



UNIVERZITA KOMENSKÉHO V BRATISLAVE
FAKULTA MATEMATIKY, FYZIKY A INFORMATIKY
KATEDRA ASTRONÓMIE, FYZIKY ZEME A METEOROLÓGIE

Marek Chrastina

ŠTÚDIUM VEĽMI MÄKKÉHO RÖNTGENOVÉHO
ZDROJA QR ANDROMEDAE



Diplomová práca

vedúci: RNDr. Ladislav Hric, CSc.

Týmto prehlasujem, že som diplomovú prácu vypracoval samostatne iba s použitím uvedenej literatúry a s odbornou pomocou diplomového vedúceho a konzultanta.

Bratislava, apríl 2005

Marek Chrastina

Touto cestou sa chcem poďakovať vedúcemu mojej diplomovej práce RNDr. Ladislavovi Hricovi, CSc. za odborné vedenie a pomoc pri vypracovaní tejto práce. Tiež by som sa rád poďakoval Mgr. Karolovi Petríkovi za odbornú konzultáciu, RNDr. Petrovi Fabovi, PhD. za pomoc pri zhotovovaní meteorologickej stanice a Mgr. Jozefovi Krištofovičovi za umožnenie prístupu na Observatórium Hlohovec. Ďalej sa chcem poďakovať kolegovi Gabrielovi Szászovi za poskytnutie svojich skriptov a odbornú konzultáciu. V neposlednom rade sa chcem poďakovať svojej rodine, ktorá svojimi postojmi prispela k vytvoreniu priaznivých podmienok pre vznik tejto práce.

Bratislava, 2005
Marek Chrastina

Obsah

Úvod	1
1 Veľmi mäkké röntgenové zdroje	3
2 Veľmi mäkký röntgenový zdroj QR Andromedae	13
2.1 Fotometrické prejavy QR Andromedae	13
2.1.1 Orbitálna modulácia s periódou 15,85 hodín	13
2.1.2 Kváziperiodické variácie s periódou 1,8 hod.	18
2.1.3 Nepravidelné fluktuácie jasnosti	21
2.1.4 Dlhodobá variácia	21
2.1.5 Ultrafialová a röntgenová oblasť	23
2.1.6 Rádiová a infračervená oblasť	26
2.2 Spektroskopické prejavy QR Andromedae	26
2.2.1 Výtrysky	37
2.2.2 Hviezdny vietor	43
2.2.3 Okolohviezdna obálka	49
2.2.4 FUV spektrum	49
2.2.5 Čiary kovov	51
2.3 Modelovanie QR And	53
2.3.1 „Štandardný“ model	54
2.3.2 Ožiarený akrečný disk	55
2.3.3 Zvýšený okraj akrečného disku	56
2.3.4 Vysvetlenie krátkoperiodickej variability	59
2.3.5 Vysvetlenie fluktuácií jasnosti	61
2.3.6 Pôvod UV žiarenia	61

2.3.7	Röntgenové žiarenie	62
2.3.8	Vysvetlenie dlhodobej variácie	63
2.3.9	Systém QR Andromedae	67
3	Vlastná fotometria QR Andromedae	71
3.1	CCD fotometria na Observatóriu Hlohovec	71
3.1.1	Prístrojové vybavenie Observatória Hlohovec	71
3.1.2	Softvér pre získanie pozorovacích dát	75
3.1.3	Automatizovaná meteorologická stanica	76
3.1.4	CCD fotometria premenných hviezd	77
3.1.5	Redukcia CCD snímok	78
3.1.6	Archivácia pozorovacích dát	81
3.1.7	Meranie a zaznamenávanie času pozorovaní, heliocen- trická korekcia	81
3.2	Získané pozorovacie dáta na Observatóriu Hlohovec a ich spracovanie	82
3.3	Analýza získanej svetelnej krivky a porovnanie s literatúrou	100
	Záver	105
	Literatúra	113

Úvod

Veľmi mäkké röntgenové zdroje tvoria pomerne mladú skupinu röntgenových dvojhviezd. Väčšina známych zdrojov sa nachádza v Magellanových mračnách, galaxii M31 a našej Galaxii. Celkovo je však známych iba zopár objektov, ktoré radíme do tejto triedy, napriek tomu, že by ich malo byť v galaxii našej veľkosti rádovo tisíc. Väčšina z nich nebola do dnes opticky identifikovaná a aj z tých sa observačne študujú iba niektoré. Vnútoraná štruktúra týchto objektov má charakter kataklizmatických premenných hviezd, čo sú dvojhviezdy, u ktorých dochádza k prenosu hmoty z jednej zložky na druhú a k vzniku tzv. akréčného disku. Avšak na rozdiel od klasických kataklizmatických premenných tvorí akréčny disk vo veľmi mäkkých röntgenových zdrojoch oveľa významnejšiu súčasť dvojhviezdneho systému. Fyzika týchto objektov je nesmierne zaujímavá, ale pomerne málo preštudovaná. A to najmä z dôvodu malého počtu pozorovaní, čo súvisí najmä s tým, že sa jedná len o nedávno definovanú skupinu röntgenových dvojhviezd.

Z týchto dôvodov je získanie akýchkoľvek pozorovacích dát ku ktorémukoľvek zdroju neoceniteľné a pre pochopenie fyziky a vnútornej štruktúry veľmi potrebné. Prvým cieľom tejto diplomovej práce je získanie observačného materiálu k jedinému opticky identifikovanému Galaktickému veľmi mäkkému röntgenovému zdroju QR Andromedae, ktorý je pozorovateľný zo severnej pologule. Dôležitosť tohto zdroja spočíva nielen v tom, že je jediný pozorovateľný zo severnej pologule, ale najmä vo fakte, že je to k nám najbližší a najjasnejší zdroj spomedzi všetkých známych zdrojov. To z neho robí najhorúcejšieho kandidáta na kvalitné a dlhodobé observačné štúdie. Napriek tomu bolo od jeho objavu v roku 1995 urobených iba veľmi málo pozorovaní. Dôsledkom toho sú veľké nejasnosti v modeli, ktorý by vysvetlil pozorované

správanie QR And, ale najmä to, že dodnes prakticky nepoznáme parametre systému.

Hlavným cieľom predkladanej diplomovej práce je získanie vlastného pozorovacieho materiálu pre QR Andromedae a jeho základné fotometrické spracovanie.

Podstatnú časť diplomovej práce tvorí získanie observačného materiálu. Preto bolo nevyhnutné zoznámiť sa s technikou získavania observačných dát. Počas pozorovaní na Observatóriu Hlohovec sa ukázala potreba automatizovaného sledovania vybraných meteorologických prvkov, najmä z pohľadu skvalitnenia získavania fotometrických dát ako aj efektívneho využitia pozorovacieho času, ktorého je v našich klimatických podmienkach poskromne. V rámci predkladanej diplomovej práce sme sa preto pokúsili aj o návrh automatizovanej meteorologickej stanice, ktorá by tieto úlohy splnila.

Od objavu QR Andromedae uplynulo už desať rokov. Za tento čas bolo k tomuto objektu publikovaných niekoľko desiatok prác, tak observačných ako aj modelových. Chýba však práca, ktorá by sumarizovala doterajšie výsledky skúmania systému a všetky podoby zaznamenaného observačného správania. Z tohto dôvodu sme si ako ďalší vedecký cieľ diplomovej práce stanovili sumarizovať všetky publikované pozorované prejavy a modelové štúdie veľmi mäkkého röntgenového zdroja QR And. Na základe takejto práce je možné dobre zhodnotiť vlastný získaný pozorovací materiál a porovnať ho s už pozorovanými vlastnosťami.

Na to aby sme pochopili fyziku veľmi mäkkých röntgenových zdrojov a urobili si prehľad znalostí, ktoré o týchto zdrojoch máme, je nevyhnutné preštudovať rozsiahlu publikovanú literatúru, najmä práce o modeloch, populačné štúdie a práce o najznámejších zdrojoch, ako CAL 87, V Sge a pod.

Kapitola 1

Veľmi mäkké röntgenové zdroje

Hviezdy na hlavnej postupnosti žiaria, pretože nukleárna fúzia v ich jadre uvoľňuje energiu vo forme röntgenového a gama žiarenia, ktoré časom dosiahne povrch hviezdy, avšak už vo forme viditeľného žiarenia. Vedci zistili, že u niektorých hviezd sa nukleárna fúzia objavuje v blízkosti ich povrchu. Týmito hviezdami sú bieli trpaslíci alebo hustejšie hviezdy v dvojhviezdnych systémoch, ktoré spálili svoje nukleárne palivo. Druhou zložkou systému je zvyčajne hviezda hlavnej postupnosti. V tomto type dvojhviezd odčerpáva biely trpaslík plyn a ďalší materiál z povrchu svojho sprievodcu. Tento materiál postupne prechádza vytvoreným akréčnym diskom okolo bieleho trpaslíka, zhromažďuje sa na jeho povrchu a inicializuje nezvyčajný typ nukleárnej fúzie (COSMONET). Dôsledkom toho je, že trpaslíky emitujú väčšie kvantá röntgenového žiarenia s „mäkkými“ vlnovými dĺžkami.

Tvrdé röntgenové zdroje sú oveľa viac študované ako ich mäkké náprotivky. S typickými energiami (1 – 20) keV sú oveľa ľahšie detegovateľné, sú oveľa výkonnejšie a môžu vznikáť vďaka množstvu kozmologických procesov. Obyčajne majú teploty $(10 - 100) \cdot 10^6$ K a často reprezentujú neutrónové hviezdy alebo čierne diery „požierajúce“ veľké množstvo hmoty. Na druhej strane mäkké röntgenové zdroje v podstate reprezentujú hranicu medzi tvrdými röntgenovými zdrojmi a zdrojmi ultrafialového žiarenia.

Veľmi mäkké röntgenové zdroje (angl. supersoft X-ray sources, ďalej SSXS) tvoria špeciálnu triedu röntgenových zdrojov s veľmi mäkkým spektrom.

Energia takmer všetkých fotónov je menšia ako 0,5 keV. Avšak dôležitou charakteristikou, ktorou sa odlišujú od ostatných röntgenových zdrojov s veľmi mäkkým spektrom, je ich veľmi vysoká röntgenová bolometrická svietivosť ($10^{29} - 10^{31}$) W. Efektívna teplota $(2 - 6) \cdot 10^5$ K je o niečo vyššia ako býva u bielych trpaslíkov, ale nižšia ako u typických röntgenových zdrojov.

Fotometrické a spektroskopické zmeny indikujú dvojhviezdnosť týchto systémov s potvrdenými periódami v rozsahu 4 hod. až 4 dni, až na dva symbiotické systémy AG Dra a CD-43°14304 (Šimon 2003). Orbitálne modulácie v svetelných krivkách naznačujú sklony ich obežných dráh od extrémne nízkych (napr. RX J0513.9-6951) až po zákrytový systém (CAL 87).

Optickému spektru dominujú emisné čiary vodíka a hélia. Jednou zo spektroskopických charakteristík je existencia hviezdneho vetra príp. bipolárnych výtryskov, ktoré boli potvrdené v zdrojoch RX J0513.9-6951 (Crampton a kol. 1996), QR And (Tomov a kol. 1998), RX J0925.7-4758 (Motch 1998) a náznak výtryskov sa našiel aj u zdroja CAL 83 (Crampton a kol. 1987).

Existenciu týchto objektov po prvýkrát predpovedali Shara a kol. (1977). Ukázali, že po subeddingtonovskom vzplanutí novy v systémoch s prenosom hmoty na termálnej časovej škále, by mohla existovať dlhá fáza post-novy so stabilným horením zvyšného akreovaného vodíka, počas ktorej by sa objekt javil ako extrémne ultrafialový s luminozitami $(2 - 3) \cdot 10^4 L_{\odot}$ a teplotami niekoľko málo 10^5 K. Prialnik a kol. (1982) zo simulácií zistili, že tieto objekty sa začínajú objavovať pri hodnotách akrečných rýchlostí $10^{-8} M_{\odot}/\text{rok}$.

Iben (1982) a Fujimoto (1982) pokračovali v štúdiu a zvýšili hodnotou akrečnej rýchlosti na $10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$, pričom zistili, že akreovaný vodík by horel dokonca ustálene. Stabilné horenie na povrchu horúceho akreujúceho bieleho trpaslíka by bolo ustálené, t.j. množstvo horiaceho vodíka by sa rovnalo množstvu akreovaného vodíka (Iben 1982).

Zdá sa, že všetky SSXS majú veľmi vysoké hodnoty akrečnej rýchlosti $10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$, čo je v porovnaní s klasickými kataklizmatickými systémami asi 100 až 1000 krát vyššia hodnota. Fyzika veľmi mäkkých röntgenových zdrojov, najmä akrecia hmoty na bieleho trpaslíka spojená s nukleárnym horením, je vysoko zaujímavá pre naše pochopenie dvojhviezdnej evolúcie.

Prvé objekty tejto triedy, CAL 83 a CAL 87, boli objavené satelitom

EINSTEIN vo Veľkom Magellanovom mračne (Long a kol. 1981). Dva objekty sú dosť málo na to, aby bola definovaná nová trieda objektov. Avšak vďaka družici ROSAT, ktorá objavila niekoľko ďalších SSXS (Truemper a kol. 1991), mohla byť sformovaná nová trieda röntgenových dvojhviezd (Kahabka & van den Heuvel 1997). Elektronický katalóg známych SSXS je dostupný na internetovej adrese <http://www.mpe.mpg.de/~jcg/sss/ssscat.html> (Greiner 1996). V tab. 1.1 – 1.5 je uvedený zoznam veľmi mäkkých röntgenových zdrojov, ktorý bol urobený na základe katalógov Greiner (1996) a Šimon (2003).

objekt	typ	d [kpc]	P_{orb} [dni]
RX J0019.8+2156 / QR And ²	klas.	2	0,6605
RX J0925.7-4758 / MR Vel ²	klas.	1,5	4,0288
V Sge ²	VS	4	0,514
V617 Sgr ²	VS		0,2071
WX Cen ²	VS	1,4	0,4167
HD 45166 ²	VS	1,26	0,357
GQ Mus / Nova Mus 1983 ²	nova	4,8	0,0594
U Sco ²	nova	6	1,23056
V1974 Cyg / Nova Cyg 1992 ²	nova	1,77	0,0812
V382 Vel ²	nova	1,7	0,14615
RR Tel ²	symb.	2,6	
AG Dra ²	symb.	1,7	550
CD-43° 14304 ²	symb.	1,5	1448
R Aqr ²	symb.	0,25	44 rokov ?
V751 Cyg ²	CV	0,5	1,1445
1E 1339.8+2837 ¹		10,4	

Tabuľka 1.1: Zoznam známych veľmi mäkkých röntgenových zdrojov v našej Galaxii. Referencie: ¹ Greiner 1996, ² Šimon 2003. Vysvetlivky: klas. — „klasické“ zdroje, VS — typ V Sge, symb. — symbiotické premenné, CV — kataklizmatické premenné.

Väčšina nájdených zdrojov sa nachádza v Magellanových mračnách a v galaxii M31. Väčšina z neskôr objavených zdrojov nie sú ešte opticky identifikované. V našej Galaxii sú známe iba dva klasické veľmi mäkké röntgenové zdroje, hoci by ich tam malo byť rádovo 1000 (Di Stefano & Rappaport 1994). Príčinu tohto výberového efektu možno hľadať vo vysokej hustote medzi-

objekt	typ	P_{orb} [dni]
1E 0035.4-7230 ²	klas.	0,17193
Ln358 ²	symb.	
RX J0048.4-7332 ²	symb.	
1E 0056.8-7154 ¹	PN	
RX J0058.6-7146 ¹		

Tabulka 1.2: Zoznam známych veľmi mäkkých röntgenových zdrojov v Malom Magellanovom mračne. Referencie: ¹ Greiner 1996, ² Šimon 2003. Vysvetlivky: klas. — „klasické“ zdroje, symb. — symbiotické premenné, PN — planetárna hmlovina.

objekt	typ	P_{orb} [dni]
RX J0513.9-6951 ²	klas.	0,76278
RX J0439.8-6809 ²	klas.?	0,1404
RX J0537.7-7034 ²	klas.	0,1458
CAL 83 ²	klas.	1,0417
CAL 87 ²	klas.	0,4425
Nova LMC 1995 ¹	nova	
RX J0527.8-6954 ¹	klas.	0,3926
RX J0550.0-7151 ¹		

Tabulka 1.3: Zoznam známych veľmi mäkkých röntgenových zdrojov vo Veľkom Magellanovom mračne. Referencie: ¹ Greiner 1996, ² Šimon 2003. Vysvetlivky: klas. — „klasické“ zdroje.

objekt	objekt	objekt
RX J0037.4+4015	RX J0041.8+4059	RX J0044.2+4026
RX J0038.5+4014	RX J0042.4+4044	RX J0044.4+4200
RX J0038.6+4020	RX J0042.4+4048	RX J0045.4+4154
RX J0039.4+4050	RX J0042.6+4043	RX J0045.4+4219
RX J0039.6+4054	RX J0042.6+4159	RX J0045.5+4206
RX J0039.7+4030	RX J0042.8+4115	RX J0046.1+4136
RX J0040.0+4100	RX J0043.3+4120	RX J0046.2+4138
RX J0040.1+4021	RX J0043.5+4207	RX J0046.2+4144
RX J0040.4+4004	RX J0043.7+4127	RX J0046.3+4238
RX J0040.7+4015	RX J0043.9+4151	RX J0047.6+4132
RX J0041.5+4040	RX J0044.0+4118	RX J0047.6+4205
RX J0041.8+4015		

Tabulka 1.4: Zoznam známych veľmi mäkkých röntgenových zdrojov v galaxii M31 (Greiner 1996).

objekt	typ	P_{orb} [dni]
Draco C-1 (Draco dwarf galaxy C) ²	symb.	76
RX J0016.0-3914 (NGC 55) ¹		1600

Tabuľka 1.5: Zoznam známych veľmi mäkkých röntgenových zdrojov v ostatných galaxiách. Referencie: ¹ Greiner 1996, ² Šimon 2003. Vysvetlivky: symb. — symbiotické premenné.

hviezdneho materiálu v galaktickej rovine, ktorý absorbuje väčšinu žiarenia z ďalekej UV a mäkkej röntgenovej oblasti, a tým výrazne sťažuje detekciu SSXS. V 1.6 sa nachádza odhad počtov röntgenových zdrojov v jednotlivých galaxiách, ktoré odvodili Di Stefano & Rappaport (1994).

Galaxia	odhad počtu SSXS		
	min.	priem.	max.
M31	800	2500	5000
Galaxia	400	1000	2900
Veľké Magellanovo mračno	13	30	60
Malé Magellanovo mračno	9	20	40

Tabuľka 1.6: Odhad počtov SSXS v jednotlivých galaxiách (Di Stefano & Rappaport 1994).

SSXS tvoria nehomogénnu a pomerne mladú skupinu röntgenových zdrojov, keďže prvé objekty boli objavené iba v roku 1981. Observačných dát je zatiaľ pomerne málo a chýbajú dlhé časové rady pozorovaní. Väčšina našich znalostí o fyzike týchto objektov pochádza z pozorovaní niekoľkých dobre študovaných systémov, ako CAL 83, CAL 87, RX J0513.9-6952 a QR And. Tieto znalosti sa potom zvyčajne aplikujú aj na ostatné zdroje.

Fyzika kompaktnej zložky je jednou z nedoriešených otázok týkajúcich sa SSXS. Z pohľadu vyhovujúcich vysvetlení ohľadom mechanizmu, ktorý môže kontinuálne generovať veľmi mäkké röntgenové žiarenie, bolo navrhnutých niekoľko modelov (Kahabka 1995).

Vedci spočiatku pri štúdiu SSXS predpokladali, že kompaktnou zložkou je neutrónová hviezda (Greiner a kol. 1991; Kylafis & Xilouris 1993; Kylafis 1996; Hughes 1994) alebo čierna diera (Cowley a kol. 1990; Crampton a kol. 1996), t.j. vychádzali z modelu pre typické röntgenové zdroje. Avšak v prí-

pade neutrónovej hviezdy je vo forme tvrdého röntgenového žiarenia uvoľnené príliš veľké množstvo energie oproti SSXS. Röntgenové žiarenie generované čiernymi dierami je vo všeobecnosti mäkkšie než žiarenie produkované neutrónovými hviezdami, pretože 46% hmoty akreovanej čiernou dierou sama pohltí. Preto boli SSXS spočiatku pripisované čiernym dieram. Avšak veľmi skoro sa ukázalo, že SSXS sú oveľa mäkkšie ako akýkoľvek známy systém s čiernou dierou. Preto sa začalo uvažovať o systémoch s bielym trpaslíkom akreujúcim hmotu na svoj povrch, ktorý vďaka nižšej gravitácii a vyššej účinnosti fúzie uvoľňuje fotóny oveľa nižších energií. SSXS sa zvyčajne chápu ako tesné dvojhviezdne systémy s primárnou zložkou bielym trpaslíkom. Avšak o fyzike sekundárnej zložky sa vie iba veľmi málo.

„Štandardný“ model pozostáva z bieleho trpaslíka so stabilným alebo cyklickým horením na vodík bohatého materiálu akreovaného na jeho povrchu pri akrečnej rýchlosti $\sim 10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$ (van den Heuvel a kol. 1992). Model uvažuje bieleho trpaslíka s hmotnosťou $\sim 1 M_{\odot}$ a sekundárnu zložku na hlavnej postupnosti alebo mierne vyvinutú s hmotnosťou $(1,3 - 2,5) M_{\odot}$, ktorá vyplňa svoj Rocheov lalok. Takýto pomer hmotností je konzistentný s pozorovanými orbitálnymi periódami, ktoré sú pre väčšinu známych SSXS kratšie ako 1 deň. Vskutku, evolučné modely naznačujú, že orbitálne periódy by mali ležať v rozmedzí 8 hodín až 1,4 dní. „Štandardný“ model tiež zahŕňa prítomnosť hviezdnych vetrov z nahrievanej strany sprievodcu a disku.

„Štandardný“ model bol navrhnutý pre systémy s periódami $(0,5 - 1)$ dňa, a preto nemôže byť vhodný pre všetky známe SSXS. Pre periódy kratšie ako 6 hodín je Rocheov lalok sekundárnej zložky príliš malý na to, aby obsiahol hviezdu hlavnej postupnosti (zdroj 1E0035.4-7230 s periódou 4 hod. je teda zjavne odlišného druhu). Pre MR Vel s $P \sim 4$ dni by dokonca ani hviezda spektrálneho typu A nevyplnila Rocheov lalok a pre ešte masívnejšieho darcu nie je žiadny observačný (spektroskopický) dôkaz.

Ďalej, niektoré observačné dáta naznačujú, že sekundárna zložka môže byť menej hmotná ako biely trpaslík, čo nie je konzistentné so „štandardným“ modelom, ktorý predpokladá hmotnejšiu sekundárnu zložku. Na vysvetlenie málo hmotnej sekundárnej zložky van Teeseling & King (1998) navrhli alternatívu k „štandardnému“ modelu. Prenos hmoty by mohol byť riadený

silnou stratou hmoty zo silne ožiarenej málo hmotnej sekundárnej hviezdy.

Väčšina optickej luminozity pochádza pravdepodobne z jasného akréčného disku. V radiálne rozšírenom a vertikálne vyvýšenom okraji akréčného disku je značná časť veľmi mäkkého röntgenového žiarenia z bieleho trpaslíka transformovaná na optické a UV svetlo. Akréčný disk sa tak stáva dôležitou súčasťou dvojhviezdneho systému a je značne odlišný od akréčných diskov v klasických kataklizmikách.

Pôvod SSXS možno hľadať v dvojhviezdnych systémoch, v ktorých hviezdy majú významne odlišnú dĺžku života. Napokon jedna z nich spáli všetko palivo vo svojom jadre, zastaví nukleárnu fúziu a stane sa červeným obrom. Po odhodení svojich vonkajších vrstiev sa z neho stane vyhasnutý biely trpaslík. Druhá hviezda sa vyvíja pomalšie, a preto v čase, keď z prvej je už biely trpaslík, druhá je ešte na hlavnej postupnosti alebo je červeným obrom. Sprievodná hviezda sa v podstate vzdá svojich vonkajších vrstiev v prospech bieleho trpaslíka. Ak je to menší červený obor alebo sú hviezdy od seba ďalej, tak prenos hmoty na primárnu zložku môže riadiť hviezdny vietor. Podobne je to aj u systémov symbiotických premenných hviezd.

Stabilné termonukleárne horenie vodíka na povrchu bieleho trpaslíka mu umožňuje zvýšiť svoju hmotnosť, pretože spracovaný materiál môže zostať na jeho povrchu. Keď biely trpaslík naakumuluje dosť hmoty, stane sa nestabilným. SSXS môžu spôsobovať vzplanutia niektorých typov nov, pričom to závisí od hodnoty ich akréčnej rýchlosti prenosu hmoty.

Zánik SSXS môže mať tri podoby. Po prvé, biely trpaslík skolabuje na neutrónovú hviezdu a stane sa teda klasickým röntgenovým zdrojom tvrdého röntgenového žiarenia. Po druhé, sprievodca začne „cítiť“ stratu svojich vonkajších vrstiev a zastaví prenos hmoty na primárnu zložku. Po tretie, biely trpaslík môže explodovať ako supernova typu Ia, a to ak biely trpaslík dosiahne Chandrasekharovu medzu alebo obsahuje uhlík alebo bola jeho počiatočná hmotnosť menšia ako $1,1 M_{\odot}$ (COSMONET; Hachisu 2002). Evolučné modely dokonca naznačujú, že väčšina supernov typu Ia by mohla pochádzať práve z SSXS (Hachisu a kol. 1999).

Niektoré biele trpaslíky jednoducho nahromadia príliš veľa hélia na svojom povrchu a kompletne explodujú (COSMONET). Vo väčšine prípadov

však héliové vrstvy dosiahnu svoju kritickú hmotnosť skôr a explodujú nezávisle. Explózia potom zapáli uhlíkové jadro hviezdy, ktoré sa takmer okamžite a takmer celé premení na nikel a prvky medzi kremíkom a železom. Nikel sa potom rozplynie v priestore, rozpadne sa na kobalt a v priebehu niekoľko sto dní na železo. Toto je supernova typu Ia, v ktorej sa spektroskopicky nepozoruje žiadny vodík alebo hélium (na rozdiel od typov Ib, Ic a II). Supernovy typu Ia sú hlavným zdrojom železa a ťažších prvkov vo vesmíre. Supernovy typu Ia sú astronómami často nazývané ako „štandardné sviečky“ (z angl. standard candles), pretože ich absolútna magnitúda pri vzplanutí je vždy rovnaká. Táto skutočnosť umožňuje pomocou nich určovať vzdialenosti vo vesmíre. Nakoniec tieto supernovy sú v súčasnosti používané pri štúdiu rýchlosti expanzie vesmíru.

Okrem klasických SSXS nachádzame niekoľko skupín objektov, ktoré by mohli byť ich blízkymi príbuznými (Šimon 2003):

- i. Hviezdy typu V Sge sú tesné dvojhviezdy, ktoré ukazujú v optickej oblasti veľmi podobné vlastnosti ako klasické SSXS. Greiner & Teeseling (1998) ukázali, že V Sge je v štádiu optického klúdu jasný, veľmi mäkký röntgenový zdroj. V štádiu optickej aktivity sa javí ako tvrdý röntgenový zdroj. Toto správanie interpretovali vo vzťahu k premennému množstvu okolohviezdnej hmoty.
- ii. Niektoré symbiotické hviezdy môžu byť tiež SSXS (napr. AG Dra). Tieto hviezdy zvyčajne obsahujú bieleho trpaslíka, ktorý akreuje hmotu zo sprievodného červeného obra prostredníctvom silného hviezdneho vetra alebo pretekaním hmoty cez libračný bod L1. Hľadanie v archíve družice ROSAT umožnilo ich roztriedenie do troch kategórií podľa tvrdosti ich röntgenového spektra. Skupina α zodpovedá SSXS spektrám, skupinu β tvoria objekty s tvrdším spektrom, ktoré sa prisudzuje zrážajúcim sa vetrom. Objekty s najtvrdšími spektrami patria do skupiny γ a namiesto bieleho trpaslíka obsahujú akreujúcu neutrónovú hviezdu.
- iii. Niekoľko pekuliárnych symbiotických nov môže byť tiež priradených k SSXS (napr. RR Tel).

iv. Niektoré klasické a rekurentné novy boli počas neskorej zostupnej fázy ich vzplanutia detegované ako veľmi mäkké röntgenové zdroje (napr. Nova Cyg 1992, Nova Mus 1983, U Sco). V tejto fáze novy sa už polomer horenia vodíka na bielom trpaslíkovi zmenšil natoľko, že jeho teplota je dostatočná na emitovanie mäkkého röntgenového žiarenia a na ožiarenie novovzniknutého akréčneho disku.

Predbežné výsledky tejto prehľadovej štúdie boli publikované v práci Chrastina a kol. (2005b).

Kapitola 2

Veľmi mäkký röntgenový zdroj QR Andromedae

QR And bola identifikovaná ako optický náprotivok veľmi mäkkého röntgenového zdroja RX J0019.8+2156 ako dôsledok snahy nájsť v dátach z družice ROSAT Galaktické zdroje veľmi mäkkého röntgenového žiarenia (Beuermann a kol. 1995). Bol to prvý kandidát na SSXS v našej Galaxii (Reinsch a kol. 1993). QR And nespadá do oblasti pokrytej družicou EINSTEIN a ani družicou HEAO-1 A-2. Dôležitosť zdroja spočíva v skutočnosti, že je asi o 5 mag jasnejší ($V \sim 12$ mag) než všetky ostatné známe SSXS a umožňuje tak detailné observačné štúdie. Keďže jeho vzdialenosť sa odhaduje na 2 kpc, je to k nám najbližší zdroj zo všetkých Galaktických aj extragalaktických SSXS. Ekvatoreálne súradnice QR And sú $\alpha = 00^{\text{h}} 19^{\text{m}} 49,84^{\text{s}}$; $\delta = +21^{\circ} 56' 53,1''$ a galaktické koordináty sú $l = 114^{\circ},3$; $b = -40^{\circ},3$.

2.1 Fotometrické prejavy QR Andromedae

2.1.1 Orbitálna modulácia s periódou 15,85 hodín

QR And ukazuje kvázisínusoidálnu orbitálnu moduláciu svetelnej krivky s periódou zhruba 15,85 hod. a s amplitúdou zhruba $\sim 0,5$ mag (obr. 2.1). Perióda je blízka rezonancii 2:3 s cyklom striedania dňa a noci. Z tohto dôvodu je nesmierne obtiažne získať rovnomerné pokrytie svetelnej krivky. Táto pe-

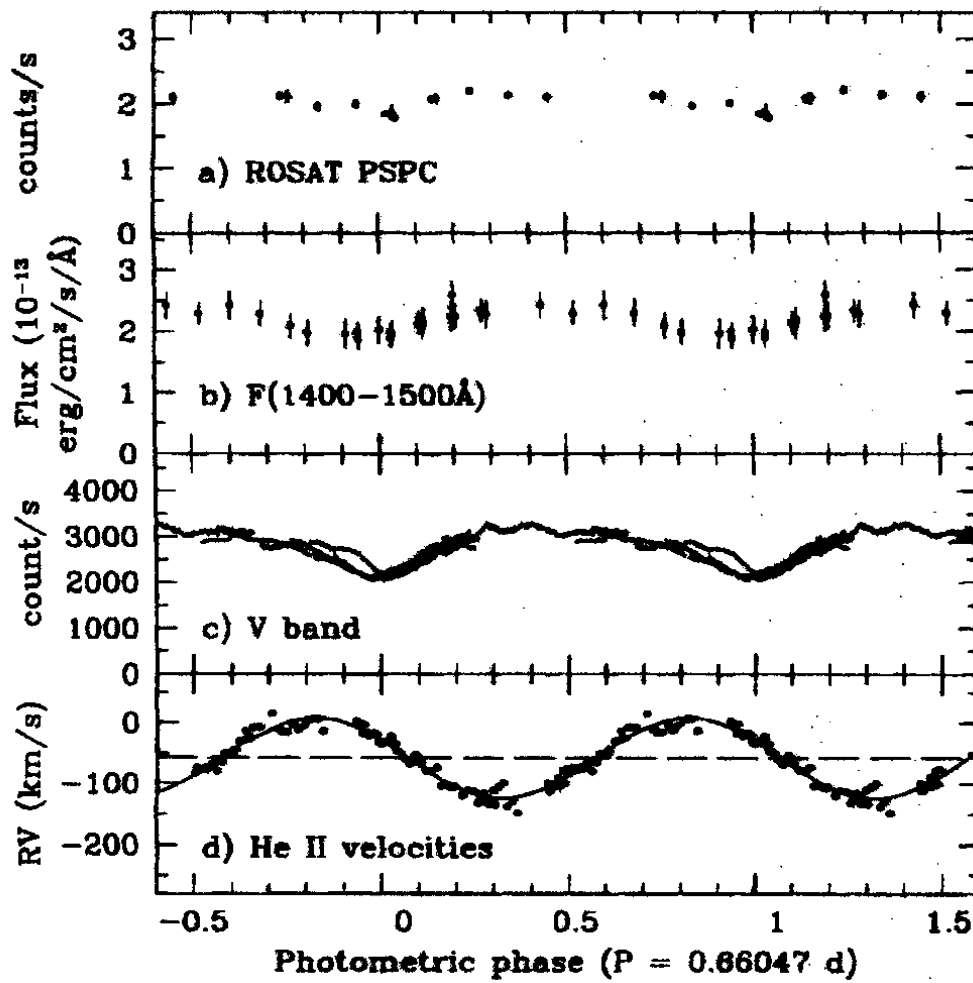
riodicita bola potvrdená v infračervenej, optickej, ultrafialovej i röntgenovej oblasti. To, že sa skutočne jedná o periódu orbitálneho pohybu, potvrdili aj spektrá, keďže niektoré čiary vykazujú presne rovnakú moduláciu. Hĺbka modulácie je farebne závislá, väčšia v červenej oblasti než v UV a röntgenovej oblasti.

Primárne minimum je asymetrické (vzostup je strmší ako zostup) s veľmi širokými krídlami rozťahnutými cez vyše polovicu fotometrickej periódy (asi 0,55P, obr. 2.2). Primárne minimum je pomerne ostré a jeho hĺbka $\sim 0,5$ mag sa zdá byť dosť stabilná (Matsumoto 1996), hoci mierne zmeny hĺbky sú v pozorovaniach badateľné (Will & Barwig 1996; Deufel a kol. 1999). Tvar primárneho minima je premenlivý a okamihy minim nie sú rovnomerne rozložené (obr. 2.3). Pozorovali sa svetelné krivky rovnakého tvaru, ale voči sebe vertikálne posunuté, t.j. stupeň jasnosti sa môže meniť bez vplyvu na tvar svetelnej krivky (obr. 2.3, 2.4 a Meyer-Hofmeister a kol. 1998; Deufel a kol. 1999). Cowley a kol. (1998) identifikovali u QR And tri hladiny jasnosti s odstupom asi 0,22 mag (obr. 2.7). Náznaky zmeny strednej jasnosti možno nájsť aj v ďalších pozorovaniach (obr. 2.3, 2.4, 2.9, 2.10, 2.11 a Beuermann a kol. 1995; Matsumoto 1996; Will & Barwig 1996; Deufel a kol. 1999), ktoré naznačujú rozsah v maximálnej jasnosti $\sim 0,5$ mag (McGrath a kol. 2001). Deufel a kol. (1999) zaznamenali na svetelnej krivke zjasnenia a poklesy jasnosti po oboch stranách primárneho minima (obr. 2.3, 2.4, 2.9).

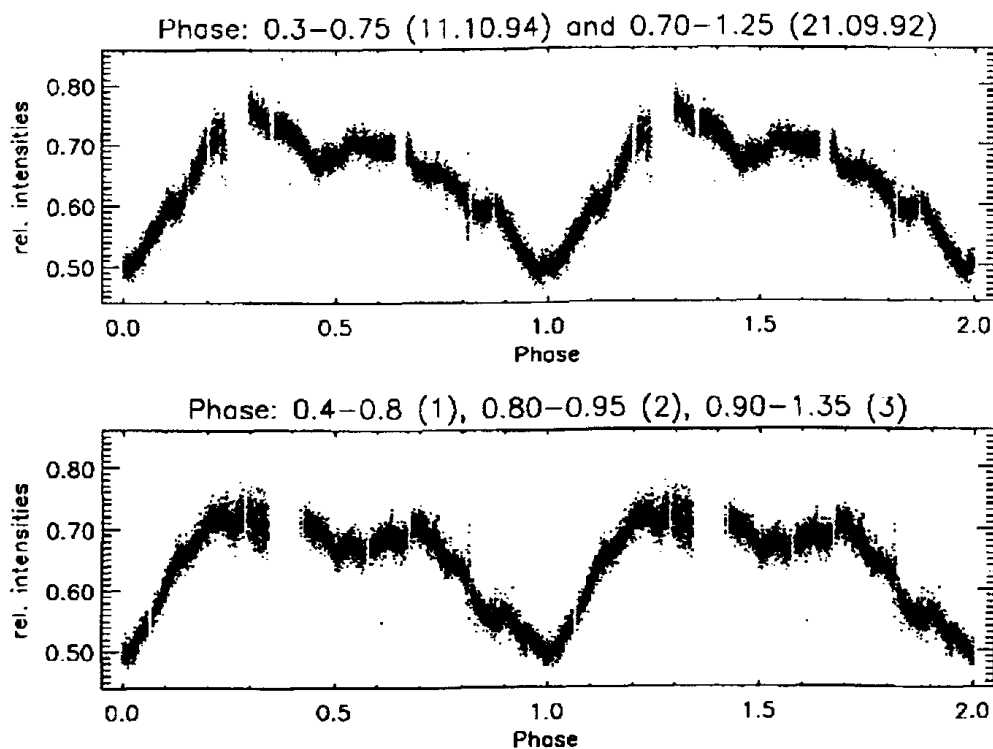
Matsumoto (1996) na svojich svetelných krivkách jasne identifikoval sekundárne minimum s hĺbkou asi 0,1 mag (obr. 2.5). Krivky minimum niekedy ukazuje jasný pokles jasnosti okolo fázy 0,55 (obr. 2.2), zatiaľ čo inokedy ukazujú iba postupný pokles medzi fázami 0,5 až 0,7. Minimum má široké krídla a je vysoko premenlivé (dokonca od jedného cyklu k druhému), čo naznačuje, že je spôsobené zákrytmi premenlivých častí disku (Deufel a kol. 1999).

Rozdiel medzi zostupnými a vzostupnými krídlami primárnych aj sekundárnych minim ukazuje zjavnú asymetriu (obr. 2.2). Tento jav je pozorovaný tiež u CAL 87 (Schmidtke a kol. 1993). Popisované charakteristiky môžu naznačovať nejaký druh aktivít alebo nestabilit v akréčnom disku okolo kompaktnej hviezdy a asymetrickú štruktúru akréčného disku.

