

**INPE-13269-MAN/45 - versão 1**

## **ATIVIDADE NAS SECUNDÁRIAS DE VARIÁVEIS CATACLÍSMICAS**

Leonardo Andrade de Almeida

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo  
Prof. Dr. Francisco Jablonski.

INPE  
São José dos Campos  
2009

**PUBLICADO POR:**

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE

Gabinete do Diretor (GB)

Serviço de Informação e Documentação (SID)

Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970

São José dos Campos - SP - Brasil

Tel.:(012) 3945-6911/6923

Fax: (012) 3945-6919

E-mail: [pubtc@sid.inpe.br](mailto:pubtc@sid.inpe.br)

**CONSELHO DE EDITORAÇÃO:****Presidente:**

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação Observação da Terra (OBT)

**Membros:**

Dr. Demétrio Bastos Netto - Conselho de Pós-Graduação

Dr. Haroldo Fraga de Campos Velho - Centro de Tecnologias Especiais (CTE)

Dra. Inez Staciarini Batista - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Dr. Ralf Gielow - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)

Dr. Wilson Yamaguti - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)

**BIBLIOTECA DIGITAL:**

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação de Observação da Terra (OBT)

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Jefferson Andrade Anselmo - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Simone A. Del-Ducca Barbedo - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Vinicius da Silva Vitor - Serviço de Informação e Documentação (SID) - bolsista

**REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:**

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Marilúcia Santos Melo Cid - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Yolanda Ribeiro da Silva e Souza - Serviço de Informação e Documentação (SID)

**EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:**

Viveca Sant'Ana Lemos - Serviço de Informação e Documentação (SID)

**INPE-13269-MAN/45 - versão 1**

## **ATIVIDADE NAS SECUNDÁRIAS DE VARIÁVEIS CATACLÍSMICAS**

Leonardo Andrade de Almeida

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo  
Prof. Dr. Francisco Jablonski.

INPE  
São José dos Campos  
2009

00.000.00(000.0)

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE). Serviço de Informação e Documentação (SID).

Manual para elaboração, formatação e submissão de teses, dissertações e outras publicações do INPE/ Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE). Serviço de Informação e Documentação (SID). – São José dos Campos: INPE, 2009.  
[92p.](#); (INPE-13269-MAN/45 - versão 1)

1. Manual. 2. Estilo. 3. L<sup>A</sup>T<sub>E</sub>X. 4. Word. 5. Normas.

I.Título.

**ATENÇÃO! A FOLHA DE  
APROVAÇÃO DEVE ENTRAR  
NA CONTAGEM DE PÁGINAS  
DO TRABALHO. .**



## **AGRADECIMENTOS**

Aos meus pais pelo apoio incondicional desde os primeiros passos na minha vida acadêmica.

À minha irmã pelo exemplo de vida e pelas palavras de conforto nas horas de dificuldade.

À Danielle pelo carinho, atenção, amor e companheirismo prestados ao longo destes dois últimos anos.

Ao Dr. Francisco Jablonski pela hospitalidade, ajuda e estímulo.

Ao professor Denilton por ter me mostrado “os caminhos das pedras” e pela eterna ajuda.

Aos pesquisadores da Divisão de Astrofísica do INPE que sempre atenderam-me com muita atenção e ajudaram-me no que foi possível.

Aos colegas da Divisão de Astrofísica do INPE pelas discussões importantes que ajudaram a enriquecer este trabalho.

Aos amigos que sempre torceram pelo sucesso na minha vida pessoal e profissional.

Ao LNA por ter concedido o tempo nos telescópios do OPD para a realização das observações.

Aos membros da banca por ter aceitado o convite de ler e avaliar esse trabalho.

À CAPES pelo apoio financeiro.

À todos que tiveram direta ou indiretamente participação neste trabalho.



## RESUMO

A atividade nas secundárias de variáveis cataclísmicas é um importante ingrediente para remoção de momento angular da binária via freamento magnético dessa estrela que gira sincronizada à revolução orbital. Esse efeito e a emissão de ondas gravitacionais definem a trajetória evolutiva das variáveis cataclísmicas. Entretanto, a atividade nas secundárias é difícil de ser acessada observationalmente, uma vez que esses objetos podem ser ordens de grandeza mais fracos que as demais fontes de radiação no sistema. Neste trabalho, contornamos essa dificuldade com uma abordagem alternativa: observamos anãs vermelhas e anãs marrons isoladas, com o objetivo de quantificar sua atividade fotométrica, de forma a poder estimar qual seria o efeito dessa atividade se o mesmo objeto fosse a componente secundária de uma variável cataclísmica. Em relação à atividade nas anãs vermelhas e anãs marrons isoladas, observamos que, apesar de a maior parte dos objetos selecionados apresentar amplitude de variabilidade da ordem de milésimos a centésimos de magnitude nas bandas I e H, dois deles, 2MASS J0331302-304238 e o sistema triplo LHS 1070, apresentaram atividade do tipo *flare*. Em 2MASS J0331302-304238 a amplitude do *flare* observado foi de  $\sim 0,15$  mag na banda I. Em LHS 1070 também observamos um flare na banda I, com escala de tempo de decaimento de horas, e amplitude de alguns décimos de magnitude. Na banda B, observamos um evento com amplitude impressionante ( $\sim 5$  mag) e identificamos a componente LHS 1070 B como responsável pela emissão. A detecção de atividade fotométrica a este nível em LHS 1070 é inédita. Verificamos que o *flare* energético detectado em LHS 1070 B seria facilmente observável nas curvas de luz de sistemas do tipo AM Her no estado baixo. Mostramos também que é possível eventos desse tipo serem observados nas curvas de luz de sistemas do tipo VY Scl no estado baixo e mesmo em sistemas do tipo SW Sex, mas nesses últimos as condições são menos favoráveis.



# ACTIVITY ON THE SECONDARIES OF CATACLYSMIC VARIABLES

## ABSTRACT

Activity in the secondary star is an important ingredient for the removal of orbital angular momentum in cataclysmic variables. The magnetic-breaking of the secondary due to a stellar wind interacting with the interstellar medium, together with the emission of gravitational waves, define the evolutive fate of such binaries. However, the direct observation of activity in the secondary is difficult because this object may be orders of magnitude fainter than the other sources of radiation in the system. In this work, we adopted an alternative approach to estimate the effects of the activity in the system's brightness as a whole: we have observed field red and brown dwarfs aiming to quantify their activity and estimate their importance face to other sources of radiation in the system. Even though most of the observed objects showed activity only at the 0.1% – 1% level in the I and H bands, two of them showed noticeable flaring activity: 2MASS J0331302-304238 and LHS 1070. In the first object, we observed a 0.15 mag I band flare. In the second, besides the descend of a long (hours time-scale) I band flare with a few tenths of mag amplitude, we observed an impressive 5 mag amplitude flare in the B band. Photometric activity at this level was not known before for LHS 1070. We identified component B of the system has the emitting object. We calculated that the energetic event would be easily observed in the light curve of an AM Her system at low state. We also show that such events might be observed in VY Scl systems at low state. In SW Sex, the observational conditions are less favorable due to the strong influence of the accretion disk.



# SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
<b>LISTA DE FIGURAS</b>	
<b>LISTA DE TABELAS</b>	
<b>LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS</b>	
<b>LISTA DE SÍMBOLOS</b>	
<b>1 INTRODUÇÃO</b>	<b>21</b>
<b>2 Contextualização e Relações Quantitativas</b>	<b>23</b>
2.1 Variáveis Cataclísmicas	23
2.1.1 Classificação	26
2.2 As Secundárias de Variáveis Cataclísmicas	28
2.2.1 Atividade em Secundárias	30
2.2.1.1 Indícios da Atividade	30
2.2.1.2 Técnicas Utilizadas na Quantificação da Atividade	32
2.3 Anãs Vermelhas e Anãs Marrons	33
2.3.1 Atividade em Anãs Vermelhas e Anãs Marrons	34
2.3.1.1 Atividade Versus Rotação	35
2.3.1.2 Atividade Versus Idade	36
2.3.1.3 Técnicas Utilizadas na Quantificação da Atividade	37
2.4 Secundárias Versus Estrelas da Sequência Principal	37
<b>3 Metodologia</b>	<b>41</b>
3.1 Fotometria Diferencial	41
3.2 Seleção dos Objetos e Filtros	42
3.3 Aquisição dos Dados	42
3.4 Redução dos Dados	43
3.5 Análise dos Dados	45
<b>4 Resultados</b>	<b>49</b>
4.1 O <i>Flare</i> Observado em Julho de 2008	53
4.1.1 O Sistema LHS 1070	53
4.1.2 O Objeto Emissor	54

4.1.3	Parâmetros Físicos do <i>Flare</i>	55
<b>5</b>	<b>Aplicação da Variabilidade em Sistemas Reais</b>	<b>61</b>
5.1	Luminosidade do <i>Flare</i> no Óptico	61
5.2	Construção das Curvas de Luz Teóricas	61
5.3	Adição do <i>Flare</i> à Curvas de Luz de VCs	63
5.4	Resultados e Discussões	64
<b>6</b>	<b>Conclusões e Perspectivas</b>	<b>83</b>
<b>REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS</b>		<b>85</b>

## LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Os esquemas mais comuns para a geometria de variáveis cataclísmicas . . . . .	24
2.2 Fluxo observado de uma variável cataclísmica . . . . .	25
2.3 Equipotenciais de Roche . . . . .	26
2.4 Três possíveis cenários para sistemas binários . . . . .	27
2.5 Relação período-tipo espectral das secundárias . . . . .	29
2.6 Distribuição das massa das secundárias . . . . .	30
2.7 Os princípios da tomografia Roche da secundária . . . . .	34
2.8 A relação tipo espectral - período orbital . . . . .	38
3.1 Campo do objeto 2MASS J2037071-113756 . . . . .	44
3.2 Curvas de luz de 2MASS J2037071-113756 e de duas comparações . . . . .	44
3.3 Comportamento da Equação do CCD . . . . .	46
3.4 Exemplo da aplicação do método de máxima verossimilhança . . . . .	47
4.1 <i>Flare</i> na curva de luz do objeto 2MASS J0331302-304238 . . . . .	51
4.2 <i>Flare</i> na curva de luz do sistema triplo LHS 1070 . . . . .	52
4.3 <i>Flare</i> na curva de luz do sistema triplo LHS 1070 . . . . .	52
4.4 Geometria do sistema triplo LHS 1070 . . . . .	53
4.5 Configuração do sistema triplo LSH 1070 . . . . .	56
4.6 Luminosidade do <i>flare</i> na banda B . . . . .	57
4.7 Modelo de corpo negro . . . . .	59
5.1 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC AM Herculis . . . . .	66
5.2 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC AM Herculis . . . . .	67
5.3 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC AM Herculis . . . . .	68
5.4 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC AM Herculis . . . . .	69
5.5 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC VV Puppis . . . . .	71
5.6 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC VV Puppis . . . . .	72
5.7 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC VV Puppis . . . . .	73
5.8 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC VV Puppis . . . . .	74
5.9 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC DW Ursae Majoris . . . . .	75
5.10 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC DW Ursae Majoris . . . . .	76
5.11 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC DW Ursae Majoris . . . . .	77
5.12 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC DW Ursae Majoris . . . . .	78
5.13 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC UU Aquarii . . . . .	79
5.14 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC UU Aquarii . . . . .	80
5.15 Adição do <i>flare</i> às curvas de luz teóricas da VC UU Aquarii . . . . .	81



## LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
4.1 Resultados das amplitudes de variabilidade . . . . .	49
4.2 Resultados encontrados com o método de máxima verossimilhança . . . . .	51
4.3 Parâmetros da órbita do sistema LHS 1070 BC . . . . .	54
5.1 Parâmetros das funções ajustadas à luminosidade do <i>flare</i> no óptico . . . . .	62
5.2 Parâmetros do sistema AM Herculis . . . . .	65
5.3 Parâmetros do sistema VV Puppis . . . . .	70
5.4 Parâmetros do sistema DW Ursae Majoris . . . . .	75
5.5 Parâmetros do sistema UU Aquarii . . . . .	79



## LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

ADU	– <i>Analog to Digital Unit</i>
AM	– Anã Marron
AR	– Ascensão Reta
AV	– Anã Vermelha
Cam	– <i>Cameleopardalis</i>
CCD	– <i>Charge Coupled Device</i>
CG	– Centro de Gravidade
CM	– Centro de Massa
Dec	– Declinação
EBM	– Estrela de Baixa Massa
INPE	– Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais
IRAF	– <i>Image Reduction and Analysis Facility</i>
HJD	– <i>Heliocentric Julian Date</i>
HR	– Hertzsprung-Russell
IV	– Infravermelho
LNA	– Laboratório Nacional de Astrofísica
Npts	– Número de Imagens
OPD	– Observatório Pico dos Dias
RMS	– <i>Root Mean Square</i>
SP	– Sequência Principal
SPI	– Sequência Principal Inferior
texp	– Tempo de Exposição
TE	– Tipo Espectral
TE- $P_{orb}$	– Tipo Espectral - Período Orbital
URL	– <i>Uniform Resource Locator</i>
UV	– Ultravioleta
VC	– Variável Cataclísmica
VIS	– Visível
2MASS	– <i>Two Micron All Sky Survey</i>



## LISTA DE SÍMBOLOS

$a$	separação entre a âna branca e a secundária
$B$	módulo do campo magnético
$B_\lambda$	função de Planck
$E$	energia
$E_B$	energia na banda B
$E_M$	energia magnética
$f_P$	fração do lóbulo de Roche preenchido pela âna branca
$f_S$	fração do lóbulo de Roche preenchido pela secundária
$F$	fluxo
$F_B$	fluxo na banda B
$F_0$	fluxo absoluto equivalente a magnitude zero
$G$	constante da gravitação universal
$g$	ganho do CCD em $e^-/\text{ADU}$
$H_\alpha$	transição atômica da série de Balmer correspondente aos níveis 4-3
$i$	ângulo de inclinação da normal ao plano orbital com relação à linha de visada
$K$	Kelvin (graus)
$km$	quilômetros
$L$	luminosidade
$\bar{L}$	luminosidade média
$L_{bol}$	luminosidade bolométrica
$L_B$	luminosidade na banda B
$L_{H\alpha}$	luminosidade na linha de emissão $H_\alpha$
$L_\odot$	luminosidade do Sol
$L1$	ponto lagrangiano interno
$m$	magnitude aparente
$M$	magnitude absoluta
$M_{bol}$	magnitude absoluta bolométrica
$M_{Jup}$	massa de Júpiter
$\dot{M}$	taxa de transferência de massa
$M_1$	massa da âna branca
$M_2$	massa da estrela secundária
$M_\odot$	massa do Sol
$n_{pix}$	número de pixels considerado para o cálculo do céu
$N_S$	número de fótons por pixel do céu
$N_D$	número de elétrons por pixel gerado pela corrente de escuro
$N_R$	número de elétrons por pixel gerado pelo ruído de leitura
$P$	potência
$P_{orb}$	período orbital
$q$	razão das massas num sistema binário
$R$	ruído em $e^- \text{ rms}$
$R_{D_1}$	raio interno do disco de acréscimo
$R_{D_2}$	raio externo do disco de acréscimo

$R_{L1}$	– raio do volume equivalente do lóbulo de Roche da anã branca
$R_{L2}$	– raio do volume equivalente do lóbulo de Roche da secundária
$R_\star$	– raio da estrela
$R_\odot$	– raio do Sol
$R_2$	– raio da secundária
$S$	– sinal
$T_{D_1}$	– temperatura do raio interno do disco de acréscimo
$T_{ef}$	– temperatura efetiva
$T_P$	– temperatura superficial da anã branca
$T_S$	– temperatura superficial da secundária
$W$	– função de verossimilhança
$\text{\AA}$	– angstrons
$\Delta m$	– diferença de magnitude
$\Phi$	– potencial gravitacional total do sistema binário
$\mu_0$	– permeabilidade magnética do vácuo
$\nu$	– frequência linear
$\omega$	– frequência angular
$\rho$	– densidade
$\rho_\odot$	– densidade do Sol
$\sigma$	– desvio padrão
$\sigma_{fot}$	– desvio padrão das medidas fotométricas
$\sigma_{CCD}$	– desvio padrão calculado pela equação do CCD
$\sigma_{int}$	– variação intrínseca da estrela

## 1 INTRODUÇÃO

As curvas de luz de variáveis cataclísmicas (VCs) exibem uma grande complexidade de comportamentos, que vão desde variações aleatórias (*flickering*) à grandes explosões de Novas. A maioria das variações de luz de curta escala de tempo é atribuída a processos que ocorrem devido ao acréscimo de material.

Durante as últimas décadas, acumularam-se evidências de que a atividade (e.g., *flares*, manchas estelares) e ciclos de atividade na estrela secundária podem ser responsáveis por certas modulações observadas em curvas de luz de VCs, e até mesmo estar associados à variações na taxa de transferência de matéria. Estes processos podem produzir as grandes quedas observadas na luminosidade de sistemas do tipo VY Sculptoris ([HESSMAN, 2000](#)) e mesmo à presença de estados baixos em sistemas magnéticos. Além disso, o ciclo de atividade na secundária pode ser a causa da grande discrepância nos valores de transferência de massa em VCs com razões de massas e períodos orbitais similares. Assim, para compreender melhor esses fenômenos, um estudo mais detalhado das principais características das estrelas secundárias de VCs e de sua atividade é oportuno.

A atividade nas secundárias é difícil de ser acessada observationalmente, uma vez que esses objetos podem ser ordens de grandeza mais fracos que as demais fontes de radiação no sistema. Neste trabalho propomos contornar essa dificuldade com uma abordagem alternativa: observar anãs vermelhas e anãs marrons isoladas, com o objetivo de quantificar sua atividade fotométrica, de forma a poder estimar qual seria o efeito dessa atividade se o mesmo objeto fosse a componente secundária de uma VC.

A disposição do conteúdo desta dissertação é feita da seguinte maneira: no Cap. [2](#) apresentamos um esboço da teoria das VCs e da atividade nas anãs vermelhas, anãs marrons e secundárias de VCs. No Cap. [3](#) apresentamos a ferramenta que utilizamos para estudar a variabilidade das anãs vermelhas e marrons selecionadas, bem como os procedimentos observationalis, a redução dos dados e os métodos estatísticos usados neste estudo. No Cap. [5](#) mostramos os resultados obtidos para a variabilidade dos objetos observados e analisamos com detalhes um *flare* que ocorreu no sistema triplo LHS 1070. Finalmente, no Cap. [6](#) analisamos se os resultados obtidos para a variabilidade são visíveis em curvas de luz de VCs.



## 2 Contextualização e Relações Quantitativas

Neste capítulo apresentamos os principais conceitos relacionados às VCs e às secundárias destes sistemas. Inicialmente, apresentamos um esboço sobre o que são VCs. Em seguida discutimos a atividade em estrelas secundárias de VCs (daqui por diante secundárias de VCs serão referidas simplesmente como secundárias) e sobre a atividade em anãs vermelhas e anãs marrons. Finalmente, apresentamos uma comparação entre as secundárias e as estrelas isoladas da sequência principal. Em relação às secundárias os tópicos abordados são: as principais características físicas, os fenômenos físicos que evidenciam a atividade e os métodos utilizados para detectar esses fenômenos. Com relação às anãs vermelhas e anãs marrons de campo, discute-se a origem da atividade nestes objetos e como esta se relaciona com os parâmetros físicos importantes dos mesmos (e.g. massa, idade, rotação).

### 2.1 Variáveis Cataclísmicas

VCs são binárias cerradas em que uma anã branca sofre acréscimo de material de uma estrela de baixa massa ou de um objeto subestelar que preenche o seu lóbulo de Roche. O objeto frio é em geral a componente de menor massa no sistema, e por isso chamado de secundária. A separação entre as duas estrelas é normalmente da ordem do raio solar, assim a interação gravitacional entre as componentes é grande. Na Fig. 2.1 são ilustradas as duas configurações mais comuns para esses sistemas. Uma revisão geral sobre as VCs é apresentada em [Warner \(1995\)](#).

As principais fontes de radiação nas VCs são o disco de acréscimo, a anã branca, a secundária, a mancha brilhante (região onde ocorre o encontro do fluxo de gás proveniente da secundária com o disco de acréscimo) e a interface entre o disco de acréscimo e a anã branca, também conhecida como *boundary layer*. Na Fig 2.2 são apresentadas esquematicamente as contribuições em fluxo das várias componentes de uma VC. Na região do ultravioleta (UV), as principais fontes de radiação são o disco de acréscimo, principalmente a parte mais interna, a anã branca e a *boundary layer*. As partes interna e central do disco de acréscimo, a mancha brilhante e a anã branca são as principais fontes de radiação no óptico. No infravermelho (IV), a secundária e a parte externa do disco são as principais fontes de radiação.

Um aspecto importante para a compreensão da geometria das VCs é o modelo de Roche. Esse modelo foi criado pelo matemático francês Édouard A. Roche (1820-1883) e está associado à solução do problema restrito de 3 corpos interagindo gravitacionalmente. Ele supõe um sistema de duas massas pontuais em órbitas circulares ao redor de um centro de massa comum, enquanto um terceiro corpo de massa desprezível move-se no campo

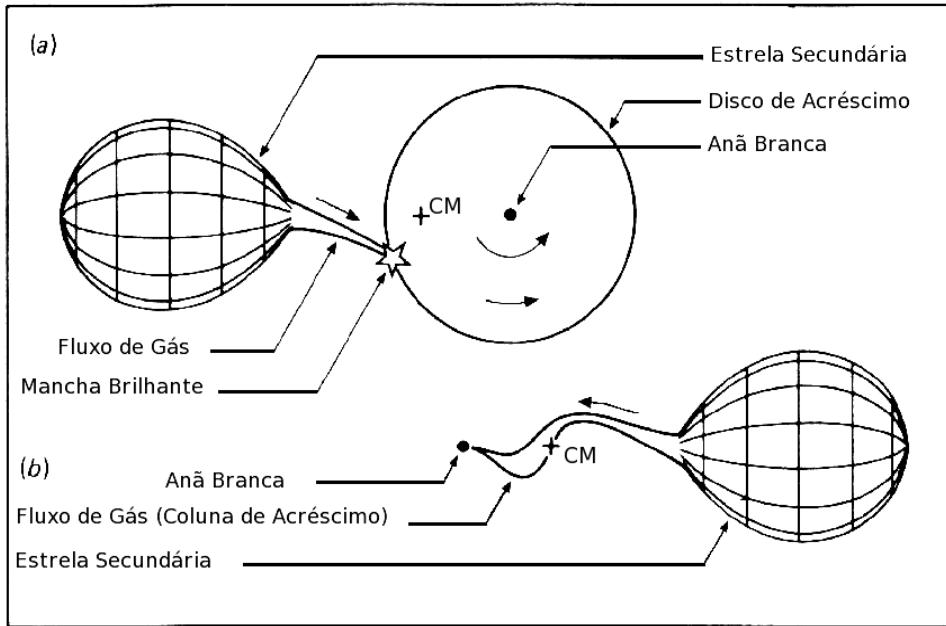


Figura 2.1 - Os esquemas mais comuns para a geometria de VCs. A estrela secundária e a anã branca orbitam o centro de massa do sistema, CM; (a) em sistemas não magnéticos, forma-se um disco de acréscimo e a região onde ocorre o encontro do fluxo de gás proveniente da secundária e o disco de acréscimo é chamada de mancha brilhante; (b) em sistemas magnéticos, o fluxo de gás que deixa a secundária é canalizado até a anã branca através das linhas de campo magnético.

Fonte: Adaptado de Pringle e Wade (1985).

gravitacional dos outros dois. É possível mapear a estrutura tridimensional das regiões equipotenciais ao redor dos corpos massivos, a partir de valores do potencial gravitacional total,  $\Phi$ , experimentados pelo terceiro corpo. Essas superfícies representam as regiões no espaço onde o movimento da terceira partícula, em relação ao sistema de coordenadas que está girando uniformemente com as duas massas, pode ser zero. São denominadas de superfícies de velocidade zero e, para uma faixa de valores de  $\Phi$ , estas superfícies podem ser encontradas próximas a cada uma das massas pontuais ou em uma posição mais distante englobando ambas as massas. Essas superfícies representam as superfícies de potencial constante.

No sistema de referência que gira com o sistema binário, em um dado ponto  $(x, y, z)$  do espaço, o potencial total,  $\Phi$ , é a soma dos potenciais das duas massas mais o potencial rotacional,

$$\Phi = -\frac{GM_1}{r_1} - \frac{GM_2}{r_2} - \frac{\omega^2}{2} \left[ \left( x - \frac{M_2}{M_1 + M_2} \right)^2 + y^2 \right] \quad (2.1)$$

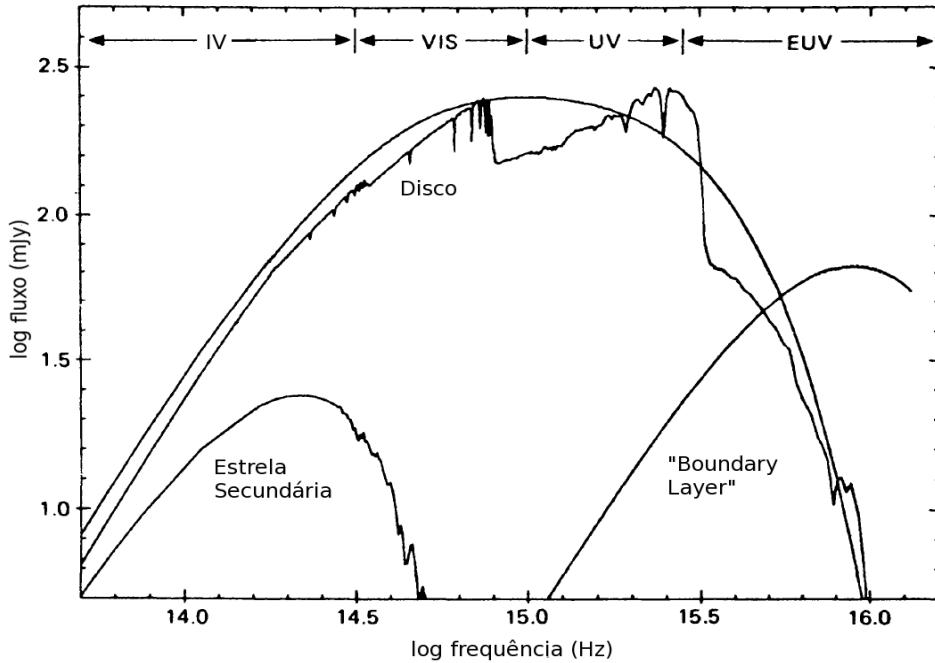


Figura 2.2 - O fluxo total de uma VC comparado com uma distribuição de corpo negro. São mostradas as contribuições separadas da estrela secundária e da *boundary layer* assim como a região no espectro combinado onde é dominante a contribuição do disco de acréscimo.

Fonte: Adaptado de [Pringle e Wade \(1985\)](#).

onde  $\omega = 2\pi/P_{orb}$ . As equipotenciais de Roche, dadas para diferentes valores de  $\Phi$  constante, são apresentadas na Fig 2.3. A forma de cada equipotencial é determinada por dois fatores: rotação, que achata as estrelas ao longo do eixo  $z$ , e a força de maré, que alonga a estrela na direção da companheira.

Quando o raio de uma das estrelas é relativamente pequeno em comparação com a separação entre as componentes, sua superfície é praticamente esférica. Entretanto, se o raio da estrela aumenta, sua superfície torna-se cada vez mais distorcida até o ponto em que preenche a superfície que passa pelo ponto L1, que é o ponto de sela do potencial de Roche. Esta superfície, chamada de lóbulo de Roche, é a maior equipotencial fechada que pode conter a massa da estrela. Qualquer expansão da estrela resultará em transferência de massa para a companheira através do ponto L1.

Quando duas estrelas são suficientemente pequenas de modo a estarem contidas em seus lóbulos de Roche, o sistema é chamado de desligado. Se uma das estrelas transborda seu lóbulo de Roche transferindo matéria para a estrela companheira, o sistema torna-se semi-ligado. Se ambas as estrelas extravasam seus lóbulos de Roche, o sistema torna-se uma binária de contato. A Fig. 2.4 sumariza esses três possíveis cenários. As VCs são portanto,

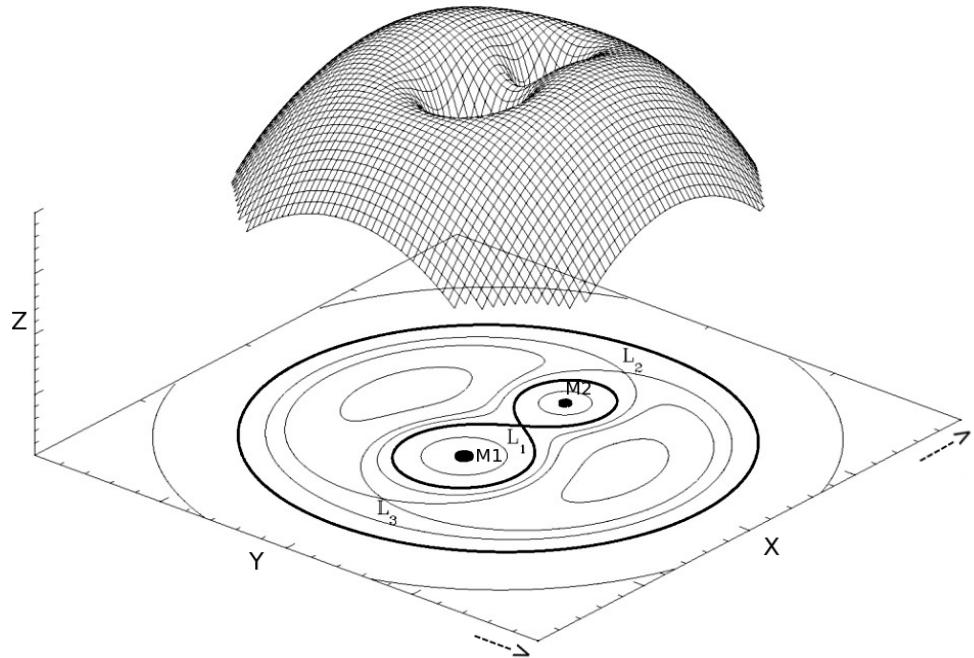


Figura 2.3 - Uma representação tridimensional do potencial de Roche num sistema binário com uma razão de massa  $q = M_2/M_1 = 0,5$ . O ponto L1 é ponto lagrangiano interno e os pontos L2 e L3 são os pontos lagrangianos externos.

