



Ministério da  
**Ciência, Tecnologia  
e Inovação**



sid.inpe.br/mtc-m19/2013/02.04.15.41 -TDI

## **ANÁLISE DE BINÁRIAS ECLIPSANTES NO BOJO DA GALÁXIA COM DADOS OGLE-II USANDO O CÓDIGO WILSON-DEVINNEY**

Julio César Tello Gálvez

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr. Francisco Jablonski, aprovada em 30 de novembro de 2012.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP7W/3DG4UD5>>

INPE  
São José dos Campos  
2012

**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) 3208-6923/6921

Fax: (012) 3208-6919

E-mail: pubtc@sid.inpe.br

**CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO DA PRODUÇÃO INTELLECTUAL DO INPE (RE/DIR-204):****Presidente:**

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

**Membros:**

Dr. Antonio Fernando Bertachini de Almeida Prado - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)

Dr<sup>a</sup> Inez Staciarini Batista - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)

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

Dr. Germano de Souza Kienbaum - Centro de Tecnologias Especiais (CTE)

Dr. Manoel Alonso Gan - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)

Dr<sup>a</sup> Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação

Dr. Plínio Carlos Alvalá - Centro de Ciência do Sistema Terrestre (CST)

**BIBLIOTECA DIGITAL:**

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

**REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:**

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

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

**EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:**

Tereza Smith de Brito - Serviço de Informação e Documentação (SID)



Ministério da  
**Ciência, Tecnologia  
e Inovação**



sid.inpe.br/mtc-m19/2013/02.04.15.41 -TDI

## **ANÁLISE DE BINÁRIAS ECLIPSANTES NO BOJO DA GALÁXIA COM DADOS OGLE-II USANDO O CÓDIGO WILSON-DEVINNEY**

Julio César Tello Gálvez

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr. Francisco Jablonski, aprovada em 30 de novembro de 2012.

URL do documento original:

<<http://urlib.net/8JMKD3MGP7W/3DG4UD5>>

INPE  
São José dos Campos  
2012

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

---

Tello Gálvez, Julio César.

T239a Análise de binárias eclipsantes no bojo da galáxia com dados OGLE-II usando o código Wilson-Devinney / Julio César Tello Gálvez. – São José dos Campos : INPE, 2012.

xxiv + 113 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m19/2013/02.04.15.41 -TDI)

Tese (Doutorado em Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2012.

Orientador : Dr. Francisco Jablonski.

1. binárias eclipsantes. 2. Wilson-Devinney. 3. OGLE.  
4. 2MASS I.Título.

CDU 524.386

---

Copyright © 2012 do MCT/INPE. Nenhuma parte desta publicação pode ser reproduzida, armazenada em um sistema de recuperação, ou transmitida sob qualquer forma ou por qualquer meio, eletrônico, mecânico, fotográfico, reprográfico, de microfilmagem ou outros, sem a permissão escrita do INPE, com exceção de qualquer material fornecido especificamente com o propósito de ser entrado e executado num sistema computacional, para o uso exclusivo do leitor da obra.

Copyright © 2012 by MCT/INPE. No part of this publication may be reproduced, stored in a retrieval system, or transmitted in any form or by any means, electronic, mechanical, photocopying, recording, microfilming, or otherwise, without written permission from INPE, with the exception of any material supplied specifically for the purpose of being entered and executed on a computer system, for exclusive use of the reader of the work.

Aprovado (a) pela Banca Examinadora  
em cumprimento ao requisito exigido para  
obtenção do Título de **Doutor(a)** em  
**Astrofísica**

Dra. Cláudia Vilega Rodrigues



---

Presidente / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Francisco José Jablonski



---

Orientador(a) / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Deonísio Cieslinski



---

Membro da Banca / INPE / SJC Campos - SP

Dr. José Dias do Nascimento Junior



---

Convidado(a) / UFRN / Rio Grande do Norte - RN

Dr. Alexandre Soares de Oliveira



---

Convidado(a) / UNIVAP / São José dos Campos - SP

Este trabalho foi aprovado por:

maioria simples

unanimidade

Aluno (a): **Julio César Tello Gálvez**

São José dos Campos, 30 de Novembro de 2012



*A mi madre Lila y a mis hermanos Eli y Carlos.*





## AGRADECIMENTOS

Gostaria de expressar meus sinceros agradecimentos ao Dr. Francisco Jablonski pela orientação na realização deste trabalho.

A André de Castro Milone e Deonísio Cieslinski pela ajuda na redução dos dados.

A Cláudia Vilega Rodrigues, Carlos Alexandre Wuensche de Souza e José Carlos Neves de Araújo pelo apoio, sobretudo em momentos difíceis.

Aos colegas e amigos Priscilla, German, Leonardo, Márcia, Carlos que me ajudaram em diferentes momentos com meu trabalho.

A todos os professores do Curso de Astrofísica pelas disciplinas ministradas.

Aos funcionários da DAS pelo apoio durante o período de estudos.

Aos colegas e amigos da DAS e do INPE pelo companheirismo e pelos bons momentos compartilhados.

Às equipes do Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) e do Telescópio SOAR pelo apoio nas observações e coleta de dados.

À CAPES pela bolsa concedida, com a qual foi possível realizar este trabalho.

A Armando Bernui, Antonio Pereyra e Mutsumi Ishitsuka pelo apoio de sempre.

A todos aqueles que, direta ou indiretamente, contribuíram para a conclusão desta tese.



## RESUMO

A grande quantidade de dados resultantes de levantamentos sistemáticos tais como OGLE, MACHO, CoRoT, KEPLER e de futuros levantamentos como o LSST torna necessária a utilização de ferramentas robustas para ajustar modelos numéricos a fim de reproduzir as curvas de luz observadas de sistemas binários eclipsantes. O objetivo deste trabalho foi desenvolver um procedimento para otimizar o uso do código Wilson-Devinney com a finalidade de se determinar parâmetros relevantes desses sistemas. Aplicamos um método de ajuste otimizado a uma amostra de binárias eclipsantes selecionadas no catálogo OGLE-II com contrapartidas identificadas no catálogo 2MASS. Para cerca de 30% desta amostra estimamos a temperatura das componentes ajustando a SED com uma grade de modelos. Obtivemos os parâmetros de 7 objetos da amostra OGLE-2MASS ajustando a curva de luz com o código Wilson-Devinney que otimizamos. Para dois objetos com dados apenas do OGLE, BUL-SC16 335 e BUL-SC42 2830, foi feito um estudo mais detalhado com dados observacionais coletados no LNA e SOAR. BUL-SC16 335 é do tipo separado com uma componente do tipo sdB, forte efeito de reflexão e similar a HW Vir. Encontramos que o BUL-SC42 2830 é uma binária do tipo V361 Lyr com transferência de material entre as componentes, sendo o terceiro objeto deste tipo que se conhece.



# ANALYSIS OF ECLIPSING BINARIES OF THE GALACTIC BULGE WITH OGLE-II DATA USING THE WILSON-DEVINNEY CODE

## ABSTRACT

The extensive data obtained from systematic surveys such as OGLE, MACHO, CoRoT and KEPLER, and future surveys as, for example, the LSST make it necessary the use of robust tools to fit numerical models in order to reproduce observed light curves of eclipsing binary systems. The objective of the current work has been to develop an optimization procedure for using the Wilson-Devinney code in order to recover relevant parameters of these systems. We apply an optimized fitting method to a selected sample of eclipsing binaries from the OGLE-II catalogue together with their counterparts identified in the 2MASS catalogue. We estimate the temperature of the components for near 30% of the sample adjusting the SED with a grid of models. We obtained the parameters of 7 objects of the sample OGLE-2MASS adjusting the light curve with the Wilson-Devinney code optimized. For two objects with the OGLE data only, BUL SC16-335 and BUL-SC42 2830, was made a more detailed study with observational data collected in LNA and SOAR. BUL-SC16 335 is detached type with a component type SdB, strong reflection effect and is similar to HW Vir. We found that BUL-SC42 2830 is a binary of type V361 Lyr with material transfer between the components, and is the third object known of this type.



## LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
2.1	6
2.2	6
2.3	7
2.4	7
2.5	11
2.6	15
3.1	21
3.2	23
4.1	27
4.2	28
4.3	30
5.1	31
5.2	34
6.1	37
6.2	38
6.3	40
6.4	40
6.5	42
6.6	43
6.7	45
6.8	47
6.9	47
6.10	49
6.11	51
6.12	52
6.13	52
6.14	53
6.15	55
6.16	56
6.17	57
6.18	59
6.19	60
6.20	60

6.21 Melhor ajuste de BUL-SC42 2830 . . . . .	62
A.1 SED de bul-sc1-53 . . . . .	77
A.2 SED de bul-sc1-1517 . . . . .	77
A.3 SED de bul-sc1-1771 . . . . .	77
A.4 SED de bul-sc4-5725 . . . . .	78
A.5 SED de bul-sc6-1342 . . . . .	78
A.6 SED de bul-sc7-921 . . . . .	78
A.7 SED de bul-sc8-406 . . . . .	79
A.8 SED de bul-sc9-337 . . . . .	79
A.9 SED de bul-sc10-1747 . . . . .	79
A.10 SED de bul-sc11-100 . . . . .	80
A.11 SED de bul-sc12-953 . . . . .	80
A.12 SED de bul-sc12-1691 . . . . .	80
A.13 SED de bul-sc13-718 . . . . .	81
A.14 SED de bul-sc13-1071 . . . . .	81
A.15 SED de bul-sc13-2644 . . . . .	81
A.16 SED de bul-sc13-2755 . . . . .	82
A.17 SED de bul-sc15-489 . . . . .	82
A.18 SED de bul-sc19-5115 . . . . .	82
A.19 SED de bul-sc21-260 . . . . .	83
A.20 SED de bul-sc22-3756 . . . . .	83
A.21 SED de bul-sc23-1392 . . . . .	83
A.22 SED de bul-sc27-1807 . . . . .	84
A.23 SED de bul-sc29-692 . . . . .	84
A.24 SED de bul-sc29-1337 . . . . .	84
A.25 SED de bul-sc30-6741 . . . . .	85
A.26 SED de bul-sc33-94 . . . . .	85
A.27 SED de bul-sc34-4654 . . . . .	85
A.28 SED de bul-sc37-5984 . . . . .	86
A.29 SED de bul-sc42-4028 . . . . .	86
A.30 SED de bul-sc44-5768 . . . . .	86
A.31 SED de bul-sc46-1984 . . . . .	87
A.32 SED de bul-sc48-257 . . . . .	87
A.33 SED de bul-sc48-484 . . . . .	87
A.34 SED de bul-sc49-54 . . . . .	88
A.35 SED de bul-sc6-662 . . . . .	89
A.36 SED de bul-sc19-3121 . . . . .	89
A.37 SED de bul-sc21-770 . . . . .	89
A.38 SED de bul-sc25-95 . . . . .	90



A.39 SED de bul-sc28-543 . . . . .	90
A.40 SED de bul-sc29-884 . . . . .	90
A.41 SED de bul-sc29-1962 . . . . .	91
A.42 SED de bul-sc30-2218 . . . . .	91
A.43 SED de bul-sc36-6497 . . . . .	91
A.44 SED de bul-sc38-302 . . . . .	92
A.45 SED de bul-sc1-3418 . . . . .	93
A.46 SED de bul-sc2-2350 . . . . .	93
A.47 SED de bul-sc2-4567 . . . . .	93
A.48 SED de bul-sc4-1055 . . . . .	94
A.49 SED de bul-sc6-366 . . . . .	94
A.50 SED de bul-sc6-827 . . . . .	94
A.51 SED de bul-sc6-1001 . . . . .	95
A.52 SED de bul-sc7-532 . . . . .	95
A.53 SED de bul-sc8-1240 . . . . .	95
A.54 SED de bul-sc8-2243 . . . . .	96
A.55 SED de bul-sc8-2263 . . . . .	96
A.56 SED de bul-sc9-512 . . . . .	96
A.57 SED de bul-sc11-33 . . . . .	97
A.58 SED de bul-sc11-286 . . . . .	97
A.59 SED de bul-sc11-607 . . . . .	97
A.60 SED de bul-sc11-1017 . . . . .	98
A.61 SED de bul-sc11-1556 . . . . .	98
A.62 SED de bul-sc11-1750 . . . . .	98
A.63 SED de bul-sc11-2174 . . . . .	99
A.64 SED de bul-sc12-697 . . . . .	99
A.65 SED de bul-sc12-2891 . . . . .	99
A.66 SED de bul-sc13-935 . . . . .	100
A.67 SED de bul-sc13-1483 . . . . .	100
A.68 SED de bul-sc14-2978 . . . . .	100
A.69 SED de bul-sc15-688 . . . . .	101
A.70 SED de bul-sc16-1102 . . . . .	101
A.71 SED de bul-sc16-2655 . . . . .	101
A.72 SED de bul-sc21-5939 . . . . .	102
A.73 SED de bul-sc26-851 . . . . .	102
A.74 SED de bul-sc26-1176 . . . . .	102
A.75 SED de bul-sc28-182 . . . . .	103
A.76 SED de bul-sc29-219 . . . . .	103
A.77 SED de bul-sc29-722 . . . . .	103
A.78 SED de bul-sc29-2367 . . . . .	104

A.79 SED de bul-sc33-3621 . . . . .	104
A.80 SED de bul-sc35-767 . . . . .	104
A.81 SED de bul-sc40-794 . . . . .	105
A.82 SED de bul-sc41-1219 . . . . .	105
A.83 SED de bul-sc42-112 . . . . .	105
A.84 SED de bul-sc42-1168 . . . . .	106
A.85 SED de bul-sc42-1882 . . . . .	106
A.86 SED de bul-sc42-2481 . . . . .	106
A.87 SED de bul-sc42-3303 . . . . .	107
A.88 SED de bul-sc42-3769 . . . . .	107
A.89 SED de bul-sc43-3008 . . . . .	107
A.90 SED de bul-sc44-6494 . . . . .	108
A.91 SED de bul-sc45-585 . . . . .	108
A.92 SED de bul-sc47-968 . . . . .	108
A.93 SED de bul-sc49-121 . . . . .	109
B.1 BUL-SC11 1750, binária tipo W UMa. . . . .	111
B.2 BUL-SC16 1102, binária tipo W UMa . . . . .	112
B.3 BUL-SC40 794, binária tipo W UMa. . . . .	113

## LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
1.1 Classificação das binárias OGLE com contrapartida 2MASS . . . . .	4
2.1 Determinação dos parâmetros dos sistemas binários . . . . .	13
2.2 Determinação dos parâmetros de binárias eclipsantes . . . . .	14
4.1 Tabela de ponto zero . . . . .	26
5.1 Observações fotométricas de BUL-SC16 335 . . . . .	32
5.2 Observações fotométricas de BUL-SC42 2830 . . . . .	32
5.3 Observações espectroscópicas de BUL-SC16 335 . . . . .	33
5.4 Observações espectroscópicas de BUL-SC42 2830 . . . . .	33
6.1 Número de binárias OGLE-2MASS com SEDs ajustadas . . . . .	38
6.2 Fase e magnitudes OGLE-2MASS . . . . .	38
6.3 Parâmetros de BUL-SC1 53 . . . . .	41
6.4 Parâmetros de BUL-SC6 662 . . . . .	44
6.5 Parâmetros de BUL-SC13 718 . . . . .	46
6.6 Parâmetros de BUL-SC42 3769 . . . . .	48
6.7 Observações de BUL-SC16 335 no LNA . . . . .	50
6.8 Parâmetros de BUL-SC16 335 . . . . .	54
6.9 Parâmetros fundamentais das componentes . . . . .	56
6.10 Temperatura dos espectros de BUL-SC42 2830 estimada com ULySS . . . . .	61
6.11 Parâmetros dos objetos tipo V361 Lyr . . . . .	63
B.1 Parâmetros de BUL-SC11 1750 . . . . .	111
B.2 Parâmetros de BUL-SC16 1102 . . . . .	112
B.3 Parâmetros de BUL-SC40 794 . . . . .	113



## LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

OGLE	–	The Optical Gravitational Lensing Experiment
MACHO	–	MAssive Compact Halo Objects
CoRoT	–	Convection Rotation and planetary Transits
LSST	–	The Large Synoptic Survey Telescope
W UMa	–	W Ursa Majoris
DEBiL	–	Detached Eclipsing Binary Light
BA	–	Binárias astrométricas
BV	–	Binárias visuais
BI	–	Binárias interferométricas
BE	–	Binárias espectroscópicas
BE1	–	Binárias espectroscópicas de uma linha
BE2	–	Binárias espectroscópicas de linha dupla
BEc	–	Binária eclipsante
CL	–	Curva de luz
1CVR	–	Curva de velocidade radial de uma componente
2CVR	–	Curva de velocidade radial das duas componentes
SED	–	Distribuição espectral de energia (Spectral energy distribution)
IDL	–	Interactive Data Language
IRAF	–	Image Reduction and Analysis Facility
ULySS	–	University of Lyon spectroscopic analysis software
SYNPHOT	–	Pacote do IRAF de fotometria sintética
W-D	–	modelo de Wilson-Devinney
LC	–	Programa do modelo W-D que calcula a curva de luz
DC	–	Programa do modelo W-D que calcula a curva de luz usando correções diferenciais
LNA/OPD	–	Laboratório Nacional de Astrofísica/Observatório Pico dos Dias
SOAR	–	The Southern Astrophysical Research
WISE	–	Wide-field Infrared Survey Explorer
SPITZER	–	Telescópio espacial Spitzer
DENIS	–	Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky
EHB	–	Extremo ramo horizontal (Extreme Horizontal Branch)
AGB	–	Ramo das gigantes assintóticas (Aymptotic Giant Branch)
ZAEHB	–	Extremo ramo horizontal em idade zero (Zero Age Extreme Horizontal Branch)
TAEHB	–	Extremo ramo horizontal em idade terminal (Terminal Age Extreme Horizontal Branch)
MILES	–	Mid-resolution Isaac Newton Telescope Library of Empirical Spectra
TMAP	–	Tübingen Model-Atmosphere Package
TheoSSA	–	Theoretical Stellar Spectra Access



## LISTA DE SÍMBOLOS

$P$	– Período orbital
$i$	– Ângulo de inclinação do plano orbital
$a$	– Semi-eixo maior
$\omega$	– Argumento do periastro
$e$	– Excentricidade
$T_0$	– Época do mínimo primário
$\Omega_0$	– Longitude do nodo ascendente
$G$	– Constante Gravitacional
$f(m)$	– Fração de massa
$M_V$	– Magnitude absoluta na banda V
$m_V$	– Magnitude aparente na banda V
$A_V$	– absorção interestelar
$T_{ef}$	– Temperatura efetiva
BC	– Correção bolométrica
$M_{BOL,\odot}$	– Magnitude absoluta bolométrica do Sol
$T_{ef,\odot}$	– Temperatura efetiva do Sol
$K_i$	– Velocidade projetada da componente i, onde $i = 1, 2$
$R_i$	– Raio em unidades absolutas da componente i, onde $i = 1, 2$
$T_i$	– Temperatura da componente i, onde $i = 1, 2$
$a_i$	– Semi-eixo orbital da componente i, onde $i = 1, 2$
$r_i$	– Raio relativo da componente i medido em unidade do semi-eixo maior da órbita, onde $i = 1, 2$
$m_i$	– Massa da componente i, onde $i = 1, 2$
$L_i$	– Ponto Lagrangiano i, onde $i = 1, \dots, 5$
$q$	– Razão de massa
$t$	– tempo de observação
$\phi$	– Fase orbital
$(B - V)$	– Índice de cor
$[Fe/H]$	– Metalicidade
$\gamma$	– Ângulo entre a linha de visada e a direção do fluxo de saída
$I_0$	– Intensidade na direção onde $\gamma = 0$
$x_\lambda$	– Coeficiente de escurecimento
$\beta_i$	– Expoente de escurecimento de gravidade da componente i, onde $i = 1, 2$
$F$	– Fluxo emergente
$g$	– gravidade local
$\Omega$	– Potencial de gravidade interna
$\Omega_i$	– Potencial de gravidade da componente i, onde $i = 1, 2$
$k$	– Opacidade
$d$	– Densidade
$c$	– Velocidade de luz

- $L_i(\lambda)$  – Luminosidade da componente  $i$  na banda  $\lambda$ , onde  $i = 1, 2$
- $r_i(side)$  – Raio relativo ao lado da componente  $i$ , onde  $i = 1, 2$
- $r_i(pole)$  – Raio relativo ao pólo da componente  $i$ , onde  $i = 1, 2$
- $r_i(point)$  – Raio relativo ao ponto da componente  $i$ , onde  $i = 1, 2$
- $r_i(back)$  – Raio relativo ao ponto oposto da componente  $i$ , onde  $i = 1, 2$



## SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
<b>1 INTRODUÇÃO</b> . . . . .	<b>1</b>
<b>2 OS SISTEMAS BINÁRIOS</b> . . . . .	<b>5</b>
2.1 As curvas de luz das binárias eclipsantes. . . . .	8
2.2 Informações obtidas dos sistemas binários. . . . .	10
<b>3 CÁLCULO DOS PARÂMETROS DOS SISTEMAS BINÁRIOS ECLIPSANTES</b> . . . . .	<b>17</b>
3.1 Estimativa das temperaturas . . . . .	17
3.1.1 Análise espectral . . . . .	17
3.1.2 O índice de cor . . . . .	17
3.1.3 Construção da distribuição espectral de energia (SED) . . . . .	18
3.2 Análise das curvas de luz das binárias eclipsantes . . . . .	19
3.2.1 Cálculo dos elementos das binárias eclipsantes com o código de Wilson-Devinney. . . . .	19
3.3 Algoritmos para a minimização de uma função multivariável . . . . .	21
3.3.1 O algoritmo simplex . . . . .	21
3.3.2 O algoritmo genético . . . . .	22
<b>4 METODOLOGIA DE TRABALHO</b> . . . . .	<b>25</b>
4.1 Determinação da temperatura das componentes do sistema binário . . . . .	25
4.2 Otimização do código Wilson-Devinney . . . . .	27
<b>5 OBSERVAÇÕES E REDUÇÃO de DADOS</b> . . . . .	<b>31</b>
5.1 Observações feitas no OPD/LNA . . . . .	31
5.2 Observações feitas com o Telescópio SOAR . . . . .	33
5.2.1 Redução de espectros . . . . .	33
<b>6 RESULTADOS</b> . . . . .	<b>37</b>
6.1 Ajuste da SED dos objetos OGLE-2MASS . . . . .	37
6.2 Curvas de luz OGLE-2MASS ajustadas . . . . .	38
6.2.1 BUL-SC1 53 . . . . .	39
6.2.2 BUL-SC6 662 . . . . .	42
6.2.3 BUL-SC13 718 . . . . .	45

6.2.4	BUL-SC42 3769 . . . . .	47
6.3	Ajuste de objetos com dados coletados . . . . .	50
6.3.1	BUL-SC16 335 . . . . .	50
6.3.2	BUL-SC42 2830 . . . . .	59
<b>7</b>	<b>CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS . . . . .</b>	<b>65</b>
	<b>REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS . . . . .</b>	<b>67</b>
	<b>SED OGLE-2MASS AJUSTADAS . . . . .</b>	<b>77</b>
A.1	SED de binárias eclipsantes tipo Algol . . . . .	77
A.2	SED de binárias eclipsantes tipo $\beta$ Lyrae . . . . .	89
A.3	SED de binárias eclipsantes tipo W UMa . . . . .	93
	<b>OUTRAS CURVAS DE LUZ OGLEII-2MASS AJUSTADAS. . . . .</b>	<b>111</b>
B.1	BUL-SC11 1750 . . . . .	111
B.2	BUL-SC16 1102 . . . . .	112
B.3	BUL-SC40 794 . . . . .	113

# 1 INTRODUÇÃO

Os sistemas binários e múltiplos são bastante comuns na nossa Galáxia. A partir de estudos em populações estelares da Pré-Sequência Principal, [Mathieu \(1994\)](#) concluiu que mais de 50% das estrelas estão em sistemas múltiplos.

Uma característica dos sistemas binários é que eles são uma das principais fontes para a determinação de parâmetros estelares fundamentais. [Maceroni \(2006\)](#) apresenta uma revisão dos parâmetros estelares que podem ser medidos nos sistemas binários. Por exemplo, as massas estelares podem ser determinadas no caso de binárias astrométricas conhecendo-se a órbita das componentes em unidades absolutas e a paralaxe. O ângulo de inclinação do plano orbital pode ser determinado se as binárias são astrométricas ou eclipsantes. O período orbital e a excentricidade podem ser calculados se o sistema binário é astrométrico, espectroscópico ou eclipsante.