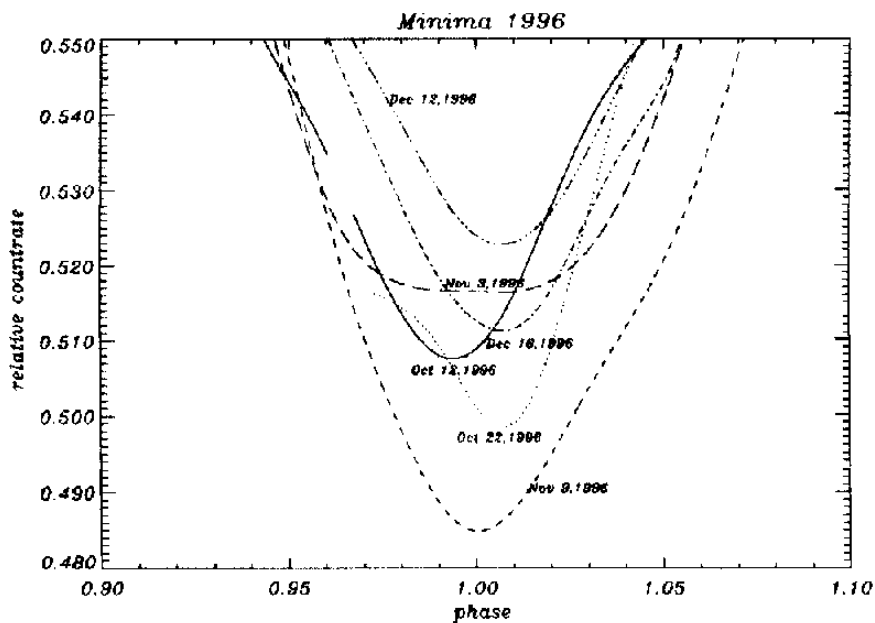
Maximum pri fáze $\sim 0,6$ – $0,7$ je vždy slabšie ako maximum pri fáze



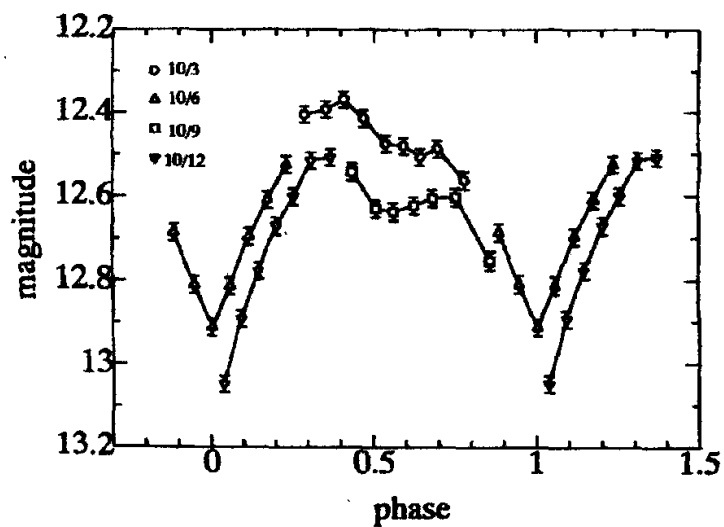
Obr. 2.1: Svetelné krivky a radiálne rýchlosti QR And. Z vrchu nadol: röntgenové pozorovania ROSAT PSPC, UV pozorovania IUE, fotometria vo farbe V, radiálne rýchlosti He II $\lambda 4686$ (Beuermann a kol. 1995).



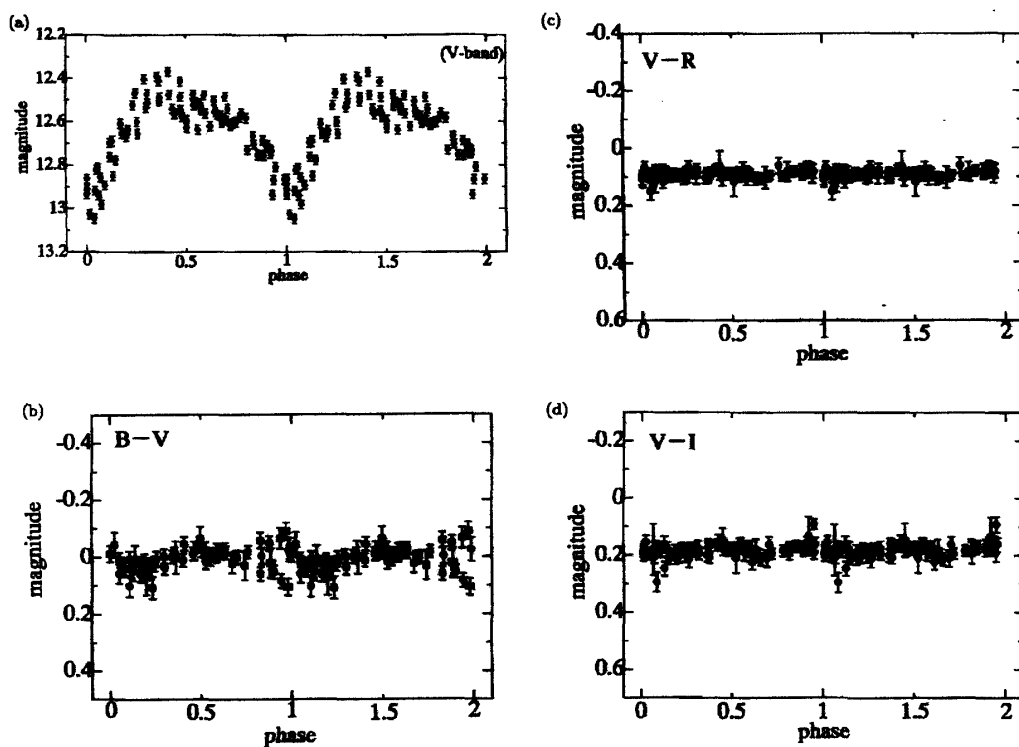
Obr. 2.2: Fázoové svetelné krivky QR And. Hore: kombinácia z nocí 11.10.1994 a 21.9.1992. Dole: kombinácia z nocí 18.12.1993, 9.1.1994 a 14.10.1994 (Will & Barwig 1996).



Obr. 2.3: Primárne minimá QR And pozorované v r.1996. Minimá sa objavujú štatisticky okolo fázy 0,0. Všetky svetelné krivky boli aproximované splajnami (Deufel a kol. 1999).



Obr. 2.4: Jasné a kľudné štádiá na svetelnej krivke QR And. Segmenty svetelnej krivky vo farbe V pozorované medzi 3.10. a 12.10.1995 (Matsumoto 1996).



Obr. 2.5: Fázové svetelné krivky QR And vo farbe V , $B - V$, $V - R$ a $V - I$ získané v r. 1995 (Matsumoto 1996).

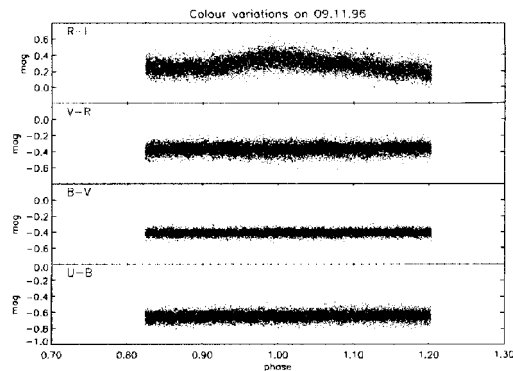
$\sim 0,25\text{--}0,40$ o zhruba $0,1$ mag (obr. 2.2, 2.5 a Matsumoto 1996; Deufel a kol. 1999; McGrath a kol. 2001). Sekundárne maximum je niekedy dokonca úplne rozmazané a po plochej časti svetelnej krivky začína vstup do primárneho minima.

Farebné svetelné krivky $U - B$, $B - V$, $V - R$ a $R - I$ sa zdajú byť počas orbitálneho cyklu v rámci chýb konštantné (obr. 2.5, 2.6 a Matsumoto 1996; Deufel a kol. 1999; McGrath a kol. 2001). Inými slovami, tvar svetelnej krivky sa v jednotlivých filtroch nemení. Zaznamenané boli iba veľmi malé zmeny na krivke $B - V$ (obr. 2.7), ktoré ukazujú, že QR And sa v blízkosti fázy $0,0$ stane o $\sim 0,02$ mag modrejšia (Cowley a kol. 1998). Náznak takejto zmeny farebného indexu je možné vidieť aj v dátach (obr. 2.5 a Matsumoto 1996). O niečo väčšia zmena bola pozorovaná na krivke $R - I$ (obr. 2.6), ktorá ukazuje, že QR And sa v okolí fázy $0,0$ stane o $\sim 0,15$ mag červenia (Deufel a kol. 1999). Keďže v dátach Matsumoto (1996) je vidno náznak zmeny jasnosti vo farbe $V - I$ (obr. 2.5), môžeme predpokladať, že k zmene dochádza práve vo farbe I . Táto variácia však môže byť pozorovaná iba ak okamih primárneho minima pripadne na polnočné hodiny, kedy prirodzené sčervenanie rannej a večernej oblohy nebráni jej pozorovaniu.

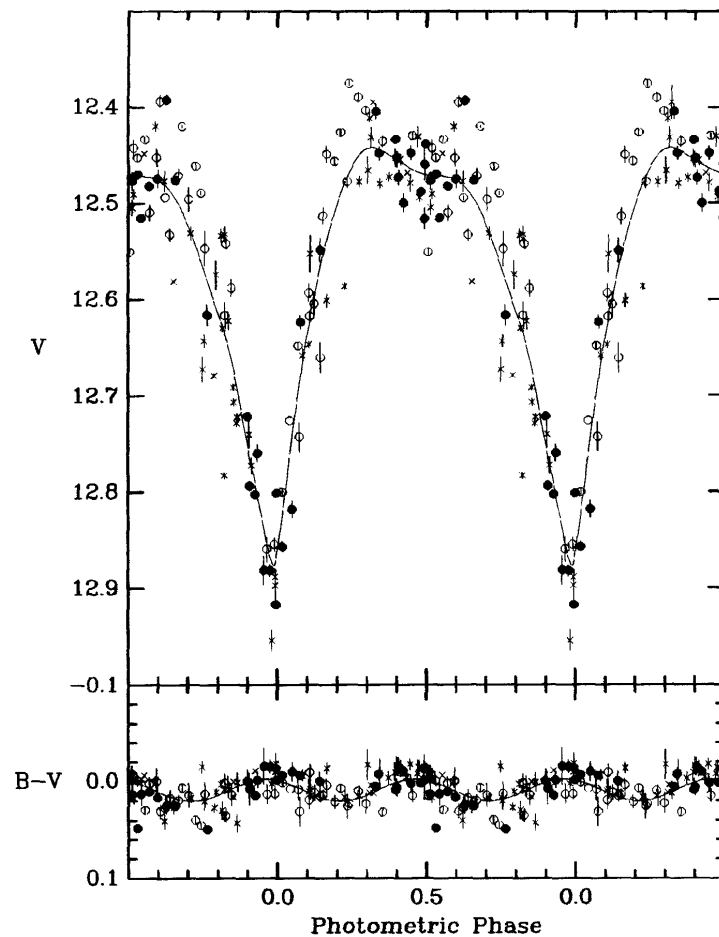
2.1.2 Kváziperiodické variácie s periódou 1,8 hod.

Na zákrytovej svetelnej krivke sú superponované kváziperiodické variácie jasnosti s amplitúdou zhruba $0,1$ mag, ktoré sa vyskytujú najmä v blízkosti fázy $0,0$ (obr. 2.2, 2.8 a Will & Barwig 1996; Meyer-Hofmeister a kol. 1998; Deufel a kol. 1999). Tieto zmeny jasnosti sa môžu objaviť na oboch krídlach primárneho minima ako mierne poklesy jasnosti a zjasnenia. Periódová analýza ukazuje periódu približne $1,8$ h (Deufel a kol. 1999). Kváziperiodicity však nie sú vždy prítomné, nezdajú sa byť trvalé a ani ich perióda stabilná (McGrath a kol. 2001). Meyer-Hofmeister a kol. (1998) pripísali tieto variácie zmenám vo výške obruby disku. Keďže výška obruby závisí na akrečnej rýchlosti, tak pravdepodobným vysvetlením zmien výšky obruby sú krátko-periodické variácie v akrečnej rýchlosti.

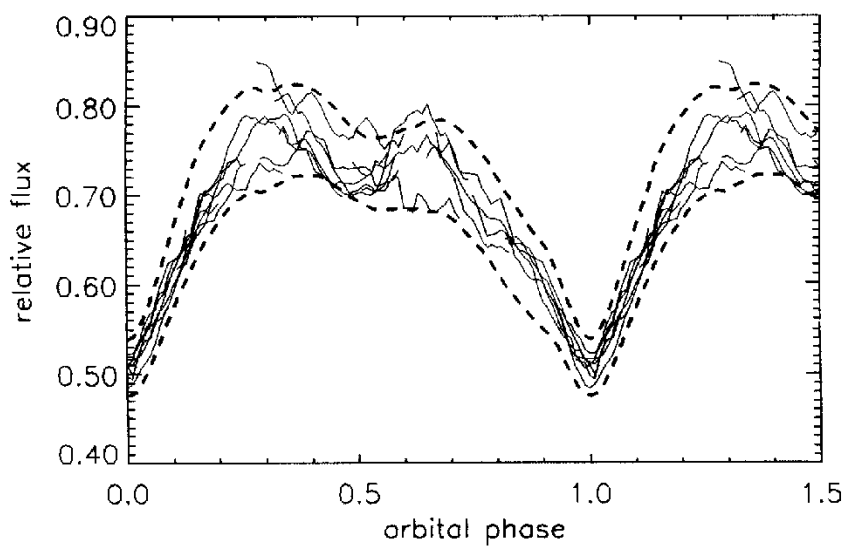
Z pozorovaní Deufela a kol. (1999) sa zdá, že poklesy jasnosti a zjasnenia



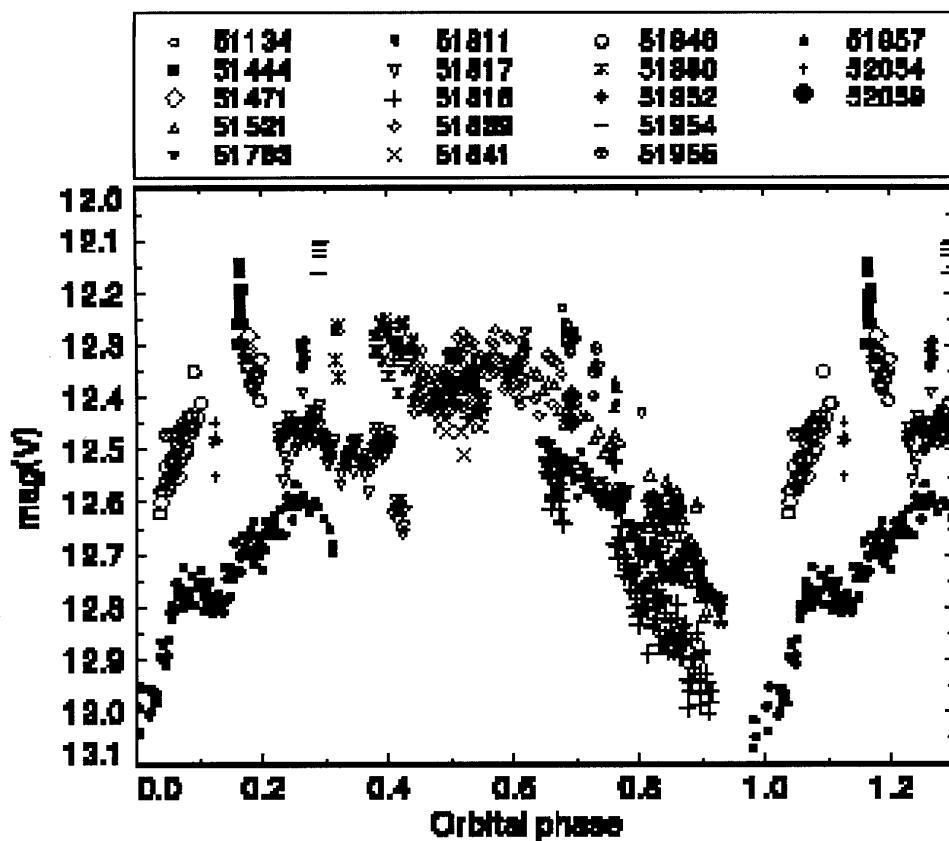
Obr. 2.6: Farebné zmeny 9.11.1996. Vzrast toku žiarenia v $R - I$ symetricky k fáze 0,0 je evidentný (Deufel a kol. 1999).



Obr. 2.7: Fotometria QR And vo farbe V získaná medzi júnom 1995 a januárom 1996. Krížikom, prázdny a plným krúžkom sú označené stupne jasnosti: vysoký, stredný a nízky, v tom istom poradí. Na spodnom obrázku je fázová krivka vo farbe $B - V$ (Cowley a kol. 1998).



Obr. 2.8: Pozorované svetelné krivky QR And (Meyer-Hofmeister a kol. 1998).



Obr. 2.9: Orbitálna modulácia QR And vo farbe V získaná v r. 1998 až 2001 (Simon a kol. 2001).

sa objavujú iba pri zvýšenej jasnosti systému (obr. 2.3). Navrhli, že QR And by mohla prechádzať medzi dvoma štádiami: „excitovaným optickým štádiom“, v ktorom sa objavujú krátkoperiodické variácie a „kludným optickým štádiom“, v ktorom sa variácie neobjavujú. Avšak z pozorovaní Simon a kol. (2001) je jasne vidno, že zjasnenia sa objavujú iba na vzostupnom krídle primárneho minima, a to iba v štádiu zvýšenej jasnosti systému (obr. 2.9). Na zostupnom krídle je iba náznak poklesu jasnosti, avšak pre veľký rozptyl dát nie je dobre viditeľný. V štádiu optického kludu sa zdá, akoby tieto fluktuácie jasnosti vymizli. Podobne ako Meyer-Hofmeister a kol. (1998) aj oni interpretovali tento jav v zmysle zmien profilu zdvihnutej obruby disku.

2.1.3 Nepravidelné fluktuácie jasnosti

Okrem periodických variácií sú pozorované aj nepravidelné zmeny v jasnosti systému s amplitúdou $\sim 0,15$ mag na časovej škále týždňov až mesiacov (obr. 2.3, 2.4, 2.9, 2.11). Tieto zmeny jasnosti sa prejavujú vzájomným vertikálnym posunom svetelných kriviek (Will & Barwig 1996; Meyer-Hofmeister a kol. 1998; Deufel a kol. 1999). Keďže takéto posuny boli zaznamenané už po 6 dňoch (obr. 2.4), zdá sa, že časová škála fluktuácií jasnosti je kratšia ako jeden týždeň (Matsumoto 1996). Tvar zmien je z roka na rok odlišný (Greiner & Wenzel 1995). Matsumoto (1996) upozornil, že nepravidelné variácie v jasnosti nevykazujú žiadne zmeny vo farbe. To znamená, že systém môže zmeniť svoju jasnosť i bez zjavnej zmeny farby (obr. 2.5). Zdá sa, že tieto fluktuácie sú prítomné aj v UV a mäkkej röntgenovej oblasti (obr. 2.14 a Gänsicke a kol. 1996).

2.1.4 Dlhodobá variácia

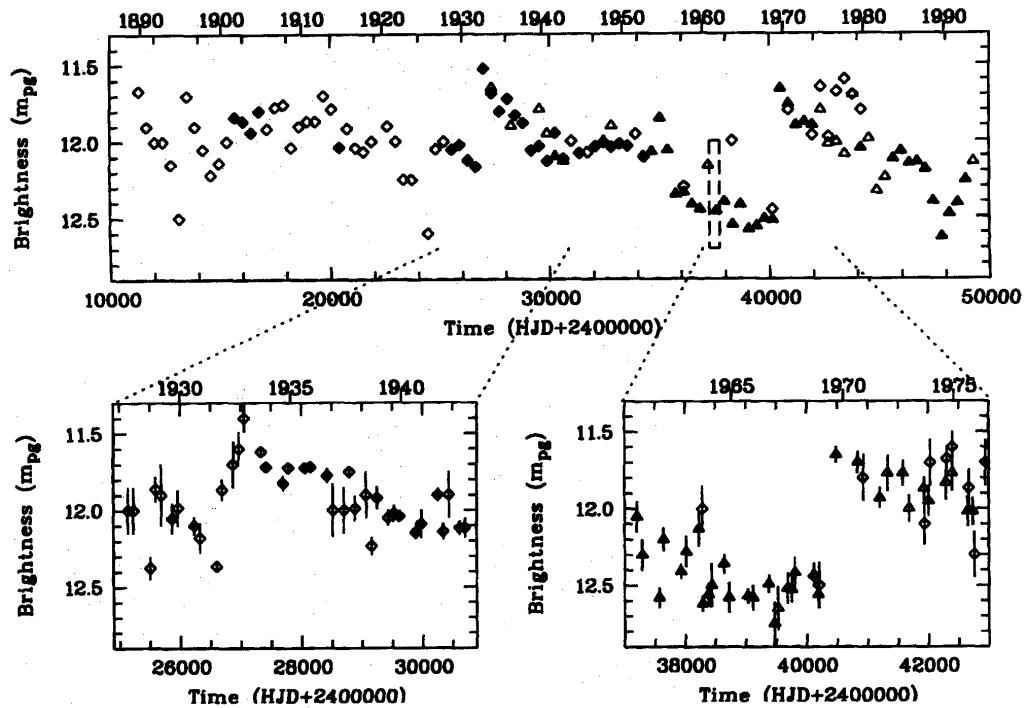
Greiner & Wenzel (1995) zostavili z archívnych fotografických platní 100-ročnú historickú svetelnú krivku (obr. 2.10) a ukázali, že orbitálna perióda je stabilná prinajmenšom posledných 40 rokov. Okrem už vyššie spomínaných typov premennosti objavili dlhodobú, zrejme neperiodickú, variáciu na časovej škále až 20 rokov s amplitúdou 1 mag. Na svetelnej krivke sú dobre viditeľné dva skoky jasnosti o zhruba 1 mag. Zatiaľ čo dĺžka vzostupu jas-

nosti v roku 1969 bola kratšia ako 10 mesiacov, na prelome rokov 1931/32 to bolo až 14 mesiacov. Po oboch skokoch jasnosti nasledovala pomalá až ~ 20 rokov trvajúca relaxácia. To, či skok jasnosti nastal alebo nenastal aj na konci 19. storočia, čo by naznačovalo zhruba 40 ročnú periódu, sa nedá rozhodnúť kvôli slabému pokrytiu. Variabilita $\Delta m \sim 1$ mag s dĺžkou ~ 40 rokov je interpretovaná ako oscilácie spôsobené prerušovaným vodíkovým horením na bielom trpaslíkovi (Gänsicke a kol. 1996).

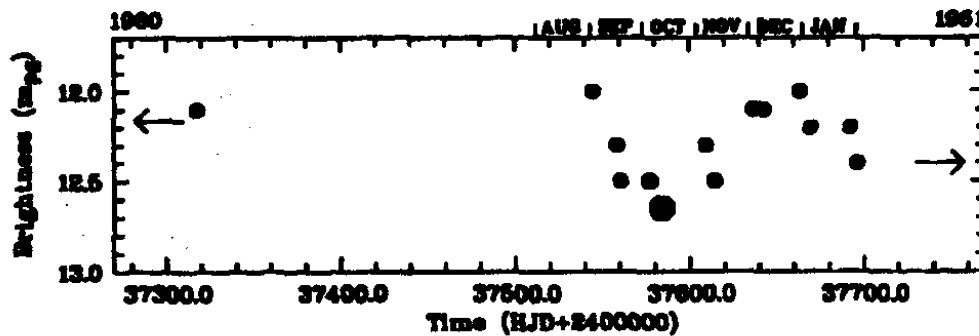
Katysheva & Shugarov (2002) zostavili z archívnych platní 60-ročnú historickú svetelnú krivku (obr. 2.12) v modrom fotografickom systéme pg (blízkom B). Jej analýza ukázala existenciu dlhoperiodickej variácie s periódou 8000 dní (22 rokov) a v rozsahu 0,6 mag. Navrhujú vysvetlenie, že tieto variácie sú spojené so sekundárnym cyklom podobným slnečnému cyklu. Ukazuje sa, že červení trpaslíci v kataklizmikách majú cykly aktivity podobné slnečnému cyklu. Pretože červený trpaslík vyplňa svoj Rocheov lalok, veľmi malé zmeny v jeho žiarení alebo v rozmere (polomere) môžu spôsobiť veľké zmeny v akrečnej rýchlosti. Prebytok hmoty začne prúdiť cez vnútorný Lagrangeov bod do akrečného disku, a tým sa zvýši jeho jasnosť.

2.1.5 Ultrafialová a röntgenová oblasť

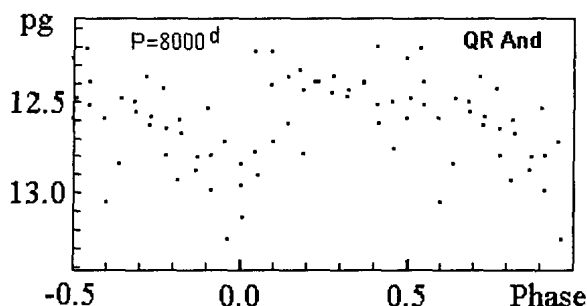
Svetelná krivka v FUV (ang. far ultraviolet) z družice FUSE (905 až 1187Å) ukazuje veľmi rozšírené primárne minimum v porovnaní s optickým (obr. 2.13 a Hutchings a kol. 2001). Samotné primárne minimum je veľmi ploché. Svetelná krivka v FUV nezobrazuje počas zákrytu žiadne farebné zmeny ani zmeny v intenzite H_2 . Zostup do primárneho minima v FUV korešponduje so zostupom do primárneho minima vo farbe V , avšak vzostup v FUV sa oproti optickému vzostupu objaví asi o 0,2 periódy neskôr. Zjavne teda musí ísť o zákryt najhorúcejších oblastí disku, ktoré sú podstatne rozšírené za chladnejšie oblasti viditeľné v optických vlnových dĺžkach. Rozšírené minimum by mohlo naznačovať dôležité štruktúry disku v systéme, ktorý je pravdepodobne ovplyvnený FUV žiarením. Rozdiel medzi zákrytom v FUV a v optickej oblasti môže byť vysvetlený horúcou UV škvrnou na okraji disku, v mieste kde akrečný prúd naráža do disku. Mimoosové umiestnenie takejto



Obr. 2.10: 100-ročná svetelná krivka QR And odvedená z fotografických platní. Každý bod reprezentuje strednú hodnotu za sezónu. Plné symboly obsahujú viac ako 9 jednotlivých meraní. Prázdne symboly obsahujú 9 meraní a menej. Spodné obrázky pokrývajú časové intervaly náhlych zjasnení. Každý bod reprezentuje strednú hodnotu za tri mesiace. Čiarkovaný obdĺžnik je v detaile zobrazený na obr. 2.11 (Greiner & Wenzel 1995).



Obr. 2.11: Typické variácie na časovej škále týždňov. Veľký krúžok obsahuje 9 meraní, zvyšné body reprezentujú jednotlivé merania. Fázový interval 0,9–0,1 bol z dáta odstránený (Greiner & Wenzel 1995).



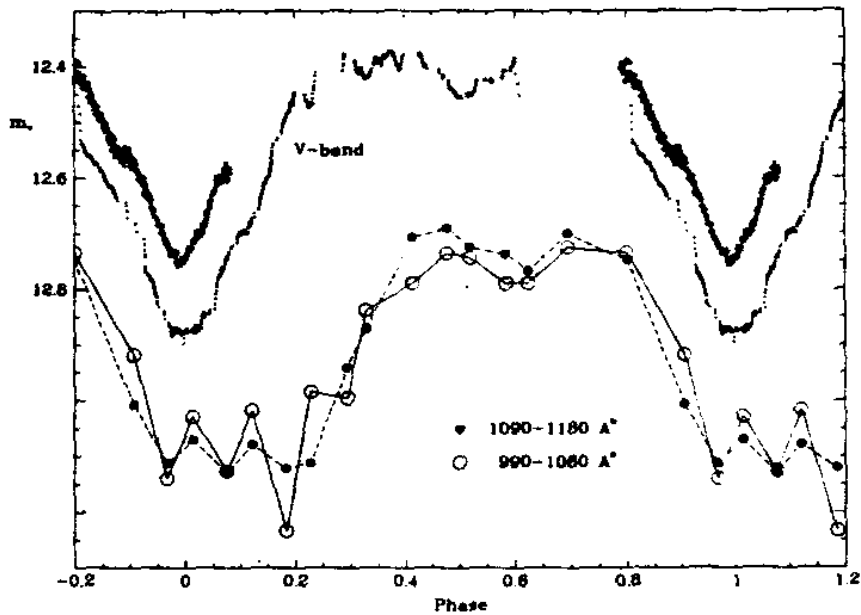
Obr. 2.12: Dlhoperiodická fotografická svetelná krivka QR And vo farbe *pg* (Katyshva & Shugarov 2002).

škrvny môže spôsobiť rozšírenie zákrytu v FUV. Ak rozšírený zákryt v FUV reprezentuje permanentnú charakteristiku systému, tak by sme očakávali postupnú zmenu v dĺžke trvania zákrytu smerom ku kratším vlnovým dĺžkam (Hutchings a kol. 2001). Avšak z jedného pozorovania v FUV sa nedá určiť či sa jedná o prechodnú udalosť alebo permanentnú štruktúru.

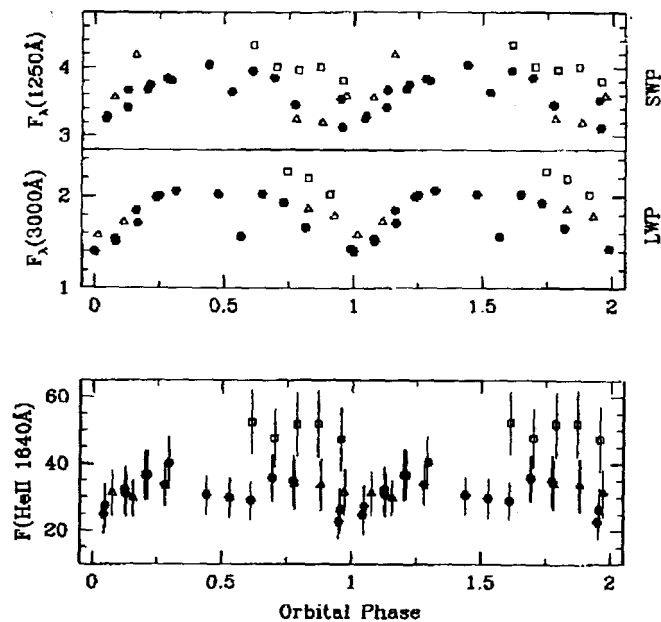
Celková amplitúda svetelnej krivky pri 1100Å je väčšia o $\sim 0,03$ mag ako pri 1000Å. Ako sme už uviedli vyššie, ani v optickej oblasti sa nepozorujú takmer žiadne zmeny vo farebných indexoch, a preto sa dá takéto správanie očakávať aj v FUV. Skôr než by to bola skutočná zmena amplitúdy, je to pravdepodobne dôsledok čiarového prekryvania H_2 (z angl. blanketing), ktoré v oblasti kratších vlnových dĺžok FUV, kde je absorpcia viac zastúpená, posunulo kontinuum nižšie.

Namiesto sekundárneho minima je v FUV vidieť iba malý pokles pri fáze asi 0,6. Naproti tomu v UV pozorovaniach z družice IUE (1150–1980Å, 1850–3350Å) je pri fáze $\sim 0,6$ sekundárne minimum jasne viditeľné (obr. 2.14 a Gänsicke a kol. 1996). Amplitúda sekundárneho minima sa znižuje smerom ku kratším vlnovým dĺžkam, 25% pri 3000Å a 10% pri 1250Å (Gänsicke a kol. 1996). Amplitúda pri 3000Å je jasne väčšia než na optických svetelných krivkách. Najnápadnejšou charakteristikou UV svetelnej krivky je sekundárne minimum. Je zaujímavé, že amplitúda primárneho minima v optickej oblasti je väčšia ako v UV oblasti (obr. 2.1 a Beuermann a kol. 1995).

Svetelné krivky odvodené z dát IUE pre blízke a ďaleké UV kontinuum



Obr. 2.13: Svetelné krivky QR And. Prázdné krúžky (horná krivka) reprezentujú V fotometriu získanú 28.7.2000 iba pár hodín po pozorovaniach FUSE. Plné krúžky reprezentujú V fotometriu McGrath a kol. (2001). Spodné dve krivky reprezentujú svetelné krivky FUSE extrahované z dvoch oblastí vlnových dĺžok (Hutchings a kol. 2001).



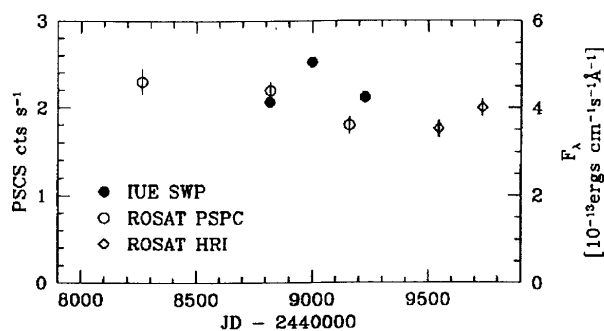
Obr. 2.14: UV svetelné krivky QR And. Horné dva obrázky ukazujú moduláciu kontinua v ďalekej (1225–1275Å) a blízkej (2950–3000Å) UV oblasti. Spodný obrázok ukazuje moduláciu čiary He II λ 1640. Vysvetlivky: trojuholník — júl 1992, štvorec — január 1993, krúžok — august 1993 (Gänsicke a kol. 1996).

ako aj pre emisnú čiaru He II $\lambda 1640$ ukazujú kvázisínusoidálnu moduláciu so širokým minimom pri fáze 1,0 (obr. 2.14 a Gänsicke a kol. 1996). Hĺbka modulácie sa znižuje smerom ku kratším vlnovým dĺžkam (32% pri 3000Å, 22% pri 1250Å), ale maximum dosahuje v He II (43%). IUE pozorovania ukazujú počas obdobia jedného roka zmenu UV toku $\sim 20\%$, zatiaľ čo röntgenové pozorovania ukazujú variabilitu $\sim 35\%$ (obr. 2.15 a Gänsicke a kol. 1996). Zdá sa, že okrem úrovne toku sa mení aj tvar svetelnej krivky. Sezónne zmeny v UV sú očividné najmä v čiare He II $\lambda 1640$, ktorá tiež naznačuje, že ionizačné röntgenové žiarenie v QR And má nižšiu teplotu než v SSXS vo Veľkom Magellanovom mračne. Najjednoduchším vysvetlením je pokles akrečnej rýchlosti na minimum, t.j. horenie vodíka je stacionárne, a preto sa zdá, že slabé vrstvové vzplanutia sú v luminozitnom minime. Variácia rýchlosti čiary nie je v IUE spektrách viditeľná. UV kontinuum je charakterizované silným poklesom toku po 1600Å (obr. 2.22) a môže byť približne opísané teplotou AČT 19 000 K. Tento jav je prekvapujúci pre systém, v ktorom sa predpokladá, že žiareniu dominuje disk.

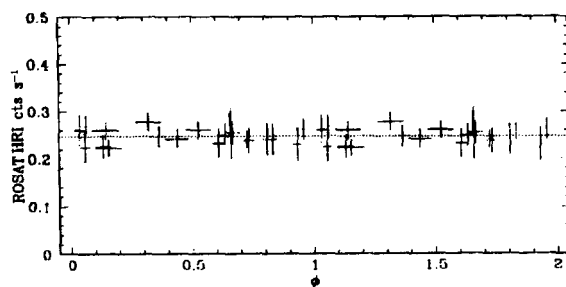
Röntgenové spektrum je extrémne mäkké s energiami fotónov pod 0,6 keV. Nie je žiadny observačný dôkaz o tvrdej röntgenovej zložke v QR And (Beuermann a kol. 1995). Röntgenové pozorovania ROSAT/HRI neukazujú žiadnu orbitálnu moduláciu (obr. 2.16 a Gänsicke a kol. (2000)), čo je v rozpore so zjavnou, i keď slabou moduláciou v pôvodných PSPC pozorovaniach Beuermann a kol. (1995) (obr. 2.1). Neprítomnosť orbitálnej modulácie argumentuje proti veľmi hustému hviezdному vetru zo strany sprievodcu, v dôsledku ktorého by odtekajúci materiál asymetricky rozptyľoval röntgenové žiarenie z bieleho trpaslíka. Stredná hodnota röntgenového toku je veľmi podobná hodnote Beuermann a kol. (1995), čo naznačuje, že biely trpaslík v QR And v tomto období (1990–1998) horel stabilne.

2.1.6 Rádiová a infračervená oblasť

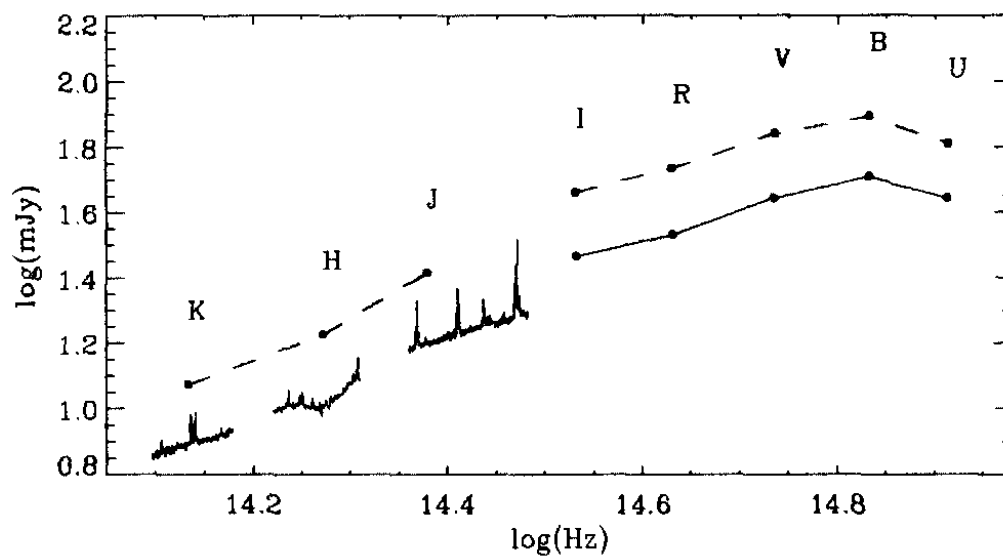
V rádiovkej oblasti na frekvenciách 8,4 ani 4,8 GHz nebola na VLA detegovaná (Ogley a kol. 2002). A nedetegovali ju ani s Ryle Telescope na 15 GHz (Quaintrell & Fender 1998).



Obr. 2.15: Dlhodobá UV a röntgenová variabilita QR And (Gänsicke a kol. 1996).



Obr. 2.16: Fázová röntgenová krivka QR And z ROSAT/HRI (Gänsicke a kol. 2000).



Obr. 2.17: Rozloženie energie QR And v infračervenej a optickej oblasti opravené o medzihviezdne sčervenanie. Plná čiara zodpovedá fotometrickému minimu a čiarkovaná čiara fotometrickému maximu (Quaintrell & Fender 1998).

Kontinuá J a K spektier, opravené o medzihviezdnu absorpciu, sú mierne ploché (Quaintrell & Fender 1998). Z obr. 2.17 je jasne viditeľné, že rozdiel tokov v maxime jasnosti a v minime v infračervenej oblasti je porovnateľný s rozdielom tokov v optickej oblasti. Fotometria aj spektroskopia naznačuje pokles toku vo farbe H a/alebo prebytok toku vo farbách J a K . Od röntgenovej oblasti až po infračervenú prinaajmenšom do $2,4 \mu\text{m}$ sa zdá byť orbitálna modulácia toku takmer rovnaká, čo naznačuje, že sú ovládané rovnakou komponentou.

2.2 Spektroskopické prejavy QR Andromedae

Podobne ako u ostatných SSXS veľmi modrému spektru dominujú He II a Balmerove čiary (obr. 2.18 a Crampton a kol. 1996; Cowley a kol. 1998). Spektrá QR And odhaľujú na horúcom kontinuu Balmerove, Paschenove, Brackettove a He II čiary v silnej emisii (obr. 2.19, 2.20, 2.21 a Quaintrell & Fender 1998). Klasifikácia QR And do triedy SSXS je podložená vysoko excitačným emisne čiarovým spektrom s čiarami He II $\lambda\lambda 1640, 4686$, He II ($n, 4$) a ($n, 5$) série, O VI $\lambda\lambda 3811, 15291$ a O V $\lambda 4940$ naloženými na modrom kontinuu (obr. 2.22 a Beuermann a kol. 1995).

