

PERSEUS



Věstník Sekce proměnných hvězd a exoplanet ČAS

Ročník 20

4/2010



Vážení čtenáři,

Poslední číslo roku 2010 nám přináší článek od našeho zahraničního zpravodaje z Arizony Ondřeje Pejchy a jeho výzkumu černých děr. Marek Skarka vzpomíná na jednu skupinu proměnných hvězd. Možná se také podařilo vyřešit otázku kolem klasických cefeid a Petr Zasche vysvětlí, co se možná stalo v systému V505 Sagitarii. Článek o techneciu má navodit případnou diskusi, zda je možné něco podobného pozorovat i u mirid. Nové pohledy na supernovy typu IB/C se dozvíte z krátké zprávy. Nezapoměli jsme ani na rubriku informací z internetu pro pozorovatele a opět Marek Skarka připomene svůj pohled na listopadovou konferenci.

Nějakou pořádnou supernovu přeje

Ladislav Šmelcer

PERSEUS

Časopis pro pozorovatele proměnných hvězd

**Vydává Sekce proměnných hvězd a exoplanet
České astronomické společnosti**

Na obálce: Pohled na 2.4m teleskop observatoře MDM (vpravo vpředu), 12m milimetrový teleskop (vlevo vpředu, za ním v zákrytu 25m radioteleskop VLBA) a velké množství teleskopů na Kitt Peak (v pozadí). MDM 1.3m teleskop se nachází vlevo mimo záběr.

obsah

Měření hmotností černých děr v Arizoně.....	4
<i>Ondřej Pejcha</i>	
Století pozorování RR Lyr.....	9
<i>Marek Skarka</i>	
Dynamická hmotnost klasické cefeidy v zákrytovém dvojhvězdném systému.....	13
<i>G. Pietrzynski, překlad L. Šmelcer</i>	
Stále záhadnější V505 Sagitarii.....	18
<i>Petr Zasche</i>	
Hledání technicia u polopravidelných hvězd.....	22
<i>T. Lebzelter, překlad L. Šmelcer</i>	
Supernovy typu IB/C ve dvojhvězdných systémech - vývoj a vlastnosti prognitorů.....	31
<i>S.C. Yoon, překlad L. Šmelcer</i>	
Aby nezapadlo z internetu	32
Konference očima "neustranného" účastníka.....	34
<i>Marek Skarka</i>	

Měření hmotností černých děr v Arizoně

Measuring black hole masses in Arizona

Ondřej Pejcha

Abstrakt: Článek stručně shrnuje některé aspekty společného vývoje supermasivních černých děr a galaxií. Popsána je metoda měření hmotnosti černých děr zvaná reverberation mapping. Shrnuty jsou i zázitky z pozorování na observatoři MDM při kampani využívající právě reverberation mapping.

Abstract: The article describes several aspects of co-evolution of supermassive black holes and their parent galaxies. Specifically, the correlation between the mass of the central black hole and the velocity dispersion of bulge stars is mentioned. A technique to measure masses of black holes called reverberation mapping is described. Some experiences from observing for the reverberation mapping campaign are given.

Měření hmotností černých děr

Podle současných poznatků se zdá, že všechny hmotné galaxie mají ve svém středu superhmotnou černou díru. Co je ale důležitější, ukazuje se totiž, že formování galaxií, tvorba hvězd v nich a růst černé díry v jejich centru jsou spolu těsně svázány. Nejlépe to ilustruje pozorovaná korelace mezi hmotností černé díry v centru a rychlostí pohybu hvězd ve výdutí obklopující černou díru (tzv. M_{\bullet} - σ závislost). Na první pohled to není nic pozoruhodného – podle Keplerových zákonů bychom očekávali, že objekty na oběžných drahách v dané vzdálenosti se budou v silnějším gravitačním poli pohybovat rychleji. Detailnější úvaha ale ukazuje, že hmotnost hvězd ve výdutí je mnohem větší než hmotnost centrální černé díry, která tak ovlivňuje svou gravitací své pouze velmi malé okolí.

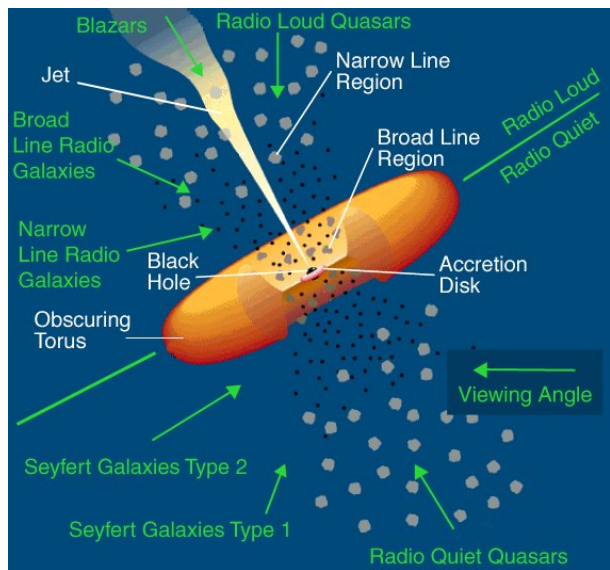
To znamená, že tato korelace je výsledkem nějakého obecného vývojového jevu, který svazuje růst hmotnosti černé díry a tvorbu hvězd v galaktické výdutí. Hmotnost černé díry se zvyšuje akrecí plynu a prachu (a někdy i hvězd). Tyto objekty mají větší vůči centrální černé díře nezanedbatelný moment hybnosti a k akreci tak dochází pomocí akrečního disku, který většinu materiálu momentu hybnosti zbaví. Při pádu na černou díru ale uvolňuje plyn svou potenciální energii, silně se zahřívá a vyzářuje v celém spektru vlnových délek. Někdy se může vytvořit i výtrysk podél osy rotace černé díry. Takové objekty obecně nazýváme aktivní galaktická jádra (AGN) a patří mezi ně i extrémní kvazary, jejichž svítivost převyšuje svítivost celé galaxie. U značné části galaxií (včetně naší Galaxie) ale centrální černá díra není příliš aktivní, což značí, že doba života kvazarů a AGN je obecně velmi krátká.

Záření z AGN interaguje s plynem a prachem, který na centrální černou díru padá. Plyn je zahříván a je mu dodávána hybnost směrem od černé díry. Intenzita záření z disku kolem černé díry je úměrná její hmotnosti. Lze si tak snadno představit, že v jistém okamžiku už je záření z centra natolik silné, že plyn a prach je vytlačen do větší vzdálenosti a přestane dopadat na černou díru, která se tak sama odřízla od zdroje „potravý“. Tento okamžik určuje finální hmotnost černé díry. Během celého tohoto procesu dochází v plynu a prachu k tvorbě hvězd, které následně utvoří galaktickou výduť. Ve stejný okamžik, kdy je dopadající plyn odfouknut pryč, se tak zastaví nejen růst hmotnosti černé díry, ale dojde i k ukončení tvorby hvězd ve výduť. Hmotnosti černé díry a galaktické výduťi (měřené pomocí rozptylu rychlostí hvězd) jsou tak svázané.

Tato teorie má ovšem mnoho problémů. Proto bylo nedávno publikováno vysvětlení $M_{\bullet}-\sigma$ korelace čistě na základě statistických principů. Galaxie jako celek se formují akrecí a pohlcováním malých satelitních galaxií (proto v jistém smyslu mají hvězdy v halu Galaxie extragalaktický původ; hvězdy v disku Galaxie vznikly už v naší Galaxii).

Každá taková trpasličí galaxie je uvězněna v malém halu temné hmoty a má ve svém středu černou díru (to je však zatím pouze dobře motivovaná teoretická spekulace). Jednoduše řečeno, tyto malé černé díry se spojují s černou dírou uprostřed velké galaxie a z plynu a prachu v trpasličích galaxiích se tvoří galaktická výduť. Galaktická výduť a centrální černá díra tak rostou společně. Pozorovaná korelace je pak výsledkem sčítání velkého množství víceméně náhodných čísel (v podstatě centrální limitní teorém). Tato problematika je v současnosti velmi aktivním směrem výzkumu.

Jak se ale vůbec hmotnosti černých děr měří? Přímé měření sledováním pohybů jednotlivých hvězd je možné pouze v naší

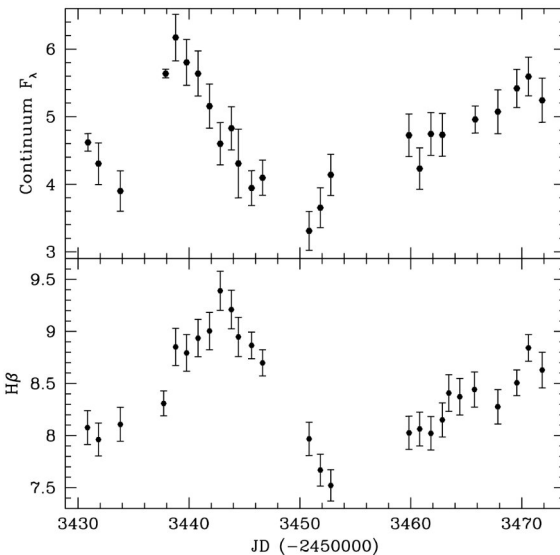


Obrázek 1: Schema struktury aktivního galaktického jádra. Bílé popisky označují jednotlivé složky objektu, zelené šipky pak fenomenologickou klasifikaci v závislosti na úhlu pohledu. Pro reverberation mapping jsou vhodné Seyfertovy objekty typu 1, u kterých je pozorovatelná oblast širokých čar (Broad Line Region). Převzato od NASA.

Figure 1: Structure of an active galactic nucleus. Credit: NASA.

Galaxii a několika málo nejbližších galaxiích. Měření poloh maseru obíhajícího černou díru je možné též jen u velmi malého počtu blízkých galaxií, které pro toto měření vykazují vhodné podmínky. Proto je velmi užitečnou technikou umožňující s malým množstvím volných parametrů změřit hmotnost téměř jakékoliv aktivní černé díry tzv. reverberation mapping. Před popisem této metody se ale nejprve podrobněji seznámíme se strukturou AGN.

Podle současné teorie jsou všechny fenomenologické projevy AGN pouze důsledkem různého úhlu mezi pozorovatelem a osou rotace černé díry. Obrázek 1 ukazuje typickou strukturu AGN. Kolem černé díry je akreční disk vyzařující spojité spektrum elektromagnetického záření (kontinuum). Chuchvalce hmoty vyplňující víceméně celé blízké okolí akrečního disku se nazývají oblast širokých čar (Broad Line Region – BLR), která se projevuje širokými emisními čarami především Balmerovy série v optické oblasti. Podél osy rotace černé díry může vytryskávat jet, jehož přítomnost indikuje zvýšená svítivost v radiové oblasti. Ve větší vzdálenosti od černé díry se pak nachází oblast relativně řídkého plynu nazývaná oblast úzkých čar (Narrow Line Region), která se projevuje úzkými emisními čarami především [O III] v optické oblasti. V systému se nachází rovněž prachový torus, který je pro světlo neprůhledný a který při některých úhlech pohledu může blokovat záření z BLR.



Obrázek 2: Světelná křivka NGC 4593 v kontinuu a čáře H β), která ukazuje jejich vzájemný časový posuv použitý k měření hmotnosti černé díry. Převzato s povolením od Denney a kol. (2006).

Figure 2: Light curve of NGC 4593 in the continuum and in H β) line showing their mutual time shift, which can be used to infer the mass of the black hole. From Denney et al. (2006), used with permission.

