

BEZOVEC 2007

mezinárodní konference
o stelární astronomii

sborník

1. - 3. 6. 2007

Sborník k mezinárodní konferenci Bezovec 2007

© 2007 Hvězdárna Valašské Meziříčí a Hvezdáreň a planetárium Hlohovec

Autoři: Andreev M., Antonyuk O., Babina Yu., Bakala P.,
Berezovsky K., Dubovsky P., Chrastina M., Katysheva N., Kawka A.,
Korčáková D., Kučerová B., Kudzej I., Maehara H., Nakajima K.,
Niarchos P. G., Nogami D., Pavlenko E., Pejcha O., Shugarov S., Sobotka P.
Stuchlík Z., Škoda P., Šlechta M., Tarhan I., Tkachenko S., Török G.,
Slaný P., Szász G., Šmelcer L., Urbančok L., Varlikli N., Vasiliskov K.

Sazba: Hvězdárna Valašské Meziříčí

POD SPOLOČNOU
* * *
OBLOHOU

Hvezdáreň a planetárium Hlohovec

Sládkovičova 41, 920 01 Hlohovec
telefon: +421 337 301 828
e-mail: astrohlo@hl.cora.sk
URL: <http://www.portcoeli.sk>

POD SPOLEČNOU
* * *
OBLOHOU

Hvězdárna Valašské Meziříčí

Vsetínská 78, 757 01 Valašské Meziříčí
telefon: +420 571 611 928
e-mail: info@astrovm.cz
URL: <http://projekty.astrovm.cz>

OBSAH

K některým vlastnostem gödelovských prostoročasů vyplněných viskózním plynem a skalárním polem	6
Záludnosti CCD fotometrie	17
Redukce spekter B[e] hvězd	23
Pozorování rychle pulzujícího horkého podtrpaslíka V338 Ser ...	27
Pět let INTEGRALu	32
Multirezonanční modely kvaziperiodických oscilací v systémech obsahujících černou díru nebo neutronovou hvězdu	35
CCD fotometrie novy V 2362 Cyg	39
Multicolor study of the dwarf nova NY Ser in 2004 and 2006	43
Astronomical observatory at Kolonica saddle	47
Eclipsing Binary Stars' studies: present and future	52
Discovery and 1-year observations of the new WZ Sge type star, SDSS J0804 with 11 rebrightenings	59
Accretion disc around us	66
Observational program and the last year results at the Kolonica Observatory	80
Poznámky	85

K NĚKTERÝM VLASTNOSTEM GÖDELOVSKÝCH PROSTOROČASŮ VYPLNĚNÝCH VISKÓZNÍM PLYNEM A SKALÁRNÍM POLEM

Pavel Bakala¹, Neriman Varaliki², Ismail Tarhan³

1) Institute of Physics, Faculty of Philosophy and Science, Silesian University in Opava, Bezručovo nám. 13, CZ-746 Opava, Czech Republic

2) Department of Physics, Art and Science Faculty, Çanakkale Onsekiz Mart University, 17020 Çanakkale, Turkey.

3) Çanakkale Onsekiz Mart University, Astrophysics Research Center, 17020 Çanakkale, Turkey

Abstrakt

Tato studie je věnována vlastnostem zobecněných rotujících gödelovských prostoročasů vyplněných hmotným skalárním polem a viskózním plynem za přítomnosti tepelného toku a kosmologické konstanty. Protože některé pozorované nehomogenity v CMB mohou být interpretovány také jako indicie kosmologické rotace, je studován kosmologický model expandujícího a rotujícího vesmíru s anizotropickou expandující gödelovskou metrikou jako alternativa standardního kosmologického modelu popsání Robertson-Walkerovou metrikou. Je ukázáno, že řešení Klein-Gordonovy rovnice pro skalární pole v takovém prostoročase lze vyjádřit jako superpozici Besselových funkcí prvního a druhého druhu. Hustota viskózního plynu v tomto vesmíru tlumeně osciluje kolem střední hodnoty a masivní skalární pole zde hraje roli vakuové energie či kvintesence. Speciálním nastavením počátečních podmínek lze získat řešení s časově symetrickou evolucí vzhledem k význačné události v čase $t=0$ - big bangu.

Klíčová slova

Gödelův vesmír; hmotné skalární pole; viskózní plyn; tepelný tok; kosmologická konstanta.

Úvod

Skalární pole bylo mnohokrát diskutováno v kontextu obecné teorie relativity v souvislosti s možným vysvětlením kreace hmoty v kosmologických teoriích, reprezentací hmotných bezspinových polí i rozšířením popisu gravitačního pole. Některé vlastnosti skalárního pole mohou také hrát roli při řešení problémů standardního kosmologického modelu založeného na obecné relativitě, zatím

jediné známé teorii gravitace neodporující experimentálním testům.

Koncept skalárního pole byl poprvé použit Diracem [1] při pokusu o vysvětlení Machova principu, kdy výsledná teorie obsahovala gravitační konstantu závislou na čase. Skalární pole se také objevuje v skalárně-tensorových teoriích uvedených Kaluzou a Kleinem [2] a poté Bransem a Dickem [3] [4]. Tato třída teorií modifikuje obecně relativistickou akci a rovnice pole zavedením nového členu popisujícího novou sílu dalekého dosahu. Na druhé straně ve standardním kosmologickém modelu je současná zrychlující se kosmická expanze vysvětlována působením skalárního polem tzv. quintessence. Takové pole může poskytnout mechanismus pro inflační rozpínání ve velmi raném vesmíru a hrát roli galaktické temné hmoty [6] - [7] potřebné pro objasnění pozorovaných orbitálních rychlostí hvězd v galaxiích. Nejen z těchto důvodů bylo vlastnostem kosmologických skalárních polí věnováno množství prací [8] - [11].

Některá observační data týkající se kosmických částic s vysokými energiemi indikují kosmickou rotaci [12] - [15]. Horní mezní hodnoty kosmické rotace byly

stanoveny Rubenem [16] ($\frac{\Omega_o}{H_o} < 10^{-4}$ pro otevřený vesmír, $\frac{\Omega_o}{H_o} < 2 \cdot 10^{-5}$ pro plochý vesmír, $\frac{\Omega_o}{H_o} < 4 \cdot 10^{-13}$ pro uzavřený vesmír). První kosmologické řešení

Einsteinových rovnic za přítomnosti kosmologické konstanty pro rotující vesmír, ovšem prozatím statické, je Gödelův vesmír [17]. Později bylo provedeno mnoho pokusů o zobecnění Gödelova modelu na nestatická řešení, která již zahrnují kosmickou rotaci, expanzi i viskózní efekty. Vzhledem k současným observačním datům potvrzujícím kosmickou expanzi jsou taková zobecnění obzvláště na nestatické řešení klíčové pro životaschopnost těchto kosmologických modelů.

Díky mnoha fascinujícím vlastnostem je zobecněný Gödelův vesmír předmětem této studie. Inherentní kosmická rotace je pouze jednou jeho zajímavou vlastností. Ještě více překvapující je nepřítomnost globální chronologie a existence uzavřených časupodobných geodetik, tedy potenciální možnost cestování v čase*. Gödelův model je geodeticky kompletní a neobsahuje singularity nebo horizonty [18]. Kopparovo a Patelovo řešení [19] - [20] reprezentuje nestatické zobecnění Gödelova řešení pro rotující vesmír s tepelným tokem vyplněný vizkózním plynem. Chakraborty and Bandopadhyay [21] publikovali statické řešení pro rotující vesmír s dokonalým plynem a skalárním polem. Konečně Yavuz and Baysal [22] zobecnili Gödelovo řešení pro nestatický vesmír s tepelným tokem vyplněný dokonalým plynem.

Většina kosmologických teorií předpokládá, že hmota ve vesmíru na velkých škálách může být dobře popsána jako hmotný neinteragující prach nebo dokonalý plyn. Avšak jsou některé dobré důvody věřit, že zejména v raných stádiích evoluce vesmíru viskózní efekty mohou hrát významnou roli [23] - [25]. Existence bulkové viskozity je ekvivalentní pomalému obnovování rovnovážných stavů [26]

* Kauzální problémy vznikají i v jiných řešeních Einsteinových rovnic, například v kerrovských prostoročasech.

a mechanismus viskozity v kosmologii může pomoci vysvětlit vysokou baryonovou entropii v současném vesmíru [27]. Misner [28] pravděpodobně jako první uvažoval kosmologickou aplikaci viskozity pro objasnění procesu vyhlazení počátečních anisotropií v raném vesmíru. Následně byly kosmologické modely uvažující viskozitu studovány z mnoha úhlů pohledu. Užitečný přehled těchto modelů včetně referencí na starší literaturu do roku 1990 zpracoval Grøn [29]. Viskozita hraje důležitou roli ve vysvětlení mnoha fyzikálních vlastností homogenních kosmologických modelů. Murphy [30], Banerjee a Santos [31] se věnovali homogenním modelům vyplněným viskózním plynem, Chimento s Jakubim [32] pak doplnili tyto kosmologické modely o vliv skalárního pole. Nehomogenní kosmologické modely Bianchiho typu s magnetizovaným viskózním plynem a proměnnou kosmologickou konstantou byly popsány Pradhanem [33]. Kosmologický model s objemovou i smykovou viskozitou byl pak studován v pracích Elsta [34] a Gavrilova [35].

V ranných stádiích evoluce vesmíru se nepředpokládá distribuce hmoty ve stavu termální rovnováhy, což přirozeně implikuje existenci kosmického tepelného toku. Efekty kosmického tepelného toku byly studovány mnoha autory [36] - [37].

Z těchto důvodů se věnujeme vlivu viskózního plynu, hmotného skalárního pole, tepelného toku a kosmologické konstanty na evoluci vesmíru Gödelova typu.

Formulace problému

Uvažujme nestatickou metriku popisující rotující vesmír Gödelova typu s elementem intervalu ve tvaru

$$ds^2 = dx^2 + dz^2 - (dt + He^x dy)^2 + \frac{1}{\alpha^2} H^2 e^{2x} dy^2, \quad (1)$$

kde metrický potenciál H je funkce kosmického času t a α je konstanta. Einsteinovy rovnice lze zapsat v obvyklé formě (v jednotkách $c = 8\pi G = 1$)

$$R_{\mu\nu} - \frac{1}{2} R g_{\mu\nu} = T_{\mu\nu}, \quad (2)$$

kde tenzor energie-hybnosti T_{ik} pro kosmickou distribuci hmoty-energie zahrnující hmotné skalární pole, viskózní plyn, tepelný tok a vakuovou energii, je daný vztahem

$$T_{\mu\nu} = \rho u_\mu u_\nu + (p - \xi\theta) P_{\mu\nu} - 2\eta\sigma_{\mu\nu} + q_\mu u_\nu + q_\nu u_\mu + \frac{1}{4\pi} [V_{,\mu} V_{,\nu} - \frac{1}{2} g_{\mu\nu} (V_{,\lambda} V^{,\lambda} - M^2 V^2)] - \Lambda g_{\mu\nu}. \quad (3)$$

Zde p je isotropický tlak, ρ je hustota plynu, η , ξ koeficienty pro smykovou i objemovou viskozitu a u_μ je čtyřrychlost kosmické distribuce hmoty v soupujícím referenčním systému.

Projekční tenzor $P_{\mu\nu}$ je dán formulí

$$P_{\mu\nu} = u_\mu u_\nu + g_{\mu\nu}, \quad (4)$$

tenzor deformace je pak dán jako

$$- \quad - \quad (5)$$

Kde \dots (6)

Zde a dále středník označuje kovariantní derivaci. Čtyřvektor tepelného toku Q_μ je ortogonální ke čtyřrychlosti kosmické distribuce hmoty u_μ a jeho norma je pozitivně definitní, což je vyjádřeno podmínkami

$$(7)$$

Rovnice pole v lokálním inerciálním systému

Pro zjednodušení výpočtů je výhodné využít transformaci do lokálního inerciálního systému (LIS). Metrika (1) může být přepsán s použitím tetrády 1-formů do tvaru

$$(8)$$

kde $\eta_{\mu\nu}$ je Minkovského metrický tenzor a příslušné 1-formy jsou definovány následovně

$$(9)$$

Lokální tenzorové komponenty budou v dalším textu značeny indexy s tildou. Matice transformace kontravariantních komponent do LIS je dána dobře známou formulí

$$(10)$$

kovariantní komponenty se pak transformují pomocí inverzní a transponované matice, která nabývá formy

Pro obdržení odpovídající levé strany Einsteinových rovnic v LIS je nutno Einsteinův tenzor, který je dán metrikou (1), transformovat použitím výše zmíněných transformačních pravidel.

Transformace do LIS zachovává x a z souřadnice a souřadnici y pouze reškáluje, takže je zřejmé, že v původní i nový referenční systém souputují s kosmickou distribucí plynu. Čtyřrychlost plynu v LIS tedy bude

$$u^{\tilde{\mu}} = u^{\mu} = (1, 0, 0, 0), \quad u_{\tilde{\mu}} = (-1, 0, 0, 0). \quad (11)$$

Tenzor energie - hybnosti (3) v LIS nabývá relativně jednoduchého tvaru

$$T_{(fluid+heat)}^{\tilde{\mu}\tilde{\nu}} = \begin{pmatrix} \rho & q_x & q_y & q_z \\ q_x & \bar{p} & 0 & 0 \\ q_y & 0 & \bar{p} & 0 \\ q_z & 0 & 0 & \bar{p} \end{pmatrix},$$

kde efektivní tlak \bar{p} je dán formulí

$$\bar{p} = p - \theta \left(\xi - \frac{2}{3} \eta \right) \quad (12)$$

a q_i jsou prostorové komponenty čtyřvektoru kosmického tepelného toku. Díky podmínce ortogonality ($q^i u_i = 0$), je časová komponenta nulová ($q^0 = 0$). Jestliže předpokládáme homogenní časově proměnné skalární pole, příslušná část tenzoru energie - hybnosti bude nabývat tvaru

$$T_{(field)}^{\tilde{\mu}\tilde{\nu}} = \frac{1}{8\pi} \begin{pmatrix} (V_{,t}^2 - M^2 V^2) & 0 & 0 & 0 \\ 0 & (V_{,t}^2 + M^2 V^2) & 0 & 0 \\ 0 & 0 & (V_{,t}^2 + M^2 V^2) & 0 \\ 0 & 0 & 0 & (V_{,t}^2 + M^2 V^2) \end{pmatrix}. \quad (13)$$

Konečně, část odpovídající vakuové energii je plně určená kosmologickou konstantou a nabývá v LIS jednoduchého tvaru

$$T_{(vacuum\ energy)}^{\mu\psi\phi} = \begin{pmatrix} \Lambda & 0 & 0 & 0 \\ 0 & -\Lambda & 0 & 0 \\ 0 & 0 & -\Lambda & 0 \\ 0 & 0 & 0 & -\Lambda \end{pmatrix}.$$

Díky nezávislosti skalárních veličin na referenčním systému je možno expanzní faktor θ a potenciál skalárního pole V určit v původním referenčním systému.

Expanzní faktor θ je určen 4-divergencí čtyřrychlosti plynu nebo ekvivalentně jako rychlost zvětšování vlastního objemu U objemového elementu plynu vztahy

$$\theta = \frac{1}{U} \frac{dU}{d\tau} = u_{;\mu}^{\mu}. \quad (14)$$

Pro danou metriku (1) přímou kalkulací získáme relaci

$$\theta = \frac{\dot{H}}{H}, \quad (15)$$

Zde a dále tečka “.” značí obyčejnou derivaci podle t .

Aby hmotné skalární pole bylo kompatibilní s danou prostoročasovou geometrií, je nutno uvažovat jeho potenciál V jako řešení Klein-Gordonovy rovnice pro zakřivený prostoročas ve známém tvaru

$$\frac{1}{\sqrt{-g}} \frac{\partial}{\partial x^{\mu}} \left(g^{\mu\nu} \sqrt{-g} \frac{\partial V}{\partial x^{\nu}} \right) - M^2 V = 0, \quad (16)$$

kde hodnota M je svázána s hmotou m příslušné bezspinové částice relací $M = \frac{m}{\hbar}$. O potenciálu V dále předpokládáme, že je funkcí pouze kosmického času.

V LIS mohou být tedy rovnice pole (2) pro metriku (1) s tenzorem energie-hybnosti (3) zapsány ve tvaru

$$G^{\hat{x}\hat{x}} \equiv \frac{\dot{H}}{H} (\alpha^2 - 1) + \frac{\alpha^2}{4} = p - \left(\xi - \frac{2}{3} \eta \right) \frac{\dot{H}}{H} - \Lambda + \frac{1}{8\pi} (\dot{V}^2 + M^2 V^2) \quad (17)$$

$$G^{\hat{x}\hat{i}} \equiv \frac{\dot{H}}{H} (1 - \alpha^2) = q_x \quad (18)$$

$$G^{\hat{y}\hat{y}} \equiv \frac{\alpha^2}{4} = p - \left(\xi - \frac{2}{3} \eta \right) \frac{\dot{H}}{H} - \Lambda + \frac{1}{8\pi} (\dot{V}^2 + M^2 V^2) \quad (19)$$

$$G^{\hat{z}\hat{z}} \equiv \frac{4 - \alpha^2}{4} + (\alpha^2 - 1) \frac{\dot{H}}{H} = p - \left(\xi - \frac{2}{3} \eta \right) \frac{\dot{H}}{H} - \Lambda + \frac{1}{8\pi} (\dot{V}^2 + M^2 V^2) \quad (20)$$

$$G^{\hat{i}\hat{i}} \equiv \frac{3\alpha^2}{4} - 1 = \rho + \Lambda + \frac{1}{8\pi} (\dot{V}^2 + M^2 V^2) \quad (21)$$

Řešení rovnic pole

Z rovnic (19) a (22) okamžitě získáme, že $\alpha^2 = 2$ (22)

Použitím rovnic (19) a (21) spolu s rovnicí (24) snadno určíme, že $\ddot{H} = 0$, a tedy metrický potenciál můžeme zapsat ve tvaru

$$H(t) = H_1 t + H_0. \quad (23)$$

Klein-Gordonova rovnice pro metriku (1) může být zapsána ve tvaru

$$\ddot{V} + \frac{\dot{H}}{H} \dot{V} + M^2 V = 0. \quad (24)$$

Dosazením (23) do rovnice (24) obdržíme potenciál skalárního pole ve tvaru

$$V(t) = C_1 J_o(A(t)) + C_2 Y_o(A(t)), \quad A(t) = M \left(\frac{H_o}{H_1} + t \right). \quad (25)$$

Zde J_n a Y_n jsou Besselovy funkce prvního a druhého druhu a n -tého řádu.

Z rovnice (15) a (23) lze snadno získat expanzní faktor jako

$$\theta = \frac{H_1}{H_1 t + H_0}, \quad (26)$$

a tedy z rovnice (18) vidíme, že x -komponenta čtyřvektoru kosmického tepelného toku bude

$$q_x = -\theta. \quad (27)$$

Ostatní komponenty čtyřvektoru kosmického tepelného toku zůstávají nulové.

Z rovnice (21) lze získat hustotu energie kosmické distribuce hmoty jako

$$\rho = \frac{1}{2} - \Lambda - \varepsilon \quad (28)$$

kde hustota energie časově proměnného skalárního pole ε je dána vztahem

$$\varepsilon = \frac{M^2}{8\pi} \left((C_1 J_1(A(t)) + C_2 Y_1(A(t)))^2 - (C_1 J_o(A(t)) + C_2 Y_o(A(t)))^2 \right) \quad (29)$$

Nyní můžeme redukovat počet nezávislých parametrů v získaných rovnicích použitím barotropní rovnice, $p = (\gamma - 1)\rho$, $0 \leq \gamma \leq 2$. Následně tedy z rovnice (28) získáme tlak kosmické distribuce pro hmotu v různých formách.

$$p = (\gamma - 1) \left(\frac{1}{2} - \Lambda - \varepsilon \right). \quad (30)$$

$p=0$	<i>Prach</i>	$\gamma=1$
$p=\rho$	<i>Stiff matter</i>	$\gamma=2$
$p=-\rho$	<i>Temná hmota</i>	$\gamma=0$
$p=1/3 \rho$	<i>Záření</i>	$\gamma=4/3$

Použitím řešení získaných výše z rovnic pole můžeme určit vztah mezi koeficienty pro objemovou (ξ) a smykovou (η) viskozitu ve tvaru

$$\xi = \frac{2\eta}{3} + \frac{(\gamma\rho - 1 - \frac{M^2}{4\pi} (C_1 J_1(A(t)) + C_2 Y_1(A(t))))^2}{\theta} \quad (31)$$

Připomeňme zde, že oba viskózní koeficienty jsou pozitivně definitní [38], tedy, $\eta > 0$, $\xi > 0$. (32)

Pro libovolné řešení může být hodnota H_0 určena z přirozené počáteční podmínky pro metrický potenciál, $H(t=0) = 0$, implikující $H_0 = 0$. Tato konstanta může být tedy chápána jako pouhé posunutí kosmického času.

Nyní lze diskutovat obecné vlastnosti získaného řešení. Rovnice (21) ukazuje, že celková hustota energie se v tomto vesmíru zachovává a během časové evoluce se pouze mění poměr energie distribuce hmoty a energie skalárního pole. Energie skalárního pole osciluje kolem nulové hodnoty a proto i hustota

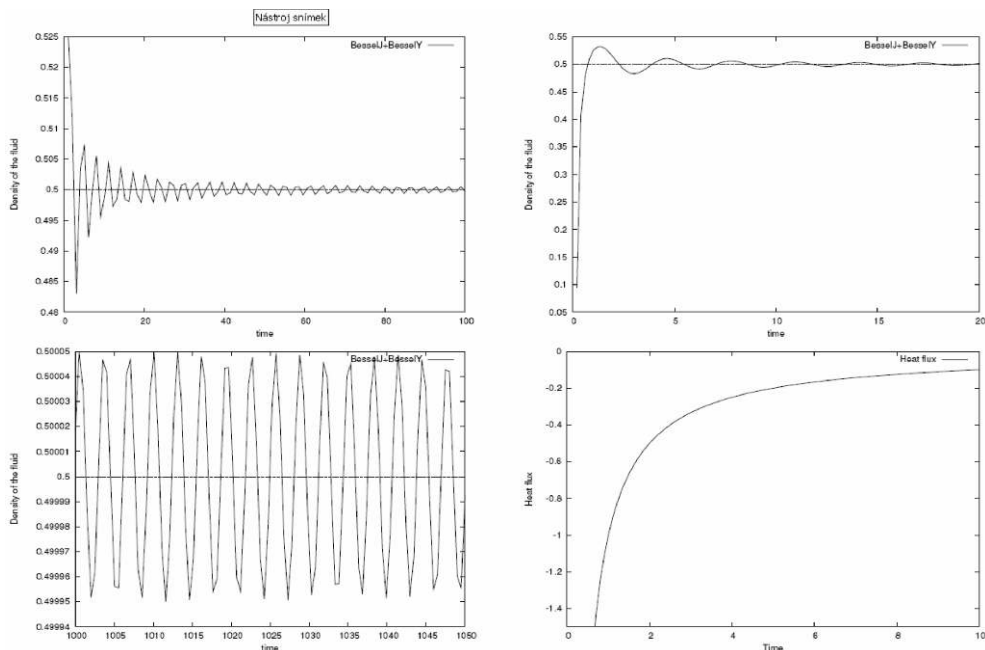
Hmoty osciluje kolem střední hodnoty dané jako $\frac{1}{2} - \Lambda$, viz rovnice (21). Role

kosmologické konstanty v tomto modelu je relativně jednoduchá, nastavuje pouze střední hodnotu hustoty distribuce hmoty a můžeme ji tedy položit rovnou nule bez újmy na obecnosti. Na druhé straně, skalární pole může být interpretováno jako proměnná efektivní hodnota kosmologické konstanty, pokud zanedbáme člen s časovou derivací v příslušné části tenzoru energie-hybnosti. Další vlastnosti řešení výrazně závisí na hodnotě superpoziční konstanty C_2 skalárního pole.

Existují dvě odlišné třídy řešení. První z nich je charakterizována nenulovou hodnotou C_2 . Energie skalárního pole je v tomto případě definována pouze pro pozitivní hodnoty argumentu A a tedy i kosmického času a jde do nekonečna v $t=0$. Evoluce takového vesmíru začíná v $t=0$ singularitou s nekonečnými hodnotami ρ, p, ε, q a Θ . Tento případ ilustruje *obrázek 1*.

Druhá třída řešení disponuje zajímavějšími vlastnostmi. Hodnota Besselovy funkce prvního druhu nikdy nejde do nekonečna a je definována pro arbitrární hodnotu jejího argumentu. Energie skalárního pole se bude takto chovat, jestliže nastavíme $C_2=0$ a budeme tedy uvažovat pouze první člen v potenciálu. V tomto případě hustota hmoty ρ a hustota energie skalárního pole ε je definována a zůstává konečná pro arbitrární kladné i záporné hodnoty kosmického času. V čase

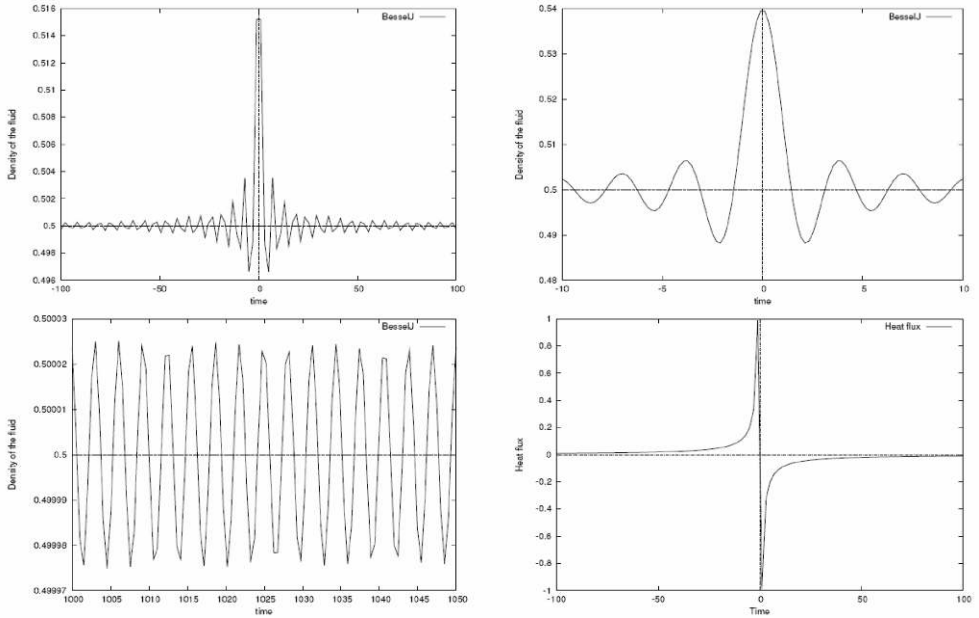
$t=0$ vektor tepelného toku a expanzní faktor mění znaménka a stávající se nespojitými, ale konečné hodnoty hustoty energie hmoty i energie skalárního pole stále zůstávají zachovány. To lze interpretovat jako vesmír kolabující v záporných hodnotách kosmického času a expandující v kladných. Díky vlastnostem Besselových funkcí prvního druhu je toto řešení časově symetrické. Tento případ ilustruje *obrázek 2*. Poznamenejme zde, že negativní hodnoty x-komponenty kosmického tepelného toku pouze ukazují směr šíření tepla podél osy x globálního referenčního systému.



Obrázek 1: Chování první třídy řešení s $C_2=1$, $H_1=1$, $C_1=1$, $H_0=0$.

Shrnutí a závěr

V této studii diskutujeme vlastnosti rotujícího nestatického homogenního a anisotropního gödelovského vesmíru za přítomnosti hmotného skalárního pole, viskózního plynu, tepelného toku a kosmologické konstanty Λ . Je ukázáno, že chování hustoty energie skalárního pole ε je pro vlastnosti evoluce takového vesmíru klíčové.