Najsilnejšia emisná čiara je He II $\lambda 4686$, ktorá je typicky dominantnou čiarou v spektrách SSXS a röntgenových dvojhviezdach (Cowley a kol. 1998). K modrému krídlu čiary prispieva emisný komplex C III – N III $\lambda\lambda 4640\text{--}4660$ (obr. 2.20, 2.21). V spektrách z infračervenej a optickej oblasti je viditeľné množstvo He II emisií (obr. 2.19 a Quaintrell & Fender 1998; McGrath a kol. 2001). V spektrách sú viditeľné prechody He II sérií ($n, 3$), ($n, 4$) a ($n, 5$), ak nie sú zmiešané s Balmerovými čiarami (Deufel a kol. 1999). Prechody $n \rightarrow 5$ sú viditeľné až po hodnotu $n = 22$ (obr. 2.23 a Becker a kol. 1998). Vysoký ionizačný stupeň reprezentovaný týmito spektrálnymi charakteristikami je veľmi pravdepodobne spôsobený fotoionizáciou, ktorú zapríčiňuje veľmi mäkká röntgenová emisia v tomto systéme (Becker a kol. 1998). Čiarové profily týchto emisií sú relatívne úzke a symetrické (obr. 2.19, 2.20, 2.21 a Becker a kol. 1998). V spektrách z ultrafialovej oblasti získaných družicami IUE a FUSE je vidieť iba po jednej He II emisnej čiare, a to pri 1640\AA a 1084\AA v tom

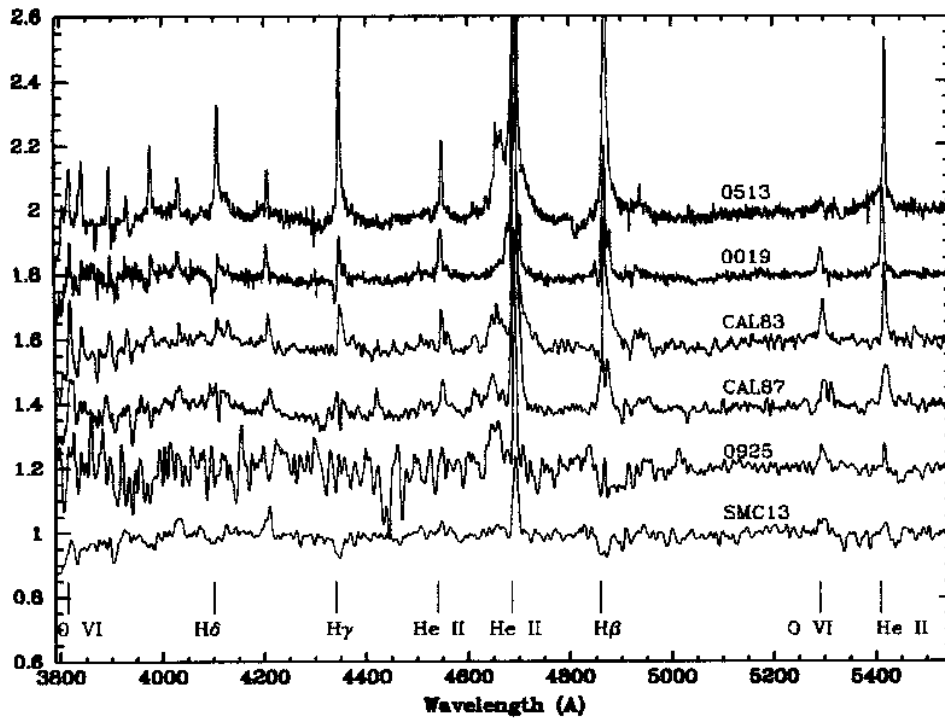
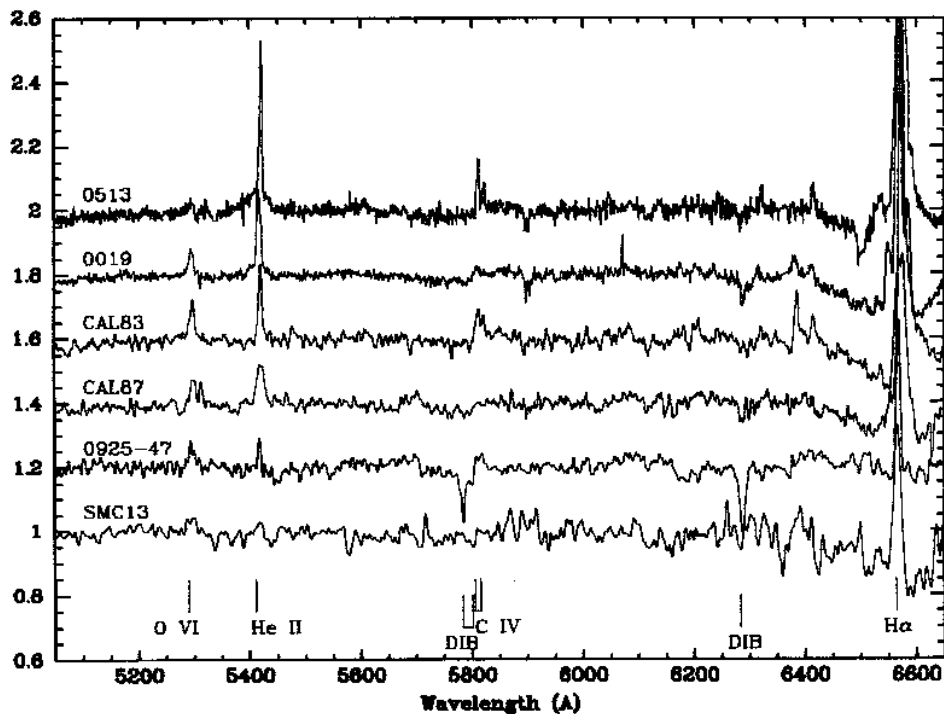
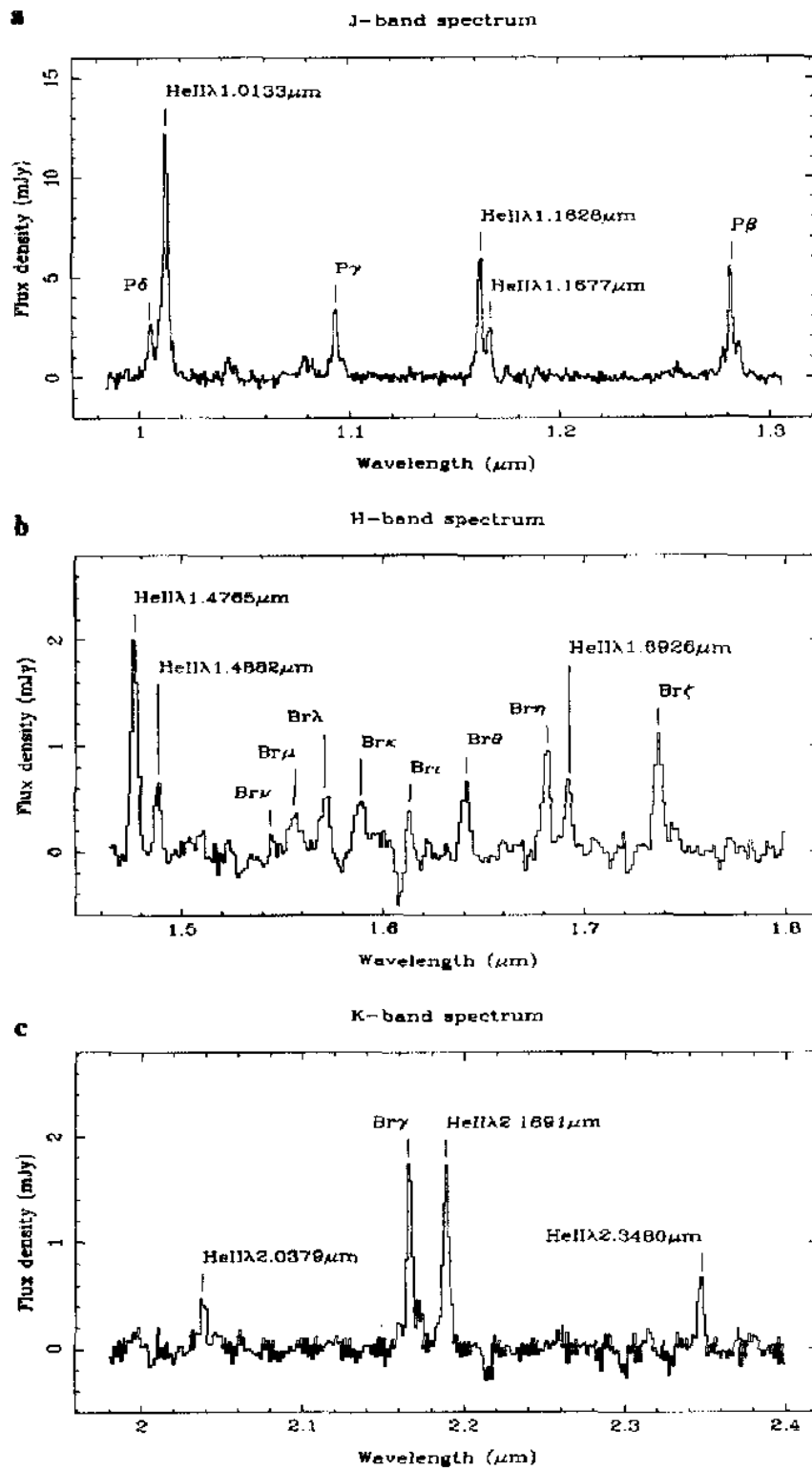


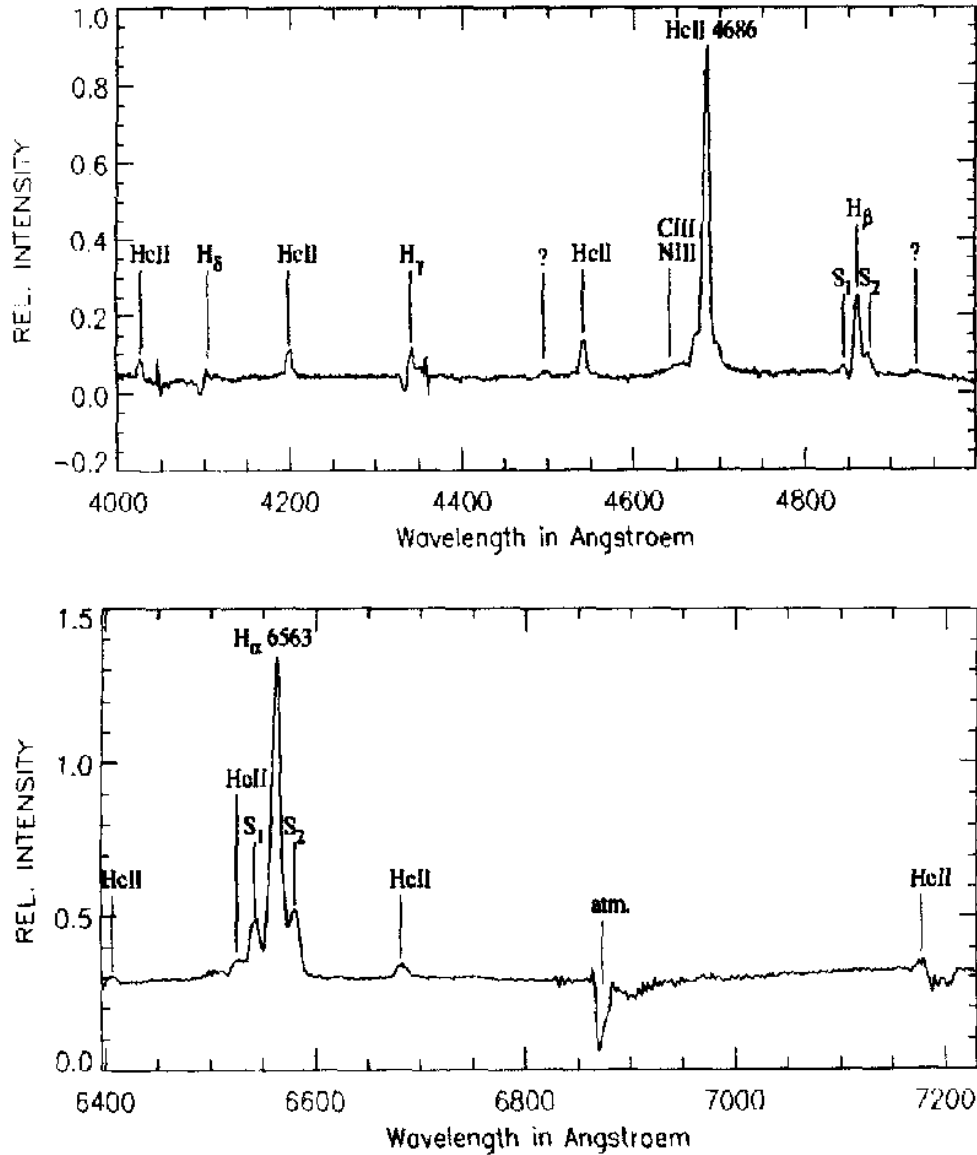
FIG. 1a



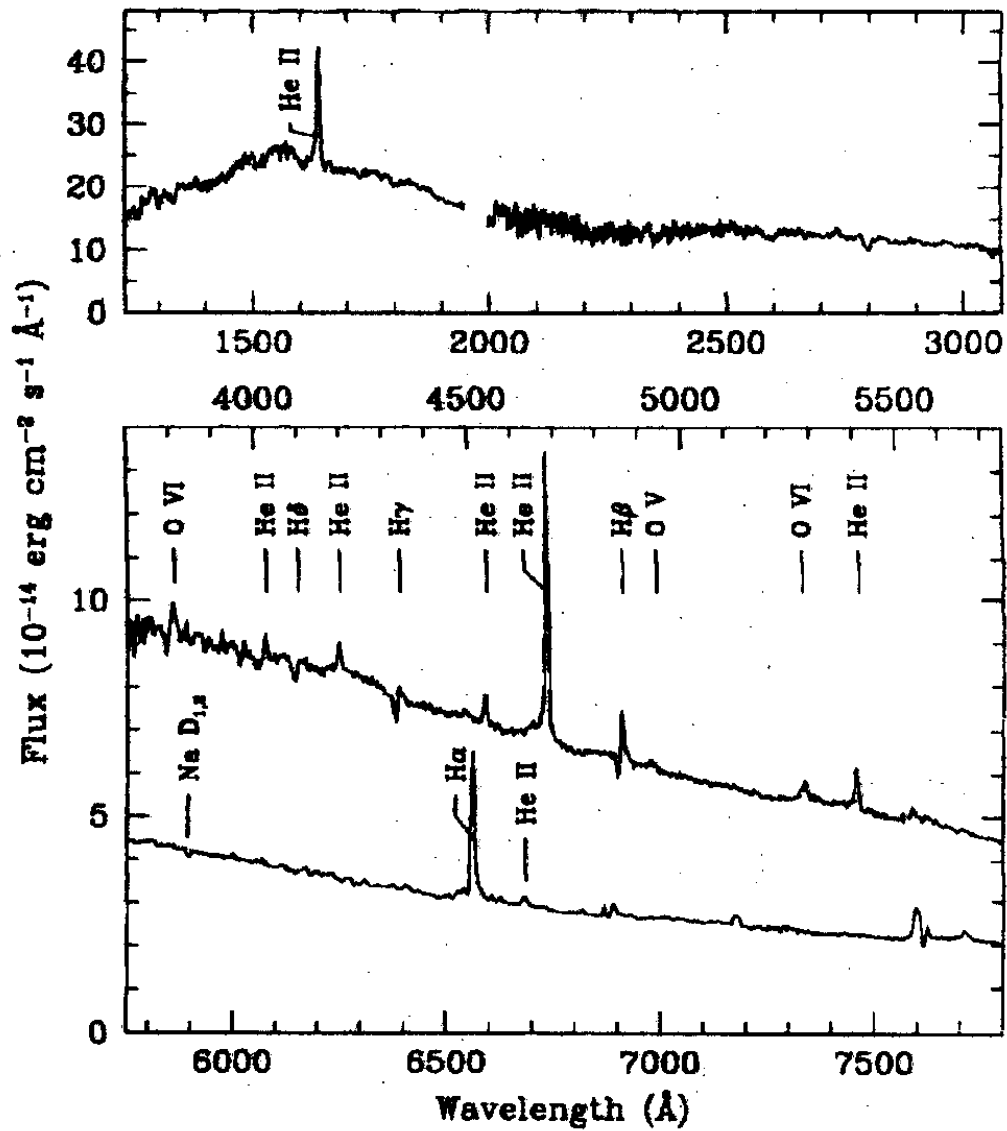
Obr. 2.18: Spektrá vo vlnových oblastiach: (a) 3800–5500Å a (b) 5100–660Å. Zdroje RX J0513.9-6951, QR And, CAL 83, CAL 87, RX J0925.7-4758 a SMC 13 sú usporiadané podľa klesajúcej intenzity emisných čiar. DIB označuje difúzne medzihviezdne pásy (Cowley a kol. 1998).



Obr. 2.19: JHK kontinuum QR And ukazuje Paschenove a Brackettove emisné čiary vodíka a He II čiary v emisii. Žiadna He I emisnia nie je viditeľná (Quaintrell & Fender 1998).



Obr. 2.20: Stredné orbitálne spektrum v modrej spektrálnej oblasti 4000–5000Å a v červenej spektrálnej oblasti 6400–7250Å. Všetky Balmerove čiary ukazujú P Cygni absorpciu na svojich modrých krídlach. Základňa He II λ 4686 je veľmi široká a asymetrická, ale čiary výtryskov nie sú oddelené od centrálnej emisie. Čiary výtryskov (označené S₁ a S₂) pri H α a H β sú jasne viditeľné. H α je významne prekrytá dvoma He II emisiami (Deufel a kol. 1999).



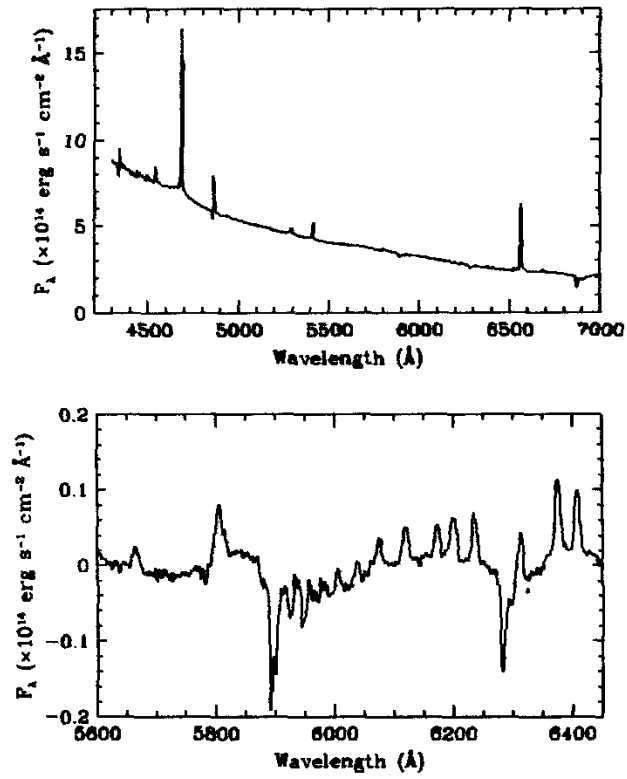
Obr. 2.22: Hore: Stredné spektrum QR And z družice IUE. Dole: Optické spektrum QR And. Najvýznamnejšie emisné a absorpčné čiary sú označené (Beuermann a kol. 1995).

istom poradí (obr. 2.22, 2.36 a Gänsicke a kol. 1996; Cowley a kol. 2002).

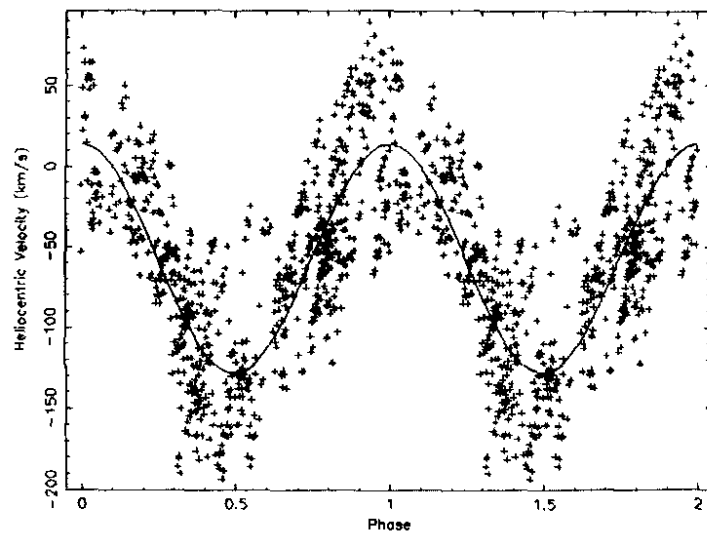
Čiary He II $\lambda 4686$ a $\lambda 4541$ ukazujú približne sínusoidálnu zmenu s maximum v blízkosti fotometrickej fázy 0,8 a minimum v blízkosti 0,3 (obr. 2.1, 2.24, 2.25 a McGrath a kol. 2001). Emisná čiara He II $\lambda 4686$ nemá žiadnu absorpčnú zložku, ktorá by mohla spôsobiť jej variáciu, ale pozorovaná intenzita čiar je silne ovplyvnená svetelnou krivkou (zmenou úrovne kontinua). Minimum v krivke opravenej na kontinuum je blízko fázy 0,0 (obr. 2.26), čo naznačuje jej pôvod v blízkosti kompaktnej hviezdy a je zakrývaná tým čo spôsobuje „zákryt“ na svetelnej krivke (McGrath a kol. 2001). Radiálnu rýchlosť He II $\lambda 4686$ zmerali na $73,7 \pm 2,6$ km/s, čo je približne v súlade so skôr publikovanými hodnotami Becker a kol. (1998); Beuermann a kol. (1995) a vzhľadom na to sa zdá, že hodnota nájdená Deufel a kol. (1999) nie je správna. McGrath a kol. (2001) poznamenávajú, že ich o niečo menšia hodnota môže súvisieť s premennosťou profilu čiar od cyklu k cyklu. Ostatní autori mali rozsiahlejší pozorovací materiál a priemerovali ho cez dlhšie obdobie.

Už Beuermann a kol. (1995) zistili, že fotometrické minimum sa objavuje o 0,07P pred spektroskopickou fázou 0,0 (obr. 2.1, 2.24, 2.25). Pripomeňme, že štandardná spektroskopická fáza 0,0 je definovaná ako maximum kladnej rýchlosti. Avšak okamih minima jasnosti má určitú neistotu, najmä ak je zákryt asymetrický. Kvôli asymetrii, nie je jasné či minimum zodpovedá presne konjunkcii dvoch hviezd a ako vieme minimá sa neopakujú pravidelne. Ak predpokladáme kruhovú dráhu a kruhovo symetrický akréčný disk, potom fotometrické minimum by sa malo objaviť v čase hornej konjunkcie akreujúcej hviezdy, t.j. v spektroskopickej fáze 0,25. Avšak Becker a kol. (1998) zaznamenali posun $0,079 \pm 0,013$ medzi spektroskopickou a fotometrickou efemeridou, a preto sa zdá byť fázový posun efemeríd stabilnou vlastnosťou systému.

Satelitné He II emisné čiar patriace výtryskom ukazujú presné fázovanie a amplitúdu ako centrálna čiara He II (obr. 2.27, 2.25, 2.24) a keďže výtrysky sú sústredené na kompaktnú hviezdu, tak Becker a kol. (1998) usudzujú, že aj jadro čiar He II sleduje orbitálny pohyb kompaktnej zložky. Vidíme, že po korekcii na svetelnú krivku emisná čiara ukazuje variáciu veľmi podobnú variácii kontinua, s hlbokým minimum pri fáze $\sim 0,0$ a širokým sekundárnym minimum okolo $\sim 0,5-0,6$ (obr. 2.25, 2.26 a McGrath a kol. 2001). Potvrďuje



Obr. 2.23: Hore: Spektrum QR And. Dole: vyzväčšovaná oblasť spektra 5600–6450 \AA . Väčšina emisných čiar sú He II prechody $n \rightarrow 5$ (Becker a kol. 1998).



Obr. 2.24: Heliocentrické rýchlosti čiar He II sfázované s periódou 15,85151 hod. a preložená sínusová krivka. Pozorovania za obdobie $\sim 2,5$ roka (Becker a kol. 1998).

to predpoklad, že He II emisia je formovaná v blízkosti kompaktnej zložky (McGrath a kol. 2001).

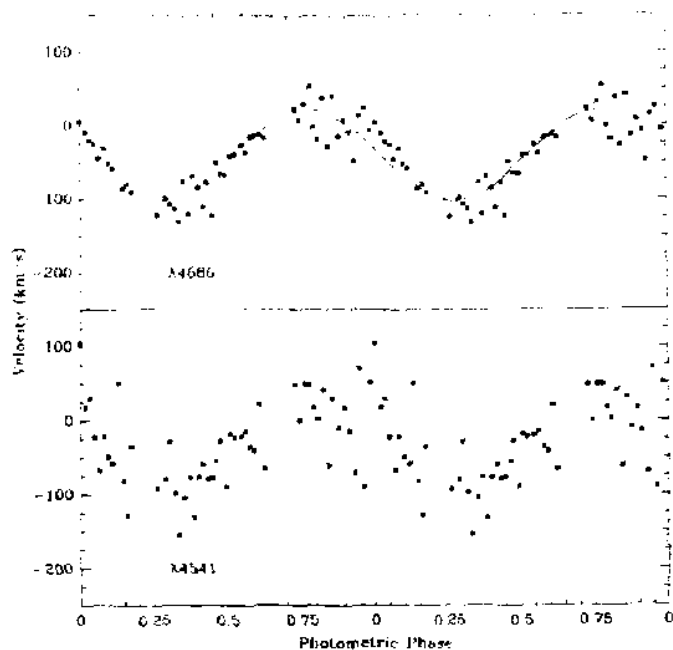
Balmerove čiary $H\alpha$, $H\beta$ a $H\gamma$ v spektrách QR And majú široké základne (obr. 2.20, 2.21). Absorpčné rýchlosti $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$, $H\epsilon$ od fázy 0,9 až do $\sim 0,4$ postupne klesajú k najzápornejším hodnotám a ich čiarové intenzity narastajú (obr. 2.28 a McGrath a kol. 2001). Najzápornejšie rýchlosti dosahujú v blízkosti fázy $\sim 0,5$, kedy je röntgenový zdroj najbližšie k pozorovateľovi. Amplitúda rýchlosti je oveľa vyššia ako amplitúda He II emisných čiar, čo indikuje, že rýchlosti nie sú čisto orbitálne. Vysoko záporné rýchlosti naznačujú silný odtok hmoty, ktorý je najlepšie viditeľný pri týchto fázach.

Jadrá Balmerových a He II emisných čiar sú dvojvrcholové, čo je jasný spektroskopický dôkaz o prítomnosti akréčného disku v systéme (obr. 2.29, 2.30 a Tomov a kol. 1998). Vrcholy majú pomerne široké základne (FWZI ~ 1000 km/s) a ich vzájomné oddelenie je ~ 120 km/s. Radiálne rýchlosti týchto emisných jadier sledujú orbitálny pohyb.

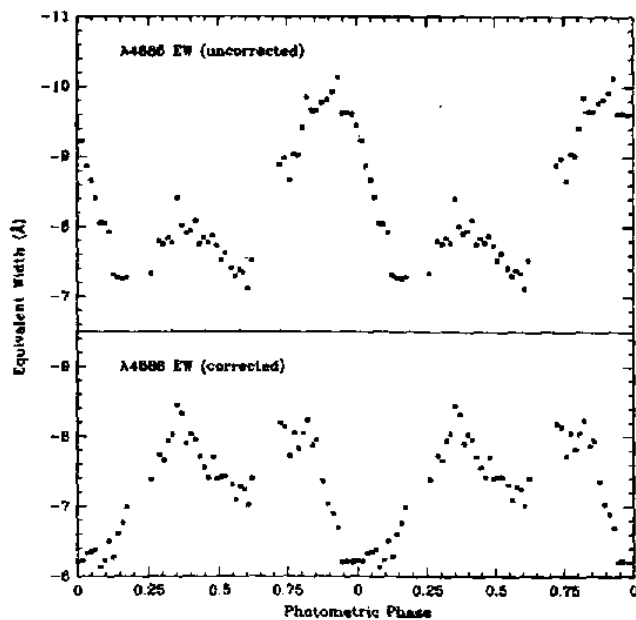
Nepozoruje sa žiadna He I emisia ani absorpcia (Quaintrell & Fender 1998; Deufel a kol. 1999), čo naznačuje vysoké ionizačné štádium. Tiež sa nepozorujú žiadne fotosférické absorpcie ako CO pásy, čo naznačuje, že spektrálny typ sprievodcu nie je neskorší než F, systém vidíme pri nízkom sklone a ožiarenie je potlačené absorpciou alebo že akréčny disk je dominantný v emisii. Kontinuum je plochšie než by sa očakávalo pre hviezdnu fotosféru, čo naznačuje že akréčny disk je dominantný.

V spektrách QR And sa nachádzajú aj čiary medzihviezdnej absorpcie Na D a možno aj Ca II K (obr. 2.22 a Beuermann a kol. 1995). Medzihviezdne absorpčné čiary sú prítomné pri Ca II, Na I a 6283\AA (obr. 2.21, 2.18 a McGrath a kol. 2001), ale sú relatívne slabé, ak zväžíme odhadnutú vzdialenosť 2 kpc (Beuermann a kol. 1995).

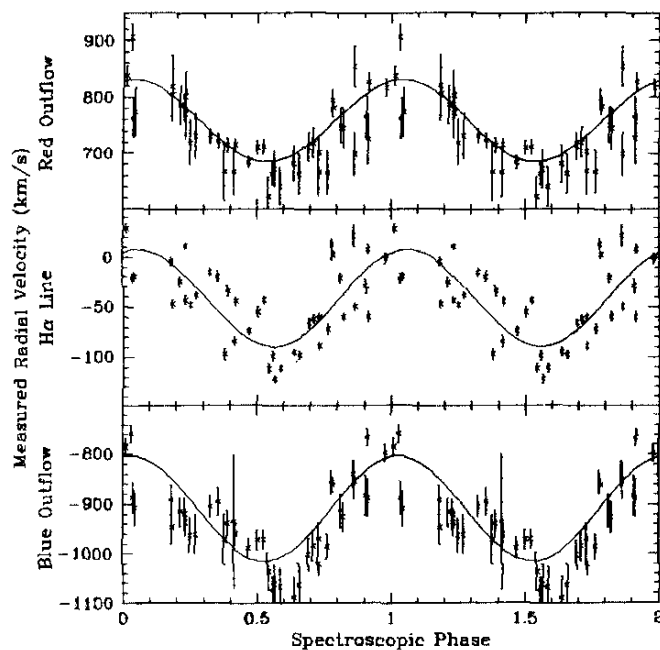
Poznamenajme, že spektrum značne pripomína spektrum CAL 83, okrem zmesi $(4640\text{--}4650)\text{\AA}$, ktorá je oveľa slabšia (Cowley a kol. 1998).



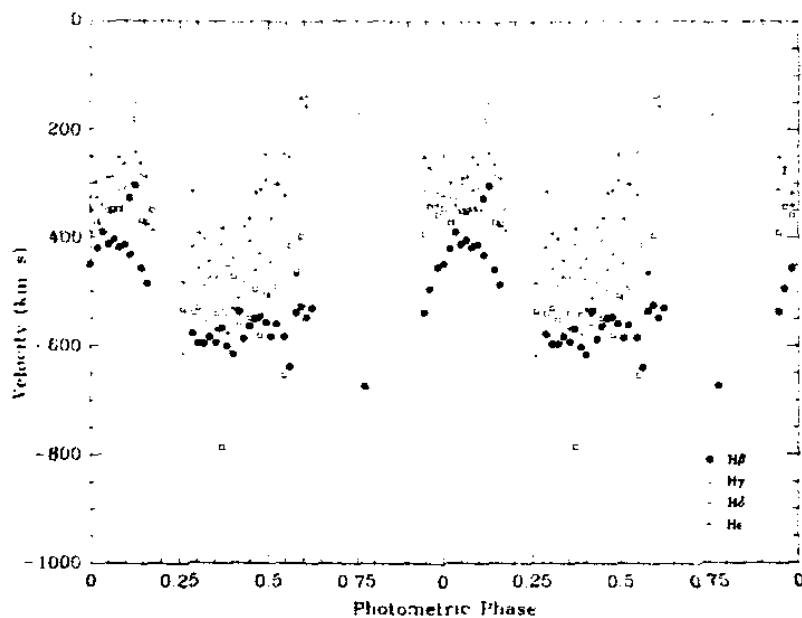
Obr. 2.25: Hore: radiálna rýchlosť emisie He II $\lambda 4686$ verzus fotometrická fáza a preložená sínusová krivka. Dole: radiálna rýchlosť He II $\lambda 4541$. Čiara je oveľa slabšia v porovnaní s $\lambda 4686$, a preto ukazuje väčší rozptyl. Avšak fázovanie a amplitúda je veľmi podobná s $\lambda 4686$ (McGrath a kol. 2001).



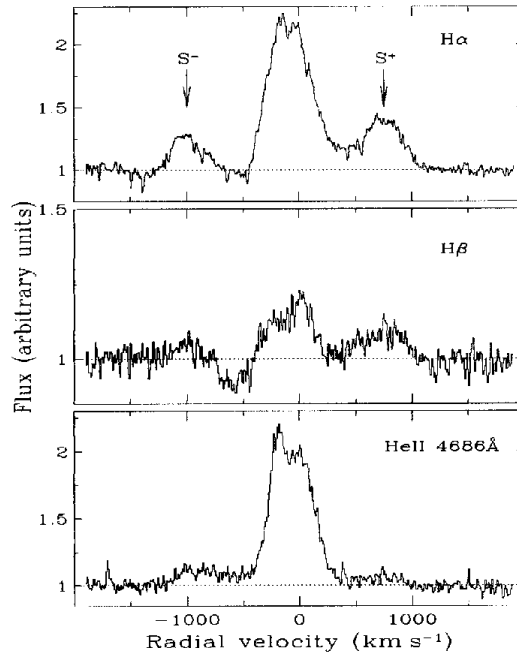
Obr. 2.26: Hore: pozorovaná ekvivalentná šírka He II $\lambda 4686$ ako funkcia fotometrickej fázy. Dole: ekvivalentná šírka tej istej čiary korigovaná na úroveň meniaceho sa kontinua (McGrath a kol. 2001).



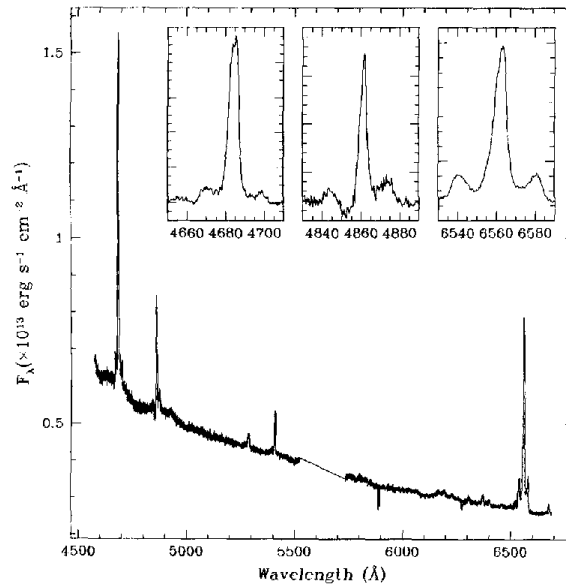
Obr. 2.27: Rýchlosť červeného výtrysku (hore), $H\alpha$ (v strede) a modrého výtrysku (dole) ako funkcia spektroskopickkej fázy. Plná čiara znázorňuje preloženú sínusovú krivku (Becker a kol. 1998).



Obr. 2.28: Radiálne rýchlosti absorpčných zložiek $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$ a He versus fotometrická fáza. Vo všetkých fázach čiary ukazujú veľmi záporné (odtokové) rýchlosti v porovnaní s He II emisiou (McGrath a kol. 2001).



Obr. 2.29: Profily $H\alpha$, $H\beta$ a He II 4686Å získané 31.7.1997. Spektrum je normalizované na lokálne kontinuum (Tomov a kol. 1998).



Obr. 2.30: Spektrá QR And získané 12.12.1994. Znaky vysokorýchlostných čiar a P Cygni absorpcie sú evidentné. Do obrázka sú vložené zväčšené profily He II λ 4686, $H\beta$ a $H\alpha$ (zľava doprava) (Becker a kol. 1998).

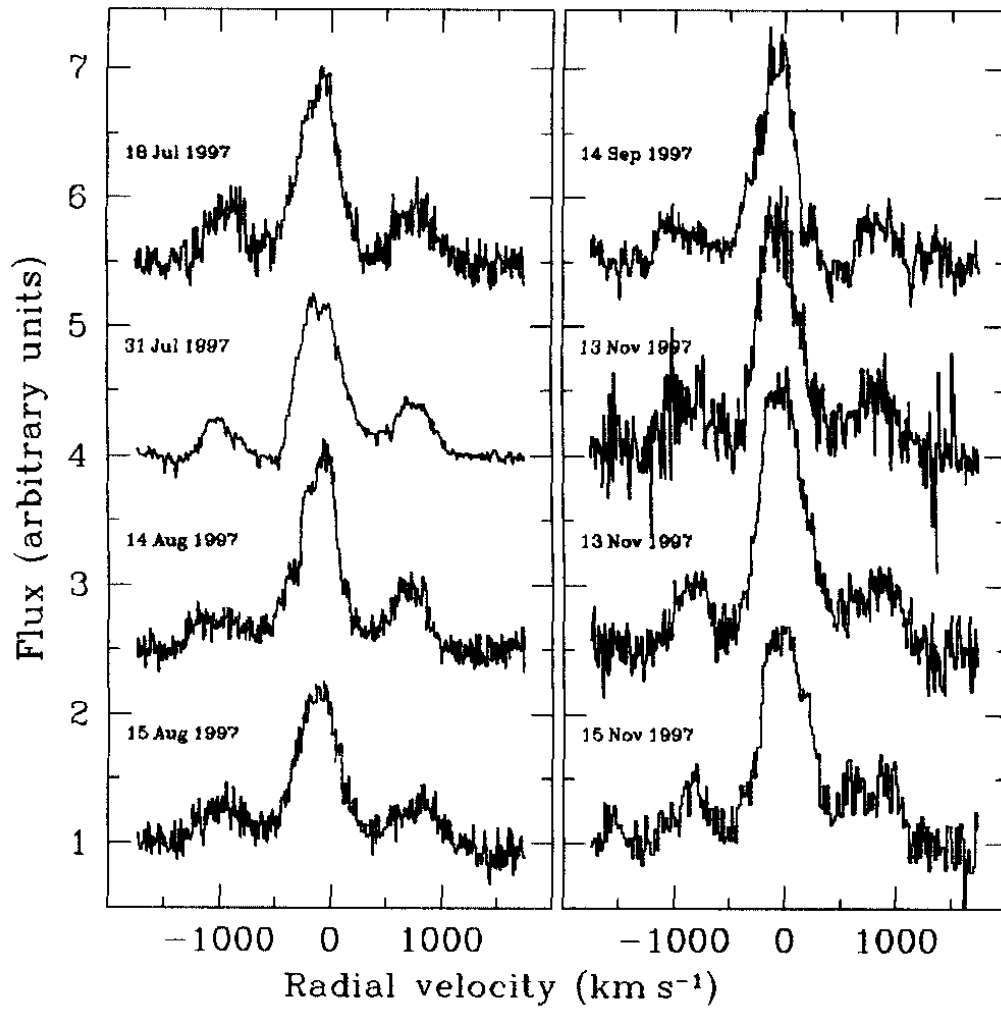
2.2.1 Výtrysky

Niektoré spektrá QR And v optickej oblasti ukazujú pri najsilnejších emisných čiarach vysokorýchlostné kladne a záporne posunuté emisné zložky (obr. 2.20, 2.29, 2.31, 2.30 a Tomov a kol. 1998; Becker a kol. 1998; Deufel a kol. 1999). Tieto príslušné satelitné komponenty sú asymetrické (Deufel a kol. 1999). Asymetria môže byť vysvetlená P Cygni absorpciou, ktorá podstatne mení vzhľad emisie na modrej strane. Vysokorýchlostné čiarové páry sú evidentné najmä pri $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ a He II $\lambda 4686$, s približnými ekvivalentnými šírkami $3,0\text{\AA}$ pre $H\alpha$, $0,5\text{\AA}$ pre $H\beta$ a $1,0\text{\AA}$ pre He II (Becker a kol. 1998). Satelitné čiary sú jasne identifikovateľné aj pri troch najsilnejších (Brackett γ , Paschen β a γ) nezmiešaných H I čiarach v infračervenej oblasti (Quaintrell & Fender 1998). Týmto čiarám nezodpovedajú žiadne H I alebo He II čiary. Síce niektorým z nich zhruba zodpovedajú čiary He I, avšak nie je žiadny iný spektroskopický dôkaz o He I emisii.