As binárias eclipsantes também permitem testar modelos de estrutura e evolução estelar, na medida em que os dados como massas e raios estelares precisos podem ser comparados com os modelos teóricos. Por exemplo, [Pols et al. \(1999\)](#) testaram modelos de convecção baseados na teoria do comprimento de mistura (*mixing length*). Esses autores utilizaram dados de binárias eclipsantes de linha dupla e os compararam com o previsto para diferentes isócronas calculadas a partir de modelos estelares.

[Ribas \(2006\)](#) discute as aplicações das binárias como laboratórios astrofísicos, uma vez que estes objetos podem ser encontrados em ambientes com características químicas bem distintas daquelas da Galáxia. Por exemplo, [Hilditch et al. \(2005\)](#) determinaram os parâmetros fundamentais de 50 binárias eclipsantes da Pequena Nuvem de Magalhães onde a metalicidade é muito mais baixa que a solar ([RUSSELL; DOPITA, 1990](#)) e verificaram que as propriedades delas são consistentes com modelos de evolução para estrelas isoladas.

Além disso, as binárias eclipsantes de linha dupla proporcionam um método adicional para determinar distâncias às galáxias do Grupo Local ([CLAUSEN, 2004](#)). Os resultados recentes mostram que se pode atingir uma precisão de até 4% nas distâncias aos objetos das Nuvens de Magalhães. Para este tipo de binária a chave é determinar com as observações os raios em unidades absolutas  $R_{1,2}$ , sem a dependência de escala. Os raios em unidades do raio solar são calculados através da seguinte relação:

$$R_{1,2}/R_{\odot} = r_{1,2} \times 1,9758 \times 10^{-2}(K_1 + K_2)P \times (1-e^2)^{0,5}/\sin i, \quad (1.1)$$

onde  $r_{1,2}$  são os raios relativos de cada componente medidos em unidades do semi-eixo maior da órbita  $a$ .  $K_1$  e  $K_2$  são as velocidades projetadas das duas componentes,  $P$  é o período orbital,  $e$  é a excentricidade e  $i$  o ângulo de inclinação do plano orbital.

Então, para a maior parte das binárias eclipsantes de linha dupla de nossa Galáxia o módulo de distância é calculado para qualquer das componentes com a equação:

$$(m_V - M_V)_0 = 5 \log(R/R_{\odot}) + (m_V - A_V) - M_{BOL,\odot} + 10 \log(T_{ef}/T_{ef,\odot}) + BC, \quad (1.2)$$

onde  $m_V$  é a magnitude aparente na banda V,  $M_V$  é a magnitude absoluta na banda V,  $A_V$  é a absorção interestelar,  $T_{ef}$  é a temperatura efetiva,  $BC$  é a correção bolométrica,  $M_{BOL,\odot}$  é a magnitude absoluta bolométrica do Sol e  $T_{ef,\odot}$  é a temperatura efetiva do Sol.

Ruciński (2005) estudou as propriedades das binárias de contato do tipo W UMa e como elas podem oferecer mais uma ferramenta para determinar distâncias. Ele afirma que para casos onde somente é possível obter dados fotométricos, a calibração se reduz à relação:

$$M_V = C_1 * color + C_2 * \log P + C_3, \quad (1.3)$$

onde  $color$  pode ser qualquer índice de cor disponível,  $P$  é o período orbital e  $C_1$ ,  $C_2$  e  $C_3$  são constantes a determinar. Apesar da existência de algumas dificuldades para realizar a calibração nas binárias de contato, elas são muito comuns e fáceis de identificar, fazendo delas traçadores alternativos para distâncias.

Como resultado dos avanços tecnológicos, diferentes regiões do céu foram examinadas nos últimos anos, com a conseqüente produção de um grande número de curvas de luz de estrelas variáveis. Maceroni (2006) faz referência às  $\sim 10^4$  curvas de luz de binárias eclipsantes que foram descobertas como sub-produtos de projetos observacionais de microlentes gravitacionais como OGLE (The Optical Gravitational Lensing Experiment) (UDALSKI et al., 1992) ou MACHO (Massive Astrophysical Compact Halo Object) (COOK et al., 1995). A esses objetos deve-se adicionar os que resultarão das observações de grande precisão do CoRoT (Convection, Rotation and planetary Transits) (MICHEL et al., 2005), KEPLER (KOCH et al., 2006) e LSST (The Large Synoptic Survey Telescope) (WALKER, 2003). A partir dos resultados fotométricos dos

levantamentos já realizados, estima-se que só na nossa Galáxia existam  $10^8$  binárias eclipsantes.

Devido à grande massa de dados existentes, observamos hoje uma tendência ao acúmulo de curvas de luz, e a análise não é realizada na mesma velocidade com que são descobertos novos objetos. Embora alguns esforços tenham sido realizados no sentido de ajustar uma grande quantidade de binárias eclipsantes, como foi o caso de [Wyithe e Wilson \(2001\)](#), que ajustaram 1459 binárias eclipsantes da Pequena Nuvem de Magalhães com uma versão automatizada do modelo de [Wilson e Devinney \(1971\)](#) (W-D). Para reduzir a complexidade do trabalho, algumas suposições foram feitas como as massas das componentes serem iguais, a temperatura da componente secundária  $T_2 = 10000K$ , etc. Os autores finalmente obtiveram dois grupos de binárias eclipsantes que consideraram como indicadores ideais de distância: um grupo de binárias eclipsantes com as componentes bem separadas e o outro com eclipses totais.

Frente à enorme quantidade de dados, é evidente a necessidade de se desenvolver algoritmos para selecionar as binárias eclipsantes e analisá-las automaticamente. Motivado por isso, [Devor \(2005\)](#) produziu o algoritmo DEBiL (*Detached Eclipsing Binary Light*) que permitiu estimar parâmetros de cerca de 10000 binárias eclipsantes do levantamento OGLE-II na direção do bojo galáctico. Esse programa ajusta um modelo às curvas de luz supondo que todos os sistemas são perfeitamente separados e com componentes esféricas. Os dados brutos passam por várias etapas para selecionar as binárias, começando com a determinação do período orbital. O trabalho de [Devor \(2005\)](#) é um compromisso entre obter uma primeira estimativa dos parâmetros relevantes para um grande número de binárias e minimizar o tempo de cálculo (via modelagem bem simples). [Prša e Zwitter \(2007\)](#) apresentam uma revisão detalhada dos recentes avanços na criação de procedimentos automáticos e semi-automáticos para ajustar modelos sintéticos às curvas de luz observadas.

No nosso trabalho de dissertação de mestrado ([TELLO, 2006](#)) foram identificadas binárias eclipsantes do catálogo OGLE- II com contrapartida no catálogo 2MASS (Two Micron All Sky Survey) ([SKRUTSKIE et al.,](#) ). Como resultado deste trabalho, obtivemos 281 binárias eclipsantes entre sistemas tipo Algol,  $\beta$  Lyrae e W UMa. Objetos com variações elipsoidais ou cuja natureza binária é duvidosa também foram encontrados. A Tabela 1.1 resume e apresenta o número de objetos de cada tipo.

O número de binárias eclipsantes com contrapartida 2MASS é muito inferior ao número de binárias como um todo que se pode encontrar no levantamento OGLE

Tabela 1.1 - Classificação das binárias OGLE com contrapartida 2MASS

Tipo	Número
Algol	110
$\beta$ Lyrae	48
W UMa	123
Elipsoidais	169
Duvidosas	63
Total = 513	

II (conf. [Devor \(2005\)](#)). A razão básica para isto é que a profundidade do catálogo 2MASS é muito menor que a do levantamento OGLE.

No mestrado também aplicamos o modelo de [Wilson e Devinney \(1971\)](#) para duas binárias eclipsantes do OGLE II, e ficou evidente que o programa de ajuste deveria ser modificado, para tornar mais eficiente a busca da melhor solução. A grande vantagem do modelo W-D é que ele pode ser aplicado a diferentes tipos de binárias eclipsantes, embora seja necessário que o usuário controle o processo de ajuste. Torna-se fácil entender que o uso da sistemática “objeto por objeto” não é prático.

O objetivo principal de nosso trabalho é desenvolver um procedimento para ajustar curvas de luz de sistemas binários eclipsantes utilizando algoritmos de otimização no código Wilson-Devinney. O procedimento foi aplicado em algumas binárias eclipsantes do levantamento OGLE-II que tenham contrapartida 2MASS.

A finalidade de utilizar informação 2MASS é para colocar restrições adicionais aos parâmetros das componentes via magnitudes  $J$ ,  $H$  e  $K_S$  (juntamente com  $I_C$  do próprio OGLE). Embora essas medidas representem apenas um instante no tempo, este é bem conhecido e pode ser facilmente localizado em fase orbital. Também estudamos 2 binárias eclipsantes de OGLE que não possuem contrapartida 2MASS e que apresentam características interessantes do ponto de vista astrofísico.

## 2 OS SISTEMAS BINÁRIOS

Estrelas em sistemas binários com componentes muito próximas não têm forma esférica. Kopal (1959) estudou as superfícies equipotenciais nos sistemas binários onde as componentes são centralmente condensadas e com movimento em torno do centro de massa. Em um sistema de coordenadas que gira solidário com o sistema e onde o eixo de giro é perpendicular ao plano orbital, os pontos sobre as superfícies equipotenciais de coordenadas  $r, \theta, \phi$  são definidos pela equação (WILSON; DEVINNEY, 1971):

$$\Omega = \frac{1}{r} + q \left\{ \frac{1}{\sqrt{1 - 2\lambda r + r^2}} - \lambda r \right\} + \frac{1}{2}(q + 1)r^2(1 - \nu^2), \quad (2.1)$$

A origem das coordenadas está no centro de massa da componente  $m_1$  e  $\lambda, \nu$  são cossenos diretores. Nesta equação  $r$  representa a distância,  $q$  é a razão de massas das componentes (onde  $q \equiv m_2/m_1$ ) e  $\Omega$  é uma função linear do verdadeiro potencial  $\Psi$ . As superfícies equipotenciais determinam a forma das componentes do sistema binário. Próximo das massas  $m_1$  e  $m_2$  as equipotenciais são esféricas e centradas em cada uma das componentes. Para grandes distâncias do centro das componentes, as superfícies são distorcidas pela atração gravitacional combinada de ambas as massas e as superfícies têm forma elipsoidal e alongada paralela ao eixo que une estas componentes. As equipotenciais com aspecto parecido a de uma gota e que se tocam no ponto Lagrangeano  $L_1$  é dado o nome de lóbulos de Roche. O ponto  $L_1$  e mais outros quatro pontos  $L_2, L_3, L_4, L_5$  são chamados pontos Lagrangeanos e são pontos de equilíbrio onde a força resultante de atração gravitacional é nula.

A Figura 2.1 mostra a projeção das superfícies equipotenciais no plano orbital (plano  $x - y$ ). As equipotenciais mais internas envolvem cada uma das estrelas e as mais externas envolvem as duas estrelas.

Cada lóbulo de Roche é uma equipotencial e dentro dele uma partícula teste está gravitacionalmente ligada à estrela associada. Se a estrela, ao evoluir, se expande e ultrapassa seu lóbulo de Roche, então o material fora do lóbulo pode ser capturado pela outra estrela, particularmente pelas regiões próximas a  $L_1$ .

A classificação dos sistemas binários feita por Kopal considera três grupos diferenciados pelo grau de preenchimento dos lóbulos de Roche. Estes sistemas podem ser:

**Separados:** São sistemas nos quais a separação é grande comparada às dimensões das componentes. As componentes não preenchem os lóbulos de Roche, são esféricas e evoluem independentemente (Figura 2.2).

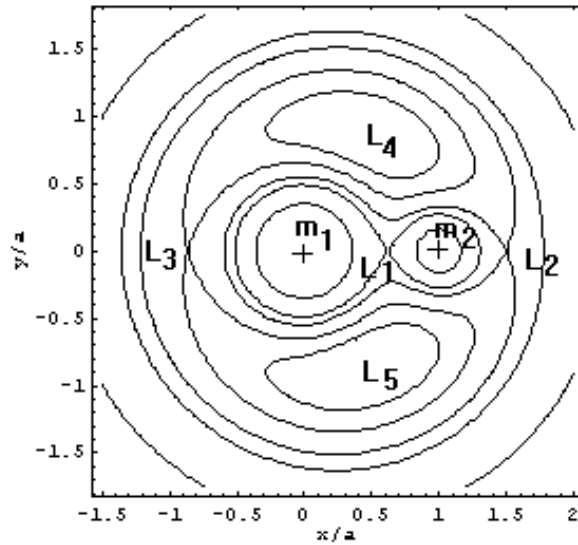


Figura 2.1 - Equipotenciais para duas estrelas com razão de massas  $m_2/m_1 = 0,30$ . Os eixos estão em unidades de  $a$  com origem no centro da massa  $m_1$ . Os lóbulos de Roche se tocam no ponto Lagrangeano  $L_1$ . Também aparecem os outros pontos de Lagrange  $L_2$ ,  $L_3$ ,  $L_4$  e  $L_5$ .  
 Fonte: Kopal (1955).

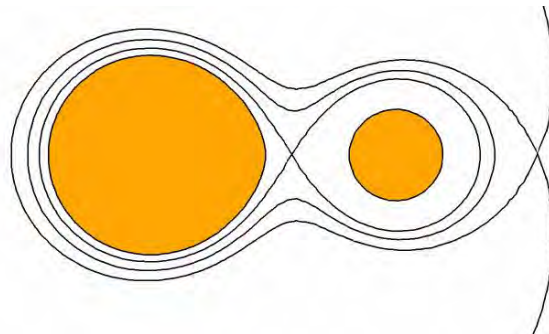


Figura 2.2 - Sistema binário separado. O tamanho de ambas componentes é menor que o dos lóbulos de Roche.  
 Fonte: Terrell (2001).

**Semi-separados:** Nesses sistemas uma das componentes é pequena e a outra preenche seu lóbulo de Roche, podendo perder massa através do ponto Lagrangeano  $L_1$  (Figura 2.3).

**De contato:** São sistemas onde ambas as componentes preenchem completamente os volumes contidos dentro de seus lóbulos de Roche. Há um envelope comum e estes sistemas trocam massa (Figura 2.4).



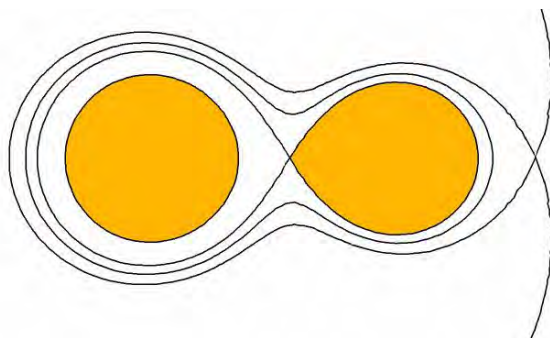


Figura 2.3 - Sistema binário semi-separado. O tamanho de uma das componentes é menor que o lóbulo de Roche, a outra preenche seu lóbulo de Roche.

Fonte: Terrell (2001).

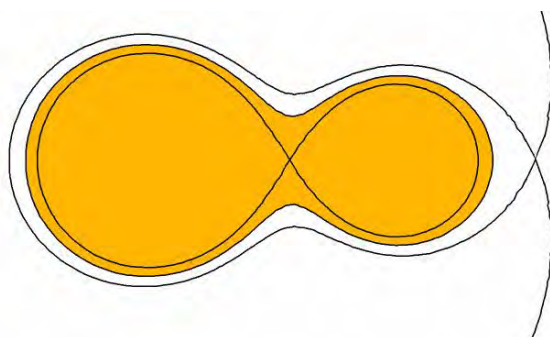


Figura 2.4 - Sistema binário de contato. Ambas as componentes são maiores que seus lóbulos de Roche.

Fonte: Terrell (2001).

Pode-se ainda classificar de outras formas as estrelas binárias. Em seu estudo sobre sistemas binários, [Batten \(1973\)](#) menciona várias dessas formas. Pelos métodos de observação, os sistemas binários podem ser divididos em binárias visuais, astrométricas, espectroscópicas e eclipsantes (ou fotométricas).

**Binárias visuais:** São aquelas cujas componentes podem ser resolvidas visualmente e cujos movimentos podem ser diretamente medidos no céu.

**Binárias astrométricas:** São aqueles sistemas onde só uma das componentes é visível, mas sua natureza é descoberta por medidas de sua posição, que está submetida à influência gravitacional da companheira não visível.

**Binárias espectroscópicas:** Aquelas que não podem ser resolvidas, mas cuja natureza binária é inferida de observações espectroscópicas que mostram uma variação da posição das linhas espectrais devido ao efeito Doppler. Elas podem ser chamadas de

linha dupla (BE2) se no espectro combinado aparecerem as linhas de ambas as componentes ou podem ser chamadas de linha única (BE1) se só aparecer uma variando periodicamente. Também é possível encontrar sistemas múltiplos que apresentam espectros de linha tripla (FEKEL JR., 1981) ou quádrupla (LEE et al., 2008).

**Binárias eclipsantes:** São aquelas cujo plano da órbita está próximo da linha de visada do observador e para as quais são observados eclipses e/ou ocultações de uma das componentes pela outra. A curva do fluxo somado de todas as componentes ao longo da órbita chama-se curva de luz. Particularmente nosso trabalho está inserido no contexto do estudo dos sistemas binários eclipsantes.

## 2.1 As curvas de luz das binárias eclipsantes.

A geometria do sistema tem um grande efeito na forma das curvas de luz. O ângulo de inclinação  $i$  é o ângulo entre o plano orbital e o plano do céu. Se  $i = 90^\circ$  o plano orbital está na direção da linha de visada ao observador e os eclipses serão alternadamente totais e anulares (quando a componente maior oculta a componente menor e vice-versa). Neste caso a curva de luz mostra intervalos de profundidade constante durante a fase total ou anular do eclipse. Se as componentes se sobrepõem parcialmente, a profundidade dos eclipses deixa de ser constante e tem a forma de V. Os eclipses podem ser referidos em tempo ou em uma escala de fase  $\phi$ :

$$\phi = \frac{t - T_0}{P}, \quad (2.2)$$

onde  $t$  é o tempo da observação,  $T_0$ : tempo de referência e  $P$ : período orbital. O tempo  $T_0$  refere-se a um tempo fiducial do mínimo primário, então  $\phi = 0$  no mínimo primário.  $T_0$  também é chamado de *época* do mínimo primário. Note-se que  $\phi$  possui uma parte inteira que indica quantos ciclos orbitais ocorreram desde o instante  $T_0$  até o instante  $t$ , e uma parte fracionária que deve ser entendida como a posição relativa das componentes na órbita referente a  $T_0$ .

A curva de luz de um sistema binário, além de mostrar os mínimos devido aos eclipses, pode apresentar algumas distorções devido a efeitos produzidos nas componentes ou entre elas como: o escurecimento do limbo, variações elipsoidais, escurecimento de gravidade, reflexão, órbitas excêntricas, manchas estelares, atividade magnética, emissão coronal, cromosférica e transferência de massa.

Os discos estelares não são uniformemente iluminados, sendo o brilho superficial no centro do disco diferente do brilho no limbo. Isto é conhecido como escurecimento do

limbo e aparece devido ao fato de que as camadas mais profundas são mais quentes que as camadas externas das estrelas. Como consequência desse efeito, durante os eclipses os mínimos nas curvas de luz são ligeiramente curvados. A representação mais simples de escurecimento do limbo utiliza a lei de cossenos.

$$I = I_0 [1 - x_\lambda (1 - \cos \gamma)], \quad (2.3)$$

onde  $\gamma$  é o ângulo entre a linha de visada e a direção do fluxo de saída,  $x_\lambda$  é o coeficiente do escurecimento do limbo para um comprimento de onda específico e  $I_0$  é a intensidade na direção onde  $\gamma = 0$ . Formas mais elaboradas para calcular o escurecimento do limbo podem ser encontradas em [Klinglesmith e Sobieski \(1970\)](#) e [Diaz-Cordoves e Gimenez \(1992\)](#).

Outro efeito evidente nas curvas de luz são as variações elipsoidais que aparecem como consequência de que as áreas projetadas das componentes variam ao longo do ciclo orbital. As áreas projetadas são máximas nas quadraturas com relação à conjunção, e o efeito é visível quando, depois de sair do eclipse, o fluxo se recupera de forma curvada e subsequentemente atinge um máximo.

O escurecimento de gravidade, caracterizado por uma lei de potência com coeficiente  $\beta$ , é uma consequência da deformação das componentes. Segundo o teorema de [von Zeipel \(1924\)](#) deduzido para estrelas em equilíbrio radiativo, o fluxo emergente  $F$  da componente não esférica é proporcional à gravidade local  $g$ , que é função da posição ao longo da superfície da estrela.

$$F = Cg^\beta, \quad (2.4)$$

onde  $C$  é uma constante e  $\beta$ , é o expoente de escurecimento de gravidade. A contribuição deste efeito na curva de luz é menor que das variações elipsoidais.

Segundo o modelo de [von Zeipel \(1924\)](#),  $\beta = 1,0$  para estrelas com atmosfera radiativa. [Lucy \(1967\)](#) estudou o caso de estrelas em equilíbrio convectivo e encontrou que a intensidade da luz é menos sensível à gravidade superficial que no caso de equilíbrio radiativo. A partir de tabelas para estrelas com envelopes convectivos foi obtido  $\beta = 0,32$ . A relação entre a temperatura efetiva  $T_{ef}$  e a gravidade local resulta da lei de Stefan-Boltzmann, onde a intensidade superficial é proporcional a  $T_{ef}^4$ .

Se a diferença de temperatura entre as componentes for considerável e elas girarem de

forma sincrônica, a componente mais quente aumentará a temperatura do hemisfério da companheira, criando uma região de brilho acentuado que é visível na curva de luz, já que depois do eclipse primário o brilho aumenta e atinge um máximo na fase  $\phi = 0,5$ , quando o hemisfério da componente mais fria que aponta para a mais quente é projetado na direção do observador. Este efeito é chamado de efeito de reflexão.

As velocidades orbitais dos sistemas binários muito excêntricos são dependentes da fase orbital fazendo com que a duração dos eclipses seja diferente. Outra manifestação na curva de luz é que, para certas configurações, há o deslocamento do eclipse secundário com relação ao primário. Se o eclipse primário ocorrer na fase orbital  $\phi = 0,0$ , o mínimo secundário não mais ocorreria nessas situações na fase  $\phi = 0,5$ .

Outro efeito que pode ser visto na curva de luz é a atividade magnética das componentes causada por manchas e pode ser identificada quando se comparam observações da mesma binária feitas em épocas diferentes.

## 2.2 Informações obtidas dos sistemas binários.

Os sistemas binários constituem uma oportunidade única para uma determinação precisa de parâmetros fundamentais das estrelas. Diferentes parâmetros podem ser conhecidos segundo a técnica de observação. Em geral o movimento relativo das componentes de um sistema binário pode ser descrito por uma órbita elíptica de excentricidade  $e$  e dimensão relativa dada pelo semi-eixo maior  $a$ .

Para determinar a orientação do plano orbital do sistema com respeito ao plano tangente ao céu são utilizados 2 ângulos: o ângulo de inclinação  $i$  e a longitude do nodo ascendente  $\Omega_0$ . O primeiro é medido desde o plano do céu, sendo  $i = 90^\circ$  se o plano orbital está na direção da linha de visada. O segundo ângulo é medido no plano do céu, desde o norte N até a interseção do plano orbital com o plano do céu (conhecido com a linha dos nodos). Na Figura 2.5 estão indicados estes ângulos.

A direção da elipse no plano orbital é medida pelo ângulo  $\omega$  no plano orbital, desde a linha do nodo ascendente até o periastro. O parâmetro  $\omega$  é chamado de argumento do periastro.