Fonte: Adaptado de [Sluys \(2006\)](#).

sistemas semi-ligados.

### 2.1.1 Classificação

Inicialmente as VCs foram classificadas pela morfologia das suas curvas de luz. No entanto, com descoberta de sistemas não eruptivos, foi necessário a inclusão de subclasses baseadas principalmente em características espectrais e na intensidade do campo magnético da anã branca. Desta maneira, a classificação atual das VCs é a seguinte:

- Novas Clássicas - são sistemas que tenham apenas uma erupção observada. A amplitude da erupção pode variar de 6 a 19 magnitudes e o declínio até o estado de brilho normal pode levar anos;
- Novas Recorrentes - são sistemas que tenham mais de uma erupção de nova observada;
- Novas Anãs - são sistemas que apresentam erupções recorrentes de 2 – 5 magnitudes em escalas de tempo de dias a semanas. Elas são ainda divididas em três subclasses de acordo com as características das erupções: Z Cam, SU UMa

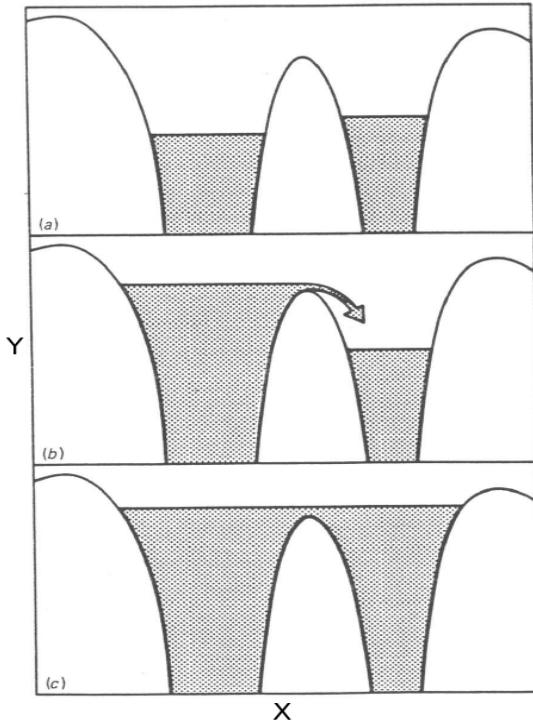


Figura 2.4 - Três possíveis cenários para sistema binários: (a) sistema desligado; (b) sistema semi-desligado e (c) binária de contato. O eixo x aponta ao longo da linha que une as duas estrelas e o eixo y aponta ao longo do potencial de Roche.

Fonte: Adaptado de Pringle e Wade (1985).

e U Gem;

- Nova-*like* - são VCs que não apresentam erupções. Essa classe de VC é dividida em subclasses de acordo com características fotométricas e espectroscópicas: RW Tri possuem espectros com linhas de emissão e pouca variabilidade fotométrica; SW Sex apresentam linhas de emissão, alta inclinação e linhas de absorção transitentes em certas fases da órbita; UX UMa têm linhas de absorção persistentes; e VY Scl são sistemas que mostram reduções ocasionais em brilho causadas por uma diminuição temporária da taxa de transferência de matéria da secundária. As subclasses UX UMa e RW Tri podem incluir membros das SW Sex e VY Scl;
- VCs Magnéticas - são sistemas que possuem campos magnéticos suficientemente fortes para impedir parcial ou totalmente a formação do disco de acréscimo. Elas são divididas em duas subclasses: (i) polares, também conhecidas como AM Herculis, possuem campos magnéticos intensos,  $B \sim 1 - 80 MG$ , rotação da estrela primária em sincronia com a rotação orbital, e fluxo de gás que sai da secun-

dária canalizado até a anã branca através das linhas de campo magnético; (ii) polares intermediárias, também conhecidas como DQ Herculis, possuem campos magnéticos mais fracos que as polares,  $B \lesssim 10^6$  G, mas suficientemente intensos para impedir que o disco se estenda até próximo da anã branca.

## 2.2 As Secundárias de Variáveis Cataclísmicas

As secundárias em VCs são objetos de baixa massa da sequência principal inferior (SPI), em alguns casos evoluídas, e anãs marrons. Podemos estimar a massa, o tipo espectral e a classe de luminosidade da estrela secundária a partir de relações básicas. Combinando a terceira lei de Kepler,

$$\frac{4\pi^2 a^3}{GP_{orb}^2} = M_1 + M_2 = M_2 \left( \frac{1+q}{q} \right), \quad (2.2)$$

onde  $q = \frac{M_2}{M_1}$  é a razão das massas do sistema,  $G$  é a constante gravitacional,  $a$  é a separação entre as componentes,  $P_{orb}$  é o período orbital, com a aproximação do raio do volume equivalente do lóbulo de Roche da secundária ( $R_{L2}$ ) (PACZYŃSKI, 1971),

$$\frac{R_{L2}}{a} = 0,462 \left( \frac{q}{1+q} \right)^{1/3}, \quad 0 < q < 0,8, \quad (2.3)$$

obtém-se a relação período-densidade média,

$$\frac{\rho}{\rho_\odot} = \left( \frac{M_2}{M_\odot} \right) \left( \frac{R_2}{R_\odot} \right) = 75,5 P_{orb}^{-2} h \quad (2.4)$$

que é precisa a  $\sim 6\%$  (EGGLETON, 1983).

A densidade média das anãs do tipo M8V é de  $\sim 50 \rho_\odot$  (ALLEN, 1976), correspondendo a períodos orbitais ao redor de 80 min, e a densidade média das anãs G0V é de  $\sim 1 \rho_\odot$ , correspondendo a períodos orbitais de cerca de 9 h. Para períodos mais longos que  $\sim 9$  h, a densidade da estrela secundária pode ser subsolar, correspondendo às estrelas da SP do tipo F mais quentes. Estrelas do tipo F da SP possuem massas acima da massa solar ( $M \sim 1,3 M_\odot$  para uma anã F5 e  $M \sim 1,6 M_\odot$  para uma anã F0), o que é relevante quando consideramos o requisito de  $q < 5/6$  para que ocorra transferência de massa estável e conservativa (FRANK et al., 1992). Na Fig. 2.5 é apresentada a relação período-tipo espectral das estrelas secundárias em VCs (KNIGGE, 2006). Observa-se que os períodos estão entre  $\sim 1 - 12$  h, que os tipos espetrais encontram-se entre G6–L0 e que, em geral, quanto menor é o período, mais tardio é o tipo espectral da secundária.

Considerando que a massa da anã branca só pode estar abaixo do limite de Chandrasekhar,

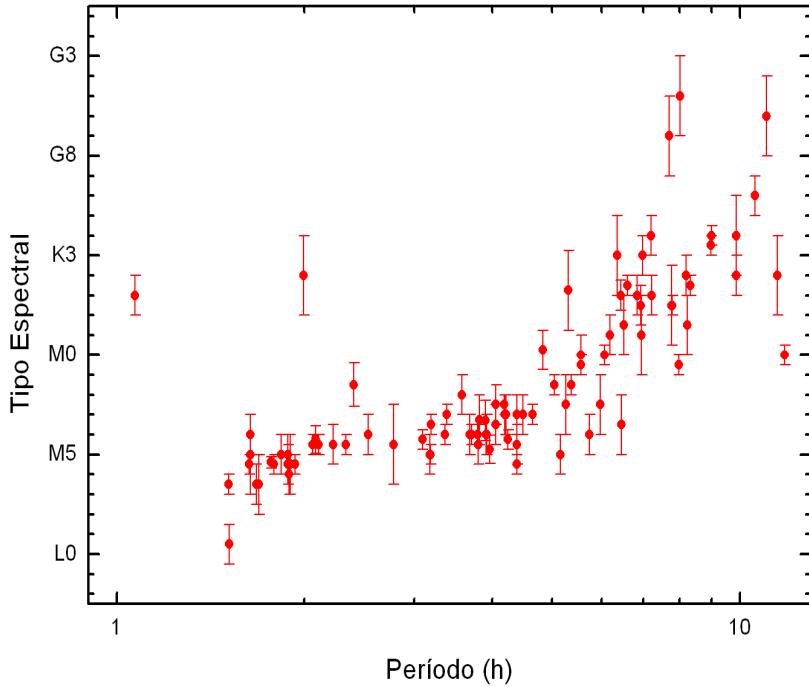


Figura 2.5 - Relação período-tipo espectral das secundárias de variáveis cataclísmicas.

a secundária é forçada a ter  $M_2 < 1,2 M_{\odot}$ . Como a média da massa da anã branca nas VCs é  $(0,75 \pm 0,05) M_{\odot}$ , (KNIGGE, 2006), o número de sistemas com estrelas secundárias acima da massa solar deve ser pequeno. Estrelas secundárias com densidades subsolar em VCs de períodos longos podem portanto ser estrelas M ou K de baixa massa evoluídas, ao invés de estrelas da SP de massa intermediária do tipo espectral F. Em resumo, para a faixa de períodos orbitais em que a maioria das VCs se encontra ( $1,3 h \lesssim P_{orb} \lesssim 9 h$ ), a estrela secundária pode ser uma anã da SP de tipo espectral M, K e G, enquanto sistemas de períodos mais longos podem conter secundárias que tenham evoluído da SP (SMITH; DHILLON, 1998). Para ilustrar, na Fig. 2.6 encontra-se um histograma da distribuição de massa da secundária, com base na compilação de Ritter e Kolb (2003). Observa-se neste histograma que como previsto teoricamente, a maior parte das massas das secundárias encontra-se abaixo da massa solar. Ainda na Fig. 2.6, verifica-se que para treze VCs a massa estimada da secundária está abaixo do limite da queima de Hidrogênio, ou seja, menor que  $\approx 0,08 M_{\odot}$ , correspondendo provavelmente à anãs marrons.

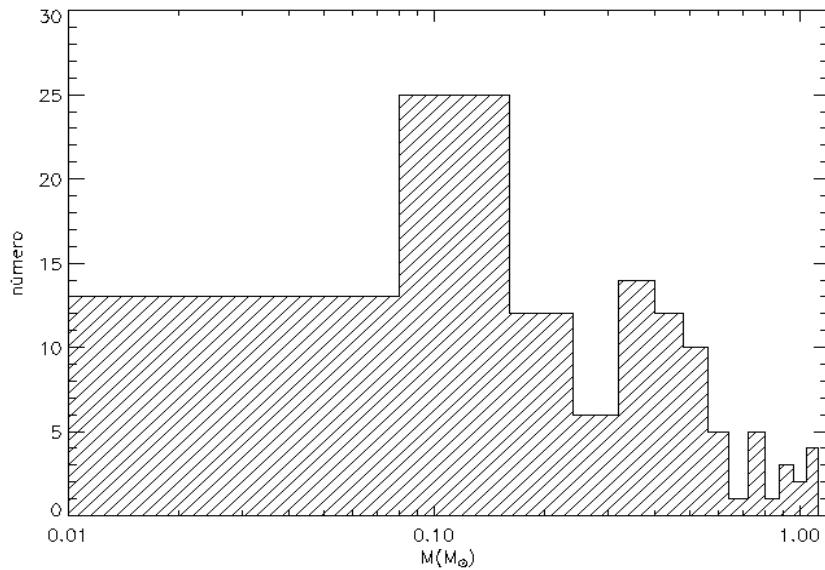


Figura 2.6 - Distribuição das massas das estrelas secundárias em variáveis cataclísmicas.

### 2.2.1 Atividade em Secundárias

A atividade em secundárias é evidenciada por diversas assinaturas que podem ser observadas nas curvas de luz das VCs, como *flares*, manchas e ciclos de atividade (HELLIER, 2001). Uma descrição mais detalhada sobre a atividade nas secundárias e as técnicas usadas para detectá-las é apresentada nas próximas seções.

#### 2.2.1.1 Indícios da Atividade

Secundárias preenchendo os seus lóbulos de Roche são quase idênticas às estrelas isoladas da SPI (WARNER, 1995). Com suas zonas convectivas profundas e rotação sincronizada com o período orbital, as secundárias devem apresentar atividade magnética cíclica do tipo solar, originada através de um dínamo. Como resultado desta atividade magnética nas secundárias destacam-se os seguintes fenômenos:

- Manchas

Estados fotométricos baixos são vistos em uma grande fração de VCs, particularmente nos sistemas VY Scl e AM Her. A causa mais provável dos estados baixos em VCs é o surgimento ou a passagem de uma mancha estelar da secundária na região do ponto L1 (HESSMAN, 2000). Posto que manchas estelares estão associadas a intensos campos magnéticos que inibem o fluxo convectivo na base da fotosfera, isso poderia reduzir ou até mesmo cessar a transferência de massa da secundária para a primária.

- *Flares*

Enquanto é largamente aceito que erupções de novas anãs em VCs resultam de instabilidade no disco de acréscimo, são observados nestes objetos também muitos *flares* de vida curta cuja origem é menos clara. Os *flares* fazem os sistemas elevarem seus brilhos de  $\sim 1 - 2$  magnitudes, durante apenas poucas horas, enquanto que erupções de novas anãs duram cerca de dias. Os *flares* ocorrem com mais frequência nas VY Scl e nas AM Her em seus estados baixos. Uma possível explicação seria que os *flares* resultam da atividade na estrela secundária ([SHAKHOVSKOY et al., 1993](#)). Há forte evidência que isso ocorra, embora o conhecimento atual sobre VCs não seja suficiente para descartar uma possível origem no disco. No entanto, o sistema AM Her QS Tel produziu em seu estado baixo dois *flares* ([WARREN et al., 1993](#)). Eles duraram apenas  $\sim 1$  h e durante esse tempo a luz ultravioleta aumentou por um fator de  $\sim 7$ . Como neste caso um disco não está envolvido, os *flares* podem ser atribuídos à atividade na estrela secundária.

- Ciclo de Atividade

O ciclo de atividade na secundária começou a ser estudado quando [Warner \(1988\)](#) sugeriu que variações nas propriedades do dipolo (ou quadrupolo) magnético causadas por um ciclo magnético do tipo solar produzem variações cíclicas de alguns parâmetros das VCs. O aumento do número de tubos de fluxo magnético causa um aumento no raio da estrela, resultando em um incremento da transferência de massa. O aumento da transferência de massa, por sua vez, conduz a um acréscimo na luminosidade da mancha brilhante e na taxa de fluxo de massa através do disco de acréscimo. Desta maneira, ocorre um acréscimo na luminosidade total do sistema na fase quiescente, isso porque as fontes dominantes de radiação na fase de quiescência são a estrela secundária, a mancha brilhante e o disco de acréscimo. Sabendo que o tempo entre dois *outbursts* de uma nova anã é inversamente correlacionado com a taxa de transferência de massa ([ŠIMON, 2002](#)), então, se ocorrer um aumento na taxa de transferência de massa, ocorrerá uma diminuição no tempo entre os *outbursts*. Nesse cenário, o campo magnético da secundária alcançaria o disco de acréscimo. Linhas de campo magnético penetrariam no disco e removeriam momento angular, e as regiões onde ocorre o acúmulo de massa e os *outbursts* seriam deslocadas para as partes mais internas do disco. Espera-se então que os *outbursts* sejam mais curtos e mais frequentes ([VOGT et al., 1995](#)). Em resumo, ciclos de atividade magnética em estrelas secundária podem ser observados como variações cíclicas no brilho dos sistemas, e provavelmente afetam os intervalos dos *outbursts* e a duração dos mesmos numa

nova anã.

A distribuição de momento angular da estrela secundária pode mudar ao longo do seu ciclo de atividade ([APPLEGATE, 1992](#)), estas mudanças produzem variações no achatamento da estrela. Este último fenômeno, por sua vez, é comunicado à órbita através da interação gravitacional, mudando o período orbital ([WARNER, 1988](#)).

Testes observacionais de ciclos de atividade magnética nas estrelas secundárias de VCs podem ser executados analisando observações de longo prazo nestes sistemas. Esses ciclos foram encontrados por [Bianchini \(1988\)](#) na magnitude visual de longo prazo de algumas novas e nova-*like*, e em intervalos de *outbursts* de algumas novas anãs. Embora com amostras limitadas a um pequeno número de VCs, [Bianchini \(1990\)](#) e [Maceroni et al. \(1990\)](#) encontraram que os períodos dos ciclos de atividade das secundárias nas CVs, RS CVn e W UMa estão na mesma faixa de períodos dos ciclos de atividade das correspondentes estrelas isoladas da SP.

### 2.2.1.2 Técnicas Utilizadas na Quantificação da Atividade

Algumas técnicas foram desenvolvidas para o estudo da atividade nas estrelas secundárias ao longo das últimas décadas, dentre elas destacamos:

- Cronometragem de Eclipses

Os ciclos de atividade na estrela secundária podem ser encontrados indiretamente, através da cronometragem dos instantes de mínimo nos eclipses. A idéia é a seguinte: se o período orbital for exatamente constante, eclipses irão ocorrer em instantes rigorosamente espaçados no tempo. Verifica-se no entanto que, em certos casos, os eclipses ocorrem antes ou depois do esperado, e os atrasos e avanços podem variar ciclicamente. Tais ciclos tendem a ser quase-periódicos ([HELLIER, 2001](#)), ao invés de se repetirem exatamente. Desta maneira, a hipótese da influência gravitacional de um terceiro corpo sobre a binária pode ser descartada, visto que, a presença do terceiro corpo criaria ciclos periódicos ([KOPAL, 1978](#)). Assim, os ciclos devem surgir como consequência da atividade magnética nas secundárias ([HELLIER, 2001](#)).

- Tomografia Roche das Secundárias em VCs

Na tomografia Roche a estrela secundária é modelada com uma grade de elementos de superfície com áreas aproximadamente iguais, todos na superfície de

potencial crítico definido pelo lóbulo de Roche. À cada elemento de superfície é então atribuído um perfil de intensidade local convoluído com a resolução do instrumento. Esses perfis são escalonados para levar em conta a intensidade de cada elemento, e também efeitos dependentes da fase, tais como, variações na área projetada, obscurecimento, e escurecimento do limbo. A contribuição de cada elemento é deslocada por efeito Doppler de acordo a sua velocidade radial em qualquer fase particular (supondo que a estrela secundária está girando sincronizada). O perfil alargado devido à rotação da estrela secundária em qualquer fase pode ser calculado simplesmente somando as contribuições dos elementos de superfície sobre o hemisfério visível. Finalmente, a reconstrução de uma imagem da estrela secundária é obtida usando o processo reverso, onde a contribuição em intensidade dos perfis de cada elemento de superfície é ajustada iterativamente até que os dados do modelo sejam consistentes com os dados observados, isto é  $\chi_r^2 \sim 1$ <sup>1</sup>. Desta maneira, a tomografia Doppler pode ser usada para identificar características relacionadas à atividade magnética nas secundárias, tais como regiões com manchas. Um simulação processo para o caso mais simples, sem manchas mas com aquecimento da secundária é mostrada na Fig. 2.7.

### 2.3 Anãs Vermelhas e Anãs Marrons

As anãs vermelhas são estrelas de baixa massa (EBM) e de baixa luminosidade. No diagrama HR, elas ocupam a extremidade inferior da SP. Os objetos de massas e luminosidades ainda menores, são chamadas de anãs marrons (AM), e por serem muito fracas, são muito difíceis de serem detectadas. Na verdade, AM são proto-estrelas de massa menor que  $0,08 M_\odot$ , correspondendo à  $80 M_{Jup}$ , as quais nunca queimarão o Hidrogênio. Elas têm massas entre  $\sim 13 - 80 M_{Jup}$ . Por exemplo, a anã marrom Gliese 229B tem massa entre 30 e 40 vezes a massa de Júpiter. As EBM são muito menores e mais compactas do que o Sol. Uma estrela anã vermelha típica, com temperatura de  $2700 K$  e magnitude bolométrica absoluta  $M_{bol} = +13$  ( $5 \times 10^{-4} L_\odot$ ), tem um raio de apenas  $0,1 R_\odot$ . Uma estrela desse tipo tem massa pequena, em torno de  $0,1 M_\odot$ , mas ainda assim sua densidade deve ser em torno de  $100 \rho_\odot$ .

A estrutura interna dos objetos de baixa massa sofre duas transições muito importantes que influenciam seriamente sua evolução. A primeira transição ocorre ao redor de  $0,35 M_\odot$ , correspondendo ao tipo espectral  $\sim M3.5$  e temperatura efetiva na sequência principal de  $\sim 3500 K$  (REINERS, 2003); estrelas menos massivas são completamente convectivas, enquanto que estrelas mais massivas possuem um zona radiativa interna similar

---

<sup>1</sup> $\chi_r^2$  é uma medida da qualidade do ajuste do modelo aos dados.

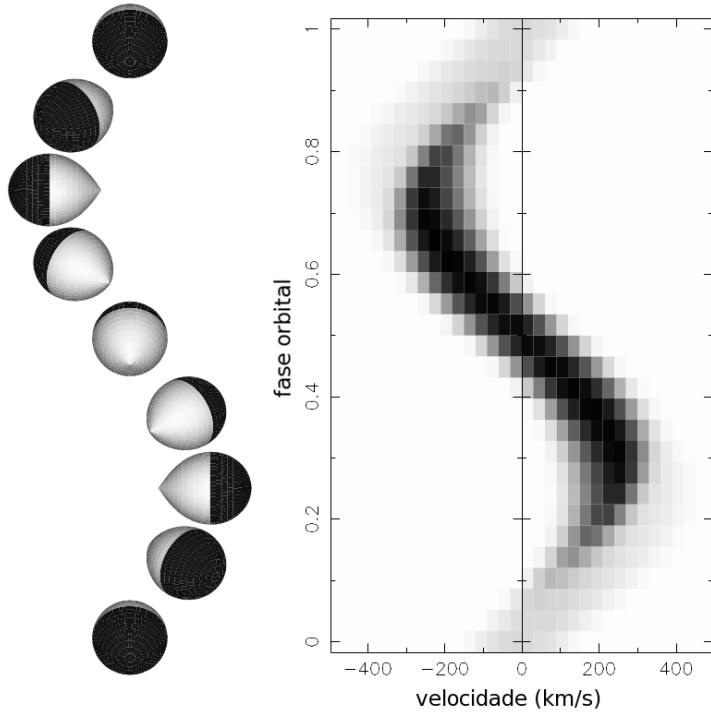


Figura 2.7 - Na tomografia Roche, observações do perfil de linhas de absorção em diferentes fases orbitais permitem, via retroprojeção, obter a distribuição de intensidades sobre a superfície da estrela secundária.

Fonte: Adaptado de [Watson e Dhillon \(2003\)](#).

ao Sol. A segunda transição importante ocorre ao redor de  $0,08 M_{\odot}$  (tipo espectral  $\sim$  M8), ela determina o limiar entre estrelas e anãs marrons. Objetos menos massivos não atingem temperaturas em seu interior suficientes para a fusão do Hidrogênio de forma estável ([CHABRIER; BARAFFE, 2000](#)). Esses objetos continuam esfriando enquanto contraem ao longo de sua evolução, deslocando-se para tipos espetrais frios.

O espectro dos objetos de baixa massa sofre mudanças importantes em duas temperaturas características. A primeira ocorre ao redor da temperatura efetiva de  $4000 K$  onde moléculas começam a serem formadas. Em cerca de  $2500 K$ , a condensação de grãos de poeira ([ALLARD et al., 1997](#)) e o aumento da neutralidade tornam as atmosferas desses objetos ainda mais complexas.

### 2.3.1 Atividade em Anãs Vermelhas e Anãs Marrons

As observações indicam que a atividade é presente na maior parte das anãs vermelhas. A explicação teórica é que, em objetos que giram com zonas convectivas sub-fotosféricas opera um dínamo magneto-hidrodinâmico gerando campos magnéticos ([BROWNING;](#)

[BASRI, 2007](#)). Depois de emergir acima da fotosfera, o campo magnético produz aquecimento da atmosfera estelar e vários fenômenos, e.g. *flares*, plagas, manchas, etc. Estes fenômenos são evidenciados por observações de inomogeneidades na superfície estelar, as quais produzem modulação fotométrica e espectrocópica ao longo do período rotacional.

Nas últimas décadas os estudos da atividade em objetos de baixa massa se intensificaram. Os resultados desses estudos indicam que a atividade está correlacionada com características físicas dos objetos. As principais correlações são: atividade-rotação e atividade-idade. Uma descrição mais detalhada sobre estas duas correlações encontra-se nas próximas subseções.

### 2.3.1.1 Atividade Versus Rotação

Rotação e atividade estão intimamente relacionadas em estrelas semelhantes ao Sol. Acredita-se que o vento estelar acoplado às linhas de campo magnético e ao meio interestelar retira momento angular freando a estrela. Consequentemente estrelas de tipos espetrais F–K são mais ativas quando giram mais rapidamente, mas tornam-se menos ativas quando perdem momento angular e desaceleram, esse fenômeno é conhecido com conexão rotação-atividade ([NOYES et al., 1984](#)).

O escalonamento da atividade com a rotação depende do tipo de dínamo que ocorre dentro da estrela e do freamento magnético. [Pizzolato et al. \(2003\)](#) e [Reiners \(2007\)](#) sugerem que o mecanismo de dínamo é comparável na maior parte das estrelas, no entanto ao redor do tipo espectral M3.5 as estrelas tornam-se completamente convectivas e portanto não possuem a camada de interface entre as zonas convectiva e radiativa, conhecida como tacoclinia. Acredita-se que o dínamo na tacoclinia é o mais importantes mecanismo conduzindo à geração de campo magnético; se isso é verdade, espera-se um decréscimo acentuado na geração do campo magnético ao redor do tipo espectral M3.5. [Delfosse et al. \(1998\)](#) encontram uma súbita mudança no comportamento do freamento magnético na classe espectral M3.5. Anãs M mais quentes que M3.5 giram lentamente com velocidades projetadas de  $v \sin i \lesssim 3 \text{ km s}^{-1}$ , enquanto que objetos mais frios que M3.5 mostram velocidade de rotação de até  $v \sin i = 50 \text{ km s}^{-1}$  em população do disco jovem, e na população do disco velho algumas anãs M frias ainda mostram velocidades ao redor de  $v \sin i = 10 \text{ km s}^{-1}$ .

A investigação da conexão entre rotação e atividade em estrelas de tipos espetrais M frias e L foi estudada com mais detalhes inicialmente por [Mohanty e Basri \(2003\)](#). Eles determinam através dos espectros de alta resolução, velocidades de rotação projetadas e emissão  $H\alpha$  e derivaram os níveis de atividade desses objetos. Nesse trabalho, concluíram que as velocidades de rotação continuam aumentando de anãs M médias para anãs L.

Além disso, nas anãs M encontram uma tendência de alongamento da escala de tempo de desaceleração com os tipos espectrais mais tardios, ou seja, uma diminuição do freamento magnético para estrelas M mais frias.

[Reiners \(2007\)](#) adiciona mais estrelas de tipo espectral M à amostra de [Mohanty e Basri \(2003\)](#) e mede o campo magnético dos objetos. Os resultados mostram que em anãs M o nível de atividade está acoplado ao fluxo magnético, ou seja, alto nível de fluxo magnético conduz a intensas emissões de  $H\alpha$  e estrelas sem emissão  $H\alpha$  mostram campos magnéticos fracos.

[Reiners e Basri \(2008\)](#) obtiveram espectros de alta resolução de uma amostra de 45 anãs L. Eles não encontraram correlação entre atividade (emissão  $H\alpha$ ) e rotação ( $v \sin i$ ) entre as anãs L. Uma possível explicação, segundo os autores, é que, devido a esses objetos terem velocidade de rotação alta, ou a geração dos campos magnéticos estaria em um regime de saturação, ou a conversão dos campos em emissão ocorreria de maneira diferente ou mais instável.

### 2.3.1.2 Atividade Versus Idade

Em estrelas semelhantes ao Sol, a atividade é mais intensa quando as estrelas são mais jovens. Durante sua evolução o nível de atividade diminui. No entanto, como foi visto na seção anterior, os objetos mais frios que o tipo espectral M3.5 são totalmente convectivos. Posto isto, uma pergunta relevante que surge é: será a relação atividade-idade para as anãs M frias, L e T semelhantes à das estrelas de tipo solar?