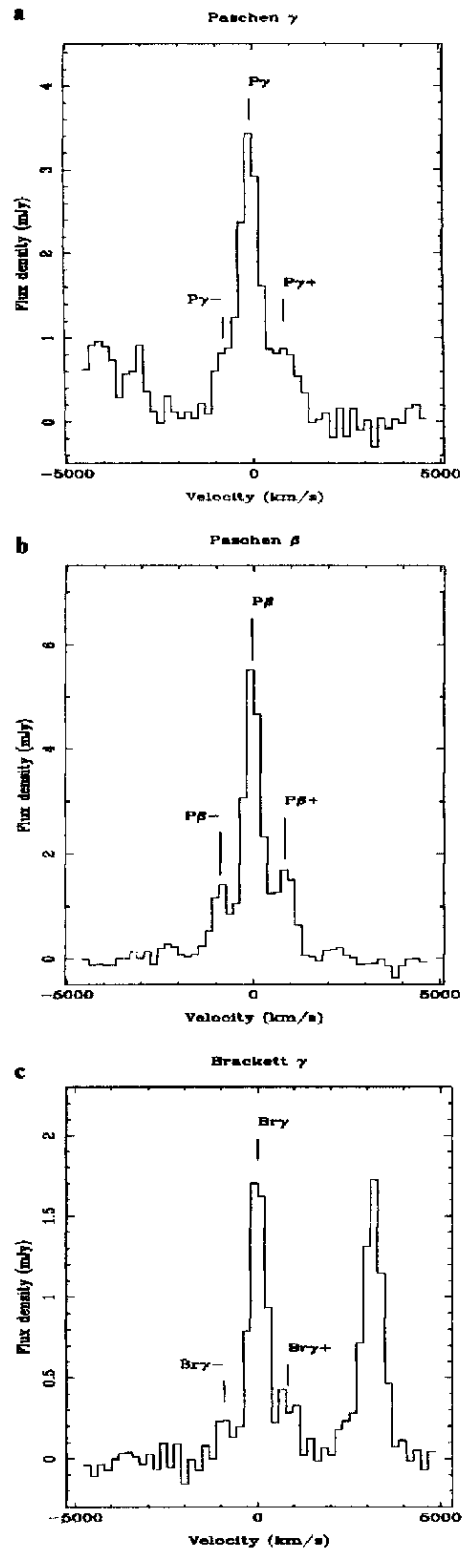
Satelitné čiary majú zhruba rovnakú intenzitu a sú jasne oddelené od centrálnej čiary. Stredné oddelenie satelitných čiar od jadra je 844 ± 76 km/s a ich stredné FWHM je 600 ± 220 km/s (Quaintrell & Fender 1998). Po korekcii o systémovú rýchlosť $-57,5$ km/s, určenú z He II čiar, má červená čiara strednú rýchlosť $815,5\pm 10,0$ km/s, zatiaľ čo modrá čiara, ktorá je posunutá smerom dole P Cygni absorpciou spojenou s centrálnou čiarou, má strednú rýchlosť $-851,9\pm 14,9$ km/s (Becker a kol. 1998). Vnútoraná šírka týchto čiar je ~ 400 km/s.

Tieto symetricky rozložené emisné zložky sa interpretujú ako spektrálne znaky ohraničených bipolárnych výtryskov, ktoré sú symetricky rozložené vzhľadom na kompaktnú zložku. Keďže rýchlostný rozdiel výtryskov, ak sú prítomné, je vzhľadom k hlavnej centrálnej emisii v čase konštantný (obr. 2.31), zdá sa byť rozumný záver, že výtrysky v QR And nevykonávajú precesiu a to znamená, že emitujú kolmo k rovine disku (Tomov a kol. 1998). Prechodné výtrysky sa zdajú byť bežnou charakteristikou u SSXS.

Satelitné čiary ako aj centrálné čiary H ukazujú rovnakú amplitúdu rýchlosti aj fázovanie ako He II $\lambda 4686$ (obr. 2.27, 2.25, 2.24), a preto pravdepodobne výtrysky pochádzajú z oblasti v blízkosti kompaktnej zložky. Dalo by



Obr. 2.31: Profil $H\alpha$ čiar QR And od júla do novembra 1997. Čiary výtryskov sú stále viditeľné (Tomov a kol. 1998).



Obr. 2.32: Emisné čiary H I s do červena a do modra posunutými zložkami (označené + a -), ktoré sú spektrálnym znakom výtryskov (Quaintrell & Fender 1998).

sa očakávať, že vyššie excitačné čiary He II, centrálna H α a ich satelitné čiary pochádzajú z rozličných fyzických oblastí. Keďže by sme neočakávali rovnakú rýchlostnú moduláciu všetkých týchto čiar, pokiaľ by nemali spoločný pôvod pre ich pohyb, tak najrozumnejšia interpretácia pre ich spoločnú rýchlosť je, že odrážajú orbitálny pohyb kompaktnej zložky (Becker a kol. 1998).

V RX J0513.9-6951 výtryskové emisie dosahujú $\sim 5\%$ amplitúdy centrálného jadra, avšak v QR And je to až $\sim 30\%$ a v čase sa nemení (Tomov a kol. 1998). Vo všeobecnosti je červená čiara H o málo intenzívnejšia než modrá. Táto štruktúra sa nezdá byť prítomná v He II čiarach, prinajmenšom v takomto stupni. Čiary patriace výtryskom sú prechodné na časových škálach mesiacov.

V spektrách Cowley a kol. (1998) ukazuje He II $\lambda 4686$ kladnú aj zápornú emisnú zložku zhruba rovnakej intenzity (obr. 2.18). Balmerove čiary a He II Pickeringove čiary ukazujú do modra posunutú zložku v absorpcii. Absorpcia v H čiarach je ostrá, naproti tomu v He II čiarach je oveľa slabšia a objavuje sa ako strmý okraj emisie, ale nie je viditeľná ako oddelená čiara. Červená zložka pri Balmerových čiarach je v emisii, ale nie je viditeľná pri Pickeringových čiarach. Všetky tieto vysokorýchlostné čiary, či už emisné alebo absorpčné, ukazujú podobný posun od centrálnej emisnej zložky. Vysokodisperzné spektrá ukazujú záporne posunuté emisie, ktoré sú silne oddelené dosť ostrou absorpciou pri zhruba -450 km/s. Rozdiel v intenzitách absorpčnej zložky medzi jednotlivými iónmi môže naznačovať, že teplota výtryskov klesá so vzdialenosťou od hviezdy, takže vo vonkajších oblastiach výtrysku sú najnižšie ionizované čiary viditeľné v absorpcii.

Becker a kol. (1998) navrhli jednoduchý kinematický model výtryskových čiar, z ktorého vyplýva, že sklon systému je 35° – 60° a polovičný uhol výtrysku je 15° – 40° . Ak je tento hrubý limit pre polovičný uhol správny, tak výtrysky v QR And nie sú veľmi kolimované. Výtrysky by mohli byť kolimované, ale v takom prípade by museli byť príslušné čiary rozšírené v dôsledku ďalších javov. Ak by boli rozšírené v dôsledku pohybu materiálu akréčného disku okolo kompaktnej hviezdy, potom by oblasti akréčného disku prispievajúce k H α emisii museli byť lokalizované pomerne ďaleko od bieleho trpaslíka [pre bieleho trpaslíka s hmotnosťou $1 M_\odot$ a polomerom $\sim 5 \cdot 10^6$ m musí

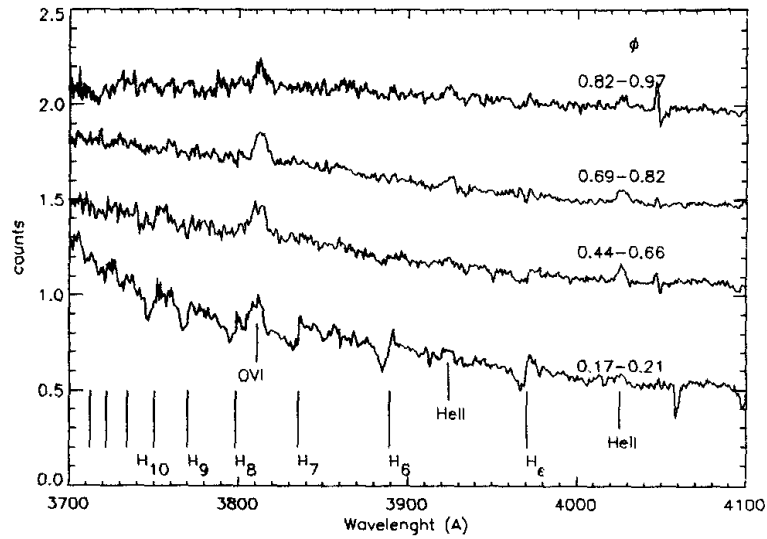
oblasť $H\alpha$ emisie ležať prinajmenšom ~ 40 polomerov bieleho trpaslíka od kompaktnej zložky (Becker a kol. 1998)]. To by naznačovalo, že výtrysky nie sú produkované v blízkosti kompaktnej zložky, ale že pochádzajú skôr zo vzdialenejších oblastí disku. Úniková rýchlosť z bieleho trpaslíka s hmotnosťou $1 M_{\odot}$ je ~ 7000 km/s, takže pozorovaný priemet rýchlosti výtrysku 815 km/s opäť naznačuje, že oblasť výtryskov je pomerne ďaleko od povrchu bieleho trpaslíka.

Komentujme skutočnosť, že červené a modré výtryskové čiary, ak sú prítomné, majú vždy približne rovnakú intenzitu. Naznačuje to, že emisná oblasť musí byť dostatočne vertikálne vzdialená od disku, tak aby bol výtrysk na oboch stranách rovnako viditeľný. Na druhej strane, emisná oblasť nemôže byť od disku príliš ďaleko, pretože orbitálny Dopplerov posun, ktorý bol detegovaný, by bol prekrytý emisiou pochádzajúcou z rozličných orbitálnych fáz. Z modelu Becker a kol. (1998) vychádza, že ak emitujúca oblasť nie je nad alebo pod diskom ďalej než $\sim 7a$ ale ani bližšie než $\sim 1a$ (kde a je hlavná poloos dráhy kompaktnej zložky), tak oba výtrysky by mohli byť približne rovnako viditeľné a pozorovaný Dopplerov pohyb s orbitálnou periódou by zostal zachovaný.

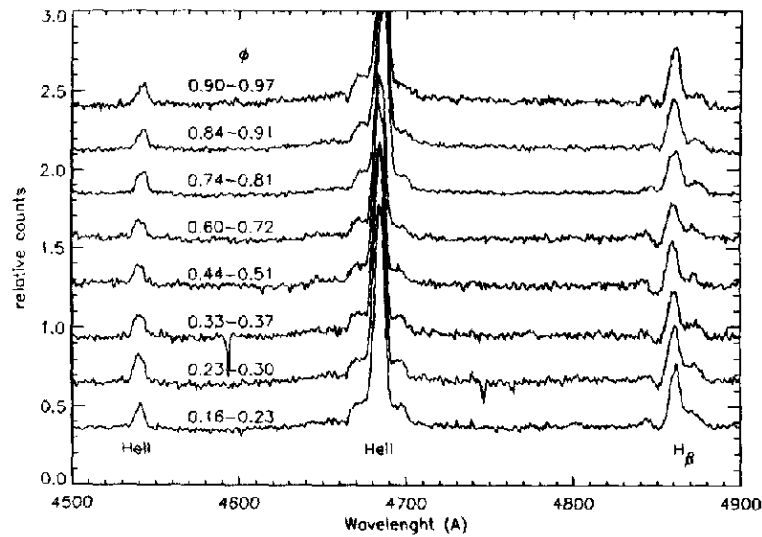
2.2.2 Hviezdny vietor

Na modrých krídlach Balmerových čiar sú viditeľné P Cygni profily (obr. 2.20 a Deufel a kol. 1999). P Cygni profily sú spojené iba s Balmerovými čiarami a sú najvýraznejšie pri $H\beta$ a vyšších prechodoch (obr. 2.33, 2.34). He II emisné čiary nie sú skrátene P Cygni profilmi. Prechody H_8 až H_{12} sa dajú detegovať iba ich zodpovedajúcimi P Cygni absorpciami medzi fotometrickými fázami 0,12 až 0,30 (obr. 2.33). Po fáze 0,30 už tieto absorpcie neboli pozorované.

Ekvivalentná šírka P Cygni absorpcie sa s orbitálnou fázou evidentne mení (obr. 2.35 a Becker a kol. 1998). Závislosť na orbitálnej fáze zodpovedá za väčšinu zmien v P Cygni profile. Avšak rozptyl krivky naznačuje (obr. 2.35), že je tam stále nejaká významná náhodná zložka, ktorá prispieva k zmenám P Cygni absorpcie. Intenzita P Cygni absorpcie sa mení s orbitál-



Obr. 2.33: Fázovo závislé, nekalibrované spektrá ukazujúce zmeny emisných čiar medzi 3700Å a 4100Å. Spektra z $\Phi = 0,17 - 0,21$ dominujú P Cygni absorpcie pri Balmerových čiarach až do H_{12} , ktoré nie sú v neskorších fázach viditeľné. Značky na spodu označujú Balmerove série až do H_{13} (Deufel a kol. 1999).



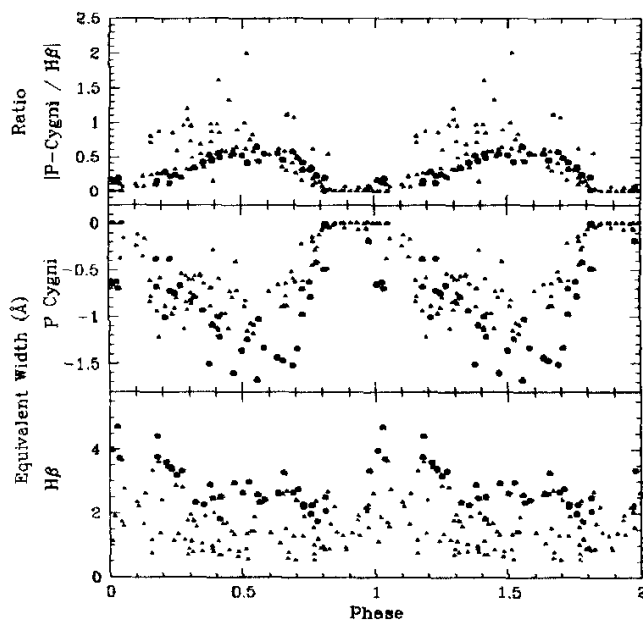
Obr. 2.34: Fázovo závislé spektrá ukazujúce zmeny emisných čiar medzi 4500Å a 4900Å. P Cygni absorpcia pri H_{β} medzi $\Phi = 0,7 - 0,9$ takmer zmizne. Poznamenajme zmenu základne He II $\lambda 4686$ na červenom krídle emisnej čiary (Deufel a kol. 1999).

nou fázou a je minimálna pri spektroskopickej fáze 0,8–1,0, práve vtedy keď centrálna čiara ukazuje maximálny červený posun (obr. 2.35). Podobný výsledok oznámili aj Reinsch a kol. (1996b). Keďže absorpcia je fázovo závislá, ide pravdepodobne o konštantný prúd materiálu, ktorý nie veľmi súvisí s aktivitou výtryskov (Hutchings a kol. 2001). Deufel a kol. (1999) zaznamenali neprítomnosť absorpcie medzi fázami 0,7 až 0,9 (obr. 2.34), čo naznačuje že by v tomto systéme mohol byť usmernený hviezdny vietor. P Cygni absorpcia naznačuje prítomnosť vetra s rýchlosťou ~ 590 km/s (s modrým absorpčným krídlom sa zväčšuje až na ~ 900 km/s). Podľa Beuermann a kol. (1995) sú koncové rýchlosti P Cygni profilov ~ 1000 km/s.

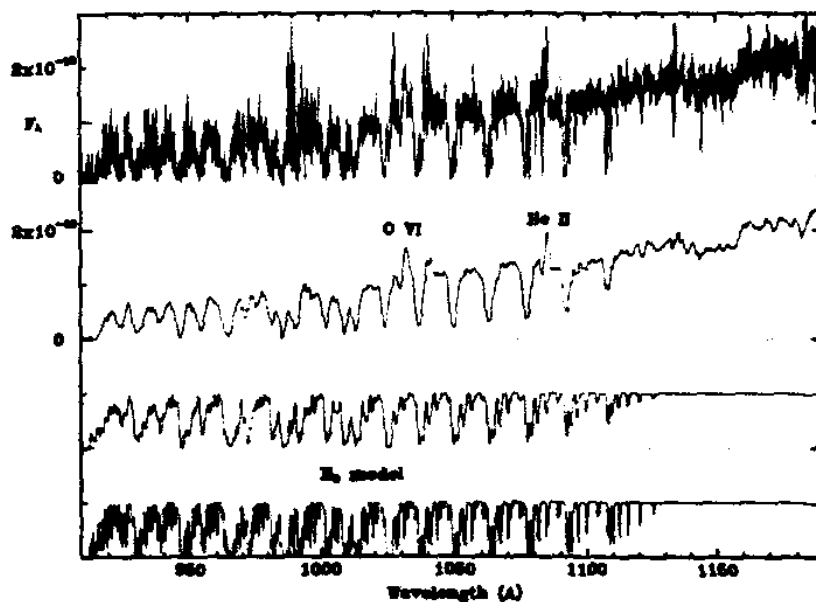
Ak tvar P Cygni absorpcie a jej centrálna vlnová dĺžka sú nezávislé na orbitálnej fáze, potom Dopplerov pohyb centrálnej čiary by mal redukovať absorpčnú intenzitu v blízkosti fázy 0,5. Vzhľadom na to, že pozorujeme skôr opak, tak fázová závislosť absorpčnej intenzity bude pravdepodobne spôsobená samotným absorbujúcim plynom. Fyzika a pôvod plynu zodpovedného za P Cygni absorpciu zostáva záhadou. Becker a kol. (1998) navrhli hypotézu, že plyn zodpovedný za výtrysky by bol zodpovedný aj za P Cygni absorpciu. Avšak fázová závislosť P Cygni absorpcie implikuje pre absorbujúci plyn polovičný uhol $\sim 100^\circ$, čo je oveľa viac než horný limit $\sim 40^\circ$ pre $H\alpha$ čiary výtryskov. Absorpčný kužeľ však nie je iba široký, ale tiež azimutálne asymetrický, zatiaľ čo výtrysky sú prakticky súosé s osou dvojhviezdy. A nakoniec časová stálosť výtryskov a P Cygni absorpcie je odlišná. Hoci intenzita P Cygni absorpcie je premenná, je zjavná vo všetkých pozorovaniach. Na rozdiel od toho, čiary výtryskov sú prítomné iba v jednej tretine pozorovaní. Veľmi odlišné správanie sa čiar výtryskov a P Cygni absorpcie vedie k záveru, že pochádzajú z fyzicky odlišných oblastí v dvojhviezdnom systéme.

Poznamenajme, že Livio (1997) nedávno upozornil, že výkonné výtrysky sú produkované v systémoch, v ktorých okrem akrečného disku je aj výdatný zdroj hviezdneho vetra pridružený k centrálnemu objektu. Zdá sa teda, že QR And ponúka tejto hypotéze silnú podporu.

V FUV je P Cygni absorpciu vidno pri čiare O VI $\lambda 1032$, ktorá má komplexný a časovo premenný čiarový profil (obr. 2.36 a Hutchings a kol.



Obr. 2.35: Ekvivalentná šírka emisie $H\beta$ (dole), P Cygni absorpcie (v strede) a ich pomer (hore) ako funkcia spektroskopickej fázy. Krúžky resp. trojuholníky reprezentujú pozorovania s resp. bez pozorovaných vysokochlostných čiar (Becker a kol. 1998).



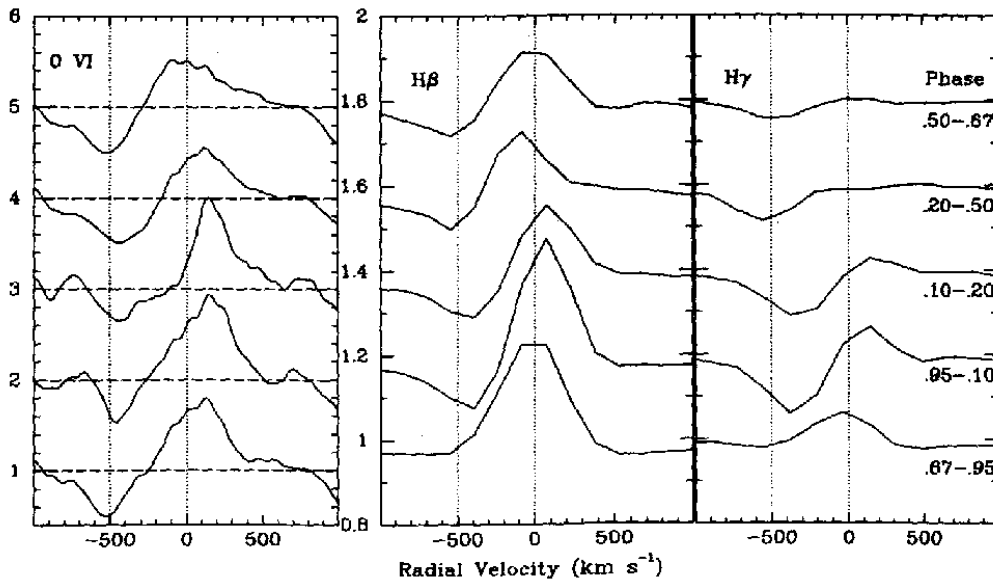
Obr. 2.36: Vrchné dve krivky: Rozlične vyhladené priemerné spektrá QR And z FUSE. Spodné dve krivky: pre porovnanie model H_2 absorpcie s rozličným vyhladením (Hutchings a kol. 2001).

2001). Odtok hmoty, ktorý je viditeľný v optickej oblasti má rýchlosť niekoľko sto km/s a je najvýraznejší medzi zákrytmi a na vzostupnom krídle, ale nie sú viditeľné počas zostupného krídla (fázy 0,7–1,0). Naproti tomu P Cygni absorpciu čiary O VI v FUV je vidno vo všetkých fázach s rýchlosťami podobnými, hoci o niečo nižšími než Balmerova absorpcia (obr. 2.37, 2.38). Indikuje to odtok veľmi horúceho plynu vo forme horúceho hviezdneho vetra, ktorý sa neustále šíri zo systému. V tomto kontexte poznamenajme, že FUSE dáta ukazujú anomálnu prítomnosť O VI vo vonkajších oblastiach hviezdnych vetrov OB hviezd, ktorých ionizácia môže byť spojená práve s röntgenovým žiarením.

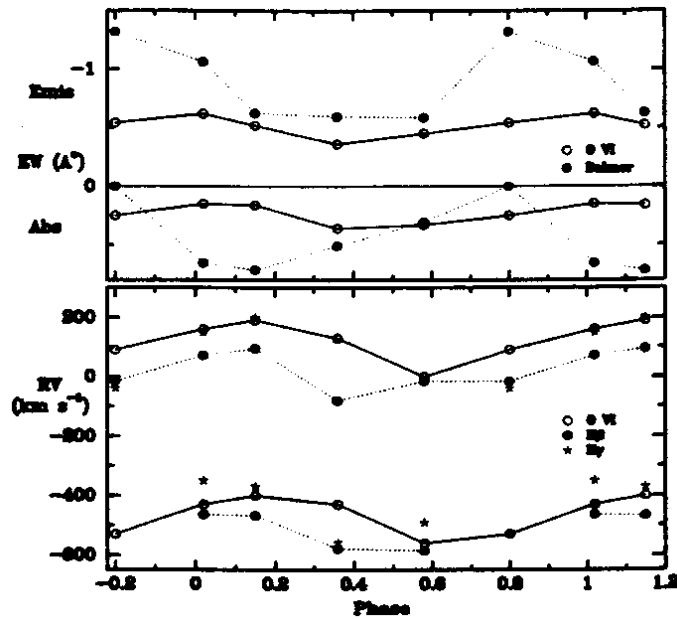
Absorpcie a emisie v čiare O VI a H+He II ukazujú podobné zmeny rýchlosti s orbitálnou fázou (Hutchings a kol. 2001). Nezaznamenali však čistú He II emisiu, ktorá by sledovala orbitálny pohyb ako v spektrách (Becker a kol. 1998; McGrath a kol. 2001). Preto navrhujú, že vietor z dvojhviezdy má azimutálne rýchlostné variácie. Relatívna absorpčná intenzita sa tiež mení s orbitálnou fázou, čo môže naznačovať signifikantné azimutálne zmeny v ionizácii odtekajúceho materiálu.

Ak rýchlosť O VI emisie je spôsobená orbitálnym pohybom kompaktnej hviezdy, maximum rýchlosti by sa malo objaviť pri fotometrickej fáze 0,25. Avšak maximum sa objavuje o $\sim 0,1P$ skôr, čo je takmer istotne spôsobené veľmi silnou P Cygni absorpciou, ktorá je prítomná medzi fázami 0,0 a 0,2 (Hutchings a kol. 2001).

Poznamenajme, že McGrath a kol. (2001) na základe porovnateľnej intenzity He II čiar pri 4200, 4541 a 5411Å, navrhujú, že emisie pri 6562, 4862, 4340 a 4101Å atď. sú v prvom rade He II a nie H I (obr. 2.21). Emisné časti týchto čiar sú zmiešané H+He II ako je to vidieť už v spektrách Deufel a kol. (1999) na (obr. 2.20). Avšak, intenzitne premenná absorpčná zložka patrí iba H I. Preto McGrath et al. (2001) navrhujú, že prekrývajúce H absorpčné čiary (vytvárajú profily vyzerajúce ako P Cygni absorpcie) sú spôsobené rozšírenou vrstvou H, a preto He II čiary pri 4200 a 4541Å atď. neukazujú vôbec žiadnu absorpciu. Usudzujú na rozvrstvenú vrstvu alebo disk - veľmi horúci vo vnútornej oblasti, ktorý spôsobuje vznik He II a O VI emisných čiar a chladnejšiu odtekajúcu oblasť, ktorá spôsobuje vznik fázovo závislých



Obr. 2.37: Čiarové profily O VI $\lambda 1032$ v jednotlivých fázových intervaloch. Pre porovnanie čiarové profily H β a H γ prevzaté od McGrath a kol. (2001). Vertikálne škály sú v jednotkách lokálneho kontinua (Hutchings a kol. 2001).



Obr. 2.38: Merania rýchlosti a ekvivalentnej šírky z FUSE a optických spektier s ohľadom na úroveň kontinua v obr. 2.37 a binované do rovnakých fázových intervalov. Hore: stredné H γ a H β . Rýchlosti Balmerových čiar nie sú opravené o prekrytie He II, ktoré je ~ -60 km/s v prípade rovnakého príspevku H a He II k emisii (Hutchings a kol. 2001).

H absorpčných čiar (obr. 2.39). Záhadnou vlastnosťou však zostáva silný odtok H s maximálnymi zápornými rýchlosťami pozorovanými medzi fázami 0,3–0,5. Tieto absorpčné čiary majú rýchlosti až zhruba -600 km/s, čo je zhruba rýchlosť niekedy prítomných výtryskov. Otázne je či by tieto absorpcie mohli byť spojené s výtryskami a či fázová závislosť naznačuje orientáciu záporne-rýchlostného výtrysku.

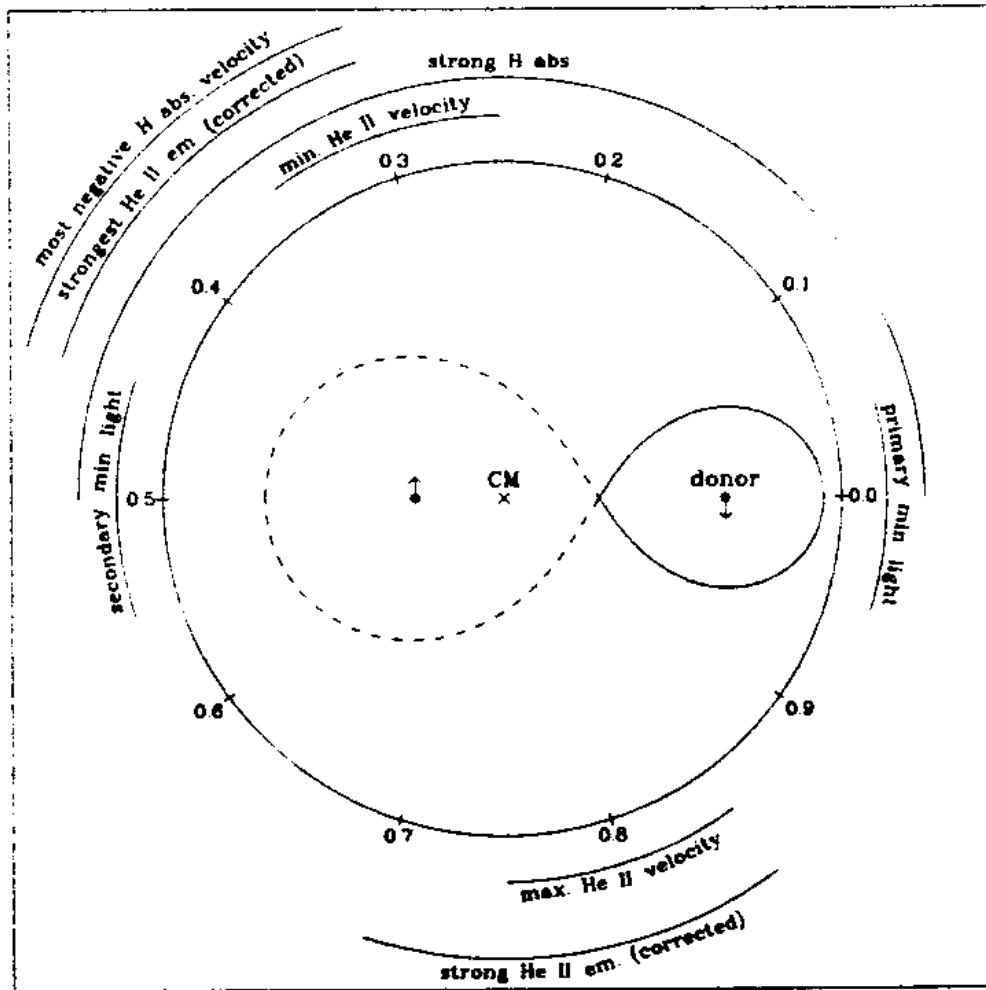
2.2.3 Okolohviezdna obálka

Kuduz a kol. (2002) detegovali niekoľko emisných čiar v optickom spektre QR And, ktoré neukazujú žiadne zmeny radiálnej rýchlosti ani intenzity s orbitálnou periódou. Najsilnejšie z týchto čiar identifikovali ako „korónopodobné“ zakázané prechody Fe X $\lambda 6375$, O V $\lambda 6500$, N V $\lambda 6351$. Hoci sa z ich pozorovaní nedá presne určiť pôvod týchto stacionárnych čiar v dvojhviezdnom systéme, jediným vhodným kandidátom je materiál axiálne symetricky rozložený voči ťažisku. Mohla by to byť opticky tenká obálka alebo anuloid obklopujúci obe hviezdy.

2.2.4 FUV spektrum

FUV (angl. far ultraviolet) spektru dominuje silná H_2 absorpcia (obr. 2.36), ktorej intenzita je porovnateľná s hviezdou s $E(B - V) \sim 0,5$. Avšak Beuermann a kol. (1995) na základe intenzity absorpčnej čiary pri 2200\AA odhadli hodnotu $E(B - V)$ na $0,10 \pm 0,03$. Farebné indexy $U - B = 0,7$ a $B - V = 0,01$ tiež naznačujú, že systém je veľmi modrý, takže $E(B - V)$ nemôže mať hodnotu $0,5$ a absorpčná intenzita H_2 je jednoducho nezvyčajne vysoká (Hutchings a kol. 2001). Bližšie skúmanie IUE spektier naznačuje prekvapivé množstvo absorpcie.

Keďže v systéme dochádza k strate hmoty prostredníctvom akréčného disku a výtryskov, tak je na zamyslenie, či aspoň časť H_2 absorpcie nespôsobuje materiál obklopujúci dvojhviezdu. Z tohto dôvodu porovnajme rýchlosti medzihviezdnych čiar Ca II a Na I so systematickou rýchlosťou QR And (rýchlosti odvodené z optických spektier). Heliocentrická rýchlosť H_2 je konštantná a má hodnotu -16 ± 4 km/s (Hutchings a kol. 2001). Čiary medzi-



Obr. 2.39: Schématický model QR And s označením približných fáz pri rozličných fotometrických a spektroskopických javoch (McGrath a kol. 2001).

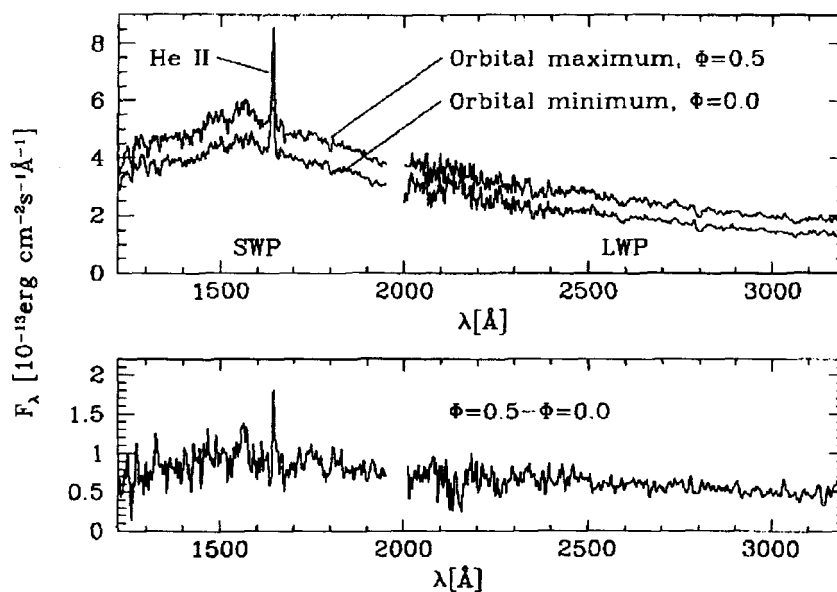
hviezdnej absorpcie v optickej oblasti Ca II a Na I majú rýchlosť $+4 \pm 4$ km/s. Systematická rýchlosť QR And je $-40,7 \pm 3,0$ km/s (McGrath a kol. 2001). Rýchlosť H₂ čiary je teda medzi rýchlosťou medzihviezdnych čiar a rýchlosťou pohybu ťažiska systému. Z tohto dôvodu a vzhľadom na nezvyčajnej vysokú intenzitu H₂ absorpcie je pravdepodobné, že aspoň čiastočne je spojená s dvojhviezdnym systémom. Snáď by mohla byť spôsobená cirkumbinárnym materiálom pochádzajúcim z hviezdneho vetra a výtryskov alebo z vypudenej látky z predchádzajúcej fázy planetárnej hmloviny, ktorá bola odviata súčasným ionizujúcim veľmi mäkkým röntgenovým žiarením.

Vlastné spektrum QR And je pozoruhodné v dvoch veciach. Po prvé, i keď akréčný disk a sekundárna zložka v QR And sú predmetom röntgenového ožarovania $L \sim 10^{29}$ W alebo vyšším, tak FUV tok klesá smerom ku kratším vlnovým dĺžkam (Gänsicke a kol. 2000). Potvrdzujú to aj IUE spektrá, podľa ktorých rozdelenie UV/optického toku dosahuje maximum okolo 1500Å (obr. 2.40, 2.41), čo zodpovedá teplote AČT $\sim 20\,000$ K. Rozdielové spektrum ($\Phi = 0,5$) – ($\Phi = 0,0$) sa dá opísať teplotou AČT 16 000 K (obr. 2.40). Po druhé, nedostatok resp. neprítomnosť emisných čiar v FUV oblasti, a to hlavne emisie O VI $\lambda\lambda 1032,1038$, keďže v optickej oblasti sa O VI čiary pozorujú.

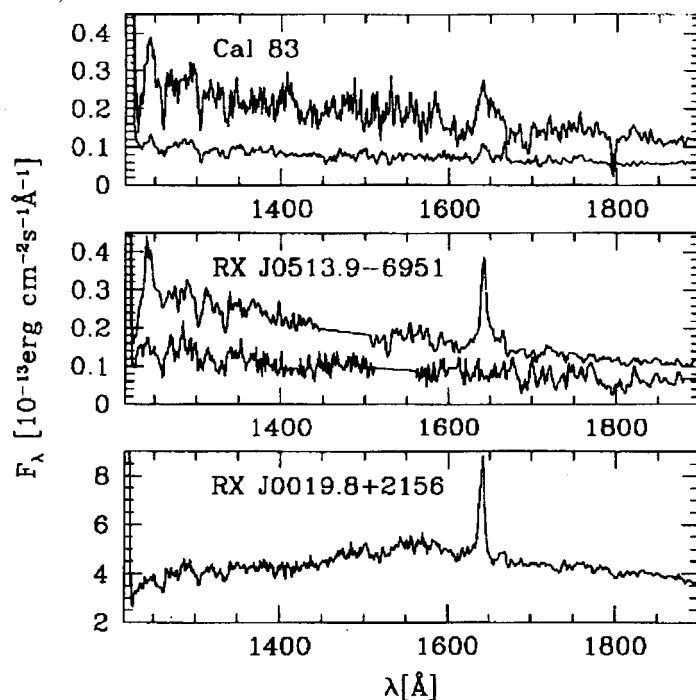
Zákrytová svetelná krivka naznačuje relatívne vysoký sklon systému. V takomto prípade by mohli byť horúce vnútorné časti akréčného disku zakryté vo všetkých fázach, čo by vysvetlilo relatívne nízku teplotu ($\sim 20\,000$ K) pozorovanú v optickej/FUV oblasti. Avšak pri vysokom sklone systému by sme očakávali silnú orbitálnu spektroskopickú variabilitu spôsobenú zmenou pohľadu na ožiareného sprievodcu a/alebo obrubu disku. To sa však nepozoruje. Optické/UV kontinuum sa voči fáze mení pomerne málo. Tiež by sme očakávali významnú moduláciu röntgenového žiarenia spôsobenú (čiastočným) zákrytom sekundárnou zložkou ako sa to pozoruje v CAL 87 (Schmidtke et al. 1993)

2.2.5 Čiary kovov

McGrath a kol. (2001) našli v spektrách čiary O VI $\lambda\lambda 5290,3834$ a 3811 (po-



Obr. 2.40: Priemerné spektrum QR And z augusta 1993. Hore: spektrá pri maxime a minime. Dáta boli odčervenané s $E(B - V) = 0,10$. Dole: rozdielové spektrum — maximum mínus minimum (Gänsicke a kol. 1996).