A partir de observações de binárias visuais, as quantidades  $P, i, \omega, e$  e  $T_0$  podem ser determinadas. Note que se por exemplo,  $i = +85^\circ$  ou  $i = -85^\circ$  o sentido da órbita projetada sobre o plano do céu é o mesmo e não é possível distinguir entre o nodo ascendente e descendente da órbita. Portanto existe uma ambiguidade de  $180^\circ$  no

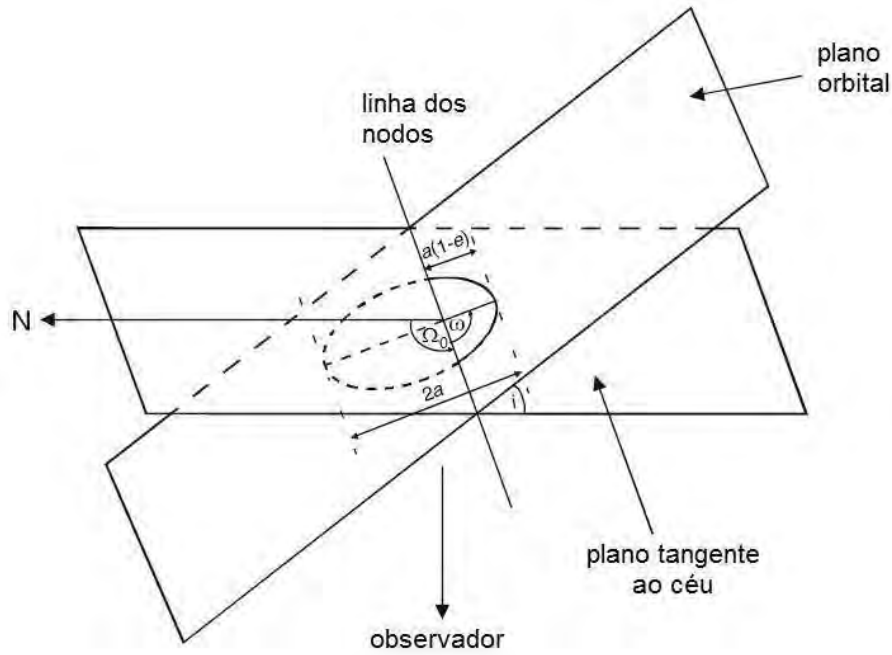


Figura 2.5 - Sistema binário e seus elementos orbitais.

Fonte: Adaptada de Kallrath e Milone (2009).

valor de  $\Omega_0$  de observações somente visuais e serão necessárias medições de velocidade radial das componentes para determinar o valor de  $\Omega_0$ . As massas podem ser calculadas no caso de binárias astrométricas se a paralaxe é medida e as órbitas absolutas das componentes são conhecidas. Outros parâmetros como excentricidade  $e$  e período orbital  $P$  também podem ser calculados no caso de binárias espectroscópicas e eclipsantes.

A forma da curva de velocidade radial depende da excentricidade da órbita e da orientação relativa ao observador para um ângulo de inclinação. Destas curvas podemos obter o período orbital do sistema. Não é possível determinar o semi-eixo maior  $a$ , nem a inclinação  $i$  do plano orbital só com estas observações, mas se por alguma outra técnica um deles puder ser medido, é possível obter uma solução completa da órbita do sistema.

Para sistemas binários espectroscópicos de linha dupla com órbitas circulares (ou excentricidade muito baixa), a soma das massas, segundo a terceira lei de Kepler, pode ser escrita como:

$$m_1 + m_2 = \frac{P}{2\pi G} \frac{(K_1 + K_2)^3}{\text{sen}^3 i}, \quad (2.5)$$

onde  $K_1$ ,  $K_2$  são as velocidades projetadas das duas componentes e  $G$  é a constante gravitacional. Se o sistema binário é de linha única com o espectro de uma componente sendo visível, por exemplo, a velocidade  $K_2$  da componente 2 pode ser substituída na equação anterior para obter a chamada função de massa  $f(m)$ :

$$f(m) = \frac{m_1 q^3}{(1+q)^2} \text{sen}^3 i = \frac{P}{2\pi G} K_1^3, \quad (2.6)$$

onde  $q$  é a razão de massas. Tanto o período  $P$  como a velocidade projetada  $K_1$  na Equação 2.6 podem ser medidos diretamente para calcular a função de massa.

A Tabela 2.1 de Maceroni (2006) sumariza o conjunto de parâmetros que pode ser obtido para diferentes tipos de binárias. Aqui a coluna das binárias astrométricas (BA) agrupa as binárias visuais (BV) e aquelas binárias que podem ser detectadas por técnicas interferométricas (BI); as binárias espectroscópicas (BE) são divididas em binárias espectroscópicas de uma (BE1) e duas linhas (BE2). A última coluna refere-se às binárias eclipsantes (BEc). Note que nesta tabela não constam os parâmetros que podem ser determinados se o sistema é uma combinação de dois tipos de binárias. Os 7 primeiros parâmetros da Tabela 2.1 definem a órbita. Os parâmetros seguintes são as massas, os raios e a razão das luminosidades. Também podem ser obtidos outros parâmetros que produzem efeitos de segunda ordem sobre as curvas de luz, como os coeficientes de escurecimento do limbo  $x$  e de brilho por gravidade  $\beta$ . A letra “s” minúscula da tabela significa que o parâmetro em questão pode ser obtido em casos particulares (com observações de alta precisão, por exemplo).

A maior parte dos parâmetros principais pode ser determinada para uma BA com órbitas absolutas conhecidas, se a escala linear é introduzida pela paralaxe  $\pi$ . Alternativamente, com a espectroscopia pode-se obter uma segunda relação das massas (Equação 2.6) e no caso em que a amplitude da velocidade radial das duas componentes é conhecida (binárias do tipo BE2), os fatores  $m_1 \text{sen}^3 i$  e  $m_2 \text{sen}^3 i$  podem ser determinados.

A Tabela 2.2 apresenta um resumo dos principais parâmetros que podem ser obtidos para binárias eclipsantes se estas são também espectroscópicas. São mostrados o caso de uma curva de luz (CL), uma ou duas curvas de velocidade radial (1CVR e 2CVR, respectivamente) ou uma combinação de curva de luz e das duas curvas de velocidade radial (CL + 2CVR). Alguns parâmetros como o argumento do periastro  $\omega$ , a excentricidade  $e$  e o período orbital  $P$  podem ser obtidos de qualquer uma das

Tabela 2.1 - Determinação dos parâmetros de sistemas binários. “S” e “N”: indicam a possibilidade ou não de poder obter o parâmetro. “s”: indica que o parâmetro pode ser obtido em casos particulares.

Elemento	BA		BE		BEc
	BV	BI	BE1	BE2	
$a$	$a''$	$a''$	$a_1 \text{sen } i$	$a \text{ sen } i$	N
$e$	S	S	S	S	S
$P, T_0$	S	S	S	S	S
$i$	S	S	N	N	S
$\omega$	S	S	S	S	S
$\Omega$	$\pm 180^\circ$	$\pm 180^\circ$	N	N	N
$m_1, m_2$	com órbita absoluta e $\pi$		$f(m)$	$m_{1,2} \text{ sen}^3 i$	N
$R_1, R_2$	N	$R''_{1,2}$	de espectros e luminosidade		$r_{1,2} = R_{1,2}/a$
$L_2/L_1$	S	S	N	de espectros	S
$x_1, x_2$	N	s	N	N	s
$\beta_1, \beta_2$	N	s	N	N	s

Fonte: Adaptada de [Maceroni \(2006\)](#)

curvas (a curva de luz ou a curva de velocidade radial). Um conjunto completo de informação é fornecido por uma curva de luz e pelas curvas de velocidade radial das duas componentes. A informação é maior se as curvas de luz são medidas em vários comprimentos de onda.

Note que, de observações da CL junto com medidas das velocidades radiais das duas componentes (2CVR) pode-se determinar o valor das massas. Uma curva de luz fornece informação acerca do tamanho da estrela com relação ao tamanho da órbita ( $R_1/a, R_2/a$ ) e também do tamanho relativo entre as duas componentes. Com a curva de velocidade radial, obtemos informação de  $a_k \text{ sen } i$  (onde  $k = 1, 2$ , segundo a componente), sendo  $i$  o ângulo de inclinação da órbita. Entre os parâmetros de efeméride que podem ser determinados estão o tempo  $T_0$  (origem da efeméride), o período ( $P$ ), a razão de variação do período ( $dP/dt$ ) e um deslocamento da fase ( $\phi_0$ ). Usualmente  $\phi_0$  é zero para o instante do eclipse mais profundo.

Tabela 2.2 - Determinação dos parâmetros de binárias eclipsantes.  $i$ : ângulo de inclinação;  $\omega$ : argumento do periastro

Parâmetro	CL	1 CVR	2 CVR	CL + 2 CVR
órbita	$i, \omega$	$\omega$	$\omega$	$i, \omega$
excentricidade	$e$	$e$	$e$	$e$
tamanho órbita	—	$a_k \sin i$ (km)	$(a_1 + a_2) \sin i$	$(a_1 + a_2)$
raios	$r_{1,2} = R_{1,2} / a$	—	—	$R_{1,2}$
massa	$q$	$f(m)$	$m_{1,2} \sin^3 i$	$m_1, m_2$
efeméride	todo	todo	todo	todo

Fonte: Adaptada de Wilson e van Hamme (2005)



Para especificar a forma da componente de um sistema binário se distinguem quatro tipos de raios: o raio *pole* na direção perpendicular ao plano da órbita e os outros três raios (*point*, *side*, *back*) em direções perpendiculares ao primeiro. Na Figura 2.6 estão indicados os diferentes tipos de raio. O valor dos raios em geral é dado em termos do semi-eixo orbital  $a$ .

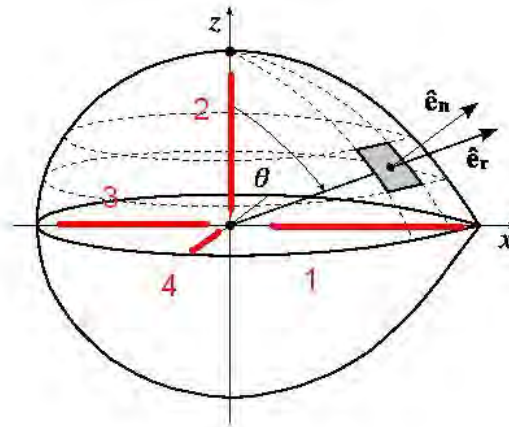


Figura 2.6 - A forma de uma componente de um sistema binário é especificada pelos raios: *point* 1, *pole* 2, *back* 3 e *side* 4.

Fonte: Adaptada de Prša (2006).

Outros parâmetros que podem ser determinados são os relacionados às manchas estelares. Os programas que criam modelos usando manchas precisam determinar no mínimo 4 parâmetros para cada mancha. A posição da mancha é indicada pela latitude e longitude. O tamanho é especificado pelo raio e existe um fator que resulta da taxa entre a temperatura da mancha e a temperatura local na ausência desta.



## 3 CÁLCULO DOS PARÂMETROS DOS SISTEMAS BINÁRIOS ECLIPSANTES

### 3.1 Estimativa das temperaturas

Uma das principais dificuldades na solução das curvas de luz é determinar as temperaturas das componentes. Para restringir os valores das temperaturas costuma-se fixar a temperatura de uma das componentes e ajustar a temperatura da outra. O espectro é utilizado para fazer uma primeira estimativa. Outra opção é usar o índice de cor ( $B - V$ ). Esses procedimentos, no entanto, podem apresentar problemas, principalmente em casos de sistemas com temperaturas similares onde a contribuição de ambas as componentes é significativa e resulta em uma difícil estimativa da contribuição de apenas uma delas. Uma terceira alternativa consiste em obter a temperatura usando a Distribuição Espectral de Energia (SED) da binária.

#### 3.1.1 Análise espectral

Em teoria a temperatura de uma estrela pode ser obtida se localizarmos o pico do espectro e aplicarmos a lei de Wien. O problema é que calcular a temperatura de uma estrela supondo que a estrela emita como corpo negro não é muito preciso. Algumas estrelas apresentam o pico de seus espectros contínuos fora da banda visível, assim seu espectro fornece um valor aproximado da temperatura, com incerteza de algumas centenas de graus Kelvin. Na prática, o que costuma ser feito é comparar a intensidade de linhas padrões do objeto de estudo com as linhas de um outro objeto de classe espectral parecida e de temperatura conhecida. Uma forma automática de fazer isso é usando o ULySS (*University of Lyon Spectroscopic analysis Software*), um pacote desenvolvido por [Koleva et al. \(2009\)](#). ULySS ajusta um espectro observado com outro espectro da mesma resolução e gerado com um modelo. Para obter a temperatura efetiva  $T_{ef}$ , a gravidade superficial  $\log g$  e a metalicidade  $[\text{Fe}/\text{H}]$ , o ULySS utiliza um algoritmo que interpola esses parâmetros entre um conjunto de espectros sintéticos com valores conhecidos. A biblioteca ELODIE ([PRUGNIEL et al., 2007](#)) utilizada está limitada ao intervalo de temperatura efetiva  $3600\text{K} < T_{ef} < 30000\text{K}$  e com comprimento de onda na faixa 3900 - 6800 Å.

#### 3.1.2 O índice de cor

[Prša e Zwitter \(2005\)](#) discutiram o conceito de *temperatura efetiva de uma binária* para determinar a temperatura de cada componente de um sistema binário. Segundo eles, uma binária não resolvida pode ser considerada como uma fonte puntiforme

de temperatura efetiva  $T_B(t)$ , variável com o tempo. Cada componente contribui com essa temperatura efetiva de acordo com seu tamanho, temperatura individual e inclinação. A temperatura efetiva da binária é diretamente revelada pelo índice de cor. Um valor inicial da temperatura efetiva da binária  $T_B(t)$  pode ser obtido a partir de uma calibração cor-temperatura que, para o índice de cor  $(B - V)$ , corresponde a um polinômio de grau 7:

$$\log T_{ef} = \sum_{i=0}^7 C_i (B - V)^i \quad (3.1)$$

onde os coeficientes foram calculados por Flower (1996) a partir de medidas de  $T_{ef}$  e  $(B - V)$  para 297 estrelas da literatura de diferentes classes. Os coeficientes  $C_i$  dependem das estrelas serem da Sequência Principal, Sub-gigantes, etc.

A calibração serve para obtermos um valor inicial de  $T_B(t)$ . Em seguida é necessário aplicar algum método de ajuste de curvas de luz, como o modelo W-D por exemplo, e as temperaturas individuais que resultam do ajuste devem reproduzir o índice de cor do sistema.

### 3.1.3 Construção da distribuição espectral de energia (SED)

A análise da SED ajuda a restringir o valor da temperatura das componentes. Skopal (2001) mostrou como reconstruir a SED de binárias simbióticas para obter parâmetros como a temperatura. O fluxo contínuo do sistema  $F(\lambda)$  é uma superposição dos fluxos das duas componentes  $F_1(\lambda)$  e  $F_2(\lambda)$ , onde cada componente pode ser considerada como um corpo negro com temperaturas  $T_1$  e  $T_2$ . O espectro teórico é construído transformando as magnitudes em fluxos nas bandas  $I, J, H, K_S$  e escalonando em uma destas bandas.

Para construir a SED em nosso trabalho, utilizamos o *calcspec*, uma tarefa do pacote SYNPHOT do IRAF <sup>1</sup> que calcula um espectro sintético. Utilizamos um script feito por Francisco Jablonski que combina dois modelos de corpo negro para obter um espectro sintético normalizado. Os efeitos de extinção são aplicados usando a curva de extinção interestelar de Seaton (1979) ou de Cardelli et al. (1989). Para cada um dos 49 campos do OGLE usamos  $A_V$  dos mapas de extinção do centro galáctico (SUMI, 2004). O valor  $E(B-V)$  para aplicar a extinção no espectro é obtido da relação:

---

<sup>1</sup><http://www.iraf.noao.edu>

$$R = \frac{A_V}{E(B - V)} = 3,1 \quad (3.2)$$

Foi criada uma grade de SEDs usando 3 parâmetros:  $T_1$ ,  $T_2$  e  $fd$ , sendo  $fd$  a fração da contribuição da componente secundária no espectro. Selecionamos os modelos com menor  $\chi^2$  de forma a obter uma faixa de temperaturas mais restrita, que é inserida no momento de ajustar as curvas de luz.

### 3.2 Análise das curvas de luz das binárias eclipsantes

Os modelos aplicados nas binárias eclipsantes são baseados nas equipotenciais e são conhecidos atualmente como modelos físicos. Exemplos destes modelos são o modelo de Lucy (1968), de Hill e Hutchings (1970), de Wilson e Devinney (1971), de Mochnacki e Doughty (1972a) e o de Mochnacki e Doughty (1972b).

O método de Wilson-Devinney (W-D) usa o modelo de Roche desenvolvido por Kopal (1959). As equipotenciais são calculadas supondo condensação central completa para ambas as componentes. O modelo W-D inicial necessitava de doze parâmetros para descrever o sistema. Depois de várias modificações no modelo (anos 1982, 1992, 1996, 2003, 2007 e 2010), o número possível de parâmetros a serem explorados é de 60.

Atualmente, apesar dos muitos modelos de ajuste, ainda existem casos de binárias eclipsantes que não podem ser satisfatoriamente ajustadas, como aqueles sistemas com disco espesso, jatos de gás ou fenômenos de eclipse atmosférico. O problema é maior ao se tentar ajustar uma grande quantidade de curvas de luz como as resultantes de levantamentos como OGLE, MACHO, CoRoT, Kepler, etc.

Os recentes esforços para a análise de uma grande quantidade de dados estão direcionados em criar procedimentos para selecionar binárias eclipsantes e ajustar as curvas de luz observadas. Uma revisão em detalhe sobre os esforços dedicados na solução automática das curvas de luz obtidas com os levantamentos atuais pode ser encontrada em Prša e Zwitter (2005).

#### 3.2.1 Cálculo dos elementos das binárias eclipsantes com o código de Wilson-Devinney.

A grande vantagem do modelo W-D é que pode ser aplicado a diversos tipos de sistemas binários eclipsantes, desde sistemas com componentes separadas até siste-

mas com estrelas em contato, com órbitas circulares ou excêntricas, com rotação síncrona ou assíncrona. No modelo estão incluídos os efeitos de distorção rotacional e de maré, de reflexão, de escurecimento de limbo e de escurecimento de gravidade das estrelas.

O modelo W-D atual é composto por dois programas em FORTRAN: o primeiro programa, chamado LC, gera curvas de luz e curvas de velocidades radiais mas sem calcular os erros. Também cria perfis de linhas espectrais e imagens das configurações. Existe um segundo programa, chamado DC que aplica o critério de mínimos quadrados de forma iterativa para ajustar os parâmetros com o método de correções diferenciais. O método de correções consiste em substituir as derivadas parciais por diferenças finitas.

O procedimento que o usuário do modelo W-D deve seguir é usar o LC para tentar se-aproximar da curva de luz observada. Depois de várias tentativas utiliza-se do programa DC para o ajuste final. Cada vez que o usuário utiliza o programa DC o resultado é o valor dos parâmetros, a correção diferencial fornecida pelo próprio programa e o erro associado ao parâmetro. O usuário deve aplicar as correções e voltar novamente ao programa DC. Esse procedimento é repetido até que o valor da correção diferencial seja menor que o erro do parâmetro.

Como pode-se notar o processo de ajuste precisa de um usuário estar sempre presente. Além disso, para fazer ajustes de curvas usando o método de correções diferenciais existem alguns inconvenientes (WILSON; van HAMME, 2005):

- Falta de precisão no cálculo dos resíduos e das derivadas. A limitada precisão das diferenças finitas que introduz erros sistemáticos.
- A combinação de duas condições: a não-linearidade do problema que está sendo resolvido por derivadas de primeira ordem mas que precisa de derivadas de segunda ordem ou superior; a correlação dos parâmetros que resultam em cálculos incorretos das correções aos parâmetros.
- Existência de mínimos locais ao longo do espaço de parâmetros. Na realidade, esse é um problema para qualquer método de minimização.

Estes problemas na hora de ajustar as curvas podem ser tratados optando por algum outro método de minimização sem usar as derivadas.

### 3.3 Algoritmos para a minimização de uma função multivariável

Em geral podemos distinguir dois tipos de algoritmos: os que necessitam avaliações da função que vai ser minimizada e os que devem calcular a derivada da função que vai ser minimizada. Para nosso trabalho de doutorado escolhemos dois algoritmos de minimização que não usam as derivadas, evitando as dificuldades expostas acima. Tais algoritmos foram utilizados no ajuste da curva de luz e das curvas de velocidade radial.

#### 3.3.1 O algoritmo simplex

O método *Downhill Simplex* foi desenvolvido por Nelder e Mead (1965) e consiste em um algoritmo para minimização multidimensional. A grande utilidade deste método é que ele não requer o cálculo nem a existência de derivadas como é usual em outros métodos de minimização. Um simplex é uma figura geométrica de  $N$  dimensões com  $N + 1$  pontos ou vértices que estão interconectados. Por exemplo, um simplex em duas dimensões é um triângulo, e em três dimensões é um tetraedro.

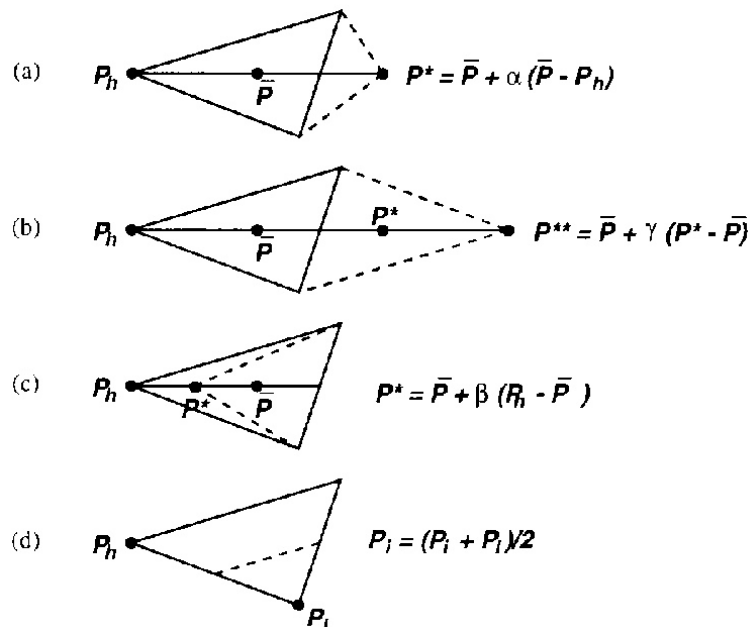


Figura 3.1 - Quatro possíveis operações com um Simplex no espaço de 2 dimensões: a) reflexão, b) reflexão e expansão, c) contração numa dimensão e d) contração em todas as dimensões.

Fonte: Jang (2012).

O algoritmo é aplicado no hiper-espaço de  $N$  dimensões e começa com um simplex

inicial de  $N + 1$  pontos. Considerando  $\vec{P}_h$  como o ponto inicial, os outros  $N$  pontos serão construídos segundo:

$$\vec{P} = \vec{P}_h + k\vec{e}_i, \quad (3.3)$$

onde  $\vec{e}_i$  são os  $N$  vetores unitários e  $k$  é uma constante que será obtida durante o processo.

O algoritmo compara os valores da função nos  $N + 1$  vértices e substitui aquele vértice com o valor mais alto por outro ponto que é determinado com uma das seguintes operações: reflexão, expansão, e contração. Na Figura 3.1 são mostradas estas operações para o caso de um simplex no espaço de 2 dimensões. Depois de uma operação de reflexão do ponto  $P_h$  através do centroide  $\bar{P}$  o novo vértice do simplex será  $P^*$ . Com estas operações o algoritmo constrói cada vez um simplex novo que se move através do hiper-espaço e é cada vez menor até que o simplex final seja suficientemente pequeno para conter o mínimo com a precisão desejada.

### 3.3.2 O algoritmo genético

Os algoritmos genéticos formam a base de um robusto método de otimização que utiliza procedimentos baseados na mecânica de seleção natural e da genética natural. De acordo com a seleção natural, indivíduos melhor adaptados ao meio ambiente têm, em média, mais descendência que outros indivíduos menos adaptados. Além disso, algumas características são hereditárias, de outra maneira, a evolução voltaria a zero com cada nova geração.