Não se conhece o suficiente sobre o mecanismo de geração de campos magnéticos, a forma com que eles são convertidos em aquecimento atmosférico via mecanismos dissipativos e o freamento magnético nas anãs M, L e T, para se responder essa pergunta com precisão. No entanto, muitos estudos têm encontrado evidências que a relação atividade-idade se estende à todas as anãs M. [Eggen \(1990\)](#) observou um decaimento em lei de potência, como a lei de *Skumanich*, na intensidade da atividade em função da idade. Amostras maiores de anãs M têm adicionado evidências para a hipótese de que a atividade magnética em anãs M decresce lentamente com o tempo ([REID et al., 2002](#)).

[Reiners e Basri \(2008\)](#) coletaram espectros de alta resolução espectral de 45 anãs L e tentaram encontrar alguma correlação entre emissão  $H\alpha$  e medidas de velocidades tangenciais dadas em [Schmidt et al. \(2007\)](#). Embora a velocidade tangencial não descreva o movimento espacial completo dos objetos, ela é uma medida conveniente que provê um quadro preliminar para a investigação estatística de uma grande amostra. Em geral, estrelas jovens têm velocidade espacial total muito baixa ([CHIBA; BEERS, 2000](#)) e qualquer

detecção de movimento da ordem de  $30 \text{ km s}^{-1}$  indica que o objeto provavelmente não é membro da população jovem. [Reiners e Basri \(2008\)](#) encontram que 6 objetos de sua amostra, os quais apresentam emissão  $H\alpha$ , têm  $v_{tan} < 20 \text{ km s}^{-1}$ , enquanto que nenhum objeto sem emissão  $H\alpha$  apresenta velocidade tangencial baixa. Segundo os autores, isso indica que a falta de estrelas jovens inativas (que não apresentam emissão  $H\alpha$ ) é sugestiva, embora o número de estrelas da amostra seja ainda estatisticamente não significativo.

### 2.3.1.3 Técnicas Utilizadas na Quantificação da Atividade

Atividade estelar é quantificada através da medida da intensidade da emissão observada em regiões de banda larga (e.g., infravermelho, óptico, raio X) ou em linhas espectrais. Assim, o método mais satisfatório para o estudo da atividade estelar dependerá da emissão produzida na atmosfera da estrela e do contraste da distribuição espectral de energia na fotosfera estelar.

Nas anãs vermelhas avançadas e anãs marrons, a atividade é normalmente medida em termos da luminosidade da linha de emissão  $H\alpha$  normalizada pela luminosidade bolométrica, ou seja,  $\log(L_{H\alpha}/L_{bol})$ . No entanto, através da fotometria de banda larga é possível inferir a existência de manchas sobre a superfície dos objetos, pois as mesmas produzem modulação no fluxo total. Modulação rotacional do fluxo estelar foi observada em muitas estrelas ativas, incluindo as de tipo espectral M. Estrelas com alta atividade têm amplitudes de vários porcentos em magnitude aparente, o que as torna fáceis de detectar, principalmente as que apresentam períodos de rotação curtos. Em estrelas de baixa atividade espera-se menor quantidade de manchas correspondendo a menores amplitudes na variação da luz ([MESSINA et al., 2003](#)). Além disso, possíveis variações de um padrão de manchas em uma escala de tempo comparável ao período de rotação podem mascarar a modulação rotacional. Desta maneira, séries temporais longas são necessárias para determinar o valor correto do período rotacional.

## 2.4 Secundárias Versus Estrelas da Sequência Principal

A relação entre estrelas isoladas de sequência principal e as secundárias de variáveis cataclísmicas tem sido estudada por vários autores (e.g. Smith et al., 1998; Harrison et al., 2005; Knigge, 2006). Apesar da afirmação feita na Seção 2.2 que as secundárias são estrelas isoladas da SPI e que possuem densidades semelhantes, não é claro que elas tenham as mesmas características destas estrelas. O fato é que as secundárias são submetidas a condições diferentes das estrelas de SPI, como por exemplo: estão situadas a  $\sim 1 R_\odot$  de uma fonte quente (anã branca); possuem a forma distorcida do seu lóbulo de Roche; giram com  $\sim 100 \text{ km s}^{-1}$ ; perdem massa através do L1 à taxa de  $\sim 10^{-8} - 10^{-11} M_\odot/\text{ano}$  e são

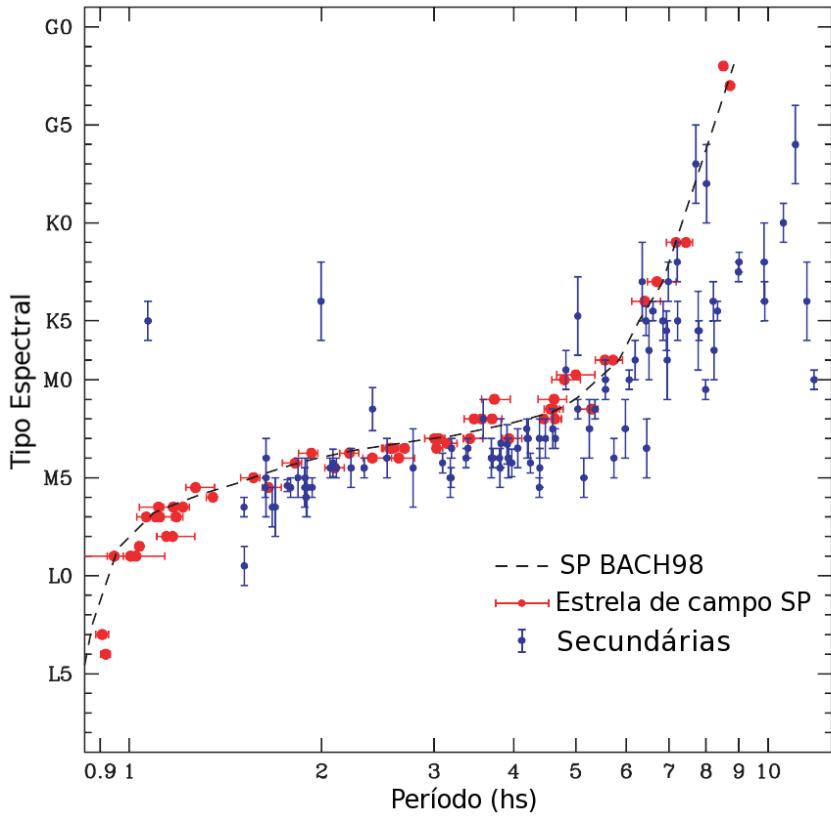


Figura 2.8 - A relação período orbital - tipo espectral empírica para as secundárias de VCs e para as estrelas isoladas da SP. Os pontos azuis são secundárias e os pontos vermelhos são estrelas isoladas. A linha tracejada é a relação predita pela isócrona de 5 Ganos do modelo desenvolvido por [Baraffe et al. \(1998\)](#).

Fonte: Adaptado de [Knigge \(2006\)](#).

expostas a uma explosão de Nova à cada  $\sim 10^4$  anos.

Uma forma de comparar as secundárias às estrelas isoladas da SP é examinar a relação tipo espectral - período orbital ( $TE - P_{orb}$ ) ([BEUERMANN et al., 1998](#)). Nesta comparação utilizam-se o período da VC e o tipo espectral da secundária. O tipo espectral das estrelas isoladas é obtido diretamente com medidas espectroscópicas. Entretanto, é necessário determinar o período que uma VC precisaria ter para que a estrela isolada preenchesse o lóbulo de Roche. Essa determinação depende do raio da estrela, para o qual não existem maneiras precisas e diretas de medição. Neste caso, recorre-se aos últimos avanços nos modelos de atmosfera estelar (e.g. Baraffe et al., 1998), cujos resultados teóricos concordam bem com as observações.

Na Fig. 2.8 é apresentada a relação  $TE - P_{orb}$  para as estrelas isoladas da SP e para as secundárias. Os principais resultados obtidos da análise da Fig. 2.8 são:

- Os tipos espectrais das secundárias são sistematicamente mais tardios que as estrelas isoladas. Essa característica é provavelmente devido as secundárias estarem perdendo matéria ([KOLB; BARAFFE, 2000](#));
- Exceto para algumas VCs, as secundárias com  $P_{orb} \lesssim 5 - 6 h$  definem uma sequência  $TE - P_{orb}$  consistente;
- Em  $P_{orb} \gtrsim 5 - 6 h$ , o espalhamento aumenta com relação ao tipo espectral, embora as secundárias permaneçam mais tardias que as estrelas isoladas da SP nos mesmos períodos. Uma explicação para essa característica, segundo [Beuermann et al. \(1998\)](#), é que as secundárias podem estar já no início da transferência de matéria, um pouco evoluídas e portanto, o espalhamento em tipo espectral seria reflexo das diferentes abundâncias de Hidrogênio no núcleo das secundárias.

Por outro lado, [Harrison et al. \(2005\)](#) fizeram um estudo espectroscópico de cinco VCs magnéticas na banda K e verificaram que os espectros das secundárias são consistentes com espectros de estrelas da SPI tanto na intensidade das linhas moleculares e atômicas, quanto na inclinação de seus contínuos.



### 3 Metodologia

Nesse capítulo descrevemos a técnica utilizada para o estudo da variabilidade dos objetos de baixa massa, os critérios usados na seleção dos objetos e dos filtros, os procedimentos observacionais, a redução dos dados e finalmente os métodos estatísticos usados para quantificar a variabilidade.

#### 3.1 Fotometria Diferencial

Fotometria diferencial é a técnica usada para medir a razão de fluxos entre dois objetos astronômicos. Essa técnica não dá uma medida do fluxo absoluto, entretanto ela é útil para determinar como um objeto varia com o tempo se o outro objeto for constante e é bastante robusta com relação às condições de céu. A seguir introduzimos alguns conceitos relacionados às medidas fotométricas.

Por definição, o fluxo monocromático é a grandeza física que mede a quantidade de energia por unidade de área, por unidade de tempo e por unidade de frequência. Uma maneira ainda frequentemente utilizada para expressar o fluxo observado é o sistema de magnitudes. As razões para isso são em parte relacionadas com a fisiologia do olho humano (que responde logaritmicamente ao estímulo da luz), em parte com aspectos históricos (os gregos já utilizavam o sistema de expressar fluxos em que as estrelas mais brilhantes eram denotadas como de 1<sup>a</sup> grandeza, e as mais fracas de 2<sup>a</sup> grandeza e assim por diante) e finalmente por ser um sistema eficiente de compressão da informação. Nesse sistema, o fluxo relaciona-se com a magnitude da seguinte maneira,

$$m = -2,5 \log \left( \frac{F}{F_0} \right) \quad (3.1)$$

onde  $F$  é o fluxo medido e  $F_0$  é o fluxo absoluto equivalente a magnitude zero.

Na fotometria diferencial usa-se a razão entre os fluxos de dois objetos, ou seja, a diferença entre magnitudes,

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \left( \frac{F_1}{F_2} \right) \quad (3.2)$$

assim a diferença de 5 magnitudes corresponde a uma razão de 100 em fluxo. Há alguns fatores que favorecem o uso desse sistema que usa escala logarítmica. O primeiro relaciona-se à atenuação da radiação pela atmosfera da Terra, i.e. lei de Bouguer, que se apresenta de forma linear num gráfico de magnitude versus massa de ar. Assim, o sistema de magnitude adapta-se bem à fotometria diferencial. Além disso, variações globais dos fluxos dos objetos, associados com variações na transparência da atmosfera de noite a noite e com os desvios temporais na resposta do detector, afetam de forma igual ambos

os termos na Eq. 3.2.

### 3.2 Seleção dos Objetos e Filtros

A atividade em estrelas de baixa massa e em anãs marrons é um campo que surgiu nas últimas décadas do século passado e intensificou-se no início deste século. Nesse período, as melhorias nos instrumentos, combinadas com as facilidades de redução e análise de dados, permitiram que escolhessemos um conjunto de objetos tardios que foram pouco explorados e que são observáveis com os telescópios e instrumentos do Observatório Pico dos Dias (OPD), operado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA), Brasil.

A região do vermelho no espectro óptico e do infravermelho próximo são ideais para realizar medidas de atividade fotométrica dos objetos selecionados, isso porque, para a maior parte deles o máximo de emissão fotosférica localiza-se nessas regiões. Assim, os filtros selecionados foram I no óptico e H no infravermelho próximo. Para o objeto LHS 1070 tomamos também imagens na banda B, uma vez que ele é suficientemente brilhante para ser observado mesmo nessa banda, e tendo em vista que em particular a atividade *flare* é mais facilmente observada na parte azul do espectro óptico.

### 3.3 Aquisição dos Dados

Iniciamos a nossa campanha observacional em Setembro de 2007 e finalizamos em Novembro de 2008. Os telescópios usados na aquisição das imagens foram: 1,6 m Perkin-Elmer, 0,6 m Boller & Chivens e o 0,6 m Zeiss do OPD/LNA. Nos telescópios 1,6 m Perkin-Elmer e 0,6 m Boller & Chivens obtivemos imagens dos objetos selecionados na banda H usando o instrumento CamIV. Nos telescópios 0,6 m Zeiss e 1,6 m Perkin-Elmer obtivemos imagens nas bandas I e B usando um detector CCD acoplado a uma câmara direta. O tempo de integração para as imagens nas bandas H, I e B variou de 20 a 60 segundos.

O procedimento observacional usado para a obtenção das séries temporais foi o seguinte: no filtro H, as imagens foram tomadas em sequência, utilizando-se o procedimento de pontilhar (*dithering*, em geral em 5 posições) para produzir uma boa estimativa do fundo de céu. Nas imagens obtidas com os filtros I e B, devido ao fato dos campos dos nossos objetos serem relativamente pobres, a maior preocupação foi posicioná-los de maneira a ter a maior quantidade de estrelas de comparação ao redor do objeto de interesse.

No início e no final de cada noite, obtivemos imagens de *flat-field*, *bias* e *dark*. A seguir descrevemos como essas imagens são obtidas.

- *Flat-Field*

As imagens de *flat-field* são obtidas expondo o CCD, com a mesma óptica usada para obter as imagens dos alvos, à uma superfície branca, plana e iluminada uniformemente. O objetivo das imagens de *flat-field* é quantificar as variações pixel a pixel na sensibilidade do CCD, causadas por fatores intrínsecos ao detector. A deposição de poeira na janela do criostato também é corrigida pelo procedimento de *flat-fielding*. Este aspecto enfatiza a necessidade de se tomar imagens de *flat-field* a cada noite de observação.

- *Dark*

Uma imagem de dark é simplesmente uma imagem obtida na mesma temperatura e no mesmo tempo de integração das imagens feitas para os alvos. A imagem de dark contém o ruído causado pela corrente de escuro (ruído térmico). O ruído térmico ocorre porque, mesmo na ausência de luz, pares elétrons-buracos se formam na região sensível do detector. É uma contribuição que se escalona proporcionalmente ao tempo de integração.

- *Bias ou Zero*

A eletrônica de leitura dos CCDs produz sinais mesmo na ausência de luz (e na verdade, mesmo na ausência do próprio detector). Trata-se de uma componente aditiva, comum em circuitos que utilizam amplificadores operacionais, caracterizada por um valor médio e com flutuações em torno dele. Para evitar que valores negativos de tensão sejam submetidos ao sistema de conversão analógico-digital, costuma-se deslocar o ponto zero do sistema de modo a que somente valores positivos (em torno deste nível) sejam registrados. As flutuações em torno do nível mínimo são chamados de “ruído de leitura” e costumam ser expressas em termos do valor RMS equivalente que um sinal luminoso apresentaria.

### 3.4 Redução dos Dados

A redução dos dados foi realizada usando procedimentos padrões do IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*). Para as imagens obtidas nos filtros I e B fizemos as correções do *bias*, do *flat-field* e do *dark*, e removemos cuidadosamente os raios cósmicos de cada imagem. Para as imagens obtidas no filtro H, fizemos a subtração do céu, correção de *flat-field* e remoções de pixels ruins e raios cósmicos. Fotometria de abertura foi então realizada três vezes, para os objetos de interesse e para as comparações, com raios da abertura de extração diferentes. O resultado da fotometria com as menores variâncias nas comparações foi adotado. Para ilustrar, na Fig. 3.1 apresentamos uma imagem com as correções já feitas no campo do objeto 2MASS J2037071-113756, obtida no filtro I usando o telescópio Zeiss, com as respectivas estrelas de comparação e de referência definidas e na

Fig 3.2 mostramos as curvas de luz do alvo, 2MASS J2037071-113756, e de duas estrelas de comparação do campo obtidas usando a fotometria de abertura.

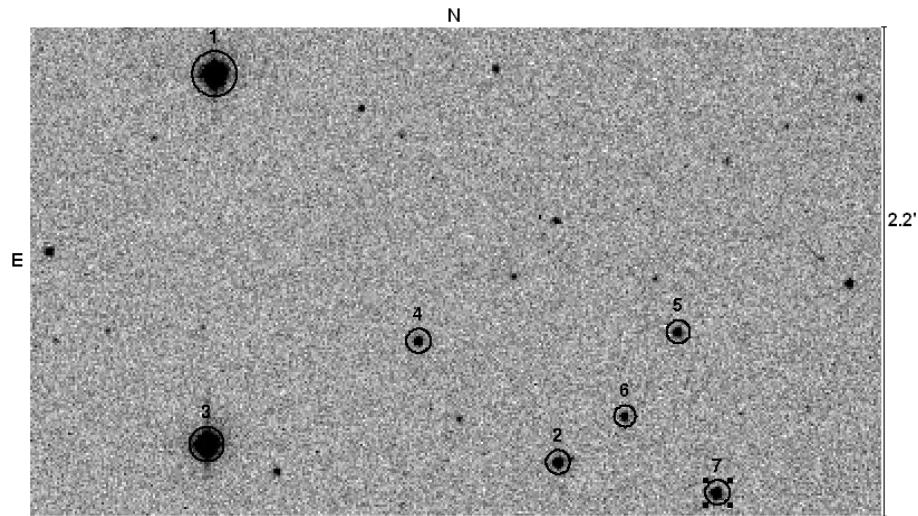


Figura 3.1 - Imagem do campo 2MASS J2037071-113756. As estrelas indicadas são: 1 - referência, 2 - alvo, 3, 4, 5, 6 e 7 - comparações.

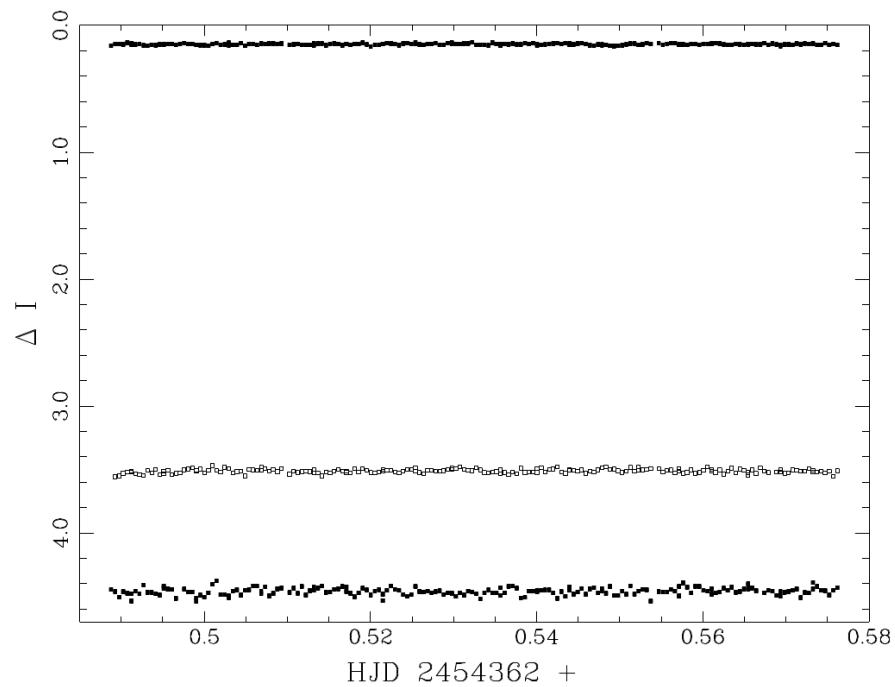


Figura 3.2 - Curvas de luz de 2MASS J2037071-113756 (pontos abertos) e de duas comparações (pontos fechados).

### 3.5 Análise dos Dados

Esta etapa do trabalho consiste de quantificar as possíveis variações intrínsecas dos objetos observados. Para tanto utilizamos dois métodos:

- a) A partir dos resultados obtidos da fotometria diferencial, determinam-se estatisticamente os desvios padrão ( $\sigma_{fot;i}$ ) para cada  $\Delta m_i$  (relativo ao objeto de referência) e estes são comparados com os valores preditos pela equação que dá a razão sinal-ruído ( $S/R$ ) em medidas CDD (Eq. 3.3). Para um objeto,

$$\left(\frac{S}{R}\right)_i = \frac{gN_i}{(gN_i + n_{pix}(gN_{S;i} + N_D + N_R^2))^{1/2}} \quad (3.3)$$

A Eq. 3.3 tem o nome de “Equação do CCD” (MORTARA; FOWLER, 1981). O termo referente ao sinal,  $N$ , é o número líquido de fótons do objeto de interesse. O ruído contém a contribuição das flutuações de Poisson em  $N$ , de  $N_S$  (o número de fótons por *pixel* do céu) e de  $N_D$  (o número de elétrons por *pixel* gerado por corrente de escuro), mais  $N_R^2$  (o número equivalente de elétrons por *pixel* resultante do ruído de leitura).  $g$  é o ganho do CCD dado em elétrons por ADU e  $n_{pix}$  é o número de *pixels* considerado para o cálculo do céu. Usando os fatos que  $S/R = 1/\sigma$  e que a incerteza na diferença de magnitude com relação ao objeto de referência deve levar em conta a contribuição desse objeto e supondo os erros no objeto de referência  $\sigma_R$  e de comparação  $\sigma_c$  independentes vale,

$$\sigma_T^2 = \sigma_R^2 + \sigma_c^2 \quad (3.4)$$

onde  $\sigma_T$  é o erro total na diferença de magnitudes.

O erro em magnitudes para cada  $\Delta m_i$  é,

$$\sigma_{CCD;T} = 1,0857 \ln(\sigma_T + 1) \quad (3.5)$$

Os valores de  $N$ ,  $N_S$  e  $n_{pix}$  são obtidos diretamente da fotometria.  $N_R$  e  $G_{CCD}$  são determinados usando imagens de *bias* e *flat-field* (HOWELL et al., 2006).  $N_D$  é quantificado usando imagens de *dark* de longa duração. Alguns desses parâmetros podem variar durante a noite, devido a isto  $\sigma_{CCD;T}$  também pode variar. Como a mediana é um indicador mais robusto que a média para descrever a localização de uma distribuição, usamos  $\sigma_{CCD;T}$  mediano para comparar os resultados da Eq. 3.5 com os valores de  $\sigma_{fot;i}$ . Um exemplo desta comparação é mostrado na Fig. 3.3.

Esse método se aplica bem às imagens obtidas no óptico, entretanto para as imagens no infravermelho, dado que os detectores nessa região são mais complexos que os detectores no óptico, só é adequado para estimar limites inferiores aos erros.

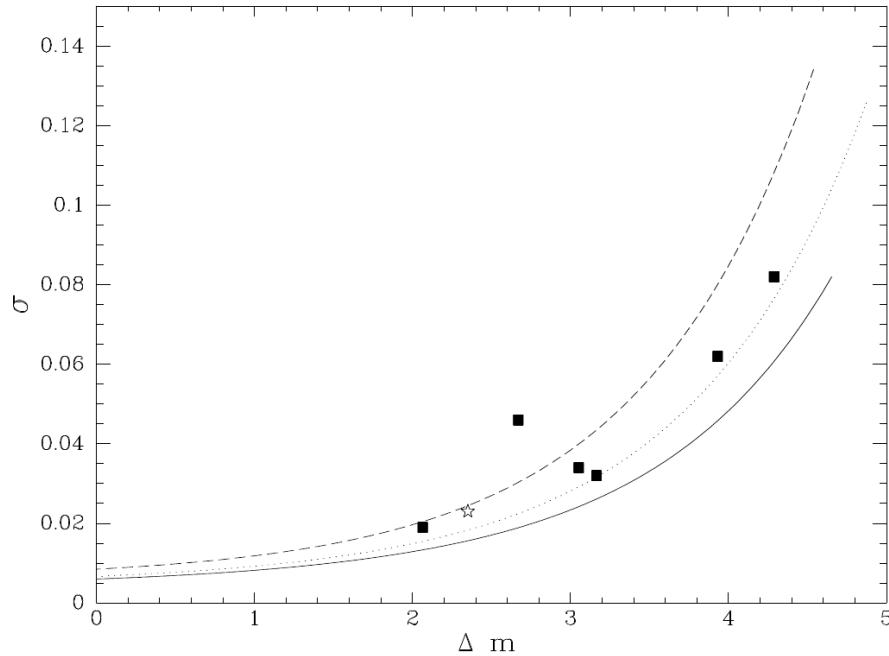


Figura 3.3 - O comportamento da Eq. 3.5 comparado aos valores dos desvios padrão  $\sigma_{fot;i}$  versus variações de magnitude  $\Delta m_i$  das comparações e do objeto 2MASS J20004841-752307. A curva pontilhada, sólida e tracejada utilizam respectivamente  $N$  a partir da magnitude mediana, da imagem com contagem mais alta e da imagem com contagem mais baixa no objeto de referência. Os quadrados são as comparações e a estrela é o alvo. O quadrado acima da curva tracejada é um objeto variável.

- b) Estima-se a presença de uma contribuição intrínseca de variabilidade em nossos objetos utilizando o método desenvolvido por [Almaini et al. \(2000\)](#). Esse método utiliza uma estimativa de máxima verossimilhança, onde a variação na curva de luz tem duas componentes: a primeira devido às flutuações causadas pelo ruído ( $\sigma_{ruído}$ ) e a segunda devido às possíveis variações intrínsecas do objeto ( $\sigma_{int}$ ). Supondo uma distribuição Gaussiana para uma curva de luz com média ( $\bar{x}$ ), erros ( $\sigma_i$ ) e uma variação intrínseca ( $\sigma_{int}$ ), a densidade de probabilidade para obter valores de  $x_i$  de  $N$  dados é dada por,

$$p(x_i|\sigma_i, \sigma_{int}) = \prod_{i=1}^N \frac{\exp\left[-\frac{1}{2}(x_i - \bar{x})^2/(\sigma_i^2 + \sigma_{int}^2)\right]}{(2\pi)^{1/2}(\sigma_i^2 + \sigma_{int}^2)^{1/2}} \quad (3.6)$$

A Eq. 3.6 é o produto de  $N$  funções Gaussianas representando a distribuição

de probabilidade para cada medida individual de  $x_i$  e  $\sigma_i$ . Os valores de  $x_i$  e  $\sigma_i$  podem provir da “binagem” de medidas em caixas de duração igual.

Podemos usar o teorema de Bayes para obter a distribuição de probabilidade para  $\sigma_{int}$ ,

$$p(\sigma_{int}|x_i, \sigma_i) = p(x_i|\sigma_i, \sigma_{int}) \frac{p(\sigma_{int})}{p(x_i)} \propto W(\sigma_{int}|x_i, \sigma_i) \quad (3.7)$$

onde  $W(\sigma_{int}|x_i, \sigma_i)$  é a função de verossimilhança para o parâmetro  $\sigma_{int}$ . A forma geral para distribuição “a posteriori” necessita da distribuição “a priori” de  $\sigma_{int}$  e  $\bar{x}$ . No caso mais simples, de uma distribuição “a priori” uniforme encontra-se,

$$W(\sigma_{int}|x_i, \sigma_i) = \prod_{i=1}^N \frac{\exp\left[-\frac{1}{2}(x_i - \bar{x})^2/(\sigma_i^2 + \sigma_{int}^2)\right]}{(2\pi)^{1/2}(\sigma_i^2 + \sigma_{int}^2)^{1/2}} \quad (3.8)$$

Resolvendo a Eq. 3.8 numericamente obtemos a estimativa de máxima verossimilhança para  $\sigma_{int}$  e  $\bar{x}$ . Embora em alguns casos nossos objetos sejam fracos a ponto de impossibilitar a detecção de variabilidade de pequena amplitude, podemos ainda assim colocar limites superiores à essa contribuição. Um exemplo da aplicação desse método é apresentado na Fig. 3.4. Na Fig. 3.4(a) são mostrados os pontos referentes aos valores médios com suas barras de erro de  $\Delta m$  em seis noites para o objeto 2MASS J2037071-113756 (veja Tab. 4.1) e na Fig. 3.4(b) é apresentada a respectiva função de verossimilhança para variações intrínsecas. Embora seja evidente “a olho” que há uma variação intrínseca nesse conjunto de dados, o método utilizado permite uma quantificação objetiva de  $\bar{x}$  e  $\sigma_{int}$ .