Obrázek 2: Chování druhé třídy řešení s $C_2=0$, $H_1=1$, $C_1=1$, $H_0=0$

Kinematické veličiny tohoto modelu nabývají následujících hodnot.

Expanzní faktor Θ je dán vztahem

$$\theta = \frac{\dot{H}}{H} = -q_x = \frac{H_1}{H_1 t + H_0} \quad (33)$$

Skalár deformace (σ^2), a rotace (Ω^2) vektoru čtyřrychlosti jsou dány vztahy .

$$3\sigma^2 = \theta^2, \quad \Omega^2 = \frac{\alpha^2}{4} = \frac{1}{2} \quad (34)$$

Kosmická vorticitata tedy zůstává konstantní v celé historii takového vesmíru.

Snadno nahlédneme, že $\frac{\sigma}{\theta} = \frac{1}{\sqrt{3}} = 0.577$. Současný horní limit pro náš vesmír pro poměr $\frac{\sigma}{\theta} = 10^{-3}$ je získán pomocí nepřímých argumentů uvažujících Isotropii primordiálního záření černého tělesa [39]. Poměr $\frac{\sigma}{\theta}$ v popisovaném modelu je významně větší než současná hodnota a zůstává konstantní během celé kosmické evoluce.

Hustota energie hmotného skalárního pole je v zde přímo svázána s hustotou a tlakem kosmické distribuce hmoty. Skalární pole hraje v tomto modelu roli vakuové energie nebo quintessence. Potenciál skalárního pole je vyjádřen po-

mocí superpozice Besselových funkcí prvního a druhého druhu. Díky vlastnostem těchto funkcí byly získány dvě třídy řešení, první bez časové symetrie a s počáteční singularitou, druhá bez singularit a s časově symetrickou kosmickou evolucí pro kladné i záporné hodnoty kosmického času.

Poděkování

Rádi bychom poděkovali Dr. Stanislavu Hledíkovi a Dr. Petru Slanému za stimulující diskuzi a hodnotné připomínky. Dále autoři děkují Slezské Universitě v Opavě a LOC konference Bezovec 2006 za laskavé zajištění příjemného pobytu. Tato práce vznikla za podpory Çanakkale Onsekiz Mart University Research Fund 2005/114 (N.V., I. T.) a českého grantu LC06014 (P.B.).

Reference

- [1] P. Dirac, *Nature* 139, 323 (1937).
- [2] T. Kaluza., *Sitzungsber. Preuss. Akad. Wiss. Phys. mat. Klasse*, 96:69, (1921).
- [3] C. H. Brans and R. H. Dicke, *Phys. Rev.* 124, 925 (1961).
- [4] C. H. Brans, *Contribution to Festschrift volume for Engelbert Schucking* (1997).
- [5] YA. B. Zel'dovich, *Sov. Sci. Rev. E Astrophys. Space Phys.* 5, 1 (1986).
- [6] T. Matos, F. Guzmán, and L. A. Unena-Lopez *Class. Quant. Grav.* 17, 1707 (1999).
- [7] S. Fay, *Astronomy and Astrophysics* 413, 799 (2004).
- [8] S. K. Mohanty and P. K. Sahoo *Astrophysics and Space Science* 288, 523 (2003).
- [9] H. Baysal, Yilmaz and Tarhan, *Int. J. Mod. Phys.* D10, 935 (2001).
- [10] L.K. Patel and S.S. Koppa, *Lett. Math. Phys.* 18, 347 (1989).
- [11] Tarhan, *Astron. Nachr./AN* 323, 5 (2002).
- [12] P. Birch, *Nature* 301, 735 (1983).
- [13] K. Behrndt and M. Pössel. *Physics Letters* B580, 1 (2004).
- [14] R. Burghardt, *Aust. Rep. on Grav.* ARG 02, (2001).
- [15] Y. N. Obukhov, *Colloquium on Cosmic Rotation*, Berlin pp.23, (2000).
- [16] G. Ruben, *Astrophysics and Space Science* 177, 465 (1991).
- [17] K. Gödel, *Rev. Mod. Phys.* 21, 447 (1949).
- [18] J.D. Barrow and C.G. Tsagas, *Class. Quant. Grav.* 21, 177 (2003).
- [19] S.S Koppa and L.K. Patel, *Nuovo Cimento* B102, 419 (1988).
- [20] S.S Koppa and L.K. Patel, *Nuovo Cimento* B102 425 (1988).
- [21] S.K. Chakraborty and N. Bandyopadhyay *J. Math. Phys.* 24, 129 (1983).
- [22] Yavuz and H. Baysal, *Int. J. Theor. Phys.* 33, 2285 (1994).
- [23] W. Israel and J.N. Vardalas *Lett. Nuovo Cimento* 4, 887 (1970).
- [24] Z. Klimek, *Post. Astron.* 19, 165 (1971).
- [25] S. Weinberg, *Astrophys. J.* 168, 175 (1971).
- [26] L. Landau and E.M. Lifshitz, *Fluid Mechanics* (Addison-Wisley, Mass.) p 304, (1962).
- [27] S. Weinberg, *Astrophys. J.* 168, 175 (1972).
- [28] W. Misner, *Astrophys. J.* 151, 431 (1968).
- [29] Ø. Grøn, *Astrophys. Sci.* 173, 191 (1990).
- [30] G.L. Murphay, *Phy. Rev. D.* 8, 4231 (1973).
- [31] M.B. Banerjee and O. Santos *Astrophys. Space Sci.* 136, 331 (1987). [1] L.P. Chimento and A.S. Jakubi, *Int. J. Mod. Phys.* D5, 313 (1996).
- [32] A. Pradhan, S. Srivastav and K. Jotinia, *Czech. J. Phys.* 54, 255 (2004).
- [33] H. Elst, P. Dunsby and R. Tavakol *Gen. Relativ. Grav.* 32, 1429 (1995).
- [34] V.R. Gavrilov, V.N. Melnikov and R. Triay *Class. Quantum Grav.* 14, 2203 (1995).
- [35] G. Mukherjee, *J. Astrophys. Astron.* 7, 259 (1986).
- [36] E. Suiestins, *Gen. Relativ. Grav.* 17, 521 (1985).
- [37] B. Saha, *Mod. Phys. Letters* 28, 2127 2004.
- [38] C.B. Collins, E.N. Class and D.A. Wilkinson, *Gen. Relativ. Grav.* 12, 805 (1980).

ZÁLUDNOSTI CCD FOTOMETRIE

Marek Chrastina

Ústav teoretickej fyziky a astrofyziky, Přírodovědecká fakulta, Masarykova univerzita, Brno, Česká republika
Hvezdáreň a planetárium Hlohovec, Hlohovec, Slovensko
email: chrastina@kozmos.sk

Abstrakt

Jednou z najdôležitejších metód výskumu premenných hviezd je fotometria. Používanie CCD detektorov na fotometriu od 90-tych rokov neustále vzrastá. Podobne ako pri iných metódach či detektoroch, čím presnejšie dáta chceme, tým hlbšie musíme preniknúť do poznania metódy a detektoru. Je to tiež základ správnej interpretácie získaných dát. Tento článok poukazuje na niekoľko vybraných charakteristík CCD detektorov a na nie veľmi známe problémy s nimi spojené.

Úvod

Jednou z najdôležitejších metód výskumu premenných hviezd je fotometria. Pozorovatelia túto metódu uprednostňujú pred ostatnými kvôli jej niekoľkým nesporným výhodám, ktoré ponúka. Ako by povedali teoretici, CCD kamera je „čierna skrinka“, ktorá nevyžaduje zložitú údržbu ani pomocné zariadenia, okrem počítača, ktorý aj tak väčšina pozorovateľov už má. Vďaka značnému rozvoju polovodičovej technológie v posledných rokoch sa zlepšila kvalita, citlivosť a ďalšie parametre CCD detektorov. Ich cena postupne klesá, čím neustále vzrastá ich dostupnosť pre širšiu komunitu astronómov-amatérov. Tak profesionálni ako aj amatérsky pozorovatelia chcú získavať hodnotné dáta. To však v skutočnosti nie je také jednoduché akoby sa na prvý pohľad zdalo, a to kvôli vplyvu množstva faktorov. Vo všeobecnosti platí, že čím viac chceme získať, tým viac detailov musíme zvážiť a zahrnúť, čo si vyžaduje hlbšie pochopenie problematiky. Inými slovami, množstvo detailov, ktoré treba zvážiť, závisí na tom ako presné dáta chceme dostať. V tomto článku prediskutujeme niekoľko faktorov, ktoré síce pri bežnej fotometrii nie sú tak významné, no stávajú sa dôležitými pri vysoko presnej fotometrii. Chceme však upozorniť, že aplikácie akýchkoľvek metód v praxi sa odvíjajú od konkrétneho pozorovateľského stanoviska a použitého prístroja.

Dosiahnuť presnosť 0,01 mag je teoreticky jednoduché, v praxi však náročné. Najlepšia presnosť jedného CCD fotometrického merania pri použití malého d'alekohľadu a niekoľko minútovej expozície sa pohybuje okolo 0,003 mag. Žiaľ táto hodnota je stále asi trojnásobná oproti fotoelektrickým meraniam veľmi jasných hviezd a prinajmenšom 10 krát väčšia ako teoretický limit (Howell & Everett 2001). Je našou úlohou odhaliť faktory obmedzujúce presnosť našich meraní a nájsť metódy na ich elimináciu alebo aspoň ich potlačenie.

Charakteristiky CCD

Ako ukazuje článok Walkera (1986, viz obrázek 1 v tomto článku), CCD detektory sa vyznačujú dlhodobou stabilitou svojich vlastností a parametrov. V tejto časti článku spomenieme niektoré najdôležitejšie parametre CCD detektorov.

Zisk (ang. Gain) v jednotkách počtu elektrónov na ADU je prevodný súčiniteľ medzi počtom elektrónov zaznamenaných CCD detektorom a počtom ADU na výslednej snímke. Je určený predovšetkým vlastnosťami A/D prevodníka kamery a určuje účinnosť A/D prevodu. Čím je zisk menší, tým lepší prístroj máme. Všetky vlastnosti prevodníka, ako rozlíšenie, počet úrovní, vzorkovacia frekvencia atď., sú obmedzené a prevodník od prevodníka sa líšia. Nakoniec sa vždy musí zväžiť aj otázka pomeru cena/výkon.

Maximálna nábojová kapacita (ang. Full Well Capacity, ďalej len MNK) v jednotkách počtu elektrónov je maximálny náboj, ktorý je jeden pixel schopný udržať bez saturácie vedúcej k degradácii signálu. Rozmerovo väčšie pixely dajú síce nižšie geometrické rozlíšenie, ale umožňujú robiť dlhšie expozície bez saturácie, pretože majú väčšie MNK a teda aj väčší dynamický rozsah. Prichádzajúci tok žiarenia má plošný gradient dokonca i v rámci jedného pixelu. Tento jav je však v prípade malých pixelov zanedbateľný, čo je veľmi dôležité pre profilovú fotometriu. Vlastnosti pixelov a A/D prevodníka by mali navzájom korešpondovať, v ideálnom prípade takto:

$$\text{zisk} \times \text{počet úrovní A/D} = \text{MNK} \quad (1)$$

Vyčítavací šum (ang. Readout noise) v jednotkách počtu elektrónov na ADU a pixel je počet elektrónov, ktorý sa vo vyčítavacej elektronike nazbiera do signálu pixelu. Šum pochádza z dvoch zdrojov. Prvým je vlastnosť prevodníku zvaná opakovateľnosť (ang. Repeatability): privedenie rovnakého množstva náboja z toho istého pixelu na prevodník nemusí dať vždy tú istú hodnotu na výstupe prevodníka. Druhým zdrojom sú neželané náhodné signály pochádzajúce zo senzora a vnútornej elektroniky, čo sa v konečnom dôsledku prejaví ako ďalší šum nazbieraný počas digitalizačného procesu. Vyčítavací šum spolu s MNK určuje dynamický rozsah zariadenia.

Vhodná veľkosť pixela je mimoriadne dôležitý fotometrický faktor. Pre kvalitnú fotometriu je potrebné, aby bola veľkosť pixela nanajvýš $\frac{1}{2}$ FWHM (ang. Full Width at Half Maximum) objektu spôsobeného seeingom, hodnota $\frac{1}{3}$ je ideálna (Romanishin 2006). Môžeme definovať vzorkovací parameter p :

$$p = \frac{\text{FWHM}}{\text{veľkosť pixelu}} \quad 2)$$

Ak je veľkosť pixela oveľa väčšia ako FWHM, výsledná snímka bude podvzorkovaná. Naopak, ak je veľkosť pixela oveľa menšia, výsledná snímka bude prevzorkovaná.

Binning

Väčšina dnešných CCD kamier umožňuje tzv. *binning*, spájanie nábojov zo susedných pixelov počas vyčítavacieho procesu. Táto operácia sa uskutočňuje priamo vo vstavanej elektronike kamery. Binning prináša dve veľké výhody. Jednak efektívne znižuje vyčítavací šum a teda zvyšuje pomer signál/šum, jednak skracaje dobu vyčítavania hoci za cenu nižšieho geometrického rozlíšenia. Všetky tieto parametre sú úmerné počtu spojovaných (binovaných) pixelov. Žiaľ podľa rovnice (1) binning vedie buď k zníženiu rozlíšenia A/D prevodníka alebo nevyužitiu všetkých jeho A/D úrovní.

Linearita CCD a antiblooming

Jednou z najžiaducejších charakteristík astrofyzikálnych zariadení je ich *linearita*. Z tohto pohľadu je CCD ideálnym typom detektora. CCD kamery sú lineárne takmer v celom svojom rozsahu, hoci mierna nelinearita sa zvyčajne objavuje v oblasti pred saturáciou. *Antiblooming* (ďalej len ABG) spôsobuje, že nelinearita sa objavuje už pri oveľa nižšej intenzite a prítomnosť ďalšej brány, elektródy, na pixely znižuje jeho použiteľnú plochu. Žiaľ ani bez ABG nie je linearita pixelov dokonalá. Pri nízkych intenzitách je účinnosť A/D prevodu zvyčajne o niečo nižšia (Howell & Everett 2001).

Odložený náboj

Korekcia odloženého náboja (*ang. deferred-charge correction*) opisuje nelinearitu niektorých pixelov a stĺpcov pixelov pri nízkych intenzitách (Gilliland & Brown 1988). V reále to vedie k odlišným zmenám hodnoty zisku (*gain*) jednotlivých pixelov v závislosti od veľkosti prichádzajúceho toku žiarenia. Veľkosť týchto zmien je navyše závislá od stredného toku žiarenia. Pri vyšších hodnotách strednej intenzity môže byť nelinearita charakterizovaná určením konštanty, ktorá sa pripočíta ku každému pixelu, čím sa zmeny zisku jednotlivých pixelov stanú nezávislé na strednej intenzite.

Fotometrické metódy

Vysvetlenie intenzitného profilu hviezd (King 1971) je stále nejasné. Dobrá profilová fotometria je menej citlivá na také javy ako horúce pixely, kozmické žiarenie apod. než apertúrna fotometria, obzvlášť v prehustených poliach. Nedávne experimenty s profilovou fotometriou naznačujú, že Lorentzov profil dáva lepšie výsledky ako Gaussov profil (Walker 1984). Avšak hlavnou výhodou apertúrnej fotometrie je jej rýchlosť a ľahšia automatizácia redukcie dát. Metóda apertúrnej fotometrie je založená na sčítaní hodnôt pixelov vo vhodne zvolenej apertúre. Rozhodujúcim faktorom pre presnosť fotometrie je pomer signál/šum, ktorý závisí predovšetkým na veľkosti použitej apertúry. Určenie najvhodnejšej apertúry a korekcia na rozličné pomery signál/šum sú rozhodujúcimi faktormi pre apertúrnú fotometriu.

Pomer signál/šum a malo-apertúrna fotometria

Vyšší pomer signál/šum dáva lepšiu fotometrickú presnosť, t.j. výsledok je šumom menej ovplyvnený. Pomer sa mení s veľkosťou apertúry. Väčšia apertúra pokryje viac zachyteného toku žiarenia, avšak aj viac šumu pozadia. Príspevky väčšiny šumov rastú so štvorcem polomeru kruhovej apertúry, a preto od niektorého polomeru začne byť šum dominantný nad zachyteným tokom (Howell 1989, Stetson 1990). T.j. pomer signál/šum dosiahne istej maximálnej hodnoty, a potom začne klesať. Dôležité je spomenúť, že maximum dosiahne pri pomerne malej apertúre. Howell (1995) ukázal, že optimálny polomer apertúry je približne rovný FWHM. Vo všeobecnosti je optimálny polomer pre rôzne bodové zdroje rôzny, v závislosti od jasnosti meranej hviezdy.

Apertúrna krivka rastu

Malé apertúry vedú k lepšiemu pomeru signál/šum, ale nepokrývajú celý tok žiarenia hviezdy, tak ako aj pravdepodobne výrazne závisia na aktuálnom seeingu a presnosti montáže (Stetson 1990) a vedú k horšej presnosti určenia centroidu. Dostatočne veľká apertúra môže pokryť takmer všetok zachytený tok, avšak dáva horší pomer signál/šum. Dilema voľby medzi maximálnym pomerom S/N a započítaním čo najväčšej časti zachyteného toku sa dá riešiť použitím ***apertúrnej krivky rastu*** (*ang. Aperture Growth Curve*, Howell 1989, Stetson 1990). Konštruuje sa z meraní jasnosti osamotených jasných hviezd na neprehustených poliach cez rôzne veľké apertúry. Z takejto krivky je potom možné zistiť akú časť toku sme pri konkrétnej apertúre započítali resp. zistiť koľko toku by sme pokryli nekonečne veľkou apertúrou. To nám umožňuje merať slabšie hviezdy pomocou malých apertúr s veľkým pomerom S/N a výsledok potom opraviť na celkový zachytený tok. Tvar apertúrnej krivky rastu celkom dobre zodpovedá teoretickým očakávaniam.

Odlíšné pomery signál/šum

V konvenčnej fotoelektrickej fotometrii sa dá integračná doba každého objektu meniť tak, aby všetky merané objekty mali približne rovnaký pomer signál/šum. Takýto stav je výhodný, pretože dáta jednotlivých objektov sú ovplyvnené šumom približne v rovnakej miere. Na druhej strane integračná doba všetkých objektov na CCD snímke je rovnaká. Dôsledkom toho objekty na CCD snímke majú navzájom rozličné pomery signál/šum, ktoré závisia od ich jasnosti. Napriek tomu je CCD kamera vhodnejšia pre menšie d'alekohľady kvôli jej vyššej kvantovej účinnosti. Ako už Howell et al. (1988) a ďalší poznamenali, je nevyhnutné nájsť škálovací faktor a ním opraviť nerovnaké pomery signál/šum ešte pred procesom diferenciálnej fotometrie (t.j. ešte pred porovnávaním napr. V - C).

Ansámbl fotometria

Je to diferenciálna fotometria, ktorá používa „umelú“ porovnávaciu hviezdu namiesto „skutočnej“ ako je to pri bežnej fotometrii. Táto ansámbl hviezda sa

získa priemerovaním alebo podobnou štatistickou metódou niekoľkých skutočných porovnávacích hviezd (Honeycutt 1992). Použitie viacerých porovnávacích hviezd namiesto jednej štatisticky zvyšuje presnosť merania jasnosti premennej hviezdy. Tiež znižuje vplyv rezíduí, ktoré zostávajú na snímke po opravení o stredný „flat-field“ (tzv. „master flat-field“). Je to veľmi užitočná metóda v prípade fotometrie veľkých polí a dátových súborov s nerovnakými expozičnými dobami.

Robustné štatistické metódy

Robustné štatistické metódy sú matematicky komplikovanejšie a vyžadujú viac strojového času, ale ponúkajú množstvo výhod. Sú menej citlivé na rozptyl dát v porovnaní so štandardnou metódou najmenších štvorcov a jej derivátmi. Spomeňme aspoň metódu známu ako *metóda maximálnej entropie* (ang. *Maximum Entropy Method*, Walker 1986, pozri obr. 7 v tomto článku). Robustné metódy sú veľmi mocným nástrojom pri výpočte stredných kalibračných snímok, na potlačenie vplyvu slabých hviezd vnútri medzikružia, z ktorého sa určuje jasnosť oblohy apod.

Limitujúce faktory

Presnosť a rozptyl výsledných fotometrických dát je obmedzená *náhodnými chybami* (ako vyčítavací šum, rozptyl oblohy, chyby „flat-fieldu“ a ďalšie) a *systematickými chybami* (nesprávne určenie jasnosti oblohy, kontaminácia jasom iných objektov apod.). Opravy týchto chýb zväčša zahŕňajú použitie kalibračných snímok. Nakoľko sú však tieto metódy správne? V skutočnosti nemôžeme zanedbať časovú závislosť jednotlivých surových kalibračných snímok. Akákoľvek štatistická metóda, ktorá sa aplikuje na surové kalibračné snímky, môže zlepšiť presnosť stredného kalibračného snímku, ale v žiadnom prípade nemôže viesť k ideálnemu výsledku. Použitie takýchto snímok odstráni iba strednú chybu, avšak fluktuácie od strednej hodnoty zostanú, a to práve kvôli tomu, že v skutočnosti pracujeme s časovými radmi. Napr. ak hviezda mení svoju polohu na meranej snímke a kalibračný „flat-field“ nezodpovedá farbe hviezdy, vznikne ďalšia chyba, tým že jednotlivé pixely budú navzájom inak farebne kalibrované (Howell & Everett 2001). To je jeden z dôvodov prečo sa doporučuje, aby sa počas pozorovania zabránilo pozičným zmenám hviezdy. Ukazuje sa, že rozhodujúcim redukčným krokom je odčítanie oblohy a šumu (Howell 1989). Kalibrácie sú veľmi zložitú a dominantným faktorom je stabilita prístrojov, ako napr. teplota čipu a ex-tinkcia. Preto treba merania počas fotometrických nocí.

Najjasnejšie hviezdy

Presnosť meraní najjasnejších hviezd obmedzuje saturácia resp. dynamický rozsah a tiež linearita čipu. Veľmi krátkymi expozíciami sa môžeme dostať až na úroveň doby zatvárania a otvárania uzávierky kamery, čo by pravdepodobne

viedlo ku sporným výsledkom. Navyše dlhšie expozície potláčajú vplyv pohybu oblakov po snímke počas expozície. Krátkou expozičnou dobou túto výhodu strátíme. Samozrejme môžeme použiť špeciálny redukčný filter na oslabenie toku žiarenia hviezdy avšak za podmienky, že zachová pôvodné spektrálne rozloženie hviezdy. Iným riešením je použiť veľmi malý ďalekohľad.

Jasné hviezdy

Presnosť je limitovaná vonkajšími javmi ako štatistika fotónov z hviezdy, scintilácia a priehľadnosť atmosféry. Scintilácia je úmerná jasnosti, preto je výraznejšia u tých jasnejších hviezd. Spôsobuje chybu v rozložení „flat-fieldu“ (Walker 1984, Gilliland & Brown 1988), preto je výhodnejšie použiť dlhšie expozície a pozorovať slabšie hviezdy. U týchto hviezd však zase dominuje šum spôsobený štatistikou fotónov (dokonca aj v prípade väčších apertúr). Je to fundamentálna vlastnosť fotónov a nedá sa odstrániť žiadnymi technickými prostriedkami.

Slabé hviezdy

Kvôli nízkemu pomeru signál/šum slabých hviezd sú limitujúcimi faktormi štatistika fotónov oblohy a vnútorný šum prístrojov (Gilliland & Brown 1988, Howell 1989). Je výhodnejšie uprednostniť malé apertúry, ktoré zahrnú podstatne menej oblohy a šumu pozadia. Ak je nahromadený šum pomerne malý, výsledné dáta nie sú natoľko závislé na výbere redukčnej metódy dát. Kvalita „dark-frames“, „flat-fields“ a odčítania jasnosti oblohy sa v prípade slabých hviezd stáva ďaleko významnejšou. Na rekonštrukciu celkového toku hviezdy sa dá použiť apertúrna krivka rastu.

Záver

Ak chceme presnejšie dáta, musíme skutočne pochopiť podstatu a počítať s mnohými detailmi. Vysoko presné CCD dáta nie sú iba fikciou, avšak je potrebné urobiť niekoľko zlepšení pri ich získavaní. Éra fotoelektrickej fotometrie začala pred viac ako 50 rokmi, takže mala ďaleko viac času zlepšiť proces redukcie dát než podstatne mladšia CCD fotometria. Fotometrické pozorovania pomocou CCD sa od fotoelektrickej líšia v niekoľkých významných detailoch. Nie sú nevyhnutne intuitívne, ale musia sa pochopiť a začleniť do redukcie dát, aby sa dali získať zmysluplné dáta. Vrelo doporučujeme preskúmať skutočne aktuálne parametre prístrojov a stavu prostredia a ich správanie v čase pre každý prístroj na danom pozorovateľskom stanovišti. Žiaľ kvôli nedostatku pozorovacieho času mávajú astronomické merania prednosť, hoci sa tým riskuje, že dáta budú sporné a nesprávne kalibrované. Veľmi častým problémom je tiež nedostatok technických informácií o prístrojoch. Často sú totiž chránené obchodným tajomstvom a patentmi. Po domácky vyrobené zariadenia majú podobné problémy spôsobené obmedzeným časom ich konštruktérov. Avšak dôkladné štúdium týchto údajov je rozhodujúce pri získavaní vysoko presných dát.

Pod'akovanie

K tejto práci nás viedlo časté používanie softvérového balíka C-MuniPack vytvoreného Ing. Davidom Motlom a diskusia s Mgr. Karolom Petříkom. Obom som za to veľmi vd'ačný. Tiež sa chceme poďakovať Mgr. Filipovi Hrochovi, Ph.D., RNDr. Milošovi Zejdovi a Ing. Zdenovi Veličovi za ich záujem a podporu, ktorá viedla ku skvalitneniu rukopisu a tiež Mgr. Gabrielovi Szászovi za jazykové korekcie. Tento projekt bol podporený grantom GA ČR 205/06/0217.

Reference

- [1] Gilliland, R. L. & Brown, T. M. 1988, PASP, 100, 754
- [2] Honeycutt, R. K. 1992, PASP, 104, 435
- [3] Howell, S. B., Mitchell, K. J., Warnock, A. III. 1988, AJ, 95, 247
- [4] Howell, S. B. 1989, PASP, 101, 616
- [5] Howell, S. B. 1995, IAUS, 167, 167
- [6] Howell, S. B. & Everett, M. E. 2001, in Third Workshop on Photometry, 1
- [7] King, I. R. 1971, PASP, 83, 199
- [8] Romanishin, W.: An Introduction to Astronomical Photometry Using CCD; <http://www.observatory.ou.edu/wrccd22oct06.pdf>
- [9] Stetson, P. B. 1990, PASP, 102, 932
- [10] Walker, A. R. 1984, MNRAS, 209, 83
- [11] Walker, A. R. 1986, IAUS, 118, 33

REDUKCE SPEKTER B[e] HVĚZD

B. Kučerová¹, D. Korčáková²,
A. Kawka², M. Šlechta², P. Škoda²

1) Ústav teoretické fyziky a astrofyziky, Masarykova univerzita, Kotlářská 2, 611 37 Brno, Česká republika, e-mail: aknalb@physics.muni.cz
2) Astronomický ústav Akademie věd České republiky, v. v. i., Fričova 298, Ondřejov, Česká republika

Abstrakt

V příspěvku je stručně shrnut postup redukce spekter B[e] hvězd. Spektra těchto hvězd jsou charakteristická přítomností zakázaných čar, které jsou blendovány čarami noční oblohy. Jejich redukce proto vyžaduje zvláštní postup při němž je vliv těchto čar odstraněn.