Para ajustar uma função que depende de vários parâmetros é selecionado um conjunto de representantes de uma população. Estes representantes têm suas próprias soluções, criadas com um conjunto de parâmetros escolhidos arbitrariamente. Antes de que seja criado um novo conjunto de parâmetros para a seguinte geração de indivíduos, suas características devem ser codificadas de alguma forma. Por exemplo, o conjunto de valores dos parâmetros pode ser unido em uma cadeia de números. Cada número é o análogo ao *gene* em termos da biologia, e a cadeia deles ou *string* seria o equivalente ao *cromossomo*. Em sistemas naturais, um ou vários cromossomos se combinam para formar a prescrição genética total para a construção e operação de algum organismo. Nesses sistemas, o pacote genético total é chamado de *genótipo*. Em sistemas genéticos artificiais, o pacote total de *strings* é chamado de *estrutura*. Uma estrutura pode consistir de um *string* só, mas, em geral, são termos diferentes. Em organismos naturais, o organismo formado pela interação do pacote genético total com o seu ambiente é chamado de *fenótipo*.



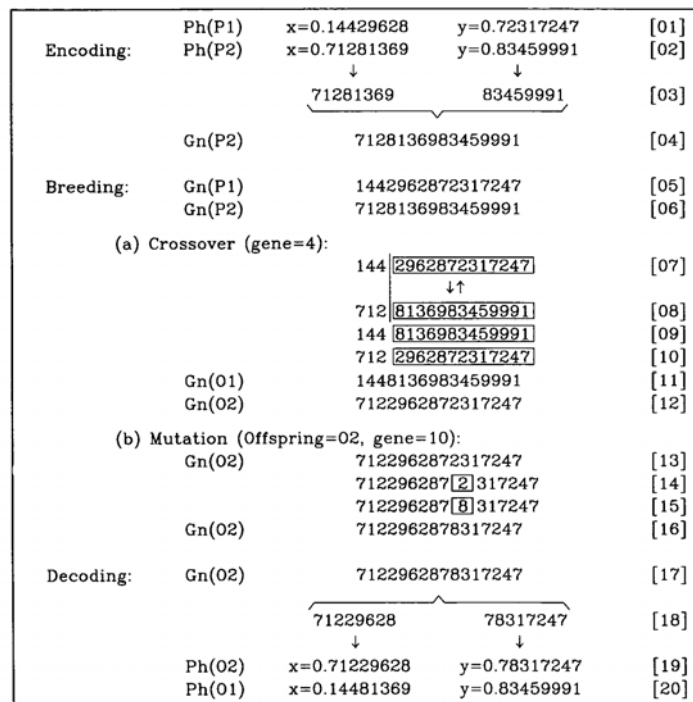


Figura 3.2 - Codificação, reprodução e decodificação nos algoritmos genéticos. Os fenótipos são definidos em termos de dois números reais e são codificados como strings de 16 dígitos decimais. “Ph(P1)” é o fenótipo do progenitor P1, “Gn(O2)” é o genótipo do descendente O2 e continua assim. Aqui é mostrada só a codificação para Ph(P2) e a decodificação para Gn(O2). Note que um evento de reprodução produz dois descendentes e que as operações de recombinação (crossover) e mutação acontecem só se um teste de probabilidade assim indica. Fonte: Charbonneau (1995).

Os algoritmos genéticos operam sobre populações de cadeias codificadas usando técnicas baseadas na biologia como reprodução, recombinação e mutação, modificando-as para explorar novas regiões do espaço de parâmetros. O passo seguinte é decodificar as cadeias novas em valores numéricos para os parâmetros. Em sistemas genéticos artificiais, as estruturas são decodificadas para formar um conjunto particular de parâmetros, que é a solução alternativa ou ponto no espaço da solução. Esta nova geração substitui a anterior e sua função é avaliada (ver Fig. 3.2). Depois de um determinado número de gerações, alguma região do espaço de parâmetros estará populada enquanto outras estarão vazias. A robustez da solução pode ser estabelecida rodando o algoritmo genético várias vezes com diferentes sequências de números aleatórios.

Charbonneau (1995) mostrou a aplicação dos algoritmos genéticos na astronomia. Ele usou o algoritmo “*Pikaia*” para ajustar as curvas de rotação de galáxias, para

extrair períodos de pulsação de velocidades Doppler medidas em estrelas  $\delta$  Scuti e para construir modelos de vento magneto-hidrodinâmicos para estrelas do tipo solar. Existem outros trabalhos com aplicação de algoritmos genéticos em diferentes áreas da astronomia como aqueles de [Hakala \(1995\)](#), [Lang \(1995\)](#), [Kennelly et al. \(1996\)](#), [Lazio \(1997\)](#), [Charbonneau et al. \(1998\)](#) e [Wahde \(1998\)](#). Para binárias eclipsantes, [Metcalf \(1999\)](#) propôs um procedimento baseado num algoritmo genético para ajustar as curvas de luz nas bandas  $U$ ,  $B$  e  $V$  de uma binária tipo W UMa. As curvas foram modeladas com o código de Wilson-Devinney ajustando a razão de massas  $q$ , o ângulo de inclinação  $i$ , os potenciais  $\Omega_1$ ,  $\Omega_2$  e a temperatura das componentes  $T_1$ ,  $T_2$ . Para limitar o intervalo de  $q$  utilizou informação espectroscópica adicional. Baseado no índice de cor, considerou temperaturas  $T_1$  para a componente primária entre 4200 K e 5000 K e aceitou que a razão das temperaturas  $T_1/T_2$  varie entre 0,93 e 0,97.

## 4 METODOLOGIA DE TRABALHO

Aplicamos o código Wilson-Devinney a uma amostra das binárias eclipsantes do catálogo OGLE-II com contrapartida 2MASS identificadas em nosso trabalho de mestrado. Os dados OGLE-II consistem de curvas de luz na banda  $I$  e medidas num ponto da órbita nas bandas  $J$ ,  $H$  e  $K_S$ . As medidas 2MASS, embora sejam numa fase do ciclo orbital, permitem uma estimativa grosseira da SED das binárias. A SED ajuda a restringir a solução das curvas ajustadas pelo programa W-D, uma vez que a escolha das temperaturas e luminosidades associadas às componentes deve ser compatível com as observações. A extinção na linha de visada pode ser obtida de uma forma estatística baseado no trabalho de Sumi (2004) para 48 campos do OGLE-II.

Sumi (2004) utilizou fotometria nas bandas  $V$  e  $I$  das estrelas *Red Clump* nos campos OGLE-II para obter mapas de extinção e avermelhamento. Os mapas cobrem uma área de 11 graus quadrados com resolução espacial de 26,7-106,8 segundos de arco e o resultado é apresentado em uma tabela com o valor médio de  $A_V$  para cada campo. O campo 44 não foi levado em conta porque a maior parte das estrelas *Red Clump* neste campo estava perto do limite de detecção de OGLE na banda  $V$  devido à extinção. Também realizamos medidas fotométricas e espectroscópicas de dois objetos do OGLE. As observações fotométricas foram realizadas com o telescópio de 1,6-m do OPD/LNA, enquanto para a observação dos espectros foi utilizado o telescópio SOAR. A determinação de parâmetros é realizada otimizando a procura da solução com o algoritmo de minimização *Pikaia* que utiliza o código genético e o algoritmo *amoeba* baseado no *Downhill Simplex* do *Numerical Recipes* (PRESS et al., 1986). O código W-D que serve para modelar curvas de luz e curvas de velocidade radial, será aplicado nos objetos em estudo. A figura de mérito é o clássico  $\chi^2$ , que é calculado pelo programa DC do modelo W-D e que será minimizado.

### 4.1 Determinação da temperatura das componentes do sistema binário

Como foi mencionado no Capítulo 3, usamos o procedimento **calcspec** do pacote SYNPHOT do IRAF para criar a SED das binárias OGLE-II com contrapartida 2MASS. A SED do sistema resulta da soma de dois espectros de corpo negro com temperaturas  $T_1$  e  $T_2$  e são construídos com a tarefa **bb(T)**. Os espectros **bb(T)** são normalizados sobre uma banda de referência escolhida e a cada espectro é aplicada a extinção usando o programa **ebmv(valor)** também do pacote Synphot. O parâmetro *valor* é o excesso de cor  $E(B-V)$  e utiliza uma lei de avermelhamento como a de Seaton (1979) ou de Cardelli et al. (1989). Para escalonar o espectro composto ao

fluxo na banda de referência multiplicamos um dos espectros pela fração  $fd$  e o outro espectro pelo complemento ( $1-fd$ ).

Para cada binária OGLE-2MASS transformamos as magnitudes em fluxos usando o ponto zero  $f_0$  correspondente para a banda utilizada. A Tabela 4.1 indica as bandas e ponto zero utilizados.

Tabela 4.1 - Tabela de ponto zero

Passabanda	$\lambda$ (microns)	Ponto zero (Jy)
$I_C$	0,79	2432
$J$	1,1235	1594
$H$	1,662	1024
$K_s$	2,159	667,7

Para construir a SED de uma binária com os dados OGLE-2MASS necessitamos que os dados estejam na mesma fase orbital. Como os dados 2MASS foram medidos num ponto da órbita, expresso em Dias Julianos, procuramos na curva de luz OGLE-II o ponto cuja medida estivesse próximo em fase. Para isso calculamos o período dos dados OGLE-II usando um script feito por Francisco Jablonski baseado no método String-length (DWORETSKY, 1983). Finalmente a curva de luz em fase foi calculada usando a equação 2.2. Com isso obtivemos para cada objeto um conjunto de 4 pontos medidos na mesma fase e em 4 bandas diferentes  $I_C$ ,  $J$ ,  $H$  e  $K_S$ .

Para ajustar a SED das observações, criamos uma grade de espectros de sistemas binários com temperaturas  $T_1$  e  $T_2$ . Variamos as temperaturas em passos de 200 K e a fração  $fd$  em passos de 0,1. Comparamos a SED modelada com a SED das observações OGLE-2MASS para cada objeto da amostra. Os espectros criados usaram geralmente a banda H ou a banda  $K_S$  como a banda de referência.

Para calcular os erros dos parâmetros seguimos o procedimento de Skopal (2005) que desenvolveu um método para obter os parâmetros de binárias simbióticas modelando a SED do sistema com fluxos pontuais observados em várias bandas. O espectro do sistema se compõe do fluxo de duas estrelas (uma gigante relativamente fria e outra estrela quente) e a contribuição nebular. Um espectro sintético é selecionado de uma grade de modelos e 6 parâmetros são calculados minimizando o  $\chi^2$ . Skopal (2005) determina uma quantidade  $\chi_{max}$  tal que  $\chi < \chi_{max}$ , para separar todas as combinações dos parâmetros da grade que reconstituem os fluxos observados. O

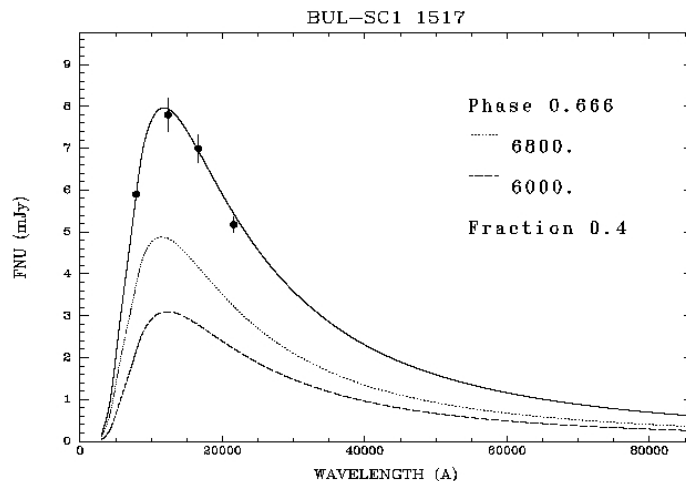


Figura 4.1 - A linha contínua indica a SED da binária BUL-SC1 1517 construída com 2 espectros de corpo negro com  $T_1 = 6800 \pm 1000$  K e  $T_2 = 6000 \pm 1200$  K. Os dados correspondem à fase  $\phi=0,666$  observada no 2MASS.

limite pode ser:

$$\chi_{max} \approx 0,05 \times \overline{F}(\lambda), \quad (4.1)$$

onde  $\overline{F}(\lambda)$  é a média dos fluxos observados.

Como exemplo de ajuste da SED usamos os dados OGLE-II de BUL-SC1 1517. Da curva de luz em fase temos que o período e o eclipse primário são  $P=1,065$  dias e  $JD_0=2450530,76708$  dias Julianos. Com o tempo dos dados 2MASS calculamos a fase em que estes foram medidos,  $\phi = 0,666$ . As magnitudes  $I=14,068$ ,  $J=13,276$ ,  $H=12,914$  e  $K_S=12,777$  são convertidas a fluxos para construir a SED. Para o campo OGLE-II número 1 onde está esta variável utilizamos  $E(B - V) = 0,541$  derivado de Sumi (2004) para levar em conta a extinção nessa região. O resultado do ajuste é mostrado na Figura 4.1. A linha contínua indica a SED ajustada com a contribuição de dois espectros de corpo negro com temperaturas de  $T_1=6800 \pm 1000$  K e  $T_2=6000 \pm 1200$  K.

Ao fazer o ajuste das curvas de luz com o modelo W-D, as temperaturas estão entre os parâmetros a serem minimizados junto com outros parâmetros. Os valores das temperaturas obtidos no ajuste da SED são inseridos como valores iniciais.

## 4.2 Otimização do código Wilson-Devinney

O procedimento aceita até 35 parâmetros de entrada para serem ajustados, mas foram usados apenas alguns deles: o deslocamento de fase  $\phi_0$ , o ângulo de inclinação

$i$ , os albedos das duas componentes  $Alb_1, Alb_2$ , as temperaturas  $T_1, T_2$ , os potenciais  $\Omega_1, \Omega_2$ , a razão de massas  $q$  e as luminosidades  $L_1(I), L_1(J), L_1(H), L_1(K_S)$ . Os parâmetros  $L_1$  servem para escalonar os fluxos teóricos com as observações. Na versão 2007 do programa W-D os coeficientes de escurecimento do limbo  $x_1$  e  $x_2$  são interpolados internamente usando as tabelas de van Hamme (1993).

Antes de usar o programa W-D indicamos o modo de operação e os parâmetros a serem ajustados. O modo de operação é diferente conforme o sistema seja do tipo separado, de contato ou semi-separado. O potencial do lobo de Roche é chamado de Potencial Crítico  $\Omega_{crit}$  e depende da razão de massas  $q$ . A Figura 4.2 mostra um esquema do espaço dos possíveis valores dos potenciais dado um valor de  $q$ .

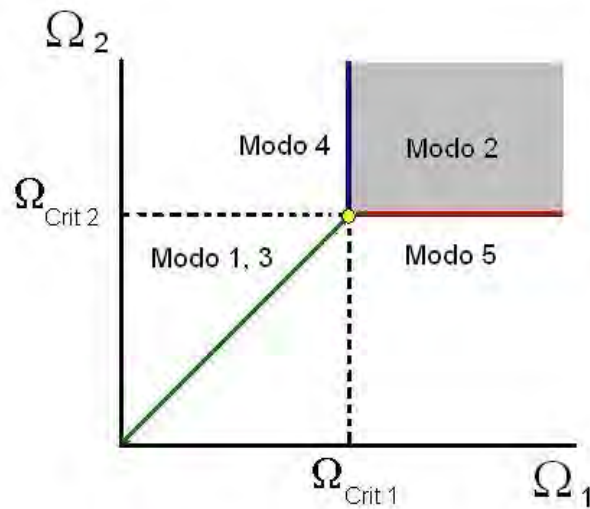


Figura 4.2 - Possíveis valores dos potenciais das componentes segundo o modo de operação do programa W-D para uma razão de massa fixa  $q$ .

Os modos 1 e 3 são usados para os sistemas de contato, onde os potenciais das componentes são iguais entre eles e menores que  $\Omega_{crit}$ . Os possíveis valores para um sistema em contato é indicado na Figura 4.2 pela linha verde. A diferença entre os modos de operação 1 e 3 é que o primeiro assume que além dos potenciais, outros parâmetros das componentes são iguais, como por exemplo os albedos.

O potencial de cada componente num sistema separado é maior do que  $\Omega_{crit}$  e ocupa um volume menor que do lobo de Roche. Na Figura 4.2 é indicado pela região cinza e o programa W-D usa o modo de operação 2 para estes sistemas.

Nos sistemas semi-separados uma das componentes preenche exatamente o lobo de

Roche e tem o potencial igual ao potencial crítico, enquanto a outra tem um valor maior que ele. A linha azul da Figura 4.2 indica as binárias que são ajustadas pelo modo 4 do modelo W-D, onde a componente 1 tem o potencial  $\Omega_1 = \Omega_{crit1}$ . O modo 5, indicado pela linha vermelha é usado nos casos em que a componente secundária tem  $\Omega_2 = \Omega_{crit2}$ .

Ainda existe um modo 6, pouco comum, para o caso em que as duas componentes preenchem exatamente o lobo de Roche. Na Figura 4.2, é representado por um ponto amarelo e é chamado de binárias de duplo contato. Outras regiões como aquelas onde o potencial de uma das componentes é menor que o potencial crítico e a outra componente tem potencial maior que o potencial crítico não são fisicamente possíveis.

Na Figura 4.2 vemos que as binárias de tipo semi-separado (modo 4 ou 5) ocupam regiões bem próximas aos sistemas separados, enquanto os sistemas de contato estão em regiões mais afastadas. Segundo a forma da curva de luz o usuário deve selecionar o modo de ajuste a usar, mas nem sempre isso é evidente. Chambliss e Leung (1979) iniciaram o ajuste da binária SX Aur com o modo 2 do programa W-D mas devido aos resultados que estavam conseguindo terminaram passando a um modelo para sistema semi-separado. Terrell e Wilson (1990) ajustaram a curva de luz de XZ CMi usando separadamente os modos 2 e 5 do programa W-D, mas a solução convergia para um sistema tipo semi-separado.

Um *script* feito no ambiente IRAF administra as diferentes etapas do processo de ajuste indicadas na Figura 4.3. No início é lido um conjunto de dados do objeto numa lista de binárias OGLE-2MASS. Entre os dados inseridos estão o modo a usar, o valor do período orbital calculado previamente e informação fotométrica das bandas  $J$ ,  $H$ ,  $K_S$ . A curva de luz do objeto na banda  $I$  é procurada numa base de dados OGLE-II e é calculada a curva em fase. A curva inserida no programa W-D pode estar em fase ou em dias julianos. Para fazer o ajuste usamos a opção de colocar a curva de luz em fase. Calculamos os fluxos nas 4 bandas para indicar os limites no ajuste das luminosidades. O *script* lê outro arquivo com as temperaturas estimadas da SED. No momento de dar início ao processo de minimização com o algoritmo genético deve-se indicar o modo de operação do modelo W-D, os parâmetros a serem ajustados e seus limites. Durante o processo de minimização todos os parâmetros estão normalizados dentro dos limites indicados e são reescalados cada vez que se cria uma curva teórica.

Dada uma *semente* inicial é criada a primeira geração de parâmetros aleatoriamente. Para o valor de razão de massas  $q$  gerado, uma subrotina calcula o potencial crítico

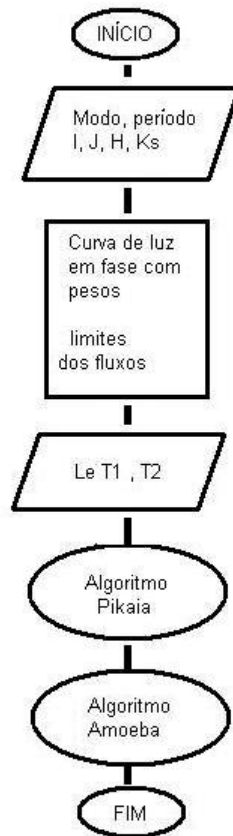


Figura 4.3 - O esquema indica os passos feitos para o ajuste das curva de luz

que vai ser levado em conta para fixar os limites dos potenciais segundo o modo de operação escolhido. Nas gerações seguintes os valores dos parâmetros variam segundo o procedimento do algoritmo (hereditariedade, mutação, recombinação). Terminado o processo de minimização com o *Pikaia*, o script envia a solução para continuar a otimização usando o algoritmo *amoeba*. O simplex inicial é criado com um conjunto de parâmetros diferente para cada vértice. Os  $n$  parâmetros indicados para o ajuste produzem  $n + 1$  vértices do simplex. Aqui também os parâmetros são normalizados e podem variar dentro de certos limites. Com o final do ajuste com *amoeba* termina o processo de ajuste da binária. O resultado é um conjunto de parâmetros da curva ajustada.



## 5 OBSERVAÇÕES E REDUÇÃO de DADOS

### 5.1 Observações feitas no OPD/LNA

Dentre as curvas de luz das binárias eclipsantes do catálogo OGLE destacam-se as de BUL-SC16 335 (com magnitude  $I$  média  $\langle I \rangle = 16,373$ ) e BUL-SC42 2830 ( $\langle I \rangle = 16,550$ ). Devido a esses objetos possuírem curto período orbital seu ciclo orbital pode ser coberto em algumas horas. Como eles não têm suas contrapartidas no 2MASS foram escolhidas como alvos para serem observadas em várias bandas no OPD/LNA .

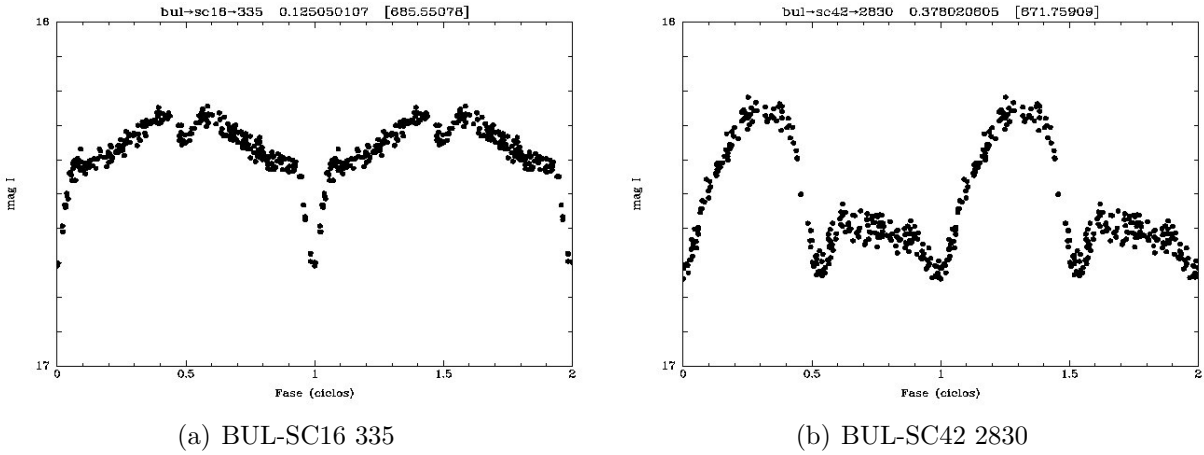


Figura 5.1 - Curva de luz OGLE de BUL-SC 16 335 e BUL-SC42 2830.

A Figura 5.1(a) mostra a curva de luz de BUL-SC16 335 com os dados OGLE. Esta binária de curto período orbital ( $P=0,125d$ ) apresenta intenso efeito de reflexão e o profundo eclipse da componente principal indica que é muito mais quente que sua companheira. A curva de luz é parecida com a de HW Vir, uma binária protótipo de um pequeno grupo de não mais que 10 sistemas conhecidos com as mesmas características. O trabalho de Almeida et al. (2012) apresenta uma lista destes objetos e suas propriedades físicas.

A curva de luz de BUL-SC42 2830 ( $P=0,3780d$ ), mostrada na Figura 5.1(b), também é muito peculiar, apresentando uma grande assimetria com uma diferença de quase 0,4 magnitudes entre os máximos. A curva de luz é parecida com a curva de V361 Lyr, um sistema semi-separado com transferência de matéria entre suas componentes.

Duas diferentes configurações instrumentais foram realizadas com o telescópio

Perkin-Elmer do OPD/LNA: o primeiro detector foi o CCD 106 ( $1024 \times 1024$  *pixels*,  $24 \times 24$   $\mu\text{m}^2$ ) e o segundo foi o CCD IkonL ( $2048 \times 2048$  *pixels*,  $13,5 \times 13,5$   $\mu\text{m}^2$ ). Os dois alvos foram observados usando filtros *B*, *V*, *R*, *I* em forma sequencial. As Tabelas 5.1 e 5.2 indicam as datas das observações realizadas, o número de imagens *N*, o tempo de exposição  $t_{exp}$  em segundos, o filtro e o detector utilizado.