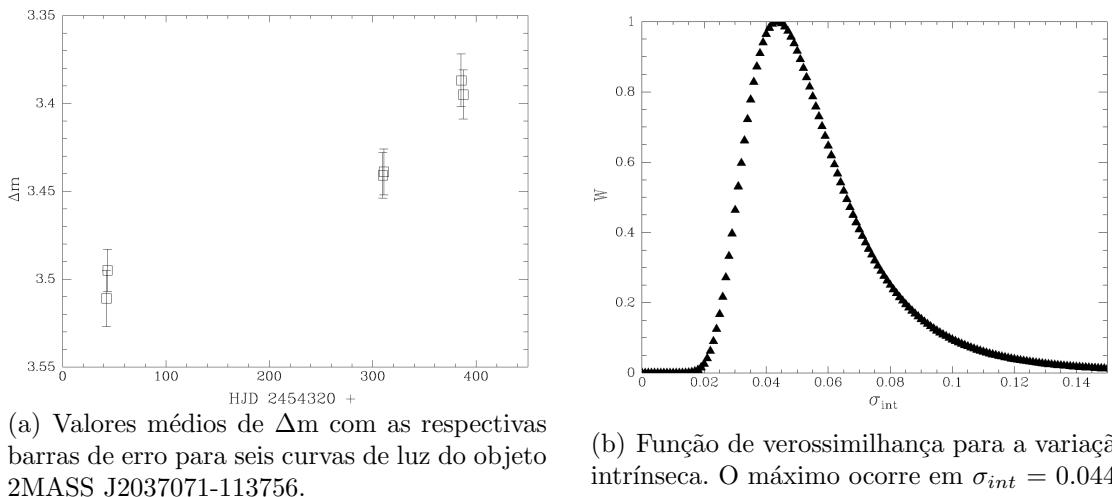


Figura 3.4 - Estimativa da máxima verossimilhança de  $\sigma_{int}$  para o objeto 2MASS J2037071-113756.



## 4 Resultados

Os resultados obtidos para a variabilidade dos objetos estudados, usando os métodos descritos no capítulo anterior, encontram-se resumidos nas Tabs. 4.1 e 4.2. Na Tab. 4.1 encontram-se os nomes (coluna 1), a configuração observacional (colunas 2-5), os resultados da análise estatística das curvas de luz (colunas 6,7), o  $\sigma_{CCD;T}$  estimado através da Eq. 3.5 (coluna 8) e as características (colunas 9,10) dos objetos observados. Na Tab. 4.2 são apresentados os resultados das variações intrínsecas para os objetos que apresentam evidências de variabilidade nas curvas de luz obtidos através do método de máxima verossimilhança.

Tabela 4.1 - Configuração observacional, resultados das varianças e características dos objetos observados.

Designação do 2MASS	Filtro	Data	Npts	texp	$\Delta m_{medio}$	$\sigma_{fot}$	$\sigma_{CCD;T}$	$m_K$	TE
0024442-270825	B	03/07/08	140	30	5,041	0,980	0,019	9,56	M8
...	B	04/07/08	150	30	5,449	0,030	0,020	9,56	M8
...	I	25/08/08	653	20	0,564	0,007	0,004	9,56	M8
...	I	26/08/08	640	20	0,548	0,005	0,003	9,56	M8
...	I	27/08/08	600	20	0,499	0,036	0,003	9,56	M8
...	I	28/08/08	570	20	0,567	0,005	0,003	9,56	M8
0027559+221932	I	18/09/07	180	30	0,514	0,011	0,007	9,56	M8
...	I	19/09/07	240	30	0,495	0,011	0,010	9,56	M8
...	I	23/09/07	30	30	0,504	0,015	0,012	9,56	M8
0109015-5100494	I	23/09/07	60	60	1,203	0,037	0,021	11,09	M9
0331302-304238	I	17/09/07	150	30	0,214	0,014	0,013	10,28	M7,5
...	I	18/09/07	219	30	0,218	0,012	0,012	10,28	M7,5
...	I	19/09/07	320	30	0,214	0,017	0,013	10,28	M7,5
...	I	22/09/07	40	30	0,225	0,017	0,017	10,28	M7,5
...	I	23/09/07	30	20	0,212	0,020	0,019	10,28	M7,5
0339352-352544	I	22/09/07	240	30	0,668	0,010	0,013	9,53	M9
...	I	23/09/07	220	50	0,662	0,017	0,014	9,53	M9
0835425-081923	H	14/05/08	40	30	2,206	0,015	0,011	11,14	L5
10481463-3956062	I	06/05/08	240	30	0,826	0,007	0,004	8,45	M9
...	I	07/05/08	280	30	0,825	0,005	0,004	8,45	M9
...	I	08/05/08	200	30	0,857	0,007	0,007	8,45	M9
11553952-372735	H	12/06/08	183	30	1,162	0,021	0,004	11,46	L2
...	H	13/06/08	201	30	1,153	0,008	0,003	11,45	L2
1225543-273947	H	30/06/08	92	60	2,745	0,046	0,034	15,28	T6
1254539-012247	H	01/07/08	173	40	0,686	0,014	0,014	13,84	T2
1309218-233035	H	14/05/08	50	60	0,388	0,007	0,005	10,67	M8
...	H	15/05/08	63	60	0,389	0,007	0,003	10,67	M8
...	I	11/06/08	220	30	1,118	0,019	0,017	10,67	M8
1456383-280947	I	07/05/08	420	30	0,621	0,007	0,005	8,92	M7
...	I	08/05/08	360	30	0,648	0,008	0,005	8,92	M7

(continua)

**Tabela 4.1 - (Continuação)**

Designação do 2MASS	Filtro	Data	Npts	texp	$\Delta m_{medio}$	$\sigma_{fot}$	$\sigma_{CCD:T}$	$m_K$	TE
...	I	09/05/08	388	30	0,638	0,009	0,006	8,92	M7
...	I	09/05/08	180	30	0,636	0,005	0,005	8,92	M7
1507277-200043	I	04/07/08	342	30	2,023	0,015	0,010	10,65	M7,5
...	I	05/07/08	520	30	2,036	0,011	0,010	10,65	M7,5
1507476-162738	H	14/05/08	60	60	1,890	0,033	0,005	11,80	L5
15101685-0241078	I	06/07/08	400	40	2,001	0,020	0,019	11,35	M9
1534498-295227	H	30/06/08	150	60	3,358	0,019	0,014	14,91	T5,5
1546271-332511	H	01/07/08	191	40	3,461	0,034	0,033	15,49	T5,5
1555157-095606	H	15/05/08	35	60	2,340	0,015	0,006	12,79	L3
...	H	12/06/08	236	20	2,276	0,011	0,003	12,79	L3
...	H	13/06/08	119	20	2,278	0,012	0,002	12,79	L3
16073123-0442091	I	07/07/08	385	40	2,039	0,012	0,011	10,72	M8
...	I	27/08/08	225	30	2,051	0,015	0,016	10,72	M8
16450238-6332066	I	28/08/08	100	40	4,189	0,021	0,021	10,72	M8
17072343-0558249	I	10/06/08	55	30	0,696	0,021	0,021	10,71	L0
...	I	11/06/08	300	30	0,706	0,027	0,027	10,71	L0
...	I	25/08/08	140	40	0,663	0,020	0,019	10,71	L0
...	I	26/08/08	60	40	0,641	0,018	0,020	10,71	L0
17534518-6559559	H	15/05/08	55	60	1,889	0,062	0,022	12,42	L4
...	H	13/06/08	55	60	1,846	0,012	0,007	12,42	L4
19360187-5502322	H	12/06/08	68	30	0,824	0,008	0,011	13,05	L4
...	H	30/06/08	161	45	0,806	0,012	0,006	13,05	L4
20004841-752307	I	07/05/08	200	30	3,313	0,030	0,025	11,51	M9
...	I	04/07/08	144	60	3,350	0,023	0,017	11,51	M9
20282035+0052265	H	01/07/08	107	32	2,571	0,015	0,005	12,79	L3
2037071-113756	I	18/09/07	220	30	3,511	0,016	0,016	11,26	M8
...	I	19/09/07	80	60	3,495	0,012	0,012	11,26	M8
...	I	11/06/08	300	30	3,441	0,013	0,013	11,26	M8
...	I	12/06/08	190	30	3,439	0,013	0,013	11,26	M8
...	I	26/08/08	265	30	3,387	0,014	0,015	11,26	M8
...	I	28/08/08	270	40	3,395	0,014	0,014	11,26	M8
20450238-6332066	I	03/07/08	288	60	2,907	0,023	0,020	11,21	M9
...	I	06/07/08	360	50	2,906	0,020	0,018	11,21	M9
205754-025230	I	05/07/08	485	30	3,312	0,036	0,036	11,75	L1,5
...	I	07/07/08	280	50	3,273	0,027	0,026	11,75	L1,5
...	I	27/08/08	220	50	3,277	0,026	0,029	11,75	L1,5
2104149-103736	H	13/06/08	66	30	0,213	0,009	0,005	12,98	L3
2252107-173013	H	30/06/08	125	60	1,301	0,009	0,005	12,9	L5,5

Tabela 4.2 - Resultados das variações intrínsecas  $\sigma_{int}$ , obtidos com o método de máxima verossimilhança.

Designação do 2MASS	$\sigma_{int}$ (mag)
0024442-270825	0,996
0331302-304238	0,006
10481463-3956062	0,013
1456383-280947	0,005
17072343-0558249	0,015
2037071-113756	0,044

Como evidências que objetos de baixa massa podem ser muito ativos, nós registramos três *flares* ao longo das nossas observações. Na Fig. 4.1 é apresentada a curva de luz do objeto 2MASS J0331302-304238, observado no dia 20 de Setembro de 2007, onde encontramos um *flare* com amplitude de  $\sim 0,15$  mag na banda I. Na Fig. 4.2 é mostrada a curva de luz, observada no dia 04 de julho de 2008, do sistema triplo 2MASS J0024442-270825 (também conhecido como LHS 1070) onde registramos um *flare* com amplitude de  $\sim 5$  mag na banda B. Esse último sistema mostrou o mesmo tipo de atividade no dia 28 de Agosto de 2008 (veja Fig. 4.3).

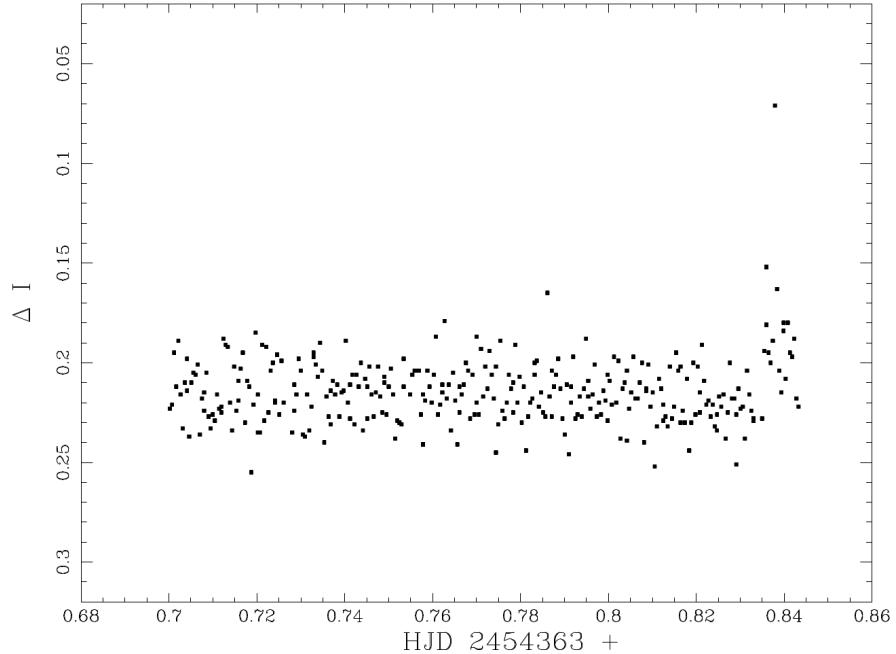


Figura 4.1 - Curva de luz do objeto 2MASS J0331302-304238 obtida com o telescópio Zeiss no dia 20 de setembro de 2007 no OPD/LNA.

Na próxima seção descrevemos o procedimento utilizado para identificar a componente do sistema LHS 1070 que emitiu o *flare* mostrado na Fig. 4.2, bem como as propriedades

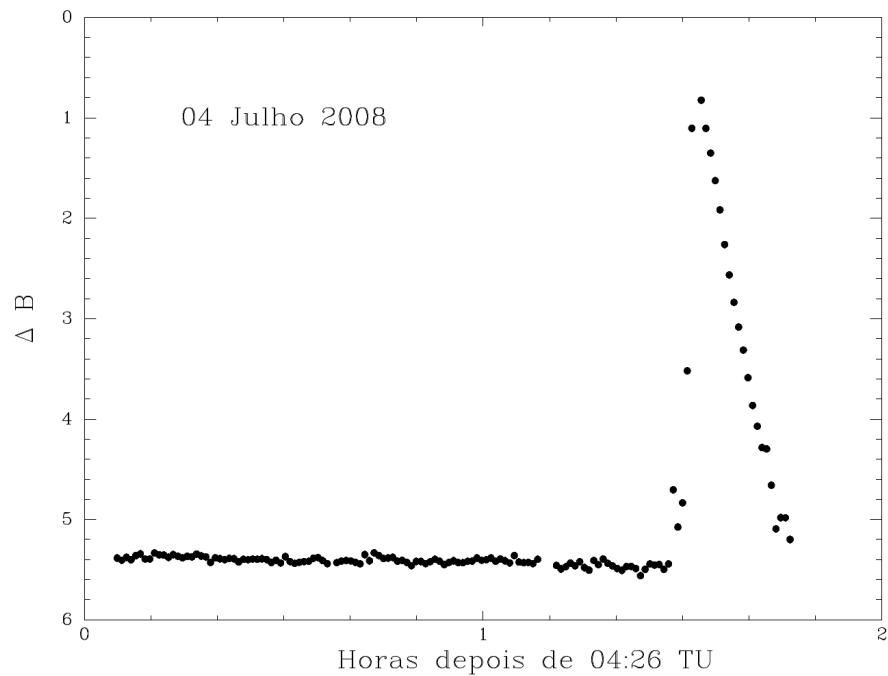


Figura 4.2 - Curva de luz do sistema triplo, LHS 1070, obtida com o telescópio 1,6 m Perkin-Elmer no dia 04 de julho de 2008 no OPD/LNA.

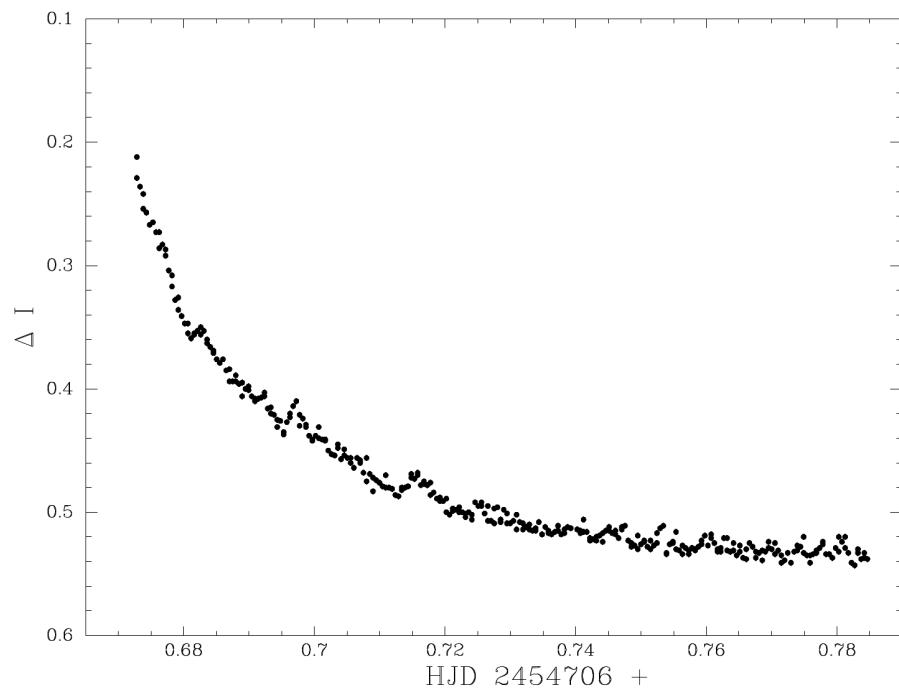


Figura 4.3 - Curva de luz do sistema triplo, LHS 1070, obtida com o telescópio 0,6 m Zeiss no dia 28 de julho de 2008 no OPD/LNA.

físicas do sistema LHS 1070 e do evento.

## 4.1 O *Flare* Observado em Julho de 2008

Inicialmente vamos fazer uma breve apresentação das características físicas e geométricas do sistema LHS 1070. Em seguida, mostraremos o procedimento utilizado para identificar o objeto que emitiu o flare. Finalmente, apresentamos os resultados obtidos dos parâmetros físicos associados ao *flare* (e.g. energia e intensidade do campo magnético).

### 4.1.1 O Sistema LHS 1070

LHS 1070 é um sistema triplo, de baixa massa, localizado a uma distância de  $7,72 \pm 0,15 pc$  do Sol (COSTA et al., 2005). Ele consiste de duas componentes, LHS 1070 B e C, que giram ao redor do seu baricentro, de tipo espectral M8.5 e M9 respectivamente, orbitando uma terceira componente, LHS 1070 A, de tipo espectral M5.5 (LEINERT et al., 2000). A configuração das três componentes observadas em Julho de 1993 é mostrada na Fig. 4.4 (LEINERT et al., 2000).

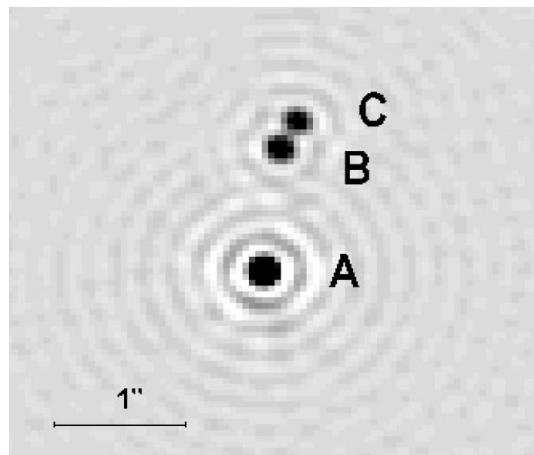


Figura 4.4 - Geometria do sistema LHS 1070 na hora da descoberta das componentes B e C em Julho de 1993 observado em  $2.2 \mu m$

Fonte: Adaptado de Leinert et al. (2000).

A primeira solução orbital para a binária LHS 1070 BC foi apresentada em Leinert et al. (2001). Seifahrt et al. (2008) melhoraram o ajuste da órbita do sistema LHS 1070 BC, e obtiveram as primeiras estimativas para a órbita de LHS 1070 A ao redor da binária LHS 1070 BC. Os parâmetros orbitais derivados pelos últimos autores para o sistema LHS 1070 BC são mostrados na Tab. 4.3. Os valores das massas combinadas para as componentes B e C e para o sistema triplo são  $M_B + M_C = 0,157 \pm 0,009 M_\odot$  e  $M_A + M_B + M_C = 0,272 \pm 0,017 M_\odot$ .

A solução para a órbita da componente A ao redor do baricentro das componentes B e C não é única, no entanto, [Seifahrt et al. \(2008\)](#) usam um critério de estabilidade para limitar o espaço dos parâmetros e chegam a solução orbital mais provável que tem o período de  $\sim 82$  anos e a excentricidade igual a 0,01.

Tabela 4.3 - Parâmetros orbitais do sistema LHS 1070 BC.

Parâmetros	Valor	Error
$a(^{\prime \prime})$	0,4619	$\pm 0,0007$
$e$	0,034	$\pm 0,002$
$i(^{\circ})$	62,59	$\pm 0,12$
$\Omega(^{\circ})$	14,50	$\pm 0,12$
$\omega(^{\circ})$	240,33	$\pm 0,24$
$P(\text{dias})$	6214,74	$\pm 0,42$
$T_0(\text{MJD})$	48305,6	$\pm 1,8$

[Reiners et al. \(2007\)](#) usam espectros individuais, de alta resolução, das três componentes do sistema LHS 1070 e determinam as velocidades de rotação projetadas ( $v \sin i$ ) e os campos magnéticos médios. As velocidades de rotação projetadas são iguais a 8, 16, e  $16 \text{ km s}^{-1}$ , para LHS 1070 A, B e C, respectivamente. Os campos magnéticos médios das componentes A, B e C são aproximadamente iguais a 2, 4 e  $2 \text{ kG}$ . Indícios de atividade (e.g. emissão ultravioleta e linhas de emissão da série de Balmer do Hidrogênio) foram identificados apenas nas componentes LHS 1070 A e B ([Leinert et al., 2000](#)).

#### 4.1.2 O Objeto Emissor

Na noite do evento, 140 imagens na banda B foram obtidas do sistema triplo. Cada imagem tem duração de 30 s e entre duas imagens há um tempo de leitura do CCD de aproximadamente 12,5 s. Nas primeiras 114 imagens presumivelmente o único objeto visível é LHS 1070 A. Da imagem 114 para a imagem 115 (início do *flare*), visivelmente o photocentro do alvo se desloca. Desta maneira, para identificar o objeto que emitiu o flare é necessário determinar astrometricamente a posição do photocentro do alvo antes e ao longo do evento. Para tanto, o procedimento utilizado foi o seguinte: inicialmente usamos as 114 primeiras imagens para determinar a posição de LHS 1070 A. Nesta etapa usamos as *tasks* do IRAF (STARFIND e CCMAP) e as coordenadas celestes, obtidas no catálogo USNO de LHS 1070 A e de duas estrelas de comparação do campo. Com a *task* STARFIND obtivemos as posições em  $X_{\text{pixel}}$  e  $Y_{\text{pixel}}$  das três estrelas nas 114 imagens. Com as posições obtidas do STARFIND e com as coordenadas celestes das três estrelas obtivemos a solução de placa utilizando a *task* CCMAP. Finalmente, determinamos a melhor solução para  $X_{\text{pixel}}$  e  $Y_{\text{pixel}}$  e os valores correspondentes à ascensão reta (AR) e à

declinação (Dec), em coordenadas celeste, da componente LHS 1070 A antes do *flare*.

Na segunda parte, convertemos para coordenadas celestes os valores obtidos para  $X_{pixel}$  e  $Y_{pixel}$  nas imagens ao longo do *flare*. Para essa etapa usamos as *tasks* do IRAF (STARFIND e CCTRAN) e a solução de placa obtida no fase anterior.

Finalmente, adotamos um sistema de coordenadas com a ascensão reta no eixo das abscissas e declinação no eixo das ordenadas e fixamos LHS 1070 A, antes do *flare*, na origem do sistema. Calculamos os deslocamentos, em ascensão reta e em declinação, do alvo nas imagens ao longo do *flare* com relação à posição de LHS 1070 A antes do *flare*. As imagens de maior contagem no alvo durante o *flare* têm as soluções astrométricas mais próximas do objeto emissor, isso porque a componente LHS 1070 A só contribui, em contagens, cerca de 1% nestas imagens.

Na Fig. 4.5 mostramos, em vermelho, o valor médio e a barra de erro das medidas astrométricas do fotocentro do alvo nas três imagens de maior contagem durante o *flare*. As órbitas mostradas na Fig. 4.5 foram construídas usando os parâmetros orbitais dados em [Seifahrt et al. \(2008\)](#). Ainda na última figura, mostramos, com cruzes, as posições de LHS 1070 B e C e do baricentro do sistema LHS 1070 BC obtidas a partir das efemérides das duas órbitas para o dia do *flare*. Observando a Fig. 4.5, concluímos que a componente LHS 1070 B foi o objeto que emitiu *flare*.

#### 4.1.3 Parâmetros Físicos do *Flare*

Três importantes grandezas físicas associadas aos flares estelares são: energia, duração e intensidade do campo magnético. A seguir mostramos como estimamos essas grandezas.

- Escala de tempo

As características temporais do *flare* são obtidas diretamente. De acordo com a Fig. 4.6 o *flare* durou  $\sim 225$  s para atingir o pico e  $\sim 880$  s para retornar ao estado normal da estrela. Somando os tempos obtemos  $\sim 1105$  s para o tempo total do *flare*.

- Energia total

Inicialmente, vamos obter a luminosidade na banda B do alvo nas imagens ao longo do *flare*. Usando para o fluxo na banda B,

$$F_B = F_{B0} \Delta \lambda_B 10^{-\left(\frac{m_B}{2,5}\right)} \quad (4.1)$$

onde  $F_{B0} = 6,32 \times 10^{-9}$  erg cm $^{-2}$  s $^{-1}$  Å $^{-1}$  é o fluxo absoluto correspondente à

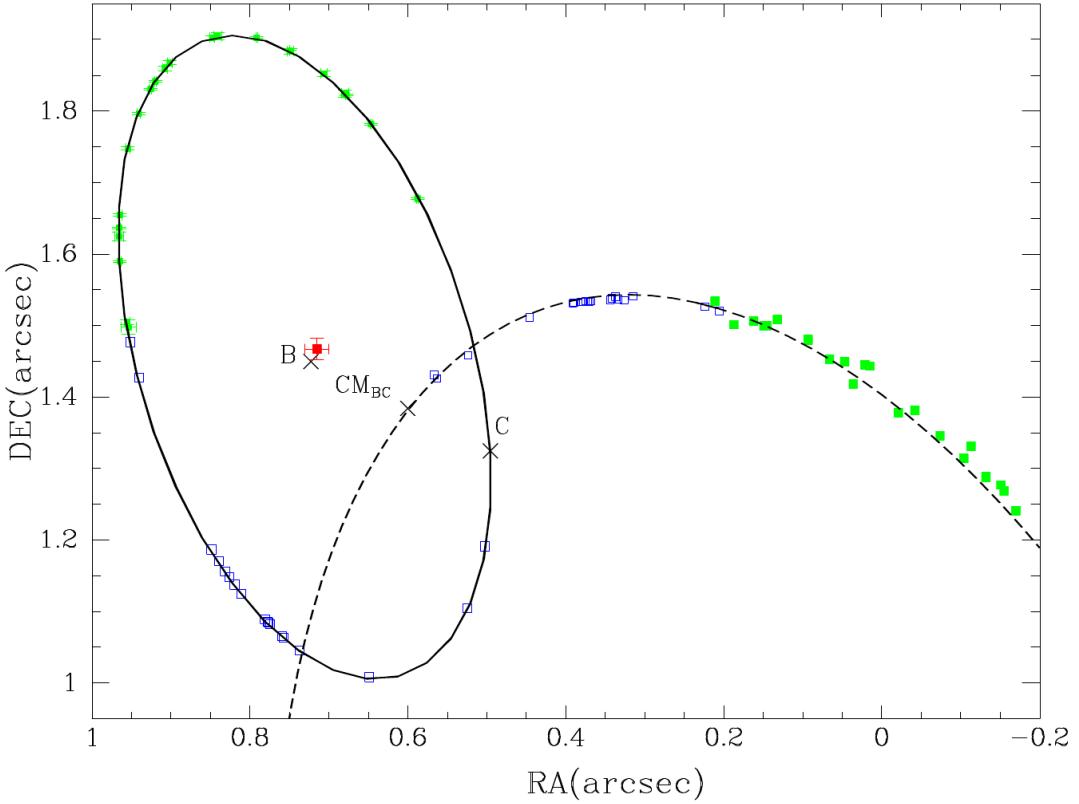


Figura 4.5 - Configuração do sistema triplo LSH 1070 para o dia 04 de Julho de 2008. A linha tracejada representa o movimento orbital do baricentro do sistema LHS 1070 BC ao redor da componente LHS 1070 A que está fixada na origem. A linha sólida representa o movimento orbital da componente C ao redor da componente B. Os pontos verdes e azuis são medidas astrométricas obtidas em (LEINERT et al., 2001) e (SEIFAHRT et al., 2008), respectivamente. O ponto em vermelho é o valor médio das medidas astrométricas do photocentro do sistema nas três imagens de maior contagem ao longo do flare. As posições do baricentro de LHS 1070 BC ( $CM_{BC}$ ) e da componente LHS 1070 C foram determinadas a partir das efemérides das duas órbitas para o dia 04 de Julho de 2008 e estão representadas na figura com cruzes.

magnitude zero na banda B (BESSELL et al., 1998),  $\Delta\lambda_B = 900 \text{ \AA}$  é a largura da banda B<sup>1</sup> e  $m_B$  é a magnitude aparente na banda B do objeto observado. Adotando o valor da magnitude na banda B do estado quiescente do alvo, que no nosso caso é a componente LHS 1070 A,  $m_B = 17,17$  (LEINERT et al., 2000), obtemos o fluxo do alvo para cada imagem ao longo do *flare*. Usando para a luminosidade na banda B,

$$L_B = 4\pi d^2 F_B \quad (4.2)$$

onde  $d$  é a distância ao objeto. Adotando o valor para a distância,  $d = 7,72 \text{ pc}$  (COSTA et al., 2005), obtemos a luminosidade para cada imagem ao longo do *flare*. Os resultados desse último passo são apresentados com pontos vermelhos

<sup>1</sup>valor disponível na URL [www.lna.br](http://www.lna.br)

e azuis na Fig. 4.6.