Úvod

B[e] hvězdy jsou hvězdy spektrálního typu B, jejichž spektra jsou charakteristická silnými emisními balmerovskými čarami a emisními čarami kovů nízkého stupně ionizace (např. Fe II). Ve viditelné části spektra jsou přítomny zakázané čáry železa [Fe II] a kyslíku [O I] a je zde rovněž nápadný nadbytek infračerveného záření (především v blízké a střední ir oblasti), který je způsoben přítomností horkého prachu kolem hvězdy (lamers a kol. 1998). B[e] hvězdy tvoří heterogenní skupinu, do které lze řadit jak masivní veleobry, tak kompaktní planetární mlhoviny nebo herbigovy ae/be hvězdy před hlavní posloupností. U téměř 50% (možná až 70%) B[e] hvězd není dosud známa jejich vzdálenost a z ní plynoucí pozice na H-R digramu a zůstávají tak zatím neklasifikovány.

Naše práce je zaměřena převážně na studium B[e] veleobrů. U těchto objektů není dosud vytvořen uspokojivý model hvězdného větru, který je zodpovědný za vznik prachoplynné obálky v okolí hvězdy. K vytvoření takového modelu mohou být použity zakázané emisní spektrální čáry, které jsou však blendovány čarami noční oblohy. V průběhu redukce spekter B[e] hvězd je proto nutné čáry noční oblohy bezpečně a efektivně odstranit. Postup redukce spekter těchto hvězd se proto liší od klasických redukčních procedur (např. Kawka 2005, Škoda & Šlechta 2002a, 2002b). Cílem této práce je stručně tento postup popsat a shrnout jeho jednotlivé fáze.

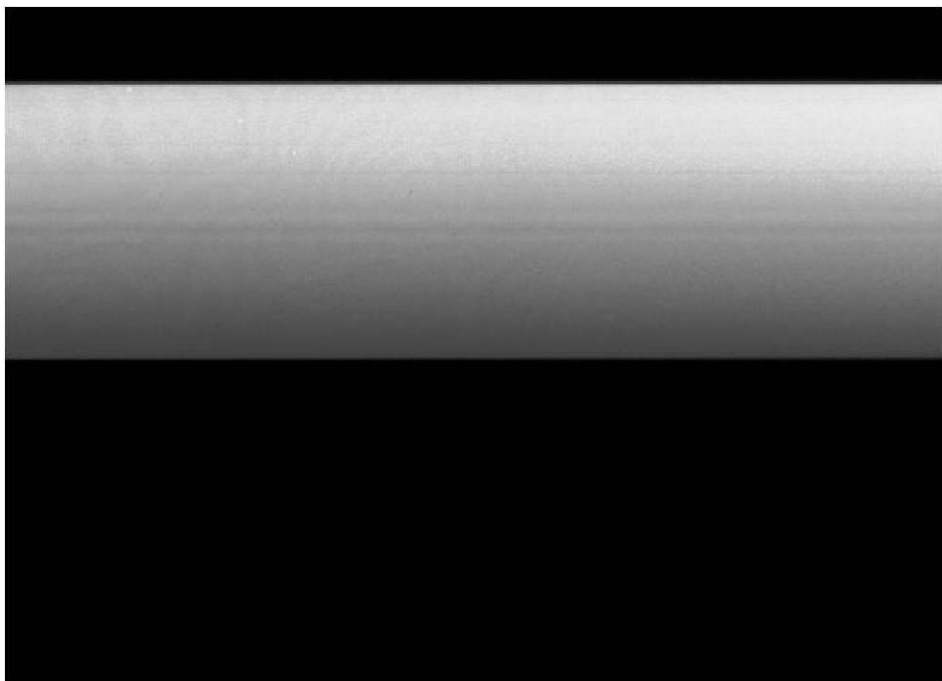
Redukce spekter

Většina našich dat byla pořízena šterbinovým spektrografem ondrejovského 2m dalekohledu. Proto se dále popsaný postup týká právě klasického šterbinového spektrografu. K redukci spekter používáme software IRAF (Massey 1992, 1997). K odstranění vnějších vlivů je nezbytné exponovat kromě spektra samotné hvězdy i další tři spektra. (i) „Zero“, které slouží k odfiltrování vlastního šumu detektoru, (ii) „flat-field“ sloužící k odstranění rozdílu v účinnosti jednotlivých částí spektrografu a detektoru, především pak pixelů na čipu, a (iii) „srovnávací spektrum laboratorních čar“ (thorium-argonová výbojka), které umožňuje kalibrovat spektrum hvězdy na vlnové délky.

Následující schéma ukazuje jednotlivé kroky redukce:

- korekce zera
- korekce flat-fieldu
- odstranění kosmíků
- vytrasování spektra hvězdy a srovnávacího spektra na čipu + odečtení pozadí
- kalibrace na vlnovou délku
- oprava o heliocentrickou korekci
- normování kontinua

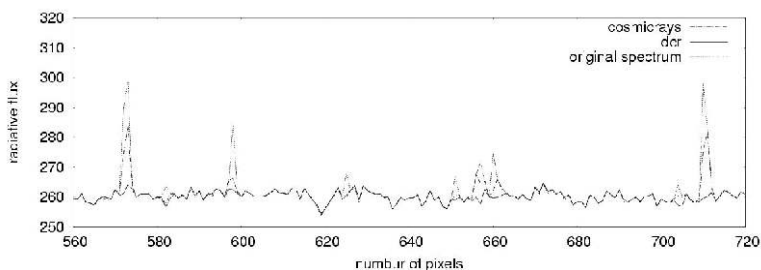
Před začátkem redukce je vhodné každý CCD snímek nejprve oříznout, protože se nevyužívá celá oblast čipu. Docílíme tím zmenšení velikosti souborů a tedy i urychlení redukčního procesu.



Obrázek 1: CCD čip s exponovanou (světlou) a ořezanou (tmavou) částí.

Prvním krokem redukce je odečtení zera od všech ostatních snímků (task *imarith*), přičemž odečítaná hodnota je buď průměrem nebo mediánem všech zero nasnímaných během pozorování (task *zerocombine*). Druhým krokem je podělení snímků hvězdy a srovnávacích spekter výslednou hodnotou flat-fieldu (task *imarith*), která je opět průměrem nebo mediánem (task *flatcombine*) ze všech nasnímaných flat-fieldů.

Standardní postup redukce dále pokračuje vytrasováním spektra a jeho vyčtením, přičemž zároveň dochází k odečtení pozadí. Vzhledem k tomu, že čáry hvězdy jsou blendovány úzkými atmosférickými čarami, je nutné odečítat pozadí vždy jen po jednom sloupci pixelů. V tomto případě však dochází ke špatnému eliminování kosmíků. Proto je zapotřebí ještě před vyčtením spektra ze snímku odstranit kosmíky. Na obrázku 2 jsou pro srovnání dva způsoby, kterými je lze odstranit. Jedním ze způsobů je použití programu *dcr* - *detect cosmic rays* (Pych 2004) a druhým je využití balíku *cosmicrays* v IRAFU.



Obrázek 2: srovnání dvou metod k odstranění kosmíků; balík *cosmicrays* (IRAF) a program *dcr*.

Ve srovnání s balíkem *cosmicrays* (IRAF) odstraňuje program *dcr* nežádoucí kosmíky s větší efektivitou a produkuje věrohodnější výsledná spektra.

Nyní lze již spektrum vytrasovat a vyčist. Pro tyto procedury IRAF standardně nabízí na výběr jednu ze čtyř funkcí: Legendrovu nebo Chebyshevovu funkci a funkce *spline1* a *spline3* (funkce *spline1* je pouze lomená čára spojující jednotlivé body, *spline3* je klasický polynom). Pro vytrasování spektra se pro naše data nejvíce osvědčila Legendrova funkce třetího řádu., pro fitování hodnoty pozadí v jednotlivých sloupcích pak Chebyshevova funkce druhého nebo třetího řádu.

Zbytek redukce probíhá klasickým způsobem, kdy je nutné okulibrovat spektrum na vlnové délky (tasky *identify*, *refspectra* a *dispcor*) a opravit je o heliocentrickou korekci (tasky *rvcorrect* and *dopcor*). Závěrečnou fází redukce je normování kontinua (tasky *continuum* nebo *spectool*). Tento krok je možné provést kromě softwaru IRAF také např. pomocí softwaru SPLAT (Draper 2004).

Výše popsaný postup redukce je omezen pouze na spektra, která jsou na čipu naexponována téměř rovnoběžně s řádky nebo sloupci pixelů. Pokud tomu tak není a spektra jsou vůči sloupcům či řádkům pixelů pootočená či deformovaná, je nutné před zahájením redukce nejprve provést transformaci souřadnic (např. Kelson 2003).

Závěr

Zakázané emisní čáry vyskytující se u B[e] hvězd jsou často blendovány čarami noční oblohy, proto je nutné při redukci spekter těchto hvězd dbát zvýšené pozornosti při jejich odstraňování. Námi použitá metoda je založena na odečítání pozadí po jednotlivých sloupcích pixelů na čipu. Při tomto postupu dochází k horší eliminaci kosmíků, proto je před vlastním vyčtením spekter aplikován program *dcr* (Pych 2004), který většinu nežádoucích kosmíků odstraní.

Postup je kromě u B[e] hvězd použitelný také pro hvězdy, do jejichž spektra se promítá emisní záření mlhoviny. Spektrální čáry z mlhoviny mohou být odstraněny podobně jako čáry noční oblohy (Kubát a kol. 2007). Detailní odečtení hodnoty pozadí je v těchto případech nezbytné pro další analýzu spekter studovaných objektů.

Poděkování

Autoři článku děkují technickým pracovníkům stelárního oddělení Astronomického ústavu AV ČR v Ondřejově, zejména F. Žďárskému, J. Honsovi a J. Fuchsovi. Tento výzkum je podporován granty GA ČR 205/03/H144 a 205/06/0584, GA AV KJB301630501 a KJB 300030701. Astronomický ústav AV ČR v Ondřejově je podporován projektem AV0 Z10030501.

Reference

- [1] Draper, P. W., 2004, SPLAT: A Spectral Analysis Tool, Starlink User Note 243, University of Durham

- [2] Kawka, A., 2005, A Manual for Obtaining and Reducing Spectroscopic Data
- [3] Kelson, D. D., 2003, Optimal Techniques in Two-dimensional Spectroscopy: Background Subtraction for the 21st Century, *PASP*, 115, 688
- [4] Kubát, J., Korčáková, D., Kawka, A., Pigulski, A., Šlechta, M., Škoda, P., 2007, The H-alpha stellar and interstellar emission in the open cluster NGC 6910, in press
- [5] Lamers, H. J. G. L. M., Zickgraf, F. J., de Winter, D., Houziaux, L., Zorec, J., 1998, An improved classification of B[e]-type stars, *A&A*, 340, 117
- [6] Pych, W., 2004, A Fast Algorithm for Cosmic-Ray Removal from Single Images, *PASP*, 116, 148
- [7] Massey, P., 1997, A User's Guide to CCD Reduction with IRAF
- [8] Massey, P., 1992, Valdes, F., Barnes, J., A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF
- [9] Škoda, P., Šlechta, M., 2002a, The overview of spectra reduction process, *PAICz*, 90, 5
- [10] Škoda, P., Šlechta, M., 2002b, Reduction of spectra exposed by the 700mm CCD camera of the Ondřejov telescope coude spectrograph, *PAICz*, 90, 22
- [11] Šlechta, M., Škoda, P., 2002, Data acquisition at the 700mm CCD camera of the Ondřejov telescope coude spectrograph, *PAICz*, 90, 9

POZOROVÁNÍ RYCHLE PULZUJÍCÍHO HORKÉHO PODTRPASLÍKA V338 Ser

Ondřej Pejcha

Abstrakt

Článek kromě základních údajů o RPHS hvězdách (typ pulzujících proměnných hvězd) předkládá i pozorování jednoho spíše extrémního objektu z této třídy. Zjištěné periody přibližně souhlasí s dříve publikovanými.

Úvod

V první polovině devadesátých let byl poměrně nečekaně objeven nový typ pulzujících proměnných hvězd. David Kilkeny a jeho tým sledovali objekty vyti-

pované z přehlídky z mysu Edinburgh zaměřené na hledání modrých hvězd. Pro každý objevený modrý objekt bylo pořízeno spektrum s nízkým rozlišením (10 nm mm^{-1}) a jedna série UBV měření. V případě, že se jedná o bílého trpaslíka přichází na řadu rychlá fotometrie s cílem nalézt pulzace. Tak bylo objeveno několik nových proměnných typu ZZ Ceti. Asi 53% procent všech objevených modrých objektů jsou však horkí podtrpaslíci. Asi u 14% z nich byla pozorována spektrální čára vápníku, což je běžným znakem hvězd se slunečním spektrem. Přirozeným závěrem je, že se jedná o dvojhvězdu se spektrem $\text{sdB} + \text{F}$. Spektrum hvězdy často odhaduje přímo u dalekohledu pozorovatel, aby mohla být ihned zahájena rychlá fotometrie. V případě podtrpaslíka EC 14026-2647 určil pozorovatel typ spektra na F nebo G (nevšiml si horké části spektra). Normálně by se o takovou hvězdu nikdo dále nestaral, ale u EC 14026-2647 byla pořízena ještě série UBV měření. Ta však ukazovala přesně opačné výsledky! Hvězda byla daleko modřejší než se přísluší pro hvězdy slunečního typu (index U-B byl záporný). Proto bylo pořízeno kva-litnější spektrum. V něm dominovaly Balmerovy čáry vodíku, jejichž tvar se velmi podobal tvaru těchto čar u bílých trpaslíků. Hvězda EC 14026-2647 byla proto zařazena do seznamu bílých trpaslíků podezřelých z proměnnosti typu ZZ Ceti. Rychlá fotometrie provedená 1 m dalekohledem Jihoafrické astronomické obser-vatoře na stanici Sutherland při první prohlídce neukázala nic zajímavého. Ale následná Fourierova transformace odhalila velmi vysokou pravděpodobnost pe-riody 144 sekund. Objevovou světelnou křivku znázorňuje obrázek 1. Nutno přiz-nat, že 144 sekund není jediná perioda v EC 14026-2647. Kromě ní ještě určitě existuje perioda 134 sekund a některé další se objevují a mizí.

Takto náhodně došlo k objevu nového typu proměnnosti, který se od té doby nazývá buď RPHS (Rapidly Pulsating Hot Subdwarf - rychle pulzující horký podtrpaslík) nebo po prvním objeveném objektu EC14026. Pulzace horkých podtrpaslíků jsou s největší pravděpodobností neradiální (hvězda se tedy různě šišatí), protože tak velký počet různých módů není schopna radiálně pulzující hvězda zvládnout. Možná je však kombinace jedné hlavní radiální periody a několika dalších neradiálních. Počet period je velmi různorodý. Hvězda většinou pulzuje v několika málo stabilních periodách (2 až asi 10) a ve větším počtu dalších period, které soustavně mizí a objevují se. Rozpětí jejich hodnot se většinou pohybuje kolem 20 sekund. Vysoký počet period vykazuje hvězda PG 1605+072 (V338 Ser), která pulzuje najednou v 20 periodách a další se objevují a mizí (celkem tedy přes 30 period). Světelnou křivku této jasné (12,8 mag v oboru V) proměnné s poměrně velkou amplitudou (0,25 mag) ukazuje obrázek 2. Její poměrně nízká teplota (32 000 K) a nízká povrchová gravitace ($\log g = 5,3$) naznačuje, že se jedná o vyvinutější objekt. Periody se u ní kupí v poměrně širokém rozmezí 400 sekund a jsou delší a s větší amplitudou než u jiných proměnných tohoto typu. Čím jsou pulzace způsobovány? Podle posledních modelů zapříčiňuje takové množství neradiálních pulzačních módů lokální nárůst zastoupení železa v podpovrchových vrstvách hvězdy (Fontaine et al. 1998).

Další zajímavou vlastností rapidně pulzujících podtrpaslíků je u většiny zástupců přítomnost chladnějšího průvodce spektrálního typu F až G. Občas se

tedy musí stát, že soustava je vhodně orientovaná a dochází k zákrytům. A právě takovým objektem je PG 1336-018 (NY Vir); i když průvodce podtrpaslíka není spektra F až G, ale trpaslík spektra M5. Orbitální perioda 0,1010174 dne patří k jedněm z nejkratších známých u oddělených dvojhvězd. Světelná křivka je na obrázku 3.

Pozorování a analýza dat

Zdálo by se, že ke sledování proměnných hvězd s takovými parametry světelných změn je potřeba velkých dalekohledů a rychlých fotoelektrických fotometrů (nebo speciálních CCD kamer) pomocí nichž byly tyto hvězdy také objeveny. Naštěstí se však mezi RPHS hvězdami nachází několik jedinců, jejichž vlastnosti jsou natolik extrémní, že sledování pomocí běžné CCD kamery není vyloučeno. Jmenovitě se jedná o hvězdy Balloon 090100001 (= GSC 2248 1751) a V338 Ser (=PG1605+072 = GSC 0379 0781, souřadnice 16:08:03.8 +07:04:29 (J2000)), z nichž jsem si pro sledování vybral tu druhou.

Detailní informace o V338 Ser publikovali Koen a kol. (1998), kteří zjistili více než 30 různých pulzačních period, z nichž ta hlavní má délku 480 sekund. Amplituda světelných změn činí 0.25 mag a střední jasnost asi 12.8 mag v oboru V.

Hvězdu jsem po několik hodin pozoroval 2. července 2005 pomocí 40 cm dalekohledu brněnské hvězdárny a nefiltrované CCD kamery ST-7. Nejprve jsem zvolil expoziční dobu 60 s, ale posléze jsem ji snížil na polovinu, aby byly světelné změny lépe pokryty. Zpracování dat proběhlo standardním způsobem pomocí programu Muniwin metodou aperturní fotometrie. Naměřenou světelnou křivku ukazuje Obrázek 4. Periodová analýza pomocí programu Period04 (Lenz, 2005) odhalila bezesporně hlavní periodu o délce 480 sekund a amplitudě 57 mmag. Kromě toho se v datech nachází náznaky period o délkách 364 sekund a amplitudě 33 mmag (stejnou délku a udává i Koen a kol. 1998, jeho amplituda je 14 mmag) a 452 s a amplitudě 27 mmag (pro tuto periodu zjistili Koen a kol. 1998 amplitudu pouze 2.2 mmag).

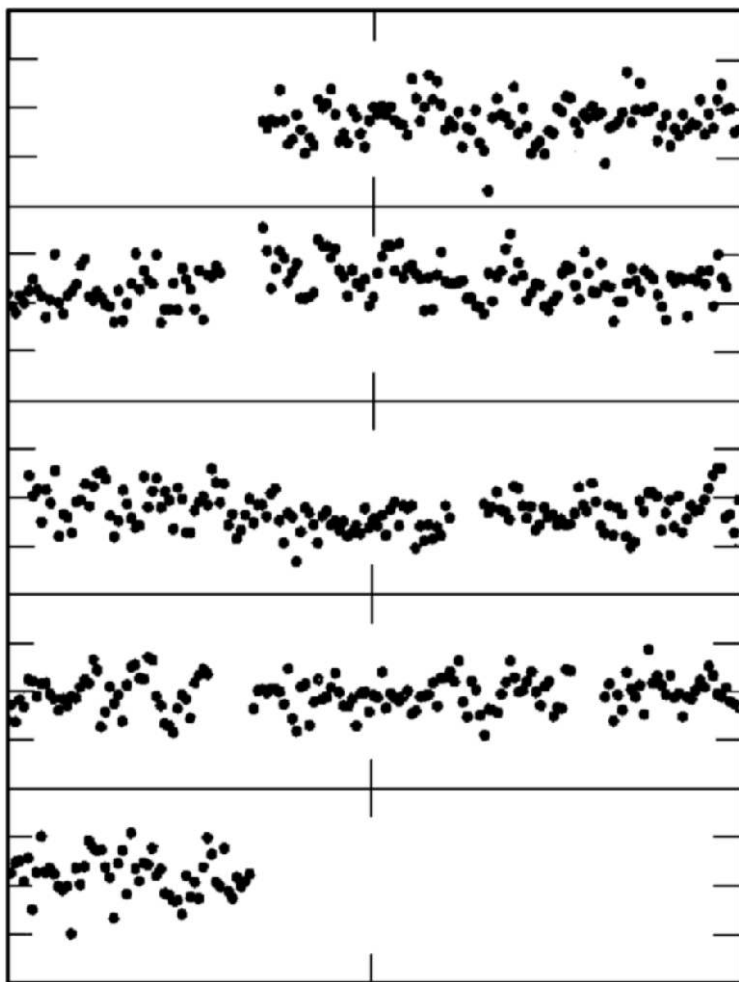
Diskuse a závěr

Výsledky získané z tak krátké a řídké časové řady nejsou samozřejmě směrodatné, ale ukazují, že světelné změny jsou dobře čitelné a sledování během delšího časového období by umožnilo relativně spolehlivě monitorovat „periodovou aktivitu“ této hvězdy. To, že se amplituda méně výrazných period neshoduje plně s údaji v Koen a kol. (1998) je nejspíš způsobeno přítomností mnoha dalších period, které se v krátké řadě plně neprojeví, anebo též „periodovou aktivitou“ hvězdy.

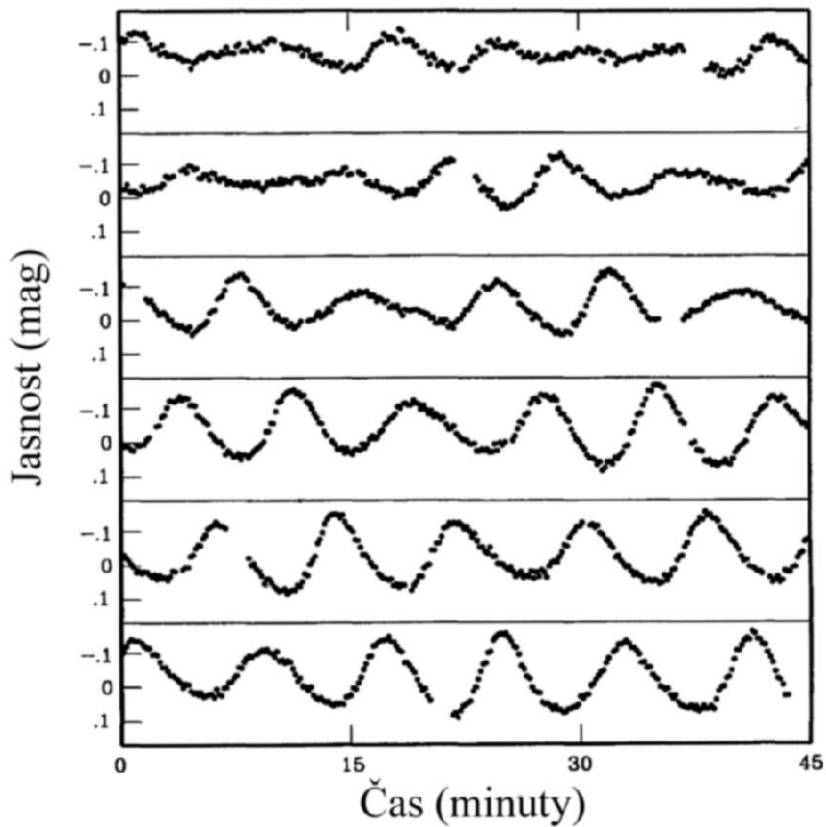
I takto exotický typ proměnných hvězd je otevřen zkoumání amatérských astronomů.

Reference:

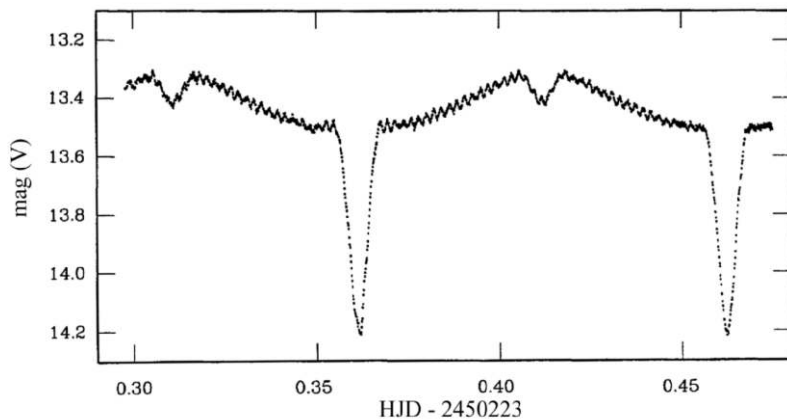
- [1] Fontaine, G. et al 1998: IAUS 185, 367
- [2] Kilkenney, D. et al. 1997: MNRAS 285, 640
- [3] Kilkenney, D. et al. 1998: MNRAS 296, 329
- [4] Koen, C., et al., 1998, MNRAS 296, 317
- [5] Lenz, P., Breger M. 2005, CoAst, 146, 53
- [6] Pejcha, O., 2000, RPHS What is it?, Perseus 2000/4
- [7] Pejcha, O., 2005, Perseus 2005/2



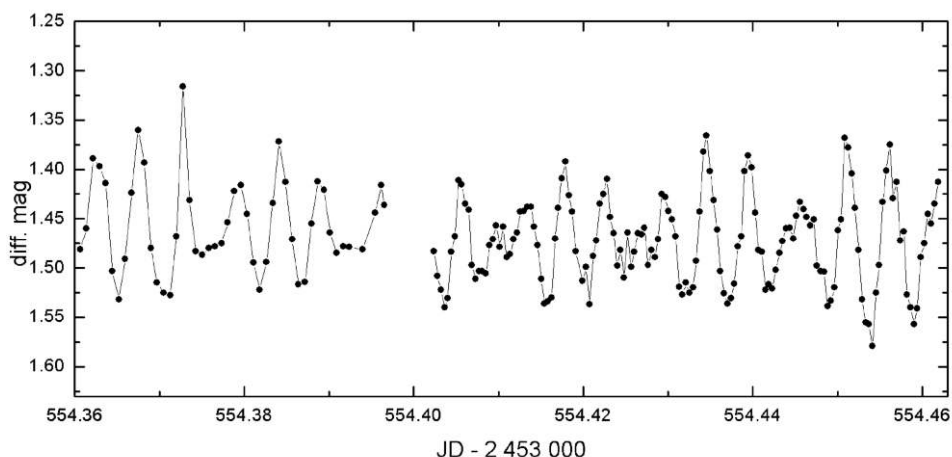
Obrázek 1: Objevová světelná křivka objektu EC 14026-2647 (V361 Hya) z noci 16./17. 5. 1994. Značky na ose y jsou od sebe vzdáleny 0,05 mag a délka každé vertikální části panelu je 0,02 dne. Převzato z Kilkenney et al. (1997).



Obrázek 2: Světelná křivka PG 1605+072 (V338 Ser) z HJD 2450227. Převzato z Koen et al. (1998).



Obrázek 3: Světelná křivka hvězdy PG 1336-018 (NY Vir) v oboru V podle pozorování z 1 m SAAO teleskopu. Převzato z Kilkenny et al. (1998)



Obrázek 4: Světelná křivka V338 Ser z pozorování pořizených autorem.

PĚT LET INTEGRALU

Petr Sobotka

Skupina Astrofyziky vysokých energií, ASÚ AV ČR, Ondřejov

Před pěti lety vynesla ruská raketa Proton do vesmíru čtyřtunový kolos astrofyzikální družici INTEGRAL. Na tomto projektu se podílí vědecká pracoviště západní Evropy, ČR, Polska, Ruska (které dopravilo družici na oběžnou dráhu) a USA. Název družice INTEGRAL vznikl z prvních písmen anglického názvu International Gamma-Ray Astrophysics Laboratory, tedy Mezinárodní laboratoř pro astrofyziku záření gama. Družice patří ke klíčovým programům ESA i evropské astrofyziky.

Odstartovala 17. října 2002 a na palubě nese dva dalekohledy na detekci gama záření. Ty jsou velmi hmotné, každý z nich váží přibližně jednu tunu. Dále má dva menší rentgenové dalekohledy a jeden na sledování optického záření.