Tabela 5.1 - Observações fotométricas de BUL-SC16 335

Data	<i>N</i>	$t_{exp}$ (s)	Filtro	Detector
Jul 05, 2008	90	120	B	CCD 106
Jul 12-13, 2009	61	120	B	CCD 106
Jul 12-13, 2009	60	120	V	CCD 106
Jul 13, 2009	31	120	R	CCD 106
Jul 13, 2009	31	120	I	CCD 106

Tabela 5.2 - Observações fotométricas de BUL-SC42 2830

Data	<i>N</i>	$t_{exp}$ (s)	Filtro	Detector
Jul 05-06, 2008	93	120	B	CCD 106
Jul 25-27, 2011	12	120	B	CCD IkonL
Jul 25-27, 2011	31	120	V	CCD IkonL
Jul 25-27, 2011	57	120	R	CCD IkonL
Jul 25-27, 2011	62	120	I	CCD IkonL
Mai 04-06, 2012	24	180	B	CCD IkonL
Mai 04-06, 2012	43	180	V	CCD IkonL
Mai 04-06, 2012	44	120	R	CCD IkonL
Mai 04-06, 2012	72	120	I	CCD IkonL

A redução dos dados obtidos foi realizada na forma padrão com scripts feitos por Francisco Jablonski usando as tarefas do pacote IRAF. Uma imagem de *bias* médio foi subtraída dos dados e as imagens resultantes foram divididas pelo *flat-field* normalizado. Usamos um conjunto de estrelas no mesmo campo dos alvos para obter a fotometria diferencial. Como os campos na direção do bojo são muito ricos em estrelas e BUL-SC16 335 tem uma estrela vizinha, usamos a técnica de *Point Spread Function* (PSF) para fazer a fotometria. A redução foi feita com um script desenvolvido por Leonardo Almeida e usa 2 funções elípticas 2D para ajustar simultaneamente a PSF das duas componentes e extrair o fluxo.

## 5.2 Observações feitas com o Telescópio SOAR

Os espectros foram obtidos no modo fila com o espectrógrafo Goodman no telescópio SOAR de 4,1m no Chile. Foi usada uma fenda de 0,8'' (dispersão de 0,65 Å/pixel) cobrindo as regiões de 3550-6300 Å e 4500-7250 Å. Os alvos observados foram os mesmos citados na seção anterior de fotometria. O resumo das observações se apresenta nas Tabelas 5.3 e 5.4.

Tabela 5.3 - Observações espectroscópicas de BUL-SC16 335

Data	N	t <sub>exp</sub> (s)	Região (Å)
Set 14, 2009	12	300	4500-7250
Ago 29, 2011	11	720	3550-6300

Tabela 5.4 - Observações espectroscópicas de BUL-SC42 2830

Data	N	t <sub>exp</sub> (s)	Região (Å)
Set 15, 2009	3	900	4500-7250
May 10, 2010	8	900	4500-7250
Jul 10-11, 2010	3	600	4500-7250
Ago, 30 2011	4	900	4500-7250

### 5.2.1 Redução de espectros

Para fazer a redução dos espectros usamos as tarefas do pacote IRAF. Seguimos os mesmos passos que foram feitos em Almeida et al. (2012) para fazer a redução dos espectros. Durante as medições espectroscópicas foram obtidos espectros de lâmpadas de Cobre-Argônio (Cu-Ar), lâmpadas de quartzo e *bias*. Combinamos os *bias* com *zerocombine* usando a mediana. Da mesma forma, combinamos os *flat* e normalizamos o espectro combinado com a tarefa *response*. O espectro combinado do *flat* é normalizado usando uma função de Legendre. A tarefa *ccdproc* é usada para corrigir pelo *bias* combinado, pelo *flat* combinado normalizado e para cortar os espectros. Para corrigir os espectros por raios cósmicos usamos o algoritmo *L.A.Cosmic* desenvolvido por Dokkum (2001).

Extraímos o espectro usando a tarefa *apall* para converter as imagens 2D que contem o espectro em um espectro 1D. Para cada abertura existem 4 bandas por cada

espectro extraído. A banda 1 é o espectro extraído incluindo pesos, a banda 2 é o espectro sem incluir pesos, a banda 3 é o *background* do espectro e banda 4 é a raiz quadrada da variância do pixel.

Identificamos as linhas do espectro da lâmpada de Cu-Ar com a tarefa *Identify*. Sendo a dispersão de  $0,65 \text{ \AA}/\text{pixel}$ , utilizamos uma função de Legendre para ajustar as linhas até obter um RMS que seja de  $0,065 \text{ \AA}$  aproximadamente. Aplicamos a solução da calibração das lâmpadas nos espectros do objeto em estudo.

Para a calibração em fluxo usamos o espectro da estrela EG-274 como padrão. O IRAF possui informação desta e de outras estrelas padrões e com a tarefa *Standard* é criado um arquivo com informação da estrela padrão observada. Esse arquivo é utilizado pela tarefa *Sensfunc* para criar uma função de sensibilidade. Finalmente a tarefa *Calibrate* aplica as calibrações em fluxo e corrige da extinção os espectros do objeto.

Depois de ter feito a calibração em comprimento de onda com as lâmpadas, verificamos a qualidade dessa calibração. Usamos o *splot* na banda 3 para ver a posição das linhas do céu. Medimos a posição das linhas de céu:  $5577,338 \text{ \AA}$ ,  $6300,304 \text{ \AA}$ ,  $6363,780 \text{ \AA}$  (Linhas de OI) e a diferença foi corrigida modificando para cada espectro o valor do parâmetro CRVAL1 com *HEDIT*.

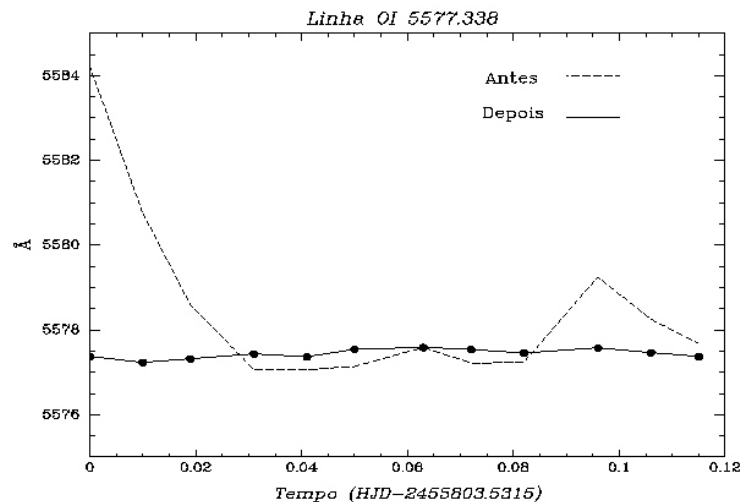


Figura 5.2 - Linha de Céu OI 5577,33 antes e depois da correção.

A Figura 5.2 mostra o desvio da linha de céu OI 5577,33 após feita a calibração com

as lâmpadas. Note-se e como era a posição dessa linha antes de corrigir o valor do parâmetro CRVAL1 e como varia depois da correção.



## 6 RESULTADOS

### 6.1 Ajuste da SED dos objetos OGLE-2MASS

Aplicamos o método de construir a SED ajustando os dados OGLE-2MASS das binárias eclipsantes encontradas. O conjunto de eclipsantes é de 281 entre sistemas tipo Algol,  $\beta$  Lyrae e W UMa. Encontramos que as SEDs criadas ajustam bem 30% de nossa lista de objetos. A maior dificuldade no processo de ajustar a SED ocorre para sistemas com temperaturas menores que 3500 K e que representam 25% dos objetos de nossa lista de eclipsantes. A Figura 6.1 mostra o melhor ajuste da SED para uma binária com  $T_1 = 3400$  K e  $T_2 = 3200$  K. Um dos pontos nitidamente está longe da SED obtida.

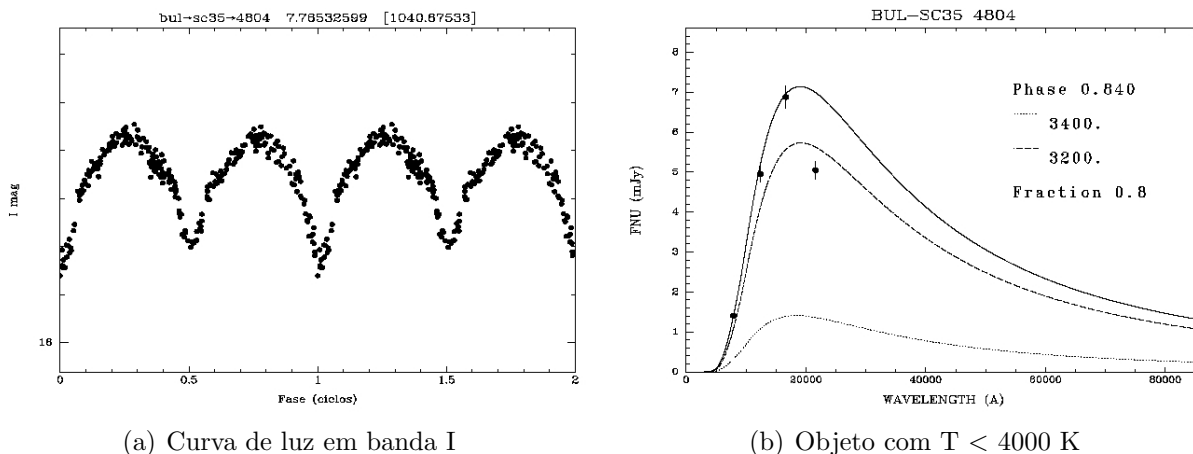


Figura 6.1 - Curva de luz e SED de BUL-SC35 4804. Na 6.1(b) os pontos representam as medidas de OGLE-2MASS, as linhas pontilhadas são os espectros de corpo negro das componentes e a linha contínua é a SED.

Também encontramos que dois sistemas apresentam curvas muito azuis e não podem ser ajustados usando temperaturas altas como 80000 K. Os dois objetos estão no campo 37 de OGLE e segundo Sumi (2004) nessa região  $A_V = 3,773$ . Esse é o campo com segundo valor mais alto de extinção depois do campo 5. Na Figura 6.2 apresentamos o ajuste da SED para um desses objetos.

Melhores ajustes das SEDs foram para os objetos com temperaturas relativamente altas como as binárias tipo Algol. Dentre as SEDs ajustadas escolhemos algumas delas para obter seus parâmetros com o programa W-D.

A Tabela 6.1 mostra os tipos de binárias cuja SED foi ajustada. No Apêndice 1

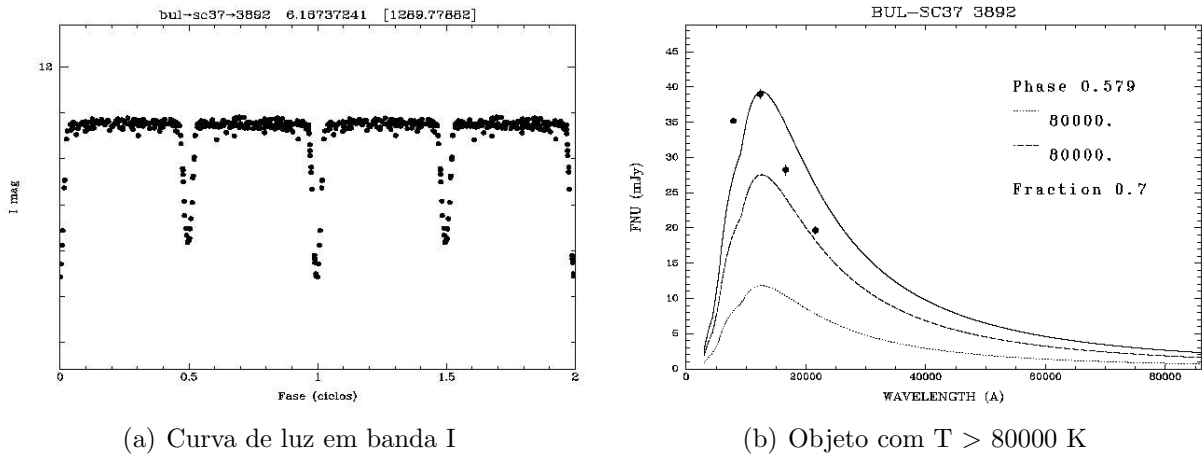


Figura 6.2 - Curva de luz e SED de BUL-SC37 3892. Na 6.2(b) os pontos representam as medidas de OGLE-2MASS, as linhas pontilhadas são os espectros de corpo negro das componentes e a linha contínua é a SED.

apresentamos as SED ajustadas com este método.

Tabela 6.1 - Número de binárias OGLE-2MASS com SEDs ajustadas

Tipo	Número
Algol	34
$\beta$ Lyrae	10
W UMa	49
Total = 93	

## 6.2 Curvas de luz OGLE-2MASS ajustadas

A Tabela 6.2 indica o período dos objetos, a fase orbital das medidas e as magnitudes nas bandas OGLE e 2MASS. Esses valores foram usados para ajustar as SEDs como foi explicado anteriormente. Outras binárias ajustadas são apresentadas no Apêndice 2.

Tabela 6.2 - Fase e magnitudes OGLE-2MASS

Objeto	Período (d)	Fase	$I_C$	$J$	$H$	$K_S$
BUL-SC1 53	2,5217	0,267	12,154	11,523	11,173	11,078
BUL-SC6 662	1,2268	0,880	14,615	13,898	13,47	13,396
BUL-SC13 718	1,1958	0,438	14,323	13,499	13,105	12,987
BUL-SC42 3769	1,0965	0,659	13,406	12,685	12,393	12,263



As SEDs obtidas com os dados OGLE-2MASS correspondem a uma fase do ciclo das binárias. Para verificar que não variam com a fase comparamos, quando foi possível, as SEDs do OGLE-2MASS com outras listadas no catálogo DENIS (Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky) (SCHULTHEIS et al., 2000). O levantamento DENIS foi realizado no hemisfério Sul usando três bandas: *Gunn - i* ( $0.82 \mu\text{m}$ ), *J* ( $1.25 \mu\text{m}$ ) e *K<sub>S</sub>* ( $2.15 \mu\text{m}$ ). Estes dados podem ser baixados do Vizier (DENIS Consortium, 2005) inserindo o nome do objeto e um raio de busca. Assim como os dados 2MASS, os dados DENIS correspondem a uma fase determinada do ciclo orbital das binárias.

Informações adicionais de nossos objetos foram encontradas em outros catálogos fotométricos como o WISE (Wide field Infrared Surevey Explorer) (WRIGHT et al., 2010) ou Spitzer (WERNER et al., 2004). A falta de informação sobre as datas de observação impossibilita verificar se as medidas eram próximas em fase aos dados já disponíveis dos objetos.

Escolhemos os modos de operação 2, 3 e 5 do código W-D para ajustar as curvas de luz.

### 6.2.1 BUL-SC1 53

As medidas 2MASS correspondem à fase 0,267, enquanto os dados DENIS são da fase 0,905. A Figura 6.3 mostra as SEDs criadas para cada conjunto de dados. Entre os catálogos fontes de dados DENIS e 2MASS, os erros em magnitude são maiores no primeiro catálogo.

Para o ajuste com os dados OGLE-2MASS obtivemos:

$T_1=13000 \pm 900$  K, para a componente primária e

$T_2=6200 \pm 1100$  K, para a companheira

O ajuste da SED com os dados DENIS resultou em:

$T_1=13400 \pm 2280$  K, para a primária e

$T_2=5000 \pm 1000$  K, para a secundária

Vemos que a SED ajustada com os dois catálogos resulta em temperaturas da mesma ordem para a componente primária. A temperatura da componente secundária não está bem definida.

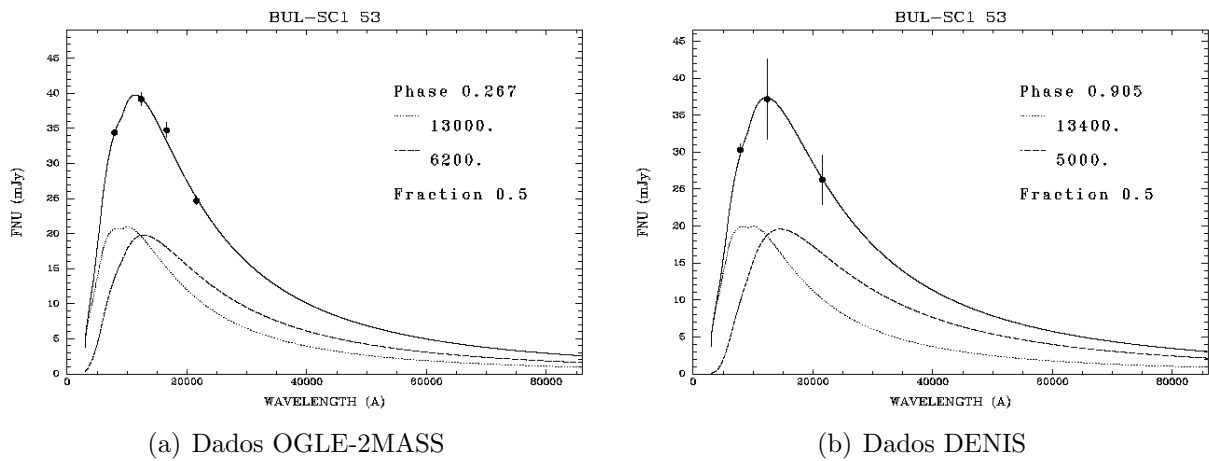


Figura 6.3 - SED de BUL-SC1 53 ajustada com dados OGLE-2MASS e DENIS. Os pontos representam as medidas de OGLE-2MASS, as linhas pontilhadas são os espectros de corpo negro das componentes e a linha contínua é a SED.

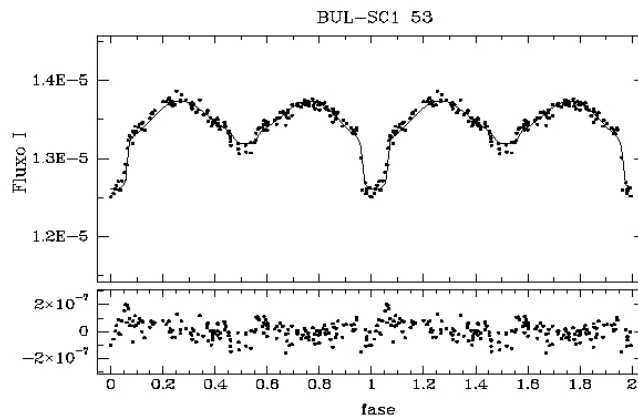


Figura 6.4 - Ajuste da curva de luz da binária eclipsante BUL-SC1 53.

Com as temperaturas estimadas pela SED supusemos que as componentes primária e secundária possuem atmosferas radiativa e convectiva, respectivamente. Segundo von Zeipel (1924) e Lucy (1967) os expoentes de escurecimento de gravidade para as componentes devem ser  $\beta_1 = 1$  e  $\beta_2 = 0,32$ . Tais valores foram mantidos fixos para realizar o ajuste da curva de luz. Foi utilizado o modo 2 do programa W-D, que serve para modelar binárias de tipo separado.

A Figura 6.4 apresenta o melhor ajuste de BUL-SC1 53 e logo abaixo da curva de luz, são mostrados os resíduos.

Tabela 6.3 - Parâmetros de BUL-SC1 53

Parâmetros ajustados	
$\phi_0$	$0,007 \pm 0,001$
$i$ ( $^\circ$ )	$86,9 \pm 1,1$
$T_1$ (K)	$12450 \pm 500$
$T_2$ (K)	$4028 \pm 400$
$Alb_1$	$0,87 \pm 0,21$
$Alb_2$	$0,40 \pm 0,15$
$\Omega_1$	$3,8 \pm 0,9$
$\Omega_2$	$9,3 \pm 0,3$
$q$	$0,51 \pm 0,01$
L1 (I)	$(0,17 \pm 0,03) \times 10^{-3}$
L1 (J)	$(0,30 \pm 0,25) \times 10^{-3}$
L1 (H)	$(0,42 \pm 0,03) \times 10^{-3}$
L1 ( $K_S$ )	$(0,46 \pm 0,01) \times 10^{-3}$
Raios relativos em função da separação $a$	
$r_1$ (pole)	$0,301 \pm 0,002$
$r_1$ (point)	$0,318 \pm 0,002$
$r_1$ (side)	$0,308 \pm 0,002$
$r_1$ (back)	$0,314 \pm 0,002$
$r_2$ (pole)	$0,064 \pm 0,002$
$r_2$ (point)	$0,064 \pm 0,002$
$r_2$ (side)	$0,064 \pm 0,002$
$r_2$ (back)	$0,064 \pm 0,002$
Parâmetros fixos	
$\beta_1$	1,00
$\beta_2$	0,32

Os resultados dos parâmetros ajustados são apresentados na Tabela 6.3. Os valores dos potenciais indicam que a componente secundária é muito menor que a companheira. Nessa tabela também constam os valores relativos dos raios das componentes em função do semi-eixo orbital  $a$ . A partir dos valores estimados dos raios podemos ver que a secundária tem forma esférica, enquanto, a primária tem uma forma mais alongada.

Geralmente os albedos das componentes de um sistema binário são mantidos fixos e igual a 1 para estrelas em equilíbrio radiativo e 0,5 se está em equilíbrio convectivo. Esses parâmetros foram ajustados para esta binária e o resultado concorda com as características que assumimos para as componentes.

Sendo que o modelo W-D subestima o cálculo dos erros, usamos o método seguido por Metcalfe (1999) quando ajustou uma curva de luz usando um algoritmo genético.

Após de 100 gerações com o algoritmo genético a diferença entre o conjunto de parâmetros e o melhor conjunto de parâmetros é pequeno. O erro para cada parâmetro é calculado com o desvio padrão da última geração.

Pelos resultados obtidos a primária seria um objeto tipo B7 e a companheira seria K5. Esta binária encontra-se entre os objetos ajustados por [Devor \(2005\)](#) usando seu algoritmo DEBiL. Uma das premissas desse modelo é que o algoritmo utiliza componentes esféricas e informação de  $V - I$ . Nossos resultados não concordam com os obtidos nesse trabalho. Os raios relativos que [Devor \(2005\)](#) obteve foram:  $r_1 = 0,412$  e  $r_2 = 0,103$ . Ambos resultados coincidem em que a estrela secundária é menor em tamanho que a primária. A informação sobre estes objetos se encontra em [VizieR Service \(2012\)](#) e mostra dados do período, os raios obtidos e a cor  $V - I$ .

### 6.2.2 BUL-SC6 662

A contrapartida deste objeto no catálogo DENIS não foi encontrada. Os dados OGLE-2MASS estão em fase perto da quadratura, quando ambas contribuem para o fluxo observado. O ajuste da SED com os dados OGLE-2MASS produz:

$T_1 = 9200 \pm 1200$  K para a componente primária e

$T_2 = 5000 \pm 1000$  K para a companheira.

A Figura 6.5 apresenta as temperaturas estimadas para o melhor ajuste da SED. Para essas temperaturas estimadas consideramos que a componente primária tem atmosfera radiativa e a companheira envelope convectivo.

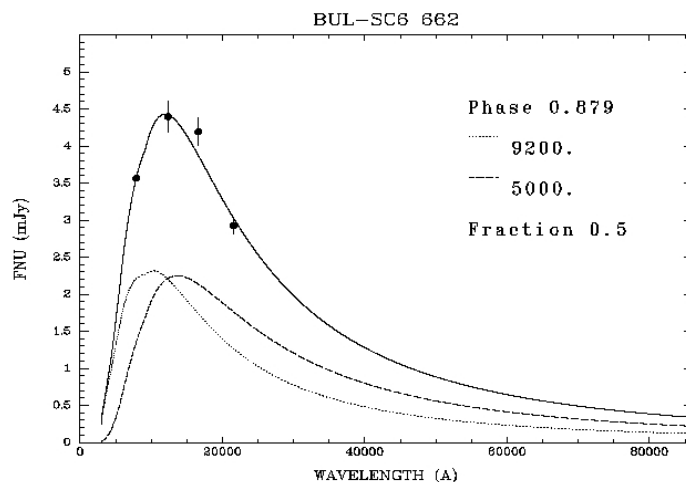


Figura 6.5 - Ajuste da SED de BUL-SC6 662.

Aplicamos o programa W-D otimizado a BUL-SC6 662, ajustando com o modelo para sistemas separados, mas o ajuste com esse modo não era bem sucedido. Revisando os resultados encontramos que o potencial da componente secundária possuía um valor próximo do potencial de Roche, como esperado no caso de sistemas semi-separados. Decidimos, então, começar de novo o ajuste aplicando desta vez o modo 5 para sistemas onde a componente secundária preenche exatamente seu lobo de Roche.