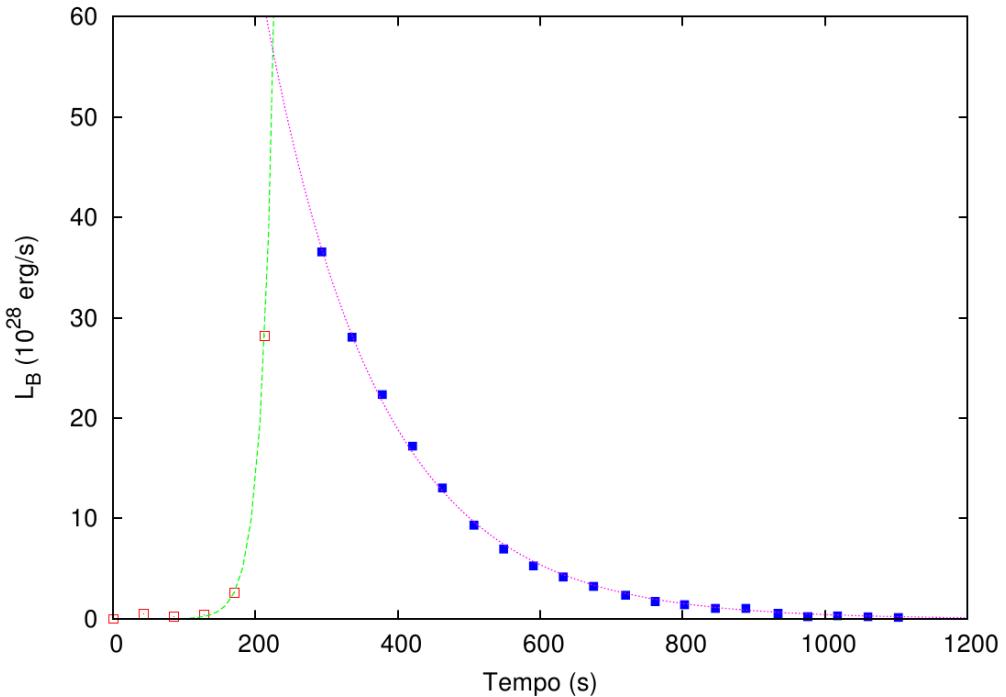


Figura 4.6 - Luminosidade do *flare* na banda B. Os pontos em vermelhos e em azuis são as luminosidades obtidas, usando a Eq. 5.4, para as magnitudes das imagens na subida e na descida do *flare*, respectivamente. As curvas verde e rosa são os ajustes (veja texto para mais detalhes) das luminosidades na subida e na descida do flare.

Para encontrarmos a energia na banda B, ajustamos a subida e a descida da luminosidade do *flare*, usando um modelo exponencial, de acordo com a Eq. 4.3.

$$f(x) = ae^{bt} \quad (4.3)$$

Os valores de  $a$  e  $b$  obtidos são:  $a = (2 \pm 1) \times 10^{24}$  e  $b = (5,6 \pm 0,2) \times 10^{-2}$  para a subida e  $a = (2,30 \pm 0,06) \times 10^{30}$  e  $b = (-6,26 \pm 0,08) \times 10^{-3}$  para a descida. Integrando as funções obtidas para a subida (de  $t = 0$  s à  $t = 225$  s) e para a descida (de  $t = 225$  s à  $t = 1105$  s), encontramos o valor de  $\sim 9,986 \times 10^{31}$  erg, para energia na banda B. Finalmente, para estimarmos a energia total do flare usaremos as relações entre as energias na banda B, no óptico e total, dadas em (GERSHBERG, 2005). As relações são,

$$E_{Total} \sim 5,5 E_{Optico} \sim 20,9 E_B \quad (4.4)$$

O valor estimado da energia total do *flare* é portanto,

$$E_{Total} \sim 2,1 \times 10^{33} \text{ erg} \quad (4.5)$$

Uma outra grandeza importante de ser estimada é a luminosidade média desse evento. Nessa estimativa usamos a seguinte relação,

$$\bar{L} = \frac{E_{Total}}{\Delta t} \quad (4.6)$$

Usando o valor encontrado na Eq 4.5 e o tempo total do *flare* ( $\Delta t = 1105 \text{ s}$ ) obtemos,

$$\bar{L} \sim 1,9 \times 10^{30} \text{ erg s}^{-1} \quad (4.7)$$

- Intensidade do Campo Magnético

*Flares* estelares são causados por mudanças súbitas da intensidade do campo magnético na coroa estelar. Tais mudanças convertem energia potencial magnética em aceleração do plasma carregado (energia cinética) (GERSHBERG, 2005). O plasma é canalizado pelas linhas de campo magnético e uma parte é ejetada da estrela. A outra parte do plasma é acelerada na direção da cromosfera. Na cromosfera, o plasma interage com o gás mais denso convertendo sua energia cinética em energia térmica. Esse último processo está associado à emissão do *flare* no óptico. Segundo Hawley e Fisher (1992) o único mecanismo de emissão que pode ajustar o contínuo óptico de um *flare* é a emissão de corpo negro a uma temperatura próxima a  $10^4 \text{ K}$ . Assim, podemos modelar a distribuição do fluxo contínuo do *flare* usando a emissão de corpo negro de uma fração da área superficial da estrela, ou seja,

$$F_\lambda = X \frac{R_*^2}{d^2} \pi B_\lambda(T) \quad (4.8)$$

onde,  $X$ , a fração da área coberta pelo flare, e  $T$ , a temperatura do corpo negro, são os parâmetros livres,  $R_*$  é o raio da estrela e  $d$  a distância à estrela. Para o presente *flare*, fixamos a temperatura em  $10^4 \text{ K}$  e variamos a fração da área coberta pelo *flare* até o fluxo no comprimento de onda efetivo da banda B ( $F_{\lambda_B}$ ) se igualar ao fluxo obtido das observações no máximo do *flare* ( $t = 225 \text{ s}$ ). Na Fig. 4.7 mostramos a curva do corpo negro obtida para o modelo adotado. O resultado obtido para a fração da área superficial da estrela coberta pelo *flare* é igual a  $1,765 \times 10^{-4}$ .

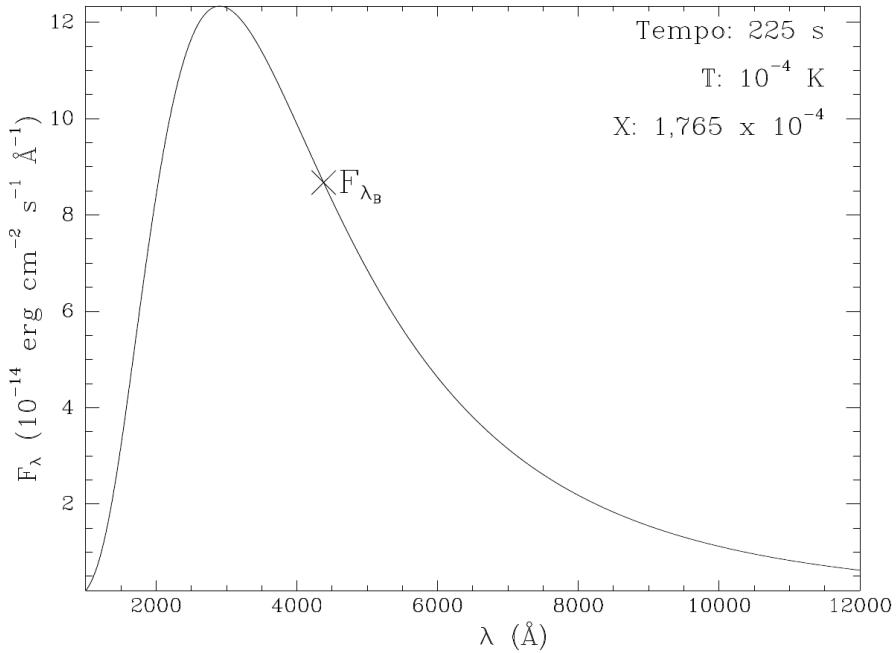


Figura 4.7 - Modelo de corpo negro para o contínuo do *flare*.

Podemos estimar a área coberta pelo *flare* em unidades físicas calculando a área superficial de LHS 1070 B. Para tanto, usamos a relação massa-raio,  $M \propto R$ , das estrelas da sequência principal inferior (CHABRIER et al., 2008) e a massa de LHS 1070 B,  $M = 0.0815 M_\odot$ , dada em (LEINERT et al., 2000). Os valores estimados para a área superficial de LHS 1070 B e para a área coberta pelo *flare* são  $\sim 4,04 \times 10^{16} m^2$  e  $\sim 7,13 \times 10^{12} m^2$ , respectivamente.

Considerando que a energia total do *flare* tem origem magnética, podemos estimar a intensidade do campo magnético dissipado na região do *flare* usando a equação da energia magnética,

$$E_M = \frac{B^2}{2\mu_0} V \quad (4.9)$$

onde  $B$  é a intensidade do campo magnético,  $\mu_0 = 4\pi \times 10^{-7} N A^{-2}$  é a permeabilidade magnética do vácuo e  $V$  é o volume ocupado pelo laço coronal. Supondo a forma circular para a área coberta pelo *flare*, obtemos o valor de  $\sim 1,51 \times 10^6$  m para o raio. Supondo que o laço coronal ocupa o volume esférico definido pelo raio da área coberta pelo *flare*, chegamos ao valor de  $\sim 60 kG$  para a intensidade do campo magnético. Esse valor é cerca de uma ordem de grandeza maior que o campo magnético médio obtido por Reiners et al. (2007).



## 5 Aplicação da Variabilidade em Sistemas Reais

Neste capítulo, usamos os resultados obtidos das amplitudes de variabilidade dos objetos observados para estimar se os mesmos seriam observados nas curvas de luz das bandas U, B, V, R e I de VC<sub>s</sub>. Para essa etapa, supusemos que a atividade nas secundárias pode ser semelhante à atividade das estrelas isoladas da SP.

Todos os objetos observados, com exceção de LHS 1070 B, apresentaram amplitudes de variabilidade nas bandas H e I de milésimos à centésimos de magnitude (veja Tab. 4.1). No óptico, as secundárias de VC<sub>s</sub> podem ser ordens de grandezas mais fracas que as demais componentes (disco de acréscimo e anã branca), de tal maneira que, seria muito difícil detectar tais amplitudes de variabilidade nas curvas de luz de VC<sub>s</sub>, mesmo em VC<sub>s</sub> sem disco e/ou em estado baixo. No entanto, o *flare* observado na componente LHS 1070 B apresentou amplitude na banda B de  $\sim 5$  mag (veja Fig. 4.2). Nas próximas seções analisamos a detectabilidade de um evento com esse na curva de luz de uma VC hipotética.

### 5.1 Luminosidade do *Flare* no Óptico

Nesta etapa, utilizamos a luminosidade do *flare* na banda B obtida na Seção 4.1.3. Segundo o mesmo procedimento utilizado para o cálculo da luminosidade do *flare* na banda B e usando os índices de cor de *flares* em máximo brilho,  $(U-B) = (-0,87 \pm 0,02)$ ,  $(B-V) = (0,04 \pm 0,01)$ ,  $(V-R) = (0,48 \pm 0,06)$  e  $(V-I) = (0,81 \pm 0,21)$ , calculados por [Alekseev e Gershberg \(1997\)](#), podemos estimar a luminosidade do *flare* nas outras bandas do óptico (UVRI). Nessa estimativa supusemos que os índices de cor são constantes ao longo do evento, essa suposição não introduz grandes alterações na luminosidade, pois a maior contribuição do fluxo do *flare* é dada em um intervalo de tempo relativamente curto próximo do máximo e as escalas de tempo do *flare* nas bandas U, B, V, R e I não diferem significativamente entre si ([GERSHBERG, 2005](#)).

Analogamente ao procedimento seguido para calcular a energia na banda B (ver Seção 4.1.3), utilizamos a função apresentada na Eq. 4.3 para ser ajustada à subida e à descida da luminosidade do *flare* nas demais bandas. Os parâmetros  $a$  e  $b$  são listados na Tab. 5.1. As funções obtidas para todas as bandas serão utilizadas para facilitar a soma da luminosidade do *flare* à luminosidade das VC<sub>s</sub>.

### 5.2 Construção das Curvas de Luz Teóricas

Para construir as curvas de luz teóricas das VC<sub>s</sub> usamos o programa desenvolvido por Rainer Wichmann, denominado Nightfall. O código leva em consideração as con-

Tabela 5.1 - Parâmetros das funções ajustadas à subida e à descida da luminosidade do *flare* nas bandas U, B, V, R e I.

Banda	Subida do <i>flare</i>		Descida do <i>flare</i>	
	a	b	a	b
U	$(8 \pm 5) \times 10^{24}$	$(5,3 \pm 0,3) \times 10^{-2}$	$(5,10 \pm 0,01) \times 10^{30}$	$(-6,20 \pm 0,07) \times 10^{-3}$
B	$(2 \pm 1) \times 10^{24}$	$(5,6 \pm 0,2) \times 10^{-2}$	$(2,30 \pm 0,06) \times 10^{30}$	$(-6,26 \pm 0,08) \times 10^{-3}$
V	$(2,2 \pm 0,7) \times 10^{24}$	$(5,5 \pm 0,3) \times 10^{-2}$	$(2,38 \pm 0,06) \times 10^{30}$	$(-6,27 \pm 0,07) \times 10^{-3}$
R	$(5 \pm 2) \times 10^{24}$	$(5,4 \pm 0,3) \times 10^{-2}$	$(3,60 \pm 0,08) \times 10^{30}$	$(-6,17 \pm 0,07) \times 10^{-3}$
I	$(8 \pm 5) \times 10^{24}$	$(5,3 \pm 0,3) \times 10^{-2}$	$(4,8 \pm 0,2) \times 10^{30}$	$(-6,12 \pm 0,07) \times 10^{-3}$

tribuições das variações de aspecto da própria estrela secundária (variações elipsoidais), a contribuição da primária e de um disco de acréscimo (para detalhes sobre o programa veja manual do usuário disponível na URL, <http://www.hs.uni-hamburg.de/DE/Ins/Per/Wichmann/Nightfall.html>). Os parâmetros de entrada do programa usados nas simulações foram: razão das massas ( $q$ ), ângulo de inclinação ( $i$ ), fração do lóbulo de Roche preenchido pela primária ( $f_P$ ) e pela secundária ( $f_S$ ), temperatura superficial da primária ( $T_P$ ) e da secundária ( $T_S$ ), massa total ( $M_T$ ), período orbital ( $P_{orb}$ ), raio interno do disco de acréscimo ( $R_{D_1}$ ), raio externo do disco de acréscimo ( $R_{D_2}$ ) e temperatura do raio interno do disco ( $T_{D_1}$ ). Todos os parâmetros utilizados, com exceção de  $f_S$ ,  $f_P$  e  $R_{D_1}$  são obtidos da literatura. O parâmetro  $f_S$ , em nosso caso, é sempre igual a 1, pois nas VCs a secundária preenche totalmente o seu lóbulo de Roche. O parâmetro  $f_P$  é obtido usando o valor da massa da primária encontrado na literatura, a relação massa-raio das anãs brancas,  $M_1/M_\odot \simeq 10^{-6}(R_1/R_\odot)^{-3}$  e o raio do volume equivalente do lóbulo de Roche da primária dado por,

$$\frac{R_{L1}}{a} = \frac{0,49q^{-2/3}}{0,6q^{-2/3} + \ln(1 + q^{-1/3})} \quad p/ \quad 0 < q < \infty \quad (5.1)$$

onde  $a$  é a separação entre as duas componentes que é obtida usando a Eq. 2.2. A Eq. 5.1 foi obtida por [Eggleton \(1983\)](#) e é precisa a menos que 1%. O parâmetro  $f_S$  é, portanto, a razão entre o raio da primária obtido através da relação massa-raio e o raio do volume equivalente do lóbulo de Roche da primária. Usamos para o parâmetro  $R_{D_1}$  o mesmo valor de  $f_P$ , essa suposição é razoável quando os sistemas tratados são não magnéticos.

O modelo do disco que utilizamos é uma predição básica da teoria de discos de acréscimo. Nesse modelo a temperatura efetiva,  $T_{ef}$ , de um disco estacionário depende da distância ao centro do disco de acordo com a seguinte equação,

$$T_{ef}^4 = \frac{3GM_1\dot{M}}{8\pi\sigma r^3} \left[ 1 - \left( \frac{R_{D_1}}{r} \right)^{1/2} \right] \quad (5.2)$$

onde  $\dot{M}$  é a taxa de transferência de massa e  $r$  é a distância radial no disco. Essa relação é derivada do fato que, em um estado estacionário, o aquecimento viscoso do disco é balanceado em cada raio pelo resfriamento radiativo de sua superfície ([SHAKURA; SYUNYAEV, 1973](#)). Para distâncias radiais grandes,  $r \gg R_{D_1}$ , a dependência radial torna-se  $T_{ef} \propto r^{-3/4}$ .

O programa computa curvas de luz nas bandas U, B, V, R e I. Essas curvas são produzidas em magnitude de acordo com a equação,  $m_1 - m_2 = -2,5 \log(F_1/F_2)$ , onde o fluxo  $F_2$  é a soma dos fluxos das componentes na fase de máximo brilho do sistema (fase = 0,25). O Nightfall computa também as luminosidades relativas das componentes individuais em cada fase.

Os sistemas reais escolhidos para esse estudo foram duas VCs com disco (DW Ursae Majoris e UU Aquarii) e duas VCs sem disco (AM Herculis e VV Puppis). As razões pelas quais escolhemos esses sistemas são em parte devido ao fato de conseguirmos abranger os sistemas magnéticos e não magnéticos e em parte devido a que os parâmetros físicos e geométricos deles serem relativamente bem determinados. No estado baixo dos sistemas sem disco, a maior parte do fluxo no óptico é originado pelos fluxos de corpos negros da anã branca e da secundária, desta maneira usamos as contribuições dessas duas componentes para construir as curvas de luz. No estado alto, o fluxo da coluna de acréscimo passa a ser importante e para estimar a contribuição dessa componente na construção das curvas de luz, supusemos um fluxo constante determinado pela diferença entre as magnitudes dos estados alto e baixo. Nos sistemas com disco, além das contribuições da anã branca e da secundária, adicionamos o fluxo de um disco de acréscimo na construção das curvas de luz.

Para fazermos uma análise mais realística da detectabilidade do *flare* nas curvas de luz dos sistemas escolhidos, além das contribuições dos fluxos da primária, do disco de acréscimo e da secundária precisamos levar em conta as variações de fluxo geradas por flutuações erráticas intrínsecas das VCs denominadas de *flickering*. O *flickering* pode ocorrer em escalas de tempo de segundos a minutos, com amplitude de 0,1 – 1 mag. [Bruch \(1992\)](#) realizou um estudo observacional sistemático em VCs na tentativa de limitar possíveis modelos físicos para as causas do *flickering* nestes sistemas. Esse autor observou que o espectro de potência do *flickering* pode ser ajustado por uma lei de potência  $P(\nu) \propto \nu^{-\alpha}$ , com  $\alpha \simeq 2,0 \pm 0,8$ .

### 5.3 Adição do *Flare* à Curvas de Luz de VCs

Para adicionarmos o *flare* às curvas de luz de VCs, utilizamos o seguinte procedimento:

- Utilizamos a distância ( $d$ ), a magnitude na banda V ( $m_v$ ) na fase de máximo brilho da VC e as relações,

$$F_V = F_{V0} \Delta\lambda_V 10^{-\left(\frac{m_v}{2.5}\right)}, \quad (5.3)$$

onde  $F_{V0} = 3,631 \times 10^{-9} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$  é o fluxo absoluto correspondente à magnitude zero na banda V,  $\Delta\lambda_V = 840 \text{ \AA}$  é a largura da banda V (BESSELL et al., 1998) e,

$$L_V = 4\pi d^2 F_V, \quad (5.4)$$

para derivar a luminosidade do sistema nessa banda;

- Substituimos o valor da luminosidade relativa na banda V obtida pelo Nightfall na fase de máximo brilho do sistema (fase = 0,25) pela luminosidade da VC obtida no passo anterior e fizemos um escalonamento para as demais fases e para as outras bandas (UBRI) para encontrarmos as curvas de luz nas bandas U, B, V, R e I em luminosidade absoluta.
- Finalmente, adicionamos a luminosidade do *flare* nas bandas U, B, V, R e I às curvas de luz da VC nas bandas U, B, V, R e I, respectivamente e analisamos se o *flare* seria ou não detectável.

## 5.4 Resultados e Discussões

A seguir fazemos um breve descrição dos sistemas AM Herculis, VV Puppis, DW Ursae Majoris e UU Aquarii, apresentamos e discutimos os resultados obtidos da adição do flare às curvas de luz desses sistemas.

### a) AM Herculis

AM Herculis (AM Her) é o protótipo de uma subclasse de VC também conhecida como Polares. Ela é caracterizada por um período orbital curto (3,094 h) e por emissão de raios X moles. No óptico, AM Her apresenta intensa polarização circular (TAPIA, 1977), que é produzida por emissão cíclotron do material acrescido na anã branca através do seu intenso campo magnético,  $12 \pm 0,5 \text{ MG}$  (BONNET-BIDAUD et al., 2000) e exibe estados altos e baixos. Na banda V, as magnitudes em máximo brilho nos estados alto e baixo são 12,5 e 15 (RITTER; KOLB, 2003), respectivamente. Uma possível causa dos estados baixos é a diminuição da taxa de transferência de matéria (SILBER et al., 1996). Emissão de raios X em AM Her foi atribuído ou ao aumento na taxa de acréscimo de matéria (e.g. Gänsicke et al., 1995) ou à emissão coronal de uma estrela secundária ativa (e.g. Martino et

al., 1998). No óptico, a presença de *flares* no estado baixo com duração de até 20 min foi interpretada como atividade na estrela secundária (e.g. Shakhovskoy et al., 1993; Kafka et al., 2005). No estado alto, *flickering* no óptico com amplitudes de 0,1 – 0,3 mag em escalas de tempo de segundos à minutos é aparentemente comum ([PRIEDHORSKY et al., 1978](#)). Entretanto, no estado baixo, curvas de luz de AM Her no óptico exibem *flickerings* de baixa amplitudes em frequências maiores que  $\sim 0,02\text{ Hz}$  ([KAFKA et al., 2005](#)).

Os parâmetros utilizados na construção das curvas de luz simuladas do sistema AM Her com suas respectivas fontes são listadas na Tab. [5.2](#).

**Tabela 5.2 - Parâmetros do sistema AM Herculis.**

Parâmetros	Valor	Referências
$q$	0,31	( <a href="#">GOETZ, 1991</a> )
$M_T(M_\odot)$	1,09	( <a href="#">GOETZ, 1991</a> )
$i(^o)$	35	( <a href="#">GOETZ, 1991</a> )
$P_{orb}(\text{h})$	3,094	( <a href="#">YOUNG; SCHNEIDER, 1979</a> )
$T_P(\text{K})$	19000	( <a href="#">GOETZ, 1991</a> )
$T_S(\text{K})$	3304	( <a href="#">GOETZ, 1991</a> )
$f_P(X_{L1})$	0,018	
$f_S(X_{L2})$	1	
$d(\text{pc})$	75	( <a href="#">YOUNG; SCHNEIDER, 1979</a> )
$V$ em estado baixo	15	( <a href="#">RITTER; KOLB, 2003</a> )
$V$ em estado alto	12,5	( <a href="#">RITTER; KOLB, 2003</a> )

Nas Figs. [5.1-5.4](#) mostramos os resultados obtidos da adição do *flare* às curvas de luz teóricas, nas bandas U, B, V, R e I, do sistema AM Her nos estados alto e baixo. As curvas de luz são apresentadas em luminosidade (Figs. [5.1](#) e [5.3](#)) e em magnitude (Figs. [5.2](#) e [5.4](#)). No estado baixo as amplitudes obtidas dos *flares* sobre as curvas de luz foram de  $\sim 0,6 - 1,1$  mag (veja Fig. [5.2](#)). Esses resultados podem explicar os eventos encontrados nas curvas de luz do sistema AM Her, os quais exibiram amplitudes de  $\sim 0,6$  mag e duração de  $\sim 20$  min, confirmando assim a hipótese de que esses eventos poderiam ser causados pela atividade na estrela secundária ([KAFKA et al., 2005](#)). No estado alto, as amplitudes obtidas dos *flares* sobre as curvas de luz foram de  $\sim 0,09 - 0,18$  mag (veja Fig. [5.4](#)). A possibilidade de detecção dessas últimas amplitudes é pequena devido ao fato desse sistema, no estado alto, exibir *flickering* com amplitudes de mesma ordem em escalas de tempo de minutos ([KALOMENI et al., 2005](#)), podendo assim mascarar os *flares* da secundária.

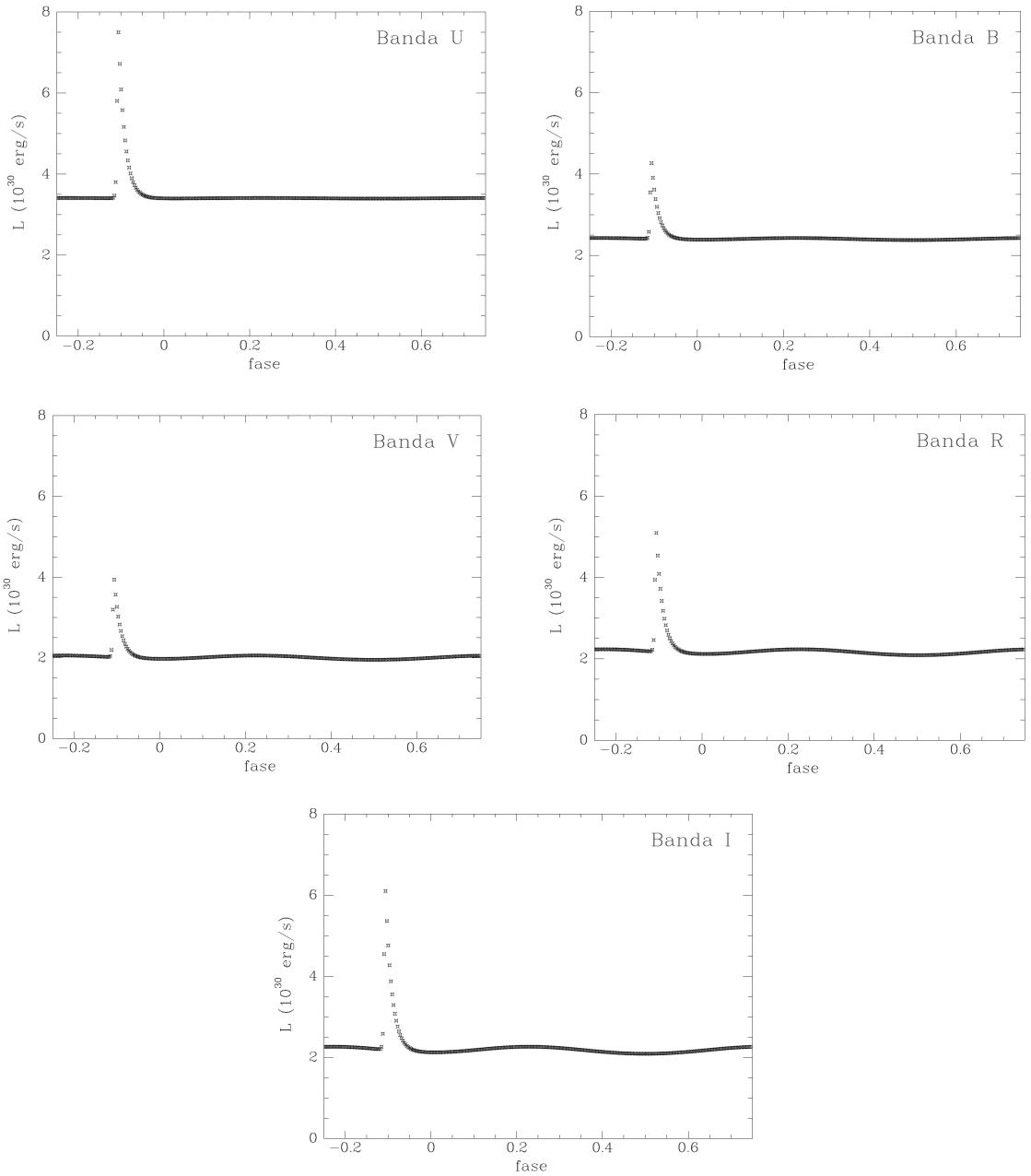


Figura 5.1 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC AM Her nas bandas U, B, V, R e I no estado baixo.