Z podrobnějších výzkumů se ukazuje, že oběžným pohybům plynu v oblasti BLR plně vládne černá díra v centru a že trajektorie chuchvalců plynu jsou plně virializované – to znamená, že neexistují žádné preferenční směry pohybu a gravitační potenciální energie GM_{\bullet}/R je přibližně rovna čtverci rozptylu rychlostí $(\Delta v)^2$. Ukazuje se rovněž, že plyn v BLR pohlcuje a reprocesuje záření z akrečního disku kolem černé díry. Jakákoliv změna ve svítivosti černé díry

(kontinuum) se tak projeví i ve změně svítivosti plynu v BLR (široké emisní čáry). Světlo ale cestuje konečnou rychlostí, a tak je možné pozorovat časové zpoždění τ světelné křivky širokých emisních čar (světlo musí nejprve k BLR a pak k pozorovateli) vůči světelné křivce kontinua (světlo letí přímo k pozorovateli). Toto časové zpoždění je přímo úměrné vzdálenosti BLR od centrální černé díry, $R=c\tau$, kde c je rychlost světla. Dosazením do rovnice viriálového teorému nastíněné výše dostáváme vztah pro hmotnost černé díry

$$M_{\bullet} = fc\tau(\Delta v)^2/G$$

kteřý závisí pouze na pozorovaném časovém zpoždění a šířce širokých emisních čar Δv , která jde též změřit ze spektra. Parametr f závisí na struktuře, sklonu a kinematice BLR a je přibližně roven 1.

Výše uvedená rovnice představuje jasný návod, jak změřit hmotnost černé díry. Stačí pořídit hustou řadu spekter trvajících dostatečně dlouhou dobu, aby došlo k nějakým signifikantním změnám jasnosti AGN. Sestrojí se světelné křivky v kontinuu a v širokých emisních čarách (nejčastěji H β). Spočítá se jejich vzájemný časový posuv (nejčastěji pomocí kroskorelační analýzy), který typicky dosahuje desítek až stovek dnů. Změřený časový posuv a šířka čar pak už rychle vedou k hmotnosti černé díry. Na Obrázku 2 je ukázka takovýchto dvou světelných křivek se vzájemným časovým posunem.

V Arizoně

A jak takové měření v praxi vypadá? Vzhledem k typickým délkám časového posuvu a škálám proměnnosti AGN je potřeba získat měření každý den po dobu několika měsíců. Pozorovací kampaň, které jsem se zúčastnil, organizuje profesor Bradley Peterson z Ohio State University a využívá především téměř 6 měsíců pozorovacího času na 1.3m teleskopu na observatoři MDM na Kitt Peaku v Arizoně, ale i spolupráci s dalšími observatořemi po světě. Délka kampaně vyžaduje zapojení velkého množství pozorovatelů, kteří se střídají přibližně po týdnu. Já jsem pozoroval týden v říjnu a týden v listopadu během Dikuvzdání, kdy se množství dostupných pozorovatelů rapidně snížilo.

Jak takový týden pozorování typicky vypadá? Doprava je výhradně letecká, protože observatoř je od mého působiště v Columbusu vzdálena téměř 3000 km. V den odletu si v brzkých ranních hodinách objednáme taxi na letiště (v Columbusu MHD na letiště téměř nejedí) a projdu odbavením. Přímý let mezi Columbusem a Tucsonem, nejbližším větším městem ke Kitt Peaku, neexistuje, takže mě čeká přestup typicky v Dallasu, Denveru nebo Phoenixu. Do Tucsonu dorazím krátce po obědě (časový posuv vůči východnímu pobřeží je buď dvě nebo tři hodiny, protože v Arizoně se nezavádí letní čas) a pomocí taxi se dopravím na zaměstnanecké parkoviště National Optical Astronomical Observatory (NOAO) – státní instituci vlastníci dalekohledy přístupné veškeré astronomické komunitě. NOAO sídlí v kampusu University of Arizona hned naproti

obrovskému astronomickému oddělení a Lunar and Planetary Laboratory. Na parkovišti na mě čeká auto, cestou nakoupím nějaké potraviny a vydám se po Ajo highway na západ. Asi po 40 milích odbočím z hlavní cesty na příjezdovou cestu na Kitt Peak a po dalších deseti milích stoupání a serpentin dorazím na MDM

Observatoř MDM patří konsorciu univerzit Ohio State, Michigan, Dartmouth, Columbia a Ohio University, a provozuje 1.3m a 2.4m dalekohled. Observatoř má tři stálé zaměstnance, kteří se starají o nutnou údržbu. Nejsou k dispozici žádní noční asistenti, ale i tak velký dalekohled jako 2.4m může téměř každý po krátkém zaškolení ovládat samostatně. MDM je tak jedna z nejlevnějších observatoří co se týče provozních nákladů. Co se týče přístrojového vybavení, tak je k dispozici mnoho přístrojů pro přímé zobrazování v optické oblasti, tři optické spektrografy, a jeden zobrazovač a spektrograf v blízké infračervené oblasti. Novinkou je přístroj OSMOS (Ohio State Multi-Object Spectrograph), který integruje možnosti zobrazování a spektrografu s různými hranoly, mřížkami a dokonce maskou šterbin, která umožňuje pořizování spekter mnoha objektů najednou. Všechny módy lze rychle z pohodlí řídicí místnosti měnit v průběhu jedné noci. K zobrazování se používá čip 4kx4k pixelů, k němuž v blízké budoucnosti přibude sourozenec o stejné velikosti, ale optimalizovaný pro červenou oblast spektra (až k 1100nm – tzv. deep depletion CCD).

Život pozorovatele na MDM je velice klidný až samotářský. Je možno spatřit různou zvířenu od srnek, králíků, kojetů až po ještěrky, krkavce a jiné ptáky. Jisté (ač do jisté míry hypotetické) nebezpečí pro život pozorovatele představují chřestýši, pumy a štíři. První dva jsem ještě neviděl, ale štíra už jsem na chodbě observatoře potkal. Pochtivě před každým použitím také kontroluju postel a boty, protože štíři se rádi uchylují do tepla. Pro odhánění divoké zvěře je observatoř vybavena trojkou železem (golfová hůl). Vzhledem k naprosté odlehlosti se na observatoři nic nezamýká a ani příslušné klíče nejsou běžně k dispozici. To prý kdysi v minulosti způsobilo jisté problémy, když bylo vydáno varování ohledně nebezpečných ilegálních imigrantů potulujících se v okolí, kdy bylo třeba observatoř zamknout.

Pozorování pro reverberation campaign je velice jednoduché. Začíná se v pozdním odpolední, kdy se na testovacím snímku zkontroluje zaostření spektrografu, a spustí se skript, který pořídí snímky srovnávacích lamp, flatfieldy a biasy. V průběhu jeho trvání obvykle jedu do jídelny na Kitt Peak na večeři a na krátkou diskusi se zdejšími astronomy, někdy i slovutných jmen. Po návratu doplním do spektrografu tekutý dusík, otevřu kopuli a mohu začít pozorovat. Během noci se pozoruje postupně asi 7 AGN, pro každé přibližně 4 snímky po 1200 sekundách. Na začátku, uprostřed, a na konci noci se pořídí spektrum standardní hvězdy pro fotometrickou kalibraci. Používá se nezvykle široká šterbina 5", protože AGN sídlí v galaxii a je třeba dostatečně přesně odečíst její příspěvek. V průběhu pozorování je třeba dávat pozor na zaostření (i když pro tak širokou šterbinu to není tak důležité) a počasí, protože oblačnost, vysoká vlhkost nebo silný vítr znamenají okamžité zavření kopule. Ráno se opět spustí skript na kalibrační snímky a doplní tekutý dusík. Správkyně kampaně Kate Grier si pak snímky sama stáh-

ne z kanceláře v Columbusu a zpracuje. I přes jednoduchost pozorování je třeba zajistit výcvik pozorovatelů a tak se jednotliví pozorovatelé překrývají po jeden až dva dny, během kterých ten předchozí vycvičí toho nového.

Cesta z observatoře zpátky do Columbusu je inverzní k cestě na MDM až na malé zpestření v podobě silniční kontroly americké pohraniční stráže. Silnice mezi Tucsonem a Ajo totiž vede velmi blízko mexické hranice a všechna auta jsou zkontrolována, jestli nevezou nelegální imigranty (občas jsou kolem silnice k zahlédnutí podezřelá stopující individua). Kontrola je většinou rychlá, ale spolužáci z Chile, jejichž angličtina má španělský přízvuk, většinou bývají zdrženi na delší dobu.

Literatura / References:

Denney, K., et al. 2006, ApJ, 653, 152, <http://adsabs.harvard.edu/abs/2006ApJ...653..152D>
 or <http://arxiv.org/abs/astro-ph/0608406> Jak vypadá černá díra v centru Mléčné dráhy

Století poznávání RR Lyrae

Marek Skarka

volně podle http://www.aavso.org/vsots_rrlyr

Abstrakt: RR Lyrae je známa něco málo přes sto let, ale zdaleka nám ještě neodhalila všechna svá tajemství. Cílem následujících řádků je poskytnout základní přehled, jak se vyvíjely znalosti o této zajímavé hvězdě.

Astract: RR Lyrae is known for little more than a hundred years, but we have not revealed all its secrets. The aim of these lines is to provide a basic overview of the evolution of knowledge about this interesting star.

V září 2010 se stala hvězda RR Lyrae „Variable star of the season“ Americké asociace pozorovatelů proměnných hvězd (AAVSO) a jistě se tak nestalo náhodou. Tato hvězda tvoří prototyp velmi důležité třídy pulzujících hvězd, které měly zásadní vliv na astrofyziku 20. století. Ačkoliv není mnoho hvězd tohoto typu, které jsou pozorovatelné malými dalekohledy, samotná RR Lyrae nám to bohatě vynahradí - se svou jasností kolísající přibližně mezi 7 a 8 mag je dostupná již pro menší binokuláry. Současně je však i cílem větších dalekohledů a pozorovacích kampaní.

Koncem 19. století byla jedním z center výzkumu proměnných hvězd observatoř Harvardské Univerzity v USA, kde v té době působili takoví velikáni jako Edward

C. Pickering či Solon I. Bailey. První jmenovaný byl jejím dlouholetým ředitelem a se svým kolektivem tvořeným z velké části „výpočetním“ spolkem žen měl nezastupitelný vliv na vývoj stelární astronomie. Tento tým byl na přelomu 19. a 20. století velice aktivní a také plodný co se publikační činnosti týče. A to nejen v oblasti proměnných hvězd, nýbrž také v oboru hvězdné kartografie, fotometrie či výzkumu asteroidů. V jednom z jeho článků, krátkém spisku, popisuje Pickering novou, jednoduchou metodu studia proměnných hvězd, která spočívala v mnohonásobné expozici jedné fotografické desky. Po každé expozici se dalekohled trošku posunul, takže další expozice probíhala na fotografickém materiálu kousek vedle. Takto bylo možno z jediného snímku odhalit případnou proměnnost hvězd, u těch krátkoperiodických dokonce i odhadnout jejich periodu. Nový přístup znamenal mnohonásobné urychlení a ze-fektivnější práce.



Williamina Flemingová
Williamina Fleming

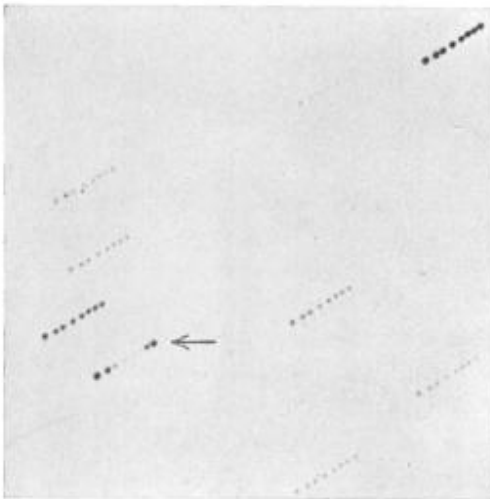
Konkrétně na desce z 13. července 1899 zabírající část souhvězdí Lyry byla objevena nová proměnná hvězda, která dostala označení RR Lyrae. Analýza provedená Pickeringovou zaměstnankyní Williaminou Flemingovou odhalila krátkoperiodickou proměnnou hvězdu s relativně velkou amplitudou změn. Velikost, charakter změn a délka periody něco málo přes půl dne nápadně připomínala typ proměnných hvězd objevený o pouhých několik let před tím, shodou okolností také Williaminou Flemingovou, v kulových hvězdokupách. To, že byla objevena „hvězdokupová proměnná“ v galaktickém poli a navíc takto jasná, bylo obrovským impulzem pro pozorování RR Lyrae i na dalších významných observatořích, zejména na Lickově observatoři a observatoři na Mt. Wilsonu v USA. Konečně tak bylo možno získat i spektroskopická pozorování a postihnout změny spektra během pulzačního cyklu. Dokonce byla zjištěna i přítomnost emisních spektrálních čar.