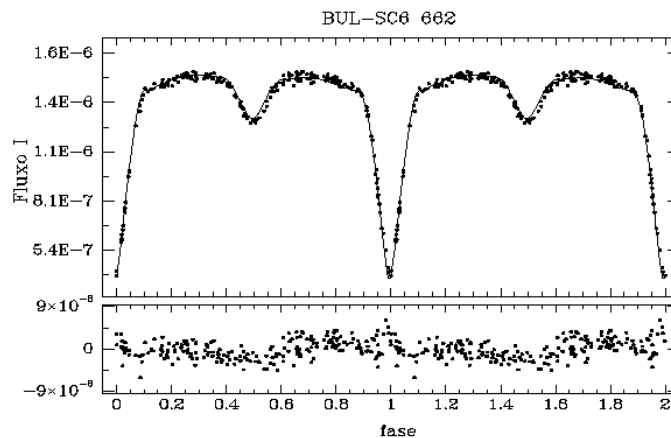


Figura 6.6 - Ajuste da binária eclipsante BUL-SC6 662.

A Figura 6.6 mostra a curva de luz ajustada considerando um sistema semi-separado. A diferença entre as profundidades dos eclipses ocorre devido à grande diferença entre as duas componentes.

Na Tabela 6.4 apresentamos os resultados do ajuste. A primária seria uma estrela tipo A1 e a secundária tipo G6. O valor de  $q$  do sistema indica que a estrela primária é a mais massiva e menos evoluída e que a secundária menos massiva está preenchendo seu lobo de Roche. Isso significa que a binária deve ter uma configuração parecida com o de Algol.

O valor de albedo da componente primária que obtivemos do ajuste está em discrepância com o valor teórico esperado para uma estrela que tem atmosfera radiativa.

Neste modo de operação, o potencial da secundária  $\Omega_2$  é igual ao potencial crítico e não varia livremente, dependendo do valor da razão de massas  $q$ . Para otimizar o ajuste, para cada valor de  $q$  o potencial  $\Omega_2$  é interpolado de uma tabela.

Tabela 6.4 - Parâmetros de BUL-SC6 662

Parâmetros ajustados	
$\phi_0$	$-0,045 \pm 0,005$
$i$ ( $^\circ$ )	$87,06 \pm 1,18$
$T_1$ (K)	$9675 \pm 250$
$T_2$ (K)	$5433 \pm 190$
Alb <sub>1</sub>	$0,433 \pm 0,079$
Alb <sub>2</sub>	$0,599 \pm 0,0628$
$\Omega_1$	$3,40 \pm 0,42$
$q$	$0,48 \pm 0,09$
L1 (I)	$(0,16 \pm 0,02) \times 10^{-4}$
L1 (J)	$(0,28 \pm 0,01) \times 10^{-4}$
L1 (H)	$(0,39 \pm 0,05) \times 10^{-4}$
L1 (K <sub>S</sub> )	$(0,42 \pm 0,01) \times 10^{-4}$
Raios relativos em função da separação $a$	
$r_1$ (pole)	$0,34 \pm 0,08$
$r_1$ (point)	$0,37 \pm 0,13$
$r_1$ (side)	$0,35 \pm 0,90$
$r_1$ (back)	$0,36 \pm 0,11$
$r_2$ (pole)	$0,29 \pm 0,06$
$r_2$ (point)	$0,43 \pm 0,08$
$r_2$ (side)	$0,31 \pm 0,69$
$r_2$ (back)	$0,34 \pm (0,8$
Parâmetros fixos	
$\beta_1$	1,00
$\beta_2$	0,32

Pode-se notar a partir das dimensões relativas das componentes que a estrela secundária tem forma alongada. Esse objeto preenche exatamente seu lobo de Roche, o que indica que poderia transferir matéria à componente principal, embora isso não seja evidente a partir da curva de luz OGLE.

### 6.2.3 BUL-SC13 718

As medidas 2MASS e DENIS foram feitas muito próximas em fase ( $\phi = 0,438$  para 2MASS e  $\phi = 0,452$  para DENIS) sendo as medidas de DENIS mais próximas do mínimo secundário.

O ajuste da SED com os dados OGLE-2MASS produz:

$T_1=9800 \pm 200$  K para a componente primária e

$T_2=7400 \pm 300$  K para a companheira

O ajuste da SED com os dados DENIS resulta em:

$T_1=9000 \pm 935$  K, e

$T_2=8000 \pm 870$  K

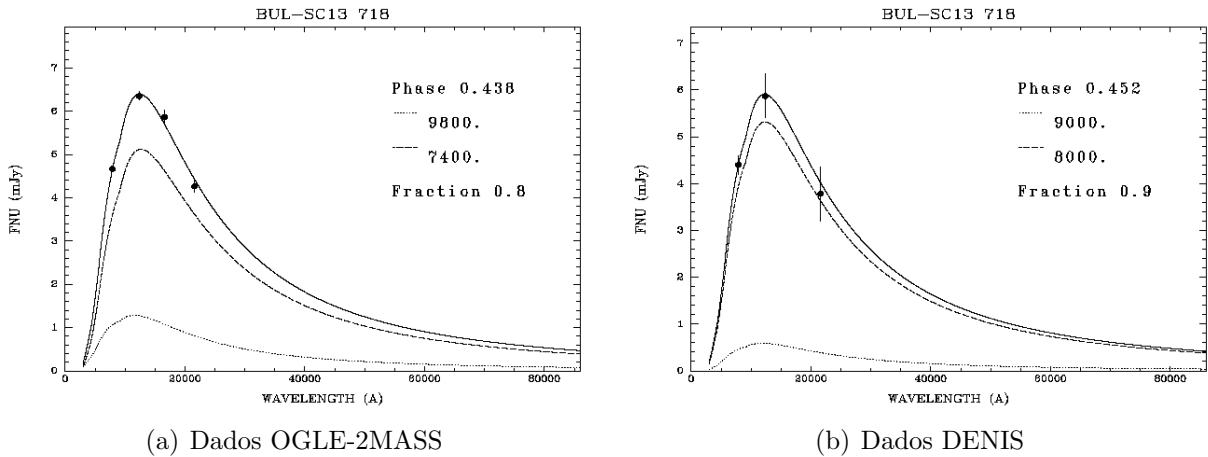


Figura 6.7 - SED de BUL-SC13 718 ajustada com dados OGLE-2MASS e DENIS.

A Figura 6.7 mostra os resultados do ajuste da SED. Pelas temperaturas obtidas supomos que a componente primária é radiativa e fixamos  $\beta_1 = 1,0$ . A componente secundária também parece ser radiativa. Alguns ajustes preliminares indicam que a temperatura da secundária seria menor que a obtida no ajuste das SED. A secundária poderia ser uma estrela convectiva e então supomos  $\beta_2 = 0,32$ .

A forma da curva de luz da binária na Figura 6.8 parece ser de um sistema separado portanto para o ajuste selecionamos o modo 2 do programa W-D. Os resultados são mostrados na Tabela 6.5.

Tabela 6.5 - Parâmetros de BUL-SC13 718

Parâmetros ajustados	
$i(^{\circ})$	$89,4 \pm 1,38$
$T_1$ (K)	$9333 \pm 200$
$T_2$ (K)	$6410 \pm 400$
$Alb_1$	$0,887 \pm 0,114$
$Alb_2$	$0,695 \pm 0,044$
$\Omega_1$	$8,416 \pm 0,196$
$\Omega_2$	$9,893 \pm 0,589$
$q$	$0,669 \pm 0,045$
L1 (I)	$(0,22 \pm 0,01) \times 10^{-4}$
L1 (J)	$(0,45 \pm 0,01) \times 10^{-4}$
L1 (H)	$(0,62 \pm 0,06) \times 10^{-4}$
L1 ( $K_S$ )	$(0,7 \pm 0,1) \times 10^{-4}$
Raios relativos em função da separação $a$	
$r_1$ (pole)	$0,27 \pm 0,07$
$r_1$ (point)	$0,28 \pm 0,08$
$r_1$ (side)	$0,27 \pm 0,07$
$r_1$ (back)	$0,28 \pm 0,07$
$r_2$ (pole)	$0,14 \pm 0,03$
$r_2$ (point)	$0,14 \pm 0,03$
$r_2$ (side)	$0,14 \pm 0,03$
$r_2$ (back)	$0,14 \pm 0,04$
Parâmetros fixos	
$\phi_0$	0,00
$\beta_1$	1,00
$\beta_2$	0,32

Dos resultados vemos que o albedo para a componente primária não é próximo do valor esperado para uma estrela com equilíbrio radiativo. Os valores dos raios indicam que as componentes têm forma quase esférica.

Também foram feitas tentativas de ajuste considerando  $\beta_1 = \beta_2 = 1,0$  mas os resultados não foram melhores. A Figura 6.8 mostra a curva de luz ajustada.



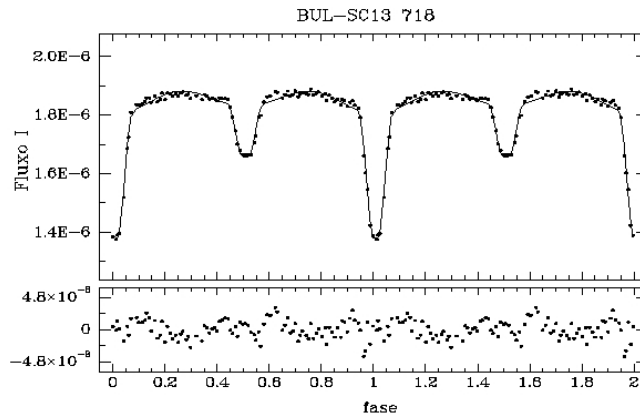


Figura 6.8 - Ajuste da binária eclipsante BUL-SC13 718.

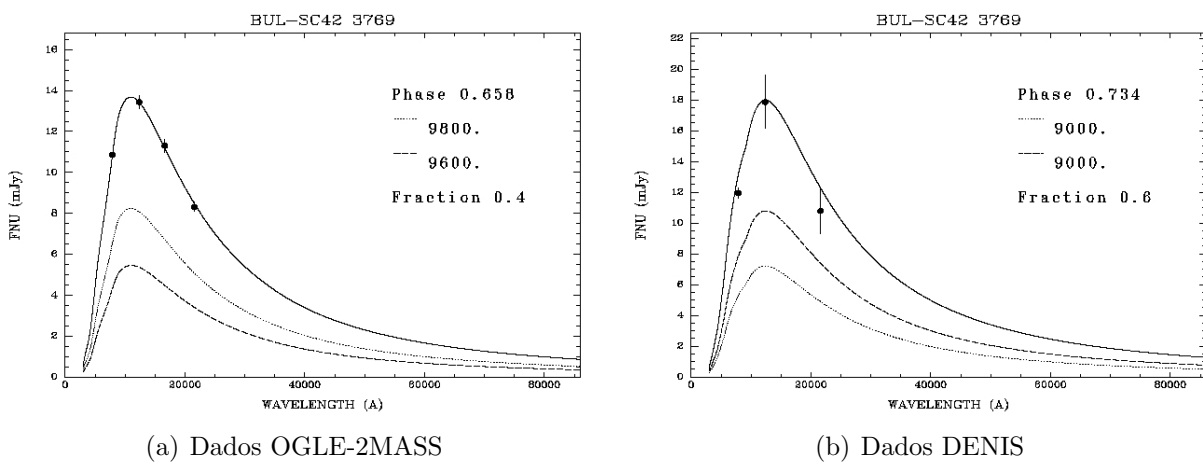
#### 6.2.4 BUL-SC42 3769

Pela forma da curva de luz, é possível inferir que esta binária seria um sistema de contato. A diferente profundidade dos eclipses indica que existe uma diferença entre as temperaturas das componentes. A SED com os dados de OGLE-2MASS e DENIS foi ajustada e com isso obtivemos:

$T_1=9800 \pm 214$  K,  $T_2=9600 \pm 310$  K, para os dados com OGLE-2MASS

$T_1=9000 \pm 628$  K,  $T_2=9000 \pm 520$  K, para os dados DENIS

A Figura 6.9 mostra os resultados do ajuste com os dados OGLE-2MASS e DENIS.



(a) Dados OGLE-2MASS

(b) Dados DENIS

Figura 6.9 - SED de BUL-SC42 3769 ajustada com dados OGLE-2MASS e DENIS.

O modo 3 do programa W-D foi selecionado para ajustar este sistema. As atmosferas dos sistemas de contato são convectivas, ou seja  $\beta_1 = \beta_2 = 0,5$ .

Tabela 6.6 - Parâmetros de BUL-SC42 3769

Parâmetros ajustados	
$\phi_0$	$0,024 \pm 0,005$
$i$ ( $^\circ$ )	$87,05 \pm 2,5$
$T_1$ (K)	$9792 \pm 700$
$T_2$ (K)	$8499 \pm 1020$
$Alb_1$	$0,64 \pm 0,08$
$Alb_2$	$0,48 \pm 0,10$
$\Omega_1 = \Omega_2$	$2,313 \pm 0,157$
$q$	$0,256 \pm 0,116$
L1 (I)	$(0,47 \pm 0,03) \times 10^{-4}$
L1 (J)	$(0,91 \pm 0,06) \times 10^{-4}$
L1 (H)	$(0,12 \pm 0,09) \times 10^{-3}$
L1 ( $K_S$ )	$(0,13 \pm 0,09) \times 10^{-3}$
Raios relativos em função da separação $a$	
$r_1$ (pole)	$0,480 \pm 0,003$
$r_1$ (side)	$0,522 \pm 0,004$
$r_1$ (back)	$0,551 \pm 0,004$
$r_2$ (pole)	$0,264 \pm 0,001$
$r_2$ (side)	$0,276 \pm 0,001$
$r_2$ (back)	$0,322 \pm 0,002$
Parâmetros fixos	
$\beta_1$	0,32
$\beta_2$	0,32

Os resultados são apresentados na Tabela 6.6. Entre os parâmetros ajustados, os albedos têm valores próximos a 0,5, o que é esperado em casos onde as componentes têm envelopes convectivos (RUCIŃSKI, 1969).

Neste modo de operação, o número de parâmetros é reduzido em uma unidade, uma vez que o potencial calculado pelo modelo é igual para ambas as componentes.

Dos resultados vemos que as dimensões das duas componentes estão bem alongadas. Uma vez que cada componente excedeu seu lobo de Roche, não existe o raio *point* e os objetos estão em contato entre si através do ponto lagrangeano  $L_1$ .

Sendo esta uma binária de contato, esperávamos componentes com temperaturas mais baixas como é mais comum. Binárias de contato consistem de sistemas formados

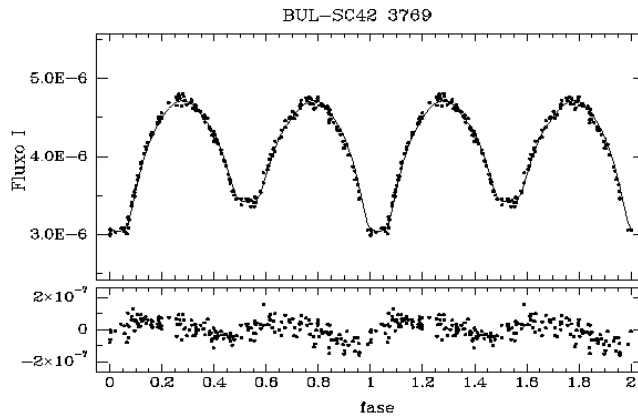


Figura 6.10 - Ajuste da binária eclipsante BUL-SC42 3769.

por duas estrelas do tipo entre A e K e períodos entre 0,2 e 0,8 dias. Em 1965 as binárias de contato foram subdivididas como do tipo A (onde a componente maior é a mais quente) e do tipo W (a componente menor é a mais quente). As binárias W tem tipo espectral G ou K, e períodos  $P < 0,3$  d e  $q > 0,3$ . (CHRISTOPOULOU et al., 2011) enquanto as do tipo A tem razão de massa  $q$  entre 0,08 e 0,54 (RUCIŃSKI, 1973). Os valores de  $q$  e as temperaturas das componentes obtidos aqui indicam que BUL-SC42 3769 seria uma binária W UMa do tipo A.

## 6.3 Ajuste de objetos com dados coletados

### 6.3.1 BUL-SC16 335

A curva de luz deste objeto é parecida com a curva de HW Vir, que foi estudada por Wood et al. (1993) usando fotometria em várias bandas. Eles concluíram que a estrela mais quente poderia ser uma sub-anã tipo B e admitiram que para atingir a configuração atual esse sistema poderia ter passado por uma fase de envelope comum, quando a estrela mais massiva se tornou gigante vermelha, engolindo em sua atmosfera a componente secundária. BUL-SC16 335 foi estudada por Polubek et al. (2007) usando fotometria nas bandas B e I. Nesse trabalho os autores assumiram uma massa de  $0,5 M_{\odot}$  para a primária e sua temperatura em 30000 K para ajustar as curvas com um modelo parecido ao W-D. Nós usamos fotometria em 4 bandas e espectroscopia para estudar este sistema. As observações fotométricas foram feitas no OPD/LNA e os espectros foram obtidos no modo fila com o telescópio SOAR. A Tabela 6.7 mostra as datas das observações feitas com o telescópio Perkin-Elmer de 1,60m.

Tabela 6.7 - Observações de BUL-SC16 335 no LNA

Data	N obs	Exposição(s)	Filtro
Jul 05, 2008	90	120	B
Jul 12, 2009	30	120	B
Jul 13, 2009	31	120	B
Jul 12, 2009	29	120	V
Jul 13, 2009	31	120	V
Jul 13, 2009	31	120	R

Utilizamos o método de Kwee e Woerden (1956) nos dados de 2008 no filtro B para determinar o tempo do mínimo primário e a efeméride.

$$MinHJD = 2454653,6426 + 0,125050107E, \quad (6.1)$$

onde E é o número de ciclos medidos desde  $HJD_0 = 2454653,6426$ .

Aqui  $P = 0,125050107$  d é o período obtido dos dados de OGLE. De nossas observações o período medido com a banda B foi:  $P = 0,1257359$  d o qual apresenta uma diferença de quase 1 minuto. A diferença se deve ao fato de que tivemos que fazer a troca de filtros manualmente.

Os espectros foram obtidos no semestre 2011B com o espectrógrafo Goodman cobrindo a região espectral 3550-6300 Å. A Fig 6.11 mostra o espectro normalizado da componente primária de BUL-SC16 335 com as principais linhas de Balmer indicadas.

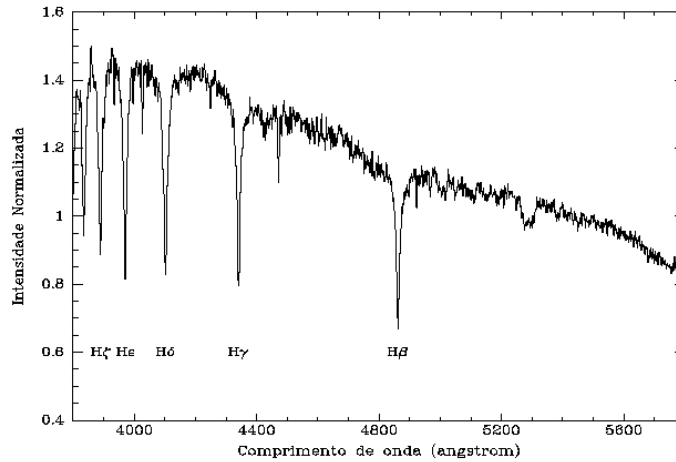


Figura 6.11 - Espectro de BUL-SC16 335 normalizado em  $\lambda = 5500 \text{ \AA}$ . S/N = 18

As velocidades radiais foram obtidas aplicando-se a tarefa FXCOR do IRAF. Usamos uma combinação dos espectros medidos para formar um *template*. A correlação cruzada foi aplicada sobre os espectros individuais e o *template*. As regiões a serem correlacionadas foram 4 linhas de Balmer ( $H\beta$ ,  $H\gamma$ ,  $H\delta$  e  $H\epsilon$ ). Usamos um procedimento automático desenvolvido por Leonardo Almeida (comunicação particular) que corrige a velocidade radial dos espectros individuais por deslocamento Doppler ao sistema de referência em repouso. Em cada iteração um *template* de melhor qualidade é obtido com os espectros no sistema em repouso.

A banda 1 do espectro extraído representa o sinal enquanto a banda 4 representa o ruído. Calculamos a sinal/ruído (S/N) em cada pixel dividindo o sinal do espectro pelo ruído do espectro. Finalmente a razão S/N per pixel é obtido calculando a mediana que resulta da divisão. A Fig. 6.12 apresenta os espectros de BUL-SC16 335 em fase e se indica a razão sinal ruído per pixel para cada espectro.

A Fig. 6.13 mostra o ajuste das velocidades radiais usando uma função senoidal com  $K_1 = 62,7 \pm 5,6 \text{ km s}^{-1}$  e  $\gamma = -106,9 \pm 3,7 \text{ km s}^{-1}$ .

As linhas de Balmer foram usadas para determinar os parâmetros atmosféricos da componente primária. Comparamos uma combinação dos espectros observados com

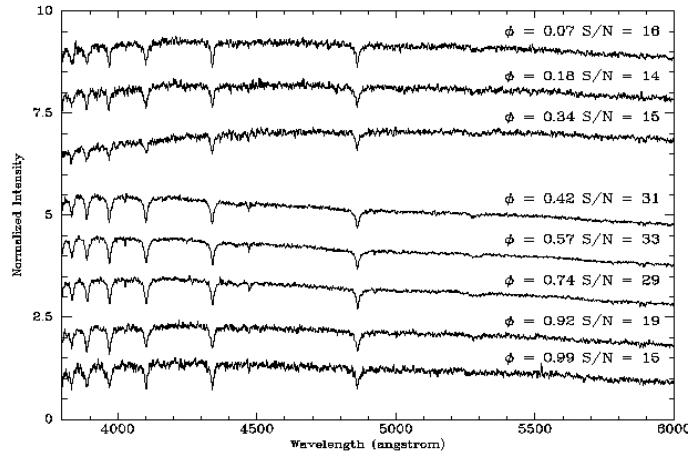


Figura 6.12 - Espectros de BUL-SC16 335 em fase.

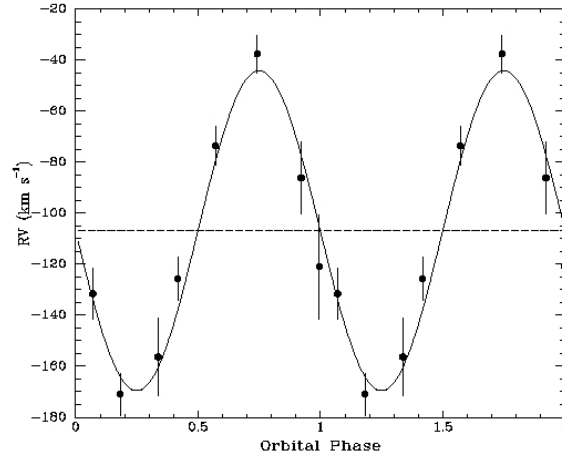


Figura 6.13 - Curva de velocidade radial de BUL-SC16 335.

espectros sintéticos obtidos da interface [The Theossa service \(2012\)](#). Os espectros da componente sdB foram construídos com o modelo de atmosferas em equilíbrio termodinâmico não local TMAP (Tübingen Model-Atmosphere Package). Os modelos cobriam um intervalo de temperaturas 28000 K a 32000 K, com passos de 500 K e com a gravidade superficial  $\log g$  entre 5,0 e 6,0 com passos de 0,1. Os modelos foram calculados com uma atmosfera com  $0,001 \leq n(\text{He})/n(\text{H}) \leq 0,111$ . Os espectros foram normalizados e para convoluí-los usamos a velocidade de rotação projetada  $v \sin i = 63,2 \text{ km s}^{-1}$  e  $\text{FWHM} = 3 \text{ \AA}$ . As linhas de Balmer  $\text{H}\beta$ ,  $\text{H}\gamma$  e  $\text{H}\delta$  dos espectros medidos foram comparadas com os espectros sintéticos para obter  $T = 30000 \pm 500 \text{ K}$ ,  $\log g = 5,5 \pm 0,1$  e  $n(\text{He})/n(\text{H}) = 0,007 \pm 0,01$ . Na Figura 6.14 é mostrado o espectro de BUL-SC16 335 e o espectro sintético.