Hlavním cílem družice je studium vesmíru v oboru nejvyšších energií, tzn. v gama záření. Ale smyslem je také doplnit tyto informace o simultánní měření v rentgenovém záření a optickém záření. Družice pozoruje jak objekty v naší galaxii, např. černé díry nebo neutronové hvězdy, tak ve vzdáleném vesmíru především aktivní galaktická jádra nebo stále ještě trochu záhadné gama záblesky. Zatím napozorovala asi 50 gama záblesků, takže přibližně jeden měsíčně.

Životnost sondy byla původně plánována asi na pět let, ale v současné době je množství paliva dostačující ještě na dalších deset let.

Čeští astronomové se podílí na optické monitorovací kameře OMC. Je to sice malý přístroj, ale je poměrně složitý. Není hlavním přístrojem družice, poskytuje jen doplňkové informace, ale ty se dají v některých případech použít k samostatným vědeckým publikacím. Velké využití má OMC jako doplněk měření třeba přehlídek oblohy. V řídicím centru družice ve Švýcarsku v malé obci u Ženevy, na jehož provozu se rovněž podílíme, má Česká republika svého zástupce, který tak má přístup přímo ke zdroji. Malé centrum družice je také v Astronomickém ústavu AV ČR v Ondřejově a zapojeni do něj jsou především mladí vědci a studenti pod vedením Doc. Reného Hudce.

Kromě zpracování dat z družice se tým zabývá také gama záblesky, především jejich pozorování pomocí pozemních robotických dalekohledů. Těch čeští vědci využívají hned několik. Český tým vyvinul malý robotický dalekohled BART, který během nočního pozorování čeká na email. V něm se dozví souřadnice gama záblesku a sám se otočí na správné místo oblohy a začne bez zásahu člověka pozorovat. Ve Španělsko-české spolupráci byly vybudovány dva dalekohledy BOOTES I a II, které mají stejný úkol jako prototyp BART. Dalekohledy jsou asi dvakrát větší, a tím se také zvýšila šance na detekci slabších gama záblesků. V rámci budované observatoře Pierra Augera v Argentině je využíván optický dalekohled FRAM Fyzikálního ústavu AV ČR. Pomocí něho se podařilo počátkem roku 2006 objevit optický protějšek gama záblesku, který byl druhým nejjasnějším v historii. Česká skupina se podílí i na dalším robotickém dalekohledu WATCHER v jižní Africe, který má z výše uvedených nejlepší výsledky. Pozorují se záblesky detekované jak družicí INTEGRAL tak i dalšími satelity.

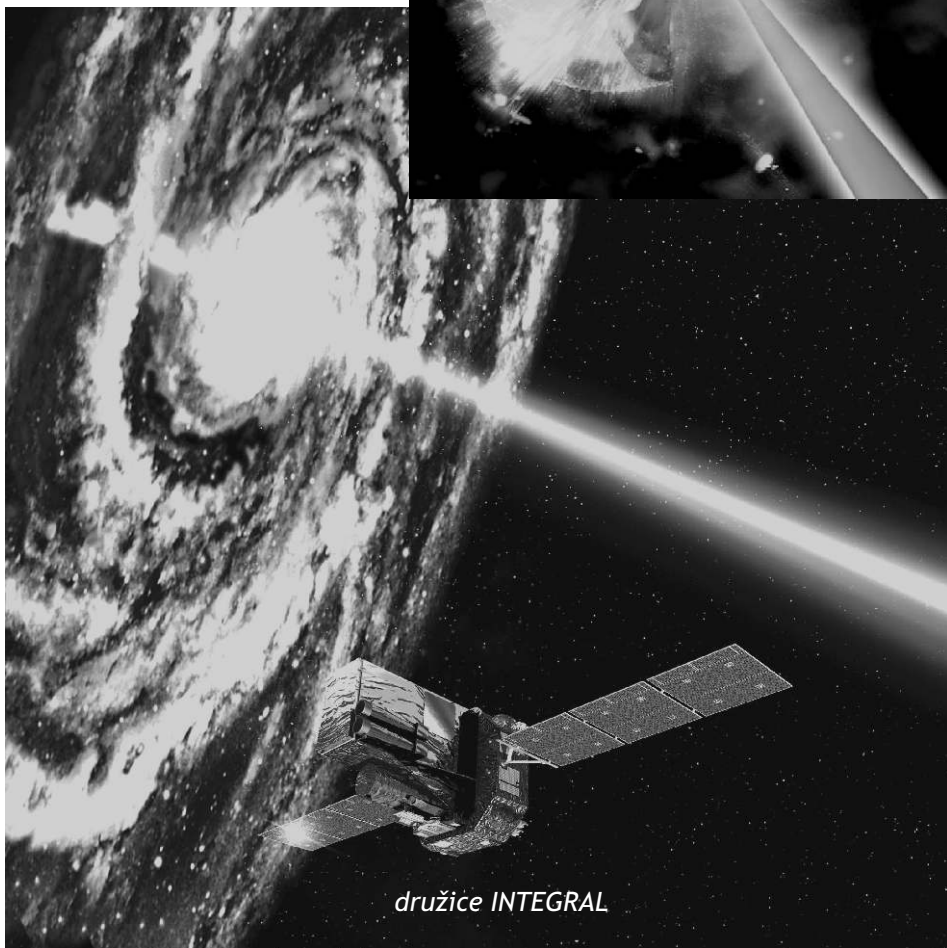
Ve výhledu jsou i další navazující kosmické experimenty. Ve spolupráci s ČVUT a dalšími subjekty vzniká unikátní rentgenový dalekohled LOBSTER typu Račí oko. Současné rentgenové detektory dokáží přijímat záření jen z velmi malého prostorového úhlu. Rentgenové záření má navíc oproti viditelnému velmi odlišné optické vlastnosti a rentgenový dalekohled v sobě nemá jedno kulaté zrcadlo jako optické dalekohledy. Funguje na principu totálního odrazu světla a vědci se nechali inspirovat přírodou, která nadělila rakům a humrům unikátní zrak. Dalekohled LOBSTER dokáže vnímat najednou záření ze všech směrů a sledovat tak současně dění na celé obloze. Vývoj dalekohledu pokračuje a v současné době se jedná o možnosti jeho umístění na mezinárodní nebo Čínské družici.

Pro českou skupinu spolupracující na družici INTEGRAL jsou důležité také výhledy do budoucna. Po úspěšné spolupráci na INTEGRALU byla českým vědcům ze skupiny astrofyziky vysokých energií ASÚ AV ČR a spolupracujících pracovišť nabídnuta možnost spolupráce na dalších významných vesmírných družicích Gaia, XEUS a Constellation-X. Evropská družice Gaia bude zaměřena na měření poloh a jasnosti hvězd a odstartovat by měla roku 2011. Půjde o nejlepší družici svého druhu v historii. Měla by mimo jiné přispět ke konstrukci 3D mapy okolí Slunce zahrnující až miliardu hvězd. XEUS je plánovaná velká rentgenová družice ESA. Přizvání České republiky k oběma evropským projektům je velkým příslibem

do budoucna. Constellation-X je projekt NASA a v květnu navštívilo Českou republiku 6 odborníků z USA na rentgenovou astronomii, aby s námi zahájili konkrétní spolupráci. Čtyři identické rentgenové družice budou sledovat černé díry, skrytou hmotu ve vesmíru, supernovy a řešit kosmologické problémy, a i u toho projektu se nyní začíná rýsovat možnost naší účasti, a to na vývoji unikátních optických technologií.



*hypernova je zdrojem
gama záření*



družice INTEGRAL

MULTIREZONANČNÍ MODELY KVAZIPERIODICKÝCH OSCILACÍ V SYSTÉMECH OBSAHUJÍCÍCH ČERNOU DÍRU NEBO NEUTRONOVOU HVĚZDU

Zdeněk Stuchlík, Gabriel Török a Petr Slaný

Ústav fyziky, Filozoficko-přírodovědecká fakulta, Slezská univerzita

Abstrakt

Shrneme multirezonanční modely, které mohou vysvětlit komplexní kvaziperiodické oscilace (QPOs) pozorované v některých systémech obsahujících černé díry a neutronové hvězdy. Tyto modely předpokládají nelineární rezonance oscilací disků s keplerovskou nebo epicyklickou frekvencí, projevující se na různých poloměrech disku. Pro rotující Kerroy černé díry se speciálními hodnotami bezrozměrného momentu hybnosti (spinu černé díry) se mohou různé rezonance objevit na témže poloměru. V takových situacích mohou vznikat silné rezonanční efekty. Speciální rozsah spinu černé díry je vyžadován také v případě rozšířeného rezonančního modelu předpokládající přidavné „hrbolaté“ oscilace rezonující s epicyklickými oscilacemi na příslušném poloměru.

Úvod

Nelineární rezonance mezi některými mody oscilací v akrečních discích kolem černých děr mohou mít klíčovou roli při excitování detekovatelných modulací rentgenovského záření. Tato idea je podpořena pozorováními ve všech čtyřech mikrokvasarech projevujících dvojité píky v kvaziperiodických oscilacích (QPOs); poměr frekvencí odpovídajících těmto píkům je 3:2. Použijeme-li známé frekvence těchto dvojitých píků a známou hmotnost centrální černé díry, můžeme na základě konkrétního rezonančního modelu určit bezrozměrný spin. Toto je již realizováno pro dnes známé zdroje a několik rezonančních modelů, avšak vzhledem k velkému rozsahu observačně povolených hodnot hmotnosti černé díry, mají odhady spinu pouze nízkou přesnost. Nicméně, v současnosti jsou složitější struktury QPOs pozorovány jak v některých systémech obsahujících černé díry, tak v systémech obsahujících neutronové hvězdy. Mikrokvazar GRS 1915+105 projevuje vysokofrekvenční QPO na čtyřech frekvencích přičemž v obou dvojitých je poměr frekvencí blízký 3:2 a byla oznámena detekce páté frekvence. V Sgr A* byly pravděpodobně pozorovány tři frekvence s poměrem blízkým 3:2:1. V gala-

ktických jádrech MCG-6-30-15 a NGC 4051 byly detekovány dva páry QPO s poměry blízkými 3:2 a 2:1. V binárních systémech obsahujících neutronové hvězdy mají oscilace s dvěma píky frekvence a jejich poměry poměrně značně rozptýlené, ale koncentrované kolem poměru 3:2, 4:3, 5:4 (přehled observačních dat je uveden v McClintock & Remillard, 2004, 2005, and in van der Klis, 2005).

Orbitální rezonanční model a jeho multirezonanční verze

Standardní orbitální rezonanční model (Abramowicz & Kluzniak 2000, 2001) předpokládá oscilace akrečního disku obíhajícího kolem centrálního objektu o němž předpokládáme, že je to buď rotující černá díra nebo neutronová hvězda. V případě Kerrovy černé díry akreční disk může být buď tenký s keplerovským profilem úhlové rychlosti, nebo tlustý toroidální disk s profilem úhlové rychlosti daným rozložením specifického momentu hybnosti kapaliny tvořící disk. Frekvence oscilací disku odpovídá buď keplerovské frekvenci (orbitální frekvenci toru) nebo radiální a vertikální epicyklické frekvenci kruhového pohybu testovací částice. Epicyklické frekvence mohou být relevantní jak pro tenké keplerovské disky s kvazikruhovým geodetickým pohybem, tak pro tlusté toroidální disky. Detaily excitačního mechanismu eventuálních rezonancí ještě stále nejsou plně pochopeny, nicméně lze oprávněně předpokládat, že v akrečním disku může být excitováno více než jedna rezonance. Díky tomu se objevuje možnost mnohem přesnějšího určování bezrozměrného spinu černé díry, předpokládáme-li, že neli-neární rezonance jsou excitovány na různých poloměrech akrečního disku, s různými poměry frekvencí, jak naznačují pozorování v mikrokvasaru GRS 1915+105, v galaktickém jádře Sgr A*, a v extragalaktických objektech NGC 4051 a MCG-6-30-15, nebo za předpokladu, že rezonance sdílejí tentýž poloměr. Můžeme zavést různé multirezonanční modely umožňující vysvětlení komplexních frekvenčních posloupností pozorovaných u některých zdrojů.

Multirezonanční modely mohou být klasifikovány následujícím způsobem:

A) Orbitální rezonanční modely založené na keplerovských a epicyklických oscilacích

A1) Samostatná rezonance spojená s jedním specifickým poloměrem

V tomto nejjednodušším případě jsme schopni určit závislost spinu na hmotnosti pro rezonující dvojité frekvence jak pro parametrickou (vnitřní), tak pro vynucenou nelineární rezonanci oscilací s epicyklickými a keplerovskými frekvencemi, nebo s jednoduchými kombinacemi těchto frekvencí, pro jakýkoliv případ celočíselného poměru frekvencí $n:m$. Modely parametrických i vynucených rezonanční dávají přesné a jasné předpovědi hodnot pozorovaných frekvencí v závislosti na spinu a hmotnosti centrálního objektu. Proto můžeme nalézt vztah mezi spinem a hmotností černé díry a pomocí odhadu hmotnosti černé díry z jiných pozorování nalézt omezení na spin černé díry (Kluzniak & Abramowicz, 2001, Török et al., 2005).

A2) Projevy dané rezonance na několika specifických poloměrech

Tento případ multirezonančního modelu je pravděpodobně relevantní v binárních systémech obsahujících neutronovou hvězdu. Existuje několik rezonančních

modelů, jež jsou schopny dobře vysvětlit fitování observačních dat ze systémů s neutronovou hvězdou; důležité je, že všechny z těchto modelů obsahují kombinační frekvence například model totální precese vycházející z rezonance oscilací s keplerovskou frekvencí a s frekvencí odpovídající totální precesi dané rozdílem vertikální a radiální epicyklické frekvence. I v tomto případě lze fitování pozorovaných rozložení dvojitých frekvencí s předpověďmi modelu použít k přesnému určení parametrů neutronové hvězdy (Stuchlík et al. 2007a).

A3) Více rezonancí sdílejících tentýž poloměr

Tento speciální případ připouští existenci silných rezonačních efektů, neboť na daném poloměru je poměr keplerovské a obou epicyklických frekvencí poměrem malých celých čísel, takže se mohou projevovat kooperativní efekty mezi různými typy rezonancí. Taková situace je samozřejmě přípustná pouze pro černé díry se specifickou hodnotou spinu. Velmi důležitý trojitý frekvenční soubor s poměry frekvencí 3:2:1 se objevuje v případě „magického“ spinu $a=0.983$, kdy rezonance sdílejí poloměr $r/M = 2.395$ (Stuchlík et al. 2007b). V tomto magickém případě dávají všechny jednoduché kombinační frekvence tytéž frekvenční poměry jako přímé frekvence. Proto oscilace s kombinačními a přímými frekvencemi mohou být v poměru 1:1, odpovídajícím nejsilnějším rezonančním efektům. V takovém případě rozptyl rezonujících frekvencí může být největší, což naznačuje možné použití při vysvětlení frekvenčního souboru pozorovaného v Sgr A*. Přípustné hodnoty hmotnosti tohoto objektu jsou pak v souladu s omezeními danými dalšími pozorováními.

A4) Rezonance objevující se na více poloměrech („ošklivý“ případ)

Obecně můžeme předpokládat, že oscilace jsou excitovány na dvou různých poloměrech akrečního disku a vstupují do rezonance v rámci různých verzí rezonančního modelu. V takových situacích odhadujeme spin pomocí dvou vhodně vybraných verzí rezonančního modelu, což v principu dává přesnější určení spinu než v případě, kdy je pozorována pouze jedna dvojice frekvencí. Ve speciálních případech, kdy pozorujeme společnou horní (spodní nebo mixovanou) frekvenci ve dvou frekvenčních párech (nebo pozorujeme tři různé frekvence), trojitý soubor frekvencí je určen přesně pro specifické hodnoty spinu černé díry, a to nezávisle na hmotnosti této černé díry. V takovém případě je spin určen přesně (s přesností danou měřením frekvence) ale nejednoznačně, neboť obecně se může tentýž soubor frekvencí objevit pro různé hodnoty spinu, za předpokladu různých verzí rezonančního modelu. Je jasné, že v takových situacích musíme použít odhady spinu vycházející z fitování spekter nebo profilovaných spektrálních čar, abychom mohli určit správnou verzi rezonančního modelu. Když určíme spin černé díry, její hmotnost můžeme snadno nalézt z velikosti pozorovaných frekvencí. Pro každý typ přímých a prostých kombinačních rezonancí mezi oscilacemi na epicyklických a keplerovských frekvencích, můžeme určit přesné relace mezi trojitými soubory frekvencí a příslušným bezrozměrným spinem černé díry (Stuchlík & Török, 2005, Stuchlík et al., 2007c). Rezonance většinou uvažujeme až do řádu $n=5$, neboť excitace rezonancí vyššího řádu je vysoce nepravděpodobná.

B) Rozšířený rezonanční model s oscilacemi indukovanými hrbem rychlostního profilu akrečního disku

V mikrokvasaru GRS1915+105 očekáváme téměř extrémní Kerrovu černou díru se spinem $a=1$, přičemž všechny čtyři (pět) frekvence QPOs lze vysvětlit v rámci tzv. rozšířeného rezonančního modelu s oscilacemi indukovanými hrbolem v rychlostním profilu akrečního disku (Stuchlík et al. 2007d, 2007e). V tomto modelu předpokládáme vynucené rezonance epicyklických oscilací s oscilacemi indukovanými hrbem v profilu orbitálních rychlostí (vztažených k lokálně nerotujícím systémům), který se objevuje v keplerovských discích obíhajících kolem Kerrovu černé díry s $a > 0.9953$ (Stuchlík et al., 2005). Tyto hrbem indukované oscilace se mohou objevit také v tlustých akrečních discích, ale kritická hodnota spinu černé díry je ještě vyšší, než v případě keplerovských disků. V „hrbatém“ rozšířeném rezonančním modelu se všechny rezonující oscilace objevují na jediném, tzv. hrbatém poloměru, v němž gradient orbitální rychlosti hrbatého profilu nabývá maximální hodnoty. Spin a hmotnost černé díry mohou být v rámci tohoto modelu určovány s velkou přesností, ovšem tento model je relevantní pouze pro téměř extrémní Kerrovu černou díru se spinem $a > 0.9953$.

Shrnutí

V případě dvojitých QPOs spojených s orbitálními rezonancemi může být spin černé díry určen pokud známe hmotnost (a naopak). V případě QPOs spojených s rezonancemi excitovanými na dvou různých poloměrech se společnou horní nebo dolní frekvencí, je spin černé díry dán souborem poměru tří frekvencí. V takovém případě je spin určen přesně, ale nikoliv jednoznačně, neboť tentýž soubor frekvencí může odpovídat několika hodnotám spinu. Hmotnost černé díry může být určena z velikosti frekvencí.

Existuje „magický“ spin $a=0.983043$, kdy nejsilnější rezonance oscilací na keplerovských, vertikálních a radiálních epicyklických frekvencích v poměru 3:2:1 se mohou objevit na stejném poloměru.

Speciální oblast spinu černé díry je uvažována také v rozšířeném rezonančním modelu předpokládajícím přidavné oscilace indukované hrbatým rychlostním profilem akrečního disku, jež rezonují na daném poloměru s oscilacemi epicyklickými. Tento model je použitelný pouze v případě téměř extrémních Kerrových černých děr.

Rezonanční modely QPOs pozorovaných u neutronových hvězd nám rovněž umožňují testování jejich parametrů. Jako nejslibnější model se zdá být model orbitálních rezonancí téhož typu projevujících se na různých místech akrečního disku. Tyto modely dávají plausibilní výsledky, pokud je konfrontujeme s observačními daty a vyžadují tedy další pozornost. Nicméně stále postrádáme detailní popis fyzikálních mechanismů v rezonančních procesech, jež představují aktuální otevřený problém v relativistické astrofyzice.

Reference

- [1] Abramowicz, M.A., Kluzniak, W., A&A, v.374, p.L19--L20 (2001)

- [2] Kluzniak, W., Abramowicz, M. A., 2000, Phys. Rev. Lett. (submitted), see also Kluzniak, W., Abramowicz, M. A., 2001, Acta Physica Polonica B 32, 3605 [<http://th-www.if.uj.edu.pl/acta/vol32/t11.htm>]
- [3] McClintock, J. E, Remillard, R. A., in Compact Stellar X-ray Sources, eds. W.H.G. Lewin and M. van der Klis, Cambridge University Press, 2004, astro-ph/0306213
- [4] McClintock, J. E, Remillard, R. A., 2006, Annual Review of A&A, 44, 1, pp.49-92, astro-ph/0606352
- [5] Stuchlík, Z., Slaný, P., Török, G., Abramowicz, M. A, Physical Review D, volume 71, 2005
- [6] Stuchlík, Z., Török, G., in Proceedings of RAGtime 2004/2005, 2005
- [7] Stuchlík, Z., Török, G., Bakala, P., 2007a, in preparation, see http://www.physics.cz/research/doc/posters/1181038112_0.pdf
- [8] Stuchlík, Z., Kotrlová, A., Török, G., 2007b, in preparation, see <http://www.physics.cz/research/test/main.php?go=down&sec=3&id=119&lang=en>
- [9] Stuchlík, Z., Kotrlová, A., Török, G., 2007c, in preparation
- [10] Stuchlík, Z., Slaný, P., Török, G., A&A, 463, 2007d
- [11] Stuchlík, Z., Slaný, P., Török, G., A&A, 470, 2007e
- [12] Török, G., Abramowicz, M. A., Kluzniak, W., Stuchlík, S., A&A, 2005
- [13] van der Klis, M., In Compact stellar X-ray sources, eds. W. Lewin & M. van der Klis., Cambridge University Press, 2006, p. 39

CCD FOTOMETRIE NOVY V 2362 Cyg

Ladislav Šmelcer

Hvězdárna Valašské Meziříčí, Vsetínská 78, 757 01 Czech republic, e-mail: ismelcer@astrovm.cz

Abstrakt

V práci jsou zveřejněny výsledky CCD fotometrie novy V 2362 Cyg provedené na hvězdárně ve Valašském Meziříčí ve dnech 24.11. - 14.12. 2006, tj. v období jejího druhého maxima jasnosti.

Úvod

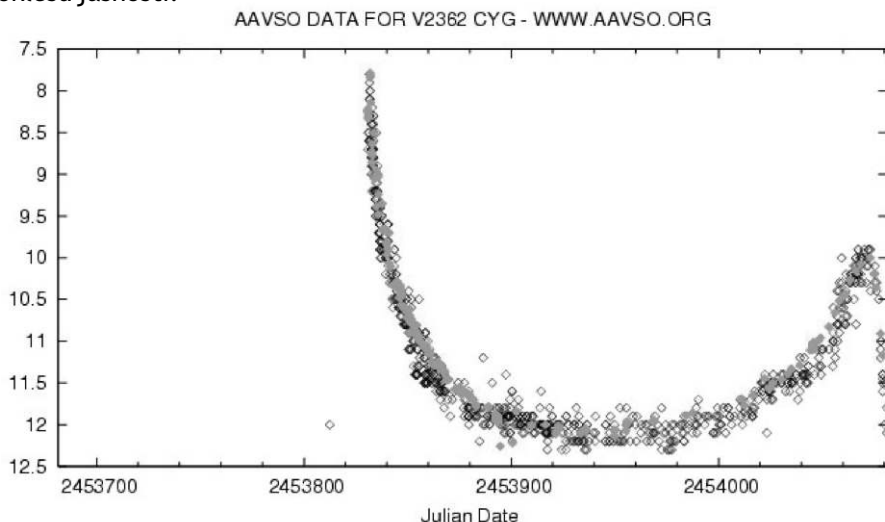
V 2362 Cyg byla objevena Hideo Nishimurou 2. dubna 2006 a objev potvrzen Richardem Milesem 4. dubna 2006 (Nakano, 2006), kdy hvězda dosahovala jasnosti $V = 8,5$ mag. Tento objekt byl zařazen do kategorie nov a bylo jí přiděleno

výše zmíněné označení. Tento objekt byl zařazen do kategorie nov a bylo ji přiděleno výše zmíněné označení. Nyní tato hvězda opět poutá pozornost všech astronomů z celého světa.

Jako všechny klasické novy, tak i V 2362 Cyg dosáhla pravděpodobně velké svítivosti v maximu. Danny Steeghs a kol. našli progenitora z dat IPHAS Project survey, což byl objekt o jasnosti cca 20,3 mag. Minimální amplitudu zjasnění činí 12 magnitud. První podivností byl pokles jasnosti - V 2362 Cyg se jevila jako rychlá nova, kdy jasnost klesla během 20 dní. Ale ještě podivnější bylo postupná fáze zjasnění v posledním období, kdy dosáhla k 10 magnitudě. To je stále téměř o 10 magnitud nad její pravděpodobnou klidovou úrovní.

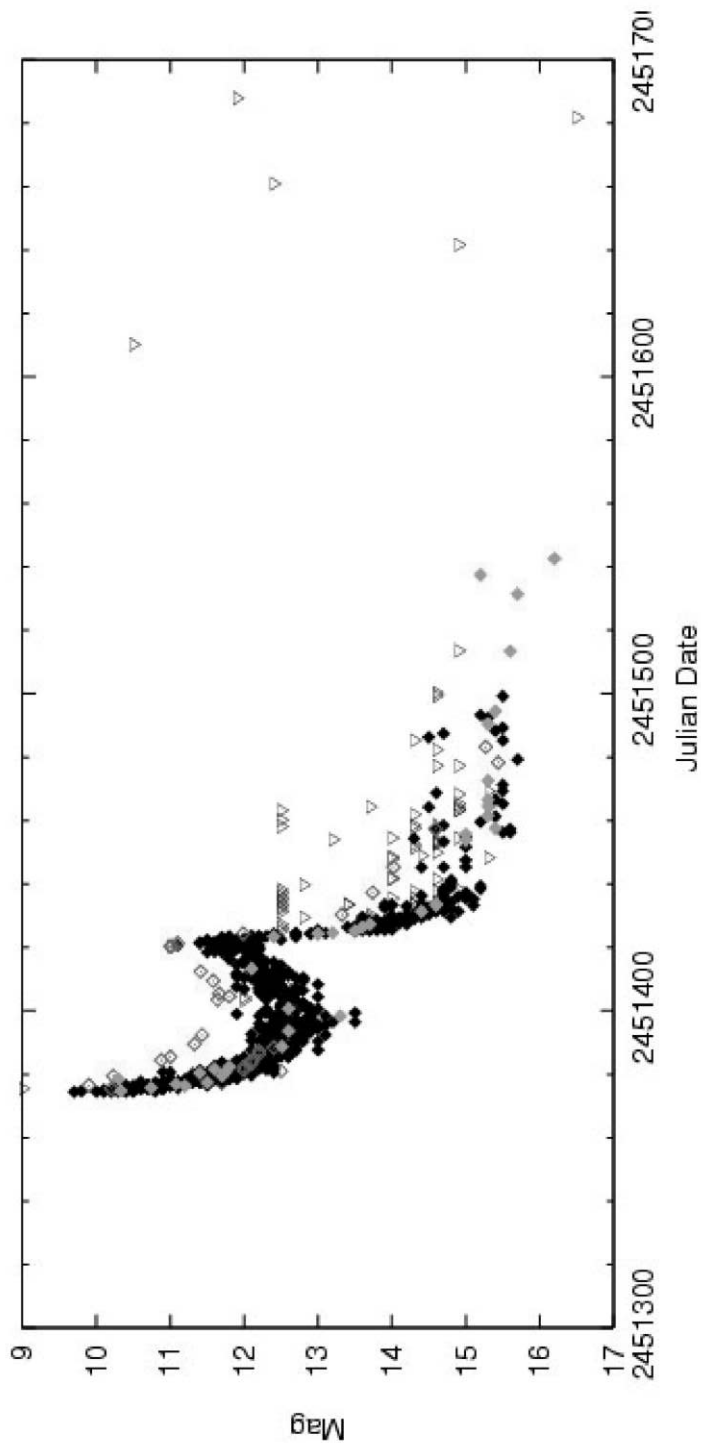
Vitalij Goranskij a kol. navrhli, že tato hvězda by mohla být analogická se zvláštní hvězdou Aquilae 2000 (V 1493 Aql), u které byl také pozorován prudký pokles a následovalo výrazné další zjasnění o několik týdnů později. Ačkoliv jsou časové horizonty této události různé (několik týdnů u V 1493 Aql a několik měsíců u V 2362 Cyg), světelné křivky jsou si velmi podobné. Co mohlo způsobit toto chování? Nikdo si zatím není jistý. Mohlo dojít k sekundárnímu termonukleárnímu vzplanutí? Jednalo se o vzplanutí jako u kategorie trpasličích nov? Nebo jsou příčinou nezvyklé změny ve stavbě nově vytvořené obálky? Je proto potřebné pokračovat v pozorování této hvězdy.