O několik málo let později, v roce 1916, podal Harlow Shapley ve svém článku o RR Lyrae jasný důkaz, že dvojhvězdná hypotéza cefeid, mezi které se v té době zahrnovaly i hvězdy RR Lyrae, není fyzikálně udržitelná. Jak fotometrická, tak spektroskopická data naznačovala, že hypotetická vzdálenost okolo sebe obíhajících hvězd by nebyla fyzikálně možná. Příliš malá vzdálenost složek dvojhvězdy a během nárůstu jasnosti i vý-

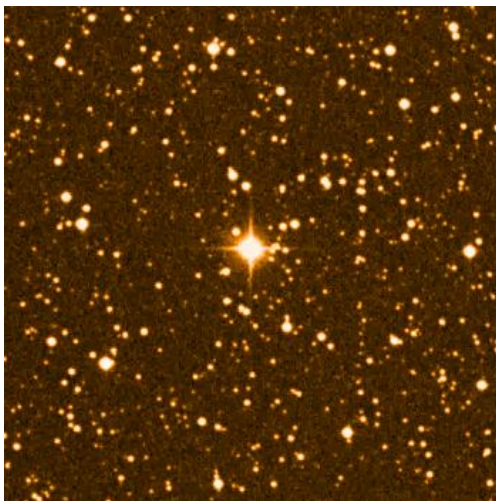
razně proměnné parametry hypotetické dráhy neznamenal zrovna dobrý model. Tak přišlo na svět vysvětlení světelných změn RR Lyrae pomocí pulzací. Shapley si rovněž všiml, že okamžik maxima a tvar světelné křivky se cyklicky mění s periodou přibližně 40 dní. Tento zajímavý úkaz byl později pojmenován Blažkův jev.

I přesto, že RR Lyrae nebyla první „hvězdokupovou proměnnou“ objevenou v galaktickém poli, stala se prototypem nové třídy proměnných hvězd. Dříve objevené U Leporis a S Arae totiž ani zdaleka nedosahují jasnosti RR Lyrae.

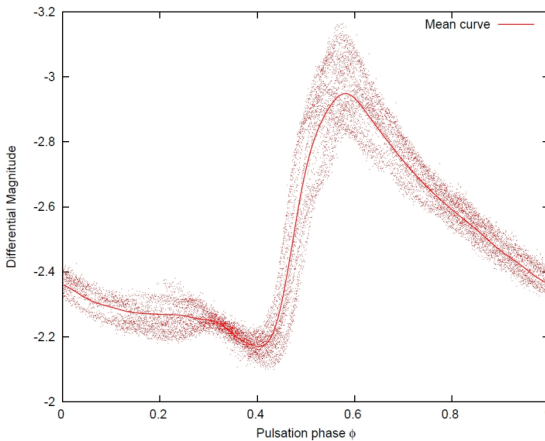
Jako ostatně všechny proměnné hvězdy, jsou samozřejmě i hvězdy typu RR Lyrae samy o sobě astrofyzikálně zajímavé. Mají ovšem i něco navíc - dají se jimi určovat vzdálenosti ve vesmíru. Dnes víme, že všechny mají přibližně stejnou absolutní hvězdnou velikost okolo 0,6 mag. Na toto zjištění si ovšem lidé ze začátku 20. století museli ještě nějaký ten rok počkat. V roce 1912 totiž odhalila Henrietta Swan Leawittová pozorováním cefeid v Malém Magellanově oblaku vztah mezi zářivým výkonem a periodou těchto hvězd. Jedná se o lineární závislost říkající, že čím delší má cefeida periodu, tím větší má zářivý výkon. Jelikož se v té době předpokládalo, že tento vztah platí pro všechny pulzující hvězdy obecně, dokonce i pro typ delta Scuti, vedlo vyšetřování vzdáleností k zavádějícím hodnotám. Názorně je to vidět v případě Velké debaty z roku 1920 mezi Harlowem Shapleyem a Herbertem Curtisem, kteří vedli spor o velikost na-



Fotografická deska, na které byla objevena RR Lyrae (označena šipkou)
Revelatory photographic plate with RR Lyrae marked by an arrow



Okolí RR Lyrae
Neighborhood of RR Lyrae



Světelná křivka RR Lyrae. Rozmytí je způsobeno Blažkovým jevem
Fuzziness of Light curve of RR Lyrae caused by Blazhko effect

ší Galaxie a o původu spirálních mlhovin. Shapley použil k zjišťování vzdáleností hvězdy typu RR Lyrae v kulových hvězdokupách. Jelikož předpokládal platnost vztahu perioda-zářivý výkon i pro tyto hvězdy, vedlo to k nadhodnocení velikosti Galaxie.

Jak již bylo zmíněno výše, vykazuje RR Lyrae chování označované jako Blažkův jev, což není nic jiného než cyklická změna tvaru a amplitudy světelné křivky. Pojmenován je po ruském astronomovi Sergeji Blažkovi, který na něj poprvé upozornil u hvězdy RW Draconis roku 1907. Světelná křivka tak nenabývá stejného tvaru po jedné základní periodě, ale typicky až s periodou několika desítek dní. Vědci navrhli pro jeho vysvětlení nemalé množství modelů, avšak žádný dosud nebyl úspěšný. Objevily se myšlenky, že k modulaci světelné křivky dochází díky rezonanci mezi radiálními i neradiálními módy, efektům spojených s konvekcí či s magnetickým cyklem podobným jedenáctiletému Slunečnímu cyklu a další. V současnosti to vypadá, že nejbližze vysvětlení je teorie využívající rezonanci mezi radiálními a neradiálními módy. Ta ovšem vyžaduje přítomnost silných magnetických polí, která se zatím neprokázala. A opět přichází na scénu nejjasnější hvězda své třídy, RR Lyrae, která je tou nejlepší laboratoří, kterou v této oblasti máme. Velkým štěstím a také nadějí je to, že se RR Lyrae nachází v zorném poli družice Kepler, která získala velice kvalitní a kontinuální řadu pozorování mnoha cyklů tohoto výjimečného objektu. Snad se nám tak konečně podaří přijít na kloub panu Blažkovi.

Toto jsou jen některé střípky o RR Lyrae. Jedná se bezesporu o velice důležitý a zajímavý objekt, který si určitě i nadále zasluhuje naši pozornost.

Zdroje obrázků:

http://www.aavso.org/vsots_rrlr

Kolenberg, K. et. al 2006: Mem. S.A.It. Vol. 77, 498

Dynamická hmotnost klasické cefeidy v zákrytovém dvojhvězdném systému.

The dynamical mass of a classical Cepheid variable star in an eclipsing binary system

G. Pietrzynski, I. B. Thompson, W. Gieren, D. Graczyk, G. Bono, A. Udalski, I. Soszynski, D. Minniti & B. Pilecki

Abstract:

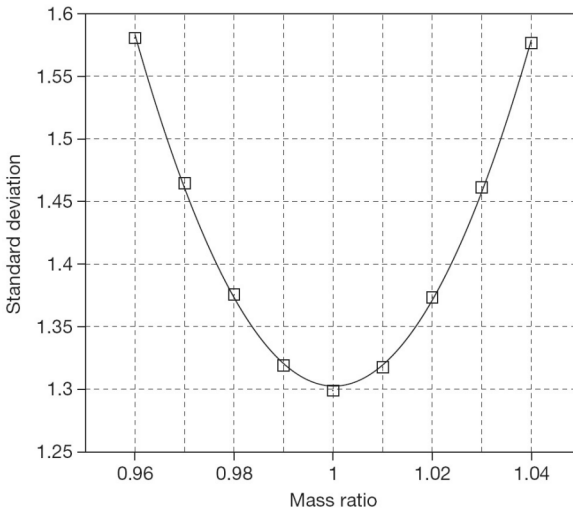
Teorie pulsací hvězd umožňuje vysvětlit hmotnost pulsujících superobrích hvězd - klasických cefeid, kdy se tento jev projevuje změnou svítivosti. Zjištěná hmotnost je však menší než hmotnost určená z vývojové teorie hvězd. Nezávislá metoda určení tzv. dynamické hmotnosti pro klasické cefeidy (jako protiklad k cefeidám typu II, což jsou hvězdy s malou hmotností a jiným vývojem), by bylo možné zjistit ve dvojhvězdné soustavě a tím zjistit, který model je správný. Přesnost předchozích pokusů o určení hmotnosti galaktických cefeid, které jsou součástí dvojhvězdného nezákrytového systému, je typicky 15 – 30% a to není dostatečné pro vyřešení rozporu.

V této práci je oznámen objev klasické cefeidy jako součást zákrytové oddělené soustavy s dobře rozlišitelnými spektrálními čarami ve Velkém Magellanově oblaku. Z toho byla určena hmotnost s přesností 1% a tento výsledek podporuje pulsační teorii klasických cefeid.

Abstrakt:

Stellar pulsation theory provides a means of determining the masses of pulsating classical Cepheid supergiants—it is the pulsation that causes their luminosity to vary. Such pulsational masses are found to be smaller than the masses derived from stellar evolution theory: this is the Cepheid mass discrepancy problem, for which a solution is missing. An independent, accurate dynamical mass determination for a classical Cepheid variable star (as opposed to type-II Cepheids, low-mass stars with a very different evolutionary history) in a binary system is needed in order to determine which is correct. The accuracy of previous efforts to establish a dynamical Cepheid mass from Galactic single-lined non-eclipsing binaries was typically about 15–30 percent, which is not good enough to resolve the mass discrepancy problem.

Ve velkém Magellanově oblaku bylo objeveno několik kandidátů cefeid jako součást zákrytových systémů. Ze získaných spekter s vysokým rozlišením byl potvrzen objev klasické cefeidy pulsující v základním módu OGLE-LMC-CEP0227 v odděleném



Obrázek 1:

Proces separace pulsace a orbitálního pohybu

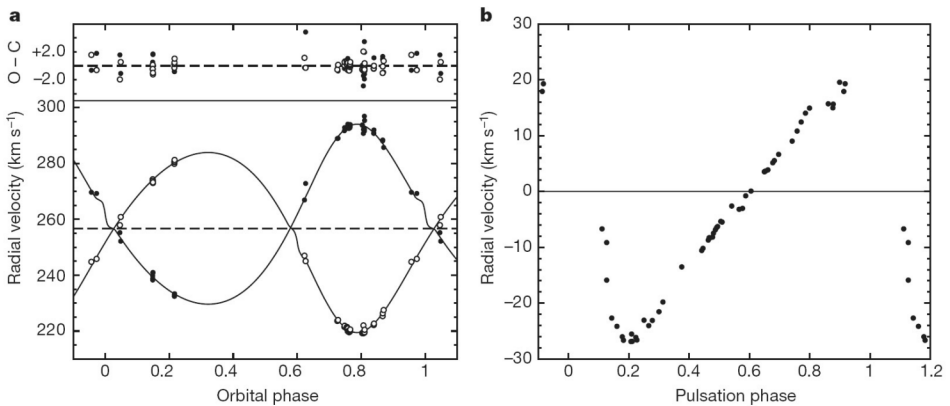
Finální hodnoty systému byly určeny z fotometrických dat OGLE: orbitální perioda $P_{orb} = 309,673 \pm 0,030$ dne, čas základního minima binárního systému $T_{0,orb} = 2\,454\,895,91 \pm 0,05$ dne, pulsační perioda $P_{pul} = 3,797086 \pm 0,000011$ dne a základní čas maxima cefeidy $T_{0,pul} = 2\,454\,439,94 \pm 0,02$ dne.