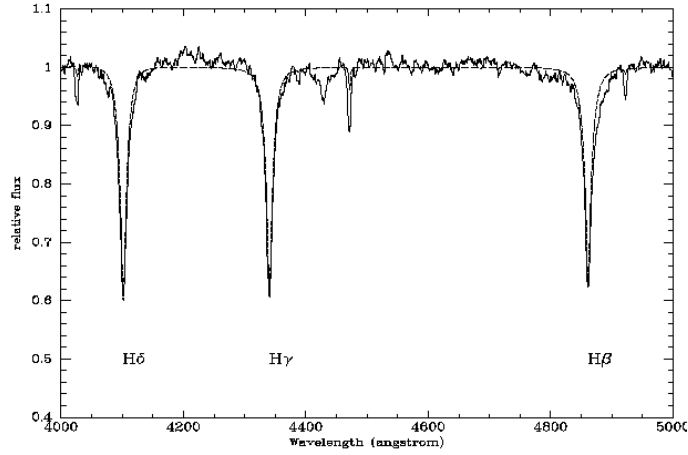


Figura 6.14 - Espectro de BUL-SC16 335 (linha continua) ajustado com um espectro sintético (linha tracejada).

Antes de aplicar o programa W-D otimizado restringimos os possíveis valores de alguns parâmetros com a informação fotométrica e espectroscópica. Um desses parâmetros é a razão de massas  $q$ , cujos limites podem ser estimados a partir da função de massa. Da Equação 2.6 temos:

$$\frac{q^3}{(1+q)^2} = \frac{1}{2\pi G} \frac{P}{m_1} \frac{K_1^3}{\sin^3 i} \quad (6.2)$$

A massa da componente primária  $m_1$  poderia variar entre 0,3 e 0,8  $M_\odot$  segundo Han et al. (2003). Considerando a inclinação da órbita  $74^\circ < i < 90^\circ$  e os valores  $K_1 = 63,2 \text{ km s}^{-1}$  e  $P = 0,125050 \text{ d}$ , obtemos que a razão de massas  $q$  deve estar entre 0,17 e 0,27.

Devido ao período orbital curto supusemos que a órbita é circular ( $e = 0$ ) com envelopes radiativos na componente primária e, portanto, consideramos o expoente de escurecimento de gravidade  $\beta_1 = 1$ . Para a componente secundária consideramos um envelope convectivo e portanto  $\beta_2 = 0,32$  segundo Lucy (1967). Para os albedos das componentes, usamos  $Alb_1$  e  $Alb_2$  como parâmetros livres a serem ajustados pelo modelo.

Selecionamos o modo de operação 2 do modelo W-D aplicável para sistemas separados. Utilizamos o modelo de Diaz-Cordoves e Gimenez (1992) para calcular os coeficientes de escurecimento do limbo interpolando-os com as tabelas de van Hamme (1993). O programa W-D faz o cálculo localmente quando indicamos LD1

= LD2 = -3.

Os resultados do ajuste simultâneo das curvas de luz e da curva de velocidade radial é mostrado na Tabela 6.8. Os raios relativos em unidades do semi-eixo orbital maior  $a$  são apresentados na mesma tabela.

Tabela 6.8 - Parâmetros de BUL-SC16 335

Parâmetros ajustados	
$i(^{\circ})$	$78,6 \pm 3,4$
$T_1$ (K)	$30830 \pm 711$
$T_2$ (K)	$6550 \pm 1860$
$\Omega_1$	$4,43 \pm 1,88$
$\Omega_2$	$2,63 \pm 1,49$
$q$	$0,186 \pm 0,025$
$Alb_1$	$0,6 \pm 0,2$
$Alb_2$	$1,8 \pm 0,5$
$\gamma$ (km s $^{-1}$ )	$76,72 \pm 13,69$
Raios relativos em função da separação $a$	
$r_1$ (pole)	$0,235 \pm 0,014$
$r_1$ (point)	$0,238 \pm 0,014$
$r_1$ (side)	$0,237 \pm 0,014$
$r_1$ (back)	$0,238 \pm 0,014$
$r_2$ (pole)	$0,151 \pm 0,003$
$r_2$ (point)	$0,158 \pm 0,003$
$r_2$ (side)	$0,153 \pm 0,003$
$r_2$ (back)	$0,167 \pm 0,003$
Parâmetros fixos	
$\beta_1$	1,00
$\beta_2$	0,32

Os valores dos albedos  $Alb_1$  e  $Alb_2$  são diferentes do que se esperava. De acordo com Claret (2001) não existe uma explicação simples para esta discrepância: poderia ser devido a dificuldade para calcular os albedos da curva de luz ou a peculiaridades físicas dos sistemas.

Na Figura 6.15, podemos ver a comparação do modelo de albedos de Claret (2001) com a data de albedos empíricos de Rafert e Twigg (1980) para 31 sistemas ajustados com o programa W-D. Para a temperatura de 6300 K aproximadamente o modelo concorda com as observações mas também existem alguns albedos que são muito altos. Na figura aparece a binária separada SZ Cam com  $\log T_{ef} = 4,49$  e  $\log T_{ef} = 4,45$  para as componentes primária e secundária com  $Alb_1 = 0,96$  e  $Alb_2 = 1,51$ . Da



mesma forma, nós obtivemos um valor baixo do albedo para a componente primária e um valor alto para a secundária.

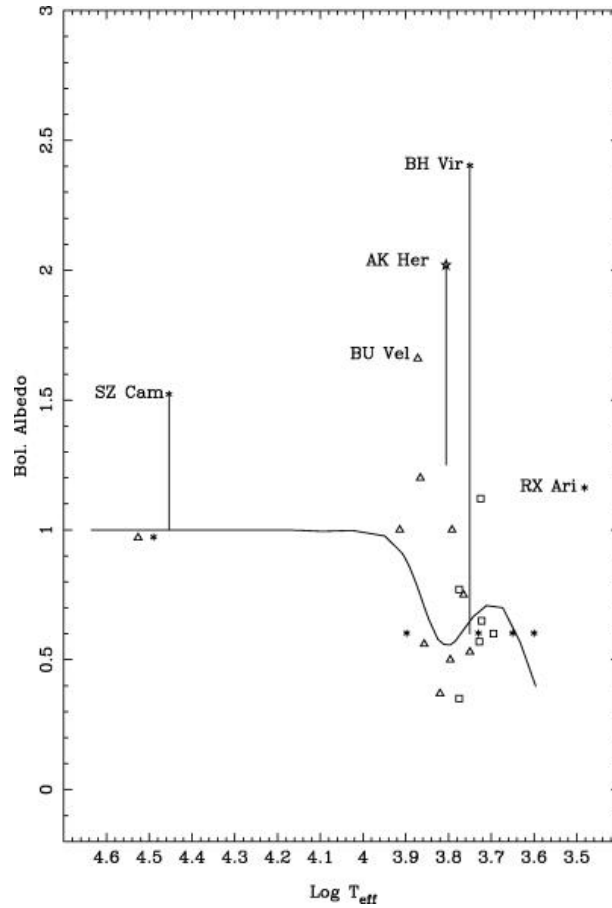


Figura 6.15 - A linha indica o modelo do albedo que varia com a temperatura entre 0,5 e 1,0. Os asteriscos representam sistemas separados, quadrados abertos indicam sistemas semi-separados e triângulos abertos são as binárias de contacto. Os albedos empíricos são de Rafert e Twigg (1980).  
Fonte: Claret (2001).

Vaz (1985) menciona que alguns modelos, entre eles o modelo W-D fazem uma pobre aproximação no cálculo do efeito de reflexão ao considerar a componente mais quente como um ponto.

Outro ponto a levar em conta é que o modelo W-D faz ajustes de curvas de luz considerando  $\log g \leq 5.0$

Com os valores de  $K_1$  e  $P$  calculamos a função de massa segundo a Equação 2.6 , resultando  $f(m) = 6,5 \times 10^{27}$  kg. Do ajuste,  $i$  e  $q$  são obtidos e com o valor de  $f(m)$  proveniente da Equação 2.6 obtemos:  $m_1 = 15 \times 10^{30}$  kg =  $0,77 M_{\odot}$ . A partir de  $q$  a

massa secundária, foi calculada:  $m_2 = 2,8 \times 10^{29} \text{ kg} = 0,142 M_\odot$ . O valor da massa  $m_1$  diverge do valor  $0,5 M_\odot$  que esperávamos. O erro pode vir do cálculo de  $f(m)$  obtido do ajuste.

A partir do ajuste, obtivemos a temperatura da componente primária próxima do valor derivado da análise do espectro.

Da terceira lei de Kepler o valor do semi-eixo é:  $a = 2,0 R_\odot$ .

Com isso, obtemos os valores absolutos dos raios das componentes  $r = R/a$ . A Tabela 6.9 resume os parâmetros das componentes em termos do raio solar.

Tabela 6.9 - Parâmetros fundamentais das componentes

Parâmetro	
$M_1$	$0,77 M_\odot$ .
$M_2$	$0,142 M_\odot$
$R_1$ (pole)	$0,470 R_\odot$
$R_1$ (point)	$0,476 R_\odot$
$R_1$ (side)	$0,474 R_\odot$
$R_1$ (back)	$0,476 R_\odot$
$R_2$ (pole)	$0,302 R_\odot$
$R_2$ (point)	$0,316 R_\odot$
$R_2$ (side)	$0,306 R_\odot$
$R_2$ (back)	$0,334 R_\odot$

A Figura 6.16 apresenta as curvas de luz ajustadas com o modelo W-D otimizado.

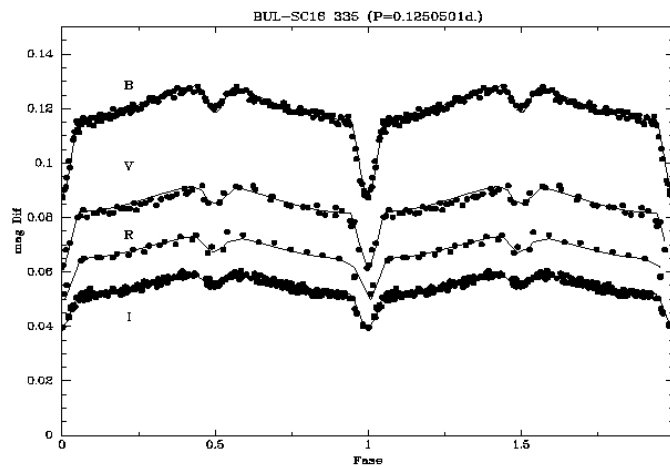


Figura 6.16 - Curvas de luz de BUL-SC16 335 ajustadas.

Vemos que a espectroscopia juntamente com a fotometria foram úteis para estudar o sistema. Estudos de objetos deste tipo podem contribuir para a obtenção dos seus parâmetros estelares e averiguar como será sua evolução. Por exemplo, com os valores de  $T_{ef}$  e  $\log g$  obtidos da espectroscopia podemos repetir a análise de [Edelmann et al. \(2003\)](#) para verificar qual será o caminho evolutivo de BUL-SC16 335.

A componente principal de BUL-SC16 335 é uma sub-anã tipo B. Segundo [Heber \(2009\)](#) esses objetos estão produzindo Hélio no seu interior e no diagrama H-R se encontram no extremo azul do ramo horizontal.

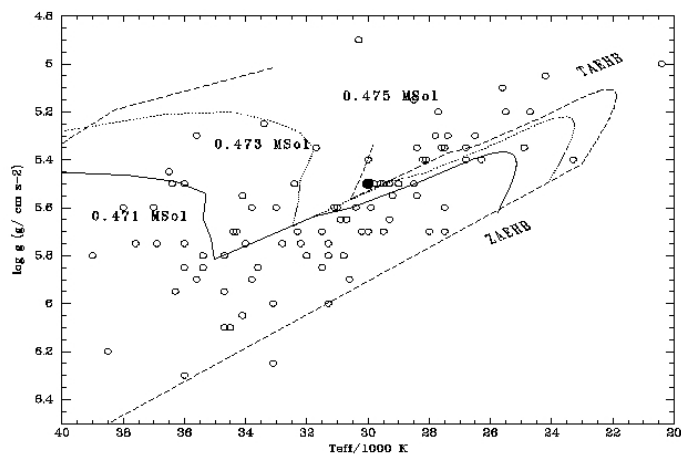


Figura 6.17 - O círculo preto representa BUL-SC16 335 e o caminho evolutivo segundo as propriedades físicas calculadas. Os círculos brancos são outras estrelas tipo sdB. ZAEHB e TAEHB representam o ramo horizontal extremo em idade zero e o ramo horizontal extremo em idade terminal. Os dados da amostra são estrelas sdOB e sdB de [Edelmann et al. \(2003\)](#) e os modelos indicando os caminhos evolutivos é de [Dorman et al. \(1993\)](#).

[Edelmann et al. \(2003\)](#) utilizaram os modelos evolutivos de [Dorman et al. \(1993\)](#) para analisar um conjunto de estrelas tipo sdB com diferentes massas. Na [Figura 6.17](#) os modelos são representados por linhas que indicam os caminhos que devem seguir as estrelas segundo sua massa. Os círculos pequenos representam uma amostra de estrelas tipo sdB de [Edelmann et al. \(2003\)](#). O círculo preto representa BUL-SC16 335, de acordo com o valor dos parâmetros aqui obtidos. Estrelas no extremo ramo horizontal (EHB) têm envelopes muito pequenos para evoluir até o ramo das gigantes assintóticas (AGB). ZAEHB e TAEHB representam o extremo horizontal em idade zero e em idade terminal, respectivamente, e estão indicados na [Figura 6.17](#). Nessa figura se representa o caminho evolutivo de estrelas com 0,471 até 0,475 massas

solares. Os valores de  $\log g$  e  $T_{ef}$  obtidos com o ajuste do espectro deveria posicionar a componente primária de BUL-SC16 335 perto do caminho evolutivo para estrelas com 0,473 massas solares. Esta linha indicaria o possível caminho evolutivo que a componente principal de BUL-SC16 335 poderia seguir.

### 6.3.2 BUL-SC42 2830

Das medidas OGLE obtivemos um período orbital de 0,378 d. A curva de luz é bem assimétrica, com um *hump* e eclipses quase da mesma profundidade. A forma da curva é parecida com a de outras duas binárias conhecidas: V361 Lyr e VSX J052807.9+725606. Da análise fotométrica, [Andronov e Richter \(1987\)](#) concluíram que V361 Lyr poderia ser um sistema binário com transferência de material entre suas componentes. Na Figura 6.18 apresentamos as medidas feitas no OPD/LNA usando 4 bandas (B, V, R e I). Os tempos de mínimo foram interpolados usando polinômios de Legendre, resultando  $T_0 = 2454654,5889 \pm 0,0013$  na banda B e  $T_0 = 2455768,618 \pm 0,039$  na banda I.

A curva na banda I no caso dese objeto, é igual à curva OGLE (ver Figura 5.1(b)) indicando que o fenômeno apresenta as mesmas características para uma mesma banda, embora a curva de luz varie entre uma banda e outra. Note-se que quanto menor é o comprimento de onda, maior é a assimetria na curva de luz. A curva de luz na banda B apresenta um máximo na fase  $\phi = 0,39$  e atinge uma amplitude de 1,52 magnitudes. Nas bandas V, R e I as amplitudes são 0,91, 0,66 e 0,52 mag, respectivamente.

Nos espectros aparecem algumas linhas de emissão de  $H\alpha$  entre as fases 0,95 e 0,20. Não temos um espectro na fase 0,39 para comparar com as curvas de luz. Na Figura 6.19 apresentamos alguns espectros indicando a fase e a relação sinal ruído per pixel.

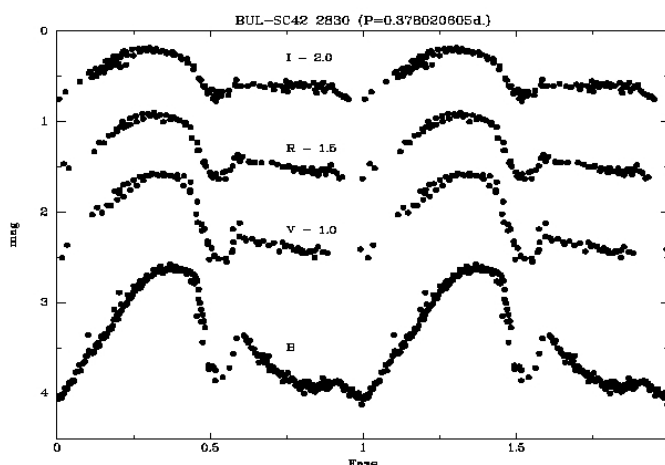


Figura 6.18 - Curva de luz da binária BUL-SC42 2830. As magnitudes estão deslocadas conforme indicado na figura.

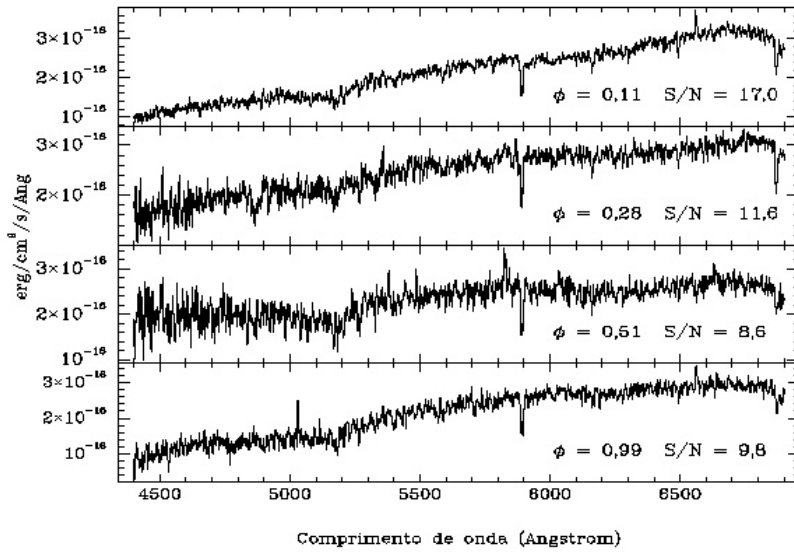


Figura 6.19 - Espectro de BUL-SC42 2830 em quatro fases diferentes. A linha de emissão H $\alpha$  aparece entre as fases  $\phi = 0,95$  e  $0,20$ . Também aparece informação da S/N.

Em vários espectros é evidente a presença de linhas de absorção do tripleto de Magnésio. A Figura 6.20 corresponde ao espectro da binária próximo do eclipse principal, e isso indica que a componente secundária teria um tipo espectral entre G8 e K5.

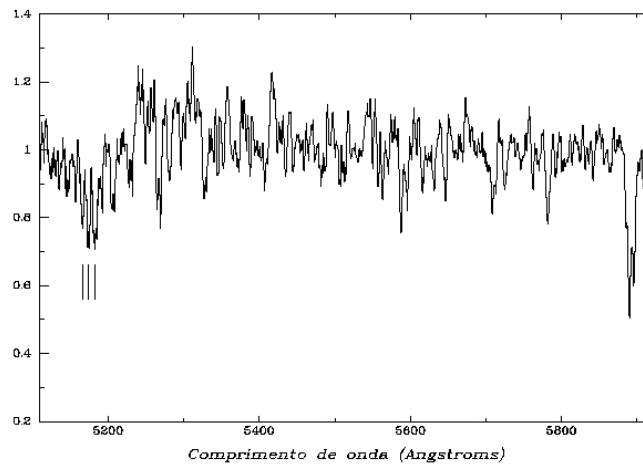


Figura 6.20 - Os espectros de BUL-SC42 2830 apresentam o tripleto de absorção de Mg (5167 Å , 5172 Å e 5183 Å) e S/N = 8,5

Para estimar a temperatura das componentes utilizamos o ULySS (KOLEVA et al., 2009), um programa que calcula os parâmetros atmosféricos: temperatura  $T_{ef}$ , a gravidade superficial  $g$  e a metalicidade  $[Fe/H]$ . Segundo Koleva et al. (2009), o método de ajuste dos parâmetros atmosféricos consiste em minimizar o  $\chi^2$  que resulta de comparar o espectro observado com um modelo. O programa usa diferentes ferramentas para convergir a uma solução. No caso de estrelas do tipo F, G e K o ULySS encontra rapidamente a solução.

Analizamos a precisão do ajuste de ULySS para saber se era ótimo com espectros de qualquer tipo espectral e quanto era o erro na estimativa das temperaturas. Foram gerados alguns espectros utilizando a biblioteca de MILES (Mid-resolution Isaac Newton Telescope Library of Empirical Spectra, Sánchez-Blázquez et al. (2006)). Usamos os parâmetros das Tabelas 15.7 e 15.8 de Cox (2000) para criar espectros com valores típicos de  $T_{ef}$  e  $\log g$  de estrelas do sistema MK de Luminosidade I, III e V. Os espectros criados, de metalicidades diversas foram inseridos no ULySS para serem ajustados. Como resultado do ajuste das temperaturas obtivemos que para estrelas de classe V o maior erro obtido foi de 4,2%. Para espectros de estrelas de classe III, o maior erro foi de 5% e para estrelas de classe I, de 18%. O ajuste das gravidades superficiais e das metalicidades da amostra dos espectros de MILES não teve a mesma precisão que o obtido com as temperaturas. Koleva et al. (2009) analisaram os espectros de 18 estrelas e encontraram uma discrepância significativa na metalicidade de uma estrela. Eles argumentaram que a biblioteca ELODIE tinha só 5 estrelas supergigantes para fazer a interpolação, o que poderia explicar as grandes divergências para estrelas da classe I.

Aplicamos o ULySS nos espectros de BUL-SC42 2830. A Tabela 6.10 apresenta as temperaturas obtidas nos espectros para diferentes fases. A temperatura atinge um máximo de 7872 K próximo do máximo medido na curva de luz na banda B. A temperatura nos eclipses varia em quase 200 K, sendo maior na fase 0,50 quando a componente primária oculta a companheira.

Tabela 6.10 - Temperatura dos espectros de BUL-SC42 2830 estimada com ULySS

Fase	Temperatura (K)
0,20	7726
0,32	7872
0,50	4728
0,95	4551

Os resultados da Tabela 6.10 indicariam que a secundária poderia ser uma estrela K5 enquanto a primária seria uma K2 ou K3.

Note que a curva de luz na banda B cai rapidamente depois de atingir o máximo, fica eclipsada durante a fase 0,5 e continua depois até a fase 0,75. A curva parece com a da variável cataclísmica Z Cha (WOOD et al., 1986), mas o “hump” aparece aqui antes de eclipse secundário.

Com os valores estimados das temperaturas tentamos ajustar a curva de luz com o programa W-D otimizado. Não tivemos êxito na tarefa de obter um ajuste adequado. Testando diversos modelos para ajustar, foi possível estimar alguns valores limites e compará-los com o que se conhece de V361 Lyr. Para isso usamos o modo de operação 4, que considera a primária preenchendo o lobo de Roche. Utilizamos a opção de manchas em nosso modelo supondo uma mancha sobre a componente secundária.

Com o modelo de W-D tentamos aproximar uma curva teórica com o máximo da curva de luz considerando que a latitude da mancha era próxima ao equador da estrela secundária. A longitude da mancha deveria estar entre 30 e 45 graus para produzir o máximo da curva de luz. Para o raio RADSP e a temperatura TEMSP da mancha testamos vários intervalos. O ajuste é muito ruim para  $TEMSP < 8000$  K e melhora para raios maiores que  $10^\circ$ . Na Figura 6.21 apresentamos uma aproximação para reproduzir as curvas observadas. Usamos as bandas B e I para tentar o ajuste.

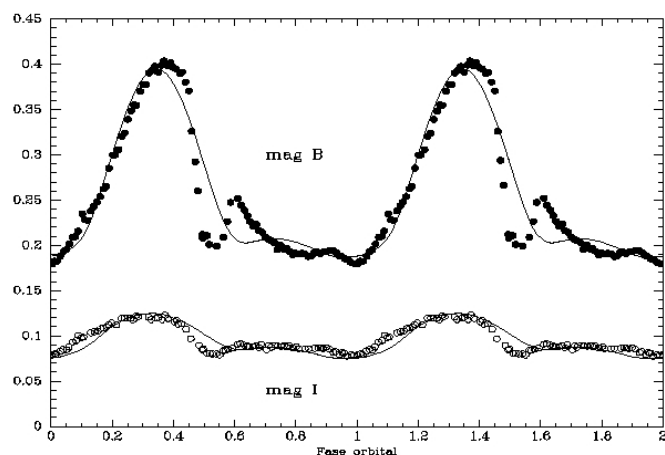


Figura 6.21 - Melhor ajuste de BUL-SC42 2830 usando as bandas B e I. Foi considerado neste sistema uma mancha na estrela secundária com  $TEMPSP = 8016$  K e raio  $RADSP = 19^\circ$ . As linhas contínuas são os ajustes para cada banda e os pontos são as observações.