Obr. 2.41: UV spektrá CAL 83, RX J0513.9-6951 a QR And (Gänsicke a kol. 1996).

sledná splýva s He II λ 3813), C IV λ 5801 a 5812 (čiary čiastočne splývajú, čo indikuje ich významnú šírku), slabé splývajúce N III, C III a N V blízko 4686Å, [Fe XIV] pri 5303Å (splýva s O VI pri 5290Å) a [Fe X] pri 6374Å (obr. 2.21). Beuermann a kol. (1995) detegoval aj čiaru O V λ 4940 (obr. 2.22). Vo FUSE spektrách bola nájdená ešte čiara O VI λ 1032 (obr. 2.36 a Hutchings a kol. 2001).

Emisie O VI λ 3811,3835 a 5290 sa našli vo všetkých SSXS (obr. 2.21) a sú potenciálne zaujímavé, keďže ich vysoká ionizácia môže naznačovať pôvod blízko k centru akréčneho disku (Hutchings a kol. 2001). Avšak štúdium týchto čiar je sťažené zmiešaním s He II pri 3813Å a 3834Å a s [Fe XIV] pri 5303Å. C III, C IV, N III a N V emisie sú relatívne slabé voči ich intenzite u ostatných SSXS (McGrath a kol. 2001). Vo FUSE spektrách nenašli žiadne dôkazy o N III, C III, S IV, Si V alebo P V (Hutchings a kol. 2001). Zdá sa, že C a pravdepodobne aj N majú v QR And nižšie abundancie. V spektrách sa nachádza aj niekoľko zatiaľ neidentifikovaných čiar.

IUE spektrá neukazujú žiadny dôkaz rezonančných čiar C IV pri 1550Å (Beuermann a kol. 1995). Gänsicke a kol. (1996) identifikovali množstvo nízko ionizovaných čiar Si II λ 1260/65,1304/09, C II λ 1335, Mg II λ 2800, S II λ 1251/54/59, C I λ 1270–88, O I λ 1302–1306. Skutočnosť, že niektoré čiary (napr. Si II λ 1260/65, Mg II λ 2800 a komplex okolo 1300Å) majú ekvivalentné šírky oveľa väčšie než aké by sme očakávali od medzi-hviezdnej absorpcie a že ukazujú orbitálnu variáciu ekvivalentných šírok, je silným náznakom toho, že časť absorpcie je vlastná systému. Avšak tieto kovové absorpčné čiary sú oveľa slabšie než v horúcich (20 000–30 000 K) hviezdnych atmosférach. Okrem nízko ionizovaných čiar zaznamenali aj prítomnosť niekoľkých vysoko ionizovaných absorpcií, napr. N V λ 1238,43 a Si IV λ 1394,1403, ktoré by mohli byť vlastné systému (napr. cirkumstelárnej obálke). Poznamenajme, že v pozorovaniach družice ORFEUS (90 – 140 nm) neboli detegované žiadne hviezdne emisné čiary (Gänsicke a kol. 2000).

2.3 Modelovanie QR And

Prvý navrhnutý model predpokladal pre-kataklyzmatičký systém s oddelenými zložkami s hmotnosťou každej asi $1 M_{\odot}$. Tento model však dostatočne nevysvetľuje ani pozorované zmeny jasnosti ani röntgenovú emisiu. Proti tomuto modelu hovorí aj prítomnosť hviezdneho vetra (Beuermann a kol. 1995). Pravdepodobnejším modelom je model, ktorý predpokladá prenos hmoty cez vnútorný Lagrangeov bod zo sekundárnej zložky vyplňajúcej svoj Rocheov lalok pri tak vysokej akrečnej rýchlosti, že je možné nukleárne horenie na povrchu bieleho trpaslíka. Modelovanie ukázalo, že objekty s pozorovanými vlastnosťami SSXS sa objavujú pri akrečných rýchlostiach ($10^{-8} - 10^{-6}$) M_{\odot} /rok (Prialnik a kol. 1982). Akrejúci systém prirodzene vysvetľuje pozorované krátkoperiodické variability. Veľmi široké minimum a zjavne prechodné „pulzačné“ charakteristiky počas centrálnych častí minima naznačujú zákryt jasného akrečného disku (Greiner & Wenzel 1995). Prítomnosť silného reflexného efektu, ktorý by viedol na rovnaké fázové správanie ako zákrytový jav, je z pohľadu spektrálneho správania nepravdepodobný (Beuermann a kol. 1995). Tiež vieme, že hviezdne vetry existujú v akrejujúcich systémoch aj s oveľa menšou svietivosťou ako majú SSXS (Beuermann a kol. 1995).

2.3.1 „Štandardný“ model

Pozorované vlastnosti SSXS sú obyčajne chápané v zmysle „štandardného“ modelu SSXS s akrejujúcim bielym trpaslíkom (van den Heuvel a kol. 1992). Model predpokladá bieleho trpaslíka s hmotnosťou $\sim 1 M_{\odot}$ so stabilným alebo cyklickým nukleárnym horením na vodík bohatého materiálu akreovaného na jeho povrchu pri akrečnej rýchlosti ($3 \cdot 10^{-8} - 10^{-6}$) M_{\odot} /rok. Takto vysoká akrečná rýchlosť spôsobuje ustálené horenie vodíka na povrchu bieleho trpaslíka, ktoré je zdrojom mäkkého röntgenového žiarenia.

Vynára sa otázka, odkiaľ sa berie hmota, ktorú biely trpaslík akrejuje. van den Heuvel a kol. (1992) navrhujú, že akrečný materiál dodáva blízka sprievodná hviezda hlavnej postupnosti alebo mierne vyvinutá spektrálneho typu A až F. Sprievodca vyplňa svoj Rocheov lalok a jeho hmotnosť je $\sim (1,3 - 2,5) M_{\odot}$, takže je hmotnejší ako biely trpaslík. Navrhnutý pomer

hmotností $\frac{M_1}{M_2} \sim (0,40 - 0,77)$ je konzistentný s pozorovanými orbitálnymi periódami, ktoré sú pre väčšinu známych SSXS kratšie ako 1 deň. V skutku aj evolučné modeli naznačujú, že orbitálne periódy by mali ležať v rozmedzí 8 hodín až 1,4 dní. „Štandardný“ model tiež zahŕňa prítomnosť hviezdnych vetrov z nahrievanej strany sprievodcu a disku.

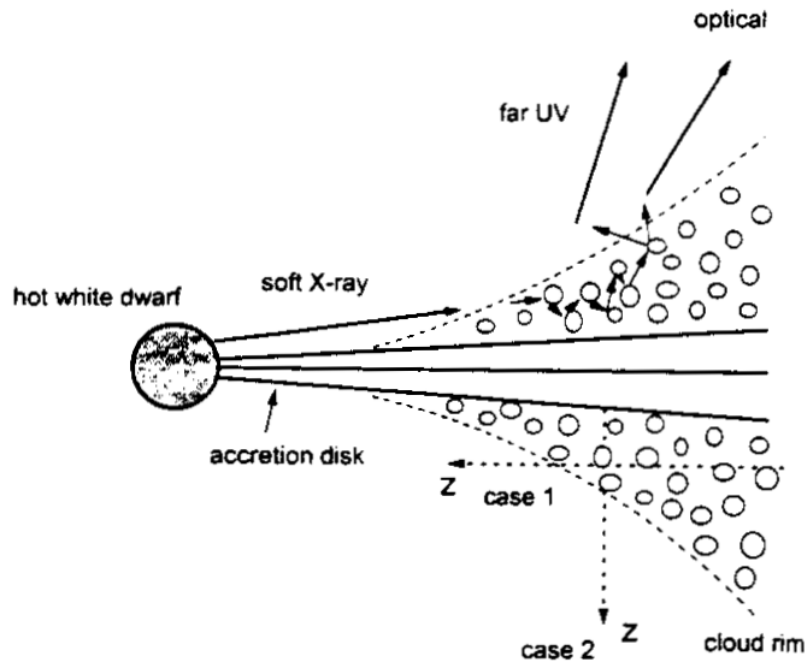
„Štandardný“ model bol navrhnutý pre systémy s periódami (0,5 – 1) dňa, a preto nemôže byť vhodný pre všetky známe SSXS. Pre periódy kratšie ako 6 hodín je Rocheov lalok sekundárnej zložky príliš malý na to, aby obsahol hviezdu hlavnej postupnosti (zdroj 1E0035.4-7230 s periódou 4 hod. je teda zjavne odlišného druhu). Pre MR Vel s $P \sim 4$ dni by dokonca ani hviezda spektrálneho typu A nevyplnila Rocheov lalok a pre ešte masívnejšieho darcu nie je žiadny observačný (spektroskopický) dôkaz.

2.3.2 Ožiarený akréčný disk

Akréčna rýchlosť v SSXS (100 až 1000 krát vyššia ako v klasických kataklizmikách) je porovnateľná s kritickou rýchlosťou, a preto tradičný model akréčného disku (Shakura & Sunyaev 1973) nebude pre SSXS najvhodnejší. Disky v SSXS sú značne odlišné od dobre študovaných akréčných diskov v klasických kataklizmatických systémoch.

V „štandardnom“ modeli sa predpokladá, že väčšina žiarivej energie emitovanej SSXS je produkovaná na povrchu bieleho trpaslíka. Celkovému žiareniu systému dominuje žiarenie z bieleho trpaslíka, ktoré môže silne ožiarit akréčný disk a sprievodcu (obr. 2.42). Hlavným zdrojom energie akréčného disku je ožiarenie bielym trpaslíkom a nie konvenčné viskózne nahrievanie ako v klasických kataklizmatických systémoch. V tomto modeli SSXS je príspevok gravitačnej energie uvoľnenej akreujúcou hmotou relatívne malý v porovnaní s celkovou energiou emitovanou zo systému. Model predpokladá, že transformované žiarenie na ožiarenom povrchu akréčného disku a sprievodca majú vplyv na pozorovaný tok žiarenia SSXS v nižších frekvenciách (UV a optická oblasť).

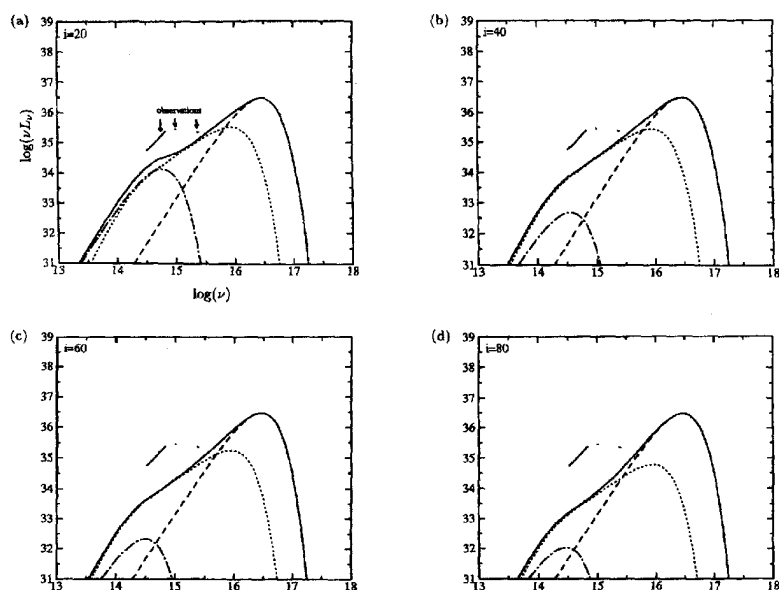
Z pozorovaní vieme, že tok v UV a optickej oblasti prevyšuje tok, ktorý by sme očakávali podľa modelu so štandardným akréčným diskom a stabilným



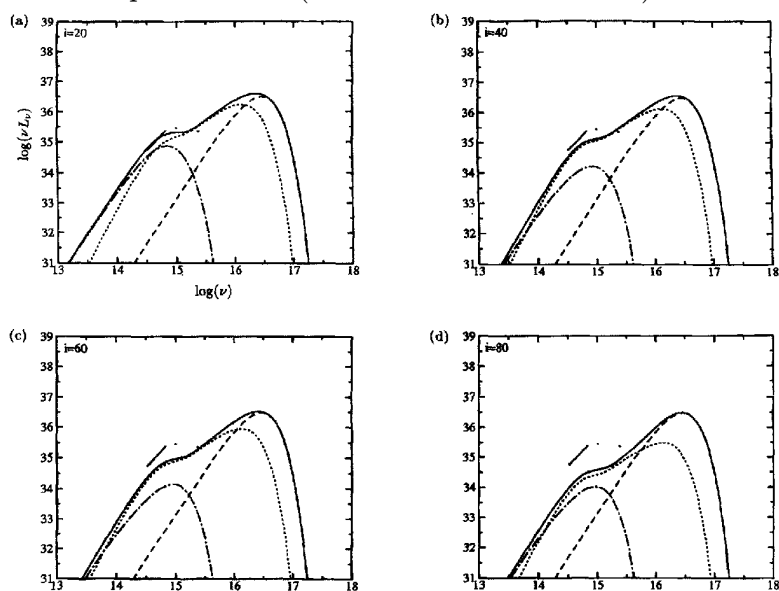
Obr. 2.42: Schéma akrečného disku v SSXS s vyvýšenou chladnou obrubou (Suleimanov a kol. 2003)

horením na bielom trpaslíkovi. Na vysvetlenie nadbytočného toku v UV a optickej oblasti je nevyhnutné, aby bolo röntgenové žiarenie z bielo trpaslíka transformované do nižších frekvencií. Obrázok 2.43 názorne ukazuje, že model so štandardným neožiareným akrečným diskom nemôže reprezentovať pozorovania QR And v UV a optickej oblasti. Vypočítaný tok podľa takéhoto modelu je 5–15 krát nižší ako pozorovaný (Matsumoto & Fukue 1998). Ak sa do modelu zahrnie ožiarenie akrečného disku a sprievodcu, tak rozloženie energie (obr. 2.44) jasne ukazuje nárast toku v UV a optickej oblasti zhruba 3–5 násobne v porovnaní s modelom bez ožarovania. Na vysvetlenie pozorovaného toku z QR And v UV a optickej oblasti je nevyhnutné do modelu zahrnúť transformované röntgenové žiarenie generované na povrchu bielo trpaslíka.

Matsumoto & Fukue (1998) poznamenávajú, že hmotnosť bielo trpaslíka ($0,6 - 1,4 M_{\odot}$) vplýva na veľkosť očakávaného toku žiarenia iba veľmi málo. Rozloženie energie vypočítané z modelu s ožiareným diskom a sprie-



Obr. 2.43: Očakávané rozloženie energie pre štandardný disk a rôzne sklony systému. Hmotnosť bieleho trpaslíka je $1,2 M_{\odot}$. Horizontálna os reprezentuje frekvenciu žiarenia ν . Vertikálna os reprezentuje $\nu \cdot L_{\nu}$, kde L_{ν} je očakávaná svietivosť na frekvenciu. Rozloženie energie zahŕňa bieleho trpaslíka (čiarkovaná čiara), akrečný disk (bodkovaná čiara) a sprievodcu (bodko čiarkovaná čiara). Celkovú očakávanú jasnosť ukazuje plná čiara. Pozorovania QR And v UV a optickej oblasti sú vykreslené tenkou plnou čiarou (Matsumoto & Fukue 1998)



Obr. 2.44: Očakávané rozloženie energie pre ožiarený disk a rôzne sklony systému. Hmotnosť bieleho trpaslíka je $1,2 M_{\odot}$. Štýl označenia je rovnaký ako na obr. 2.43 (Matsumoto & Fukue 1998)

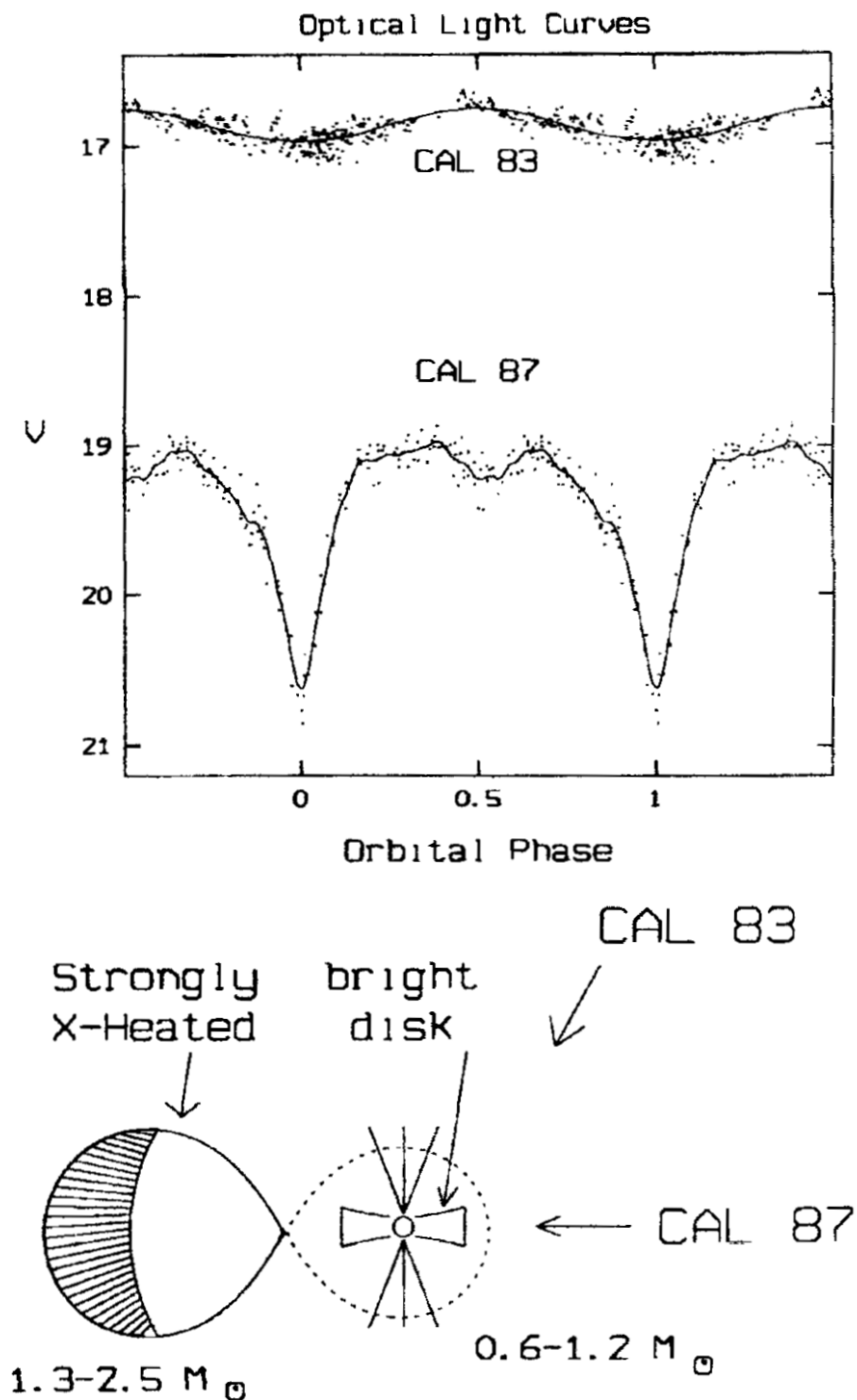
vodcom je v dobrej zhode s pozorovaniami pri nižších sklonoch QR And (do 40°). Príspevok k toku žiarenia od sprievodcu je podľa modelu nižší ako príspevok od akréčného disku, ktorého dôležitosť sa zväčšuje najmä v nižších frekvenciách.

2.3.3 Zvýšený okraj akréčného disku

Hutchings a kol. (1995) navrhli na vysvetlenie asymetrie primárneho minima CAL 87 (obr. 2.45), ktorá sa pozoruje tiež u QR And, geometrický model, v ktorom je asymetrický profil okolo primárneho minima CAL 87 vysvetlený hypotetickým zahustením disku v mieste, kde akréčný prúd naráža do disku.

Vysoká optická svietivosť SSXS bola už skôr prisúdená akréčnému disku (Schandl a kol. 1997; Meyer-Hofmeister a kol. 1997), ale až štúdium systémov s vysokými sklonmi so zákrytmi bieleho trpaslíka, disku a sekundárnej hviezdy odhalili miesta vzniku žiarenia. Detailná orbitálna krivka zákrytového zdroja CAL 87 je najlepším príkladom (obr. 2.45). Modelovanie svetelnej krivky zákrytového systému CAL 87 (Schandl a kol. 1997) viedlo k záveru, že akréčný disk v tomto systéme má zdvihnutú obrubu pri vonkajšom okraji a že väčšina optickej svietivosti musí pochádzať z jasného akréčného disku. Röntgenové žiarenie z bieleho trpaslíka je transformované na radiálne rozšírenom a vertikálne zdvihnutom okraji akréčného disku do nižších frekvencií (UV a optických). Práve preto sa v týchto spektrálnych oblastiach pozoruje vyšší tok žiarenia než by sa očakávalo od klasických kataklizmičiek. Tento model bol v celku úspešne použitý na vysvetlenie pozorovaných vlastností optických svetelných kriviek niekoľkých SSXS napr. CAL 87, QR And, RX J0513.9-6951.

Transformované žiarenie pochádzajúce z vonkajších oblastí disku sa stáva dominantným zdrojom optického resp. UV žiarenia (Popham & di Stefano 1996). Vnútorňý disk a ožiarená sekundárna hviezda prispievajú menej. Vyvýšená obruba na okraji akréčného disku sa tak stáva dôležitou geometrickou a fyzikálnou súčasťou systému. Zdá sa, že takáto štruktúra obruby disku existuje u všetkých SSXS (Meyer-Hofmeister a kol. 1997).



Obr. 2.45: (a) Optické svetelné krivky CAL 83 a CAL 87 vo farbe V. (b) Schématický model vysvetľujúci svetelné krivky CAL 83 a CAL 87 (van den Heuvel 1999)

2.3.4 Vysvetlenie krátkoperiodickej variability

Všetky svetelné krivky QR And ukazujú vysokú variabilitu dokonca z jednej noci na druhú (Meyer-Hofmeister a kol. 1997). Hĺbka a tvar primárneho minima kolíše a tiež okamihy minima nie sú ekvidistantne rozložené. Ďalšou charakteristikou sú kváziperiodické variácie na časovej škále zhruba dvoch hodín, ktoré sa môžu objaviť počas zostupu a vzostupu z primárneho minima ako mierne zjasnenia a poklesy jasnosti.

Svetelné krivky s takýmito zmenami jasnosti sa nedajú teoreticky modelovať, ak by sme predpokladali v čase konštantný profil okraja disku. Tieto rozličné variácie musíme prisúdiť zmene žiariaceho povrchu a obzvlášť jednému, ktorý sa môže potenciálne meniť, a to vonkajšiemu okraju disku. Vyvýšený okraj je pravdepodobne spôsobený vysokým tokom hmoty zo sekundárnej zložky. Tok hmoty sa môže meniť na dlhých časových škálach (desaťročia) a tiež na časových škálach týždňov, dní alebo dokonca kratších. Tvar fázovej svetelnej krivky sa mení v rámci dní, čo naznačuje vysokú variabilitu spojenú so zmenami toku akréčného materiálu (Will & Barwig 1996). Dôsledkom zmeny toku hmoty do akréčného disku je zmena výšky obruby disku.

To čo vidíme ako jasnú obrubu na okraji akréčného disku je opticky tenká časť priestoru stúpajúcich a klesajúcich kvapiek alebo rozpraškov vytvorených impaktom prúdu hmoty zo sekundárnej zložky do akréčného disku. Akréčný prúd narážajúci do disku produkuje prúd opticky nepriehľadných kvapiek alebo rozpraškov, ktoré sa pohybujú pozdĺž vonkajšieho okraja disku a vytvárajú akúsi „hmlu“. Tieto kvapky sú osvetlené horúcim bielym trpaslíkom. Turbulentný charakter vzhľadu kvapiek vedie k zmenám jasnosti na časových škálach hodín alebo kratších. Časovo najkratšie zmeny jasnosti sú spôsobené pohybom jednej veľkej kvapky alebo niekoľkých menších kvapiek, ktoré sa pre pozorovateľa navzájom prekrývajú. Jedna takáto veľká kvapka môže produkovať vzrast a pokles jasnosti. Ak sa objaví počas zostupu alebo vzostupu zo zákrytu, tak na krídlach primárneho minima pozorujeme mierne zjasnenia a poklesy jasnosti.

Z modelovania Meyer-Hofmeister a kol. (1998) vyplýva, že zmene magnitúdy $\Delta m = 0,15$ resp. zmene toku 15% zodpovedá zmena vo výške obruby

zhruba 18%. Pozorované zmeny toku až 25% v UV oblasti naznačujú, že výška obruby sa môže zmeniť až o 30% (Gänsicke a kol. 1996). Skutočnosť, že k zmene toku žiarenia môže dôjsť už počas jednej noci, umožňuje odhadnúť časovú škálu pre zmenu výšky okraja disku. Z ich modelu s bielym trpaslíkom s hmotnosťou $0,75 M_{\odot}$ a polomerom disku $0,8r_L = 10^{8,9}$ m (r_L je stredný polomer Rocheovho laloku, polomer sféry s rovnakým objemom ako Rocheho lalok) vychádza hodnota 0,9 hodiny. Na záver poznamenávajú, že stredná vzdialenosť štruktúr s rozpraškami od bieleho trpaslíka sa zdá byť dokonca väčšia zhruba 1,25 krát, čo zvýši odhad časovej škály rozprášenja na 1,2 hodiny. Táto hodnota sa už pozoruhodne približuje k pozorovanej časovej škále zmien jasnosti 1,8 hod. Rozdiel medzi hodnotami vychádzajúcimi z modelu a z pozorovaní je pravdepodobne spôsobený nedostatočnou znalosťou parametrov systému QR And.

2.3.5 Vysvetlenie fluktuácií jasnosti

Ďalšiu podporu pre vyššie opísaný model akréčného disku poskytujú pozorované vertikálne voči sebe posunuté svetelné krivky zhruba rovnakého tvaru. Zjavne sa teda stupeň jasnosti QR And môže meniť bez vplyvu na tvar svetelnej krivky. Podobné paralelne posunuté svetelné krivky sú vidieť aj v UV pozorovaniach (Gänsicke a kol. 1996). To je v súlade s teoretickým modelom, podľa ktorého sú zmeny jasnosti spôsobené zmenou výšky obruby (Meyer-Hofmeister a kol. 1998). Ako sme uviedli, predpokladáme, že priestor vyplnený kvapkami vzniká nárazom akréčného materiálu do akréčného disku. Z tohto dôvodu je logické predpokladať, že geometrická výška obruby disku závisí na toku akréčnej hmoty. Zvýšenie prísunu hmoty spôsobuje väčšie nárazy do akréčného disku, čo spôsobí zväčšenie výšky obruby disku, a to má za následok zvýšenie jasnosti. A analogicky naopak. Diskutované zmeny výšky obruby teda simultánne produkujú zmeny toku žiarenia v optickej aj UV oblasti. Röntgenové žiarenie je ovplyvnené menej. Mení sa iba množstvo svetla rozptýleného okrajom disku.

Matsumoto (1996) upozornil na to, že nepravidelné fluktuácie jasnosti neukazujú žiadne zmeny farebných indexov. Môžeme očakávať, že akréčny

disk a jeho obruba si pri zmene výšky obruby zachovajú rozloženie teploty (Meyer-Hofmeister a kol. 1998). A presne to by sme si predstavovali, že sa stane, ak disk pozostáva zo stúpajúcich a klesajúcich kvapiek vytvorených impaktom akréčného prúdu na okraji disku. To čo sa potom väčšinou mení, je veľkosť priestoru s rozpraškami, ale spektrálne rozloženie zostáva nezmenené.

2.3.6 Pôvod UV žiarenia

Je zaujímavé poznamenať, že UV spektrá CAL 87 ukazujú nižší tok UV žiarenia v predzákrytovej fáze, keď vidíme vonkajšiu stranu vysokej obruby disku, než po zákryte (Meyer-Hofmeister a kol. 1998). To naznačuje, že vonkajší okraj disku má nižšiu teplotu ako vnútorné časti. UV žiarenie teda pochádza z vnútorných oblastí disku medzi centrálnou hviezdou a okrajom disku, ďalej z vysokej obruby a menšie množstvo toku prichádza od nahriateho sprievodcu. Vyššia teplota vnútorných oblastí akréčného disku je dôsledkom priameho ožiarenia bielym trpaslíkom.

V SSXS by mal horúci (niekoľko 100 000 K) a jasný ($\sim 10^{31}$ W) horiaci biely trpaslík spôsobiť ďalšie nahrievanie akréčného disku, a tým vznik veľmi modrého kontinua (Gänsicke a kol. 1996). Hlavným rozdielom medzi vzhľadom QR And a zdrojmi vo Veľkom Magellanovom mračne v UV oblasti je pokles toku žiarenia od 1600Å smerom ku kratším vlnovým dĺžkam a nedostatok vysoko ionizovaných emisných čiar. Na opis tejto oblasti spektra použili Gänsicke a kol. (1996) jednoduchý model (Reinsch a kol. 1996a) s ožiarovým akréčným diskom a sekundárnou zložkou. Z modelu je evidentné, že pri vyšších sklonoch štandardný (plochý) akréčny disk s akréčnou rýchlosťou, ktorá je potrebná pre stabilné horenie ($\sim 3 \cdot 10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$), produkuje príliš veľa UV toku a nemôže reprezentovať pozorovaný pokles toku žiarenia. Tento jav by mohol vysvetliť zahustený akréčny disk do menšej vnútornej a horúcej oblasti napr. magnetickým poľom bieleho trpaslíka.

Z predbežných výsledkov Meyer-Hofmeister a kol. (1998) vidieť, že hlavný príspevok k UV žiareniu prichádza z disku. Biely trpaslík prispieva asi 20% v ďalekej UV oblasti a menej ako 10% v blízkej UV. Príspevok sekundárnej zložky je v ďalekej UV zanedbateľný a v blízkej UV je najvyšší pri fáze 0,5,

kedy sekundárna zložka prispieva asi 20%.

2.3.7 Röntgenové žiarenie

Pri vzdialenosti 2 kpc je optická/UV svietivosť QR And $L_{opt} \sim 6 \cdot 10^{28} \text{W}$ a $M_V = +0,4$ (Beuermann a kol. 1995). Veľmi mäkká röntgenová svietivosť je neistá, ale ekvivalentná šírka He II $\lambda 4686$ naznačuje, že pomer röntgenovej a optickej svietivosti je zhruba rovnaký ako v CAL 83 a RX J0513-69. Keďže spomínané zdroje z Veľkého Magellanovho mračna majú $L_x \sim 4 \cdot 10^{30} \text{W}$ a $M_V = -1,5$, tak pre QR And môžeme očakávať $L_x \sim 6 \cdot 10^{29} \text{W}$.

Pre röntgenové žiarenie je akréčný disk menej dôležitý. Hlavná časť röntgenového žiarenia prichádza priamo z bieleho trpaslíka a menšia časť je žiarenie rozptýlené diskom (Meyer-Hofmeister a kol. 1998). Očakáva sa, že táto časť sa mení koherentne s optickým žiarením. Kahabka (1996) našiel v röntgenovom žiarení QR And orbitálnu moduláciu zhruba vo fáze s optickou moduláciou. Röntgenové pozorovania však ukazujú variácie až $\sim 35\%$, čo by sme od stabilne horiaceho bieleho trpaslíka neočakávali. Avšak pri vysokých sklonoch systému majú zmeny vo výške obruby disku priamy dôsledok na pozorovateľnosť röntgenového žiarenia. V závislosti na pomere hmotností zložiek je možné, že sa zákryt bieleho trpaslíka vysokou obrubou disku objaví ešte pred zákrytom sekundárnou zložkou. V tomto kontexte je zaujímavé sa zmieniť o tom, že röntgenové minimum zdroja 1E0035.4-7230 sa objavuje pri fáze zhruba 0,8, kedy je štruktúra s rozpraškami práve v konjunkcii s bielym trpaslíkom.

2.3.8 Vysvetlenie dlhodobej variácie

Zdá sa, že všetky SSXS majú vysoké akréčne rýchlosti a ukazujú dlhodobé röntgenové a optické zmeny, o ktorých sa predpokladá, že odrážajú dlhodobé zmeny v prenose hmoty. Zmeny svetelnej krivky na časovej škále niekoľkých rokov s amplitúdou rádu 1 mag nie sú nič nezvyčajné. Vo väčšine prípadov sú najjednoduchším vysvetlením dlhodobé zmeny prenosu hmoty zo sekundárnej zložky. Najpopulárnejší model QR And predpokladá stabilné nukleárne horenie na povrchu akreujúceho bieleho trpaslíka (van den Heuvel

a kol. 1992). Horenie vodíka na povrchu bieleho trpaslíka je ustálené pre $\frac{dM}{dt} \geq 10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$ (Paczynski & Zytkow 1978). Avšak časová škála horenia (100–300) rokov je oveľa dlhšia než sa u QR And pozoruje. Výpočty ukazujú, že v prípade masívneho bieleho trpaslíka s hmotnosťou väčšou ako $1,0 M_{\odot}$ akreujúceho pri vysokých akrečných rýchlostiach rádu $10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$, môžu časové škály vzplanutí klesnúť až na 50 rokov (Iben 1982; Fujimoto 1982).

Kahabka (1995) upozornil, že striedanie medzi fázami nukleárneho horenia a chladnutia na časových škálach dekád je možné. Pozorovania sa však pravdepodobne nedajú jednoducho vysvetliť dočasnou redukciou prenosu hmoty, ktorá vedie k dlhodobým „osciláciám“ medzi stabilným a nestabilným horením vodíka. Prudké vzostupy v optickej jasnosti o 1 mag by mohli byť spôsobené náhlym zapálením H alebo He (Greiner & Wenzel 1995). Hydrodynamické výpočty ukazujú, že svietivosť v štádiu medzi vzplanutiami sa zvýši so zvýšením $\frac{dM}{dt}$, čo má za následok menšie amplitúdy vzplanutí (Livio a kol. 1989). Pravdepodobne kolísajúci prenos hmoty v blízkosti limitnej akrečnej rýchlosti pre stále horenie vedie k iba miernym vzplanutiam a po spálení dost' malej vodíkovej vrstvy sa systém vráti späť k nestabilnému horeniu vodíka. Následné chladnutie zastaví pokračujúca akrecia pri vysokej akrečnej rýchlosti, čím sa zabráni veľkým vzplanutiam. Vodíkové vzplanutia na hmotnom bielom trpaslíku by teda neboli nevyhnutne spojené s veľkými vzplanutiami. Zaujímavým problémom tohto modelu je, že hoci pri akrečných rýchlostiach zhruba $10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$ nie je žiadna hmota vyvrhnutá, biely trpaslík expanduje až na $\sim 80 R_{\odot}$, čím presiahne rozmer dvojhviezdneho systému (Livio a kol. 1989). Sion & Starrfield (1994) preto navrhli extrémne horúceho ale málo hmotného bieleho trpaslíka $\sim (0,5 - 0,7) M_{\odot}$, ktorý by zotrval pri kompaktnom polomere ($R_{WD} \sim 0,1 R_{\odot}$ pre $10^{-8} M_{\odot}/\text{rok}$).

Avšak naďalej zostáva nejasné ako vysvetliť intenzitné variácie a amplitúdy pozorované u QR And (Greiner & Wenzel 1995). Povrchové vzplanutia v takýchto systémoch sú príliš prudké a detegovaná dĺžka cyklu je niekoľko tisíc rokov. Predpokladá sa, že vyššie uvedený model môže zodpovedať zmenám v prenose hmoty, ktoré vedú k zmenám v nukleárnom horení a odtiaľ k odchýlkam od limitnej dĺžky rekurentného cyklu. Ak je darca masívnejší ako kompaktný objekt, potom je prenos hmoty na termálnej časovej škále

nestabilný. Ak sekundárna zložka je naozaj trpasličia hviezda spektrálneho typu F alebo G (ako sa predpokladá pre CAL 83 a CAL 87), tak dlhoperiodické aktivity vlastné sekundárnej zložke („cyklus slnečnej aktivity“ závislý na rozmere konvektívnej atmosféry) môžu spôsobiť zmeny v prenose hmoty, a tým aj optickú variabilitu. Intenzitné a/alebo spektrálne variácie ožiarenia sekundárnej zložky môžu tiež ovplyvniť prenos hmoty. Predpokladá sa, že dlhodobé zmeny a nepravidelné fluktuácie sú spôsobené nestabilným prenosom hmoty na bieleho trpaslíka, ktorá sporadicky zhorí.

Meyer & Meyer-Hofmeister (1996) analyzovali 100-ročnú optickú krivku v zmysle striedajúcich sa fáz nukleárneho horenia a chladnutia (Kahabka 1995) ako dôsledok systematického poklesu toku akréčného materiálu, keď biely trpaslík chladne a sekundárna zložka je menej ožiarená. 100-ročná svetelná krivka ukazuje kváziperiodické prudké vzostupy o ~ 1 mag nasledované postupným poklesom na časovej škále 20–30 rokov (Greiner & Wenzel 1995). Ak optické svetlo pochádza z ožiareného disku a ožiarenej sekundárnej zložky a ak svetlo spadá do Rayleigh-Jeansovej oblasti spektra absolútne čierneho telesa, tak zmene v optickej jasnosti o 0,5 mag zodpovedá 6,3 násobná zmena v svietivosti ožarujúceho bieleho trpaslíka (Meyer & Meyer-Hofmeister 1996). Pre odhadnutú röntgenovú jasnosťou $10^{29,8}$ W (Beuermann a kol. 1995) bude maximum jasnosti rádu $10^{30,6}$ W. Táto hodnota je primeraná pre stabilné horenie vodíka na bielom trpaslíkovi s hmotnosťou (0,6 – 1) M_{\odot} (Fujimoto 1982) a naznačuje opakované vodíkové vzplanutia zapríčinené kváziperiodickým správaním (Kahabka 1995).

V štádiu vyššej optickej jasnosti je nahromadený vodík spálený, zatiaľ čo v štádiu nízkej optickej jasnosti sa akreuje čerstvý materiál (Meyer & Meyer-Hofmeister 1996). Poznamenajme, že horenie vodíka sa medzi vzplanutiami nemôže úplne zastaviť (Iben 1982). Avšak pre vyššie uvedený rozsah hmotností bude perióda 30 rokov vyžadovať bieleho trpaslíka hmotnejšieho než 1,1 M_{\odot} (Fujimoto 1982). Z práce Iben (1982) vychádza perióda vzplanutí 20 rokov pri vodíkovo horiacom bielom trpaslíkovi, ak $M_{wd} \sim 1 M_{\odot}$ a $\frac{dM}{dt} \sim (1 - 2) \cdot 10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$. Ak porovnáme pozorovanú röntgenovú svietivosť $10^{29,8}$ W so svietivosťou $10^{29,2}$ W, ktorá je uvoľnená akréciou hmoty na bieleho trpaslíka s hmotnosťou 1 M_{\odot} pri akréčnej rýchlosti $10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$,

tak zistíme, že podmienka samovznietenia (kedy sa v dôsledku kompresného nahriatia akreovaného materiálu samo spustí nové vzplanutie), nie je v našom prípade splnená. Faktor 4, ktorým sa tieto hodnoty líšia, naznačuje, že vrstvy bieleho trpaslíka sú stále ochladzované, i v čase keď sa objaví nové vzplanutie. Je to vcelku pochopiteľné. V zónach horenia sú teploty typicky 10^8 K, a tie v čase horenia nahrejú materiál bieleho trpaslíka, ktorý je pod nimi. Nahromadené teplo sa postupne uvoľňuje počas fázy chladnutia. Vďaka difúznemu procesu chladenia svietivosť klesá ako $\left(\frac{t}{t_0}\right)^{-1/2}$, kde t_0 je čas spálenia vodíkovej vrstvy a t je celkový čas chladnutia. Ak $\frac{t}{t_0}$ je veľké, tak pokles jasnosti $\Delta m_{pg} \sim 2,5 \cdot 0,25 \cdot \log\left(\frac{t}{t_0}\right)^{1/2} = 0,31 \cdot \log\frac{t}{t_0}$ je na krátkych časových škálach zanedbateľný. Napr. pre $t = 30$ rokov a $\Delta m = 0,44$ dostaneme $t_0 = t \cdot 10^{\Delta m/0,31} = 1,1$ roka. Pomalé chladnutie môže vysvetliť malý, ak vôbec nejaký, pokles v toku röntgenového žiarenia v období od roku 1990 do 1993 (Beuermann a kol. 1995), ktorý by mal byť po 30 rokoch chladnutia približne 5%.