Figure 1:

The procedure adopted to separate pulsational and orbital motion of the Cepheid. The following final ephemeris for our system was derived from the OGLE photometric data: orbital period $P_{orb} = 309.67360.030$ days, time of the minimum light of the binary system $T_{0,orb} = 2,454,895.9160.05$ days; pulsational period $P_{pul} = 3.79708660.000011$ days, time of the cepheid maximum light $T_{0,pul} = 2,454,439.9460.02$ days. Adopting the photometric ephemeris, and having radial velocities measured for the secondary, nonpulsating component, we can scale them with the mass ratio and subtract them from the observed radial velocities of the Cepheid component, producing the pulsation radial-velocity curve of the Cepheid. Since both photometric and spectroscopic data indicate that the mass ratio of our system must be very close to 1, a set of pulsational radial-velocity curves of the Cepheid were obtained in this way for a range of mass ratios around 1, and the dispersion on each of these curves was measured. The resulting function of dispersion (expressed as standard deviation) versus mass ratio displayed in the figure shows a very well defined minimum around a mass ratio of 1.00. Independently, a mass ratio of our system of 0.9960.01 was derived from a least squares fitting of the orbit (systemic velocity, velocity amplitudes, eccentricity, periastron passage, and mass ratio) plus a Fourier series of order eight fitted to the pulsational radial-velocity variations of the Cepheid. We therefore adopted a mass ratio of 1.00 to disentangle the pulsational and orbital radial-velocity variations of the Cepheid component in the binary system.

zákrtytovém systému s dobře patrnými dvojitými čarami a určena její hmotnost s velkou přesností. Spektra byla pořízena spektrografem MIKE na dalekohledu Magellan Clay telescope o průměru 6,5-m na Las Campanas Observatory v Chile a spektrografu HARPS na dalekohledu European Southern Observatory na La Silla. Samotný dvojhvězdný systém byl nalezen v rámci projektu OGLE.

Ze spektroskopických a fotometrických pozorování vychází poměr hmotností obou složek na 1,00 (viz obrázek 1). Tato hodnota byla používána pro určení pulzační periody a orbitálních radiálních rychlostí cefeidy v soustavě. Výsledky jsou zviditelněné na obrázku 2. Spektroskopická a fotometrická pozorování byla pak analyzována pomocí programu Wilson-Devinney, verze z roku 2007. Světelná křivka pulsací ve filtru I a orbitální světelná křivka modelována pomocí Wilson-Devinney kódu je na obrázku 3. Odpovídající astrofyzikální parametry soustavy jsou uvedeny v tabulce 1. Průměr pri-



Obrázek 2:
Orbitální pohyb složek dvojhvězdy a pulsace cefeidy

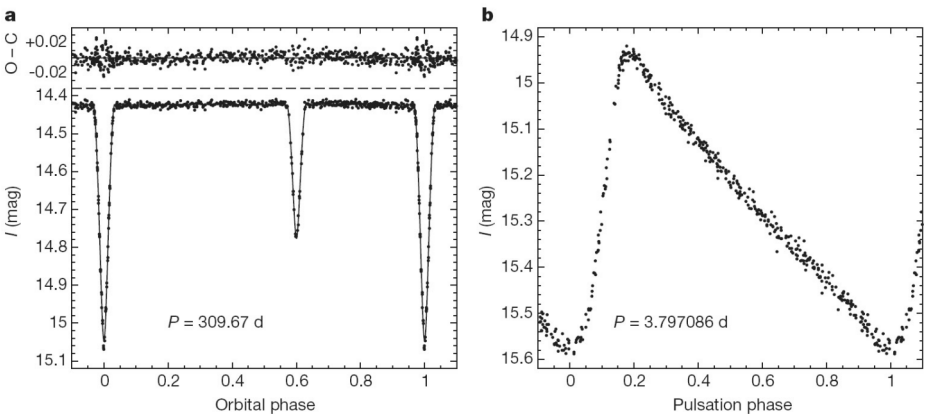
Figure 2:

Orbital motion of the two binary components, and the pulsational motion of the Cepheid variable in the binary system. a, Main panel: the computed orbital radial-velocity curves of the two components of the LMC-OGLE-CEP227 binary system, after accounting for the intrinsic variation of the Cepheid's radial velocity due to its pulsation, together with the observed data. Filled and open circles, primary and secondary component, respectively. Top, the residuals of the observed velocities (O) from the computed ones (C), expressed in kms-1.

b, The pulsational radial-velocity curve of the Cepheid in the binary system from 54 individual observations. The radial velocity amplitude of 47kms-1 is typical for a 4-day fundamental mode classical Cepheid. All individual radial velocities were determined by the crosscorrelation method using appropriate template spectra and the HARPS and MIKE spectra, yielding in all cases velocity accuracies better than 150 ms-1 (error bars are smaller than the circles in the figure).

mární složky (cefeidy), který byl získán analýzou z orbitálních parametrů je ve výborné shodě s poloměrem odvozeným ze vztahu perioda – poloměr pro klasické cefeidy – 32,3 Rsl (Gieren, W., Fouque, P. Gomez, M. Cepheid period-radius and period-luminosity relations and the distance to the Large Magellanic Cloud. *Astrophys. J.* 496, 17–30 (1998). Pro určení chyb modelu byla použita metoda simulace Monte Carlo. Podle analýzy přesných dat získaných pro OGLE-LMC-CEP0227 byla určena dynamická hmotnost s přesností 1%.

Cefeida tedy patří do skupiny klasických velmi hmotných hvězd, ne do skupiny méně hmotných typu II. To je jasně patrné z hodnot hmotnosti v tabulce 1 obou složek a její pozice v diagramu perioda-svitivost v diagramu cefeid z projektu OGLE (za předpokladu, že hvězda pulsuje v základním módu. Tento předpoklad také podporuje asymetrická světelná křivka a velká amplituda radiálních rychlostí a světelná křivka ve



Obrázek 3: Změny jasnosti dvojhvězdné soustavy vzájemnými zákryty a změny jasnosti cefeidy způsobené pulzací

Figure 3: Change of brightness of the binary system caused by the mutual eclipses, and the intrinsic change of the brightness of the Cepheid component caused by its pulsations. a, Main panel: the orbital I-band light curve (367 epochs collected over 6.5 years) of the Cepheid-containing binary system LMC-OGLE-CEP0227, after removal of the intrinsic brightness variation of the Cepheid component together with the solution, as obtained with the Wilson–Devinney code. Top, the residuals of the observed magnitudes (O) from the computed orbital light curve (C). b, The pulsational I-band light curve of the Cepheid in the binary system, folded on a pulsation period of 3.797086 days. The asymmetric, large-amplitude light curve is characteristic of a classical fundamental mode Cepheid pulsator.

filtru I (viz obrázky 2 a 3). Celkem byly objeveny další tři kandidáti cefeid v projektu MACHO a OGLE - MACHO-78.6338.24 a MACHO-6.6454.5 jsou cefeidy typu II, třetí objekt OGLE-LMC SC16-119952 (MACHO-81.8997.87) se zdá být kandidátem na klasickou cefeidu pulsující v prvním módu. U těchto objektů je prozatím málo fotometrických a spektroskopických dat pro definitivní určení hmotnosti a pulsačního módu. Je také nutné připomenout že cefeida typu II MACHO-6.6454.5 patří do zvláštní třídy W Virginis. Pro určení pulsační hmotnosti cefeidy OGLE-LMC-CEP0227 byl použit nelineární vztah perioda – hmotnost a model pro typické chemické složení cefeid v LMC (metalocita $Z = 0,008$ a zastoupení helia $Y = 0,256$). Z tohoto vztahu vyplývá hodnota $3,98 \pm 0,29$ Msl. Tento výsledek výrazně pomohl rozřešit polemiku hmotnosti klasických cefeid.

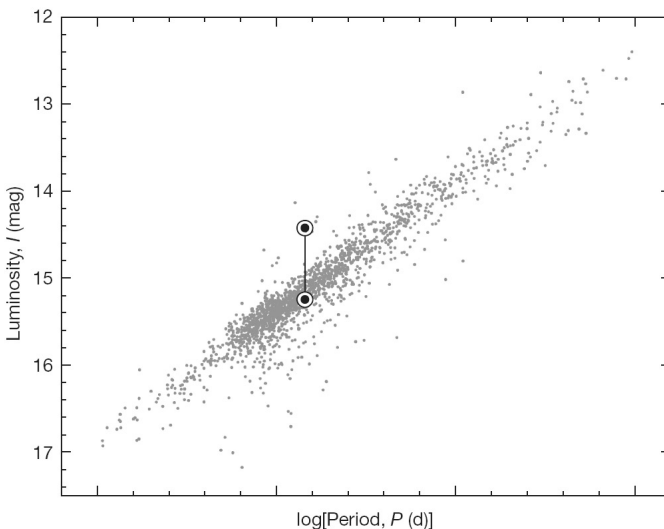


Figure 4:

The period and brightness of the Cepheid component of our system confirm that it is a classical Cepheid. The period–luminosity relation (period in days) defined by the OGLE Project for fundamental mode classical Cepheids in the LMC10 in the photometric I band together with the position of OGLE-LMC-CEP0227. The upper circle corresponds to the total mean out-of-eclipse brightness of the system which contains the contribution of the binary companion to the Cepheid, while the lower circle measures the mean intensity magnitude of the Cepheid freed from the companion contribution. The Cepheid in the binary system fits well on the fundamental mode sequence, and is beyond any doubt a classical (and not type-II) Cepheid.

Stále záhadnější V505 Sagitarii

Petr Zasche

Abstrakt:

Známa zákrytová dvojhvězda V505 Sgr se ukazuje být daleko zajímavějším objektem, nežli se zdálo. Původně objevený trojný systém se od roku 2000 chová jinak, nežli bylo předpovídáno a vysvětlení všech pozorovaných dat ukazuje sice na numericky správnou, nicméně fyzikálně velmi nepravděpodobnou hypotézu průletu čtvrtého tělesa po hyperbolické dráze.

Abstract:

A well-known eclipsing binary system V505 Sgr seems to be much more interesting object than appeared. Since 2000 the triple system is behaving differently than predicted and an explanation of all observed data indicates numerically correct, but physically very improbable hypothesis of a fourth body encounter on hyperbolic orbit.

Zkoumání vícenásobných hvězdných soustav občas přináší nečekané výsledky, jedna z takových se nachází v souhvězdí Střelce. V505 Sagitarii je známá zákrytová dvojhvězda, která je velmi často pozorována i amatéry po celém světě. Vzhledem ke své relativní jasnosti (6.46 magnitudy v maximu ve V filtru) je oblíbeným objektem na letní obloze, a jak se ukazuje je jím oprávněně. Její další pozorování minim jsou i nadále velmi vítána, protože právě změny její orbitální periody nám mohou pomoci pochopit, co že se to ve skutečnosti v tomto vícenásobném systému skutečně děje.

Již na obrázku O-C diagramu z O-C brány (1), (viz obr.1) je jasně vidět, že za 80 let co jsou k dispozici pozorování minim V505 Sgr ukazuje variaci s amplitudou přibližně 0.015 dne a periodou několika desetiletí. K tomu abychom detailněji pochopili co že se v systému vlastně děje, musíme se podívat trochu detailněji na to, jak daná soustava vypadá.

V505 Sgr je typ zákrytové dvojhvězdy, které se říká „klasický Algol“, což znamená, že je to sice Algolida, ale její sekundár je znatelně méně hluboký nežli primár, což naznačuje že sekundár je pravděpodobně podobr zaplňující svoji Rocheovu mez, zatímco primár je hvězda hlavní posloupnosti. Přesněji řečeno se jedná o A2V + (F7-G8)IV systém. Velký rozptyl v určení sekundárního spektrálního typu pramení z toho, že jeho spektrum je oproti primáru jen velmi slabé. I z fotometrie je jasně vidět (viz světelná křivka na obr.2) že se obě složky velmi liší.

