
2454921,51417	11,091	0,025	2454943,57669	10,831	0,023	2454954,49731	10,776	0,023
2454921,51555	11,087	0,025	2454943,57992	10,843	0,023	2454954,49889	10,780	0,023
2454921,51693	11,079	0,025	2454943,58152	10,846	0,023	2454954,50050	10,780	0,023

Tabulka 11: Hvězdné velikosti TV Boo získané na MUO

Tabulka pokračuje na příloženém CD v souboru TVBoo.pdf.

JD _{hel}	V[mag]	σ_V	JD _{hel}	V[mag]	σ_V	JD _{hel}	V[mag]	σ_V
2455083,31953	9,670	0,027	2455082,36311	9,882	0,027	2455082,51050	9,236	0,027
2455083,32081	9,655	0,027	2455082,36439	9,859	0,027	2455082,51155	9,242	0,027
2455083,32209	9,634	0,027	2455082,36568	9,858	0,027	2455082,51260	9,248	0,027
2455083,32466	9,602	0,027	2455082,36697	9,854	0,027	2455082,51365	9,257	0,027
2455083,32740	9,552	0,027	2455082,36827	9,849	0,027	2455082,51470	9,259	0,027

Tabulka 12: Hvězdné velikosti XZ Cyg získané na MUO

Pokračování tabulky je na příloženém CD v souboru XZCyg.pdf.

JD _{hel}	V[mag]	σ_V	JD _{hel}	V[mag]	σ_V	JD _{hel}	V[mag]	σ_V
2455097,45630	9,766	0,032	2455082,62177	9,709	0,033	2455098,43338	9,873	0,032
2455097,45770	9,766	0,032	2455082,62455	9,754	0,033	2455098,43477	9,849	0,032
2455097,45909	9,767	0,032	2455082,63015	9,771	0,033	2455098,43615	9,86	0,032
2455097,46049	9,764	0,032	2455082,63295	9,787	0,033	2455098,43753	9,897	0,032
2455097,46187	9,776	0,032	2455082,63574	9,793	0,033	2455098,43890	9,815	0,032

Tabulka 13: Hvězdné velikosti RU Psc získané na MUO

Tabulka pokračuje na příloženém CD v souboru RUPsc.pdf