### b) VV Puppis

VV Puppis (VV Pup) é um sistema binário cerrado de curto período ( $\sim 100$  min) com uma anã branca magnética e uma secundária de tipo espectral M7 (HOWELL et al., 2006). Esse sistema é classificado como uma AM Her devido à polarização circular e harmônicos cíclotron (VISVANATHAN; WICKRAMASINGHE, 1979) que indicam um campo magnético de  $\sim 3 \times 10^7$  G. Ele apresenta no óptico estados altos e baixos, cujas magnitudes em máximo brilho na banda V são 12 e 15,5

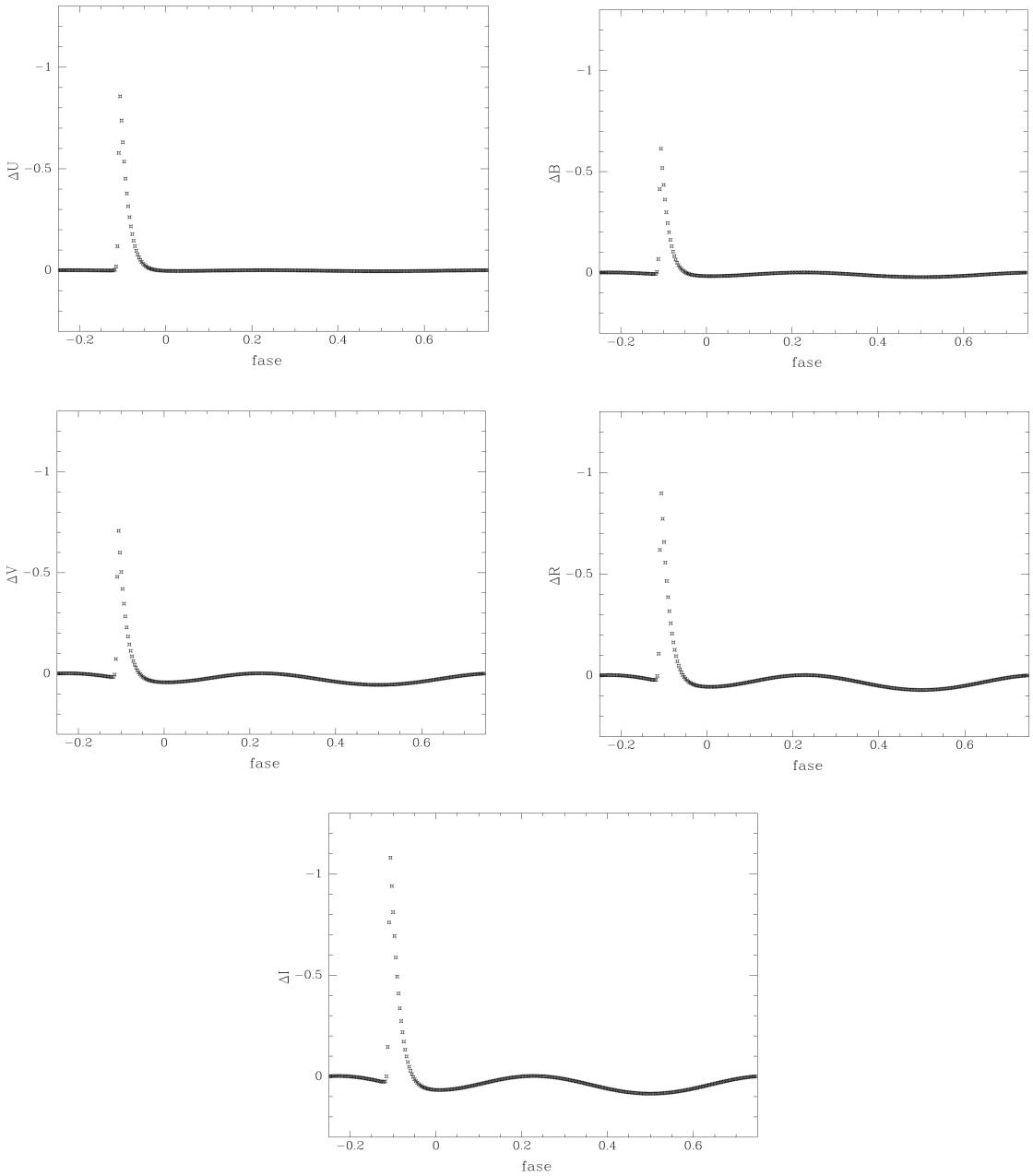


Figura 5.2 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC AM Her nas bandas U, B, V, R e I no estado baixo.

(RITTER; KOLB, 2003), respectivamente. No estado alto, as linhas de emissão são intensas e as curvas de luz do óptico mostram um máximo alargado com amplitude de até duas magnitudes, que dura cerca de 40% da órbita (WARNER; NATHER, 1972). A polarização circular é positiva durante as fases do máximo alargado e negativa no restante da órbita. No estado baixo, o máximo alargado desaparece, as linhas de emissão somem (SMAK, 1971) e a polarização circular é positiva durante as fases em que ocorria o máximo alargado e nula no resto

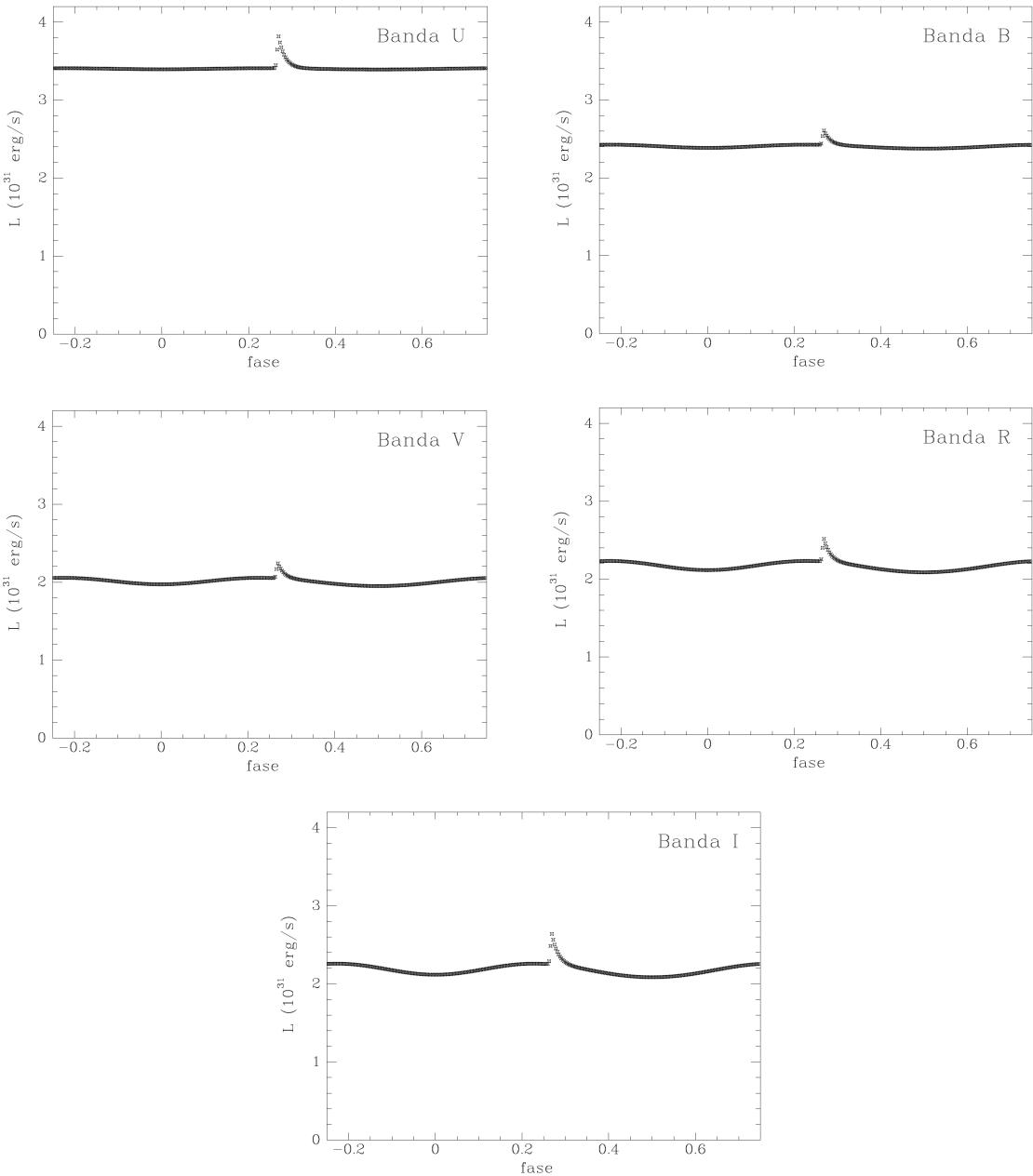


Figura 5.3 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC AM Her nas bandas U, B, V, R e I no estado alto.

da órbita. Esses resultados podem ser interpretados em termos de um modelo de acréscimo de matéria em dois pólos ([LIEBERT; STOCKMAN, 1979](#)). Durante o estado baixo, a taxa de transferência de matéria é baixa e ocorre apenas num pólo, enquanto que no estado alto, o acréscimo de material ocorre em dois pólos e a polarização circular negativa tem origem no segundo pólo. O máximo alargado no óptico é atribuído à contribuição em fluxo do segundo pólo passando pela linha de visada entre as fases 0,2 à 0,7.

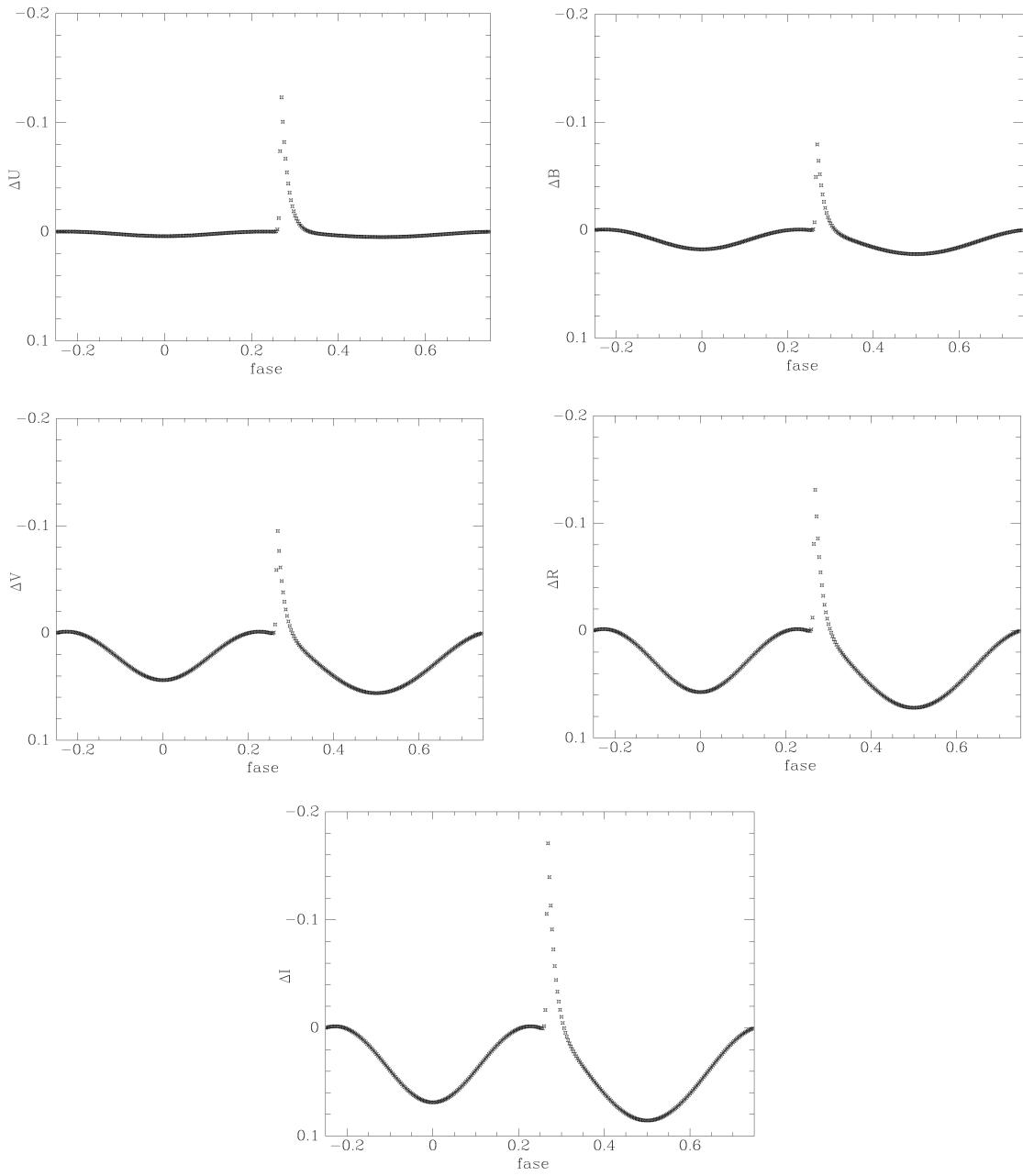


Figura 5.4 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC AM Her nas bandas U, B, V, R e I no estado alto.

Para construir as curvas de luz teóricas de VV Pup seguimos o procedimento usado por [Mason et al. \(2008\)](#), onde a estrela secundária foi modelada sendo da sequência principal, de metalicidade solar, de tipo espectral M7 e de temperatura  $3000\text{ K}$ . Os outros parâmetros utilizados na construção das curvas de luz desse sistema, com suas respectivas fontes, são listadas na Tab. 5.3.

Nas Figs. 5.5-5.8 mostramos os resultados obtidos da adição do *flare* às curvas de luz teóricas, nas bandas U, B, V, R e I, nos estados alto e baixo. As curvas

de luz são apresentadas em luminosidade (Figs. 5.5 e 5.7) e em magnitude (Figs. 5.6 e 5.8). No estado baixo as amplitudes obtidas dos *flares* sobre as curvas de luz foram de  $\sim 0,4 - 1,0$  mag (veja Fig. 5.6). Esses resultados confirmam que a atividade na secundária pode ter sido a causa dos eventos encontrados por [Mason et al. \(2008\)](#) na curva de luz de VV Pup no estado baixo. No estado alto, as amplitude dos *flares* sobre as curvas de luz foram de  $\sim 0,04 - 0,1$  mag. A possibilidade de detecção dessas últimas amplitudes é pequena pois, no estado alto, as curvas de luz de VV Pup no óptico exibem *flickering* intenso ([SZKODY et al., 1983](#)), *flaring* rápido ([CROPPER; WARNER, 1986](#)) e oscilações quase periódicas ([IMAMURA et al., 1993](#)), que podem mascarar os *flares* da secundária.

Tabela 5.3 - Parâmetros do sistema VV Puppis.

Parâmetros	Valor	Referências
$q$	0,73	( <a href="#">HOWELL et al., 2006</a> )
$M_T(M_\odot)$	0,83	( <a href="#">HOWELL et al., 2006</a> )
$i(^o)$	75	( <a href="#">HOWELL et al., 2006</a> )
$P_{orb}(\text{h})$	1,674	( <a href="#">SCHNEIDER; YOUNG, 1980</a> )
$T_P(\text{K})$	11900	( <a href="#">ARAUJO-BETANCOR et al., 2005</a> )
$T_S(\text{K})$	3000	( <a href="#">MASON et al., 2008</a> )
$f_P(X_{L1})$	1	
$f_S(X_{L2})$	0,032	
$d(\text{pc})$	124	( <a href="#">THORSTENSEN et al., 2008</a> )
$V$ em estado baixo	15,5	( <a href="#">RITTER; KOLB, 2003</a> )
$V$ em estado alto	13,2	( <a href="#">RITTER; KOLB, 2003</a> )

### c) DW Ursae Majoris

DW Ursae Majoris (DW UMa) é uma VC eclipsante com um período orbital de  $\sim 3,28$  h. Esse sistema é uma das nova-*like* que apresentam estados alto e baixo. Essa característica torna DW UMa pertencente ao subgrupo denominado VY Scuporis. [Shafter et al. \(1988\)](#) apresentaram o primeiro estudo fotométrico e espectroscópico detalhado de DW UMa no estado alto. As curvas de luz do sistema revelaram profundidade dos eclipses na banda V de  $\sim 1,5$  mag, com uma forma semelhante ao “V”. As observações espectroscópicas mostram linhas de emissão de H, HeI e HeII de pico simples. As linhas de Balmer e de HeI permanecem não obscurecidas durante o eclipse primário, mas mostram eventos de absorção na fase orbital oposta. Essas últimas características colocam esse sistema entre as componentes do subgrupo chamado de SW Sextantis. [Stanishev et al. \(2004\)](#) fizeram um estudo fotométrico de DW UMa nos estados alto e

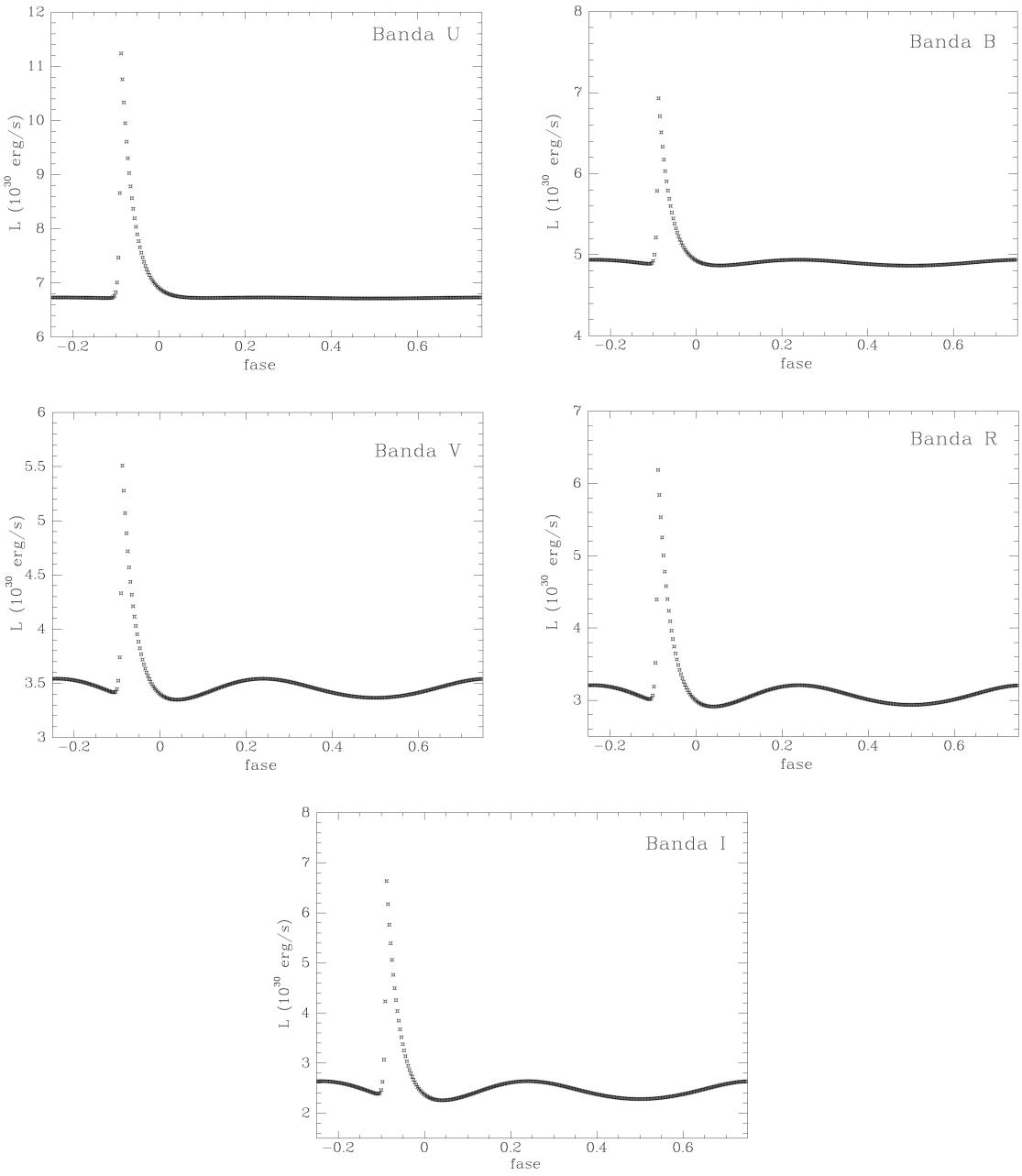


Figura 5.5 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC VV Pup nas bandas U, B, V, R e I no estado baixo.

intermediário e obtiveram o espectro de potência,  $P(\nu) \propto \nu^{-1,59 \pm 0,02}$ , para o *flickering* nesse sistema. A manifestação do *flickering* aparece com picos bem definidos com duração típica de 5 – 15 min e amplitudes de  $\sim 0,2$  –  $0,3$  mag.

Usando as mesmas observações que Knigge et al. (2000), Araujo-Betancor et al. (2003) mediram as fases do eclipse da anã branca de DW UMa. Isso permitiu determinar os parâmetros do sistema com boa precisão. Repetindo a análise de

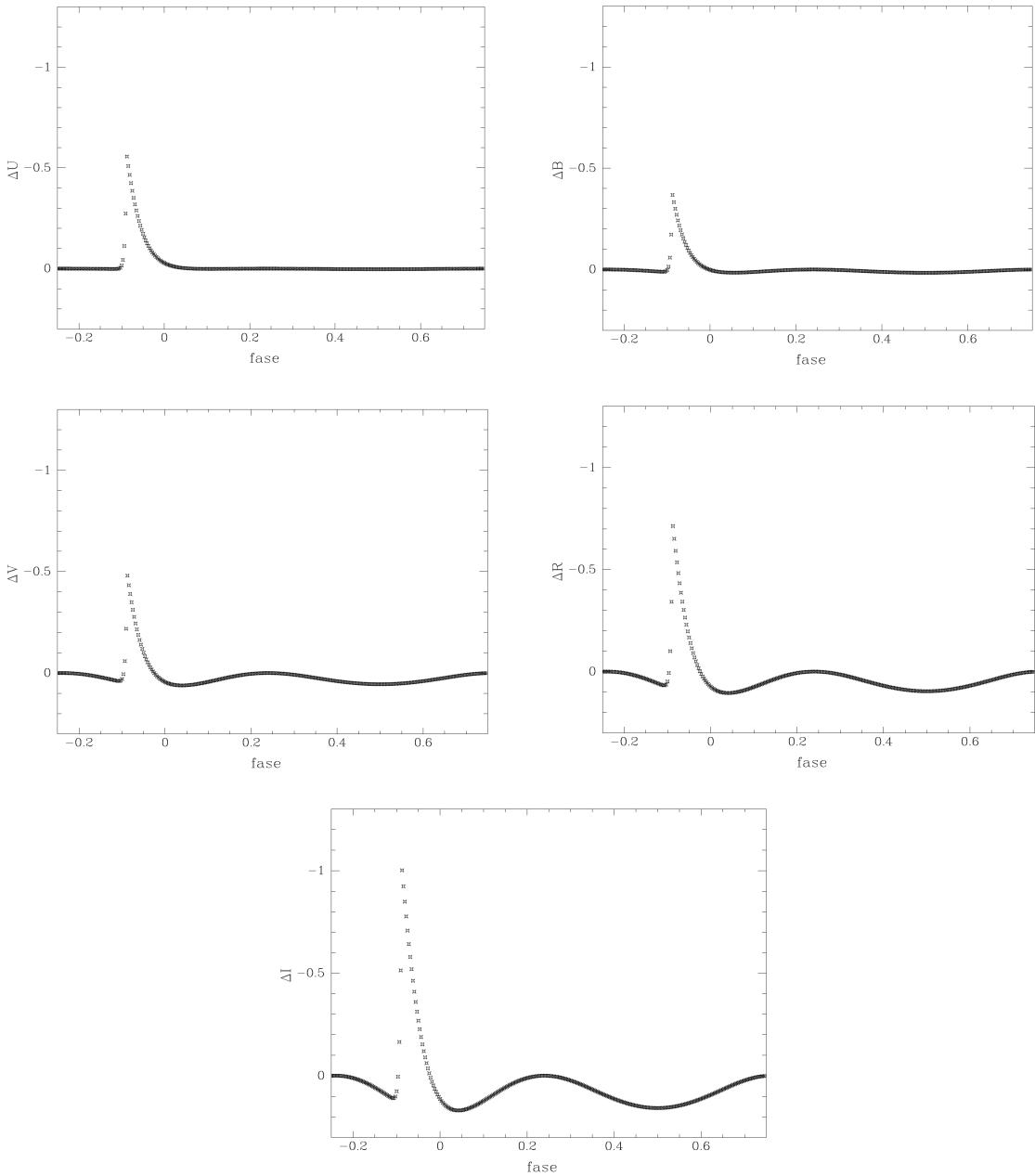


Figura 5.6 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC VV Pup nas bandas U, B, V, R e I no estado baixo.

[Knigge et al. \(2000\)](#), e usando os resultados do estudo fotométrico nas bandas I e K, [Araujo-Betancor et al. \(2003\)](#) obtiveram duas estimativas da distância para DW UMa:  $930 \pm 160\ pc$  e  $590 \pm 100\ pc$ , respectivamente. De acordo com [Araujo-Betancor et al. \(2003\)](#) o valor verdadeiro da distância ao sistema deve estar entre os dois valores. Desta maneira, para a construção das curvas de luz teóricas deste sistema usamos o valor médio desses dois valores, ou seja,  $760\ pc$ .

Em nossa modelagem, adotamos uma estrela secundária de tipo espectral M3.5

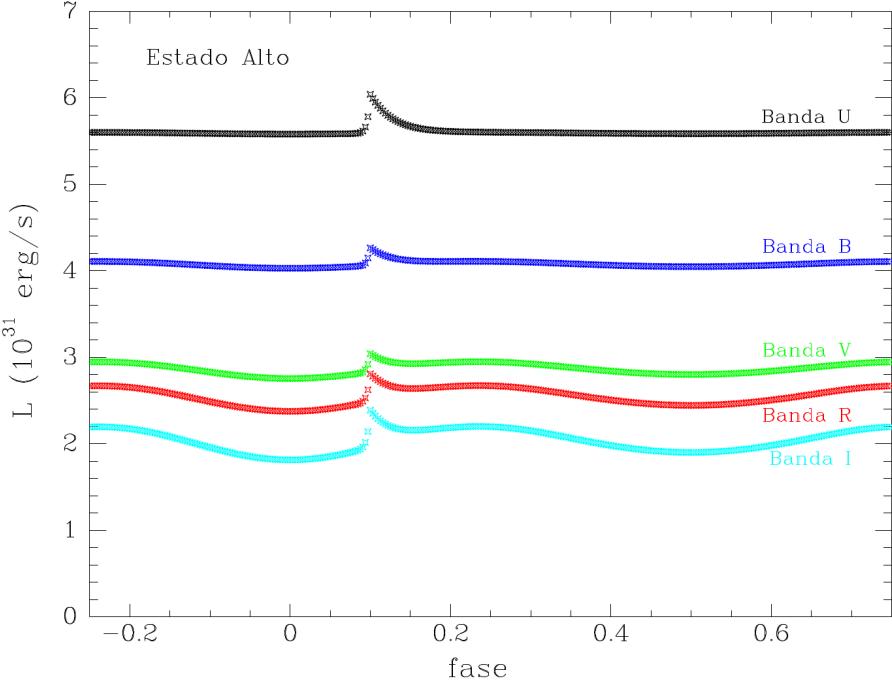


Figura 5.7 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC VV Pup nas bandas U, B, V, R e I no estado alto.

([ARAUJO-BETANCOR et al., 2003](#)) e utilizamos a sequência semi-empírica das secundárias de VCs obtida por [Knigge \(2006\)](#) para derivar a sua temperatura efetiva ( $3430\text{ K}$ ). Os outros parâmetros utilizados para a construção das curvas de luz teóricas do sistema DW UMa com suas respectivas fontes são listadas na Tab. [5.4](#).

Os resultados da adição do *flare* às curvas de luz do sistema DW UMa nas bandas U, B, V, R e I são apresentados nas Figs. [5.9-5.12](#). As curvas de luz são apresentadas em luminosidade (Figs. [5.9](#) e [5.11](#)) e em magnitude (Figs. [5.10](#) e [5.12](#)). No estado baixo as amplitudes obtidas dos *flares* sobre as curvas de luz ficaram entre  $\sim 0,1$  mag na banda B a  $\sim 0,7$  mag na banda I (veja Fig. [5.10](#)). No estado alto o *flare* é praticamente imperceptível em todas as curvas de luz (veja Figs [5.11](#) e [5.12](#)). A possibilidade de detecção do *flare* no estado baixo é grande, principalmente se as observações forem realizadas na região do vermelho no espectro óptico e se o *flare* ocorrer nas fases do eclipse primário. No entanto, no estado alto, a possibilidade de detecção do *flare* é praticamente nula, embora se o evento ocorrer nas fases do eclipse primário, a possibilidade de detecção deixa de ser nula.