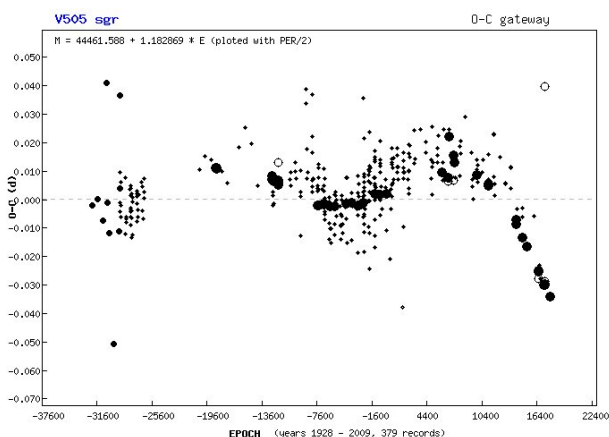
V roce 1985 byla objevena třetí složka systému pomocí skvrnkové interferometrie (2) ve vzdálenosti pouhých 0.3 úhlové vteřiny (tedy není třeba se bát, že by tato složka ně-

jak deformovala tvar hvězdy ve vaší apertuře při měření). Od té doby bylo provedeno dalších více než 20 měření této třetí složky a ukázalo se, že se pohybuje kolem zákrytového páru po elipse s periodou také několika desetiletí. Nabízí se tedy ihned vysvětlení, že tato třetí složka by mohla být tou, která způsobuje změny periody viditelné v O-C diagramu.

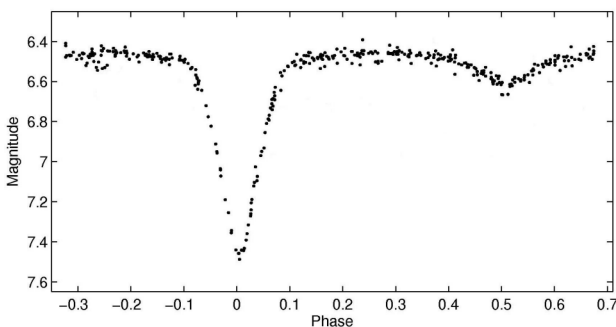
Vzdálenost systému od Slunce byla měřena nejen sondou Hipparcos, ale i odvozena z kombinovaného řešení světelné křivky a křivky radiálních rychlostí, s výsledkem cca 110-130 pc.

Podrobnější analýza byla v průběhu 90. let provedena několikrát s výsledkem, že právě vizuální dráha třetího tělesa s periodou kolem 38 let zcela souhlasí s modulací periody zákrytového páru 3. Několik publikovaných řešení světelné křivky ukázalo, že přítomné třetí těleso je viditelné jako příspěvek v podobně tzv. „třetího světla“ a spektrální typ tohoto tělesa byl odhadnut na F4.

Vše se ovšem značně zkomplikovalo po roce 2000. Až do tohoto roku vypadalo, že vše do sebe zapadá a dává smysl. Ovšem po roce 2000 se najednou okamžiky minim začaly značně odchylovat od předpovězeného chování (viz obr.1) a nastávají doteď daleko dříve nežli kdyby se jednalo jen o Light-time efekt způsobený třetím tělesem. Rovněž se ale ukázalo, že po průchodu periastrém kolem roku 2000 se i poziční měření třetího tělesa značně začala odchylovat od předpovědi jednoduché elip-



Obrázek 1: O-C diagram V505 Sgr převzatý z O-C brány (s jinými efemeridami pro lepší představu).



Obrázek 2: Světelná křivka z přehlídky ASAS (V filtr)

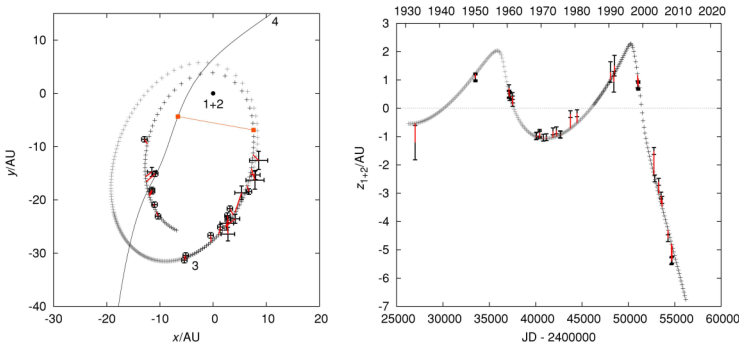
tické dráhy. Vše toto naznačovalo, že se v systému něco stalo (anebo doposud děje) a systém bude asi daleko komplikovanější nežli se zdálo.

Problémem ale zatím je málo dat. Od roku 2000 uplynulo sice již 10 let, ale za tu dobu se podařilo pořídit jen málo dostatečně přesných měření, která by dostatečně jasně ukázala na podstatu jevů odehrávajících se v daném systému. Pozorování okamžiků minim je sice od té doby již několik desítek, nicméně tato bohužel pro takovou analýzu nestačí. Pozičních měření třetí složky bylo provedeno od té doby celkem 7, ovšem ani tato dostatečně přesně nedefinují přesný tvar křivky po které se toto těleso pohybuje.

Od roku 2000 bylo několik pokusů vysvětlit podivné chování pohybu této vzdálené složky kolem zákrytového páru. Například Cvetković, (5) na vysvětlení této nesrovnalosti použili hypotézu o záměně obou vizuálních komponent (při interferometrii se jedná o měření polohy jedné komponenty vzhledem ke druhé, tudíž je zde nejednoznačnost o 180 stupňů). Ovšem autoři zcela zapomněli na fakt, že jedno z měření provedených po roce 2000 bylo pořízeno jako přímé zobrazení, tudíž bylo jasně rozlišeno, která složka je která (je mezi nimi rozdíl o více než 2 magnitudy). Proto nelze danou hypotézu akceptovat.

V článku o V505 Sgr publikovaném v minulém roce (Brož, 6) se podařilo na základě dostupných dat předložit hypotézu zcela ojedinělou. Kolega Brož použil algoritmy používaných v komunitě „planetkářů“ pro simulace vícenásobných systémů (jak víme systém o více než dvou tělesech není v obecnosti analyticky řešitelný) a zjistil že není možné najít čtvrté těleso způsobující současné odchylky od předpovězené dráhy, které je vázané v systému. Neboli přijatelná řešení byla sice nalezena, ale pouze za předpokladu, že čtvrté těleso se pohybuje po hyperbolické dráze a není tudíž k systému pevně gravitačně vázano.

Nutno ovšem na tomto místě poznamenat, že nemožnost najít řešení s vázanou orbítou čtvrtého tělesa je dána také tím, jaké se na vstupu k jednotlivým měřením zadají



Obrázek 3: Jedno z možných řešení prezentovaných v článku Brož et al. (2010).

chyby. Někdy jsou daná publikovaná měření prezentována jako natolik přesná, že není možné v jejich „1-sigma“ okolí najít žádné přijatelné řešení, jindy to není možno ani při použití 3-sigma kritéria. Je proto otázkou, nakolik se dá věřit publikovaným odhadům chyb pro jednotlivá pozorování, což platí samozřejmě jako obecná výtka i pro pozorovatele minim (chyba z Kwee-van Woerdena není nutně fyzikální chybou daného měření).

Jak tedy daná analýza dopadla? V současné době se na základě dostupných dat nedá jednoznačně identifikovat správné řešení a můžeme mluvit pouze o množině parametrů (a tedy řešení), která přicházejí v úvahu a dostatečně „dobře“ tato data popisují. Na obrázku 3 je jedno takové řešení.

Vlevo je ukázána vizuální dráha třetího tělesa (3) kolem zákrytového páru (1+2). Jednotlivá interferometrická měření jsou spojena se svými teoretickými hodnotami červenými úsečkami (vlastně „O-C“). Kříže u jednotlivých datových bodů reprezentují chybové úsečky v obou souřadnicích. Naznačena je také původní dráha (první měření je blízko číslu 3, pochází z roku 1985) a jak je vidět ani s 3 sigma chybami u posledních měření nelze nafiťovat původní eliptickou dráhu. Zobrazení je samozřejmě v (1+2)-soustavě souřadné (tedy spjaté se zákrytovým párem). Naznačený je také průlet čtvrtého tělesa (4) promítnutý do této roviny a bod nejbližšího přiblížení těles 3+4.

Vpravo je obdoba O-C diagramu minim pouze s tím, že y-ová osa není v jednotkách časových, ale vzdálenosti (1-2) od barycentra, červené úsečky opět označují hodnotu O-C daného minima. Aby bylo jasné co se tam dle předložené hypotézy stalo – systém (1+2) spolu s tělesem (3) i nadále obíhá kolem sebe, energie 4. tělesa nestačila k rozbití gravitační vazby, nicméně jeho rychlost byla změněna. V O-C diagramu se tedy nyní musíme zaměřit na opětovné nalezení oné 38-leté periodicity v datech po roce 2000. Za 10 let to bohužel zatím možné nebylo a jakákoli změna je zde zatím velmi neprůkazná. I to je důvod proč daný objekt sledovat i nadále.

Co se týká interpretace a pravděpodobnosti takového blízkého průletu, narážíme na zásadní problém. Tím je totiž hvězdná hustota v okolí V505 Sgr, která ukazuje, že něco takového je velice nepravděpodobné. Tímto velice ovšem myslíme něco jako 10^{-10} , takže je otázkou, nakolik se jedná o ojedinělou hříčku přírody, nebo pouze naše nedosta- tečné porozumění problému.

Literatura:

- 1 Paschke, A., & Brát, L. 2006, Open European Journal on Variable Stars, 23, 13
- 2 McAlister, H., Hartkopf, W., Hutter, D., Shara, M., & Franz, O. 1987, Astronomical Journal 92, 183
- 3 Mayer, P., 1997, Astronomy and Astrophysics 324, 988
- 4 Tomkin, J., 1992, Astrophysical Journal 387, 631
- 5 Cvetković, Z., Pavlović, R., and Ninković, S., 2010, Astronomical Journal, 140, 25
- 6 Brož, M., Mayer, P., Pribulla, T., Zasche, P., Vokrouhlický, D., and Uhlář, R., 2010, Astronomical Journal 139, 2258

Hledání technecia u polopravidelných hvězd

Astron. Astrophys. 351, 533 – 542 (1999)

Th. Lebzelter a J. Hron

Institut für Astronomie der Universität Wien, Turkenschanzstrasse 17, 1180 Wien, Austria

Abstrakt:

Cílem této práce je hledání čar Tc ve spektrech polopravidelných proměnných hvězd (SRVS) v oblasti 4180 – 4300 Å za použití spektroskopie s vysokým rozlišením. Technecium je prvek vznikající při s-procesu během tepelného pulsu a slouží jako indikátor stavu vývoje polopravidelných proměnných hvězd. Kombinací nových výsledků s předchozími studiemi se podařilo získat velkou databázi pro další statistickou studii. Tc se nenachází u SRVS s periodou kratší 100 dní a spektrální třídy ranější než M5.

Tyto objekty jsou klasifikovány jako “modré” SRVS podle systému Kerschbaum a Hron (1994). Mezi “červenými” SRVS (s periodou delší než 100 dní) se asi u 15% hvězd vyskytuje ve spektrech Tc, menší zastoupení je u hvězd s periodami nad 150 dní. To je výrazně nižší zastoupení než u klasických mirid. Je nutné brát v úvahu podmínky pro výskyt období “třetího bagrování” a očekávané množství Tc během evoluční dráhy AGB. Tyto výsledky potvrzují vývojový scénář z modrých SRVS (rané AGB hvězdy) přes červené SRVS (rané TP – AGB hvězdy k dlouhoperiodickými miridám). Pouze u hmotnějších hvězd (nad 2 M_{sol}) se objevuje Tc během fáze SRVS. Svítivost hvězd SRVS a mirid s obohacených Tc je kompatibilní s teoretickými odhady minimální hmotnosti jádra pro fázi třetího bagrování.