Ak sa budeme držať vyššie uvedeného modelu pre dlhodobé zmeny QR And, potom zjavný pokles o ďalších $\Delta m \sim 0,5$ mag, nemôže byť spôsobený zmenami v jasnosti bieleho trpaslíka, ktorý ožaruje sekundárnu zložku ako aj akrečný disk (Meyer & Meyer-Hofmeister 1996). Z vyššie spomínaných röntgenových pozorovaní družice ROSAT je tiež očividné, že nevykazujú žiadnu významnú zmenu jasnosti, hoci optická svetelná krivka sa počas rovnakého obdobia menila až o 0,5mag. Tieto zmeny musíme pripísať zmene v povrchoch, ktoré transformujú röntgenové žiarenie do nižších frekvencií. V detailnej štúdii Schandl a kol. (1996) ukázali, že podstatný príspevok k optickému žiareniu svetlu pochádza od transformovaného röntgenového žiarenia na okraji disku.

Model Meyer & Meyer-Hofmeistera (1996) ukazuje, že v prípade nízkej výšky disku je príspevok disku k celkovej vizuálnej jasnosti menší. Sekundárna zložka sa stáva dôležitejšia, keďže raz vidíme jej osvetlenú a raz jej neosvetlenú stranu, a tým vzniká hlboké primárne minimum. S nárastom výšky disku sa stáva dôležitejší príspevok akrečného disku. Osvetlená strana sekundárnej zložky sa zdá byť menej jasná, pretože vysoký okraj disku zatieni jej najjasnejšie oblasti a primárne minimum sa sploštuje. Z modelu vychádza,

že zmena výšky okraja disku jednoducho produkuje zmenu zhruba 0,5 mag v optickej svetelnej krivky. Existencia pozorovania primárneho minima pri veľmi nízkej jasnosti (Meyer & Meyer-Hofmeister 1996), posilňuje dojem, že takéto minima sa skutočne objavujú, a preto disk môže byť z času na čas aj bez zhustenia (tzv. horúcej škrvny) spojeného s dopadom akréčnej hmoty. Znamená to, že akréčna rýchlosť sa mení od nízkych hodnôt až po hodnoty okolo $10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$. Zdá sa, že tieto zmeny v akréčnej rýchlosti sú prekryté dlhodobým trendom poklesu akréčnej rýchlosti vo fáze chladnutia. Obzvlášť kontinuálny nízky stupeň v rokoch 1960 až 1970 naznačuje veľmi nízky alebo neexistujúci okraj akréčného disku a nižší tok hmoty než zvyčajne. Pokles toku hmoty zo sekundárnej zložky spôsobený poklesom jej ožiarenia primárnou zložkou sa vylúčiť nedá.

Dlhodobá svetelná krivka QR And naznačuje, že v systéme dochádza ku kváziperiodickým vodíkovým vzplanutiam, ktoré počas krátkej fázy horenia nahrejú pod nimi ležiace vrstvy bieleho trpaslíka (Meyer & Meyer-Hofmeister 1996). Nahromadené teplo z tejto fázy je postupne uvoľňované počas fázy chladnutia, čo napomáha v dosiahnutí znovuzapálenia čerstvo akreovaného materiálu a umožňuje kratšiu periódu vzplanutí než bez takéhoto nahrievania akreujúcej látky od nahriateho bieleho trpaslíka. Náhodný pokles vizuálnej jasnosti o ďalších 0,5 mag je interpretovaný v zmysle významného poklesu vo výške okraja akréčného disku, ktorý je spôsobený prechodným alebo systematickým poklesom toku hmoty zo sekundárnej zložky, ktorý pri dopade rozpráší hmotu okolo disku do výšky až $0,45 r$.

2.3.9 Systém QR Andromedae

Súčasný model opisuje QR And ako SSXS s akréčnou rýchlosťou $\sim 10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$, ktorá je trochu nízka pre stabilné vodíkové horenie ($\sim 3 \cdot 10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$ pre bieleho trpaslíka s hmotnosťou $1 M_{\odot}$, Fujimoto 1982), čo naznačuje aj dlhodobá variabilita (Gänsicke a kol. 1996). Ak je biely trpaslík chladný, potom sprievodca musí vyplňať svoj Rocheov lalok, aby zabezpečil dostatočne vysokú akréčnu rýchlosť, ktorá by vysvetlila pozorovanú jasnosť QR And (Beuermann a kol. 1995). Pre $P_{\text{orb}} = 15,85$ hod.

bude mať Rocheov lalok vyplňajúca sekundárna zložka ZAMS alebo TAMS hmotnosť $\sim 1,6 M_{\odot}$ a bude poskytovať tok hmoty pri akrečnej rýchlosti $\sim 1,5 \cdot 10^{-7} M_{\odot}/\text{rok}$ (van den Heuvel a kol. 1992). Táto hviezda by bola raného spektrálneho typu F s absolútnou magnitúdou $M_V \sim +2,5$ mag. Pre horúceho bieleho trpaslíka s $R = 10^7$ m dostali Beuermann a kol. (1995) vzdialenosť $d > 900$ pc, $F_{bol} \leq 4 \cdot 10^{-19} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2}$ a $L_{bol} \sim 4 \cdot 10^{29} \text{ W}$ prakticky nezávisle na d . Pre porovnanie optický/UV tok opravený o medzihviezdne sčervnenie pri fotometrickom maxime je $F_{UV,opt} \sim 1,2 \cdot 10^{-20} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2}$. Rozloženie opraveného UV toku zodpovedá teplote AČT $\sim 19\,000$ K. Nízky Balmerov skok v spektrách umiestňuje sekundárnu zložku (t.j. nenahriatu pologuľu) do vzdialenosti $d \geq 1,5$ kpc. Pozorovaná ekvivalentná šírka Ca II K čiary vedie k vzdialenosti $d \geq 2$ kpc za predpokladu, že čiara je hviezdna a nie medzihviezdna.

Ak prijmeme za vzdialenosť QR And 2 kpc, tak absolútna jasnosť systému bude $M_V = +0,4$ mag a bude lokalizovaný 1,3 kpc od galaktickej roviny (Beuermann a kol. 1995). Z tohto vyplývajúca absolútna jasnosť akrečného disku okolo bieleho trpaslíka s hmotnosťou $1 M_{\odot}$ bude $M_V \sim 1,8$ mag, ak vyplnía 60% svojho Rocheovho laloku a systém má nízky sklon. Chýbajúcich 1,4 mag by mohol vysvetliť nahriaty disk a sprievodca. Pre očakávanú röntgenovú jasnosť QR And $L_x \sim 6 \cdot 10^{29} \text{ W}$ bude teplota nahriatej pologule sprievodcu $\sim 16\,000$ K. Z modelovania Matsumoto & Fukue (1998) vyplýva, že neožiarená strana sekundárnej zložky má teplotu ~ 7200 K, zatiaľ čo ožiarená strana ~ 12000 K, ak hmotnosť bieleho trpaslíka je $1,2 M_{\odot}$. V UV oblasti viditeľný teplejší akrečný disk prispieva viac a môže kvalitatívne vysvetliť vlnovo závislú moduláciu svetelných kriviek. Poznamenajme, že Kuduz a kol. (2002) na základe absencie hviezdnej absorpcie odhadli minimálnu vzdialenosť QR And na (800–1300) pc.

Pôvod He II čiar z blízkosti bieleho trpaslíka vyžaduje sklon systému $\sim 20^\circ$ a zároveň vysvetľuje zmenu $\Delta m = 0,5$ mag v optickej oblasti, a to zmenou pohľadu na nahriatu sekundárnu zložku, vďaka ktorému sa moduluje konštantný tok žiarenia z akrečného disku (Beuermann a kol. 1995). Takáto hodnota sklonu systému je v protiklade s detekciou primárnych a sekundárnych, zákrytu podobných, mínim v ďalších svetelných krivkách (Will

& Barwig 1996; Matsumoto 1996). Svetelná krivka QR And skôr pripomína krivku systému CAL 87 (obr. 2.45), ktorý má vysoký sklon. Aplikovaním modelu vyvinutého pre CAL 87 (Schandl a kol. 1996) na optickú svetelnú krivku QR And vychádza sklon systému 60° – 70° (Gänsicke a kol. 1996). V takomto prípade by mohli byť horúce vnútorné časti akréčného disku zakryté vo všetkých fázach, čo by vysvetlilo relatívne nízku teplotu ($\sim 20\,000$ K) pozorovanú v optickej/FUV oblasti.

Avšak pri vysokom sklone systému by sme očakávali silnú orbitálnu spektroskopickú variabilitu spôsobenú zmenou pohľadu na ožiareného sprievodcu a/alebo obrubu disku. To sa však nepozoruje. Tiež by sme očakávali významnú moduláciu röntgenového žiarenia spôsobenú (čiastočným) zákrytom sekundárnou zložkou ako sa to pozoruje v CAL 87 (Schmidtke a kol. 1993). Nie je jasné ako by model s vysokým sklonom mohol vysvetliť veľmi hlboké sekundárne minimum so zákrytom sekundárnej zložky akréčnym diskom (okrajom). Meyer-Hofmeister a kol. (1997) udávajú sklon 56° a McGrath a kol. (2001) súhlasia so sklonom 50° – 60° . Avšak optické krivky ukazujú pozoruhodne malú moduláciu vo farebnom indexe $B - V$ a sotva detegovateľnú vo $V - R$ a $V - I$ počas všetkých fáz (Matsumoto & Fukue 1998). Je obtiažne interpretovať toto farebné správanie QR And na základe vyššieho sklону.

Podľa Livio (1997) je rýchlosť výtryskov v akreujúcich systémoch všeobecne rádu únikovej rýchlosti z centrálného objektu. Výtoky pozorované v kataklizmikách sú v rozsahu (3000 – 6000) km/s. Môžeme teda očakávať, že v systémoch s vyšším sklonom budeme pozorovať nižšie rýchlosti výtryskov, keďže tie nebudú orientované smerom k pozorovateľovi. Z modelu Meyer-Hofmeister a kol. (1997) vychádza sklon QR And 56° zodpovedajúci odtokovej rýchlosti ~ 1500 km/s (Quaintrell & Fender 1998). Priemet rýchlosti výtryskov v QR And je ~ 885 km/s, z ktorej vychádza sklon $\sim 79^{\circ}$ (Tomov a kol. 1998). Nižšia rýchlosť výtryskov by však mohla byť vlastná a odrážať nižšiu únikovú rýchlosť potrebnú od menej hmotného bieleho trpaslíka.

Becker a kol. (1998) dostali hodnotu funkcie hmotnosti $0,0247 \pm 0,0040 M_{\odot}$. Z nízkej hodnoty funkcie hmotnosti je zjavné, že aby darcovská hviezda mala prijateľnú hmotnosť, musí byť sklon systému malý alebo hmotu akreujúca hviezda musí byť obrovská v porovnaní s darcom. Na základe svojho modelu

vychádzajúceho z pozorovaní, „štandardného“ modelu, populačných a evolučných modelov došli k záveru, že najpravdepodobnejším sklonom systému s parametrami QR And (perióda, K-rýchlosť) bude 16° – 40° , a to bez ohľadu na akrečnú rýchlosť. Ich model predpokladá, že K-rýchlosť je spojená s orbitálnym pohybom akreujúcej hviezdy. Keď pripustili extrémnejšie pomery hmotností, napr. darcu s hmotnosťou $1,5 M_\odot$ obiehajúceho okolo čiernej diery s hmotnosťou $8 M_\odot$ alebo darcu s hmotnosťou $0,5 M_\odot$ okolo bieleho trpaslíka s hmotnosťou $1,3 M_\odot$, dostali sklon systému $\sim 60^\circ$. Ich výsledky by mohli naznačovať významnú vertikálnu štruktúru v akrečných diskoch röntgenových zdrojov pravdepodobne ako dôsledok vysokej akrečnej rýchlosti.

Z tvaru svetelnej krivky je možné predpokladať, že geometrický rozmer dvojhviezdneho systému a jeho zložiek je porovnateľný (Matsumoto 1996). Beuermann a kol. (1995) dostali dobrú zhodu 3. Keplerovho zákona $a = P^{2/3}(M_1 + M_2)^{1/3}$ s poloamplitúdou krivky radiálnych rýchlostí $v = 2\pi \left(\frac{M_1+M_2}{P}\right)^{1/3}$ pre parametre systému $a = 4 R_\odot$, $M_1 + M_2 \sim 2 M_\odot$. Greiner & Wenzel (1995) preto uzatvárajú, že najslubnejším modelom pre QR And bude akreujúci biely trpaslík s nukleárnym horením v kataklizmatickom systéme. Hoci „štandardný“ model predpokladá vyššiu hmotnosť sekundárnej zložky než bieleho trpaslíka (van den Heuvel a kol. 1992), funkcia hmotnosti (Beuermann a kol. 1995) naznačuje, že sprievodca v QR And má nižšiu hmotnosť než biely trpaslík v prípade, ak za kompaktný objekt v QR And berieme bieleho trpaslíka a ak emisná čiara He II je generovaná na strane kompaktného objektu (Matsumoto & Fukue 1998). Vzhľadom na celkovú hmotnosť systému je zrejmé, že modely zahrňajúce vysoko hmotnú sekundárnu zložku alebo obra (klasická symbiotická dvojhviezda) neobstoja a môžu sa vylúčiť.

Matsumoto & Fukue (1998) predpokladajú, že sekundárna zložka je na hlavnej postupnosti a sklon systému je malý. Hodnota funkcie hmotnosti QR And však silne naznačuje vyšší sklon systému a nižšiu hmotnosť sprievodcu. Príspevky sprievodcu k toku žiarenia sú pomerne malé. Teda, ak sklon môže byť vyšší, je možné, že sekundárna zložka je vyvinutá. Deufel a kol. (1999) na základe zmien radiálnych rýchlostí systému odhadli hmotnosť sekundárnej zložky na menej ako $0,5 M_\odot$ za predpokladu, že kompaktnou zložkou je biely trpaslík. McGrath a kol. (2001) na základe nimi nájdenej funkcie

hmotnosti odhadli hmotnosť sekundárnej zložky len na $(0,3 - 0,5) M_{\odot}$, a to bez ohľadu na to či kompaktnou hviezdou je biely trpaslík alebo neutrónová hviezda (ak správne určili krivku rád. rýchlostí He II). Žiadna hviezda hlavnej postupnosti by nemohla dosiahnuť Rocheovu hranicu, takže menej hmotná sekundárna zložka by musela byť vyvinutým zvyškom hviezdy, ktorá bola pôvodne hmotnejšia. Menej hmotná sekundárna zložka by mohla vysvetliť fakt, že nepozorujeme jej žiadne spektrálne charakteristiky.

Keďže nízke funkcie hmotnosti sú známe aj u niektorých iných SSXS (Crampton a kol. 1996), tak málo hmotný sprievodca môže byť celkom bežný. Je možné, že niektoré iné evolučné modely môžu vysvetliť stále SSXS. van Teeseling & King (1998) nedávno predložili model, kde prenos hmoty a dvoj-hviezdna evolúcia niektorých röntgenových zdrojov sú riadené silnou stratou hmoty prostredníctvom hviezdneho vetra z röntgenovo ožiarenej málo hmotnej darcovskej hviezdy. Keďže nie je známa hodnota sklonu systému, nie sú známe ani hmotnosti zložiek. A vzhľadom na to, že sa zatiaľ nepodarilo v spektrách identifikovať sekundárnu zložku, nemožno urobiť konečné rozhodnutie medzi oboma modelmi. Prijateľnejšie hodnoty sklonu však hovoria v prospech menej masívnej sekundárnej zložky.

Kapitola 3

Vlastná fotometria QR Andromedae

3.1 CCD fotometria na Observatóriu Hlohovec

Najzákladnejšou veličinou, ktorú môžeme na hviezdach merať, je celkové množstvo energie, ktoré z nej k nám prichádza vo forme elektromagnetického žiarenia. Túto veličinu nazývame tok žiarenia. Cieľom fotometrie premenných hviezd je získanie svetelnej krivky, čo je krivka závislosti toku žiarenia od času a jej následná analýza.

3.1.1 Prístrojové vybavenie Observatória Hlohovec

Fotometrické pozorovania QR And pre túto diplomovú prácu sa pôvodne mali získavať pomocou jednokanálového fotoelektrického fotometra umiestneného na ďalekohľade Cassegrain 600/7500 na Observatóriu Hlohovec (zem. šírka: $48^{\circ} 25' 11''$, zem. dĺžka: $-17^{\circ} 47' 54''$, nadmorská výška: 231 m). Pre dlhodobé technické poruchy fotometra sa však pozorovania nedarilo uskutočňovať. Našťastie bola v máji 2004 na Observatórium Hlohovec zakúpená CCD kamera SBIG ST-9XE. Parametre kamery sú uvedené v tab. 3.1, kvantová účinnosť čipu je zobrazená na obr. 3.1. Umiestnenie CCD kamery do primárneho ohniska ďalekohľadu Cassegrain 600/2400/7500, kam bolo osadenie kamery pôvodne plánované, si vyžadovalo rozsiahlu prestavbu ďalekohľadu ako aj

pomocného vybavenia, ktorá do týchto chvíľ nebola dokončená (máj 2005). Umiestnenie kamery do primárneho ohniska hlavného ďalekohľadu observatória je výhodné najmä z pohľadu optimálneho uhlového pokrytia na pixel. Podľa Romanishin (2000) je optimálna hodnota $1/2$ až $1/3$ seeingu (teoreticky $1/2$, v praxi sa skôr používa $1/3$) a keďže na Observatóriu Hlohovec má seeing hodnotu $\sim 3''$, tak optimálna hodnota uhlového pokrytia na pixel v podmienkach Observatória Hlohovec je $\sim (1 - 2)$ oblúkovej sekundy. Veľkosti zorných polí a príslušné uhlové pokrytia na pixel pre rôzne umiestnenia kamery sú uvedené v tab. 3.2. Hlavný ďalekohľad observatória je uchytený na paralaktickej montáži nemeckého typu s hodinovým strojom a manuálnym ovládaním hrubých pohybov. Ďalekohľad je umiestnený v kupole observatória s manuálnym ovládaním pohybu kupoli a štrbiny (obr. 3.2).

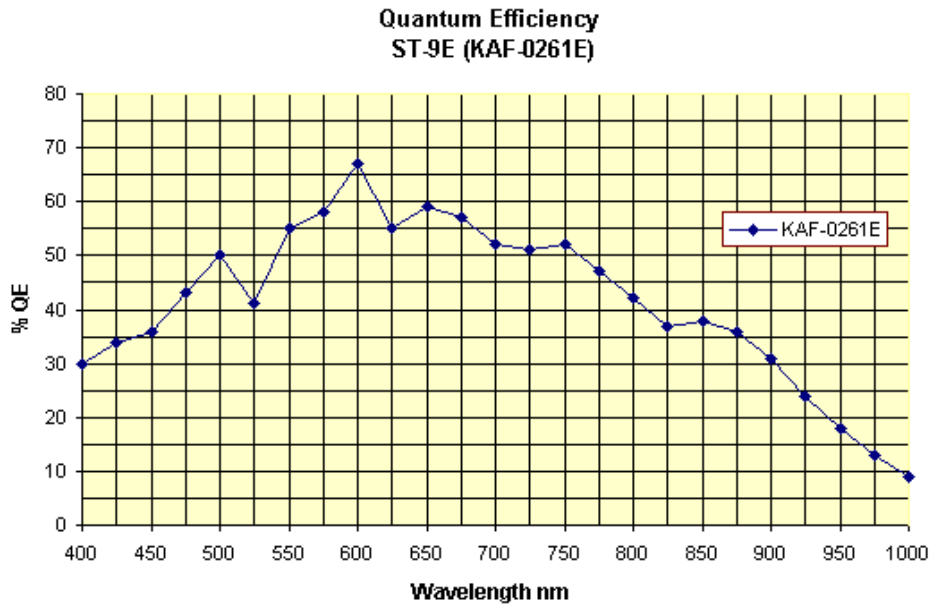
čip:	Kodak Enhanced KAF-0261E
rozмеры čipu	512×512 px. $10,2 \times 10,2$ mm
celkový počet pixelov	262144
veľkosť pixelu	20×20 μ m
celkový počet pixelov	262 144 px.
nábojová kapacita pixelu	$150\,000 e^-$
chladenie pod teplotu okolia	do -45°C
vyčítavacia doba	~ 1 sekunda

Tabuľka 3.1: Parametre CCD kamery SBIG ST-9XE

ďalekohľad	zorné pole	uhlové pokrytie
Zeiss Spiegelobjektiv 5,6/1000	$35,16'' \times 35,16''$	$4,12'' \times 4,12''$
Cassegrain 600/2400	$14,65'' \times 14,65''$	$1,72'' \times 1,72''$
Cassegrain 600/7500	$4,69'' \times 4,69''$	$0,55'' \times 0,55''$

Tabuľka 3.2: Zorné pole a uhlové pokrytie na pixel pre rôzne umiestnenia CCD kamery SBIG ST-9XE na ďalekohľadoch Observatória Hlohovec

Aby sme nestrácali drahocenný pozorovací čas, tak sme CCD kameru dočasne umiestnili na fotografickú komoru Zeiss Spiegelobjektiv 5,6/1000



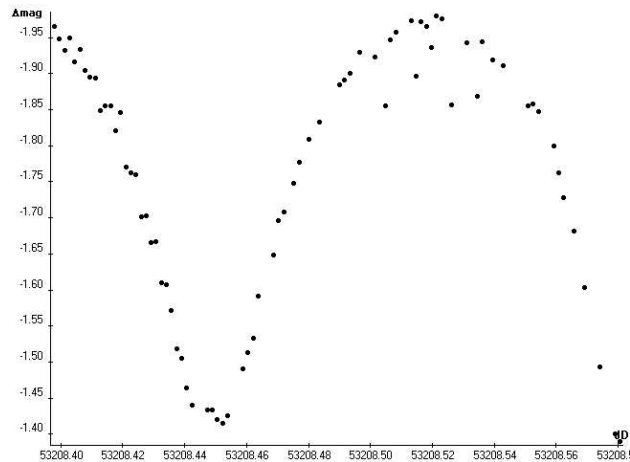
Obr. 3.1: Kvantová účinnosť čipu CCD kamery SBIG ST-9XE na Observatóriu Hlohovec

(optický systém Maksutov-Cassegrain 180/1000), ktorá je uchytená na tele hlavného ďalekohľadu (obr. 3.2). Umiestnenie kamery na fotokomoru bolo podstatne jednoduchšie, pretože si to vyžadovalo iba pomerne jednoduchú úpravu zaostrovacieho mechanizmu. To nám umožnilo prakticky okamžite začať realizovať pozorovací program, ktorý zahŕňal premenné hviezdy V Sge (Szász 2005) a QR And (táto práca). Keďže sa jednalo o nové detekčné zariadenie, bolo potrebné najprv CCD kameru otestovať. Už fotometrické meranie z 21./22. 7. 2004 ukázalo (obr. 3.3), že zakúpená CCD kamera je v poriadku a je schopná získavať kvalitné svetelné krivky s presnosťou minimálne $\sim 0,05$ mag. Všetok pozorovací materiál pre QR And z Observatória Hlohovec bol nakoniec získaný pomocou kamery ST-9XE umiestnenej na fotokomore Zeiss Spiegelobjektiv 5,6/1000.

Spočiatku sme nemali k dispozícii žiaden fotometrický filter, a preto sme pozorovania uskutočňovali bezfiltrovo v tzv. integrálnom svetle. 15. 8. 2004 sa podarilo na kameru umiestniť Johnsonove filtre *V* a *B* z hlavy fotoelektrického fotometra. Žiaľ, filterový karusel zapožičaný z AGO Modra, ktorý mal za-



Obr. 3.2: CCD kamera SBIG ST-9XE umiestnená na fotokomore Zeiss Spiegelobjektiv 5,6/1000 v kupole Observatória Hlohovec a pripojená k počítaču



Obr. 3.3: Svetelná krivka BX Pegasi získaná na Observatóriu Hlohovec počas noci 21./22. 7. 2004.

bezpečovať výmenu filtrov počas pozorovania, sa ukázal byť nefunkčný. Osaďenie filtrov nám však umožnilo uskutočňovať aspoň jednofarebnú CCD fotometriu. Pre ďalšie pozorovania sme sa rozhodli použiť filter V , pretože merania v tomto filtri sa najviac približujú vizuálnym meraniam a meraniam v integrálnom svetle. Hoci bolo možné pre každú noc použiť iný filter, rozhodli sme sa používať stále iba jeden, aby sme získali homogénnu sadu pozorovaní z celej pozorovacej sezóny. Koncom novembra 2004 sa podarilo zakúpiť sadu Kron-Cousin filtrov $UBVRI$, čo je rozšírený a upravený Johnsonov UBV systém pre CCD fotometriu. Avšak pre nefunkčnosť filtrového karuselu sme boli nútení i naďalej používať predošlú konfiguráciu kamery s filtrom V z hlavy fotoelektrického fotometra. Keďže modelovanie fyzikálnych parametrov systému je veľmi obtiažne, ak nie nemožné s použitím iba jednofarebnej fotometrie, rozhodli sme sa orientovať pozorovanie na primárne minimá s cieľom spresniť efemeridu systému a získať body do $O - C$ diagramu.

3.1.2 Softvér pre získanie pozorovacích dát

Vzhľadom na to, že pôvodným vybavením observatória pre získavanie pozorovacích dát bol jednokanálový fotoelektrický fotometer, bolo nevyhnutné zoznámiť sa s jeho činnosťou a prispôbiť nevyhovujúce programové vyba-

venie pre potreby permanentného dlhodobého získavania kvalitného pozorovacieho materiálu. Keďže dovtedy používaný obslužný program fotometra bol poruchový a nekomfortný, začali sme vyvíjať nový pozorovací softvér pre tento fotometer. Výsledky niekoľkoročnej práce sú publikované v článku Szász a kol. (2003) a v diplomovej práci Szász (2005). Ako však už bolo spomenuté v predchádzajúcej kapitole, pozorovania sa nakoniec realizovali kvalitnejšieho a modernejšieho prístroja — CCD kamery SBIG ST-9XE, pre ktorý sme museli z dôvodov nekompatibility využiť iné softvérové vybavenie ako pre fotoelektrický fotometer. O nami vytvorený softvér však prejavili záujem pracovníci Astronomického Ústavu SAV a po miernej úprave bude slúžiť pre potreby fotoelektrických fotometrov AsÚ SAV, na Observatóriách Stará Lesná a Skalnaté pleso.

3.1.3 Automatizovaná meteorologická stanica

Väčšina astronomických pozorovaní pochádza z povrchu našej planéty, ktorá je však obklopená plynným obalom — zemskou atmosférou. Pre zemskú atmosféru sú typické javy ako gradient tlaku, hustoty, teploty, rôzne turbulencie a fluktuácie. To všetko silne ovplyvňuje nielen svetlo z hviezd, ktoré k nám cez ňu prichádza, ale aj prístrojovú a detekčnú techniku. Aby sme mohli posúdiť veľkosť týchto vplyvov, je potrebné sledovať niektoré meteorologické prvky, a to teplotu, relatívnu vlhkosť vzduchu, tlak atmosféry a oblačnosť. Hoci teplota sa počas merania zaznamenávala, zaznamenávala sa iba raz za noc. Avšak stav atmosféry sa môže výrazne zmeniť už počas noci, a preto by bolo vhodné zaznamenávať údaje o stave atmosféry v pravidelných časových intervaloch. Keďže na Observatóriu Hlohovec je pozorovateľ zvyčajne sám, tak v záujme čo najlepšieho využitia pozorovacieho času nie je možné takéto pravidelné záznamy realizovať. Nehovoriac o tom, že okrem teplomeru sa žiadny iný funkčný merací prístroj na určovanie meteorologických prvkov na observatóriu nenachádza. Z týchto dôvodov sme sa rozhodli preštudovať fyzikálne možnosti sledovania vyššie spomínaných meteorologických prvkov elektronickou cestou, aby bolo možné skonštruovať plne automatizovanú meteorologickú stanicu. Ukázalo sa, že tento cieľ je oveľa komplexnejší

a rozsiahlejší ako sme sa spočiatku domnievali. Preto sme sa rozhodli oddeliť túto časť práce a publikovať ju v rámci Študentskej vedeckej konferencie (Chrastina 2005). V práci sa podarilo preštudovať jednotlivé fyzikálne možnosti sledovania vybraných meteorologických prvkov, skonštruovať plne automatickú meteorologickú stanicu sledujúcu zatiaľ iba teplotu a relatívnu vlhkosť vzduchu (z dôvodu nedostatku financií na zakúpenie ďalších senzorov), a tak prakticky realizovať automatizované sledovanie stavu atmosféry na Observatóriu Hlohovec. Práca je k dispozícii na autorovej osobnej stránke <http://chrastina.kozmos.sk>

3.1.4 CCD fotometria premenných hviezd

CCD fotometria premenných hviezd spočíva v získaní série snímok poľa danej premennej hviezdy. Na ovládanie kamery a vyčítavanie snímok bolo vyskúšaných niekoľko programov: SBIG CCDOPS, CCDSoft a Maxim DL. Ako najvýhodnejší z nich sa ukázal byť posledne menovaný program, ktorý poskytuje najlepšie ovládanie a ponúka najviac možností. Pri získavaní pozorovacieho materiálu pre QR And bol preto používaný práve program Maxim DL.

Pri získavaní pozorovacích dát sme použili metódu diferenciálnej fotometrie. Táto metóda spočíva v meraní jasnosti premennej hviezdy a porovnávacej hviezdy nachádzajúcej sa pokiaľ možno v blízkosti premennej. Ak sú totiž obe hviezdy dostatočne blízko k sebe, je možné zanedbať vplyv extinkcie vyšších rádov a môžeme dosiahnuť vyššie časové rozlíšenie, keďže nie je potrebná zmena polohy ďalekohľadu kvôli meraniu jednotlivých hviezd. Na čip kamery nám však dopadá okrem svetla samotných hviezd aj parazitné svetlo rozptýlené atmosférou, ktoré bude predstavovať nežiadúci vplyv pri meraní jasnosti hviezd, a preto je nevyhnutné od jasnosti hviezdy odčítať jasnosť oblohy v jej blízkosti.

Pre určenie jasnosti hviezdy zo CCD snímku sa najčastejšie používa apertúrna fotometria. Metóda spočíva v spočítaní hodnôt všetkých pixelov v zvolenej malej oblasti okolo hviezdy (tzv. apertúre), čím získame číslo úmerné jasnosti hviezdy (snímok je v podstate binárna matica hodnôt úmerných množstvu elektrónov naakumulovaných na jednotlivých pixeloch čipu). Spo-

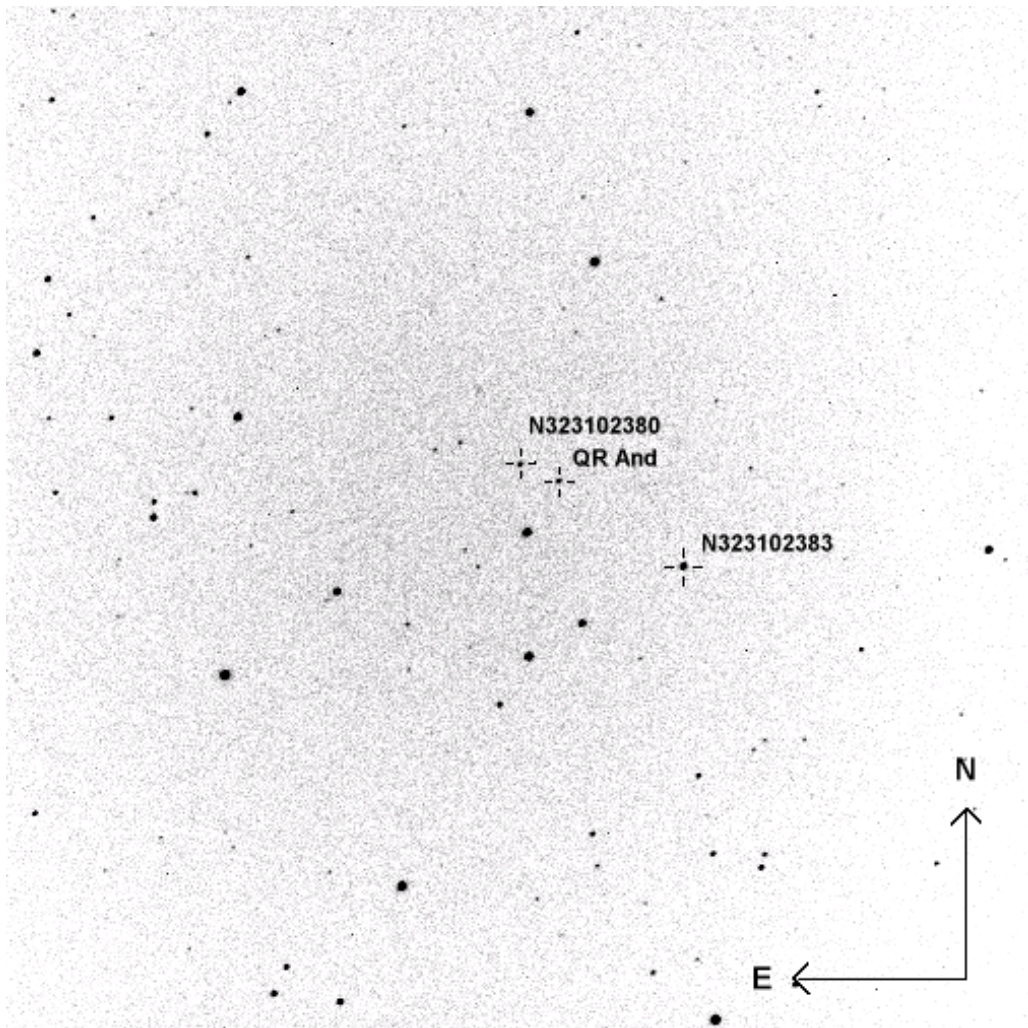
čítaním hodnôt pixelov v medzikruží okolo danej hviezdy (s väčším polomerom ako predtým zvolená apertúra) získame číslo úmerné jasnosti oblohy. Odčítaním zmeranej jasnosti oblohy od zmeranej jasnosti hviezdy dostaneme výslednú jasnosť hviezdy. Výsledkom diferenciálnej fotometrie je určený rozdiel jasností medzi premennou a porovnávacou hviezdou v danom časovom okamihu.

Porovnávací hviezda nesmie byť za žiadnych okolností premenná, a preto sa v praxi zvykne používať ešte kontrolná hviezda, voči ktorej sa vzťahuje jasnosť porovnávací hviezdy. Takto možno odhaliť prípadnú vlastnú premennosť porovnávací hviezdy a zároveň tak získame predstavu o rozptyle získanej svetelnej krivky. Pri pozorovaniach QR And sme ako porovnávaciu hviezdu použili hviezdu označenú v katalógu GSC 2.2 ako N323102383. Jej stabilitu sme kontrolovali hviezdou označenou v tom istom katalógu ako N323102380. Použitie práve týchto hviezd bolo odôvodnené tým, že boli použité ako porovnávací či kontrolné aj pri fotometrických pozorovaniach QR And iných autorov, ktorí pri pozorovaní nezistili žiadnu variabilitu týchto hviezd. Všetky získané údaje uvedené v tejto práci sú vzťahované k vyššie uvedenej porovnávací hviezde.

3.1.5 Redukcia CCD snímok

Ako každé iné experimentálne či observačné meranie aj CCD fotometria je ovplyvnená nežiaducimi prístrojovými javmi. Každý snímok poľa hviezdy získaný CCD kamerou v sebe zahŕňa nežiaduce efekty spôsobené elektronikou kamery a nedokonalosťou optiky použitého prístroja. Na potlačenie týchto nežiaducích vplyvov je nevyhnutné priebežne získavať aj kalibračné snímky. V CCD fotometrii sa obvykle používajú dva druhy kalibračných snímok: temný snímok a vyrovnávací snímok.

Temný snímok („dark frame“) je snímok získaný pri zatvorenej uzávierke kamery, pri rovnakej teplote čipu a s rovnakou expozičnou dobou ako získaný snímok poľa premennej hviezdy. Takýmto spôsobom získame informáciu o tepelnom šume, ktorý sa akumuluje pri konkrétnej teplote a expozičnej dobe. Vzhľadom na štatistický charakter tohto javu a nemožnosť získavania tem-



Obr. 3.4: Snímka poľa QR And získaná na Observatóriu Hlohovec pomocou foto-
komory Zeiss Spiegelobjektiv 5,6/1000 a CCD kamerou SBIG ST-9XE.
Premenná, porovnávacia a kontrolná hviezda sú označené krížikmi

ného snímku a snímku poľa hviezdy v rovnakom okamihu je vhodnejšie používať akýsi priemerný temný snímok, tzv. master dark snímok. Ten získame exponovaním väčšieho množstva temných snímok (~ 100) pre zvolenú expozičnú dobu a teplotu čipu a následným priemerovaním. Keďže temný snímok súvisí iba s vlastnou elektronikou kamery, tak je postačujúce urobiť pre každú expozičnú dobu a teplotu čipu použitú pri získavaní snímok poľa hviezdy a vyrovnávacích snímok jednu sadu temných snímok za sezónu a pri procese kalibrácie počas spracovania dát používať z nich vytvorený master dark snímok.

Vyrovnávací snímok („flat field“) je snímok rovnomerne osvetlenej plochy. Obsahuje informáciu o nerovnomernej citlivosti pixelov čipu kamery a tiež o vplyve optických členov na získaný obraz poľa hviezdy (nečistoty na filtroch a pod.). Na Observatóriu Hlohovec sa tieto snímky získavajú expozičiou oblohy počas súmraku. Opäť je vhodné získať viac snímok a spriemerovať ich do tzv. master flat snímku, aby bolo možné vyhladiť fluktuácie osvetlenia čipu spôsobené turbulentným charakterom atmosféry. Vyrovnávacie snímky sa získavajú tak, aby osvetlenie väčšiny pixelov na čipe bolo v $1/2$ až $2/3$ dynamického rozsahu čipu, ktorý je daný 16 bitovým A/D prevodníkom kamery. Teda v našom prípade by hodnota väčšiny pixelov na vyrovnávacom snímku mala byť (30 000 – 43 000) ADU (Analog to Digital Unit). Čip kamery je nesmierne citlivý, a preto hneď po západe Slnka sú na snímkach zachytené hviezdy, ktoré v tomto prípade (kedy chceme dosiahnuť rovnomerné osvetlenie čipu) predstavujú nežiadúci vplyv. Na potlačenie tohto vplyvu stačí získať viacero snímok s krátkou expozičnou dobou pri vypnutom hodinovom stroji. Hviezdy sa tak potom zobrazia vždy na iné miesto na snímke a pri spriemerovaní všetkých vyrovnávacích snímok sa vplyv hviezd odstráni. Keďže sme pri získavaní vyrovnávacích snímok limitovaní vyššie uvedeným dynamickým rozsahom, tak pri danej expozičnej dobe sa podarí získať pomerne málo vyrovnávacích snímok. Aby sme ich počet zvýšili, získavajú sa vyrovnávacie snímky pri rôznych expozičných dobách od 0,2 s do 1 s s krokom (1 – 2) s.