#### d) UU Aquarii

UU Aquarii (UU Aqr) é um sistema do tipo nova-*like* relativamente brilhante

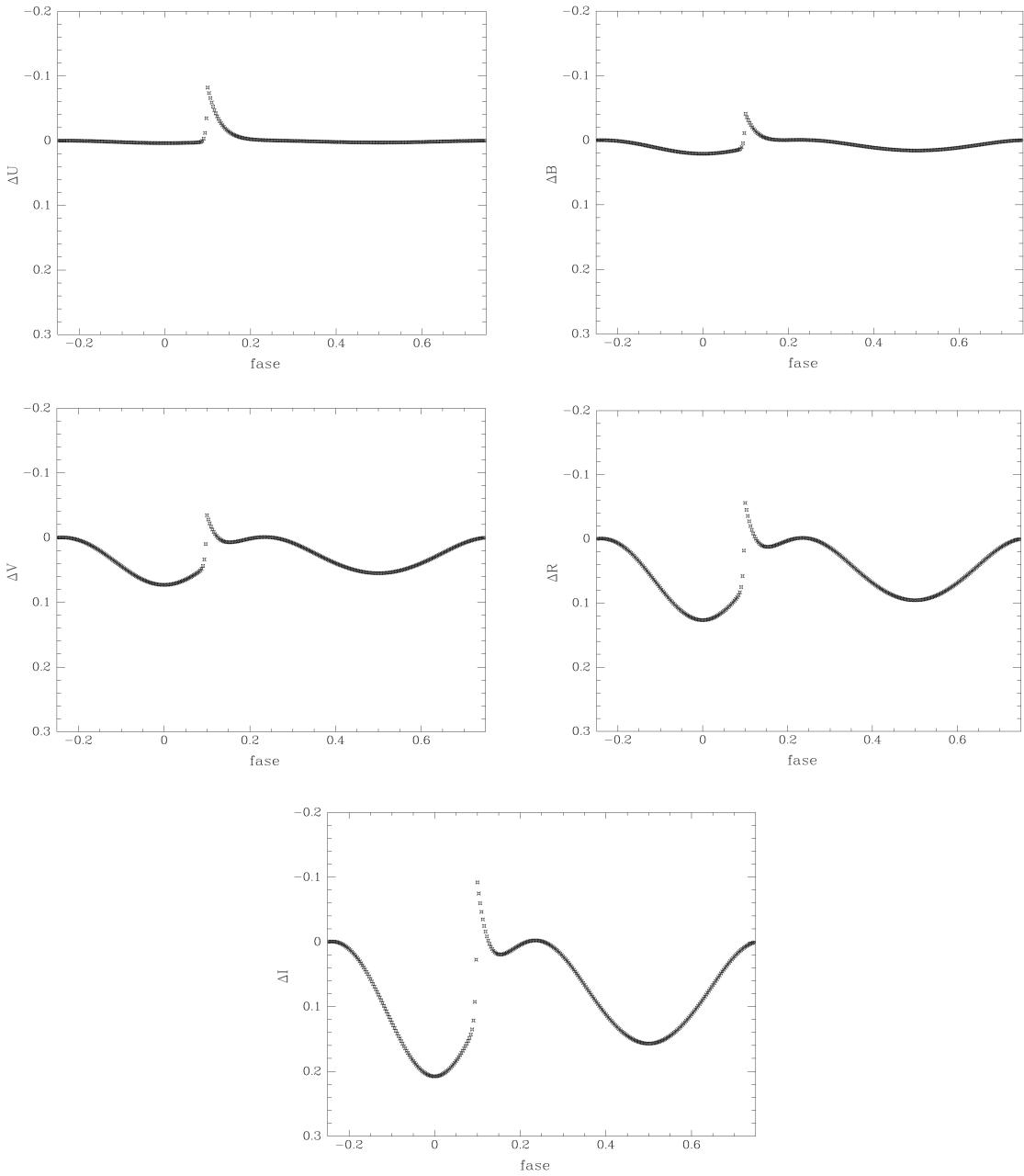


Figura 5.8 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC VV Pup nas bandas U, B, V, R e I no estado alto.

com magnitude em V de  $\sim 13,5$  e um período orbital de  $3,92\text{ h}$ . Ele contém uma anã branca com temperatura efetiva de  $\sim 34000\text{ K}$  ([BAPTISTA et al., 1994](#)) e uma secundária de tipo espectral M4 ([DHILLON et al., 2000](#)). [Baptista et al. \(1996\)](#) fizeram um estudo espectroscópico de UU Aqr e observaram que os perfis das linhas de emissão são de pico simples e propuseram que ele seria um membro do subgrupo SW Sextantis. Ainda no último trabalho, [Baptista et al. \(1996\)](#) descobririram variações de brilho de  $\sim 0,3$  mag em uma escala de tempo de

Tabela 5.4 - Parâmetros do sistema DW UMa.

Parâmetros	Valor	Referências
$q$	0,31	(ARAUJO-BETANCOR et al., 2003)
$M_T(M_\odot)$	1,07	(ARAUJO-BETANCOR et al., 2003)
$i(^o)$	82	(ARAUJO-BETANCOR et al., 2003)
$P_{orb}(\text{h})$	3,27	(SHAFTER et al., 1988)
$T_P(\text{K})$	50000	(ARAUJO-BETANCOR et al., 2003)
$T_S(\text{K})$	3430	(KNIGGE, 2006)
$f_P(X_{L1})$	0,012	
$f_S(X_{L2})$	1	
$R_{D_1}(X_{L1})$	0,012	
$R_{D_2}(X_{L2})$	0,6	(BIRÓ, 2000)
$T_{D_1}(\text{K})$	12000	(BIRÓ, 2000)
$d(\text{pc})$	760	(ARAUJO-BETANCOR et al., 2003)
$V$ em estado baixo	18	(RITTER; KOLB, 2003)
$V$ em estado alto	13,6	(RITTER; KOLB, 2003)

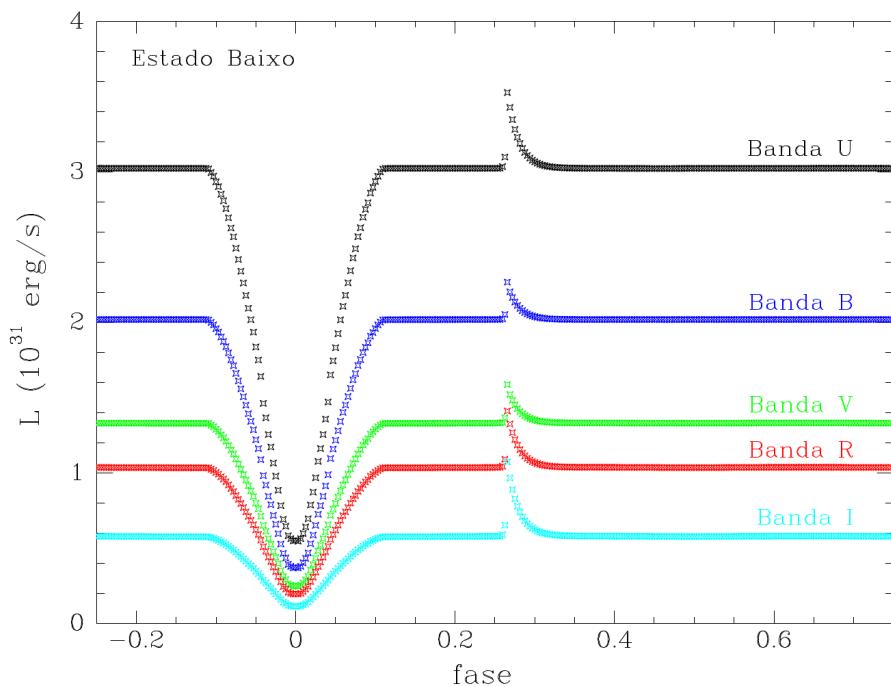


Figura 5.9 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC DW UMa nas bandas U, B, V, R e I no estado baixo.

aproximadamente quatro anos e que a principal diferença é a presença de uma mancha brilhante no estado alto e a falta dela no estado baixo. Honeycutt et al. (1998) observaram em UU Aqr erupções que têm duração de erupção de nova anã, mas de amplitude pequena, menor que uma magnitude (comparada à 2-3 mag dos erupções de nova anã). O espectro médio da densidade de potência do

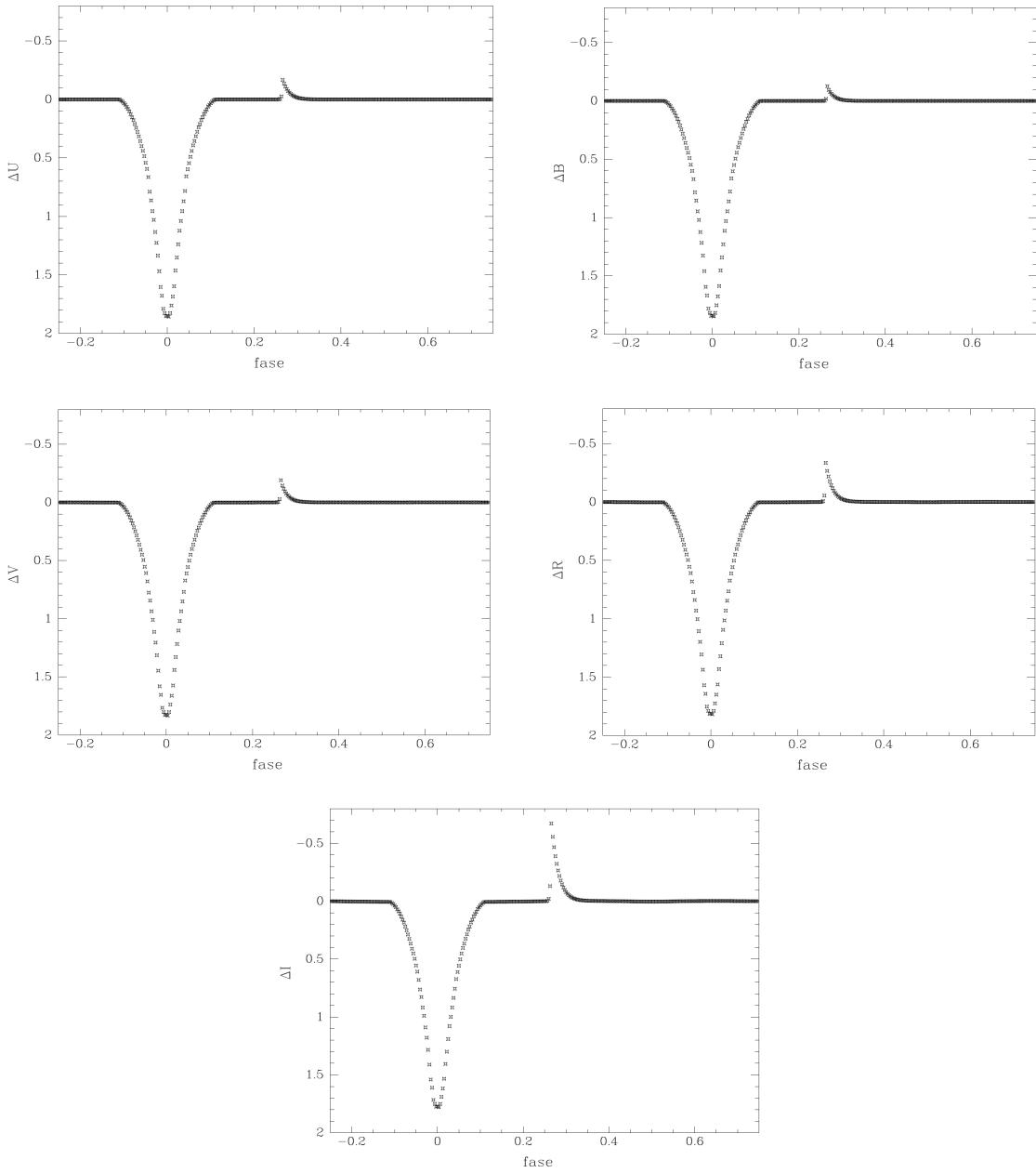


Figura 5.10 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC DW UMa nas bandas U, B, V, R e I no estado baixo.

*flickering* mostra uma distribuição plana para as baixas frequências, enquanto que as frequências mais altas são bem descritas pela lei de potência  $P(\nu) \propto \nu^{-1.5}$  ([BAPTISTA; BORTOLETTO, 2008](#)).

Para construir as curvas de luz teóricas de UU Aqr usamos uma estrela secundária de tipo espectral M4 e utilizamos a sequência semi-empírica das secundárias de VCs obtida por [Knigge \(2006\)](#) para derivar a sua temperatura efetiva (3290 K). Os demais parâmetros utilizados na construção das curvas de luz desse

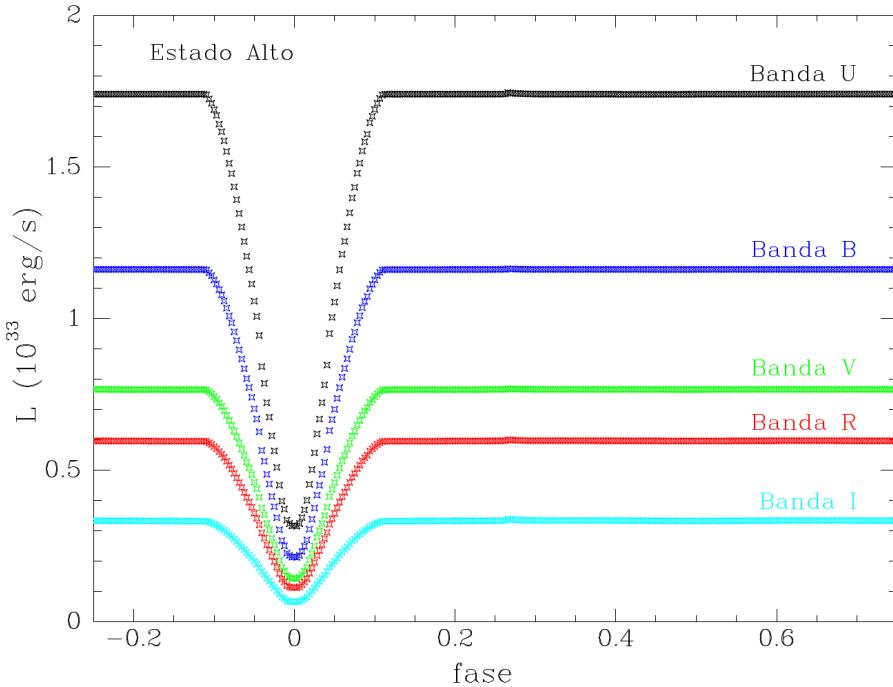


Figura 5.11 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC DW UMa nas bandas U, B, V, R e I no estado alto.

sistema, com suas respectivas fontes, são listadas na Tab. 5.5.

Os resultados da adição do *flare* às curvas de luz do sistema UU Aqr nas bandas U, B, V, R e I são apresentados nas Figs. 5.13-5.16. As curvas de luz são apresentadas em luminosidade (Figs. 5.13 e 5.15) e em magnitude (Figs. 5.14 e 5.16). Em ambos os estados as amplitudes obtidas dos *flares* sobre as curvas de luz ficaram entre  $\sim 0,05$  mag na banda B a  $\sim 0,2$  mag na banda I (veja Fig. 5.14, 5.16). A possibilidade de detecção do *flare* em ambos os estados é pequena, no entanto a possibilidade aumenta se as observações forem realizadas na região do vermelho no espectro óptico e principalmente se o *flare* ocorrer nas fases do eclipse primário.

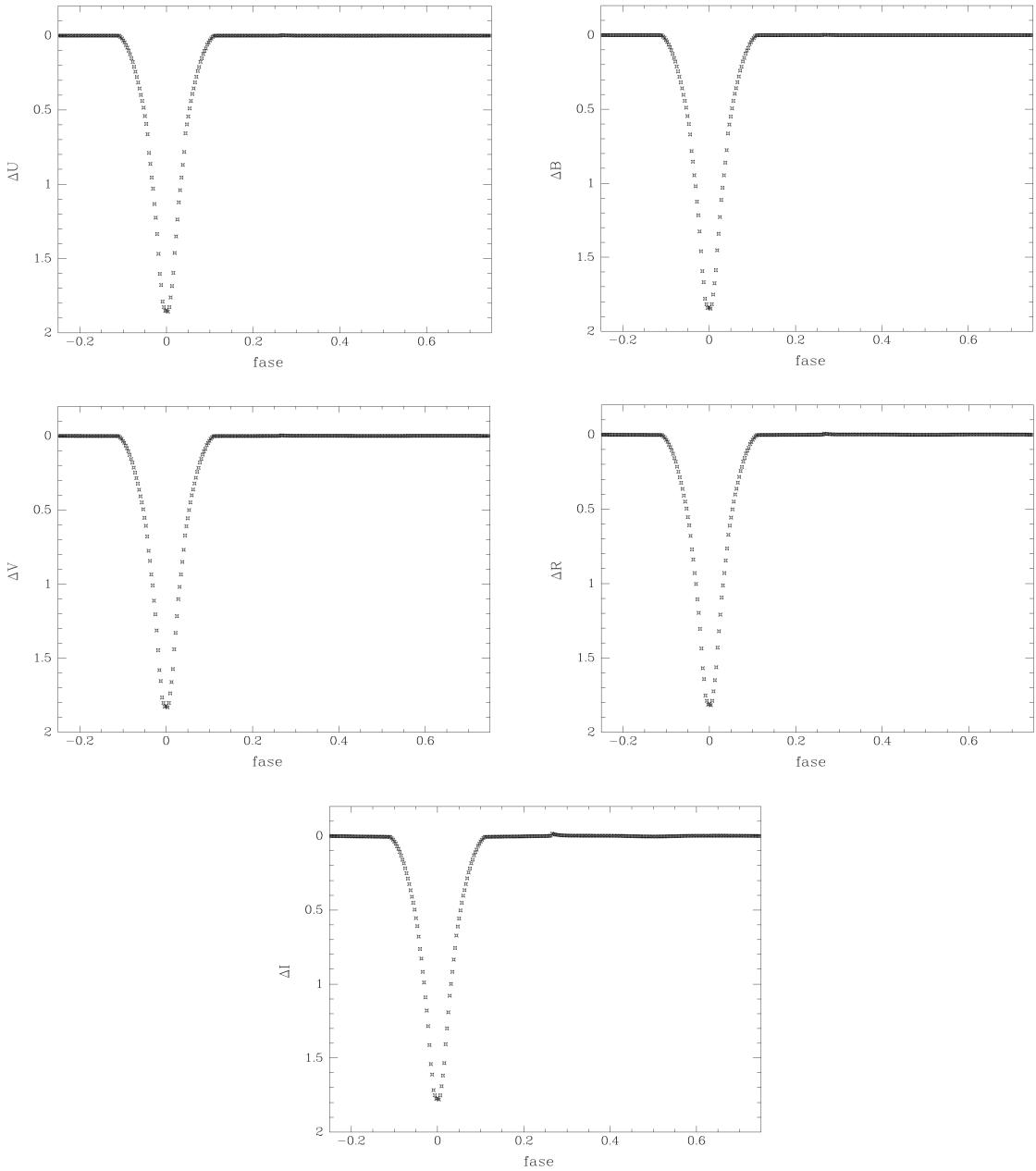


Figura 5.12 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC DW UMa nas bandas U, B, V, R e I no estado alto.

Tabela 5.5 - Parâmetros do sistema UU Aquarii.

Parâmetros	Valor	Referências
$q$	0,30	(BAPTISTA et al., 1994)
$M_T(M_\odot)$	0,87	(BAPTISTA et al., 1994)
$i(^o)$	78	(BAPTISTA et al., 1994)
$P_{orb}(\text{h})$	3,094	(VOLKOV et al., 1986)
$T_P(\text{K})$	34000	(BAPTISTA et al., 1994)
$T_S(\text{K})$	3290	(KNIGGE, 2006)
$f_P(X_{L1})$	0,021	
$f_S(X_{L2})$	1	
$R_{D_1}(X_{L1})$	0,021	
$R_{D_2}(X_{L2})$	0,7	(BAPTISTA et al., 1996)
$T_{D_1}(\text{K})$	18000	(BAPTISTA et al., 2000)
$d(\text{pc})$	207	(VRIELMANN; BAPTISTA, 2002)
$V$ em estado baixo	13,8	(BAPTISTA et al., 1996)
$V$ em estado alto	13,5	(BAPTISTA et al., 1996)

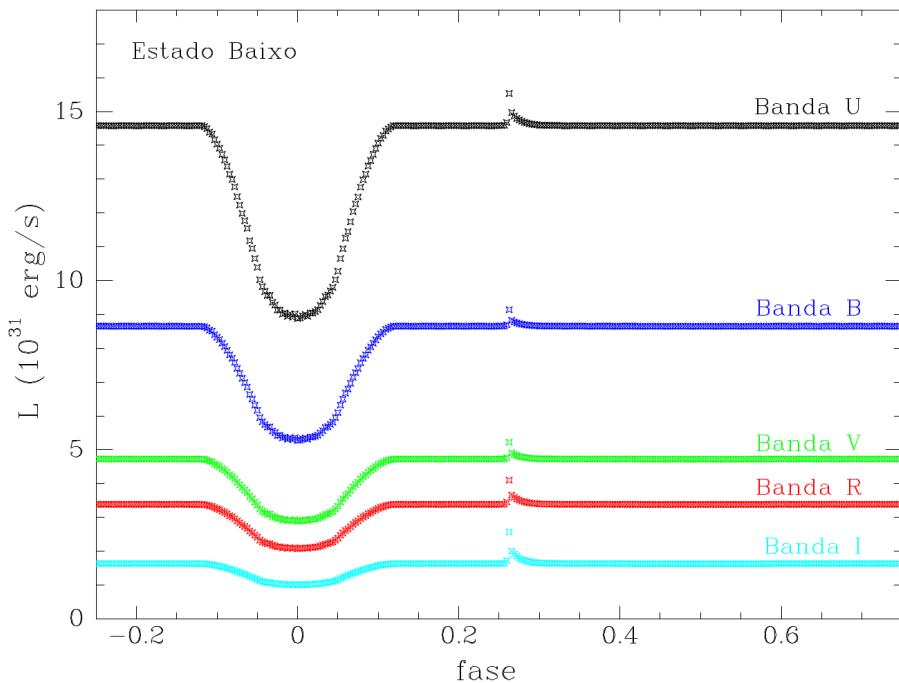


Figura 5.13 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC UU Aqr nas bandas U, B, V, R e I no estado baixo.

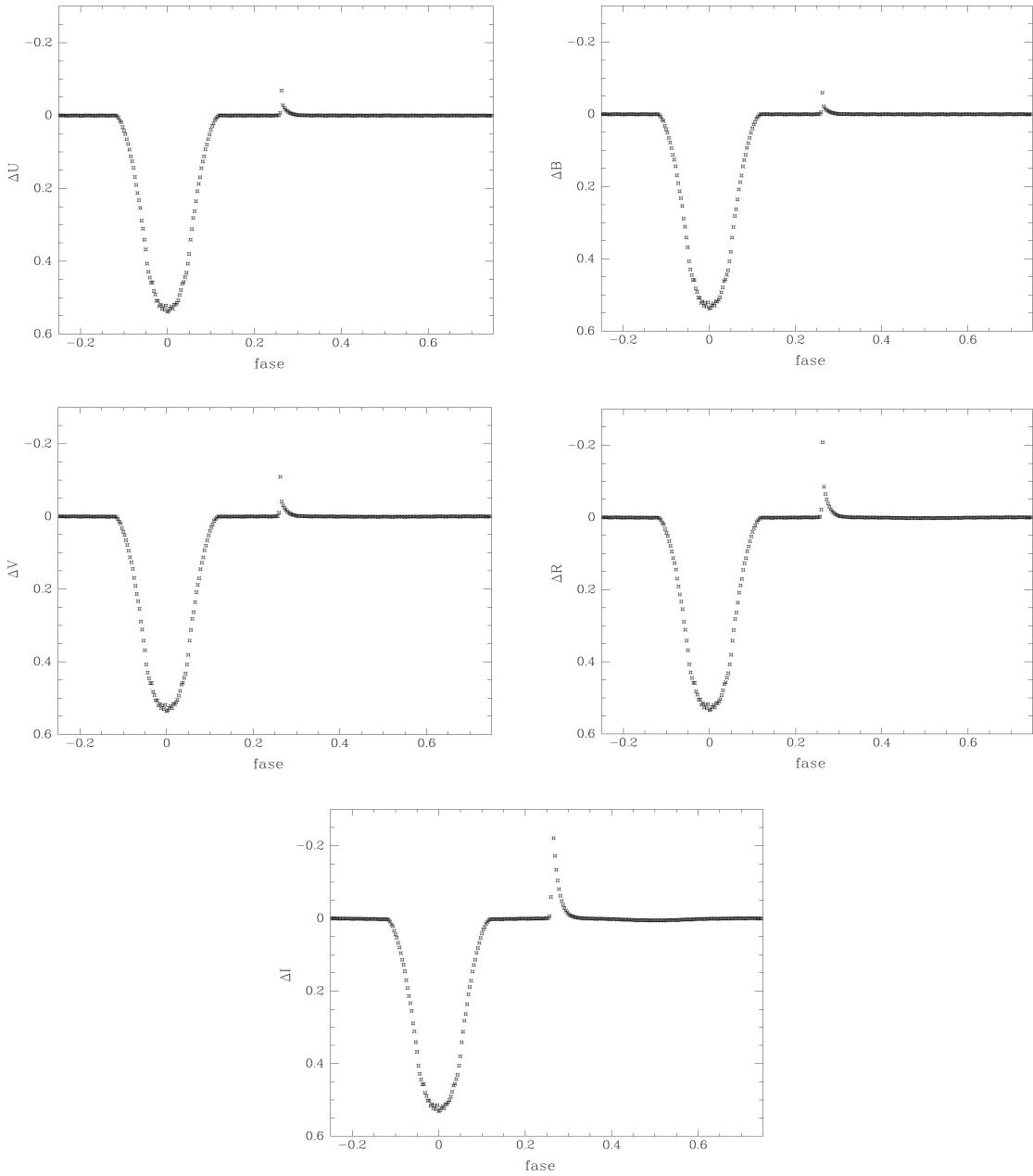


Figura 5.14 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC UU Aqr nas bandas U, B, V, R e I no estado baixo.

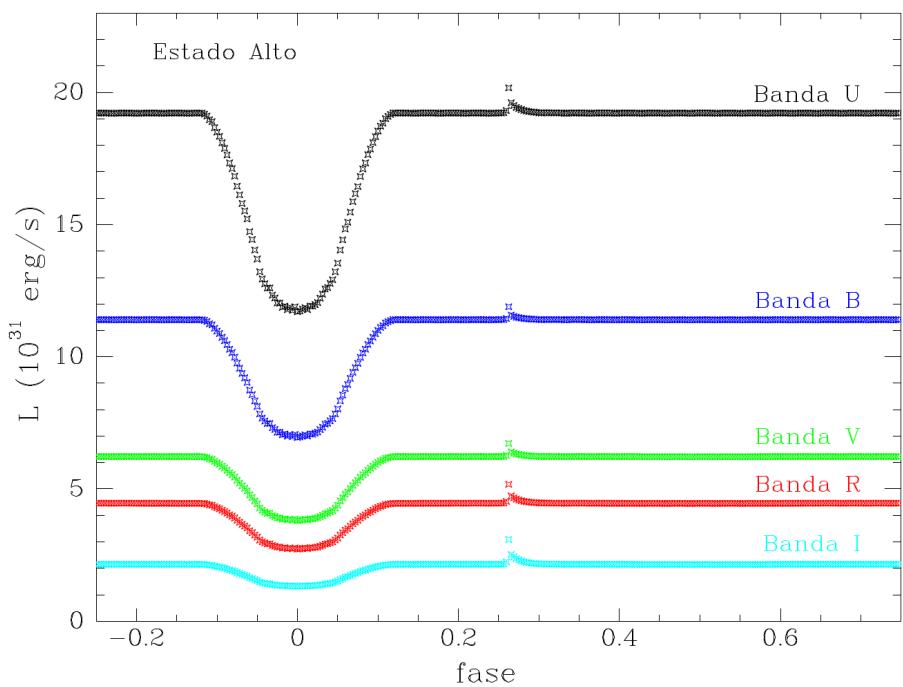


Figura 5.15 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC UU Aqr nas bandas U, B, V, R e I no estado alto.