1. Úvod:

Během posledního desetiletí se značně zlepšily naše znalosti o proměnných hvězdách typu Mira. Naopak polopravidelné proměnné (SRVS) jsou poměrně málo studovány a jejich role během hvězdného vývoje není příliš objasněna. Kerschbaum a Hron (1992 a 1994 – dále v textu KH92 a KH94) se pokoušeli zlepšit existující třídění SRVS, které bylo založené pouze na parametrech světelných křivek, včetně dat z IRAS a fotometrie JHKLM. Na základě vypočtené hustoty a svítivosti podobné miridám a přítomnosti či nepřítomnosti uhlíkových hvězd, byly SRVS rozděleny do dvou skupin: modré SRVS, které brzy přejdou do fáze AGB, zatímco červené SRVS jsou patrně hvězdy TP-AGB, ačkoliv není jasné, zda se nejedná o miridy v přechodové fázi, nebo TP-AGB hvězdy jsou přechodovou fází mezi miridami a SRV hvězdami. Hvězdy typu SRc a SRd do těchto prací nebyly zařazeny, jelikož se zdá, že tyto hvězdy se nenachází ve stadiu AGB. Pozornost výzkumu je soustředěna na hvězdy s větším zastoupením kyslíku (spektrální

typ M a MS). Přítomnost technecia ve spektru hvězdy je přesvědčivý důkaz průběhu tzv. třetího bagrování, jehož původcem je tepelný puls (Busso a kol. 1992). Technecium bylo poprvé zjištěno ve spektrech hvězd pozdních spektrálních typů (Merrill 1952). Technecium nemá žádný stabilní izotop, poločas rozpadu dvou nejdéle trvajících izotopů ^{97}Tc a ^{98}Tc je pouze 3-4x106 let, což je mnohem kratší doba než setrvání hvězdy ve fázi AGB. Třetí izotop Tc s dlouhým poločasem rozpadu ^{99}Tc je produktem vznikajícím při s-procesu (^{97}Tc a ^{98}Tc jím nejsou – viz Little-Marenin 1989). V následujícím textu se bude hovořit o izotopu ^{99}Tc a o jeho přítomnosti nebo nepřítomnosti ve spektru. Poločas rozpadu tohoto izotopu je 2x105 let, tudíž v atmosféře hvězdy se objeví pouze nedávno vzniklý. Proto slouží lépe jako indikátor tepelného pulsu než ostatní produkty s-procesu, které mohou být také přeneseny jako ztráta hmoty ve dvojhvězdných systémech, jak ukázalo nedávno několik autorů (např. Smith a Lambert 1988). Tc tedy může být nezávislým indikátorem vývoje z modrých k červeným SRVS nebo možná k miridám.

Tc je pozorovatelné ve třech čarách modré oblasti spektra 429,7, 426,2 a 423,8 nm. Tyto čáry jsou však slabé a částečně nebo kompletně blendované (smíchané), tudíž jsou těžce identifikovatelné, rozlišitelné jsou pouze ve spektrech s velmi velkým rozlišením. Tyto obtíže jsou vidět při porovnání různých pozorování.

Hledání Tc bylo věnováno již dříve několik prací. Největší vzorek zkoumaných hvězd pozdních spektrálních typů byl zkoumán Littlem a kol. (1987, dále jako LLMB), kdy použili spektra se středním rozlišením na detekci Tc a vlivu blendování. Zjistili, že neproměnné hvězdy, SRVS a hvězdy klasifikované jako nepravidelné nevykazují přítomnost Tc, zatímco miridy s periodou delší než 300 dní ano. Zkoumáno bylo 43 kyslíkových SRVS typu a a b. Nicméně tento vzorek SRVS je poměrně malý, aby bylo možné učinit konečné závěry (velký vliv má velký rozsah period v rozmezí 30 – 1000 dní). Podobný výzkum provedli Wallerstein a Dominy (1988), Vanture a kol. (1991), Dominy a Wallerstein (1986) a Smith a Lambert (1988, 1990). I tyto výzkumy zahrnují málo objektů, nicméně použití spektroskopie s vysokým rozlišením zajišťuje spolehlivý zdroj informací. Eck a Jorissen (1999) studovali S hvězdy, uhlíkaté hvězdy pak Barnbaum a Morris (1993). Podle těchto výsledků velká část hvězdy S a C obsahuje Tc, zatímco případy bez Tc je možné vysvětlit jako výsledek přenosu hmoty ve dvojhvězdách. V tabulkách 1, 2 a 3 byly všechny kyslíkové SRVS identifikovány. Většina autorů uváděla jako výsledek potvrzení či nepotvrzení přítomnosti Tc, v této práci byly použity pojmy z práce LLMB – ano, pravděpodobně, pochybné, ne. Z práce LLMB nebyly zařazeny hvězdy Sco, AH Sco a VX Sgr, jelikož mají periodu delší než 700 dní, DE Leo kvůli nejisté určené periodě a T Cen kvůli ranné spektrální třídě K5 a nejistotě určení obsahu Tc.

Cílem této práce je rozšíření předchozího vzorku SRVS a používá se nového třídění podle vzoru navrženého v práci KH92 a KH94. Díky větší databázi bude možné hledat informace o stavu vývoje SRVS. Dalším cílem je porovnání rozdílů ve vzhledu spekter středního a vysokého rozlišení.

2. Pozorování:

Pozorování proběhlo během tří období. První bylo v období 10.2. – 15.2. 1995 na ESO-CAT, Chile pomocí Coudé spektrografu a na observatoři Calar Alto, Španělsko s dalekohledem o průměru 2,2 m (19.8 – 22.8. 1994). Druhé pozorování proběhlo na ESO-CAT (20.8. – 22.8. 1995), poslední na observatoři Kitt Peak National Observatory 29.3. 1995. Spektra pořízená na Calar Alto byla rozlišením 0,9 nm/mm (0,012 nm/pixel), které je podobné s rozlišením popsané v práci LLMB. Spektra pořízená na ESO-CAT jsou s rozlišením 0,26 nm/mm (0,0036 nm/pixel).

Celkem bylo pozorováno 88 polopravidelných hvězd, z toho 7 více než jednou kvůli posouzení efektů při různých typech rozlišení spektra. Techneciová MS hvězda o1 Ori byla pozorována při všech kampaních a sloužila jako referenční. Navíc bylo pozorováno 2 SRc, 2 miridy, 3 Lb hvězdy a jedna neproměnná S hvězda. 24 hvězd z tohoto seznamu bylo již publikováno ve starších pracích. Tyto hvězdy byly použity pro identifikaci Tc ve spektrech dalších hvězd. Pokud je známo, u zbývajících 72 hvězd se po techneciu nepátralo. Při dodání nových dat se seznam prozkoumaných hvězd zvětší na 102 SRVS (typu a a b) spektrálního typu M nebo MS. Spektrální oblasti byly pokryty během všech pozorování stejně a zahrnovaly tři čáry Tc na vlnových délkách 423,8 nm, 426,2 a 429,7 nm. Vybrané hvězdy zahrnují různé typy SRVS, jak byly popsány v práci KH92 a KH94 a rozšířily databázi pozorovaných hvězd. Další výběr byl omezen citlivostí používaných přístrojů.

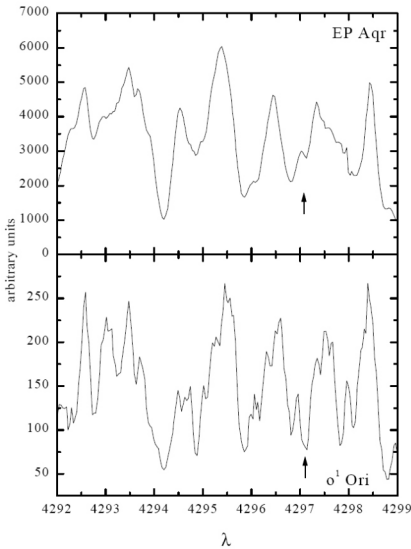
3. Klasifikace:

Třídění objektů bylo provedeno na základě pozorovaných a nepozorovaných tří Tc čar. U všech tří čar je pozorováno blendování (viz LLMB, Little-Marenin a Little 1979. Ve spektrech s vysokým rozlišením je vidět velmi jasně přítomnost či nepřítomnost čáry 429,7 nm (viz obrázek 1). Čáry 426,2 jsou také dobře rozpoznatelné ve vysokém rozlišení, v nižším rozlišení je jejich identifikace horší. Čára 423,8 nm byla použita v nízkém i vysokém rozlišení. Nicméně tyto čáry jsou oslabeny rezonancí, z tohoto důvodu je potřeba velký odstup signál/šum.

4. Vyhodnocení:

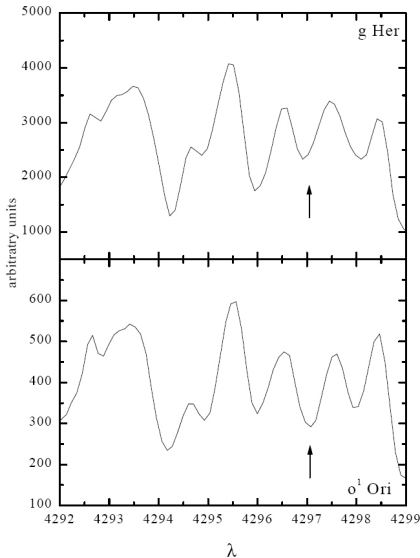
Pokud vezmeme v úvahu výsledky pozorování ze starších prací a vyloučíme S a C hvězdy, je možné udělat tento závěr:

- 1) Technecium se neobjevuje u SRVS s periodami kratšími než 100 dní, spektrálních tříd ranějších než M5. Tyto objekty jsou řazené do skupiny modrých SRVS podle třídění z práce KH94.
- 2) Mezi červené nebo miridy SRVS (s periodami delšími než 100 dní) se vyskytuje asi 15% hvězd s techneciem, menší část hvězd s periodami nad 150 dní obsahuje technecium.



Obrázek 1: Příklad spektra SRV s velkým rozlišením bez technecia (horní obrázek) a s přítomností technecia (dolní obrázek). Laboratorní spektrální čára je označena šipkou. Přítomnost a nepřítomnost spektrální čáry Tc 429,7 nm je zřejmá. Obě spektra byla pořízena dalekohledem na La Silla, ESO. Poloha spektrálních čár je opravena o pohyb hvězdy a heliocentrickou korekci.

Fig. 1: Example of a high resolution spectrum of a SRV showing no Tc (upper panel) and showing Tc (lower panel), respectively. The laboratory wavelength of the Tc line is marked by an arrow. The absence or presence of the Tc-line at 4297 °Å is clearly visible. Both spectra were obtained at ESO, La Silla. A wavelength shift for stellar velocity and heliocentric correction has been applied.

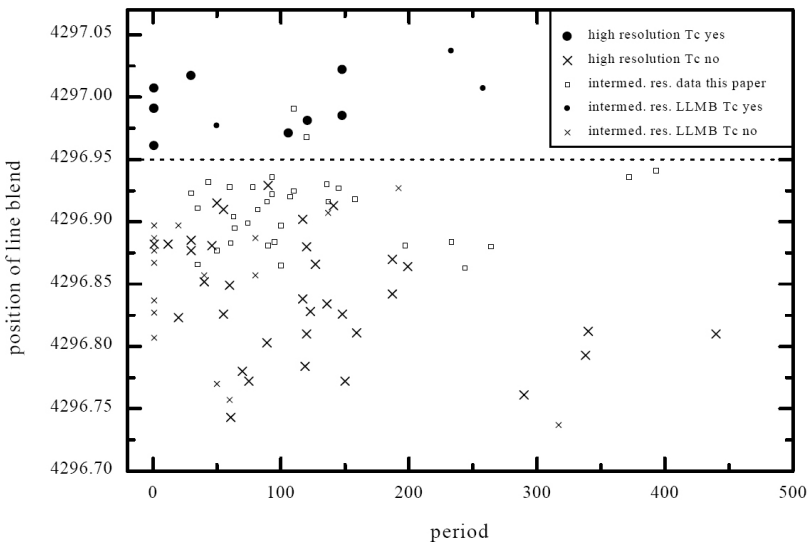


Obrázek 2: Příklad spektra se středním rozlišením. Situace je stejná jako na obrázku 1. Za povšimnutí stojí rozdíl mezi spektry s velkým a středním rozlišením u o1 Ori. Obě spektra byla získána na Kitt Peak National Observatory.

Fig. 2. Example of an intermediate resolution spectrum. Like in Fig. 1 the lower panel shows a star with Tc and the upper panel an object showing no Tc in its spectrum. The difference is visible in a shift of the line blend. Note the difference between high and intermediate resolution in the spectrum of o1 Ori, observed in both resolutions. Both spectra were obtained at Kitt Peak National Observatory.