Arne Henden nyní pilně pracuje s několika dalšími astronomy na Sonoita Research Observatory, kde provádí fotometrii, a skupina kolem Silveria na observatoři Asiago provádí fotometrii a spektroskopii. Podle posledních zpráv se ukazuje, že období druhého zjasnění je u konce. Pokud je tato nova stejný případ jako V 1493 Aql, Goranskij předpokládá, že V 2362 Cyg vstoupí do fáze prudkého poklesu jasnosti.

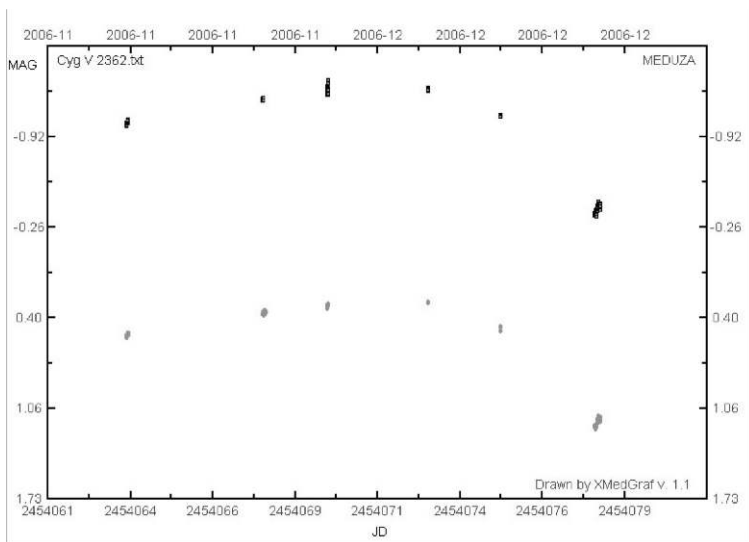


Obrázek 1: světelná křivka novy V 2362 Cyg z databáze AAVSO - černé čtverečky jsou vizuální pozorování, šedé CCD ve filtru V.

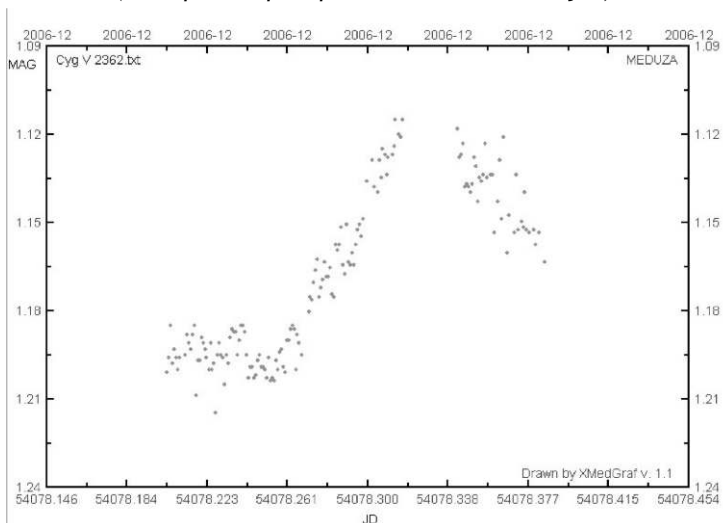
AAVSO DATA FOR V1493 AQL - WWW.AAVSO.ORG



Obrázek 2:
Světelná křivka
novy V 1493 Aql
z databáze AAVSO.
Černé čtverečky
jsou vizuální
pozorování,
šedé CCD
ve filtru V



První je světelná křivka přes filtr V (světle šedé body) v uvedeném období, horní tmavěšedé body je křivka podle kontrolní srovnávací hvězdy. Zajímavý je rychlý pokles mezi dny 5. a 8. 12. o 0,7 mag (to odpovídá předpokladu uvedenému výše).



Druhý obrázek je detail světelné křivky z noci 8.12., kdy se nova v poměrně krátké době zjasnila o 0,1 mag.

Několik poznámek k vlastnímu pozorování

Většinou jsem se novám nevěnoval, ale výjimečně jsem tuto hvězdu pár dní po maximu pozoroval.

V následujících dnech, týdnech a měsících jasnost postupně klesala, jak se dalo předpokládat.

V posledních týdnech jsem se k fotometrii novy v Labuti vrátil. Na astrofóru se objevila informace, že tato hvězda opět zjasňuje. V období mezi 24. listopadem až 8. prosincem se naskytlo několik příležitostí, kdy se udělala na krátkou chvíli zvečera skulinka v mracích. Výsledky jsou vidět na předcházejících obrázcích.

MULTICOLOR STUDY OF THE DWARF NOVA NY SER IN 2004 AND 2006

Antonyuk O., Pavlenko E., Vasiliskov K.

Abstract

The multicolor study of the dwarf nova NY Ser in 2004 and 2006 is presented. The observations were done with 38-cm cassegrain telescope of the Crimean astrophysical observatory. They revealed 6 outbursts with the shortest interval between them close to 6 days during 68 days in 2004 and 4 outbursts in 2006. The mean amplitude of outbursts was 2.5 stellar magnitudes and the system became redder when fainter. No superoutbursts were detected on the 68-day time scale, but a short-time light variability with typical time of ~ 2 hours was found at some phases of the outbursts.

Introduction

Dwarf novae are a subtype of cataclysmic variables. These close systems contain from a Roche-lobe-filling late-type star that loses mass and a white dwarf

accreting it. The orbital periods of cataclysmic variables typically lie between 80 min and 9 hr with a striking dearth between roughly 2 and 3 hr, the so-called "period gap".

NY Ser (PG 1510+234) was discovered as an ultraviolet excess object from the Palomar-Creen survey and was be confirmed to be a cataclysmic variable by subsequent spectroscopy [1, 2]. Spectral [3] and photometrical [4] observations allow to suggested this star to be a dwarf nova. Following photometrical research [5, 6] show this star is the first in-the-gap SU UMa-type dwarf nova.

Observation

We present observations of the dwarf nova NY Ser in 2004 and 2006. The observations have been carried out at the 38-cm cassegrain telescope of the Crimean Astrophysical Observatory using the CCD-camera SBIG ST-7. The star observed in the standard R and V (Johnson) bands during 68 nights in 2004 and 29 nights in 2006.

Results

Supercycles NY Ser are last 85-100 days on other observations. We observed just normal outbursts and analyzed there. In Fig.1 the light curve for 2004 is presented. We observed 6 outbursts in 2004 and 4 outbursts in 2006, the mean amplitude of outbursts was 2.5 stellar magnitudes in R bands and 3 stellar magnitudes in V bands. The recurrence of outbursts is about 6 days. They last 3 days.

During outbursts were detected a short-time periodical light variability with typical time of ~2 hours at some phases of the outbursts. For example, in fig.2 is presented the motion of two outbursts. During the first outburst variability is appear on second day, while for another outburst on last day. The similar behavior of system was described in [5].

Change of color index V-R versus V is presented in fig.3. All normal outbursts are redder when fainter. This behavior is explained by theory of tidal instability.

Publication

- [1] Green F., Ferguson D., Liebert J., Schmidt M. PASP no.94, 560, 1982.
- [2] Green F., Schmidt M., Liebert J. ApJS no.61, 305, 1986.
- [3] Ringwald F. Ph.D. thesis, Dartmouth College, 1993.
- [4] Misselt K., Shafter A. AJ, 109, 1757, 1995.
- [5] Iida I., Nogami D, Kato T. IBVS no.4208, 1995.
- [6] Nogami D., Kato T., Baba H., Masuda S. PASJ no.50, L1-L4, 1998.

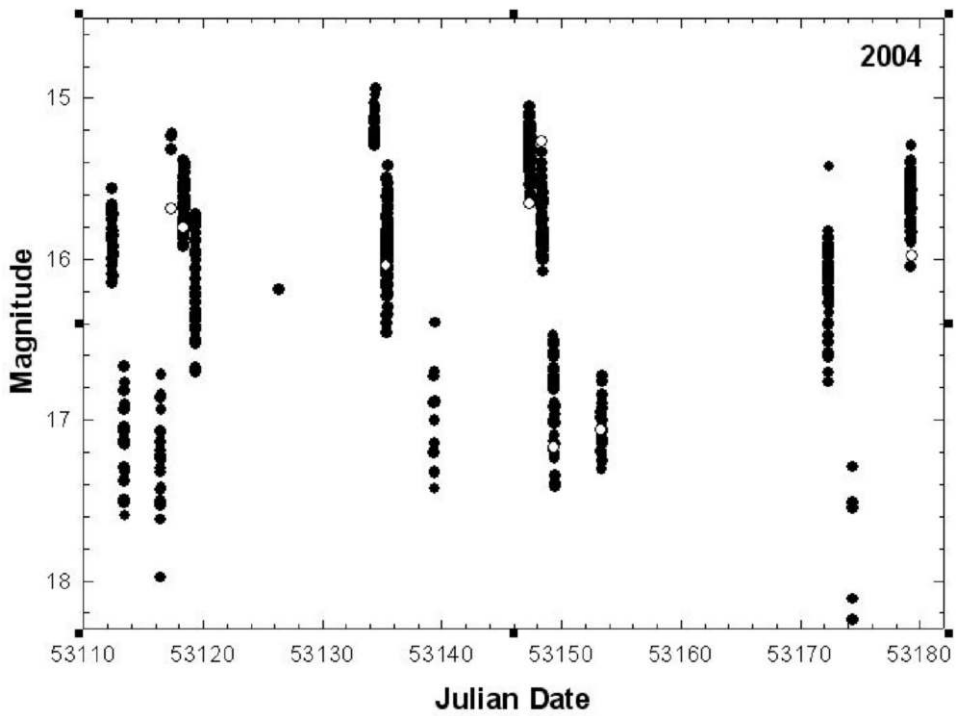


Figure 1: The light curve for 2004, the filled circles mark the data in R band and the hollow circles mark the data in V.

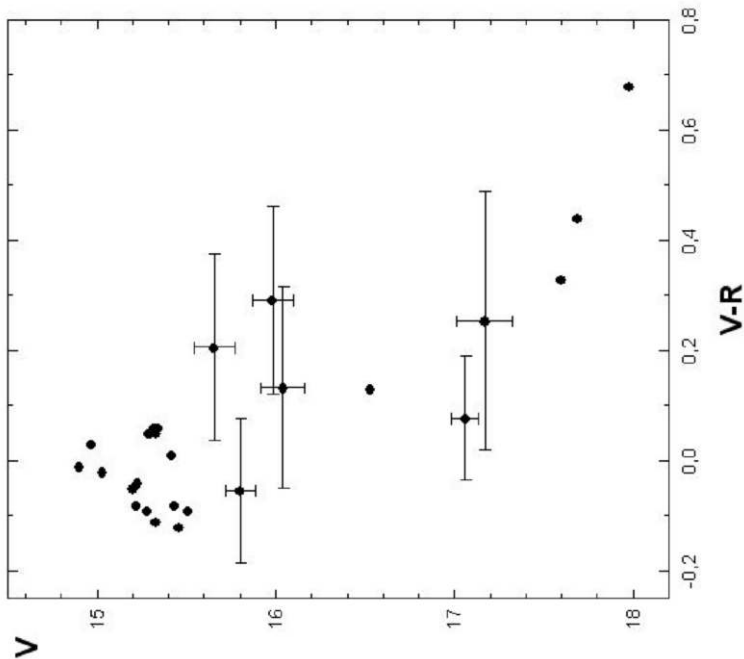


Figure 2: Change of color index $V-R$ versus V . The data with error is observation in 2004, other data in 2006.

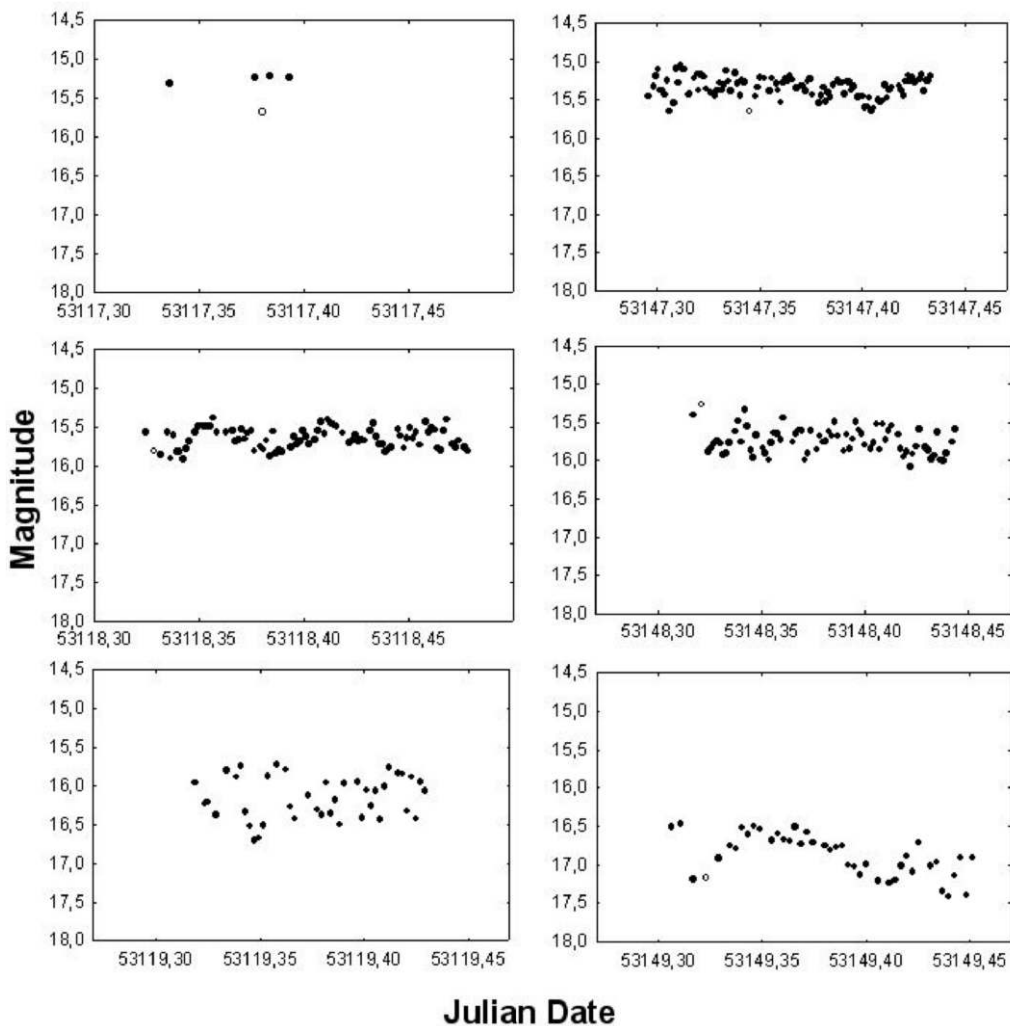


Figure 3: Individual light curves. The left block is motion of second outburst and right block of fourth outburst.

ASTRONOMICAL OBSERVATORY AT KOLONICA SADDLE

Igor Kudzej

Vihorlat Astronomical Observatory Humenné, Slovakia, vihorlatobs1@stonline.sk

Abstract:

Brief report on actual equipment of the Astronomical Observatory on Kolonica saddle is presented. Description of Vihorlat National Telescope with main mirror diameter 1 meter, two channel photoelectric photometer, the autoguiding system, various small telescopes capabilities and atmospheric conditions statistics is included.

Introduction

Astronomical Observatory of Odessa National University (AO ONU, Ukraine) and Vihorlat Astronomical Observatory (VAO, Slovakia) participate on new astronomical observatory named Kolonica Observatory (KO), which is located at the Kolonicke Sedlo in north east of Slovakia. The location of the observatory is: latitude=48D 57'N, longitude=22D 16'E and its altitude is 465m above sea level.

The biggest telescope installed at observatory, named Vihorlat National Telescope (VNT) has diameter 1m and now it is the biggest astronomical instrument in Slovakia. It is placed in 5 m dome, which motion is synchronized with the motion of the telescope tube. Observational instruments could be installed in two focuses, Cassegrain and Nasmyth. The Cassegrain focus is equipped by the high speed two-star photometer which was constructed in AO ONU. The Nasmyth focus is in preparation at this time and it is planned for CCD multicolor photometry and/or for spectroscopy. The guiding of the telescope is realised by CCD through 30 cm Ritchey-Chrétien telescope or could be applied also as the third channel of the photometer for sky background or reference star measurements. KO is now a full featured astronomical complex with complete infrastructure and accomodation for about 20 persons in its area. It is used for astronomical observations as well as for educational purposes covering winter and summer schools for young astronomers from local region and practical excercises for students of astronomy at Šafárik University in Košice. The main observational program is focused to eclipsing binary, cataclysmic and symbiotic stars research. The work is realizing within the program context and standards of the global asteroseismic networks DSN (Delta Scuti Network) and WET (Whole Earth Telescope).

The layout of the observatory

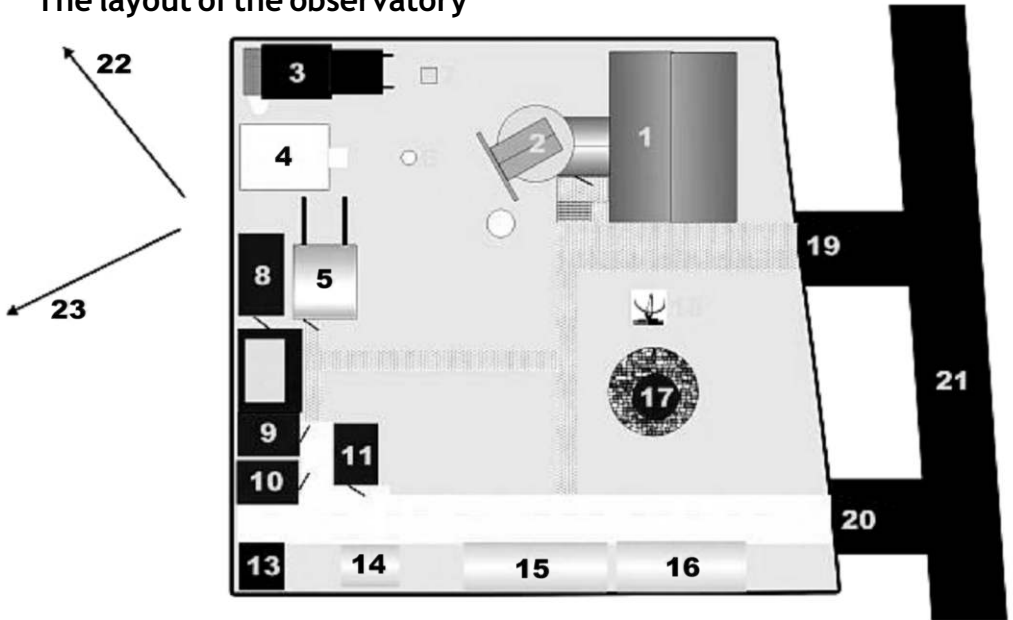


Figure 1: The schematic layout of the observatory.

1. Main Building
2. Dome of VNT
3. New pavilion of small telescopes
4. Observing platform
5. Old pavilion
6. Observing point
7. Meteo station
8. Hilton - accommodation
9. Lux - accommodation
10. Garde - accommodation
11. Plechovica accommodation
12. External toilets
13. Wood store
14. Store
15. Summer dining-room
16. Workshop wagon
17. Artificial lake
18. Sun clocks
19. Entrance gate-up
20. Entrance gate-down
21. Road
22. To the seismic station - 200m
23. To the magnetic station - 90m

More detailed description of the observatory, as well as available astronomical tools is presented at the Observatory website:
<http://www.astrokolonica.sk>.

Instrumentation

The main telescope of the observatory is Vihorlat National Telescope (VNT). Its optical layout is shown in Figure 2. and main characteristics are given in Table 1. The view to VNT in dome is given on Figure 3. Optical system is corrected by two lenses situated in front of the secondary mirror.

The guiding of the system is installed on the 30 cm Ritchey-Chretien telescope. It was developed by Martin Myslivec and is provided by Mintron CCD camera.

Table 1: Main characteristics of VNT

Optical system	Modified Argunov - Faschevsky
Main mirror shape	spherical
Diameter of the main mirror	1 m
Diameter of the secondary mirror	0.3 m
Effective focal length:	9 m
Length from the main mirror to secondary	2.03 m
Field of view FOV	0.5°
FOV diameter in focal plane	78 mm
Scale of FOV	0.043 mm/arcsec

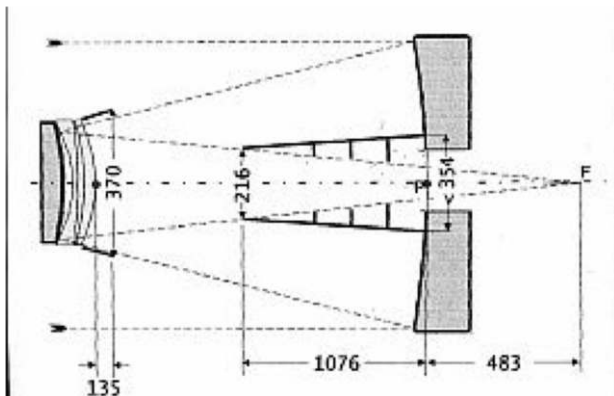


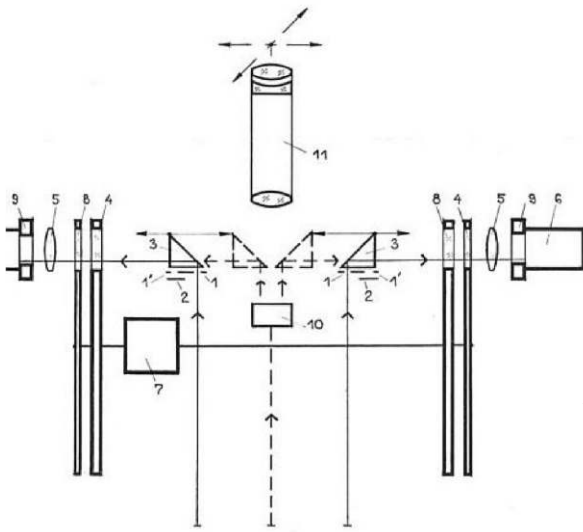
Figure 2

Figure 3



The Cassegrain focus of the telescope is equipped by the high speed two-star photometer, which was constructed in AO ONU. Optical scheme of this instrument is shown in Figure 4.

The description of the instrument is given: 1 - diaphragm (6 different diameters), 1' - diaphragm for sky measurement, 2 - cover automatically uncover diaphragm 1 and 1', 3 - mirrors reflecting the light to the photomultiplier, 4 - filter wheel, 5 - Fabry lens 6 - photomultiplier, 7 - simultaneous turning of filter wheels, 8 - neutral filter, 9 - photomultiplier cooling, 10- mechanical displacement of mirrors 3, 11- microscope.



In Table 2 we give descriptions of other telescopes used at observatory. Meade DSI Pro cameras with Sony® ExView HAD™ Monochrome CCD Sensor with 510 x 492 pixels are used with these telescopes.

Table 2: Characteristics of other telescopes used at KO.

	<i>Pointer</i>	<i>Chermelin</i>	<i>Hugo</i>	<i>Púpava</i>
Optical system	Ritchey-Chrétien	Newton	Newton	Newton/Cassegrain
Diameter [mm]	300	300	265	280
Focal length [mm]	2400	1500	1360	1500/3500
Mount	Fork equatorial	Alt/Az	German equatorial	German equatorial
Constructor (telescope/mount)	AO Odessa	AO Odessa / CVUT Prague	AO Odessa / Uniwersal Poland	Uniwersal Poland / AO Odessa
Exploitation	Autoguiding of VNT	Automated monitoring of cataclysmic variable stars (future)	CCD photometry - times of minima of eclipsing variable stars	Time series color CCD photometry of cataclysmic variable stars

Observing program of KO

Observing program of KO is pointed to variable stars research. Historically, the first observations were visual estimates of the minima times of eclipsing binaries. Later the physical variables were included. The observations were made mainly during summer campaigns and astronomical practical exercises for young astronomers. CCD observations started after permanent observer arrival in March 2006. Actually the photoelectric photometry is in testing regime. The future development of observing activities will be done according to following table. There is an alternative to install the spectrograph into the Nasmyth focus of VNT.

Table 3: Observing program of KO

<u>Observed objects</u>	<u>Equipment</u>	<u>Actual situation</u>
Asteroseismology Flickering in Cvs	VNT + photometer	Testing observations with photometer
Fine effects on light curves of EBs		
Four color photometry of faint variables	VNT + CCD camera BVRI	Nasmyth focus of VNT (in preparation)
Monitoring of faint CVs	Chermelin + CCD	
High speed photometry of Cvs	Púpava + CCD	Observing
Times of minima of EBs with strange O-C	Hugo + CCD	Observing
Times of minima of EBs	400 mm telephoto lens + CCD	Observing
Monitoring of bright CVs	Newton 20cm visually	Until now using Chermelin telescope
Semi regular variables	Newton 20cm visually	Observing
Be stars	Somet binocular	
Symbiotic variables	DB binocular	
EBs without known elements		

Acknowledgments

Grant of Slovak Research and Development Agency LPP-0049-06.

ECLIPSING BINARY STARS' STUDIES: PRESENT AND FUTURE

P. G. Niarchos

National and Kapodistrian University of Athens, Greece

Introduction

Binary stars are pairs of stars, with the two components moving in bound orbits about their common center of mass. They are as common as single stars in

the Universe. In the solar neighborhood more than 50% of stars are members of binary or multiple stars systems. Binary stars are the primary source of our knowledge of the fundamental properties of stars. Their studies allow direct determination of stellar masses (star-star, star-planet cases), stellar radii and stellar luminosities.

The evolution of binary stars helps to explain a host of diverse and energetic phenomena such as: cataclysmic variables, novae, symbiotic stars, some types of supernovae and X-ray binaries. These binaries are classic examples of the fundamental contribution that stellar astrophysics makes to our general understanding of physical processes in the universe. Particularly, recent studies of Eclipsing Binaries (EBs) in other galaxies and clusters make it possible to explore stellar evolution and establish mass-luminosity laws for galaxies with vastly different evolutionary and chemical histories from our Galaxy (such as LMC and SMC). Moreover, EBs are beginning to play an important role in cosmology as distant indicators to nearby galaxies. As more data are accumulated, the studies of these systems may lead to an improvement in the extragalactic distance scale.

The types of binaries described by observational techniques are: visual, astrometric, spectroscopic, and eclipsing binary systems.

Categories of Close Binary Systems

Close binaries (also called Interacting binaries) are two stars that do not pass through all stages of their evolution independently of each other, but in fact each has its evolutionary path significantly altered by the presence of its companion. Processes of interaction include: gravitational effects, mutual irradiation, mass exchange and mass loss from the system. This is not the case in visual binaries (e.g. Sirius A and B) where the evolution of each component is independent of each other.