3.1.6 Archivácia pozorovacích dát

Snímky vyčítavané z kamery sú ukladané na pevný disk počítača do súborov vo formáte FITS. V týchto súboroch sa okrem samotného snímku nachádza aj textová hlavička obsahujúca doplňujúce informácie o snímku (názov objektu, použitý filter, expozičná doba a pod.). Aby sa zjednodušila neskoršia manipulácia s napozorovanými dátami, je vhodné už pri pozorovaní dodržiavať štandard pre hlavičky súborov. Na Observatóriu Hlohovec sme pre potreby archivácie a ďalšieho spracovania snímok zaviedli štandard pre pomenovávanie súborov a používanie doplnkových informácií v hlavičkách formátu FITS. Snímky sú v archíve triedené podľa večerného dátumu a pozorovaných objektov. Priebežne je vedený databázový súbor umožňujúci rýchlu orientáciu v archíve. Snímky boli spočiatku archivované na dátové nosiče CD-R, neskôr na DVD+RW. Z dôvodu úsporného využitia archivačných médií sme snímky komprimovali programom `bzip2`.

Keďže v praxi vždy dochádzalo k chybám spôsobených únavou pozorovateľa počas merania, bolo nevyhnutné po každom meraní súbory opraviť podľa štandardu. Pre tento účel bola na Observatóriu Hlohovec vyvinutá sada skriptov pre príkazový interpret `bash` v operačnom systéme Linux (Szász 2005). Tieto skripty boli neskôr začlenené do balíka `ccdtools` vyvinutého pre archiváciu a spracovanie CCD meraní na Observatóriu Hlohovec.

3.1.7 Meranie a zaznamenávanie času pozorovaní, heliocentrická korekcia

Ako sme uviedli v úvode kapitoly 3.1, cieľom fotometrie je sledovanie časových zmien jasnosti hviezd. Z tohto dôvodu je nevyhnutné synchronizovať čas v počítači (odkiaľ sa pri pozorovaní berie údaj o čase) s presnými časovými normálmi. Na Observatóriu Hlohovec sa na časovú synchronizáciu používajú internetové časové servery, s ktorými sa počítač vždy pred pozorovaním synchronizuje. Ďalšie pozorovanie už prebieha bez časovej synchronizácie. Pre synchronizáciu používame svetový čas UT, v ktorom sú vedené aj všetky záznamy o pozorovaní.

V astronómii sa na počítanie času používa juliánsky dátum (JD). Zá-

kladom je nepretržité počítanie dní bez delenia na roky a mesiace od 1,5 januára 4713 pred n.l. (s periódou 7980 rokov). Deň v JD začína napoludnie. Keďže JD je vzťahnutý na udalosti pozorované v blízkom okolí Zeme a keďže pri vzdialenostiach hviezd už nemôžeme zanedbať orbitálny pohyb Zeme v súvislosti s konečnou rýchlosťou šírenia svetla, je potrebné pracovať s heliocentrickým juliánskym dátumom (HJD), ktorý sa vzťahuje na udalosti v okolí Slnka. HJD možno vypočítať z geocentrického JD podľa vzťahu:

$$\text{HJD} = \text{JD} + t, \quad (3.1)$$

kde t je heliocentrická korekcia daná vzťahom:

$$t = k \cdot r \{ \cos \lambda_{\odot} \cos \alpha \cos \delta + \sin \lambda_{\odot} (\sin \varepsilon \sin \delta + \cos \varepsilon \cos \delta \sin \alpha) \}, \quad (3.2)$$

kde k je konštanta ($k = -0,0057755$ deň/AU), r je vzdialenosť Slnka v astronomických jednotkách (AU), λ_{\odot} je ekliptikálna dĺžka Slnka, α , δ sú rovníkové súradnice hviezdy (rektascenzia a deklinácia) a ε je sklon zemskej osi.

3.2 Získané pozorovacie dáta na Observatóriu Hlohovec a ich spracovanie

Po získaní snímok poľa premennej hviezdy, vyrovnávacích a temných snímok je potrebné všetky snímky archivovať. Aby sa pri archivácii dodržal dohodnutý štandard, je potrebné prípadné chyby v názvoch datových súborov, adresárovej štruktúre alebo hlavičkách formátu FITS opraviť (viď kap. 3.1.6). Na tento účel používame vyvinuté skripty z balíka `ccdtools` (Szász 2005). Po tejto operácii nasleduje záznam o pozorovaní do centrálného databázového súboru, v ktorom sa držia základné údaje o všetkých pozorovaniach na Observatóriu Hlohovec. Dáta z pozorovania, pripravené k archivácii sa skomprimujú programom `bzip2`. Po nazbieraní skomprimovaných dát približne rovnakého objemu ako kapacita archívneho záznamového média (CD-R alebo DVD+RW) sa dáta uskladnia, a to v dvoch kópiách (viď aj kap.

3.1.6). Archivácia nám umožňuje neskôr sa vrátiť k napozorovaným dátam a spracovať ich napr. inou metódou než bola pôvodne použitá. Zvyčajne k prvému spracovaniu dát dochádza ihneď po ich prípave na archiváciu.

Kalibrácia snímkov je proces, ktorý musí predchádzať každému ďalšiemu spracovaniu snímkov. Cieľom je odfiltrovať zo snímku nežiadúce efekty spôsobené elektronikou kamery a nedokonalosťou optiky použitého prístroja. Na Observatóriu Hlohovec používame na celý proces kalibrácie softvérový balík C-Munipack vyvinutý na Masarykovej Univerzite v Brne (Motl 2004). Kalibrácia a spracovanie má nasledovný postup:

1. Vytvorenie priemerného temného snímku tzv. master dark snímku zo získaných temných snímkov pre každú použitú expozičnú dobu a teplotu čipu.
2. Vytvorenie priemerného vyrovnávacieho snímku, tzv. master flat snímku. Od každého získaného vyrovnávacieho snímku sa odčíta master dark snímok. Takto opravené vyrovnávacie snímky sa spriemerujú a výsledok sa normuje (hodnota každého pixelu sa podelí maximálnou hodnotou zo všetkých pixelov), čím vznikne výsledný masterflat snímok.
3. Odstránenie tepelného šumu z jednotlivých snímkov poľa hviezdy odčítaním master dark snímku.
4. Podelenie každého snímku poľa hviezdy master flat snímkom (pokiaľ možno z tej istej noci).
5. Zmeranie jasnosti každej hviezdy v poli metódou apertúrnej fotometrie. Program C-Munipack (Motl 2004) automaticky identifikuje všetky hviezdy na snímkoch, vyberie pre ne najvhodnejšie apertúry, odčíta jas oblohy a výsledok prepočíta do hviezdnych veľkostí.
6. Naviazanie jednotlivých snímok na jeden zvolený referenčný snímok, čo je veľmi dôležité, pretože nikdy sa pri pozorovaní nepodarí udržať hviezdy na rovnakom mieste snímku.
7. Vybratie premennej, porovnávacej a kontrolnej hviezdy.

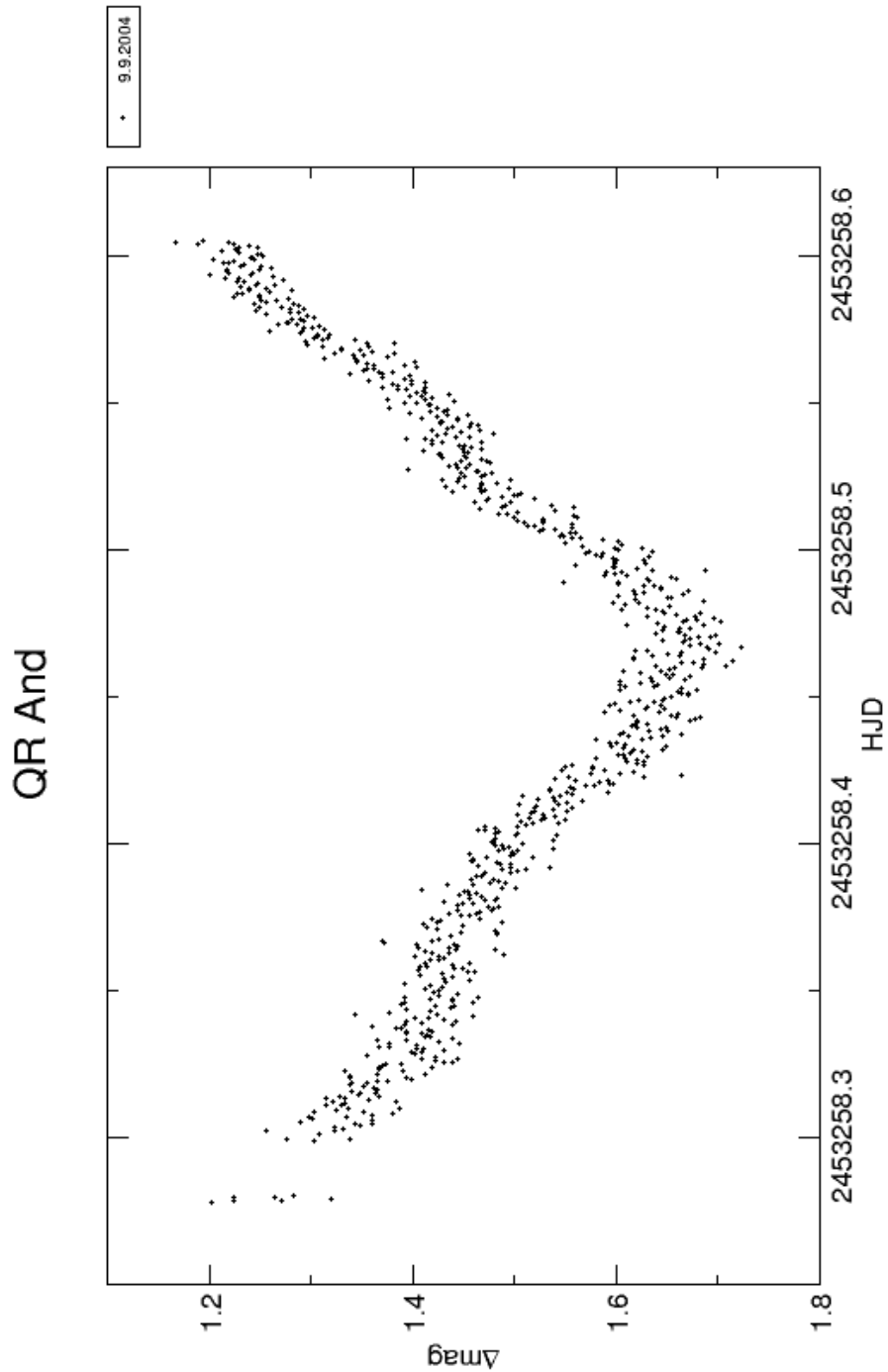
Výsledkom spracovania dát pomocou programu C-Munipack (Motl 2004) je získanie relatívnych svetelných kriviek, ktoré zobrazujú závislosť rozdielu jasností každej dvojice hviezd (Δm) na čase. Dáta sú uložené do dátového súboru, ktorý obsahuje hlavičku a zmerané hodnoty relatívnych jasností a príslušných chýb. Hľadaná svetelná krivka premennej hviezdy je teda relatívna a zobrazuje zmeny jasnosti voči porovnávacej hviezde (obr. 3.5). Z tohto dôvodu je vhodné používať pri spracovaní viacerých pozorovaní vždy tú istú porovnávaciu a kontrolnú hviezdu.

Vyššie uvedeným postupom získame iba svetelnú krivku z jednej noci, ktorá navyše obsahuje aj body s veľkými chybami, čas je uvedený v JD a pod. My však potrebujeme spracovať pozorovania zo všetkých nocí a výsledky spojiť. Preto je potrebné pristúpiť k ďalšiemu spracovaniu, na ktoré sme použili vyvinuté skripty z balíka `ccdtools` (Szász 2005). V tab. 3.3 je uvedený zoznam pozorovaní poľa QR And na Observatóriu Hlohovec. Tabuľky neuvádzajú merania, ktoré boli neskôr vykonané za účelom prevodu získaných dát na štandardný fotometrický systém (14. 11. 2004, 15. 11. 2004, 21. 11. 2004 a 4. 12. 2004) a noc z 3. 10. 2004, kedy sa pozorovalo bez chladenia čipu kamery. Pre jednoduchosť uvádzame len večerný dátum (t.j. dátum pred polnocou v danej noci), ďalej začiatok a koniec pozorovania v UT, počet získaných snímok a použitý fotometrický filter.

Celkovo sme napozorovali $\sim 82,5$ hod. čistého času a získali 9130 snímok poľa QR And.

Pre ďalšie spracovanie dát je potrebné previesť juliánsky dátum na heliocentrický juliánsky dátum, a to pripočítaním heliocentrickej korekcie. Následne sa odstránia body s príliš veľkými chybami. Priemerný štatistický rozptyl porovnávacej hviezdy voči kontrolnej pri pozorovaniach QR And bol $\sim 0,03$ mag (tab. 3.4, obr. 3.6). Preto boli z ďalšieho spracovania vylúčené všetky body s chybou väčšou ako 0,03 mag (pri hľadaní periódy to však bolo 0,028 mag, aby sme mali čistejšiu krivku a viac sa priblížili k limitu pre počet bodov programu ALC).

Základným parametrom, ktorý je možné z fotometrie premenných hviezd určiť, je orbitálna perióda (P_{orb}), t.j. časový interval medzi dvoma po sebe nasledujúcimi primárnymi resp. sekundárnymi minimami. Pri hľadaní periódy



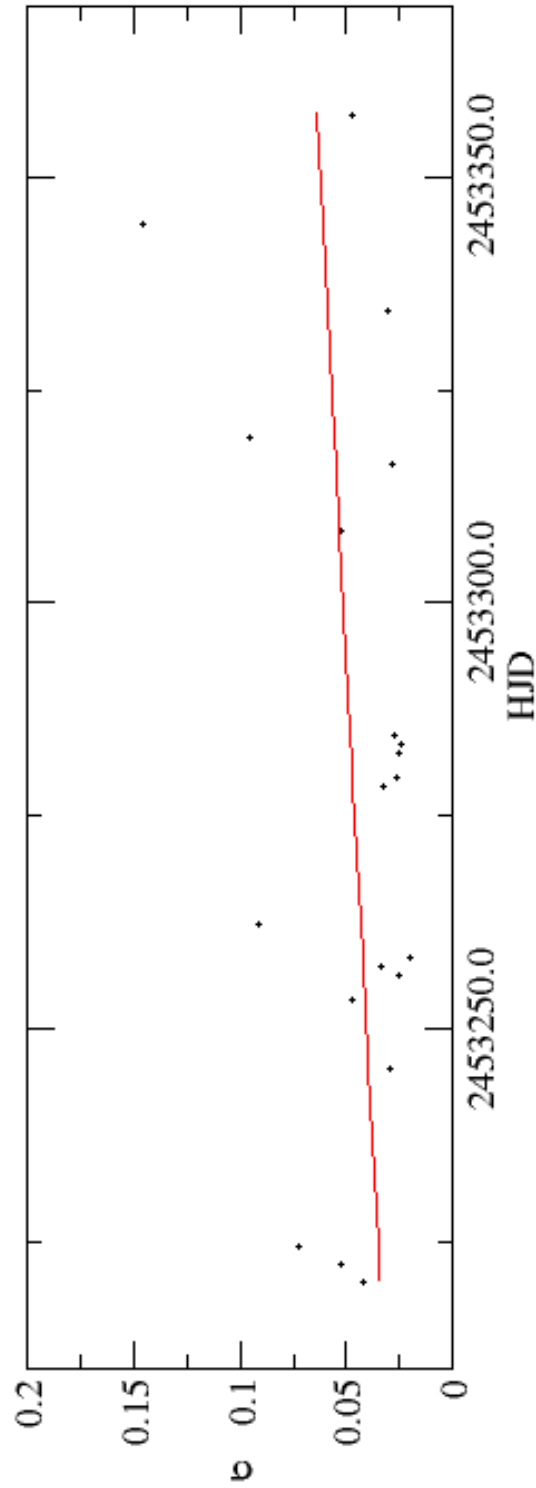
Obr. 3.5: Svetelná krivka QR And pozorovaná 09. 09. 2004

večerný dátum	začiatok	koniec	počet snímkov	filter
03. 08. 2004	21:26:51	23:27:25	139	—
05. 08. 2004	21:38:01	01:09:19	394	—
05. 08. 2004	02:06:20	02:31:37	48	—
07. 08. 2004	21:34:30	02:03:32	500	V
28. 08. 2004	01:15:06	03:10:40	216	V
05. 09. 2004	21:26:02	02:13:41	498	V
08. 09. 2004	21:50:02	03:20:39	616	V
09. 09. 2004	18:40:00	02:38:58	890	V
10. 09. 2004	01:34:40	03:26:21	208	V
14. 09. 2004	23:51:23	00:43:38	98	V
30. 09. 2004	22:38:09	03:45:46	572	V
01. 10. 2004	23:05:32	02:59:40	426	V
04. 10. 2004	22:57:58	02:47:48	427	V
05. 10. 2004	22:50:14	02:43:53	434	V
06. 10. 2004	22:20:24	01:42:27	373	V
30. 10. 2004	20:18:47	01:06:59	536	V
07. 11. 2004	17:26:34	00:31:29	790	V
10. 11. 2004	20:52:39	23:07:50	252	V
25. 11. 2004	19:14:43	23:30:45	477	V
05. 12. 2004	17:25:52	21:01:26	402	V
08. 12. 2004	15:58:05	18:57:31	329	B
18. 12. 2004	16:17:15	17:45:25	165	V

Tabuľka 3.3: Prehľad pozorovaní poľa QR Andromedae pomocou kamery SBIG ST-9XE a ďalekohľadu Zeiss Spiegelobjektiv 5,6/1000 na Observatóriu Hlohovec. V tabuľke nie sú zahrnuté merania z nocí: 3. 10. 2004, 14. 11. 2004, 15. 11. 2004, 21. 11. 2004 a 4. 12. 2004.

večerný dátum	priemerná chyba $C - C1$
03. 08. 2004	0,04107352
05. 08. 2004	0,05227027
07. 08. 2004	0,07194758
28. 08. 2004	0,02912391
05. 09. 2004	0,04638355
08. 09. 2004	0,02535604
09. 09. 2004	0,03283864
10. 09. 2004	0,01997838
14. 09. 2004	0,09047937
30. 09. 2004	0,03265347
01. 10. 2004	0,02627982
04. 10. 2004	0,02442167
05. 10. 2004	0,02341239
06. 10. 2004	0,02707292
30. 10. 2004	0,05169635
07. 11. 2004	0,02839615
10. 11. 2004	0,0950563
25. 11. 2004	0,03039827
05. 12. 2004	0,1455343
18. 12. 2004	0,04711963

Tabuľka 3.4: Priemerná chyba porovnávacej hviezdy mínus kontrolnej počas jednotlivých nocí určená metódou lineárnej regresie. V tabuľke nie je zahrnutá pozorovanie z 8. 12. 2004, kedy sa pozorovalo vo filtri B a z 3. 10. 2004, kedy sa pozorovalo bez chladenia čipu kamery



Obr. 3.6: Štatistický rozptyl porovnávacej hviezdy mínus kontrolnej. Každý bod reprezentuje priemernú chybu za noc podľa tab. 3.4. Preložená plná čiara je priamka lineárnej regresie. Stredná chyba určená metódou lineárnej regresie je $\sim 0,03$ mag

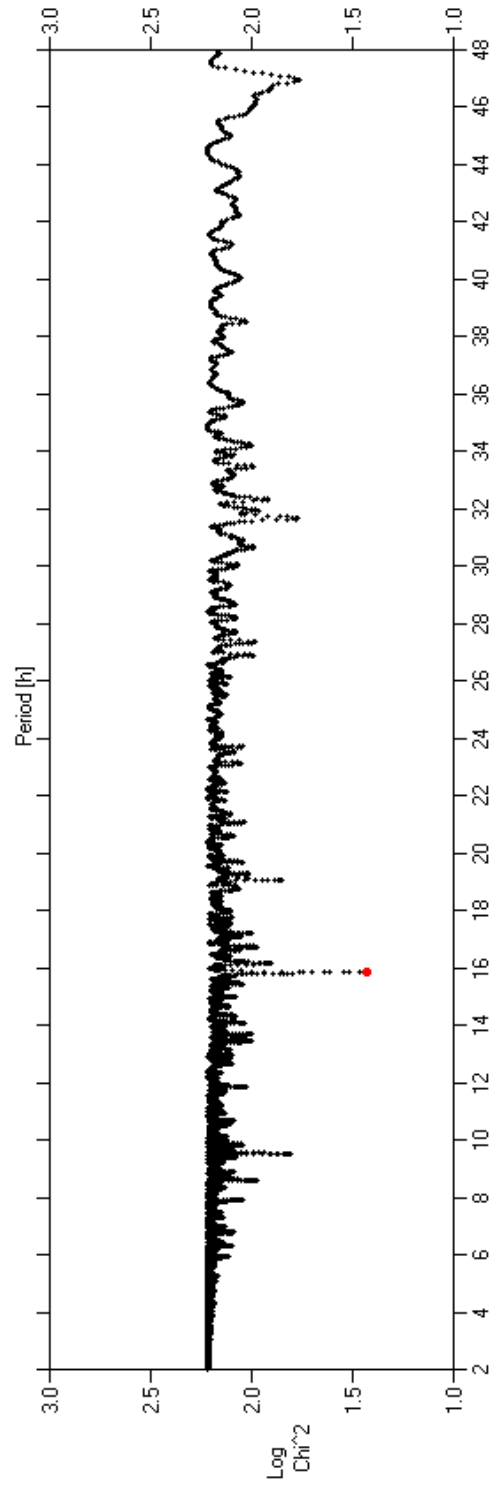
boli z dát odstránené všetky body s chybou väčšou ako 0,028 mag a boli vynechané pozorovania z 03. 08. 2004 (pozorovanie bez chladenia čipu kamery), 14. 09. 2004 (málo dát a s veľkým rozptylom) a 8. 12. 2004 (pozorovanie vo filtri *B*). Pre hľadanie periódy sme použili program ALC, vyvinutý dr. Pravcom, ktorý na hľadanie používa fourierovú periódovú analýzu až 20. rádu. Program zobrazuje závislosť rozptylu (χ^2) dát okolo strednej fourierovskej krivky preloženej dátami voči použitej perióde strednej fourierovskej krivky, tzv. periodogram. Použitie programu ALC komplikoval limit pre počet bodov, ktorý mohol program spracovať (maximálne 4998 bodov). V prípade QR And sme získali celkovo 9130 bodov, a preto bol vytvorený skript v balíku `ccdtools` (Szász 2005), ktorý rovnomerne pretriedi dáta tak, aby výsledný počet dosiahol presne maximálny limit (4998 bodov). V dátach z pozorovaní QR And sme hľadali periódu v rozsahu (2 – 48) hodín. Po nájdení pravdepodobnej periódy 15,85 hod. určenej z periodogramu (obr. 3.7), umožňuje program jej spresnenie, pre ktoré sme použili maximálny 20. rád fourierovej analýzy. Výsledná nájdená perióda QR And je $(15,8499 \pm 0,0002)$ hod.

Ďalším krokom je určenie okamihov miním. Na určenie okamihov miním sme použili program AVE, ktorý používa Kwee-van Woerdenovu metódu. Dôležité je, že výstupom tejto metódy je aj chyba určenia okamihu minima. Tu poznamenajme, že určenie okamihu minima pri asymetrických a nepravidelných svetelných krivkách (akú má QR And) je veľmi obtiažne a nie je isté, že nájdený okamih minima skutočne zodpovedá konjunkcii hviezd. Súpis okamihov primárnych miním publikovaných v literatúre a určených z našich vlastných pozorovaní, je uvedený v tab. 3.5. Celkovo bolo za 10 rokov pozorovaní získaných 31 okamihov miním, z toho významnú časť (9 okamihov miním) sme získali na Observatóriu Hlohovec.

Ak je známa perióda (P_{orb}) a jeden okamih primárneho minima (T_0), je možné zostaviť tzv. fázovú krivku, t.j. závislosť jasnosti od orbitálnej fázy. Vzťah medzi orbitálnou fázou P , JD, T_0 a P_{orb} je daný rovnicou:

$$P = \frac{\text{JD} - T_0}{P_{\text{orb}}}, \quad (3.3)$$

kde $T_0 < \text{JD}$ a $0,0 \leq P < 1,0$ (používa sa len desatinná časť fázy). Výsledná



Obr. 3.7: Periodogram vytvorený pomocou programu ALC pri použití Fourierovej periódovej analýzy 2. rádu. Perióda bola hľadaná v časovom intervale 2–48 hodín

HJD	zdroj
2448887,505(1)	Will & Barwig (1996)
2448890,809(2)	Beuermann a kol. (1995)
2448896,756(2)	Beuermann a kol. (1995)
2449022,250(1)	Will & Barwig (1996)
2449362,382(1)	Will & Barwig (1996)
2449640,457(1)	Will & Barwig (1996)
2449987,846(14)	McGrath a kol. (2001)
2449997,083(1)	Matsumoto (1996)
2450003,051(1)	Matsumoto (1996)
2450005,008(1)	Matsumoto (1996)
2450012,266(3)	Matsumoto (1996)
2450013,602(1)	Will & Barwig (1996)
2450014,273(1)	Will & Barwig (1996)
2450040,021(2)	Matsumoto (1996)
2450075,017(2)	Matsumoto (1996)
2450369,590(1)	Deufel a kol. (1999)
2450379,504(18)	Deufel a kol. (1999)
2450391,385(8)	Deufel a kol. (1999)
2450397,333(1)	Deufel a kol. (1999)
2450430,361(1)	Deufel a kol. (1999)
2450434,323(1)	Deufel a kol. (1999)
2451753,922(1)	McGrath a kol. (2001)
2453225,4392(3)	táto práca
2453233,4563(4)	táto práca
2453246,5603(9)	táto práca
2453254,4977(2)	táto práca
2453258,4598(2)	táto práca
2453279,5828(5)	táto práca
2453283,5737(2)	táto práca
2453317,2501(2)	táto práca
2453358,1963(2)	táto práca

Tabuľka 3.5: Súpis okamihov primárnych miním publikovaných v literatúre a získaných z vlastných pozorovaní

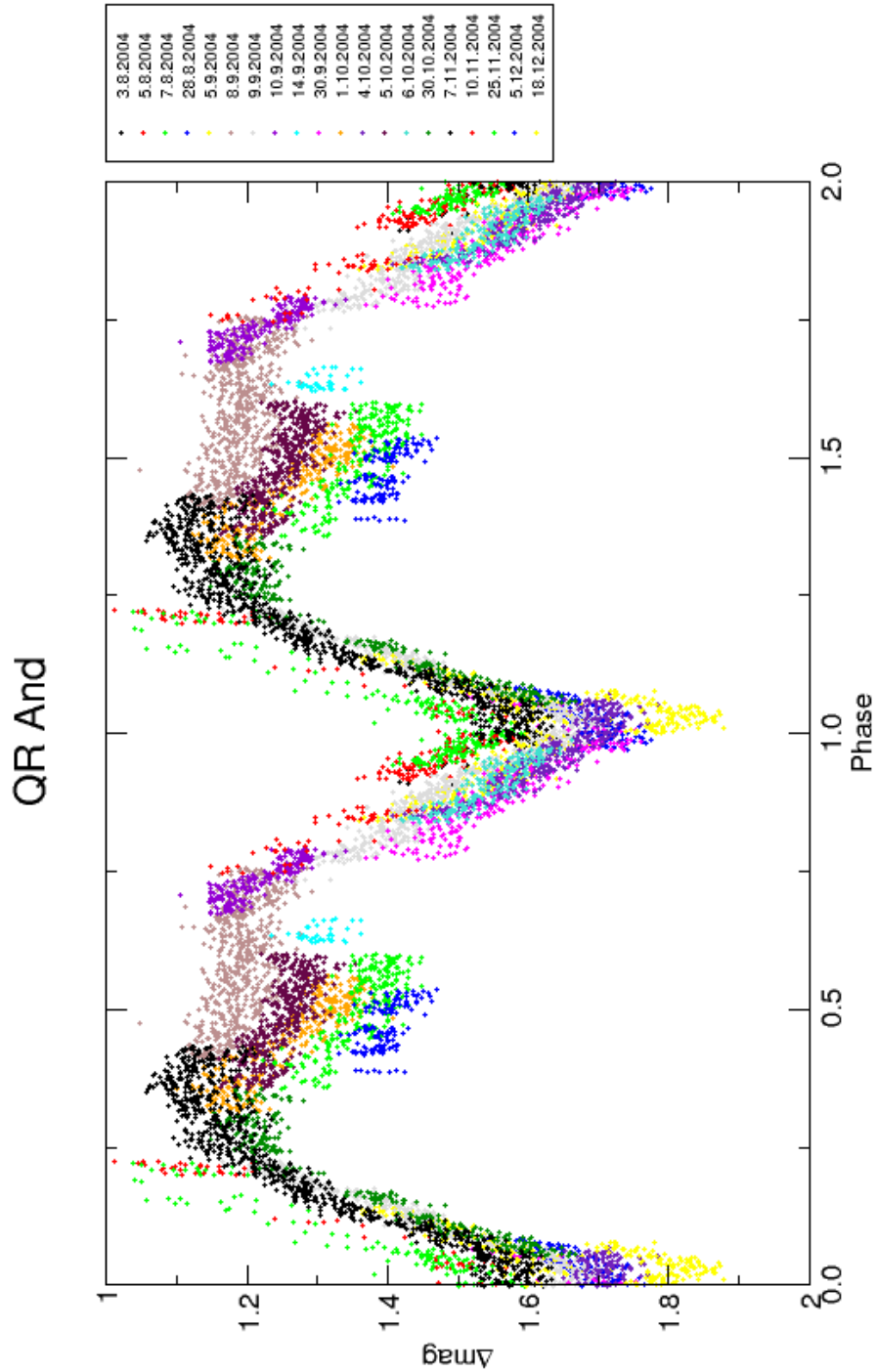
fázová krivka sa zobrazuje v intervale $0,0 \leq P < 1,5$ resp. $0,0 \leq P < 2,0$ (fáza 1,0 je totožná s fázou 0,0), aby boli viditeľné profily primárneho aj sekundárneho minima.

Zostavenie fázovej krivky nám umožňuje naskladať na seba fragmenty získané z rôznych nocí a lepšie tak pokryť celú fázovú svetelnú krivku premennej hviezdy. Túto metódu však nie je možné použiť v prípade, ak sa svetelná krivka počas jednotlivých periód výrazne mení. Pre výpočet fázovej krivky a jej grafické zobrazenie sme použili vyvinuté skripty z balíka `ccdtools` (Szász 2005). Skript zatiaľ vyžaduje, aby $T_0 < \text{HJD}$ pre všetky spracovávané body. Vzhľadom na neekvidištantné rozloženie okamihov primárnych miním, sme okamih T_0 určili z krajných okamihov miním (2453225,4392 a 2453279,5828) ako ich aritmetický priemer, od ktorého sme odčítali potrebný násobok nami určenej orbitálnej periódy (konkrétne 48 násobok P_{orb}). Vizualizácia fázovej krivky bola realizovaná na intervale $0,0 \leq P < 2,0$ duplikovaním intervalu $0,0 \leq P < 1,0$ s posunom o 1 v x-ovej osi. Zo získanej fázovej krivky QR And z našich pozorovaní ako aj zo skôr pozorovaných prejavov rozoberaných v 2. kapitole tejto práce je zrejmé, že pre veľmi mäkký zdroj QR And je charakteristické nepravidelné správanie. Kvôli lepšej vizualizácii niektorých fotometrických charakteristík sme pôvodnú fázovú krivku vyhladili kľzavými priermi cez 20 bodov. Opäť nám na to poslúžili skripty z balíka `ccdtools` (Szász 2005). Pri zostavovaní oboch fázových kriviek bola použitá nami určená efemerida: $T [\text{HJD}] = 2\,453\,220,8112 + 0,6604125(7) \times E$.

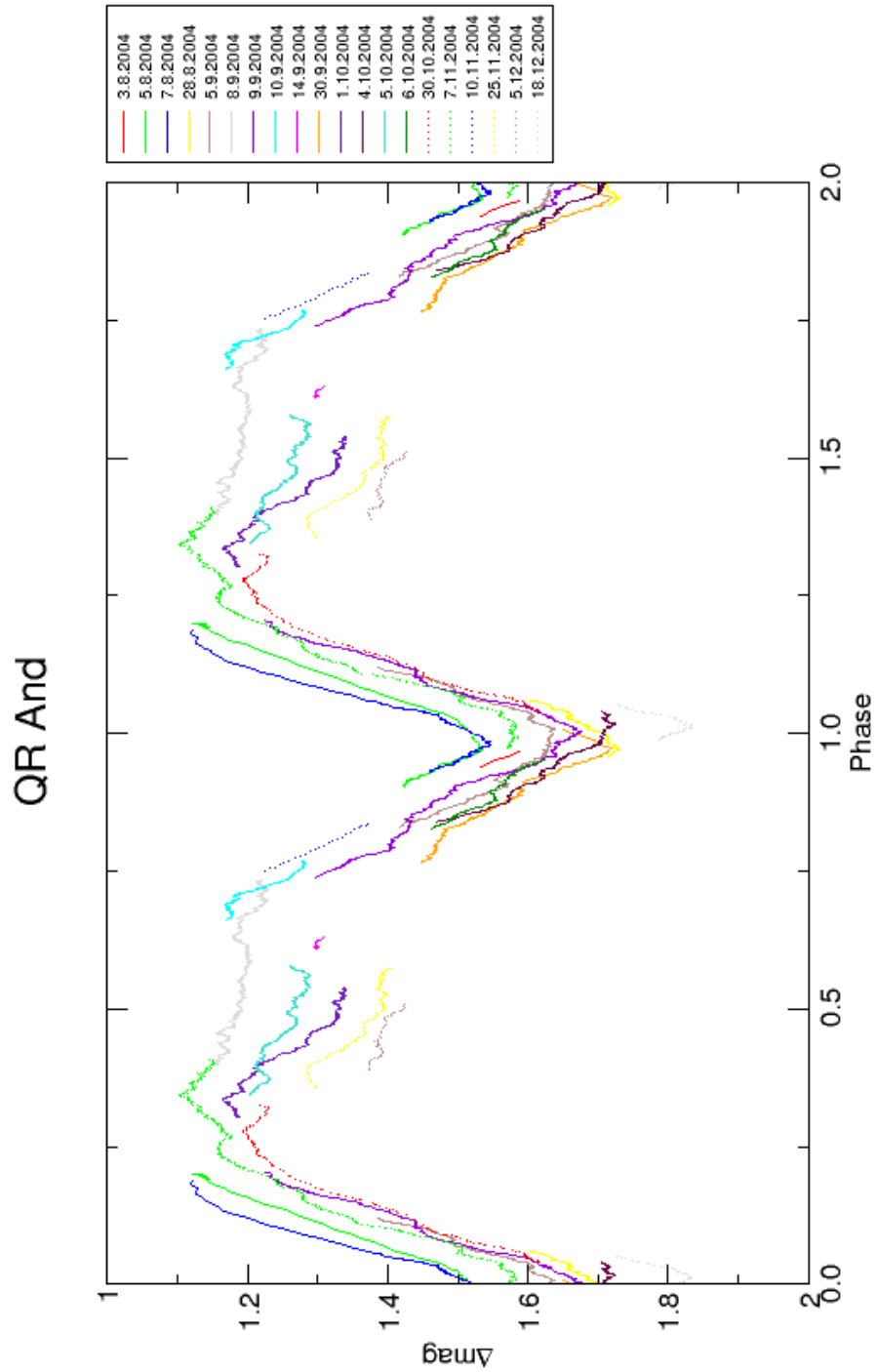
Možno očakávať, že orbitálna perióda nebude stála, ale môže sa meniť v dôsledku fyzikálnych zmien v hviezdnom systéme. Pre štúdium príčin zmeny periódy hviezdnych sústav sa používa tzv. ($O - C$) diagram, ktorý zobrazuje rozdiely medzi pozorovanými a vypočítanými okamihmi miním. Pre výpočet okamihu minima platí vzťah:

$$T_{\text{min}} = T_0 + P_{\text{orb}} \times E , \quad (3.4)$$

kde T_0 je referenčný okamih minima, P_{orb} je referenčná orbitálna perióda a E je epocha minima (počet periód od okamihu T_0 ; pre $T_{\text{min}} < T_0$ je $E < 0$). Pre zostavenie ($O - C$) diagramu potrebujeme určiť hodnoty ($O - C$) pre



Obr. 3.8: Fázová svetelná krivka z fotometrických dát získaných na Observatóriu Hlohovec počas roku 2004



Obr. 3.9: Vyhladená fázová svetelná krivka pomocou kľavých priemerov cez 20 bodov

jednotlivé pozorované okamihy miním podľa vzťahu:

$$(O - C) = T_{\min}^{(O)} - T_{\min}^{(C)}, \quad (3.5)$$

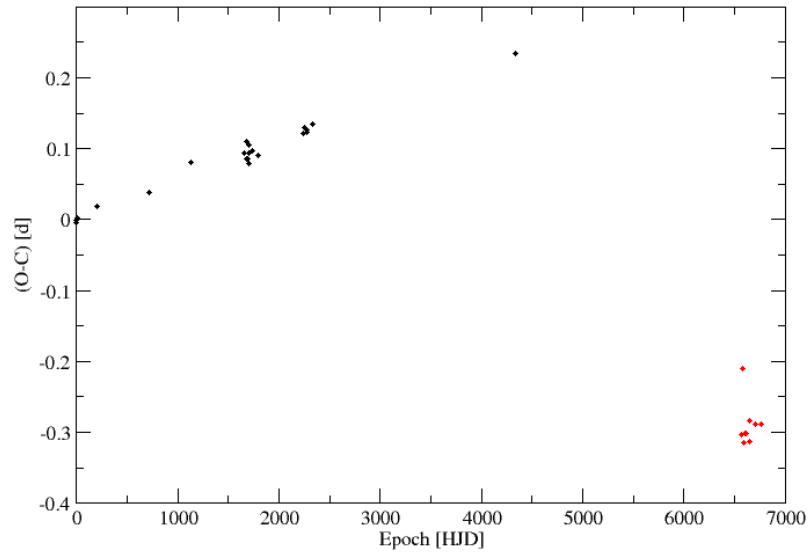
kde $T_{\min}^{(C)}$ je okamih minima vypočítaný podľa vzťahu (3.4) pre epochu pozorovaného minima $T_{\min}^{(O)}$. Hodnoty $(O - C)$ sa zvyčajne vynášajú do grafu voči epoche.

Ako sme už spomenuli vyššie, z priebehu závislosti hodnôt $(O - C)$ na čase je možné získať informácie o zmene periódy v skúmanom časovom intervale a tým častokrát aj o evolučnom stave pozorovanej sústavy. Pre zostavenie $(O - C)$ diagramov bol použitý program `OCParser`, ktorý spracuje dátový súbor obsahujúci pozorované okamihy miním. Po zadaní P_{orb} a T_0 vygeneruje nový dátový súbor s hodnotami $(O - C)$ a epochou. V literatúre ku QR And bolo publikovaných 5 efemeríd, pričom z našich pozorovaní sme určili ďalšiu efemeridu (tab. 3.6). Aby sme mohli porovnať jednotlivé efemeridy, tak sme pre každú jednu efemeridu zostavili $(O - C)$ diagram (obr. 3.10 až 3.15).