- 3) Část techneciových hvězd SRVS jsou porovnatelné s částí mirid s periodami do 250 dní, ale výrazně menší počet ve srovnání s klasickými miridami (s periodami delšími než 300 dní), kde 75% je obohaceno Tc.

Pokud diskutujeme výsledky v rámci evolučního propojení mezi miridami, červenými a modrými SRVS vzhledem k podmínkám a parametrům třetího bagrování, musí se pamatovat na nejistoty v modelu třetího bagrování (např. Frost a Lattanzio 1996). Nicméně se zdá, že byly v této práci stanoveny celkové charakteristiky třetího bagrování a vzniku částic s-procesem.



Obrázek 3: Pozice čáry Tc 429,7 nm a periody polopřavidelných proměnných hvězd. Nepravidelné proměnné a neproměnné hvězdy jsou vyznačeny na pozici periody 1 den. Plné kroužky představují hvězdy s přítomností technecia získaných ze spekter s vysokým rozlišením (pořízených autory nebo z literatury). Křížky označují hvězdy bez technecia. Malé značky byly použity pro hvězdy z dostupných dat spekter se středním rozlišením. Přerušovaná čára označuje hranici mezi hvězdami s Tc a bez něho.

Fig. 3. Measured position of the line blend around 4297 °A including the Tc-line versus period. Irregular variables and non-variable stars are plotted with a period of 1 day. The filled circles indicate stars showing Tc according to our high resolution data or the literature. The crosses are those stars showing no Tc. Small symbols are used for stars for which only intermediate resolution data are available. Open boxes indicate objects that have not been analysed previously and are classified using this diagram. The dashed line marks the adopted limit between stars with and without Tc.

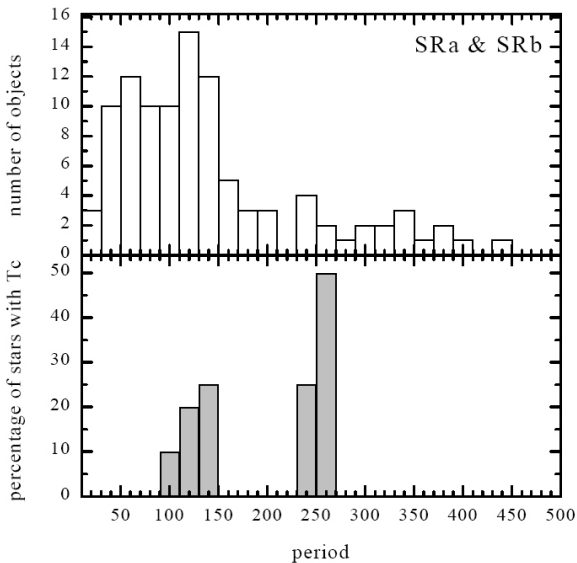
4.1. Evoluční postavení SRVS

Nedostatek T_c u modrých SRVS podporuje závěry práce KH92, kdy na toto má vliv teplota, svítivost a hustota těchto objektů. Modré SRVS hvězdy se tedy zdají spíše rannými hvězdami AGB než RGB nebo TP-AGB. Obecně se předpokládá, že časový interval mezi dvěma tepelnými pulsy je kratší než poločas rozpadu $99 Tc$, tedy 200 000 let (viz např. Vassiliadis a Wood 1994), množství Tc se mění jen velmi mírně mezi pulsy. Obsah Tc se prudce zvyšuje během prvního pulsu a posléze zůstává téměř konstantní, tudíž bagrování se vyskytuje během každého pulsu (Busso a kol. 1992). Velký rozdíl v počtu hvězd s Tc mezi červenými SRVS a typickými miridami naznačuje jako málo pravděpodobné, že TP-AGB proměnné oscilují mezi SRV a miridami. K podobnému závěru také dospěl KH92 na základě podobných hustot mirid a červených SRVS v okolí Slunce. Ivezí a Knapp (1999) naopak argumentovali ve prospěch takové oscilace na základě pozorování rozdílných teplot prachu, který se hodí pro rozdělení energie ve spektru SRVS a mirid. Vzhledem ke složitosti hvězdných atmosfér a procesu formování prachu, může existovat několik dalších příčin, které způsobí rozdíl teploty prachu (např. Aringer a kol. 1999). Nemůže být žádná podobnost mezi červenými SRVS (s typickými periodami kolem 100 dní) a krátkoperiodickými miridami a vliv Tc na takovou oscilaci. Za prvé, mnoho krátkoperiodických mirid má nízkou metalicitu (Hron 1991), což se netýká SRVS a má také vliv na odhalení Tc (například slabě blendované čáry). Zadruhé, pokud by oscilovala proměnnost mezi SRV a miridami (bez změny pulsačního módu), museli by mít miridy delší periody na konci tepelného pulsu, kdy je teplota nejnižší a svítivost nejvyšší (Vassiliadis a Wood 1994). Nicméně červené SRVS hvězdy nejsou méně svítivé a pravděpodobně chladnější než krátkoperiodické miridy. To také ukazují výsledky mise HIPPARCOS (Kerschbaum a Olofsson 1998, Alvarez a kol. 1997) a také pozorované spektrální typy a barvy u SRVS v práci KH92 a Schultheis a kol. 1998). Jestliže rozdíly v periodách mezi SRVS a miridami jsou důsledkem různých pulsačních módů (Lebzelter a kol. 1999), tak přepnutí módu z SRVS na miridu se vyskytne v době vysoké svítivosti období tepelného pulsu (Fox a Wood 1982, Xiong a kol. 1998). Vzhledem k vývoji obsahu technecia se ukazuje, že velmi malý počet SRVS s dlouhými periodami s Tc vylučuje možnost dočasnýho vývoje krátkoperiodických SRVS na dlouhoperiodické. Možným důvodem pro nedostatek Tc může být neodhalené multiperiodicity která je běžná u SRVS, zvláště u period nad 120 dní (Mattei 1997). Objevení multiperiod ovšem vyžaduje hustě a dlouhodobě pokryté světelné křivky, které jsou k dispozici jen pro několik vizuálně pozorovaných hvězd. Dlouhoperiodické SRVS by mohli mít přinejmenším dvě periody s kratšími periodami kolem 150 dní.

Nejeví se také podobnost mezi miridám podobným SRVS a miridami vzhledem k počtu případů objektů s Tc . To je ve shodě s různými pulsačními vlastnostmi těchto dvou skupin. Hinkle (1997) měřil variace radiálních rychlostí čar IR CO pro dvě mirám podobným SRVS (RU Cyg a SV Cas) a našel výrazně menší amplitudu rychlostí než u mirid.

4.2. Třetí bagrování:

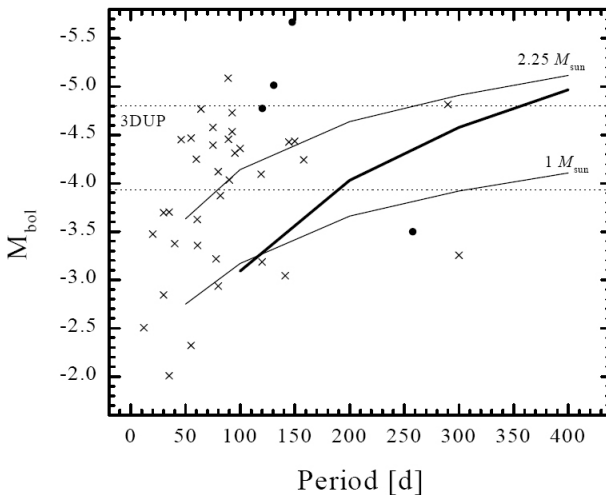
Výpočty vývoje hvězd předpokládají, že pro vznik „třetího bagrování“ je potřeba určité minimální hmotnosti jádra (viz. Vassiliadis a Wood 1994, Mowlavi 1999) a proces je pravděpodobně méně účinný pro menší hmotnosti (Straniero a kol. 1997, Mowlavi 1999), tudíž může být ukončen kvůli nižší počáteční hmotnosti. Z tohoto důvodu jsou tepelné pulsy pozorovány u větší části TP-AGB a minimální hmotnost jádra se prozradí přítomností Tc. Teoretické modely pulsačních módů (např. Fox a Wood 1982) předpovídají danou svítivost (dané přibližně hmotností jádra) pro méně hmotné hvězdy delší periody a jsou spíše podobné pulsačním v nižších módech. Nízký počet SRVS s Tc může být způsoben malým počtem hvězd s velkou hmotností s kritickou svítivostí a krátkými periodami nebo pulsují ve vyšších pulsačních módech než miridy. Je-li tento před-



Obrázek 4: Počet pozorovaných SRVS spektrálního typu M (horní obrázek) a procentuální zastoupení SRVS, u kterých bylo pozorováno Tc, v závislosti na periodě.

Fig. 4. Number of M-type SRVs observed (upper panel) and percentage of SRVs showing Tc (lower panel) as a function of period binned in 20 day intervals. Data published by LLMB have been included. SRcs and the strange object o1 Ori are not included.

poklad správný, pak Tc SRVS by měli být nejvíc svítivé objekty pro danou periodu. Pro kontrolu byly vypočítány bolometrické velikosti JHKL z fotometrie IRAS (KH94) a paralaxy z HIPPARCA. Výsledek je zobrazen na obrázku 5 jako diagram M_{bol} – perioda. Vzorek hvězd byl omezen na paralaxy, které neměli chybu větší než 0,3 hodnoty samotné. Bohužel toto kritérium splňují pouze 4 techneciové hvězdy. Tři z nich jsou nad limitem svítivosti SRVS bez technecia v rozmezí $-4,7$ až -5 mag (viz obrázek 5). Vztah M_{bol} , perioda a obsah Tc jsou pozorovány pro tyto objekty a není patrné, že by tento výsledek vznikl chybami v pozorování. Nízká svítivost čtvrté hvězdy V Boo je nejasná. Tato hvězda by mohla být zvláštním případem, jelikož má dlouhou periodu, po-



Obrázek 5: Vztah perioda – svítivost pro SRVS a miridy. Křížky a plné kroužky představují SRVS bez a s techneciem. Tlustá plná čára představuje vztah pro miridy a je převzato z práce Alvareze a Mennessiera (1997), tenké plné čáry jsou teoretické vztahy pro hvězdy o hmotnosti 1 a 2,5 M_{sl} s obsahem těžkých prvků podobné Slunci. Přerušovaná čára označuje rozsah svítivosti pro hvězdu s předpokládanou hmotností jádra 0,58 M_{sl} , což je minimální hmotnost pro spuštění třetího bagrování.

Fig. 5. Period-luminosity diagram for SRVs and Miras. Crosses and filled circles show SRVs without and with Tc, respectively. The thick full line is the relation for Miras from Alvarez & Mennessier (1997), the thin full lines are theoretical relations for solar metallicity stars with $1M_{\text{sl}}$ and $2.5M_{\text{sl}}$. The dashed lines mark the luminosity range expected for a core mass of $0.58M_{\text{sl}}$ which is a probable minimum mass for the occurrence of the third dredge-up (3DUP).

zoruje se u ní zároveň velká amplituda a podezřelá změny periody (Szatmary a kol. 1996, Kiss a kol. 1999). Navíc V Boo byla klasifikována jako pravděpodobně poloprávdelná jako u práce LLMB a další spektra s vysokým rozlišením pro tuto hvězdu neexistují. V obrázku 5 je také ukázána očekávaný rozsah svítivosti hvězd s hmotností jádra 0,58 Msl během tepelného pulsu. Z obrázku 5 je také vidět vztah periody mirid/svítivost, počet mirid s techneciem roste s prodlužujícími periodami (více než 250 dní – podle práce LLMB), což je v souladu s odhadem teoretického minima svítivosti během fáze třetího bagrování. Rostoucí počet Tc mirid s delšími periodami je možné vysvětlit

- 1) celkovým růstem svítivosti (hmotnosti jádra) a periody během celé evoluce ve fázi AGB
- 2) jistým rozsahem počátečních hmotností (hmotnější hvězda bude o několik desetin magnitudy jasnější pro danou periodu než odpovídá průměru ve vztahu perioda-svítivost
- 3) větší výkon ve fázi třetího bagrování díky vyšší hmotnosti jádra.