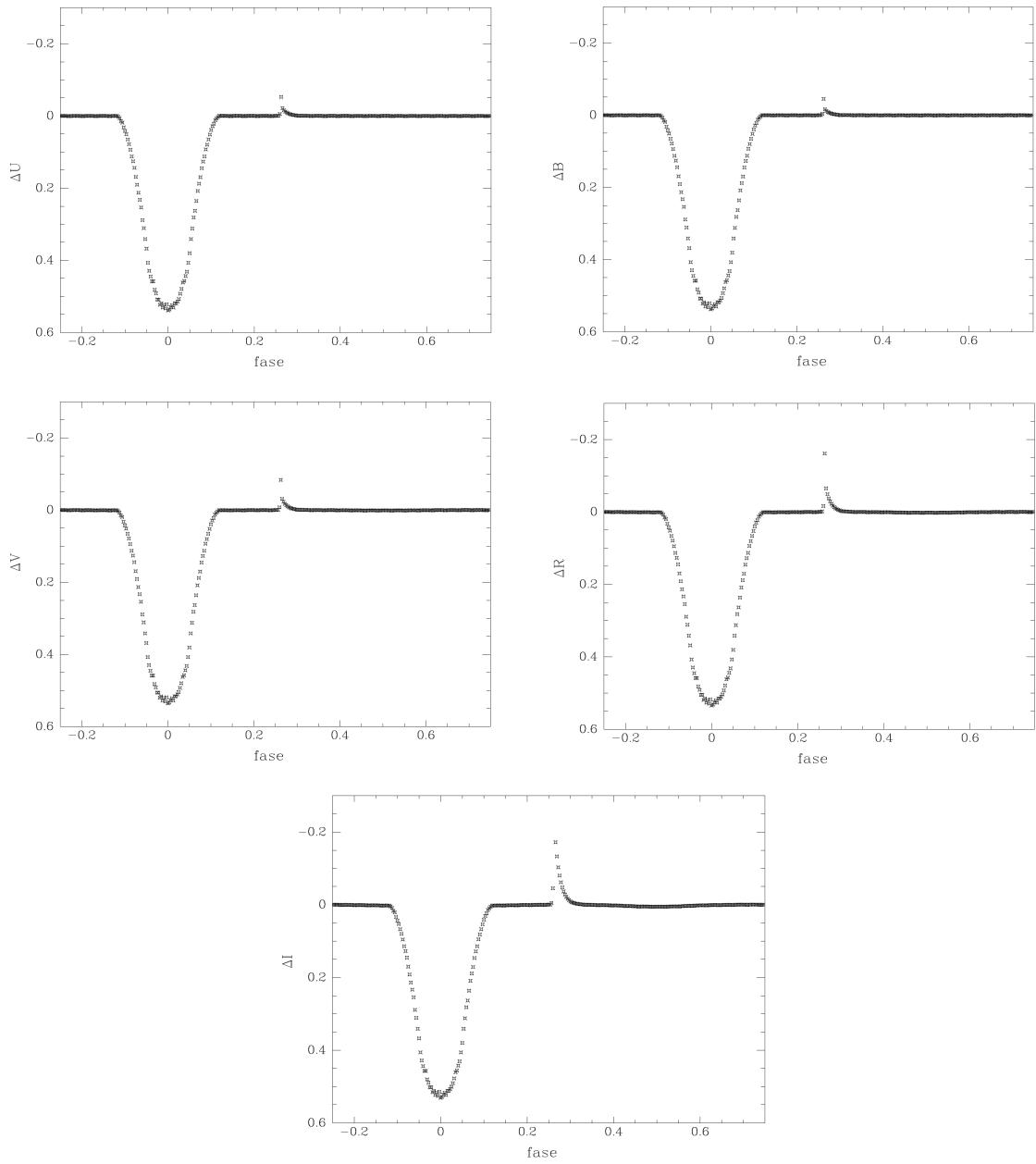


Figura 5.16 - Adição do *flare* às curvas de luz teóricas da VC UU Aqr nas bandas U, B, V, R e I no estado alto.

## 6 Conclusões e Perspectivas

Neste trabalho, realizamos um estudo fotométrico de objetos isolados de baixa massa, com objetivo de quantificar sua atividade e analisar se essa atividade seria observada diretamente caso fossem estrelas secundárias em VCs. Os principais resultados são:

- Apesar da maior parte dos objetos observados apresentar amplitudes de variação de milésimo a centésimo de magnitude durante o tempo acumulado de observações, dois deles exibiram atividade do tipo *flare*, sendo que em um foram observados dois eventos. O *flare* observado no objeto 2MASS J0331302-304238 apresentou amplitude de  $\sim 0.15$  mag na banda I (veja Fig 4.1). No sistema LHS 1070 observamos dois eventos. O primeiro flare, com escala de  $\sim 1000$  s, foi obtido na banda B apresentando amplitude de  $\sim 5$  mag (veja Fig 4.2). O segundo evento, na banda I, foi observado na fase de decréscimo (veja Fig 4.3), apresentando um escala de tempo de horas, com amplitude de no mínimo, décimos de magnitude.
- Identificamos que a componente LHS 1070 B (do sistema triplo LHS 1070) foi o objeto que emitiu o *flare* observado no dia 04 de Julho de 2008 (veja Fig. 4.5). Os principais parâmetros físicos estimados para esse evento são: duração:  $\sim 1105$  s, energia total:  $\sim 2,1 \times 10^{33}$  erg e intensidade do campo magnético associado:  $\sim 60$  kG.
- Constatamos que o *flare* registrado no objeto LHS 1070 B seria facilmente observável diretamente nas curvas de luz do óptico de sistemas do tipo AM Her no estado baixo. Esse *flare* é uma evidência adicional de que a atividade na estrela secundária poderia explicar eventos rápidos como os observados em AM Her ([KAFKA et al., 2005](#)) e VV Pup ([MASON et al., 2008](#)). Em sistemas do tipo AM Her no estado alto, a possibilidade deste mesmo evento ser observado é menor, parte devido ao efeito de diluição por outras fontes mais luminosas no sistema, parte pela dificuldade de se distinguir eventos rápidos de baixa amplitude do *flickering* presente nas VCs.
- Examinamos também se o *flare* seria observável em curva de luz de sistemas do tipo nova-*like* e chegamos às seguintes conclusões: No sistema VY Scl em estado baixo a possibilidade de eventos desse tipo serem observados é grande. Já no estado alto, o evento só seria observável se ocorresse próximo do mínimo do eclipse primário. Existe possibilidade do *flare* ser observado também em sistemas do tipo SW Sex.

As perspectivas a partir deste trabalho são baseadas nos aprofundamentos (tanto em termos de observações fotométricas quanto espectroscópicas) passíveis de serem obtidos com o acesso a instrumentos mais adequados para se observar objetos relativamente fracos (em muitos casos competindo com fontes brilhantes) como são as secundárias de VCs. A câmara Spartan do telescópio SOAR é ideal para monitorias nas bandas JHK com boa resolução temporal, permitindo graças a seu campo de visada a realização de fotométrica diferencial em condições ótimas. Em termos espectroscópicos, somos limitados ainda ao espectrógrafo IV do Gemini (em condições de acesso extremamente competitivas), mas por outro lado, esse instrumento é muito bem talhado para a caracterização rápida, ou seja, a custo observacional não muito alto, das secundárias que apresentem contribuição de mais de 10% em fluxo, comparado às demais fontes de um sistema. Assim, programas que imediatamente se colocam como competitivos e que podem fornecer subsídios importantes para o estudo da atividade em secundárias de VCs são:

- Estudo fotométrico sistemático de polares no estado baixo buscando a detecção de *flares* ou modulações rotacionais associadas a manchas para comparação estatística com o equivalente a esses fenômenos que ocorre em estrelas de baixa massa isoladas. Aqui, o modo de observação em fila do SOAR poderia ser explorado para ser acionado *somente quando* um sistema estivesse garantidamente em estado baixo, a partir de observações fotométricas realizadas com os recursos observacionais do OPD/LNA.
- Espectroscopia de secundárias de VCs no infravermelho, com o objetivo de determinar (através da tomografia Roche) a presença de características superficiais tais quais manchas, além de determinar precisamente a composição química das secundárias, novamente com o objetivo de comparar essas propriedades às de estrelas isoladas da SP. Neste contexto, sistemas binários do tipo pré-cataclísmicas podem ter uma grande importância, uma vez que a ausência do disco (ou coluna) de acréscimo permitem observar a estrela secundária em condições de melhor contraste em tais sistemas.

## REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- ALEKSEEV, I. Y.; GERSHBERG, R. E. The Activity of the Red Dwarf Star EV Lac from UBVR Observations in Crimea in 1986-1995. In: \_\_\_\_\_. [S.l.]: The Earth and the Universe, 1997. p. 43–49. [61](#)
- ALLARD, F.; HAUSCHILD, P. H.; ALEXANDER, D. R.; STARRFIELD, S. Model Atmospheres of Very Low Mass Stars and Brown Dwarfs. **ARAA**, v. 35, p. 137–177, 1997. [34](#)
- ALLEN, C. W. **Astrophysical Quantities**. [S.l.]: Astrophysical Quantities, London: Athlone (3rd edition), 1976, 1976. [28](#)
- ALMAINI, O.; LAWRENCE, A.; SHANKS, T.; EDGE, A.; BOYLE, B. J.; GEORGANTOPOULOS, I.; GUNN, K. F.; STEWART, G. C.; GRIFFITHS, R. E. X-ray variability in a deep, flux-limited sample of QSOs. **MNRAS**, v. 315, p. 325–336, jun. 2000. [46](#)
- APPLEGATE, J. H. Magnetic Activity; Orbital Period Modulation in Close Binaries. In: Giampapa, M. S.; Bookbinder, J. A. (Ed.). **Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun**. [S.l.: s.n.], 1992. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 26), p. 343–+. [32](#)
- ARAUJO-BETANCOR, S.; GÄNSICKE, B. T.; LONG, K. S.; BEUERMANN, K.; MARTINO, D. de; SION, E. M.; SZKODY, P. Far-Ultraviolet Spectroscopy of Magnetic Cataclysmic Variables. **ApJ**, v. 622, p. 589–601, mar. 2005. [70](#)
- ARAUJO-BETANCOR, S.; KNIGGE, C.; LONG, K. S.; HOARD, D. W.; SZKODY, P.; RODGERS, B.; KRISCIUNAS, K.; DHILLON, V. S.; HYNES, R. I.; PATTERSON, J.; KEMP, J. The System Parameters of DW Ursae Majoris. **ApJ**, v. 583, p. 437–445, jan. 2003. [71](#), [72](#), [73](#), [75](#)
- BAPTISTA, R.; BORTOLETTO, A. A Two-armed Pattern in Flickering Maps of the Nova-like Variable UU Aquarii. **ApJ**, v. 676, p. 1240–1247, abr. 2008. [76](#)
- BAPTISTA, R.; SILVEIRA, C.; STEINER, J. E.; HORNE, K. Spatially resolved spectra of the accretion disc of the nova-like variable UU Aquarii. **MNRAS**, v. 314, p. 713–726, jun. 2000. [79](#)
- BAPTISTA, R.; STEINER, J. E.; CIESLINSKI, D. Multicolor eclipse studies of UU Aquarii. 1: Observations and system parameters. **ApJ**, v. 433, p. 332–349, set. 1994. [74](#), [79](#)

BAPTISTA, R.; STEINER, J. E.; HORNE, K. Multicolour eclipse studies of UU Aquarii - II. The accretion disc. **MNRAS**, v. 282, p. 99–116, set. 1996. [74](#), [79](#)

BARAFFE, I.; CHABRIER, G.; ALLARD, F.; HAUSCHILD, P. H. Evolutionary models for solar metallicity low-mass stars: mass-magnitude relationships and color-magnitude diagrams. **A&A**, v. 337, p. 403–412, set. 1998. [38](#)

BESSELL, M. S.; CASTELLI, F.; PLEZ, B. Model atmospheres broad-band colors, bolometric corrections and temperature calibrations for O - M stars. **A&A**, v. 333, p. 231–250, maio 1998. [56](#), [64](#)

BEUERMANN, K.; BARAFFE, I.; KOLB, U.; WEICHHOLD, M. Are the red dwarfs in cataclysmic variables main-sequence stars? **A&A**, v. 339, p. 518–524, nov. 1998. [38](#), [39](#)

BIANCHINI, A. Possible Detection of Solar-Type Cycles in Cataclysmic Variables. **Information Bulletin on Variable Stars**, v. 3136, p. 1–4, jan. 1988. [32](#)

\_\_\_\_\_. Solar-type cycles in close binary systems. **AJ**, v. 99, p. 1941–1952, jun. 1990. [32](#)

BIRÓ, I. B. Eclipse mapping of the cataclysmic variable DW Ursae Majoris. **A&A**, v. 364, p. 573–586, dez. 2000. [75](#)

BONNET-BIDAUD, J. M.; MOUCHET, M.; SHAKHOVSKOY, N. M.; SOMOVA, T. A.; SOMOV, N. N.; ANDRONOV, I. L.; MARTINO, D. de; KOLESNIKOV, S. V.; KRAICHEVA, Z. Magnetic field and unstable accretion during AM Herculis low states. **A&A**, v. 354, p. 1003–1010, fev. 2000. [64](#)

BROWNING, M. K.; BASRI, G. Dynamo Action in Fully Convective Low-Mass Stars. In: Stancliffe, R. J.; Dewi, J.; Houdek, G.; Martin TOUT, C. A. R. G. (Ed.). **Unsolved Problems in Stellar Physics: A Conference in Honor of Douglas Gough**. [S.l.: s.n.], 2007. (American Institute of Physics Conference Series, v. 948), p. 157–164. [35](#)

BRUCH, A. Flickering in cataclysmic variables - Its properties and origins. **A&A**, v. 266, p. 237–265, dez. 1992. [63](#)

CHABRIER, G.; BARAFFE, I. Theory of Low-Mass Stars and Substellar Objects. **ARA&A**, v. 38, p. 337–377, 2000. [34](#)

CHABRIER, G.; BARAFFE, I.; LECONTE, J.; GALLARDO, J.; BARMAN, T. The mass-radius relationship from solar-type stars to terrestrial planets: a review. **ArXiv e-prints**, out. 2008. [59](#)

- CHIBA, M.; BEERS, T. C. Kinematics of Metal-poor Stars in the Galaxy. III. Formation of the Stellar Halo and Thick Disk as Revealed from a Large Sample of Nonkinematically Selected Stars. **AJ**, v. 119, p. 2843–2865, jun. 2000. [36](#)
- COSTA, E.; MÉNDEZ, R. A.; JAO, W.-C.; HENRY, T. J.; SUBASAVAGE, J. P.; BROWN, M. A.; IANNA, P. A.; BARTLETT, J. The Solar Neighborhood. XIV. Parallaxes from the Cerro Tololo Inter-American Observatory Parallax Investigation-First Results from the 1.5 m Telescope Program. **AJ**, v. 130, p. 337–349, jul. 2005. [53](#), [56](#)
- CROPPER, M.; WARNER, B. Polarimetry of VV Puppis. **MNRAS**, v. 220, p. 633–645, jun. 1986. [70](#)
- DELFOSSE, X.; FORVEILLE, T.; PERRIER, C.; MAYOR, M. Rotation and chromospheric activity in field M dwarfs. **A&A**, v. 331, p. 581–595, mar. 1998. [35](#)
- DHILLON, V. S.; LITTLEFAIR, S. P.; HOWELL, S. B.; CIARDI, D. R.; HARROP-ALLIN, M. K.; MARSH, T. R. Infrared spectroscopy of cataclysmic variables - III. Dwarf novae below the period gap and nova-like variables. **MNRAS**, v. 314, p. 826–838, jun. 2000. [74](#)
- EGGEN, O. J. K- and M-type dwarf stars within 25 parsecs of the sun. I - The age-chromospheric activity relations from H-alpha equivalent widths. **PASP**, v. 102, p. 166–178, fev. 1990. [36](#)
- EGGLETON, P. P. Approximations to the radii of Roche lobes. **ApJ**, v. 268, p. 368–369, maio 1983. [28](#), [62](#)
- FRANK, J.; KING, A.; RAINES, D. Book-Review - Accretion Power in Astrophysics - ED.2. **Science**, v. 258, p. 54–58, nov. 1992. [28](#)
- GERSHBERG, R. E. **Solar-Type Activity in Main-Sequence Stars.** [S.l.]: Studies in Applied Mathematics, 2005. [57](#), [58](#), [61](#)
- GOETZ, W. The binary system AM Herculis and the parameters of its components. **Astronomische Nachrichten**, v. 312, p. 103–105, fev. 1991. [65](#)
- HARRISON, T. E.; HOWELL, S. B.; SZKODY, P.; CORDOVA, F. A. Why Are the Secondary Stars in Polars So Normal? **ApJ**, v. 632, p. L123–L126, out. 2005. [39](#)
- HAWLEY, S. L.; FISHER, G. H. X-ray-heated models of stellar flare atmospheres - Theory and comparison with observations. **ApJ**, v. 78, p. 565–598, fev. 1992. [58](#)
- HELLIER, C. **Cataclysmic Variable Stars.** UK: Springer, 2001. 210p. [30](#), [32](#)

HESSMAN, F. V. The symptoms and causes of CV low-states. **New Astronomy Review**, v. 44, p. 155–160, abr. 2000. [21](#), [30](#)

HONEYCUTT, R. K.; ROBERTSON, J. W.; TURNER, G. W. Unusual “Stunted” Outbursts in Old Novae and Nova-Like Cataclysmic Variables. **AJ**, v. 115, p. 2527–2538, jun. 1998. [75](#)

HOWELL, S. B.; HARRISON, T. E.; CAMPBELL, R. K.; CORDOVA, F. A.; SZKODY, P. Low-State Phase-Resolved Infrared Spectroscopy of VV Puppis. **AJ**, v. 131, p. 2216–2222, abr. 2006. [45](#), [66](#), [70](#)

IMAMURA, J. N.; MIDDLEITCH, J.; SCARGLE, J. D.; STEIMAN-CAMERON, T. Y.; WHITLOCK, L. A.; WOLFF, M. T.; WOOD, K. S. The Quasi-periodic Oscillations of VV Puppis. **ApJ**, v. 419, p. 793–802, dez. 1993. [70](#)

KAFKA, S.; ROBERTSON, J.; HONEYCUTT, R. K.; HOWELL, S. B. Low-State Flaring Events in AM Herculis. **AJ**, v. 129, p. 2411–2419, maio 2005. [65](#), [83](#)

KALOMENI, B.; PEKÜNLÜ, E. R.; YAKUT, K. Flickering in the Magnetic Cv Star Am Herculis. **Ap&SS**, v. 296, p. 477–480, abr. 2005. [65](#)

KNIGGE, C. Erratum: The donor stars of cataclysmic variables. **MNRAS**, v. 382, p. 1982–1984, dez. 2006. [28](#), [29](#), [38](#), [73](#), [75](#), [76](#), [79](#)

KNIGGE, C.; LONG, K. S.; HOARD, D. W.; SZKODY, P.; DHILLON, V. S. A Self-occulting Accretion Disk in the SW Sextantis Star DW Ursae Majoris. **ApJ**, v. 539, p. L49–L53, ago. 2000. [71](#), [72](#)

KOLB, U.; BARAFFE, I. Secondary stars in CVs: the theoretical perspective. **New Astronomy Review**, v. 44, p. 99–103, abr. 2000. [39](#)

KOPAL, Z. Dynamics of close binary systems. In: Kopal, Z. (Ed.). **Dordrecht, D. Reidel Publishing Co.** [S.l.: s.n.], 1978. (Astrophysics and Space Science Library, v. 68), p. 524–+. [32](#)

LEINERT, C.; ALLARD, F.; RICHICHI, A.; HAUSCHILD, P. H. The multiple system LHS 1070: a case study for the onset of dust formation in the atmospheres of very low mass stars. **A&A**, v. 353, p. 691–706, jan. 2000. [53](#), [54](#), [56](#), [59](#)

LEINERT, C.; JAHRIB, H.; WOITAS, J.; ZUCKER, S.; MAZEH, T.; ECKART, A.; KÖHLER, R. Dynamical mass determination for the very low mass stars LHS 1070 B and C. **A&A**, v. 367, p. 183–188, fev. 2001. [53](#), [56](#)

LIEBERT, J.; STOCKMAN, H. S. Circular polarimetry of an active VV Puppis - Evidence for two accreting poles. **ApJ**, v. 229, p. 652–656, abr. 1979. [68](#)

MACERONI, C.; BIANCHINI, A.; RODONO, M.; VEER, F. van't; VIO, R. Magnetic cycles in solar-type single and close binary stars. **A&A**, v. 237, p. 395–401, out. 1990. [32](#)

MASON, E.; HOWELL, S. B.; BARMAN, T.; SZKODY, P.; WICKRAMASINGHE, D. VV Puppis in a low state: secondary-star irradiation or stellar activity? **A&A**, v. 490, p. 279–286, out. 2008. [69](#), [70](#), [83](#)

MESSINA, S.; PIZZOLATO, N.; GUINAN, E. F.; RODONÒ, M. Dependence of coronal X-ray emission on spot-induced brightness variations in cool main sequence stars. **A&A**, v. 410, p. 671–684, nov. 2003. [37](#)

MOHANTY, S.; BASRI, G. Rotation e Activity in Mid-M to L Dwarfs. In: Brown, A.; Harper, G. M.; Ayres, T. R. (Ed.). **The Future of Cool-Star Astrophysics: 12th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun (2001 July 30 - August 3)**, eds. A. Brown, G.M. Harper, and T.R. Ayres, (University of Colorado), 2003, p. 683-688. [S.l.: s.n.], 2003. v. 12, p. 683–688. [35](#), [36](#)

MORTARA, L.; FOWLER, A. Evaluations of Charge-Coupled Device / CCD / Performance for Astronomical Use. In: **Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series**. [S.l.: s.n.], 1981. (Presented at the Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference, v. 290), p. 28–+. [45](#)

NOYES, R. W.; HARTMANN, L. W.; BALIUNAS, S. L.; DUNCAN, D. K.; VAUGHAN, A. H. Rotation, convection, and magnetic activity in lower main-sequence stars. **ApJ**, v. 279, p. 763–777, abr. 1984. [35](#)

PACZYŃSKI, B. Evolutionary Processes in Close Binary Systems. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 9, p. 183–208, 1971. [28](#)

PIZZOLATO, N.; MAGGIO, A.; MICELA, G.; SCIORTINO, S.; VENTURA, P. The stellar activity-rotation relationship revisited: Dependence of saturated and non-saturated X-ray emission regimes on stellar mass for late-type dwarfs. **A&A**, v. 397, p. 147–157, jan. 2003. [35](#)

PRIEDHORSKY, W. C.; KRZEMINSKI, W.; TAPIA, S. Correlated photometric and polarimetric phenomena in AM Herculis. **ApJ**, v. 225, p. 542–547, out. 1978. [65](#)

PRINGLE, J. E.; WADE, R. A. **Interacting binary stars**. [S.l.]: Interacting Binary Stars, 1985. [24](#), [25](#), [27](#)

REID, I. N.; GIZIS, J. E.; HAWLEY, S. L. The Palomar/MSU Nearby Star Spectroscopic Survey. IV. The Luminosity Function in the Solar Neighborhood and M Dwarf Kinematics. **AJ**, v. 124, p. 2721–2738, nov. 2002. [36](#)

REINERS, A. The effects of inclination, gravity darkening and differential rotation on absorption profiles of fast rotators. **A&A**, v. 408, p. 707–713, set. 2003. [33](#)

\_\_\_\_\_. At the Bottom of the Main Sequence: Activity and magnetic fields beyond the threshold to complete convection. **ArXiv e-prints**, v. 712, dez. 2007. [35](#), [36](#)

REINERS, A.; BASRI, G. Chromospheric Activity, Rotation, and Rotational Braking in M and L Dwarfs. **ArXiv e-prints**, v. 805, maio 2008. [36](#), [37](#)

REINERS, A.; SEIFAHRT, A.; KÄUFL, H. U.; SIEBENMORGEN, R.; SMETTE, A. Spectral-type dependent rotational braking and strong magnetic flux in three components of the late-M multiple system LHS 1070. **A&A**, v. 471, p. L5–L8, ago. 2007. [54](#), [59](#)

RITTER, H.; KOLB, U. Catalogue of cataclysmic binaries, low-mass X-ray binaries and related objects (Seventh edition). **Astronomy and Astrophysics**, v. 404, p. 301–303, jun. 2003. [29](#), [64](#), [65](#), [67](#), [70](#), [75](#)

SCHMIDT, S. J.; CRUZ, K. L.; BONGIORNO, B. J.; LIEBERT, J.; REID, I. N. Activity and Kinematics of Ultracool Dwarfs, Including an Amazing Flare Observation. **AJ**, v. 133, p. 2258–2273, maio 2007. [36](#)

SCHNEIDER, D. P.; YOUNG, P. VV Puppis and an Ursae Majoris - A radial velocity study. **ApJ**, v. 240, p. 871–884, set. 1980. [70](#)

SEIFAHRT, A.; ROLL, T.; NEUHÄUSER, R.; REINERS, A.; KERBER, F.; KÄUFL, H. U.; SIEBENMORGEN, R.; SMETTE, A. Improved orbital solution and masses for the very low-mass multiple system LHS 1070. **A&A**, v. 484, p. 429–434, jun. 2008. [53](#), [54](#), [55](#), [56](#)

SHAFTER, A. W.; HESSMAN, F. V.; ZHANG, E.-H. Photometric and spectroscopic observations of the eclipsing nova-like variable PG 1030 + 590 (DW Ursae Majoris). **ApJ**, v. 327, p. 248–264, abr. 1988. [70](#), [75](#)

SHAKHOVSKOY, N. M.; ALEXEEV, I. Y.; ANDRONOV, I. L.; KOLESNIKOV, S. V. Unprecedented Flare at Red Secondary Components of AM Herculis. In: REGEV, O.; SHAVIV, G. (Ed.). **Cataclysmic Variables and Related Physics**. [S.l.: s.n.], 1993. (Annals of the Israel Physical Society, v. 10), p. 237–+. [31](#)

SHAKURA, N. I.; SYUNYAEV, R. A. Black holes in binary systems. Observational appearance. **A&A**, v. 24, p. 337–355, 1973. [63](#)

SILBER, A. D.; RAYMOND, J. C.; MASON, P. A.; ANDRONOV, I. L.; BORISOV, N. V.; SHAKHOVSKOY, N. M. IUE and Optical Observations of AM Herculis in Its Low State. **ApJ**, v. 460, p. 939–948, abr. 1996. [64](#)

ŠIMON, V. Variations of the outburst recurrence time in dwarf novae. In: Gänsicke, B. T.; Beuermann, K.; Reinsch, K. (Ed.). **The Physics of Cataclysmic Variables and Related Objects**. [S.l.: s.n.], 2002. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 261), p. 547–548. [31](#)

SLUYS, M. Vorming en evolutie van compacte dubbelsterren. Jan. 2006. Disponível em: <<http://hemel.waarnemen.com/Informatie/Sterren/hoofdstuk6.html>>. Acesso em: 23/01/2009. [26](#)

SMAK, J. Eruptive Binaries. IV. On the Light Variations of VV Puppis. **Acta Astronomica**, v. 21, p. 467–478, 1971. [67](#)

SMITH, D. A.; DHILLON, V. S. The secondary stars in cataclysmic variables and low-mass X-ray binaries. **MNRAS**, v. 301, p. 767–781, dez. 1998. [29](#)

STANISHEV, V.; KRAICHEVA, Z.; BOFFIN, H. M. J.; GENKOV, V.; PAPADAKI, C.; CARPANO, S. Accretion disc evolution in DW Ursae Majoris: A photometric study. **A&A**, v. 416, p. 1057–1067, mar. 2004. [70](#)

SZKODY, P.; BAILEY, J. A.; HOUGH, J. H. Optical and IR light curves of VV Puppis. **MNRAS**, v. 203, p. 749–757, maio 1983. [70](#)

TAPIA, S. Discovery of a magnetic compact star in the AM Herculis/3U 1809+50 system. **ApJL**, v. 212, p. L125–L129, mar. 1977. [64](#)

THORSTENSEN, J. R.; LÉPINE, S.; SHARA, M. Parallax and Distance Estimates for Twelve Cataclysmic Variable Stars. **AJ**, v. 136, p. 2107–2114, nov. 2008. [70](#)

VISVANATHAN, N.; WICKRAMASINGHE, D. T. Absorption spectrum of the accretion column in VV Puppis. **Natur**, v. 281, p. 47–48, set. 1979. [66](#)

VOGT, N.; MEYER-HOFMEISTER, E.; MEYER, F. Do We See Magnetic Effects in Dwarf Nova Outbursts? In: Greiner, J.; Duerbeck, H. W.; Gershberg, R. E. (Ed.). **IAU Colloq. 151: Flares and Flashes**. [S.l.: s.n.], 1995. (Lecture Notes in Physics, Berlin Springer Verlag, v. 454), p. 285–+. [31](#)

VOLKOV, I. M.; SHUGAROV, S. Y.; SEREGINA, T. M. Uu-Aquarii - Eclipsing Cataclysmic Variable. **Astronomicheskij Tsirkulyar**, v. 1418, p. 3–10, jan. 1986. [79](#)

VRIELMANN, S.; BAPTISTA, R. UU Aqr from high to low state. **Astronomische Nachrichten**, v. 323, p. 75–86, jul. 2002. [79](#)

WARNER, B. Quasiperiodicity in cataclysmic variable stars caused by solar-type magnetic cycles. **Natur**, v. 336, p. 129–134, nov. 1988. [31](#), [32](#)

\_\_\_\_\_. **Cataclysmic variable stars**. [S.l.]: Cambridge Astrophysics Series, Cambridge, New York: Cambridge University Press, |c1995, 1995. [23](#), [30](#)

WARNER, B.; NATHER, R. E. Observations of rapid blue variables - V. VV Puppis. **MNRAS**, v. 156, p. 305–313, 1972. [67](#)

WARREN, J. K.; VALLERGA, J. V.; MAUCHE, C. W.; MUKAI, K.; SIEGMUND, O. H. W. Extreme Ultraviolet Explorer observations of the magnetic cataclysmic variable RE 1938-461. **ApJ**, v. 414, p. L69–L72, set. 1993. [31](#)

WATSON, C. A.; DHILLON, V. S. Roche Tomography of the Secondary Stars in CVS. **Astrotomography, 25th meeting of the IAU, Joint Discussion 9, 17 July 2003, Sydney, Australia**, v. 9, 2003. [34](#)

YOUNG, P.; SCHNEIDER, D. P. Improved infrared observations of AM Herculis. **ApJ**, v. 230, p. 502–518, jun. 1979. [65](#)