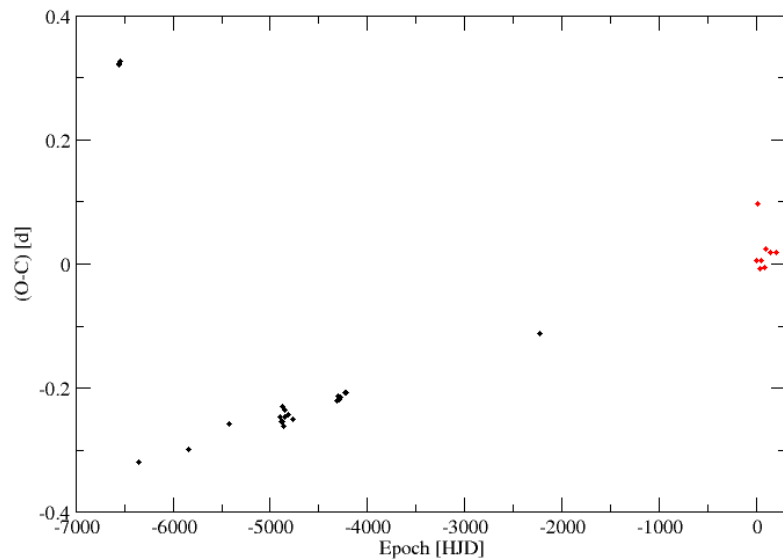
efemerida	zdroj
$2\,448\,891,471(3) + 0,66041(12) \cdot E$	Beuermann a kol. (1995)
$2\,435\,799,247 + 0,6604565(15) \cdot E$	Greiner & Wenzel (1995)
$2\,435\,799,247 + 0,6604568(18) \cdot E$	Matsumoto (1996)
$2\,448\,887,509(2) + 0,6604721(72) \cdot E$	Will & Barwig (1996)
$2\,435\,799,247 + 0,6604573(40) \cdot E$	Deufel a kol. (1999)
$2\,453\,220,8112 + 0,6604125(7) \cdot E$	táto práca

Tabuľka 3.6: Súpis okamihov primárnych miním publikovaných v literatúre a získaných z vlastných pozorovaní

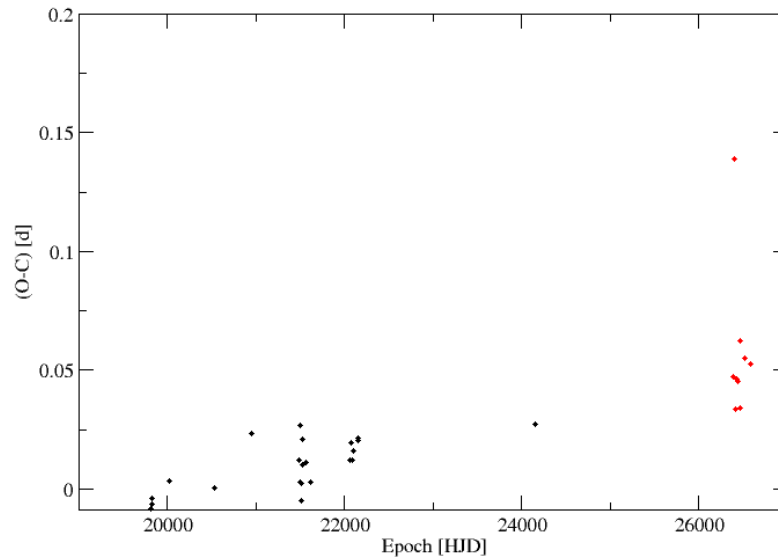
Jednofarebné fotometrické merania sa z princípu nedajú previesť do medzinárodného UBV systému. Na to potrebujeme fotometriu aspoň dvojfarebnú. Hoci sme mali k dispozícii filtre B a V z hlavy fotoelektrického fotometra, pre ich výrazne odlišnú optickú hrúbku sme ich nemohli používať (nemáme automatický preostrovací mechanizmus). To znamená, že pri zmene filtra treba optický systém preostriť. Vzhľadom na to, že zaostrovanie ďalekohľadu je ručné a zaberá veľa času, čím by sme podstatne znížili časové



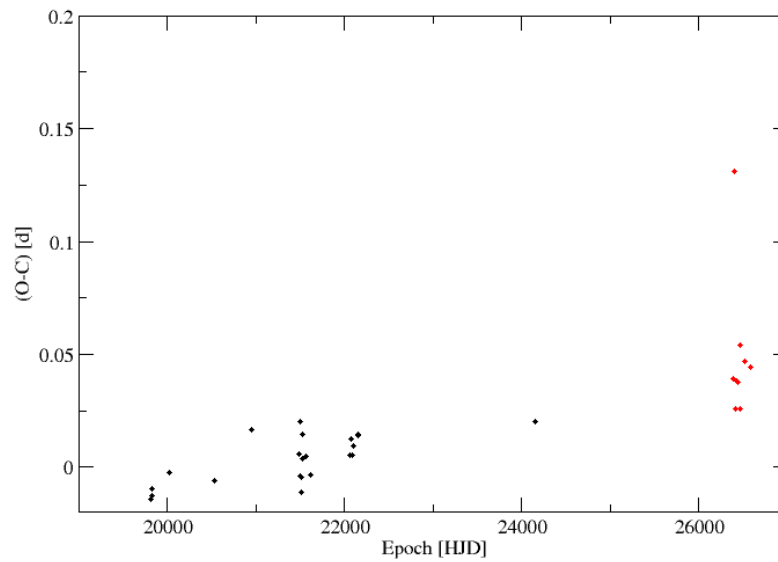
Obr. 3.10: $(O - C)$ diagram QR And podľa efemeridy Beuermann a kol. (1995).
Vlastné okamihy miním sú označené červenou farbou



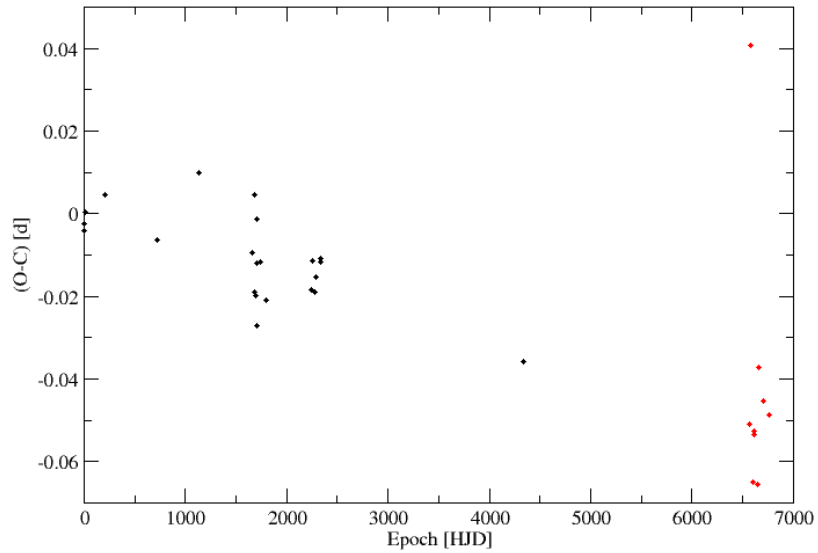
Obr. 3.11: $(O - C)$ diagram QR And podľa vlastnej efemeridy. Vlastné okamihy
miním sú označené červenou farbou



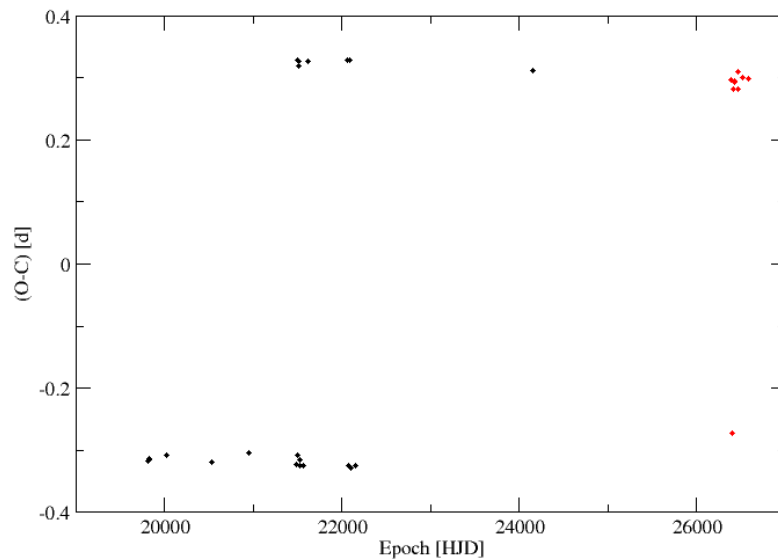
Obr. 3.12: $(O - C)$ diagram QR And podľa efemeridy Greiner & Wenzel (1995). Vlastné okamihy miním sú označené červenou farbou



Obr. 3.13: $(O - C)$ diagram QR And podľa efemeridy Matsumoto (1996). Vlastné okamihy miním sú označené červenou farbou



Obr. 3.14: $(O - C)$ diagram QR And podľa efemeridy Will & Barwig (1996). Vlastné okamihy miním sú označené červenou farbou



Obr. 3.15: $(O - C)$ diagram QR And podľa efemeridy Deufel a kol. (1999). Vlastné okamihy miním sú označené červenou farbou

rozlíšenie našich pozorovaní, tak sme pozorovacie dáta získavali jednofarebnou fotometriou. Avšak ako sme spomínali vyššie, počas nocí 14., 15. a 21. novembra a 4. 12. sme urobili niekoľko pozorovaní, za účelom prevodu našich pozorovaní do štandardného medzinárodného systému, čo nám umožňujú nasledujúce vzťahy (Henden & Kaitchuck 1982):

$$V - v_0 = \varepsilon(B - V) + \xi_v, \quad (3.6)$$

$$(B - V) - (b - v)_0 = \left(1 - \frac{1}{\mu}\right) B - V + \frac{\xi_{bv}}{\mu} \quad (3.7)$$

$$(b - v) = k'_{bv} \cdot X + (b - v)_0, \quad (3.8)$$

kde B resp. V sú „štandardné“ hviezdne veľkosti, b resp. v sú pozorované hviezdne veľkosti, index 0 označuje opravu o atmosférickú extinkciu, ε , μ sú transformačné koeficienty, ξ_v , ξ_{bv} sú konštanty definujúce „nulu“, k'_{bv} je extinkčný koeficient a X je vzdušná hmota pre zdanlivú zenitovú vzdialenosť hviezdy z .

Z týchto rovníc je možné pozorovaním fotometrických štandardov alebo odvodených porovnávacích hviezd (t.j. znalosti b, v z pozorovania a B, V z definície štandardov) je možné zistiť transformačné koeficienty potrebné na prevod z inštrumentálneho systému do medzinárodného. Všimnime si, že sústava rovníc 3.6 a 3.7 je sústava dvoch rovníc o štyroch neznámych, ktorá je v zásade neriešiteľná. Avšak môžeme sa inšpirovať štatistickou fyzikou a úlohu predimenzovať. Ak získame pre každý fotometrický štandard viacero meraní, tak dostaneme už dostatok rovníc a štatistickými metódami (napr. metódou najmenších štvorcov) môžeme transformačné koeficienty určiť.

Farebný index $(b - v)$ však z pozorovania priamo nepoznáme, keďže nemôžeme v tom istom okamihu získať pozorovanie v oboch filtroch. Tento problém sa v praxi rieši interpoláciou medzi dvoma hodnotami v jednom filtri na časový okamih získania hodnoty v druhom filtri. Aby sme potlačili fluktuácie spôsobené atmosférou a prístrojmi, tak sme v každom filtri urobili 5 snímok za sebou, ktoré sa potom pri spracovaní spriemerujú. Použitá sekvencia filtrov bola teda nasledovná: b–b–b–b–b–v–v–v–v–v–b–b–b–b–b...

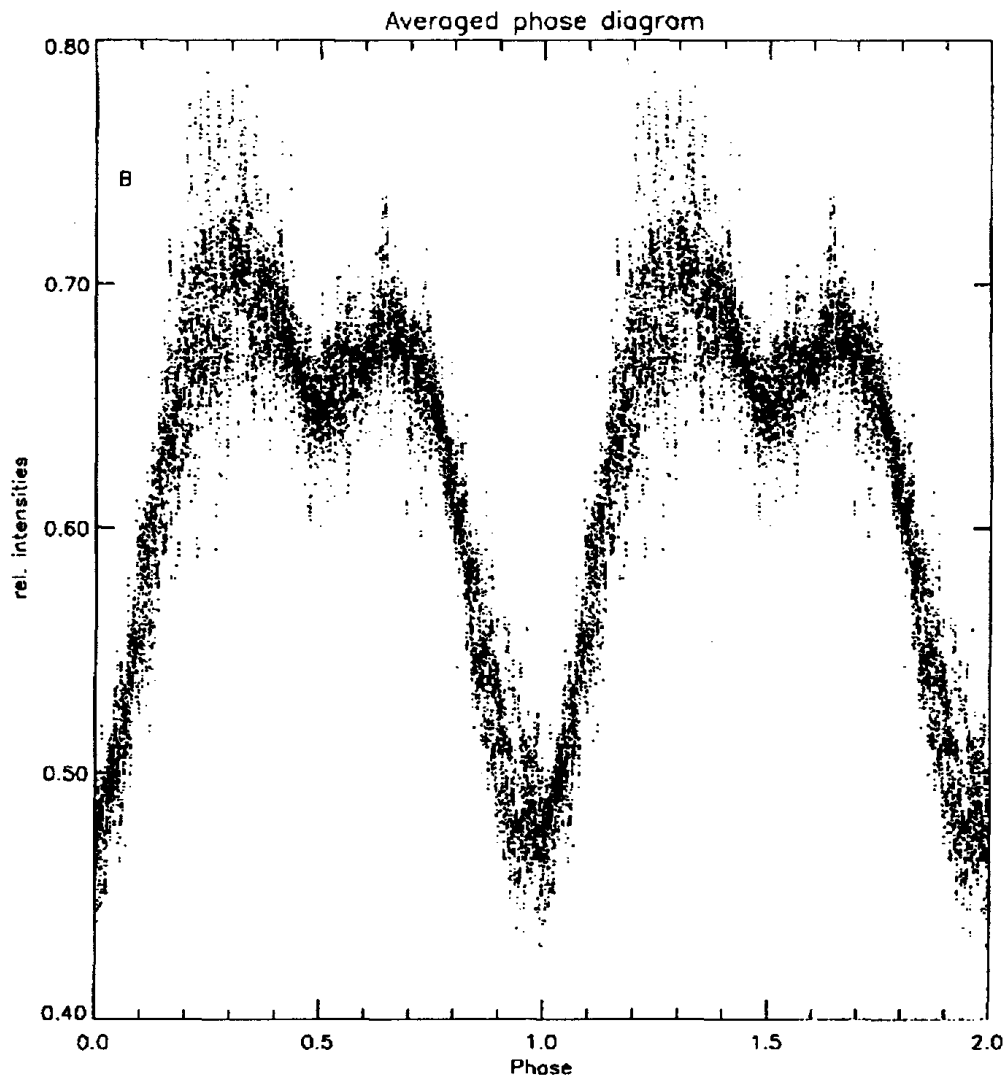
Fotometrické štandardy pre naše merania sme vybrali z otvorenej hviez-

dokopy Plejády. Žiaľ, pre krátkosť času sme už nestihli vytvoriť skripty na spracovanie týchto pozorovaní a z tohto dôvodu nebol zatiaľ prevod do medzinárodného *UBV* systému urobený. Pre nami získané pozorovacie dáta a ich spracovanie však nie je tento prevod nevyhnutný, keďže sme boli schopní pokryť kompletne fázovú svetelnú krivku tohto systému našimi inštrumentálnymi dátami. V budúcnosti však bude zaujímavé tento prevod urobiť a porovnať zmeny na svetelných krivkách, ktoré sa udiali medzi našimi pozorovaniami a svetelnými krivkami získanými inými autormi v minulosti.

3.3 Analýza získanej svetelnej krivky a porovnanie s literatúrou

Získaná fázová svetelná krivka je zobrazená na obr. 3.8. Tvar fázovej krivky je nápadne podobný tej, ktorú získali Will & Barwig (1996) a je na obr. 3.16. Celkovo možno povedať, že naše pozorovania potvrdili všetky pozorované fotometrické prejavy QR And, až na konštantnosť farebných indexov, ktorá sa z jednofarebnej fotometrie určiť nedá. Z našej získanej fázovej svetelnej krivky je jasne vidno jej vysokú variabilitu a vzhľadom na vysoký počet získaných bodov za dlhšie obdobie sa niektoré prejavy QR And na takejto krivke prekryjú a nie sú viditeľné. Preto je vhodné svetelné krivky z každej noci vyhladiť. Na takto zostavenej fázovej krivke, zobrazenej na obr. 3.9, je potom možné lepšie vidieť pozorované prejavy veľmi mäkkého zdroja QR And.

Tvar primárnych miním (fáza 1,0) je značne premenlivý. Miníma pozorované 5., 7. a 28. augusta, 9. a 30. septembra a 18. decembra sú pomerne ostré. Naproti tomu minímá 5. 9., 4. 10. a 7. 11. sú ploché. Celkovo sme teda zachytili 9 primárnych miním, čo predstavuje takmer 1/3 všetkých publikovaných okamihov miním. Krídla primárnych miním sú zjavne asymetrické, vzostup je strmší ako zostup. Pozorovanie z noci 9. 9. ukazuje na oboch krídlach mierne zjasnenia a poklesy jasnosti. Svetelná krivka z tejto noci je zobrazená na obr. 3.5. Náznaky týchto javov sú vidieť aj v pozorovaniach z 5. 9., 30. 10. a 7. 11. Za povšimnutie stoja dve minímá pozorované 48 hodín po sebe, a to 5. a 7. 8.



Obr. 3.16: Fázová svetelná krivka QR And (Will & Barwig 1996).

Svetelné krivky sú prakticky totožné, čo naznačuje, že počas týchto dvoch dní sa jasnosť systému nezmenila a zotrvala na rovnakej hodnote. Oproti tomu sú zaujímavé svetelné krivky z 5. a 9. septembra a 7. novembra. Vzostupné krídla týchto miním sú prakticky rovnaké, avšak jasnosť v okamihu minima je značne odlišná. Tak isto došlo aj k zmene tvaru minima, keď v nociach 5. 9. a 7. 11. bol tvar miním plochý a 9. 9. bolo minimum pomerne ostré. Zaujímavé je všimnúť si dve minimá z 5. a 7. augusta, dve minimá z 28. 8. a 30. 9. a minimum z 18. 12., ktorých tvar je rovnaký (veľmi ostrý) avšak jasnosť v minime výrazne odlišná. Počas našich pozorovaní sme zaznamenali výraznú zmenu jasnosti v primárnom minime, ktorá je až $\sim 0,3$ mag. Poznamenajme, že doteraz publikované pozorovania naznačovali zmenu iba asi $\sim 0,15$ mag. Avšak pozorovania z UV oblasti poukazovali na vyššiu variabilitu, takže naše pozorovania by ju mohli potvrdiť. Rozloženie okamihov miním nie je očividne ekvidištatné. Z krajných hodnôt ($O - C$) diagramu ($-0,0073$ d a $+0,0970$ d) môžeme určiť interval pozorovaných odchýlok od vypočítaného okamihu minima: ($-6,94$ a $+92,25$) min. Celkovo to predstavuje zmenu až $10,43\%$ vo fáze, resp. 1,65 hodiny.

Sekundárne minimum je tak isto ako primárne vysoko premenlivé. Vzhľadom na výberový efekt, ktorý vznikol tým, že sme pozorovali prevažne primárne minimá, je sekundárne minimum slabšie pokryté. Napriek tomu je vidno vysokú variabilitu sekundárneho minima. Vo všeobecnosti sme pozorovali plochý tvar miním, hoci každé je iné. V našich pozorovaniach sme zaznamenali zmenu jasnosti vo fotometrickej fáze až $\sim 0,23$ mag, čo je hodnota veľmi blízka hodnote pozorovanej u primárneho minima a naznačuje, že zmeny jasnosti budú spôsobené tým istým mechanizmom resp. tou istou oblasťou systému.

Najmenej pokryté sú maximá svetelnej krivky. Hoci tiež naznačujú už pozorovanú skutočnosť, že primárne maximum vo fáze ($0,2 - 0,4$) je o niečo jasnejšie (v literatúre sa uvádza $0,1$ mag) ako sekundárne maximum vo fáze ($0,6 - 0,8$), tak vzhľadom na slabé pokrytie týchto častí svetelnej nie je možné dostatočne presne určiť hodnoty jasností a ich príp. zmeny.

Napriek už spomínanému výberovému efektu sa však podarilo fázovú svetelnú krivku dostatočne pokryť, tak aby sme boli schopní určiť z našich po-

zorovaní vlastnú efemeridu:

$$T [HJD] = 2\,453\,220,8112 + 0,6604125 \times E \pm 7 \quad (3.9)$$

Určená orbitálna perióda QR And je prakticky totožná s hodnotou publikovanou Beuermannom a kol. (1995).

Ďalším významným faktom je pozorovanie ďalších 9 okamihov primárnych miním. Na základe toho sme mohli ako prví skonštruovať ($O - C$) diagramy. Aby sme mohli ohodnotiť nakoľko sa jednotlivé publikované efemeridy navzájom líšia, zostavili sme diagramy pre každú z nich (obr. 3.10 až 3.15). Vidíme, že ($O - C$) diagramy zostavené podľa efemeríd z prác Greiner & Wenzel (1995) a Matsumoto (1996) sú prakticky rovnaké a ukazujú len veľmi mierny vzostup, čo by naznačovalo mierne predlžovanie orbitálnej periódy. Oproti týmto dvom diagramom, ($O - C$) diagram zostavený podľa našej efemeridy ukazuje výrazne väčší vzostup a je veľmi podobný diagramu Beuermann a kol. (1995). Oba diagramy sa líšia práve v našich okamihoch miním, ktoré by na diagrame podľa efemeridy Beuermann a kol. (1995) naznačovali náhly pokles orbitálnej periódy. Diagram zostavený podľa efemeridy z práce Will & Barwig (1996) ukazuje oproti predošlým mierny pokles orbitálnej periódy, ktorý je približne rovnaký ako vzostup v diagramoch podľa efemeríd z prác Greiner & Wenzel (1995) a Matsumoto (1996). ($O - C$) diagram zostavený podľa efemeridy Deufela a kol. (1999) by naznačoval veľmi zvláštne správanie sa QR And, ktoré by pripomínalo akési „kvantované“ prechody medzi dvoma hodnotami orbitálnych periód. V dvojhviezdnych systémoch však nemôže k takýmto nespojitým zmenám periódy dochádzať, vždy to musia byť spojité zmeny. Naviac takéto správanie nie je observačne podložené. Z tohto dôvodu sa môžeme domnievať, že táto efemerida nie je správna.

Zdá sa, že k správnej hodnote T_0 sú najbližšie hodnoty uvedené v prácach Beuermann a kol. (1995) a Will & Barwig (1996). Najmenší sklon ukazujú ($O - C$) diagramy zostavené podľa efemeríd z prác Greiner & Wenzel (1995), Matsumoto (1996) a Will & Barwig (1996). Všetky ukazujú približne rovnaký sklon, s tým rozdielom, že posledne menovaný je záporný. Zostavené ($O - C$) diagramy naznačujú, že k neznámym parametrom systému QR And môžeme

priradiť aj efemeridu, ktorá zjavne ešte nie je dostatočne presne známa.

Predbežné výsledky týchto pozorovaní QR And boli prednesené na medzinárodnej 36. konferencii o výskume premenných hviezd v Brne (ČR) a následne publikované v práci Chrastina a kol. (2005a).

Záver

Prvým cieľom práce bolo získanie vlastného fotometrického materiálu veľmi mäkkého röntgenového zdroja QR Andromedae a uskutočnenie základnej fotometrickej analýzy napozorovaných dát. Podarilo sa nám odpozorovať 20 nocí vo fotometrickom filtri V a integrálnom svetle s čistým pozorovacím časom 82,5 hodiny. Získali sme viac ako 9000 snímok poľa QR And. Na základe týchto pozorovaní sme vytvorili fázový diagram pozorovaného systému a potvrdili sme všetky pozorované fotometrické prejavy, až na konštantnosť farebných indexov, ktorá sa z jednofarebnej fotometrie získať nedá. Rozdiel medzi nami pozorovanými prejavmi QR And a publikovanými, je najmä v rozsahu fluktuácií jasnosti, ktoré v našich dátach dosahujú až dvojnásobné hodnoty oproti publikovaným. Významným výsledkom práce je určenie novej efemeridy a získanie 9 okamihov primárnych miním. Tieto okamihy tvoria takmer $1/3$ celkového počtu známych okamihov primárnych miním. Na základe publikovaných a nami získaných okamihov miním sme po prvýkrát zostavili ($O - C$) diagramy pre tento študovaný systém. Diagramy naznačujú, že ani efemerida QR And nie je zatiaľ dostatočne dobre známa, pričom perióda sústavy sa, podľa nášho $O - C$ diagramu, predlžuje.

Druhým cieľom práce bolo sumarizovanie 10 rokov výskumu veľmi mäkkého röntgenového zdroja od jeho objavu v roku 1995. Až na zopár prác publikovaných v konferenčných zborníkoch, sa nám podarilo zozbierať všetky publikácie. Zhrnuli sme pozorované fotometrické a spektroskopické prejavy vo všetkých skúmaných spektrálnych oblastiach. Tiež sme zhrnuli modely, ktoré vysvetľujú pozorované svetelné krivky a spektrá a vysvetľujú pôvod veľmi veľkej optickej svietivosti. Záver z tejto štúdie je taký, že vzhľadom na malý počet pozorovaní, komplexnosť a zložitosť systému zostáva fyzika

a vnútorná štruktúra veľmi mäkkého zdroja QR And v podstate neznáma, pretože intervaly parametrov sú také veľké, že nie je na ich základe možné jednoznačne určiť celkový konzistentný model sústavy.

Tretím cieľom bolo utvorenie si komplexného pohľadu na veľmi mäkké röntgenové zdroje ako celej triedy objektov. Vďaka preštudovaniu množstva publikovanej literatúry o modeloch týchto objektov, populačných štúdiách a najviac študovaných zdrojoch, ako CAL 87, sme v rámci diplomovej práce uviedli komplexný prehľad znalostí, ktoré o tejto triede objektov máme.

Posledným cieľom bola konštrukcia automatickej meteorologickej stanice pre potreby Observatória Hlohovec. Avšak tento cieľ sa ukázal byť príliš komplexný a rozsiahly, čím by značne prekročil rozsah a zameranie tejto diplomovej práce. Z tohto dôvodu sme sa rozhodli túto časť práce vydeliť a výsledky publikovať v rámci Študentskej vedeckej konferencie.

Literatúra

- Becker, C. M., Remillard, R. A., Rappaport, S. A., & McClintock, J. E. 1998, ApJ, 506, 880, Bipolar Jets and Orbital Dynamics of the Supersoft X-Ray Source RX J0019.8+2156
- Beuermann, K., Reinsch, K., Barwig, H., a kol. 1995, A&A, 294, Discovery of a galactic supersoft binary X-ray source
- Chrastina, M. 2005, Meranie vybraných meteorologických prvkov electronicou cestou a aplikovanie vo fotometrii premenných hviezd, Švk, Univerzita Komenského, <http://chrastina.kozmos.sk>
- Chrastina, M., Szász, G., Petřík, K., & Hric, L. 2005a, Perseus, 1, Fotometria premenných hviezd v Hlohovci IV. Veľmi mäkký röntgenový zdroj QR And
- Chrastina, M., Szász, G., Petřík, K., & Hric, L. 2005b, Perseus, 1, Veľmi mäkké röntgenové zdroje
- COSMONET, <http://library.thinkquest.org/27930/supersoft.htm>
- Cowley, A. P., Hutchings, J. B., Schmidtke, P. C., a kol. 2002, in The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects, ed. B. T. Gänsicke, K. Beuermann, and K. Reinsch, 261, 619, FUSE spectra of QR Andromedae: A rare galactic supersoft X-ray binary
- Cowley, A. P., Schmidtke, P. C., Crampton, D., & Hutchings, J. B. 1990, ApJ, 350, 288, CAL 87 - an eclipsing black hole binary?

- Cowley, A. P., Schmidtke, P. C., Crampton, D., & Hutchings, J. B. 1998, *ApJ*, 504, 854, Six Supersoft X-Ray Binaries: System Parameters and Twin-Jet Outflows
- Crampton, D., Cowley, A. P., Hutchings, J. B., a kol. 1987, *ApJ*, 321, 745, CAL 83 — A puzzling X-ray source in the Large Magellanic Cloud
- Crampton, D., Hutchings, J. B., Cowley, A. P., a kol. 1996, *ApJ*, 456, 320, The Large Magellanic Cloud Supersoft X-Ray Binary RX J0513.9-6951
- Deufel, B., Barwig, H., Šimić, D., a kol. 1999, *A&A*, 343, 455, Detailed optical studies of the galactic supersoft X-ray source QR And (RX J0019.8 +2156)
- Di Stefano, R. & Rappaport, S. 1994, *ApJ*, 437, 733, The derived population of luminous supersoft X-ray sources
- Fujimoto, M. Y. 1982, *ApJ*, 257, 767, A Theory of Hydrogen Shell Flashes on Accreting White Dwarfs — Part Two — the Stable Shell Burning and the Recurrence Period of Shell Flashes
- Greiner, J. 1996, in *Supersoft X-Ray Sources*, ed. J. Greiner (Lecture Notes in Physics; New York: Springer), 472, 299, Catalog of Luminous Supersoft X-Ray Sources
- Greiner, J., Hasinger, G., & Kahabka, P. 1991, *A&A*, 246, ROSAT observation of two supersoft sources in the Large Magellanic Cloud
- Greiner, J. & Teeseling, A. 1998, *A&A*, 339, On the X-ray properties of V SGE and its relation to the supersoft X-ray binaries
- Greiner, J. & Wenzel, W. 1995, *A&A*, 294, Optical variability of the supersoft source RXJ0019.8+2156
- Gänsicke, B. T., Beuermann, K., & de Martino, D. 1996, in *Supersoft X-Ray Sources*, ed. J. Greiner (Lecture Notes in Physics; New York: Springer), 472, 107, Phase Resolved UV Spectroscopy of RX J0019.8+2156

- Gänsicke, B. T., van Teeseling, A., Beuermann, K., & Reinsch, K. 2000, *NewAR*, 44, 143, Supersoft X-ray binaries: an observational update
- Hachisu, I. 2002, in *The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects*, ed. B. T. Gänsicke, K. Beuermann, and K. Reinsch, 261, 605, Evolution of binaries producing Type Ia supernovae, luminous supersoft X-ray sources, and recurrent novae
- Hachisu, I., Kato, M., Nomoto, K., & Umeda, H. 1999, *ApJ*, 519, 314, A New Evolutionary Path to Type IA Supernovae: A Helium-rich Supersoft X-Ray Source Channel
- Henden, A. A. & Kaitchuck, R. H. 1982, *Astronomical photometry*
- Hughes, J. P. 1994, *ApJ*, 427, A new transient pulsar in the Small Magellanic Cloud with an unusual x-ray spectrum
- Hutchings, J. B., Cowley, A. P., Schmidtke, P. C., & Crampton, D. 1995, *AJ*, 110, 2394, UV Spectra of the Eclipsing LMC X-Ray Binary CAL 87
- Hutchings, J. B., Crampton, D., Cowley, A. P., a kol. 2001, *AJ*, 122, 1572, Far-Ultraviolet Observations of the Galactic Supersoft Binary RX J0019.8+2156 (QR Andromedae)
- Iben, Jr., I. 1982, *ApJ*, 259, 244, Hot accreting white dwarfs in the quasi-static approximation
- Kahabka, P. 1995, *A&A*, 304, 227, Recurrent supersoft X-ray sources
- Kahabka, P. 1996, *A&A*, 306, 795, Orbital modulation in X-rays in supersoft sources
- Kahabka, P. & van den Heuvel, E. P. J. 1997, *ARA&A*, 35, 69, Luminous Supersoft X-Ray Sources
- Katysheva, N. A. & Shugarov, S. Y. 2002, in *Stellar Variability - Proceedings of the A.F.O.E.V.*, ed. Proust, D., Verdenet, M., Minois, J., 89, Photometric and archival observations of a supersoft x-ray source QR And = RX J0019.8+2156

- Kuduz, M., Reinsch, K., Beuermann, K., & Kube, J. 2002, in *The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects*, ASP Conference Proceedings, ed. B. T. Gänsicke, K. Beuermann, and K. Reinsch, 121, 641
- Kylafis, N. D. 1996, in *Supersoft X-Ray Sources*, ed. J. Greiner (Lecture Notes in Physics; New York: Springer), 472, 299, Neutron Stars Can Do It Too if They Want to
- Kylafis, N. D. & Xilouris, E. M. 1993, *A&A*, 278, Low-mass X-ray binary models for the supersoft X-ray sources CAL 83, CAL 87 and RX J0527.8-6954 in the Large Magellanic Cloud
- Livio, M. 1997, in *Accretion Phenomena and Related Outflows*, IAU Colloquium 163. ASP Conference Series, ed. D. T. Wickramasinghe; G. V. Bicknell; and L. Ferrario, 121, 845, The Formation Of Astrophysical Jets
- Livio, M., Prialnik, D., & Regev, O. 1989, *AJ*, 341, 299, Accretion onto hot white dwarfs in relation to symbiotic novae
- Long, K. S., Helfand, D. J., & Grabelsky, D. A. 1981, *ApJ*, 248, 925, A soft X-ray study of the Large Magellanic Cloud
- Matsumoto, K. 1996, *PASJ*, 48, 827, BVRI Photometric Light Curves of the Galactic Supersoft X-Ray Source RX J0019.8+2156
- Matsumoto, K. & Fukue, J. 1998, *PASJ*, 50, 89, Irradiated Accretion Disk in the Galactic Supersoft X-Ray Source RX J0019.8+2156
- McGrath, T. K., Schmidtke, P. C., Cowley, A. P., a kol. 2001, *AJ*, 122, 1578, Simultaneous Photometry and Spectroscopy of the Supersoft X-Ray Source RX J0019.8+2156 (QR Andromedae)
- Meyer, F. & Meyer-Hofmeister, E. 1996, in *Supersoft X-Ray Sources*, ed. J. Greiner (Lecture Notes in Physics; New York: Springer), 472, 153, Interpretation of the Long-Term Optical Variations of RX J0019.8+2156
- Meyer-Hofmeister, E., Schandl, S., Deufel, B., a kol. 1998, *A&A*, 331, 612, The short-time variability of the supersoft X-ray source RX J0019.8+2156

- Meyer-Hofmeister, E., Schandl, S., & Meyer, F. 1997, *A&A*, 321, 245, The structure of the accretion disk rim in supersoft X-ray sources
- Motch, C. 1998, *A&A*, 338, 13, The transient jet of the galactic supersoft X-ray source RX J0925.7-4758
- Motl, D. 2004, C-Munipack 1.0: Dokumentace k projektu, <ftp://integral.sci.muni.cz/pub/cmunicpack/cmpack-1.0-doc-cz.pdf>
- Ogley, R. N., Chaty, S., Crocker, M., a kol. 2002, *MNRAS*, 330, 772, A search for radio emission from Galactic supersoft X-ray sources
- Paczynski, B. & Zytzkow, A. N. 1978, *AJ*, 222, 604, Hydrogen shell flashes in a white dwarf with mass accretion
- Popham, R. & di Stefano, R. 1996, in *Supersoft X-Ray Sources*, ed. J. Greiner (Lecture Notes in Physics; New York: Springer), 472, 65, Accretion Disks in Supersoft X-Ray Sources
- Prialnik, D., Livio, M., Shaviv, G., & Kovetz, A. 1982, *ApJ*, 257, 312, On the role of the accretion rate in nova outbursts
- Quaintrell, H. & Fender, R. P. 1998, *A&A*, 335, Infrared photometry and spectroscopy of the supersoft X-ray source RX J0019.8+2156 (= QR And)
- Reinsch, K., Beuermann, K., & Thomas, H. C. 1993, *Astron. Gesellschaft Abstract, Ser.9*, 41, Optical to X-ray spectroscopy of the galactic supersoft X-ray source RX J0019+21
- Reinsch, K., van Teeseling, A., Beuermann, K., & Abbott, T. M. C. 1996a, *A&A*, 309, Optical low states of the supersoft X-ray source RX J0513.9-6951
- Reinsch, K., van Teeseling, A., Beuermann, K., & Thomas, H. C. 1996b, *Proc. 'Röntgenstrahlung from the Universe'*, eds. Zimmermann, H.U.; Trümper, J.; and Yorke, H.; MPE Report, 263, 183, X-ray and optical variability of supersoft X-ray sources

- Romanishin, W. 2000, An Introduction to Astronomical Photometry Using CCDs, <http://observatory.ou.edu/book4512.html>
- Schandl, S., Meyer-Hofmeister, E., & Meyer, F. 1996, in *Supersoft X-Ray Sources*, ed. J. Greiner (Lecture Notes in Physics; New York: Springer, 472, 53, Simulation of the Visual Light Curve of CAL 87
- Schandl, S., Meyer-Hofmeister, E., & Meyer, F. 1997, *A&A*, 318, 73, Visual light from the eclipsing supersoft X-ray source CAL 87
- Schmidtke, P. C., McGrath, T. K., Cowley, A. P., & Frattare, L. M. 1993, *PASP*, 105, 863, The X-ray eclipse of the LMC binary CAL 87
- Shakura, N. I. & Sunyaev, R. A. 1973, *A&A*, 24, 337, Black holes in binary systems. Observational appearance
- Shara, M. M., Prialnik, D., & Shaviv, G. 1977, *A&A*, 61, 363, Non-ejecting novae as EUV sources
- Simon, V., Sobotka, P., Marek, P., & Lehky, M. 2001, *IBVS*, 5131, 1, Optical Monitoring of the X-ray Source QR And/RX J0019.8+2156
- Sion, E. M. & Starrfield, S. G. 1994, *AJ*, 421, 261, Evolutionary sequences of very hot, low-mass, accreting white dwarfs with application to symbiotic variables and ultrasoft/supersoft low-luminosity x-ray sources
- Suleimanov, V., Meyer, F., & Meyer-Hofmeister, E. 2003, *A&A*, 401, 1009, High efficiency of soft X-ray radiation reprocessing in supersoft X-ray sources due to multiple scattering
- Szász, G. 2005, Štúdium veľkých vzplanutí veľmi mäkkého röntgenového zdroja V Sagittae, Diplomová práca, Univerzita Komenského
- Szász, G., Chrastina, M., & Petřík, K. 2003, *Perseus*, 6, 14, Úprava softvéru pre fotometriu v Hlohovci
- Tomov, T., Munari, U., Kolev, D., a kol. 1998, *A&A*, 333, Jets from the galactic supersoft X-ray source RX J0019.8+2156

- Truemper, J., Hasinger, G., Aschenbach, B., a kol. 1991, *Nature*, 349, 579, X-ray survey of the Large Magellanic Cloud by ROSAT
- van den Heuvel, E. P. J. 1999, in *Highlights in x-ray astronomy: international symposium in honour of Joachim Trümper's 65th birthday*, ed. Bernd Aschenbach & Michael J. Freyberg, MPE report, 272, 57
- van den Heuvel, E. P. J., Bhattacharya, D., Nomoto, K., & Rappaport, S. A. 1992, *A&A*, 262, 97, Accreting white dwarf models for CAL 83, CAL 87 and other ultrasoft X-ray sources in the LMC
- van Teeseling, A. & King, A. R. 1998, *A&A*, 338, 957, Wind-driven evolution of supersoft X-ray binaries with low-mass secondaries
- Will, T. & Barwig, H. 1996, in *Supersoft X-Ray Sources*, ed. J. Greiner (Lecture Notes in Physics; New York: Springer), 472, 99, Optical Photometry of RX J0019.8+2156 over the Last Three Years
- Šimon, V. 2003, *A&A*, 406, 613, Luminous binary supersoft X-ray sources: Optical colors and absolute magnitudes