První dva body jsou popsány pro teoretické vztahy hvězd s hmotností 1 a 2,5 Msl odvozeny Bessellem a kol. (1989), vývoj mirid a vztah perioda-hmotnost-poloměr z práce Vassiliadis a Wood (1994). Pro miridy s rozmezím hmotností 0,8 – 2,6 Msl, jak se odhaduje v práci Alvareze a Mennessiera (1997), se taky zdají kompaktilní s dostupnými údaji na výskyt technecia. Velký počet Tc mirid s periodami nad 350 dní a sklon vztahu perioda-svítivost naznačují, že průměrná počáteční hmotnost roste směrem k delším periodám.

V kombinaci s předchozími výsledky a výsledky této práce zjištění přítomnosti technecia u SRVS hvězd podporuje evoluční scénář modré SRVS – červené SRVS – miridy s dlouhými periodami. S výjimkou nehmotnějších hvězd, fáze třetího bagrování nastává pouze u mirid. Teoretické předpovědi fáze třetího bagrování ještě mají mnoho nedostatků (viz Frost a Latanzio 1996), ale tyto výsledky poskytují další určitá omezení pro tyto modely.

Supernovy typu IB/C ve dvojhvězdných systémech – vývoj a vlastnosti progenitorů

Type IB/C supernovae in binary systems I. Evolution and properties of the progenitor stars

S.C. Yoon, S.E. Woosley, N. Langer

arXiv:1004.0843v1, 6. duben 2010

Abstract:

We investigate the evolution of Type Ib/c supernova (SN Ib/c) progenitors in close binary systems, using new evolutionary models that include the effects of rotation, with initial masses of 12 – 25 Ms for the primary components, and of single helium stars with initial masses of 2.8 – 20 Ms. We find that, despite the impact of tidal interaction on the rotation of primary stars, the amount of angular momentum retained in the core at the presupernova stage in different binary model sequences converge to a value similar to those found in previous single star models.

Abstrakt:

Práce se věnuje výzkumu progenitorů supernov typu Ib/c (SN Ib/c) ve dvojhvězdných soustavách na základě nových evolučních modelů, které zahrnují efekt rotace. Uvažuje se s počáteční hmotností 12 – 25 M_{sl} primární složky a druhou složkou jako héliovou hvězdou s počáteční hmotností 2,8 – 20 M_{sl}. Podařilo se zjistit, že navzdory vlivu slapových sil na rotaci primární hvězdy, hodnota úhlového momentu jádra progenitorů v různých modelech dvojhvězd se přibližuje k hodnotám, které byly nalezeny v předchozích modelech pro jednotlivé hvězdy. Tyto hodnoty jsou dostatečné, aby mohl vzniknout milisekundový pulsar, ale malé na vznik magnetaru nebo dlouhotrvající gamazáblesk. Byly použity nejmodernější odhady rychlosti ztráty hmoty Wolf-Rayetových hvězd a jejich aplikace pro progenitory SN Ib/c. Konečné hmotnosti progenitorů SN Ib/c v rámci různých modelů mohou dosáhnout až 10 M_{sl} s hmotností héliové obálky $M_{He} = 0,16 - 1,7 M_{sl}$. Výsledky ukazují, že nedostatečný počet héliových čar ve spektru SN Ic je možné vysvětlit malým obsahem ($M_{He} < 0,5$). Dále bylo také zjištěno, že tenká vodíková vrstva ($0,001 M_{sl} < M_H < 0,01 M_{sl}$) bude v mnoha progenitorech SN Ib. Podařilo se také prokázat, že pokud je přítomna tenká

vrstva vodíku a tlustá vrstva hélia, může to vést k expanzi progenitora SN Ib/c před vzplanutím supernovy. To může mít vliv na rázovou vlnu a vzhled světelné křivky supernovy. V práci je také naznačeno, že někteří progenitoři s tenkou vodíkovou vrstvou v případě přenosu typu AB/B může mít souvislost s progenitory supernov typu Ib s poměrně malým poloměrem kolem 10 R_s.

ABY NEZAPADLO Z INTERNETU

Luboš Brát (23.11. 2010)

Kompletní upgrade orbitálních elementů, předpovědi minim, bodování zanedbanosti a astrofyzikální zajímavosti zákrytových dvojhvězd.

Byla provedena aktualizace orbitálních elementů pro předpovědi minim z O-C brány. Bylo vygenerováno nové bodování zanedbanosti podle aktuálních statistik v O-C bráně. Byla aktualizována astrofyzikální zajímavost zákrytových dvojhvězd podle informací, které zazněly na 42. Konferenci o výzkumu proměnných hvězd.

- Byla přidána kolonka "unikátní" s černou barvou upozornění
 - Pro objekty přednostně žádané k odpozorování byla přidána hvězdička za název.
- Vše se již objevuje v aktualizovaných předpovědích minim.

Luboš Brát (26.11. 2010)

Nová možnost psát poznámky k chování hvězd

Po mnoha letech a opakovaných žádostech a dotazech od pozorovatelů byl spuštěn systém psaní poznámek na webu var.astro.cz.

Pozorovatelé / uživatelé webu mají nyní možnost psát poznámky ke konkrétním hvězdám nebo mohou komentovat jen konkrétní pozorování.

Je to jakási moderní forma známé rubriky "Zvěsti a neřesti od dalekohledu" z našeho časopisu Perseus, kde pozorovatelé hlásili své nálezy posunutých minim a jiného neobvyklého chování proměnných hvězd.

Kde je možné komentáře psát:

- v pozorovacím deníku
- v protokolech B.R.N.O.
- v protokolech TRESKA
- u světelných křivek projektu MEDÚZA
- na samostatné stránce

Kde se komentáře zobrazují:

- v předpovědích minim zákrytových dvojhvězd
- v pozorovacím deníku
- v protokolech B.R.N.O.
- v protokolech TRESKA
- u světelných křivek projektu MEDÚZA
- na samostatné stránce

Jsou dva druhy poznámek

- pro konkrétní objekt (tyto poznámky se zobrazují i v předpovědích)
- pro konkrétní stránku (tyto poznámky se zobrazují tam, kde jsou vloženy, pozorovatelé si takto mohou např. vzájemně komentovat pozorování v pozorovacím deníku.)

Když nyní zjistíte, že minimum nějaké zákrytové dvojhvězdy je posunuté, neváhejte a zadejte poznámku na web. U předpovědi se zobrazí Vaše zpráva.

Celý systém se ještě bude vyvíjet a propojovat na další funkce portálu var.astro.cz. Prozatím je funkční systém je v české verzi. Brzy bude implementován i do anglické verze.

V případě, že zjistíte nějaké chyby, hlase je prosím na brat@pod.snezkou.cz

Konference očima „nestranného“ účastníka

Marek Skarka

Když jsem se vrátil v neděli k večeru domů z právě skončené konference, pln inspirace, nadšení a nových nápadů, ukázala družice, respektive spíše počasí, svou stinnou stránku. Místo pozorování krás naoranžovělého brněnského nočního nebe jsem se tedy rozhodl napsat své postřehy k právě prožité události...

Až potom to vypadá krásně a ušlechtilé, kdyby tomu tak ovšem bylo. Bohužel ale nejsem takový ten správný nadšenec typu Mirka Dušína, takže tyto řádky píšu spíše na popud vyšší instance, která mě k nápadu sepsat moje postřehy přivedla. Nicméně to, že jsem přijel z konference pln nadšení a inspirace, pravdou zůstává.

Letošní konference pro mě byla teprve druhá v pořadí. S tříletou pauzou, ovšem. Poprvé jsem byl roku 2007 ještě ve Valašském Meziříčí, coby vykulený student třetího ročníku astrofyziky. Tou dobou jsem se teprve začínal zajímat o proměnné hvězdy více do hloubky. Letos už jsem tak vyřeštěný nebyl, ovšem to očekávání nového, mírná nervozita a celkově nevědomost věcí příštích zůstala.

Kromě mých kolegů Jirky Lišky a Terky Krejčové jsem vlastně nikoho z účastníků dopředu neznal. Už cesta do Prahy nemohla proběhnout lépe – diskuse ke článku o jedné nejmenované exoplanetě nám zabrala téměř celou cestu. Po příjezdu a bezproblémovém ubytování to konečně vypuklo.

Prostředí pražské hvězdárny mi naprosto učarovalo. Ne, že by Valmez byl nějak horší, ale prostě už ta lokace na Petříně dělá svoje. Možná svým dílem k nadšení také přispělo to, že jsem tam byl poprvé. A samozřejmě nesmím zapomenout na ty interaktivní věcičky všude okolo, které si myslím do sytosti každý osahal a vyřádil se na nich během sobotního společenského večera.

Po pátku a sobotě jsem byl trochu nesvůj. Částečně to bylo tím, že velká většina zúčastněných se zabývá zákrytovými dvojhvězdami nebo exoplanetami, čehož se týkaly i příspěvky, kdežto já se věnuji jinému typu proměnných hvězd. Hlavním důvodem ovšem bylo, že mě v neděli čekala moje první přednáška na podobné akci a že můj powerpoint se mnou nechtěl spolupracovat. Vše se naštěstí vyřešilo ještě v sobotu v noci po společenském večeru.

Můj příspěvek proběhl z mého pohledu velmi dobře, i když mírná nervozita byla. Naštěstí dost utlumena příjemnou, až rodinnou atmosférou, která provázela celou konferenci, a do jisté míry i tím, že předchozí přednáška byla také o pulzujících hvězdách. Nevím, jestli to byl záměr pořadatelů dát podobná témata po sobě, ale velmi jim za to děkuji.

Mile mě překvapila vysoká povědomost a kvalifikovaný přístup všech zúčastněných. Zvláště, když většina z nich jsou amatérští astronomové. Patří jim všem můj obdiv. Celkově byla konference velice dobře připravena a zorganizována. Příspěvky, občerstvení, doprovodný program prostě neměly chybu. Vlastně jedna by se našla a to

přednáška telemostem, která začala velmi slibně, ale po pár minutách skončila slovem třem opakujícím se ve stylu přeskakující jehly gramofonu snad půl minuty, což alespoň pobavilo. Za to ovšem nemohou lidé, ale technika - ta nám nedovolila dozvědět se něco více o unikátní družici Kepler, na konferenci to jistě dostatečně, ovšem v dobrém slova smyslu nenáviděného konkurenta proměňářů.

Pro mě osobně znamenala konference velké rozšíření obzorů v tématu zákrytových dvojhvězd a exoplanet. Také při diskuzi k mému příspěvku padlo několik zajímavých nápadů a inspirujících myšlenek, za které jsem velmi vděčný Petru Sobotkovi a dr. Šimonovi. Také jsem poznal několik zajímavých a příjemných lidí. Takových ovšem byla konference plná, což vedlo k již zmiňované příjemné atmosféře. Nezbyvá než popřát vedení sekce a všem zainteresovaným, aby i příští konference proběhla v podobném duchu a člověk zažil tři krásné, příjemné dny jako letos.

PERSEUS

Časopis pro pozorovatele proměnných hvězd

Vydává Sekce proměnných hvězd a exoplanet České astronomické společnosti

Adresa redakce:

Redakce Persea, Hvězdárna Valašské Meziříčí, p.o.

Vsetínská 78, 757 01 Valašské Meziříčí

Tel.: (+420) 571 611 928; e-mail: lsmelcer@astrovm.cz

Výkonný redaktor:

Ladislav Šmelcer

Redakční rada:

Petr Hejduk, Ondřej Pejcha, Dr. Vojtěch Šimon, PhD.

Spolupráce:

Pavol A. Dubovský

Sazba:

Petr Kliment (p_kliment@seznam.cz)

Vychází 4x ročně. Ročník 19. ISSN 1213-9300. MK ČR E14652.

Číslo 4/2010 dáno do tisku 5. 1. 2011, náklad 120 kusů.



V příštím čísle se můžete těšit na cestopisný článek z Číny.

Jedna z budov Yunnanské astronomické observatoře v Kunmingu. V pozadí 40m radioteleskop.

Foto M. Zejda