The zoo of Close Binaries contains

- Detached systems
- Semi-detached systems
- Contact systems
- High-Mass X-ray Binaries (HMXB); spectrum of primary OBI-II, secondary: NS, BH
- Low-Mass X-ray Binaries (LMXB); spectrum of primary: AMV, secondary: NS, BH
- Cataclysmic Variables; primary: WD, spectrum of secondary: KMV
- RS CVn systems; spectrum of primary: GV, spectrum of secondary: KIV
- Pulsar Binaries; primary: NS, secondary: WD or NS
- Symbiotic stars; primary: red giant, secondary: MS, WD or SD

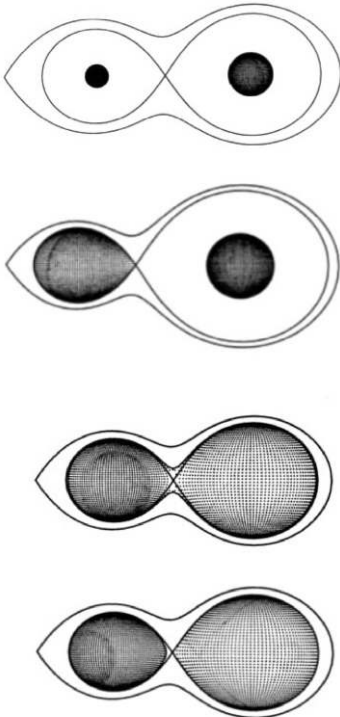
(NS: neutron star; BH: black hole, WD: white dwarf; SD: subdwarf; MS: Main Sequence)

Table 1: Categories of close eclipsing binary systems with non-degenerate components

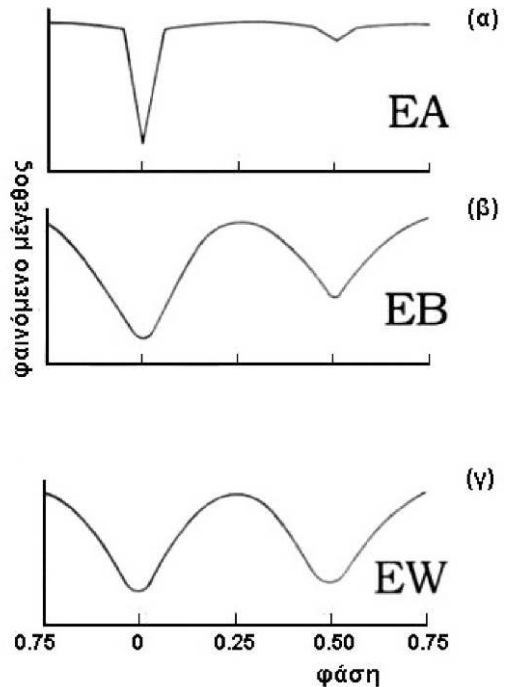
Type of system Mass ratio $q = m_2/m_1$	Spectral range Orbital period	Photometric features	Spectral features
Two MS stars, not necessarily equal. Detached, $q \approx 0.1-1.0$	O–M Days to 100s of days	Normal eclipses of spherical stars, except some O–B	Normal absorption-line spectra
Algol systems Classical (e.g. Algol) O-B type (e.g. ι Her) Semi-detached Classical: $q \approx 0.1-0.3$ O-B type: $q \approx 0.3-0.7$	Pr/sec: B–AV / F–KIV O–B / B–A Days	Very different depths of eclipses; Reflection effect + distortion; often asymmetric light curves due to gas streaming	Emission lines of H, Ca II, in optical; C IV etc. in UV; accretion streams; occasional discs; mass loss
W UMa systems (e.g. W UMa) Contact systems $q \approx 0.08-0.9$	F – K ≤ 0.7 day	Continuous light variation due to ellipticity; some-times asymmetric due to starspots; soft X-ray sources	Rotationally broadened and blended absorption lines; emission lines in UV (chromospherically active)

The classification of Eclipsing Binaries according to Roche model geometry and according to the shape of their light curves is given below:

Morphological classification



Phenomenological classification



Derivation of physical parameters

The ultimate goal for observational astronomers who study the properties of binary stars is to make a direct determination of the astrophysical parameters: **masses, radii, shapes, temperatures and luminosities.**

The **absolute dimensions or physical parameters** are the parameters, derived from the analyses of light and radial velocity curves, which describe the component stars in SI units, regardless of the distances of the binaries from us. Much effort has been devoted so that the data derived from spectroscopy and photometry should be free from systematic errors and have the smallest possible random errors.

Requirements for the physical parameters

During the last two decades two distinct developments had a great impact in deriving the basic astrophysical quantities describing the Close Binary systems: The first was the development of the Roche model for light curve analysis, and the second one was the invention of new modern methods in deriving radial velocities for Close Binary systems.

Photometry

Photoelectric photometry is still the most precise and accurate means of obtaining flux measurements in optical astronomy photoelectric photometers (single and two-star photometers, etc). Higher precision than present-day imaging devices can be obtained by using pulse counting technique with various filter systems (*UBVRI, uuby, others*). The CCDs have major advantages in doing photometric studies of multiple faint objects in crowded fields. The significance of cluster photometry should be also stressed. Variable stars in clusters can provide independent assessments of cluster distance and permit checks on luminosity calibrations. The expected precision can be 12%, if the photometric observations are carefully reduced and well transformed.

From light curve solutions we obtain the inclination i , the fractional radii $r_{1,2}$, the component temperatures $T_{1,2}$ and the mass ratio q . Second-order parameters, such as limb darkening (u_1, u_2), gravity darkening (g_1, g_2) and bolometric albedos (A_1, A_2) are assigned theoretical values. If the spectroscopic mass-ratio is available, this is the case that masses and radii are the most accurately determined fundamental parameters for stars in binaries. The relative radii determined from solutions of good light curves are accurate to $\pm 1\%$ or better, and the major source of uncertainty about masses and radii arises from the accuracies of the radial velocity semi-amplitudes.

Spectroscopy

For spectroscopy the resolution is usually $R > 1000$ and $R \sim 10^5$ or higher for extra-solar planet research. The kinds of studies include: spectral classification,

line profile analysis and radial velocity determinations. The low resolution is for spectral classification, while higher resolutions are desirable for precise RV work for binary star modelling. Particularly, highest resolution is needed for the analysis of spectral line profiles.

Radial velocity surveys can provide: the mass ratio, the separation of components in physical units (if the inclination i is known), the orbital dimensions (if i known) and the period P (also from light curve). Typical radial velocity uncertainties are ~ 1 km/s.

The second development with a great impact on deriving the stellar parameters is the invention and use of modern methods in deriving radial velocity curves for close binary systems. It has been difficult to study contact binary systems spectroscopically with good precision because

- the spectral lines are very broad ($V_{\text{rot}} \sim 150$ km s⁻¹) and blended ($\delta\lambda \sim 2$ Å)
- also because the systems are very faint for good spectral resolution (0.01 $P \sim 5$ min).

The above problems have been overcome in the last 20 years by reducing the spectra in a digitised form using modern techniques (**Cross-Correlation Technique, Broadening Function Approach**), and by introduction of image intensifiers and high quantum efficiency CCD detectors.

A combination of the photometric and spectroscopic observations yields the fundamental source of information about *sizes, masses, luminosities and distances or parallaxes* of stars. If adequate model and modelling code is used (provided that no intrinsic variation exists and second order effects are properly modelled), the geometric elements (i, r_1, r_2), the masses and luminosities of the components can be determined to below the 1% level.

Prospects and expectations

Ground-based and space observations

Thousands of new candidates of Eclipsing Binaries have been discovered through surveys looking for micro-lensing events, like the MACHO project, EROS, OGLE and others in very crowded fields. In different areas, devoted all-sky surveys have recently started searching for variability patterns using robotic telescopes. The number of observed light curves will continue to exceed the number analyzed (use of CCDs etc.).

Space experiments in operation or under development (like COROT, Kepler, Gaia) will discover huge numbers of eclipsing binaries. The numbers are orders of magnitude larger than everything collected in the last century from ground (Niarchos 2006).

According to Andersen (2002), for less than 100 separate stars of binary systems the fundamental parameters are determined to 2% or better. Harries et al. (2003) and Hilditch et al. (2005) have determined the fundamental parameters of 50 EBs of spectral types O and B in SMC. (Typical uncertainties:

$\pm 10\%$ on masses, $\pm 4\%$ on radii, and $\pm 0.07\%$ on $\log L$ - remarkably good values considering the limited spectral resolution and data quality available).

In the frame of the W UMa program (Canada Poland Greece) accurate physical parameters of > 100 W UMa systems will be determined from high-quality spectroscopic and photometric observations (see Kreiner et al. 2003).

Future developments

The quality of light curve analyses can also be expected to improve. New techniques of analyzing data should be invented. Such programs will treat phenomena of extended atmospheres, semi-transparent atmospheric clouds, variable thickness disks, and gas streams. Targets of modeling work: besides the determination of orbits, stellar sizes and masses, it seems likely that the detailed physics of stellar surfaces, including those arising from activity cycles will be included.

Reduction and Interpretation procedures

Large data set (hundred-thousands or even millions of systems) requires an automation of all stages of reduction and interpretation. The interpretation and classification has to be completely automatic (with only the most unusual cases to be marked for human inspection). Semi-automatic procedures exist, e.g. for classification of EBs in the OGLE database (Wyithe & Wilson 2002). The development of reliable classification and analysis procedures is one of the major tasks facing the scientific community before the launch of the astrometric satellite Gaia (Pace 2003).

Advice to observers of Close Eclipsing Binaries

- Mid-range to long-period binaries ($P > 5^d$, but especially $P > 50^d$) need observations of all kinds. The longer period binaries are nearly unexplored territory.
- Infrared light curves are especially needed for binaries with large temperature differences between the two components. Simultaneous observations in the optical and infrared are critically important.
- Individual observations should be published or archived with easy access to them. Binaries with active mass flow need to be followed continuously over at least several orbits. They are suitable targets for automatic photoelectric telescopes (APTs).
- Polarimetric observations are equally important. Although light curves are nearly periodic, polarization curves mainly show transient events
- Spectrophotometry provides an even greater potential bounty, and, in principle, thousands of light curves, if proper star spectra are taken (not easy and seldom done).

Concluding Remarks

There are many theoretical and observational areas in the field of Binary Stars that remain practically unexplored, mysteries that are interesting, challenging, and important. We expect to make great advances on the observational front with **(1) optical interferometers** and **(2) large-scale photometric surveys**. With the optical interferometers now operating or nearing completion, we will be able to resolve many more interacting binaries and complement our current photometric and spectroscopic data, allowing us to answer questions that currently remain out of reach. Driven by the interest in detecting transits of extra-solar planets, large-scale photometric surveys (from ground and space) will monitor huge numbers of stars for photometric variability, revealing thousands of new EBs.

Space missions with the required photometric precision are currently under development in Europe and USA. The proposed techniques will allow that shallow or even marginal stellar eclipses will be very easy to detect.

The observational determination of fundamental parameters of binaries (e.g. masses, radii, luminosities) carries a deep satisfaction of its own: Provided the work is properly done and the errors kept to $\sim 1\%$, the results preserve their value and form the basis for front-line research even today (Terrell 2001). Prospects are that they will remain useful for another few decades.

References

- [1] Andersen, J., 2002, ASP Conf. Ser. 274, p. 187
- [2] Harries, T. J., Hilditch, R. A., Howarth, I. D., 2003, MNRAS, 339, 157
- [3] Hilditch, R. A., Howarth, I. D., Harries, T. J., 2005, MNRAS, 357, 304
- [4] Kreiner, J., et al., 2003, A&A, 412, 465
- [5] Niarchos, P., 2006, Ap&SS, 304, 387
- [6] Pace O., 2003, in "GAIA Spectroscopy, Science and Technology", U. Munari ed., ASP Conf. Ser. 298, p. 13
- [7] Terrell, D., 2001, JAVSO, 30, 1
- [8] Wyithe, J. S. B., Wilson, R. E., 2002, ApJ, 571, 293

DISCOVERY AND 1-YEAR OBSERVATIONS OF THE NEW WZ SGE TYPE STAR, SDSS J0804 WITH 11 REBRIGHTENINGS

Elena Pavlenko¹, S.Yu. Shugarov^{2,3},
N. Katysheva², D. Nogami⁴, K. Nakajima⁵,
H. Maehara⁶, M. Andreev⁷, Yu. Babina¹,
K. Berezovsky⁸, S. Tkachenko⁹

1) Crimean astrophysical observatory, Ukraine; 2) Sternberg astronomical institute, Russia
3) Astronomical institute of Slovakia Academy of Science, Tatranska Lomnica; 4) Hida observatory, Kyoto university, Japan;
5) VSOLJ, Kumano, Japan; 6) VSOLJ, Saitama, Japan; 7) Terskol branch of the RAS institute of astronomy, Russia;
8) Small academy of science "Iskatel" Crimea, Ukraine; 9) Tavrida national university, Ukraine

Abstract

The outburst of the cataclysmic variable SDSS J080434.20 +510349.2 (SDSS J0804) was first discovered in 2006, March 4 as the star of 13th mag. During the outburst the system exhibited four types of variability: 1) the first series of the "early" 11 rebrightenings appearing every 2.548 days immediately after the main outburst finished; 2) the second series of the "late" rebrightenings appearing every 13-14 days with smaller amplitude than the first series, during the slow outburst decay; 3) superhumps during the main outburst and rebrightenings; 4) orbital period during the late outburst decay. The observational peculiarities of this system are discussed.

Introduction

SDSS J0804 (V review) first was discovered as the cataclysmic variable by P. Szkody (2006) on the base of the spectral and photometric observations when the star was -18 mag. Spectroscopical orbital period was found to be 0.0592 d.

First in the superoutburst the star was found by Pavlenko (Pavlenko et al., 2007 - Prague). Later Baklanov inspecting the Odessa plate collection has seen the star in the outburst in 1979, but Shugarov did not find outbursts after

inspection about 900 Zonneberg plates. The rarity of the outburst together with large outburst amplitude and short superhump period pointed this system as a new member of the WZ Sge stars (1, 2)

Observations

The photometrical observations of the SDSS J0804 have been carried out at the 2.6-m and 38 cm telescopes of the Crimean astrophysical observatory (Ukraine), 70-cm, 60 cm and 50-cm telescopes of the Crimean laboratory of the Sternberg Astronomical institute (Russia), 60-cm telescope of the Peak Terskol observatory (Russia), 50-cm telescope of the Tatranska Lomnica observatory (Slovakia), 25-cm telescopes of VSOLJ (Japan).

All the data were obtained in the B, V (Johnson) or R (Cousins) photometrical system. Some the data are taken from the AAVSO.

In a whole SDSS J0804 was monitored over 73 nights during 1 year in 2006-2007. All measurements were done relatively comparison star HD 18778 (Mendoza, 1967)

The outburst light curve

The 1-year outburst light curve is presented in Fig.1. It has the exponential shape with eleven rebrightenings superimposed. The light curve could be divided into the several stages. We defined stage „A“ as the plateau of the main outburst; „B“ following rapid decline; „C“ rebrightenings; „D“ following rapid decline and „E“ a long slow return to its pre-outburst state.

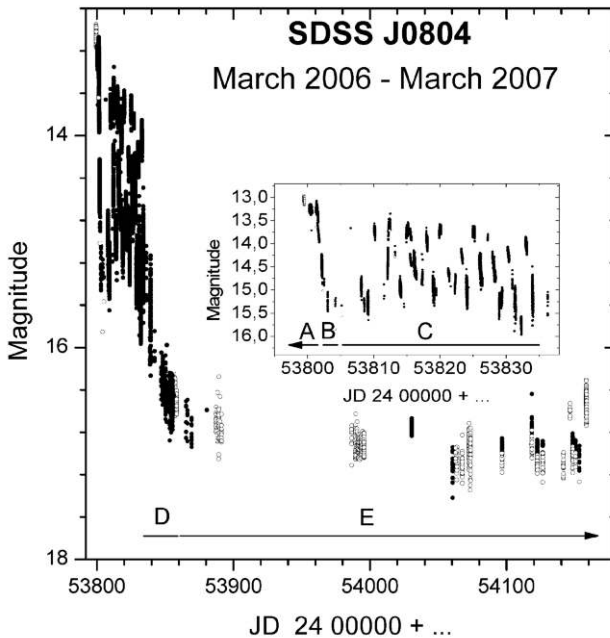


Figure 1: The light curve of the SDSS J0804 outburst in 2006 - 2007. R and V data are marked by filled and open circles. The part of the „A“ stage, „B“ and „C“ stages in detail are given in inset.

Peculiarities during separate stages

Obviously we first found the star at the end of the stage „A“. The short-term light variations that we interpreted as superhumps with period 0.06 d and $0^m.1\text{ }0^m.2$ amplitude have been observed during this time. The example of the nightly lightcurves for the „A“ and the beginning of „B“ stages is shown in Fig. 2. It is seen that the superhump profile is one-humped and sometimes slightly distorted one-humped one.

During the stage „B“ the system has been faded with rate of 1.4 mag/day . 11 rebrightenings following the “A” and “B” stages is the main detail of the stage “C”. The typical time of these events as it is seen from the periodogram (Fig. 3) is 2.548 d and the mean amplitude is $1^m.4$.

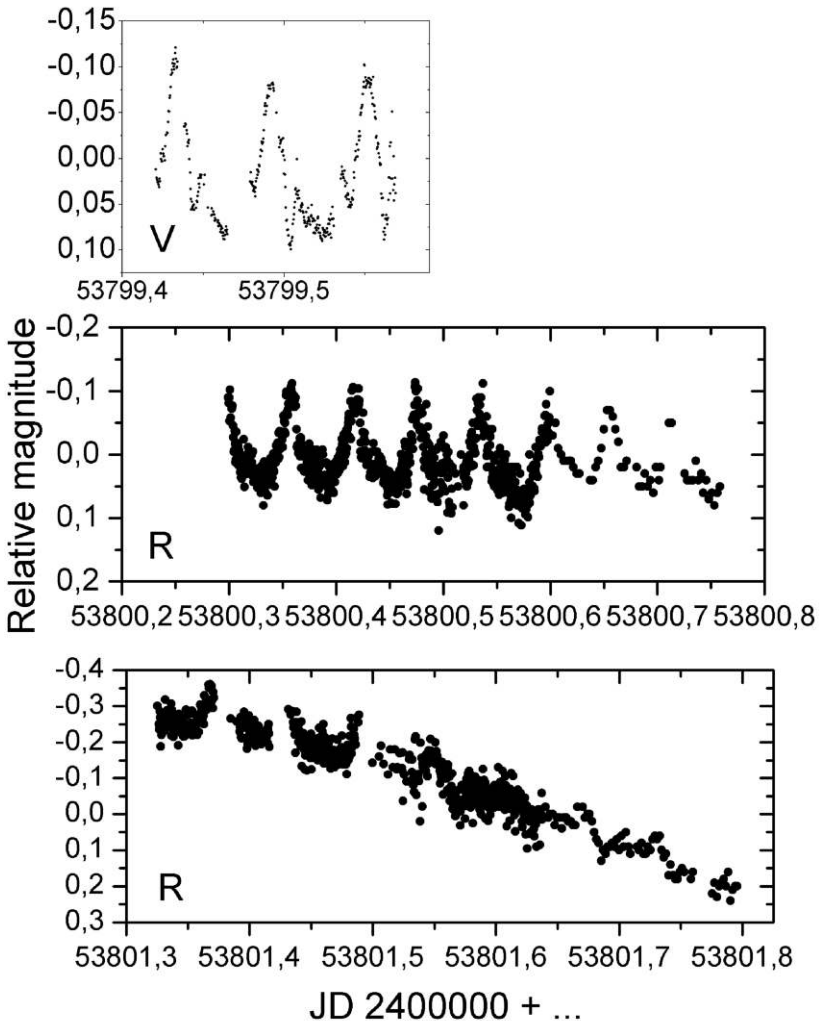


Figure 2: Examples of the superhumps for different nights of the “A” and “B” stages.

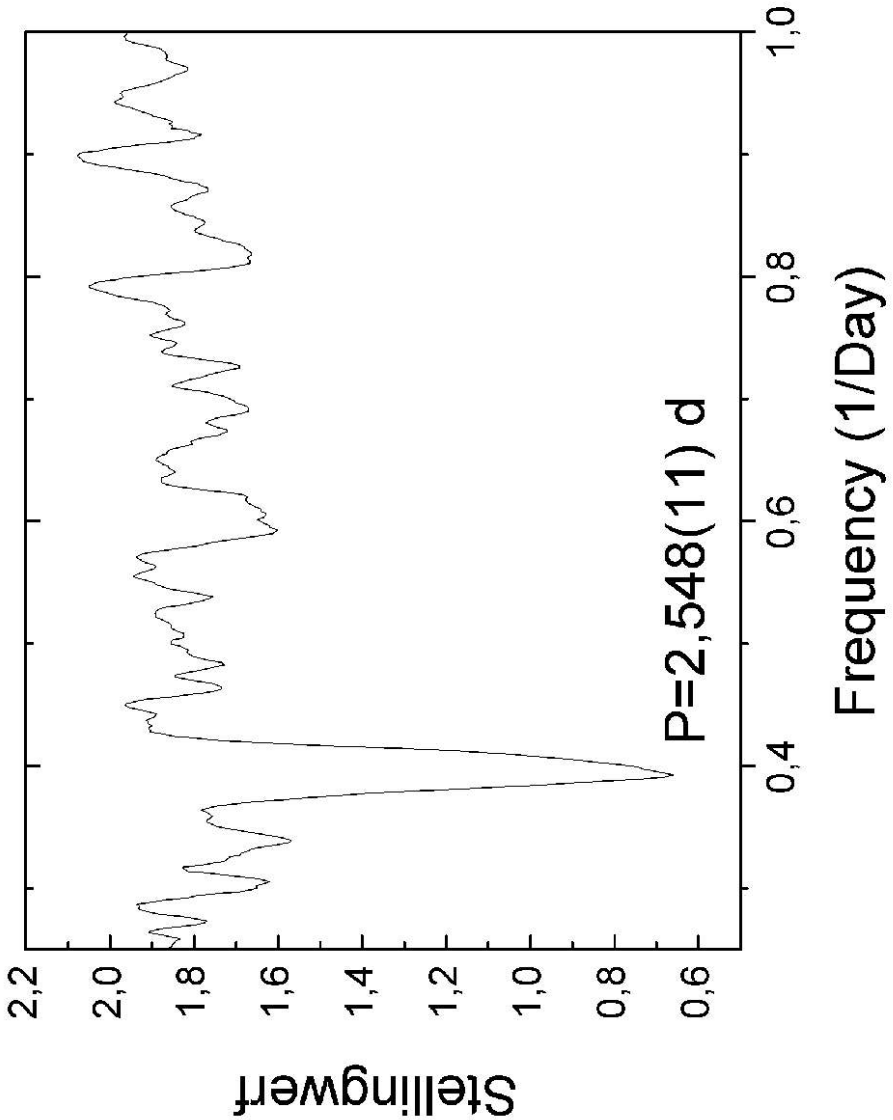


Figure 3: The Fourier periodogram for the rebrightenings.

Stage „D” lasted ~20 days, the system faded with rate ~0.05 mag/day. During this time the 0.06-d light variations are still observed but their profile became to be two-humped with unequal height of neighbour humps or depth of neighbor minima (see examples in Fig. 4).

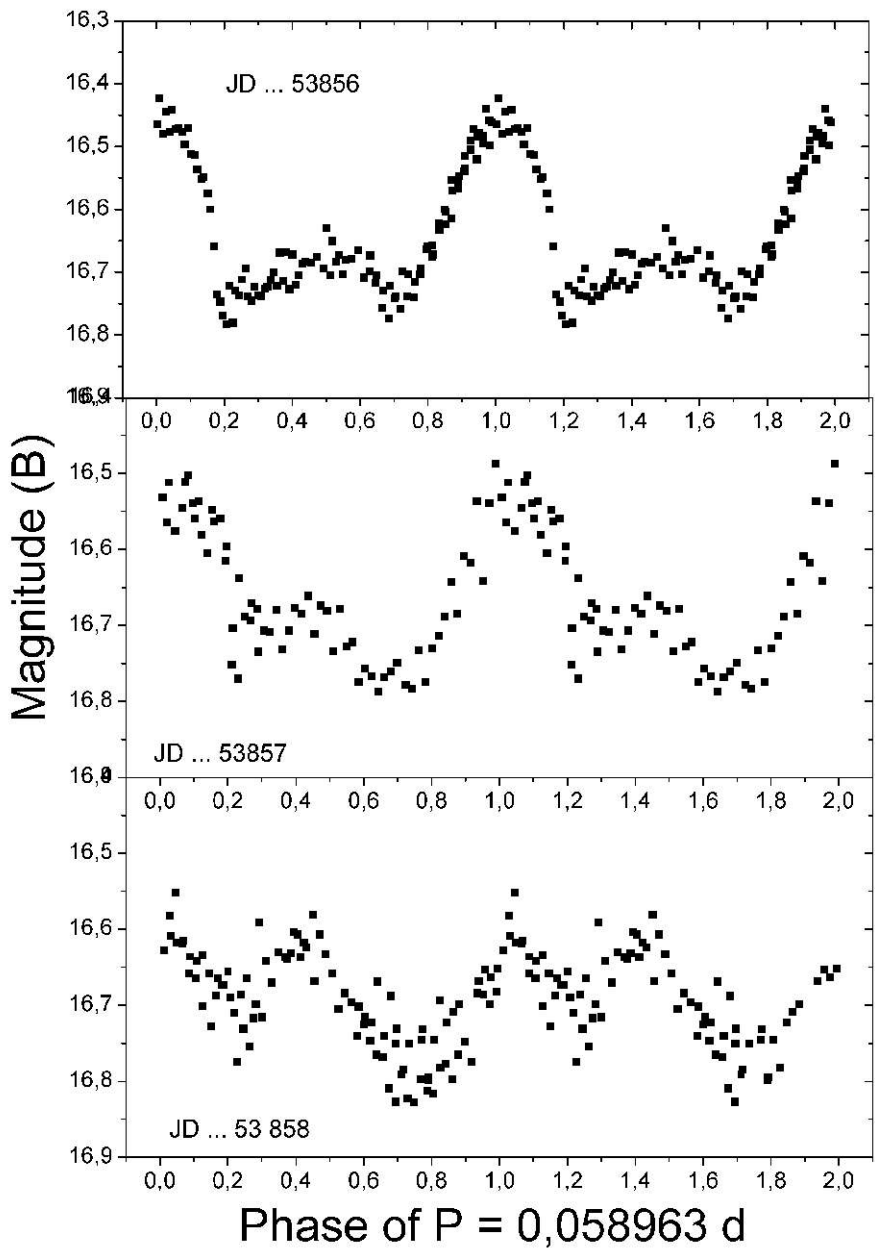


Figure 4: Example of the data folded on the 0.058963 d period during the „D“ stage.

This short-term light variations were continued during the „E“ stage. The profile of the light curve was also the two-humped one with more equal amplitude of the neighbour humps (Fig. 5).

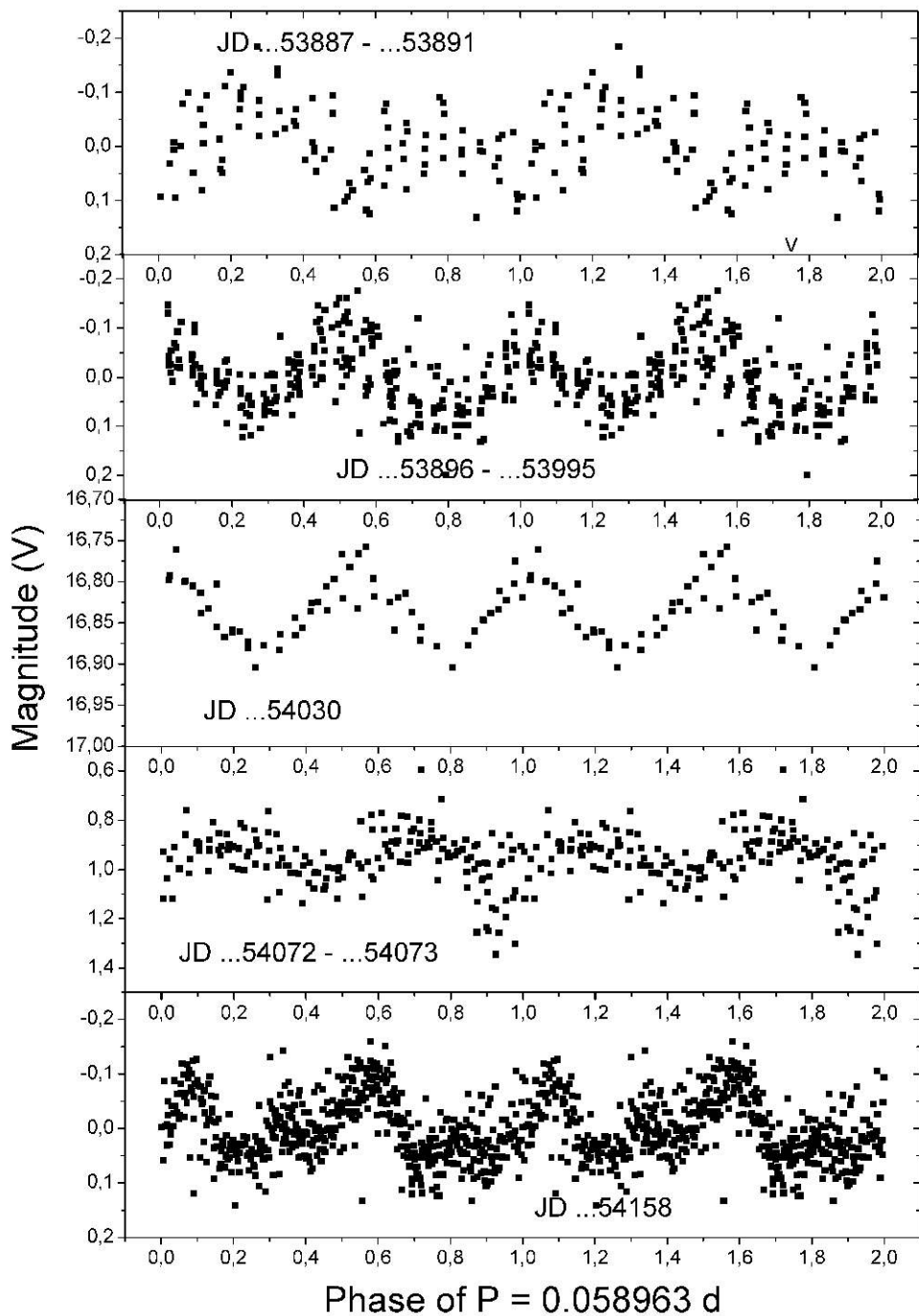


Figure 5: The example of the data folded on the 0.058963 d period during the „E“ stage.

Sometimes during the stage „E” another kind of rebrightening have been observed, but with less amplitude ($\sim 0^m.5$) and longer typical time $\sim 13 - 14$ d.

The nature of the short-term light variations

In order to determine the nature of the short-term light variations we calculated the series of periodogram for all course of the outburst. For this we selected from all the data those data sets which include neighbour 2 – 3 nights where the duration of observations was longer than 2 cycles of light variations for every night. The values of the best period for each data set are shown in Fig. 6.

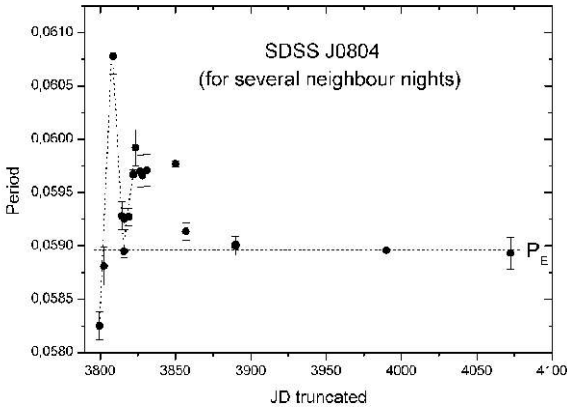


Figure 6: The individual values of period for the close 2 - 3 day data sets. The dotted line corresponds to the mean period for the „E” stage 0.05896 d.

It is seen that during the „A” - „B” - „C” stages the period suffered dramatic variations, during the stage „D” it has been decreased to the stable value 0.058963 d. Note that this period coincides with those found by Szkody et al (2006).

The variations of the periodical light variations during the time scale of decades of days is the typical character of the superhumps contrary to the orbital period. So one could conclude that since „E” stage the superhumps were fully exchanged by the orbital light variations.

Acknowledgments

E. Pavlenko thanks the organizers of this conference for support which made my attendance possible. This research was partially supported by the CosmoMicroPhysics program of the National Academy of Sciences and National Space Agency of Ukraine.

References

- [1] Mendoza, E., BOTT 4, 26, 1967
- [2] Pavlenko, E. P.; Shugarov, S. Yu.; Katysheva, N. A.; Andreev, M. V.; Babina, Ju. V.; Borisov, N.; Zubareva, A.; Shimansky, V. IAUS 240, 89, 2006
- [3] Pavlenko, E., Shugarov, S. Yu., Katysheva, N. A., ASP Conf. Ser. 2007, in press
- [4] Szkody, P., Henden, A., Agueros, M., et al., ApJ, 131, 973, 2006

ACCRETION DISCS AROUND US

Gabriel Szász

Department of Theoretical Physics and Astrophysics, Masaryk University, CZ-611 37 Brno, Czech Republic

Abstract

Accretion disc is ubiquitous phenomenon in astrophysics usually connected with close binaries, active galactic nuclei and planetary system evolution. In this review, I will briefly discuss basic physical characteristics of various types of accretion discs. I will also provide a short description of available models and finally, I will point out actual theoretical challenges in this field.

Introduction

The gas settled in the circular orbit around central gravitating body forms stable circular ring. If one extracts its energy and angular momentum, the gas slowly spirals inward. Maximal energy that can be extracted by such a process is equal to the binding energy of the innermost accessible orbit. If we consider sufficiently compact massive objects, a reasonable fraction of the particle's rest mass energy can be emitted, up to 10% of rest mass in case of neutron star and up to 42% in case of black hole (Pringle 1981; Israel 1996). This makes accretion the most effective way to extract energy in the universe. Indeed, if accretion releases 15% of rest mass, it produces 20 times the value one can get by the fusion of hydrogen to helium (Hammer 2004).

Now we assume existence of a process that is able to extract the angular momentum from the gas. If there is a steady mass transfer rate \dot{M} onto a compact object (white dwarf or neutron star) with mass M and radius R , we can estimate resulting radiative flux, so-called "accretion luminosity", as follows:

$$L_{acc} = \frac{GM\dot{M}}{R} \quad (1)$$

where G is the gravitational constant (Israel 1996).

The mechanism of angular momentum redistribution among the gas particles is still not well understood; nevertheless, the superior efficiency of the accretion process explains, why it has already become an essential part of the models of cataclysmic variables (hereafter CVs), active galactic nuclei and young stellar objects.

Basic physics of accretion discs

The key mechanism of accretion discs is the angular momentum redistribution. The semi-analytic model, developed over the past thirty years is supported by theoretical studies of magnetized accretion discs. These have shown that the magnetohydrodynamical turbulence is able to generate the viscous stresses able to transport the angular momentum outwards (Menou 2000). This allows matter to fall down and convert its gravitational energy into heat. Due to virial theorem, the 50% of the gained internal energy is radiated away, and the accretion disc consequently cools down. This behavior is largely independent of the nature of central body in the region above innermost stable orbit, which defines inner boundary of the accretion disc. Thus the accretion efficiency in this region is fixed by virial theorem.

If the central object is a white dwarf or a neutron star, the accreting gas must slow down at the stellar surface. The efficiency of this process is also fixed and the emitted spectrum depends on the mechanisms responsible for slowing down. The presence of strong surface magnetic field defines a region (magnetosphere) where the accretion flow is quasi-radial, following the field lines.

In case of accretion onto a black hole, two approximations can be adopted. The first one considers the disc, which extends up to the inner boundary. Accretion efficiency in this type of boundary layer is fixed in the same way as mentioned above. The second one adopts spherically symmetric accretion flow. In this case the accretion efficiency is extremely low; however, it may be substantially enhanced if the accreting plasma is even weakly magnetized (Treves et al. 1988).

Nevertheless, neither the observed spectra, nor the observed variabilities, agree with the contemporary accretion disc theory, although, there is a good qualitative agreement. It seems that to describe the accretion discs we need a complex model involving three-dimensional magnetohydrodynamics and radiative transfer at the same time. Unfortunately, this is far beyond potential of the present computers and we have to satisfy ourselves with an approximation.

The first simple analytic solution was published by Bondi (1952). The solution of an accretion considered a steady, radial and spherically symmetrical accretion of the gas with zero angular momentum onto the point mass central object (Schreiber 2001). This so-called Bondi's solution was indeed an important step in the accretion theory development; however it was also relevant for the case of outflow, i.e., for the theory of stellar winds (Treves et al. 1988).

The next important milestone came after discovery of quasars and X-ray sources. The so-called thin disc model, described by classic work by Shakura & Sunyaev (1973), is assuming axisymmetric, steady, geometrically thin accretion flow and without vertical component motion. Usually assuming radial-azimuthal component of the shear tensor being proportional to the total pressure, what is equivalent to the equation:

$$\nu = \alpha c_s H \tag{2}$$

where ν is the kinematic viscosity, c_s speed of sound, H the pressure scale height and $0 \leq \alpha \leq 1$ is the constant viscosity parameter. These assumptions lead to self-consistent solution. The thin disk model is often called the standard accretion disc model (Schreiber 2001).

Magneto-rotational instability

As shown by Pringle (1981), the viscous forces can effectively transfer angular momentum outwards and rotating mass inwards (see Fig. 1), but the origin of the viscous stresses still remains puzzling. Balbus & Hawley (1991) found out that they can be provided by turbulence originating from the magneto-rotational instability (MRI), as far as the gas in the disc rotates non-rigidly in weak magnetic field.

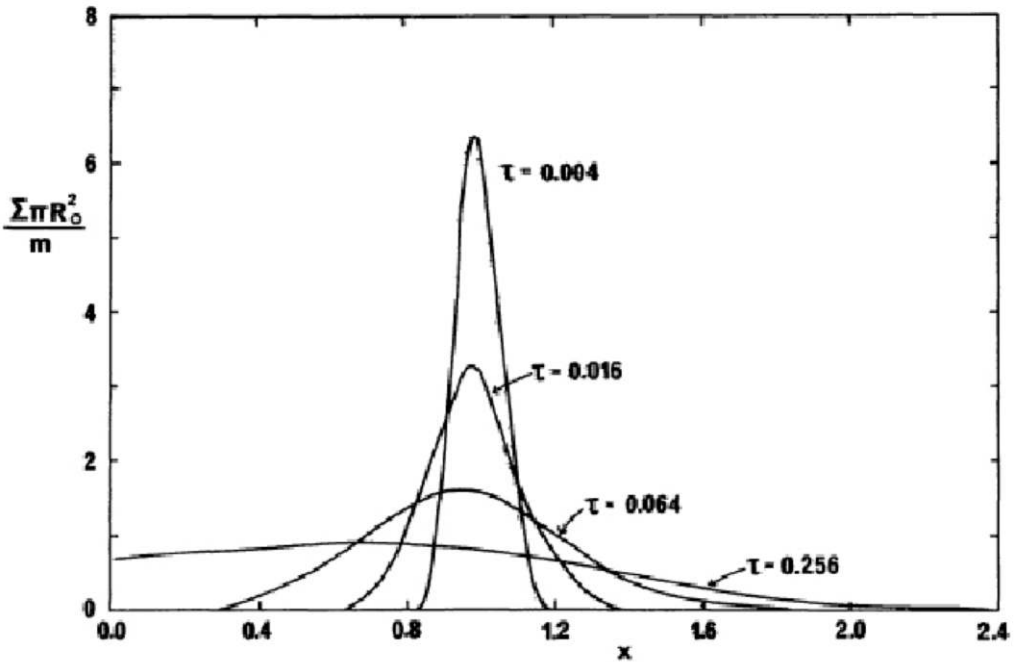


Figure 1: The viscous evolution of a ring of matter of mass m . The surface density Σ is shown as a function of dimensionless radius $x = R/R_0$, where R_0 is the initial radius of the ring and of dimensionless time $\tau = 12\nu t/R_0^2$ where ν is the viscosity. (Pringle 1981)

However, nobody has a clue how strong are the resulting viscous stresses. Substantial part of our knowledge about the role of MRI turbulence in accretion discs comes from the time consuming numerical supercomputer simulations. The significant disagreement between numerical and analytic models of accretion discs reminds us that this field still represents a serious computational challenge.

Analytic models of accretion discs

The steady mass flux through the disc \dot{M} , the accretion rate, is usually compared to the characteristic Eddington accretion rate:

$$M_{Edd} = L_{Edd} / c^2 = 1.5 \times 10^{17} (M / M_0) [g / s] \quad (3)$$

where M_0 is the solar mass and L_{Edd} refers to the Eddington luminosity.

Due to accretion rate, we distinguish between sub-Eddington and super-Eddington analytic models of accretion discs.

Models of sub-Eddington accretion discs

When the accretion rate is sub-Eddington and the opacity very high, the standard thin accretion disc is formed. This is made of a relatively cold gas with negligible radiation pressure. The gas is falling down, following very tight spirals, almost Keplerian orbits. These discs have usually thermal spectra, similar to sum of blackbodies, and they are very luminous (Pringle 1981).

On the other way when the opacity is very low, the so-called adaf (advection dominated accretion flows) is formed, which is typically cooled by advection. These accretion discs are rather spherical and geometrically extended (like "corona"). They are very hot; however, due to their low accretion efficiency, they are much less luminous than the thin discs. The adafs emit power-low non-thermal radiation.

where M_0 is the solar mass and L_{Edd} refers to the Eddington luminosity.

Due to accretion rate, we distinguish between sub-Eddington and super-Eddington analytic models of accretion discs.

Models of super-Eddington accretion discs

In case of super-Eddington accretion we get so-called "Polish doughnuts", the fat torus with two narrow funnels along the rotation axis. These low viscosity, optically thick and radiation pressure supported accretion discs are cooled by advection. The funnels collimate the radiation into beams, producing jets with super-Eddington luminosities.

However, only slightly super-Eddington accretion rates produces so-called "slim discs", with disc-like shapes and almost thermal spectra. These discs are also cooled by advection (Abramowicz et al. 1988).

Formation of the accretion disc at CVs

The regular cataclysmic variable is a semi-detached close binary system where mass can flow through Lagrangian point L1 from donor star into the potential well of accretor. The stream of mass is located in strongly non-inertial system, thus it settles onto Keplerian orbits around accretor instead of direct fall onto the accretor due to Coriolis force.

The same process is shown by an ordinary urinal bowl, which represents just another case of stream of fluid falling down into potential well in a non-inertial system (see Fig. 2).

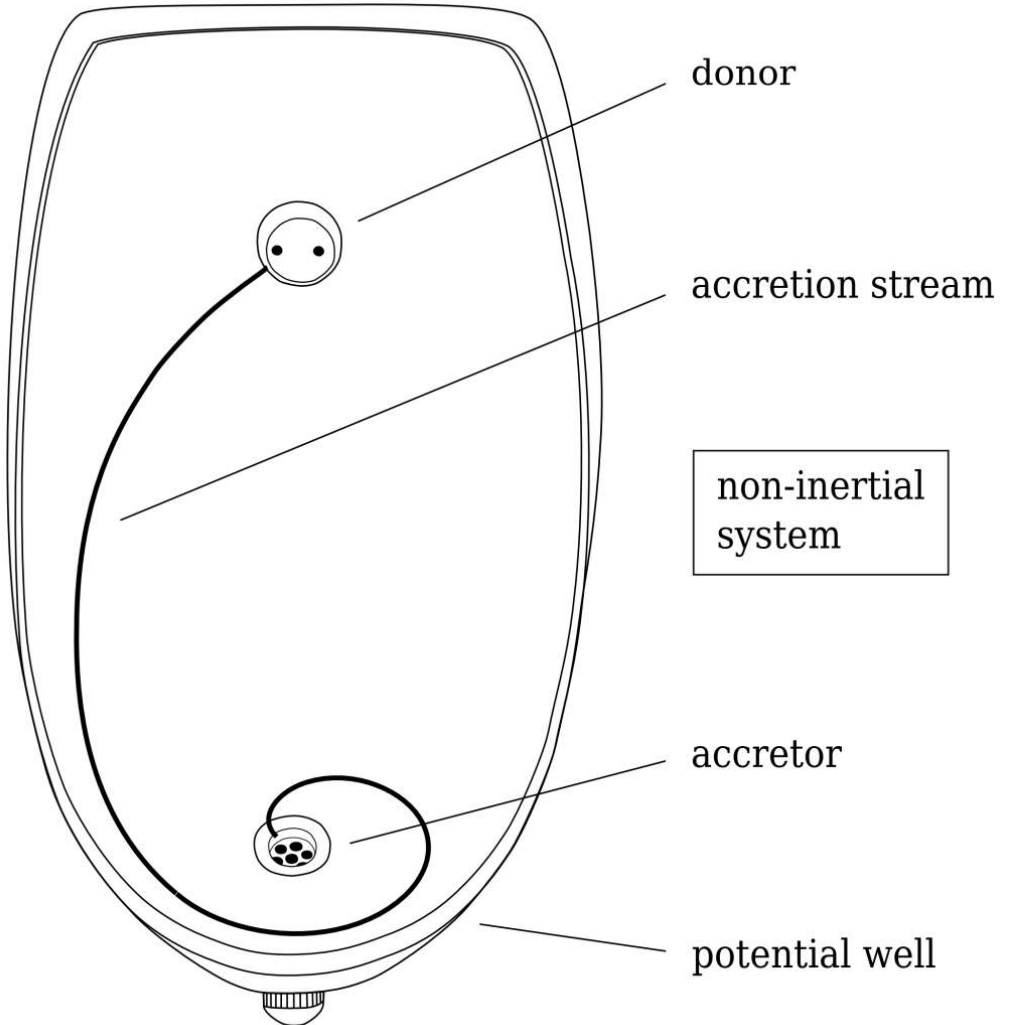


Figure 2: Accretion disc formation mechanism at cataclysmic variables demonstrated on the bowl urinal.

After this the viscous forces are necessary get accretion flow down from the circular orbits. The differential rotation and the shear rate are also responsible for flattening of the accretion disk (Pringle 1981).

Conclusions

Accretion is the most effective known way how to release energy in the universe. These processes are claimed to be responsible for high luminosities of AGNs and X-ray sources. Nevertheless, the intrinsic processes responsible for the accretion still remains unclear.

Most of the people consider viscous forces as the cause of accretion process; however, nobody really understands where is the origin of these forces. The proposed magneto-rotational instability turbulences still represents serious computational challenge. The serious mismatch between prediction of analytic and numeric models reminds us, that we are still at the beginning.

After all, the obtained spectroscopic and photometric data fits contemporary accretion disc theory only qualitatively.

Acknowledgments

I am grateful for the useful advices and encouragement of my PhD project supervisor Z. Mikulášek., as well as my PhD project consultant J. Krtička.

References

- [1] Abramowicz, M. A., Czerny, B., Lasota, J. P., Szuszkiewicz, E., 1988, ApJ, 332, 646
- [2] Barbus, S. A., Hawley, J. F., 1991, ApJ, 376, 214
- [3] Bondi, H., 1951, MNRAS, 112, 195
- [4] Hammer, J. N., 2004, Master's Thesis, Eberhard-Karls-University, Tübingen, Germany (available at <http://w210.ub.uni-tuebingen.de/dbt/volltexte/2004/1341>)
- [5] Israel, G. L., 1996, Ph.D. Thesis, SISSA/ISAS, Trieste, Italy (available at <http://www.mporzio.astro.it/~gianluca/phdthesis.html>)
- [6] Menou, K., et al., 2000, Science 288, 2022
- [7] Pringle, J. E., 1981, ARAA 19, 137
- [8] Schreiber M., 2001, PhD. Thesis, Georg-August-University, Göttingen, Germany (available at http://deposit.ddb.de/cgi-bin/dokserv?idn=961356944&dok_var=d1&dok_ext=pdf&filename=961356944.pdf)
- [9] Shakura, N. I., Sunyaev, R. A., 1973, A&A 24, 337
- [10] Treves, A., Maraschi, L., Abramowicz, M., 1988, PASP 100, 427

THE STUDY OF SYMBIOTIC STAR BF CYGNI

Lubomír Urbančok

*Astronomical observatory Hlohovec, SLOVAKIA
Private Astronomical observatory Sid, Sid 130, 986 01 Filakovo, SLOVAKIA
Slovak Union of amateur Astronomers, Tomašovská 63, Rimavská Sobota, SLOVAKIA*

Introduction

The aims of this work is to present and interpret own visual and CCD observations of the symbiotic star BF Cyg. In 1.st part are visual observations made by author and observations from International database Medúza, however last observations in Meduza database are made by author. There are observations which confirm bright changes model which were published in the author work „The study of selected symbiotic stars“. In Medúza database are observations since 1995. To calculate the brightness we used magnitudes from Meduza charts, because those in AAVSO charts are erroneous.

In the second part are CCD observations in BVR bands made by author at the Hlohovec observatory by the CCD camera SBIG ST9XE attached at the cassegrain focus of the 0.6-m telescope. Observations was made after outburst of this star in summer 2006 (18.8.) From BVR CCD observations we determined B-V and V-R colour indexes of BF Cygni, which are important to understand the light variations and to derive other parameters of this symbiotic star. We carried out observations indicating the presence of flickering.

BF Cygni

BF Cyg is a symbiotic variable star of S type. It's position on the sky for the year 2000 in the equator items is as follows:

RA (2000) : 19h23m53.4s

Dec (2000): +29° 40' 25.1''

Spectrum BF Cygni was determined as M5

The star was discovered as variable in 1915 by the astronomer D'Esterre and Merrill & Burwell (1933). It was classified as an irregular variable star with brightness changes 9,4-11,2 magnitudes. Jacita's (1941) has analysed 50 years old photographs of BF Cygni and he has discovered 754 years days long period of brightness changes. Later, the more accurate periods 757,3 (Mikolajewska 1987) were published. She published ephemeris for timing of the minima in the light curve of BF Cygni as $\text{MinV} = \text{JD } 2415058 + 756.8x \text{ E}$.

The first eclipse model of BF Cygni was published by Skopal (1992). In 1997 was BF Cygni affiliated to the Z and type of symbiotic stars. Accord GCVS appertaining BF Cygni towards Z AND stars with bright changing of 9,3 into 13,4.

For BF Cygni is characteristic some outbursts. At the outburst star has bright about 9-10 magnitudes.

Leibowitz E. and Formigini L. In their work published in Astronomy & Astrophysics near 753,7 days period, 798,8 days period too. First period is binary period of system and second period is time of rotation of large star in star system.

Visual observations

Method

All the mentioned visual observations were obtained by a classical method Niljand- Blazkova.

The working with the data was done by the software Meddat and Medform which are developed for the needs of observational group Medúza.

Each visual observation, apart observations from observer URB (L. Urbančok) and DPV (P. Dubovský) was made by the classical observational method. Observers URB and DPV use new observational method for visual observations made by Argentinian observer Sebastian Otero. This method use for observations some sort of glance.

The author's observations were done by the following device:

Newton 152/903, (λ better than 1/17), the own construction including the optics

Newton 128/1090

Results

In Medúza group data Addition 3.3.1, which are made since 1997, I used 3 maxima and 2 minima of the BF Cygni brightness. Maxima were: JD 2451753

2452600

2453480

In Medúza group data of regressive element are above data made by author (see graph 3.2.2; 3.2.3). According to author's data the star had maximum brightness about 11.6 magnitude.

Since 1997, we observed at least 2 jumps of the brightness: JD 2452085

2452950

The difference between maximum 51753 and minimum 52 085 is 332 days, while between maximum 52600 and minimum 52900 it is 350 days. The time which is between maximum and minimum of bright of BF Cygni is 341 days \pm 36 days.

The gap between minimum 52085 and maximum 52600 is 515 days and between minimum 52950 and maximum 53480 it is 530 days. Diametral time between minimum and maximum is 522,5 days \pm 30 days. The period of system from our data is 863,5 days \pm 30 days. I predict next minimum of BF Cygni on

JD 53821 \pm 36 days and we see, that was this maximum in table with data and in the light curve (3.2.2 and 3.2.3 from AAVSO). I predict the next minimum of the brightness on JD 2454343 \pm 33 days.

CCD Observations

Method

All CCD observations were made by 60 cm professional telescope with focal length 2400mm in primary focus, with CCD camera SBIG ST9 XE.

In CCD camera is carousel with UBVRI filters, however we didn't use I filter, because of large humidity. Observations were made by software Maxim DL 5.51. Photometry and the data reduction was made by software.

The symbiotic star was observed after its outburst 18.8.2006. We observed this star in 6 nights from 19.8.2006 to 6.10.2006. Comparison stars were NSV 24774, GSC2137. 726, GSC2137. 1762, NSV 11981.

For next reduction we didn't use stars comparison and check 3, because we detected that they are variable.

Results

At first sight it seems, that the outburst in summer 2006 could dislocate the obscuration model and the prediction of the star's maximum to JD 2454343 \pm 33 days. However, the star outburst has a physical origin, while the orbital period is given by geometric properties (outburst=a sudden abrupt increase of the brightness of the star in a short period of time). The outburst is shown in the 4.3.1 graph, which was constructed following the AAVSO observations). BF Cyg inflamed in august 2006 by a value of 3,1 magnitudes, from 12 mag to a brightness achieved in the JD 2453968 maximum with a brightness of 9,9 mag in the V band. Unfortunately it is not possible to use the CCD data for a longer study, because the star was observed for only 6 nights, nevertheless they can be used to obtain interesting results.

We were trying to find out if flickering can be spotted in a 3 hour-long quick photometry in the night of August 29, 2006, which was very interesting. The chance to see this event could help us to explain the flickering of some symbiotic stars, to which we applied in our work realized in the last year.

Although we noticed no flickering, we can see the decreasing brightness of the star overnight in the luminous curve in the supplement (4.3.2 graph). The curve with the scatter of several hundred of magnitude is not quite smooth, which is caused by the sensitivity edge of the used equipment and by negative observational conditions. We obtained a concrete value of 0.179259 mag/day from linear regression (see the supplement - 4.3.1 graph).

We used the <http://www.phys.unsw.edu.au/3rdyearlab/graphing/graph.html> web page and the Golden Software Grapher program to enumerate the linear regression. It is interesting to see the long-time B-V and V-R index behaviour,

where the B-V - V-R distinction is almost the same. We can see how the colour index of the star changes, since the outburst until circa JD 2453980 into the red field and from JD 2453980 its colour index changes to the blue field.

We also brought our CCD observations out to the luminous curve along with the visual observations (see the supplement - 4.3.3 graph).

Explicitly the check 1 and check 2 stars were used to account the indices as well as for the preparation of the luminous curve, because the stars comparison and check 3 were marked in the GCVS catalogue as variable.

Conclusion

In our work 'Study of the symbiotic star BF Cyg' we have dealt with the analysis of available data together with our new ones. Based on the archive observations of the group Jellyfish, we successfully counted the probable orbital period of the system 863.5 days. When we calculated Medúza group and author data, we obtained the orbital period of system 767,9 days. On the base of these calculations further maxima and minima of brightness were predicted and we were able to successfully observe one minimum at Julian date 24 53821. We have to remark that the period offered by us is coming up with more satisfactory results for the contemporary observation season than the period which has been published so far.

The JD 24 54343 maximum, predicted by the author, awaits us and it would be usefull to observe it with the help of a CCD camera at the author's observatory as well as at other observatories.

Regarding the CCD observations, we managed to obtain observations in BVR filters during 6 nights and for one night we were realizing a fast photometry for 3 hours in the R filter. This photometry suggested the absence of the flickering. Even if we didn't notice any flickering, this knowledge will be helpful to explain this not quite known effect. Having used these data we assessed - after we had put it on the curve of linear regress - that in the time of JD 2453977 the star's brightness has been decreasing at the rate of 0.179259 mag/ d.

We have also had the chance to observe the changes in the BVR passbands and came to the conclusion that the brightest is constant in the red part of the spectrum. On the base of this fact and by using Wien's law of shift we determined the surface temperature of the red giant of the system to 4000 K. The assumption, that in the period of reddening of the system it has come to temporary covering of the observed system with clouds of gas and dust, which happened during the eruption of the system, is also important.

References

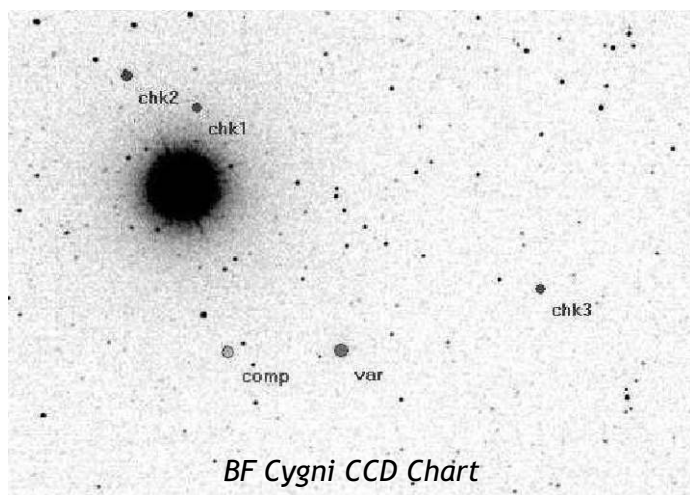
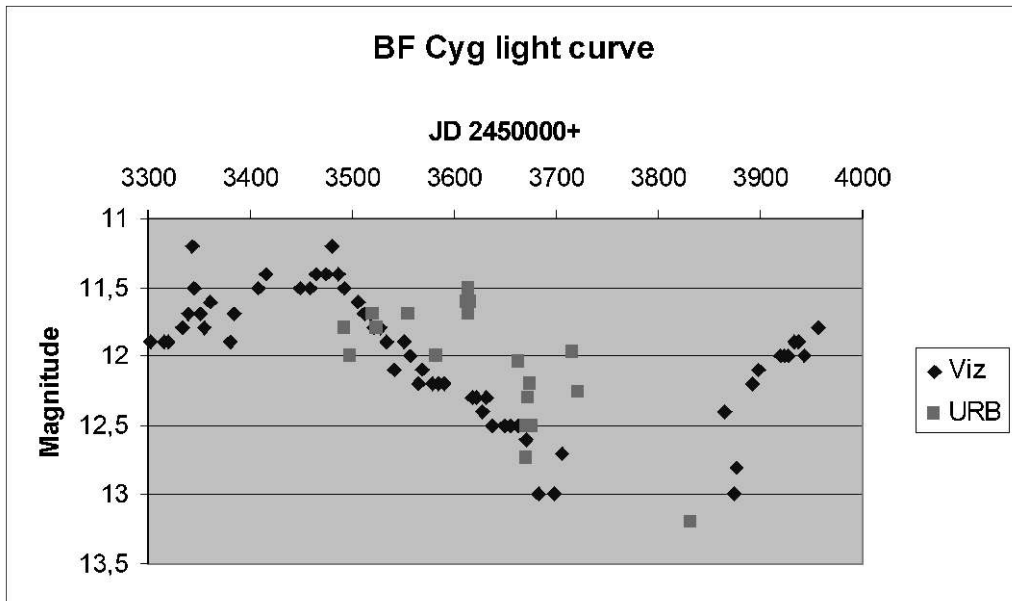
- [1] Bruch A., Niehuls M., Jones, A., 1994, A&A, 287, 829
- [2] Gromadzki M., et all, 2006, Astro-ph
- [3] Kenyon S.J., Fernandez- Castro T., 1987, AJ 93, 938
- [4] Muerstet U., Schmidt H.M., 1999, A&AS 137, 473 Skopal A., et all, 1997, MNRAS, 292, 703

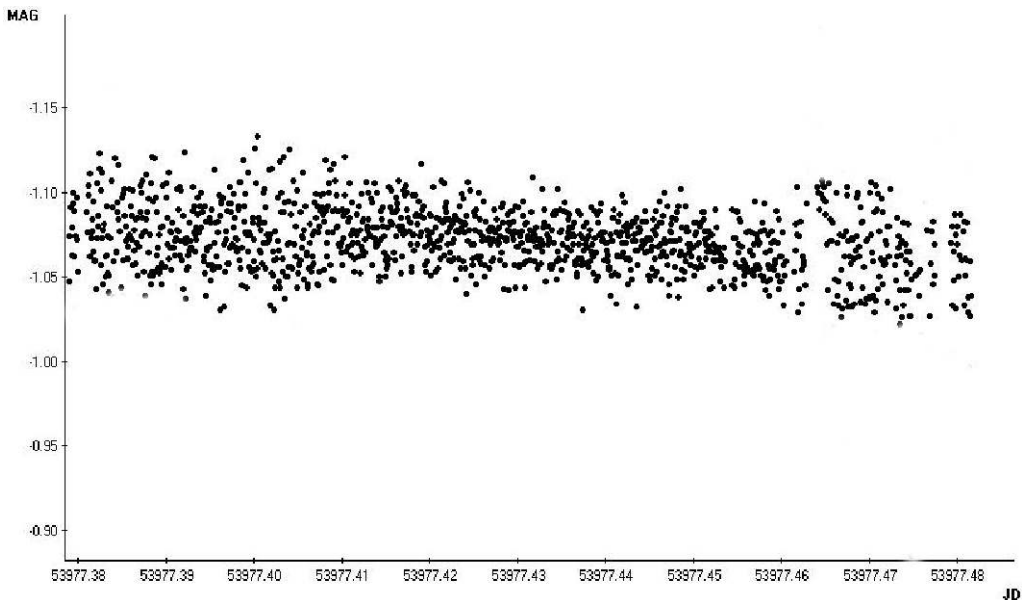
Next references

- [1] Sobotka P., Šest' druhu svetelných změn SPH, 2000, Cirkulář Medúza, s. 1
- [2] Skopal A., 1998, A&A, 338, 599

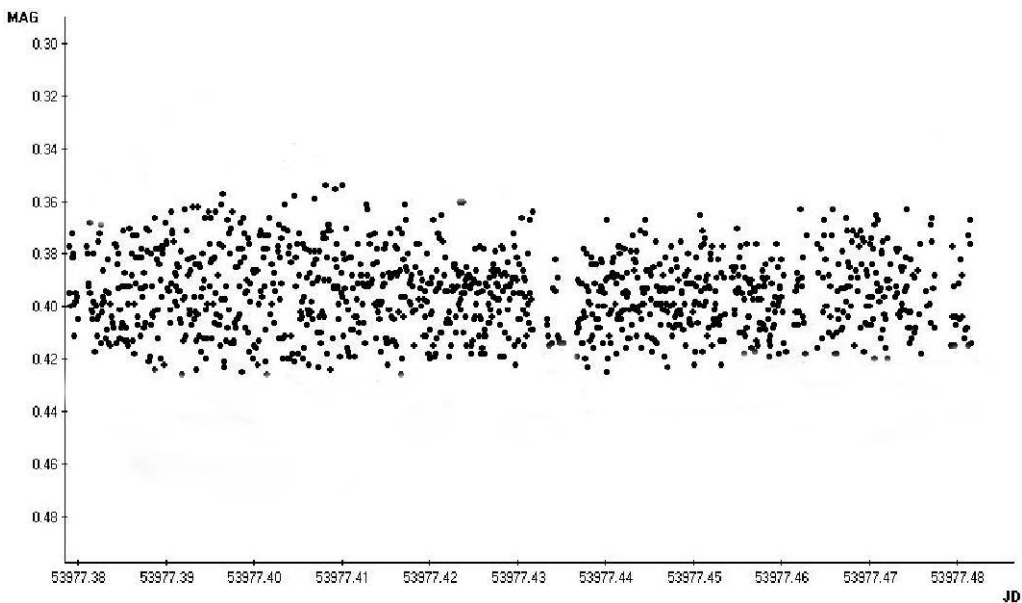
Thanks

Karol Petřík, Augustin Skopal, Jozef Krištofovič,
Slovak Union of amateur Astronomers



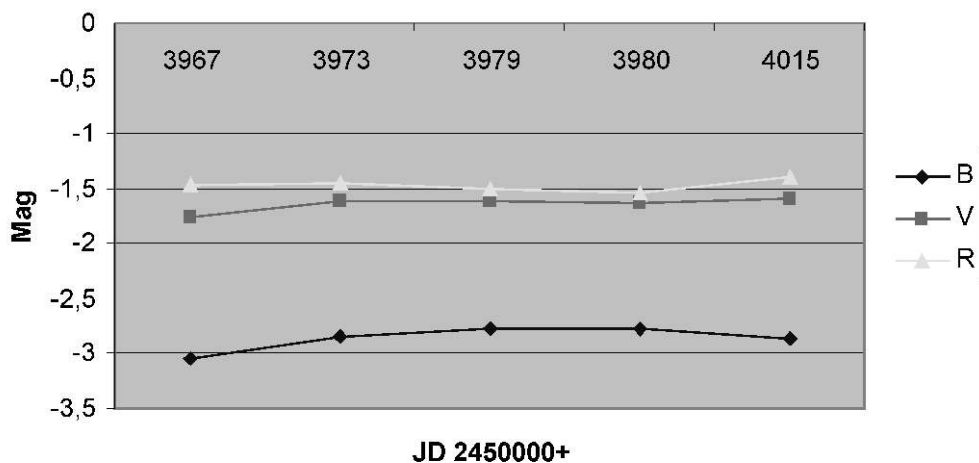


Flickering Linear regression

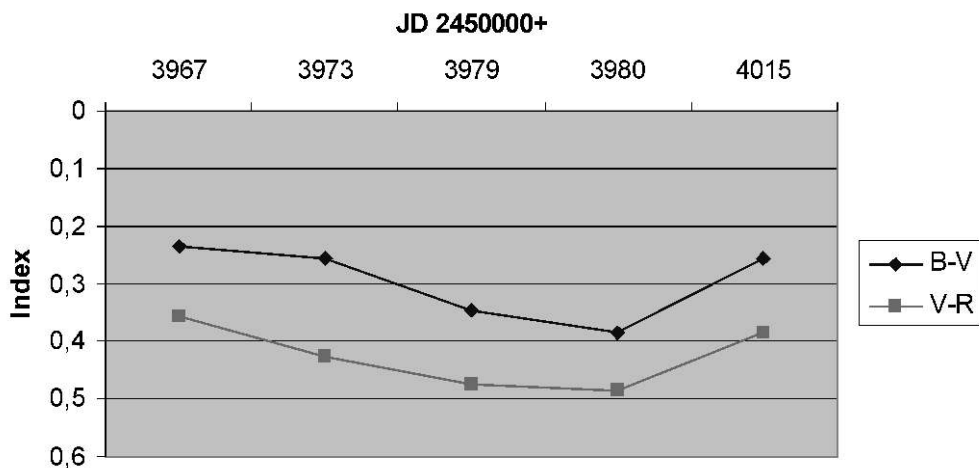


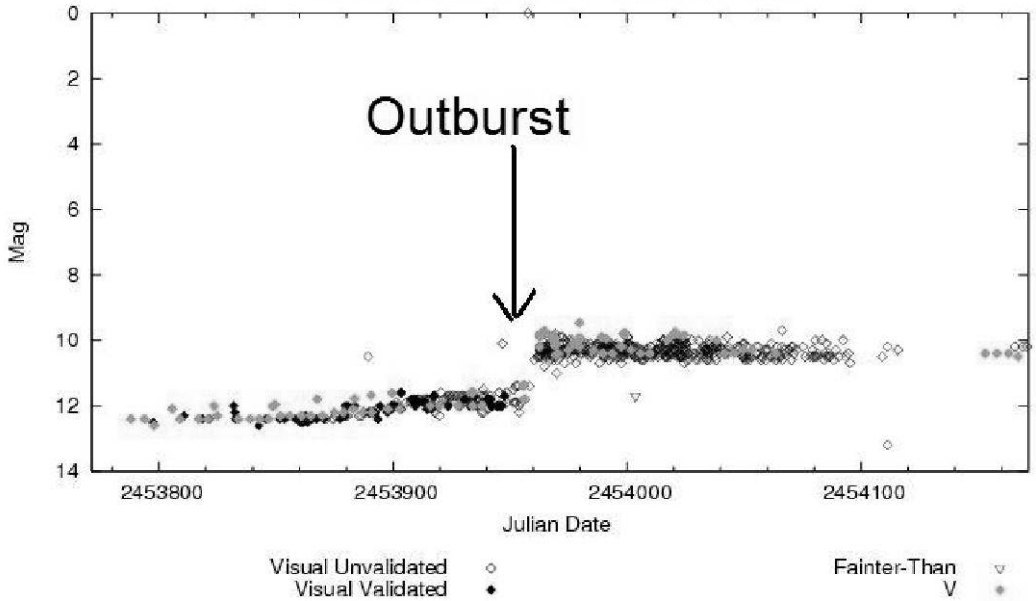
Difference C1-C2

BF Cyg in BVR

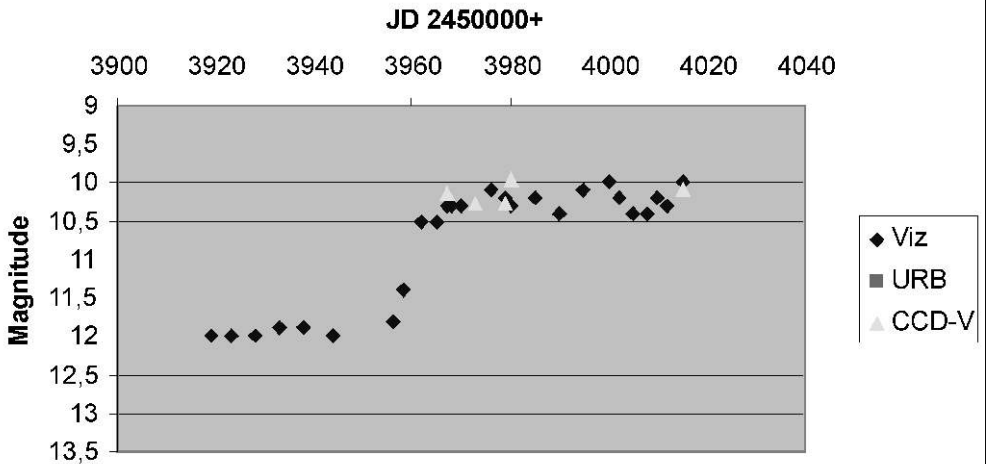


B-V ; V-R index





BF Cyg Light Curve visual + CCD



OBSERVATIONAL PROGRAM AND THE LAST YEAR RESULTS AT THE KOLONICA OBSERVATORY

Pavol Dubovský

Vihorlat Astronomical Observatory Humenné, Slovakia, e-mail: vihorlatobs1@stonline.sk

Abstract

The results of CCD and PEP observations in Astronomical observatory at Kolonicke sedlo (KO) are presented. The plans for future observational programs are presented as well.

Observing program of KO:

Observing program of KO is pointed to variable stars research. Historically, the first observations were visual estimates of the minima times of eclipsing binaries. Later the physical variables were included. The observations were made mainly during summer campaigns and astronomical practical exercises for young astronomers. CCD observations started after permanent observer arrival in March 2006. Actually the photoelectric photometry is in testing regime. The future development of observing activities will be done according to following table.

Table 1: Observing program of KO

Observed objects	Equipment	Actual situation
Asteroseismology Flickering in Cvs Fine effects on light curves of EBs	1 meter VNT + photometer	Testing observations with photometer
Four color photometry of CVs (Polars)	1 meter VNT + CCD camera BVRI	Nasmyth focus of VNT (in preparation)
Monitoring of faint CVs	30 cm Chermelin + CCD	In preparation of alt-azimuthal mount
High speed photometry of CVs	28 cm Púpava + CCD	Observing
Times of minima of EBs with strange O-C	26,5 cm Hugo + CCD	Observing
Times of minima of bright EBs	400 mm telephoto lens + CCD	Observing
Monitoring of bright CVs	Visually with Newton 30 cm	Until now using 30 cm Chermelin telescope
Semi regular variables, Be stars, Symbiotic variables, EBs without known elements	Newton 20cm visually, Somet binocular, DB binocular	Observing

Table 2: Observing program for two-channel photometer, according the Kolos seminar in 2006

Object type	Observational purposes	Targets	Researchers
Interacting binaries	Flickering in symbiotic binaries	V694 Mon, T CrB, RS Oph, V404 Cyg, V627 Cas	Hric, Parimucha, Dobrotka
	Pulsations of cold components	IU Per, TW Dra	Hric, Zejda
Chemically peculiar stars	Multicolor photometry	AR Aur, V624 Her, HD 37776	Zverko, Žižňovský, Mikulášek
Algol type EB	Rotation velocity	BW Boo	Glazunova
Pulsating variables	Asteroseismology campaigns	V2314 Oph, V959 Oph	Dorokhova
Be stars, Novalike, X ray	Outbursts, rapid variations	V725 Tau, X Per, V831 Cas, V635 Cas, TT Ari	Dorokhova
Eclipsing binaries	The shape of light curve	AK Her, RV Oph, V729 Cyg, EE Peg, BM Ori, AW UMa, BH UMa, V577 Oph, KP And, FF Cnc	Kudzej

All the observation are done within the international cooperation of four institutions:

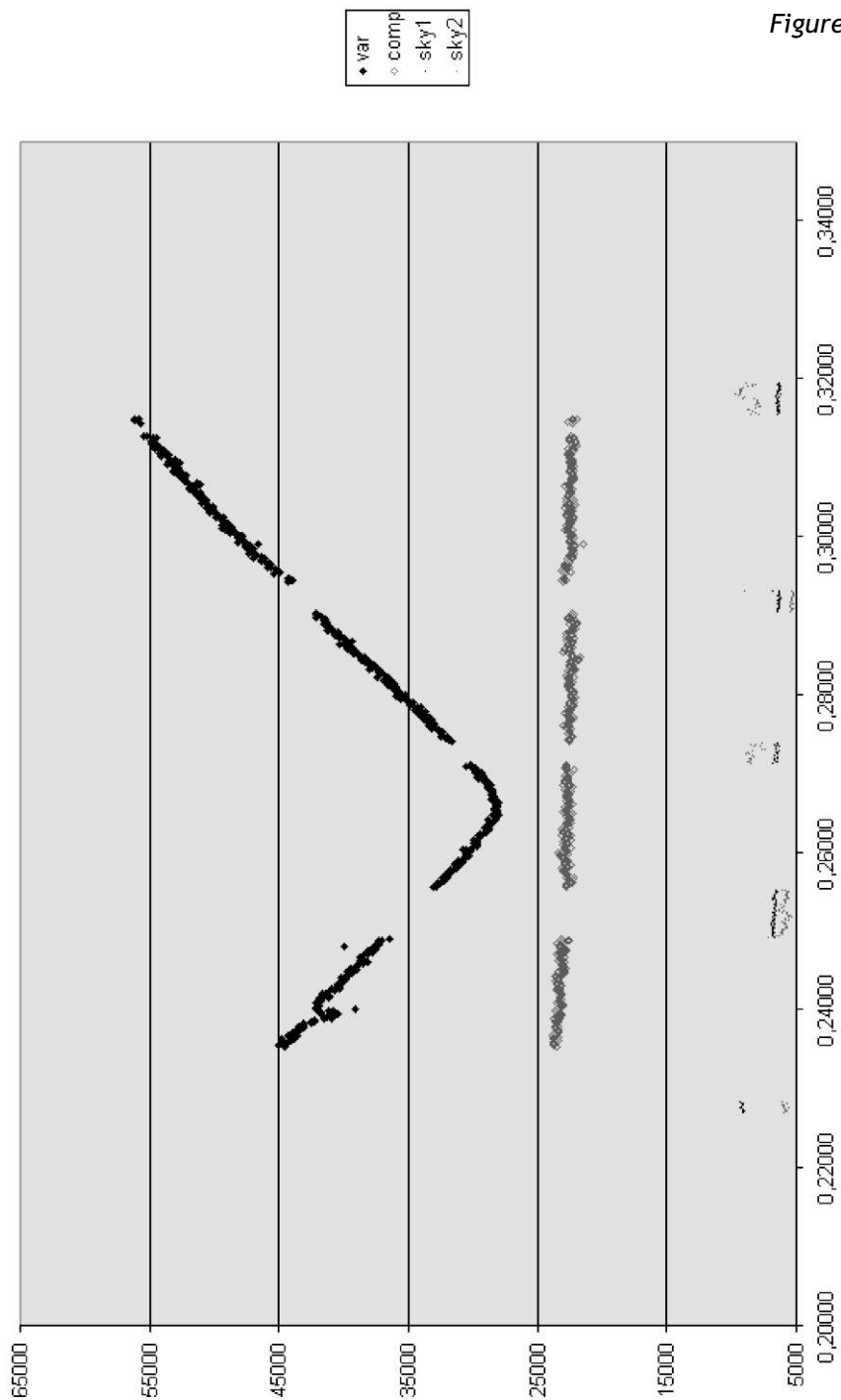
- Vihorlat Observatory, Humenné
- Astronomical Observatory of Odessa National University, Odessa
- Astronomical Institute of Slovak Academy of Science, T. Lomnica
- Institute of Physics, Šafárik University, Košice

First test of two-stars photoelectric photometer:

The photometer was finished during the summer 2006 stage of experts from Odessa. We have had no suitable software for managing the observation in these days. We made only observations in one filter (V) with few sky observations. The first measurement was performed on 28th October 2006. We have observed primary minimum of DI Peg. Resulting light curve is shown on Figure 1. We have to note that this observations was done with no autoguiding and we pointed only manually with CCD camera mounted on 30cm pointer.

During the spring 2007 we made more testing observations with autoguiding on 30 cm pointer telescope. An example you can see on the Figure 2. Observation of two constant stars in M44 open cluster shows the main problem of the instrument. The pointing telescope changes its direction in respect the main telescope. So the stars are not in the center of diaphragmas during all the night. The problem is solved now. We are guiding directly through the photometer.

Figure 1



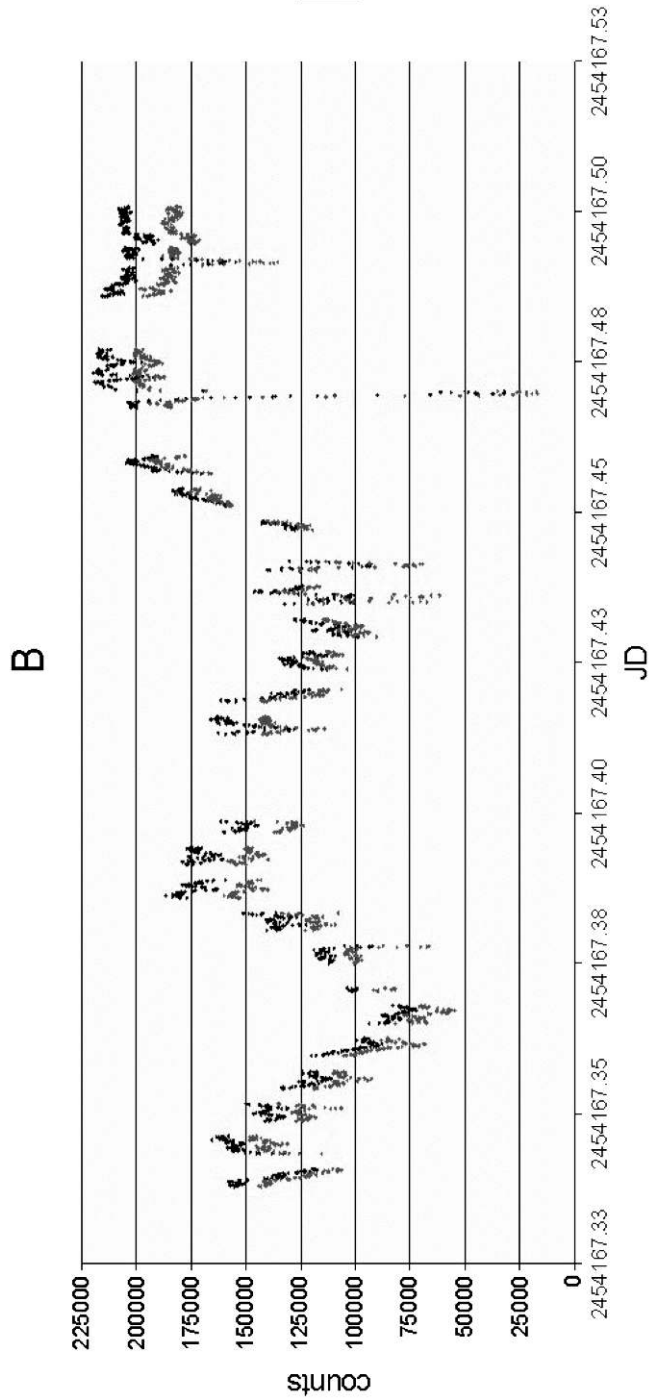


Figure 2

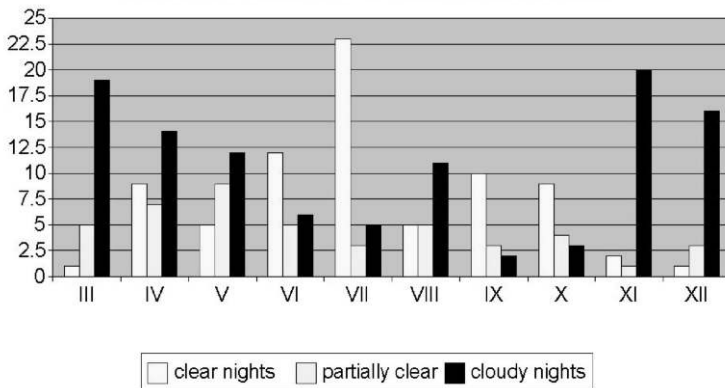
CCD photometry at KO:

- First CCD measurement in VAO KS was made on 07 April 2006.
- Camera Meade DSI Pro on Lichtenckenker telescope 150 mm from 07 April to 09 May 2006.
- Camera on Púpava telescope 285 mm from 12 May 2006.
- Actually 3 CCD cameras on Hugo, Púpava telescopes and 400 mm telephoto lense.
- Few nights we try the CCD camera also on the VNT.
- From 07 April to 31 March 2007 we observe in 112 nights.
- We have collected 132 times of minima in 49 eclipsing binaries.
- Totally we take 81797 images.
- We have observed superoutbursts of SU UMa type stars IY UMa, MR UMa, V419 Lyr, CI UMa, RXSJ053234, VY Aqr, V844 Her. The last one was first visually discovered by Dubovský.
- We take part in CBA campaigns on stars V603 Aql and V Sge.
- We have published two papers in OEJV at this time and few other papers are in preparation.

Atmospheric conditions:

Atmospheric conditions are relatively good in spite of low altitude, in comparison with other places in Slovak Republic. About 100 nights per a year are usable for a photometry. The average seeing is about 2.5" in the best nights. Statistics of observational conditions in 2006 is depicted in Figure 3. During one year of observations from 01.04.2006 to 31.03.2007 we have had 85 clear nights, 56 partially clear, 105 cloudy nights. Total 112 nights with an observing run.

Atmospheric conditions at Kolonicke sedlo 2006



Acknowledgments

Grant of Slovak Research and Development Agency LPP-0049-06.

POZNÁMKY

POZNÁMKY

POZNÁMKY

POZNÁMKY

POZNÁMKY

POZNÁMKY