A seguir apresentamos um resumo das características de BUL-SC42 2830 e dos outros 2 objetos conhecidos.

Tabela 6.11 - Parâmetros dos objetos tipo V361 Lyr

Objeto	Período	Fase do máx	T <sub>1</sub>	T <sub>2</sub>	TEMSP	Ref.
V361 Lyr	0,309	0,35-0,45	6200	4500	10000	1
VSXJ052807.9+725606	0,412	0,38	?	?	?	2
BUL-SC42 2830	0,378	0,35-0,41	4728?	4551?	>7800	3
(1) <a href="#">Hilditch et al. (1997)</a> ; (2) <a href="#">Virnina et al. (2011)</a> ; (3) Este trabalho						

O que torna V361 Lyr interessante é que este objeto tem um período curto da mesma forma que o período de uma binária de contato, apesar de ser uma binária semi-separada, com a componente principal transferindo matéria para a companheira. Uma revisão dos modelos de [Sahade et al. \(1993\)](#) estabelece que os sistemas de contato poderiam se formar a partir de sistemas separados ao perder momento angular. Este evento duraria um tempo menor que o tempo esperado para seu estágio como binária de contato. Isso significa que existe uma baixa probabilidade de encontrar um sistema que esteja tornando-se de contato pela primeira vez.

Os modelos evolutivos indicam que objetos como este poderiam estar oscilando entre fases de contato e de contato interrompido, sendo isso controlado pela perda de momento angular através de freamento magnético ([LUCY; WILSON, 1979](#)).

As características em comum nos dados da Tabela 6.11 parecem indicar que BUL-SC42 2830 seria o terceiro objeto conhecido deste reduzido grupo. Vimos que pelo menos uma das componentes devia ser tipo K5 como ocorre com V361 Lyr e aparentemente também em BUL-SC42 2830. Estudos que verifiquem como seu período orbital varia com o tempo poderiam indicar se o objeto está aproximando-se a uma configuração de um sistema de contato.

[Virnina et al. \(2011\)](#) acreditam que as temperaturas e massas das componentes de VSXJ052807.9+725606 não são muito diferentes. Aparentemente isso ocorre também em BUL-SC42 2830. Determinar as propriedades destes e de outros novos objetos será necessário para saber se estes sistemas podem existir em uma faixa grande de massas e temperaturas ou se estão restritas a um determinado valor de massa. Dessa forma, os períodos devem ser curtos e não diferir muito entre um sistema e outro.



## 7 CONCLUSÕES E PERSPECTIVAS

Neste trabalho desenvolvemos um procedimento para obter os parâmetros das binárias eclipsantes utilizando o modelo W-D otimizado com 2 algoritmos de minimização: o algoritmo genético Pikaia e o amoeba.

O objetivo inicial deste trabalho era desenvolver um procedimento automático para ajustar as curvas de luz de OGLE-2MASS usando o modelo W-D. No caminho encontramos dificuldades para fazer a automatização desejada. Um procedimento automático ideal deveria ser capaz de distinguir entre os diferentes tipos de binárias eclipsantes (separada, semi-separada ou de contato) e identificar certas peculiaridades da curva de luz (manchas, órbita excêntrica, efeito de reflexão, por exemplo) e analisar a qualidade dos resultados. Os procedimentos "automáticos" conhecidos até agora fazem algumas suposições para reduzir a complexidade do problema (órbitas circulares, sistemas separados, massas iguais, assumir um valor da temperatura da componente principal, por exemplo). Ainda não existe um procedimento totalmente automático para aplicar em binárias eclipsantes que leve em conta a variedade de curvas de luz apresentada por estes objetos. Nosso modelo otimizado do código W-D pode ser aplicado para diferentes tipos de binárias eclipsantes, no entanto, o usuário deve ainda escolher o modo de operação a ser aplicado.

Foram realizadas tentativas no sentido de restringir os valores das temperaturas das componentes dos sistemas binários através da construção de SEDs a partir de dados OGLE-2MASS e levando em conta a extinção do campo. As estimativas desses valores de temperaturas são úteis para restringir o espaço de parâmetros. O método utilizado foi efetivo em apenas 30% dos casos. O fato de alguns campos serem muito ricos em objetos pode ter levado a estimativas incorretas de SEDs. Outra possível explicação é a existência de erros no próprio método.

Aplicamos o modelo W-D otimizado em uma amostra de binárias OGLE com contrapartida 2MASS. Foram tratados os casos de sistemas separados, semi-separados e de contato. BUL-SC1 53 é uma binária do tipo separado e nossos resultados confirmam que as suas componentes apresentam diferentes regimes de transporte de energia entre suas camadas. BUL-SC6 662 é do tipo semi-separado e a razão de massas obtida indica que esta deve estar na mesma condição de Algol, com a componente massiva menos evoluída. Não temos evidência de que esteja ocorrendo transferência de matéria entre as componentes. Acreditamos que observações contínuas desse sistema poderia dar algum indício disso. BUL-SC13 718 é outro sistema separado, assim como o primeiro sistema citado, mas os resultados não indicam claramente

que as componentes tenham envelopes radiativo ou convectivo. Um outro objeto estudado foi BUL-SC42 3769, um sistema tipo W UMa com a componente primária mais massiva; pela temperatura da primária que obtivemos, esta deve ser do tipo espectral A, diferente das W UMa tipo W, que são relativamente mais frias.

Já BUL-SC16 335 é uma binária do tipo sdB que foi estudada em mais detalhe utilizando fotometria e espectroscopia por nós coletados. Comparamos seus espectros com espectros sintéticos para determinar a temperatura da componente primária. Obtivemos a curva de velocidade radial da componente sub-anã e, juntamente com a fotometria, conseguimos determinar os parâmetros do sistema. Binárias como BUL-SC16 335 não são muito comuns, considerando o processo evolutivo das sub-anãs tipo B. Os valores de albedo obtidos foram diferentes dos valores esperados pelos modelos teóricos. É provável que o modelo W-D apresente limitações para reproduzir a curva de luz observada, principalmente em casos onde existam sistemas com reflexão intensa. Os estudos de Claret (2001) parecem reforçar essa possibilidade.

Outra binária que estudamos com fotometria e espectroscopia coletados por nós foi BUL-SC42 2830. A fotometria indica a ocorrência de processos de transferência de matéria entre as componentes. Os espectros indicam que as componentes não são muito diferentes em tipo espectral. Não conseguimos obter os valores dos parâmetros desse sistema binário, mas temos indícios de que BUL-SC42 2830 seria parecido com V361 Lyr, uma binária semi-separada que estaria oscilando entre fases de contato e de contato interrompido. Para tentar reproduzir sua curva de luz foi utilizado o modelo W-D considerando a presença de uma mancha na estrela secundária. A intensidade do hump nesse sistema parece ser maior que em V361 Lyr, onde foi usado um modelo baseado em manchas estelares. Uma alternativa seria considerar que a secundária possui um disco e usar um modelo existente na literatura. BUL-SC16 335 e BUL-SC42 2830 são bons alvos para estudos futuros mais detalhados.

Além dos objetos estudados neste trabalho existem outras binárias que foram encontrados em nosso trabalho de mestrado e doutorado que merecem ser estudadas em mais detalhe. Objetos como BUL-SC3 1179, BUL-SC16 952 e BUL-SC33 94 apresentam características na curva de luz que sugerem a presença de manchas nas componentes. Outros sistemas como BUL-SC9 283,

Além de verificar a existência de erros no método utilizado para restringir as temperaturas e corrigí-los, tornando possível a automatização do processo para obter os parâmetros das binárias, uma tarefa futura poderia ser adaptar o modelo para receber e analisar dados de outros surveys, em outras bandas.

## REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- ALMEIDA, L. A.; JABLONSKI, F.; TELLO, J.; RODRIGUES, C. V. A photometric and spectroscopic study of NSVS 14256825: the second sdOB+dM eclipsing binary. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 423, p. 478–485, jun 2012. 31, 33
- ANDRONOV, I. L.; RICHTER, G. A. V 361 Lyrae - an exotic binary system with a 'hot spot' between the components? **Astronomische Nachrichten**, v. 308, p. 235–238, 1987. 59
- BATTEN, A. H. **Binary and multiple systems of stars**. UK: Pergamon Press, 1973. 278p. 7
- CARDELLI, J. A.; CLAYTON, G. C.; MATHIS, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **Astrophysical Journal**, v. 345, p. 245–256, oct 1989. 18, 25
- CHAMBLISS, C. R.; LEUNG, K.-C. The early-type semidetached system SX Aurigae. **Astrophysical Journal**, v. 228, p. 828–837, mar 1979. 29
- CHARBONNEAU, P. Genetic algorithms in astronomy and astrophysics. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 101, p. 309–334, dec 1995. 23
- CHARBONNEAU, P.; TOMCZYK, S.; SCHOU, J.; THOMPSON, M. J. The Rotation of the Solar Core Inferred by Genetic Forward Modeling. **Astrophysical Journal**, v. 496, p. 1015–1030, mar 1998. 24
- CHRISTOPOULOU, P.-E.; PARAGEORGIOU, A.; CHRYSOPOULOS, I. First Modern Photometric Investigation of the Puzzling W UMa Type Close Binary System of TZ Bootis. **Astronomical Journal**, v. 142, p. 99, oct 2011. 49
- CLARET, A. The evolution of the theoretical bolometric albedo in close binary systems. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 327, p. 989–994, nov 2001. 54, 55
- CLAUSEN, J. V. Eclipsing binaries as precise standard candles. **New Astronomy Review**, v. 48, p. 679–685, 2004. 1
- COOK, K. H.; ALCOCK, C.; ALLSMAN, H. A.; AXELROD, T. S.; FREEMAN, K. C.; PETERSON, B. A.; QUINN, P. J.; RODGERS, A. W.; BENNETT, D. P.; REIMANN, J.; GRIEST, K.; MARSHALL, S. L.; PRATT, M. R.; STUBBS,

C. W.; SUTHERLAND, W.; WELCH, D. L. Variable Stars in the MACHO Collaboration Database. In: **ASTROPHYSICAL APPLICATIONS OF STELLAR PULSATION**, 1995, Cape Town, South Africa. **Proceedings...** San Francisco, USA: Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 1995. v. 83, p. 221–231. [2](#)

COX, A. N. **Allen’s astrophysical quantities**. USA: New York, Springer-Verlag, 2000. 720p. [61](#)

DENIS Consortium. The DENIS database (DENIS Consortium, 2005). **VizieR Online Data Catalog**, 2005. [39](#)

DEVOR, J. Solutions for 10,000 Eclipsing Binaries in the Bulge Fields of OGLE II Using DEBiL. **Astrophysical Journal**, v. 628, p. 411–425, 2005. [3](#), [4](#), [42](#)

DIAZ-CORDOVES, J.; GIMENEZ, A. A new nonlinear approximation to the limb-darkening of hot stars. **Astronomy and Astrophysics**, v. 259, p. 227–231, jun 1992. [9](#), [53](#)

DOKKUM, P. G. van. Cosmic-Ray Rejection by Laplacian Edge Detection. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 113, p. 1420–1427, nov 2001. [33](#)

DORMAN, B.; ROOD, R. T.; O’CONNELL, R. W. Ultraviolet Radiation from Evolved Stellar Populations. I. Models. **Astrophysical Journal**, v. 419, p. 596–614, dec 1993. [57](#)

DWORETSKY, M. M. A period-finding method for sparse randomly spaced observations of ‘How long is a piece of string?’. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 203, p. 917–924, jun 1983. [26](#)

EDELMANN, H.; HEBER, U.; HAGEN, H.-J.; LEMKE, M.; DREIZLER, S.; NAPIWOTZKI, R.; ENGELS, D. Spectral analysis of sdB stars from the Hamburg Quasar Survey. **Astronomy and Astrophysics**, v. 400, p. 939–950, mar 2003. [57](#)

FEKEL JR., F. C. The properties of close multiple stars. **Astrophysical Journal**, v. 246, p. 879–898, jun 1981. [8](#)

FLOWER, P. J. Transformations from Theoretical Hertzsprung-Russell Diagrams to Color-Magnitude Diagrams: Effective Temperatures, B-V Colors, and Bolometric Corrections. **Astrophysical Journal**, v. 469, p. 355, sep 1996. [18](#)

HAKALA, P. J. Accretion stream mapping in eclipsing polars. an application of mem and genetic optimisation. **Astronomy and Astrophysics**, v. 296, p. 164–168, apr 1995. 24

HAN, Z.; PODSIADLOWSKI, P.; MAXTED, P. F. L.; MARSH, T. R. The origin of subdwarf B stars - II. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 341, p. 669–691, may 2003. 53

HEBER, U. Hot Subdwarf Stars. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 47, p. 211–251, sep 2009. 57

HILDITCH, R. W.; CAMERON, A. C.; HILL, G.; BELL, S. A.; HARRIES, T. J. Spectroscopy and eclipse-mapping of the mass-exchanging binary star V361 LYR. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 291, p. 749, nov 1997. 63

HILDITCH, R. W.; HOWARTH, I. D.; HARRIES, T. J. Forty eclipsing binaries in the Small Magellanic Cloud: fundamental parameters and Cloud distance. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 357, p. 304–324, fev. 2005. 1

HILL, G.; HUTCHINGS, J. B. The Synthesis of Close-Binary Light Curves. I. The Reflection Effect and Distortion in Algol. **Astrophysical Journal**, v. 162, p. 265–280, oct 1970. 19

JANG, R. **Introduction to intelligent Computing (CS4601)**. Dec 2012. Disponível em:  
<<http://neural.cs.nthu.edu.tw/jang/courses/cs4601/simplex.htm>>.  
Acesso em: 06/12/2012. 21

KALLRATH, J.; MILONE, E. F. **Eclipsing Binary Stars: Modeling and Analysis**. New York: Springer-Verlag, 2009. 427p. 11

KENNELLY, E. J.; WALKER, G. A. H.; CATALA, C.; FOING, B. H.; HUANG, L.; JIANG, S.; HAO, J.; ZHAI, D.; ZHAO, F.; NEFF, J. E.; HOUEBINE, E. R.; GHOSH, K. K.; CHARBONNEAU, P. The oscillation modes of  $\theta^2$  Tauri. Results from the 1992 MUSICOS campaign. **Astronomy and Astrophysics**, v. 313, p. 571–580, sep 1996. 24

KLINGLESMTIH, D. A.; SOBIESKI, S. Nonlinear Limb Darkening for Early-Type Stars. **Astronomical Journal**, v. 75, p. 175–181, mar 1970. 9

- KOCH, D.; BORUCKI, W.; BASRI, G.; BROWN, T.; CALDWELL, D.; CHRISTENSEN-DALSGAARD, J.; COCHRAN, W.; DUNHAM, E.; GAUTIER, T. N.; GEARY, J.; GILLILAND, R.; JENKINS, J.; KONDO, Y.; LATHAM, D.; LISSAUER, J.; MONET, D. The Kepler Mission: Astrophysics and Eclipsing Binaries. **Astrophysics and Space Science**, v. 304, p. 391–395, aug 2006. [2](#)
- KOLEVA, M.; PRUGNIEL, P.; BOUCHARD, A.; WU, Y. ULYSS: a full spectrum fitting package. **Astronomy and Astrophysics**, v. 501, p. 1269–1279, jul 2009. [17](#), [61](#)
- KOPAL, Z. The classification of close binary systems. **Annales d’Astrophysique**, v. 18, p. 379–428, jan 1955. [6](#)
- \_\_\_\_\_. **Close binary systems**. UK: The International Astrophysics Series, 1959. 558p. [5](#), [19](#)
- KWEE, K. K.; WOERDEN, H. van. A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable. **Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands**, v. 12, p. 327–330, may 1956. [50](#)
- LANG, M. J. Optimising TeV Gamma-Ray Selection Using a Genetic Algorithm. **Irish Astronomical Journal**, v. 22, p. 167–170, jul 1995. [24](#)
- LAZIO, T. J. Genetic Algorithms, Pulsar Planets, and Ionized Interstellar Microturbulence. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 109, p. 1068, sep 1997. [24](#)
- LEE, C.-U.; KIM, S.-L.; LEE, J. W.; KIM, C.-H.; JEON, Y.-B.; KIM, H.-I.; YOON, J.-N.; HUMPHREY, A. V994 Herculis: the multiple system with a quadruple-lined spectrum and a double eclipsing feature. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 389, p. 1630–1636, oct 2008. [8](#)
- LUCY, L. B. Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes. **Zeitschrift fur Astrophysics**, v. 65, p. 89–92, 1967. [9](#), [40](#), [53](#)
- \_\_\_\_\_. The Light Curves of W Ursae Majoris Stars. **Astrophysical Journal**, v. 153, p. 877–884, sep 1968. [19](#)
- LUCY, L. B.; WILSON, R. E. Observational tests of theories of contact binaries. **Astrophysical Journal**, v. 231, p. 502–513, jul 1979. [63](#)
- MACERONI, C. Binaries as Astrophysical Laboratories: an Overview. In: ASTROPHYSICS OF VARIABLE STARS, 2005, Pécs, Hungary. **Proceedings...**



San Francisco, USA: Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 2006.  
v. 349, p. 41–54. [1](#), [2](#), [12](#), [13](#)

MATHIEU, R. D. Pre-Main-Sequence Binary Stars. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 32, p. 465–530, 1994. [1](#)

METCALFE, T. S. Genetic-Algorithm-based Light-Curve Optimization Applied to Observations of the W Ursae Majoris Star BH Cassiopeiae. **Astronomical Journal**, v. 117, p. 2503–2510, may 1999. [24](#), [41](#)

MICHEL, E.; AUVERGNE, M.; BAGLIN, A.; CATALA, C.; The CoRoT Team. Stellar variability from space with CoRoT: pulsation and binarity. In: TIDAL EVOLUTION AND OSCILLATIONS IN BINARY STARS, 2004, Granada, Spain. **Proceedings...** San Francisco, USA: Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 2005. v. 333, p. 264–269. [2](#)

MOCHNACKI, S. W.; DOUGHTY, N. A. A model for the totally eclipsing W Ursae Majoris system AW UMa. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 156, p. 51–56, 1972a. [19](#)

\_\_\_\_\_. Models for five W Ursae Majoris systems. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 156, p. 243–252, 1972b. [19](#)

NELDER, J. A.; MEAD, R. A Simplex method for function minimization. **Computer Journal**, v. 7, p. 308–313, 1965. [21](#)

POLS, O. R.; SCHRÖDER, K.-P.; EGGLETON, P.; HURLEY, J.; TOUT, C. Critical Tests of Stellar Evolution by Means of Eclipsing Binaries and Open Clusters. In: STELLAR STRUCTURE: THEORY AND TEST OF CONNECTIVE ENERGY TRANSPORT, 1998, Granada, Spain. **Proceedings...** San Francisco, USA: Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 1999. v. 173, p. 261–264. [1](#)

POLUBEK, G.; PIGULSKI, A.; BARAN, A.; UDALSKI, A. BUL–SC16 335: A New Eclipsing Pre-Cataclysmic Binary with a Very Short Orbital Period. In: 15TH EUROPEAN WORKSHOP ON WHITE DWARFS, 2006, Leicester, UK. **Proceedings...** San Francisco, USA: Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 2007. v. 372, p. 487–490. [50](#)

PRESS, W. H.; FLANNERY, B. P.; TEUKOLSKY, S. A. **Numerical recipes. The art of scientific computing**. UK: Cambridge: University Press, 1986. 818p. [25](#)

- PRŠA, A. **PHOEBE Scientific Reference**. Jan 2006. Disponível em:  
<[http://phoebe.fiz.uni-lj.si/docs/phoebe\\_science.ps.gz](http://phoebe.fiz.uni-lj.si/docs/phoebe_science.ps.gz)>. Acesso em:  
27/10/2012. 15
- PRŠA, A.; ZWITTER, T. A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives. **Astrophysical Journal**, v. 628, p. 426–438, jul 2005. 17, 19
- \_\_\_\_\_. Pipeline Reduction of Binary Light Curves from Large-Scale Surveys. In: IAU SYMPOSIUM, 2006, Prague, Czech Republic. **Proceedings...** Cambridge University Press, UK: Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 2007. v. 240, p. 217–229. 3
- PRUGNIEL, P.; SOUBIRAN, C.; KOLEVA, M.; BORGNE, D. L. New release of the ELODIE library: Version 3.1. **ArXiv Astrophysics e-prints**, mar. 2007. 17
- RAFERT, J. B.; TWIGG, L. W. Observational determination of the gravity darkening exponent and bolometric albedo for close binary star systems. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 193, p. 79–86, oct 1980. 54, 55
- RIBAS, I. Binaries as Astrophysical Laboratories: Open Questions. In: ASTROPHYSICS OF VARIABLE STARS, 2005, Pécs, Hungary. **Proceedings...** San Francisco, USA: Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 2006. v. 349, p. 55–70. 1
- RUCIŃSKI, S. M. The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes. **Acta Astronomica**, v. 19, p. 245, 1969. 48
- \_\_\_\_\_. The W UMa-type Systems as Contact Binaries. I. Two Methods of Geometrical Elements Determination. Degree of Contact. **Acta Astronomica**, v. 23, p. 79, 1973. 49
- \_\_\_\_\_. Contact Binaries of the W UMa Type as Distance Tracers. **Highlights of Astronomy**, v. 13, p. 458, jan 2005. 2
- RUSSELL, S. C.; DOPITA, M. A. Abundances of the heavy elements in the Magellanic Clouds. II – H II regions and supernova remnants. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 74, p. 93–128, sep 1990. 1
- SAHADE, J.; MCCLUSKEY, G. E.; KONDO, Y. **The realm of interacting binary stars**. New York: Dordrecht: Kluwer, 1993. 452p. 63

SÁNCHEZ-BLÁZQUEZ, P.; PELETIER, R. F.; JIMÉNEZ-VICENTE, J.; CARDIEL, N.; CENARRO, A. J.; FALCÓN-BARROSO, J.; GORGAS, J.; SELAM, S.; VAZDEKIS, A. Medium-resolution Isaac Newton Telescope library of empirical spectra. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 371, p. 703–718, sep 2006. 61

SCHULTHEIS, M.; GANESH, S.; GLASS, I. S.; OMONT, A.; ORTIZ, R.; SIMON, G.; LOON, J. T. van; ALARD, C.; BLOMMAERT, J. A. D. L.; BORSENBERGER, J.; FOUQUÉ, P.; HABING, H. J. DENIS and ISOGAL properties of variable star candidates in the Galactic Bulge. **Astronomy and Astrophysics**, v. 362, p. 215–222, oct 2000. 39

SEATON, M. J. Interstellar extinction in the uv. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 187, p. 73P–76P, jun 1979. 18, 25

SKOPAL, A. Notices to investigation of symbiotic binaries. II. Reconstruction of the spectral energy distribution. **Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso**, v. 31, p. 119–128, oct 2001. 18

\_\_\_\_\_. Disentangling the composite continuum of symbiotic binaries. I. S-type systems. **Astronomy and Astrophysics**, v. 440, p. 995–1031, sep 2005. 26

SKRUTSKIE, M. F.; CUTRI, R. M.; STIENING, R.; WEINBERG, M. D.; SCHNEIDER, S.; CARPENTER, J. M.; BEICHMAN, C.; CAPPAS, R.; CHESTER, T.; ELIAS, J.; HUCHRA, J.; LIEBERT. 3

SUMI, T. Extinction map of the Galactic centre: OGLE-II Galactic bulge fields. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 349, p. 193–204, 2004. 18, 25, 27, 37

TELLO, J. **Procura de binárias eclipsantes na direção do bojo da Galáxia com dados OGLE-II e 2MASS**. 143 p. (INPE-14603-TDI/1183). Dissertação (Mestrado em Astrofísica) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2006. Disponível em: <<http://urlib.net/sid.inpe.br/mtc-m17@80/2007/01.17.16.03>>. Acesso em: 27/10/2012. 3

TERRELL. **Physical Classification**. May 2001. Disponível em: <<http://www.boulder.swri.edu/~terrell/talks/aavso2001/frame03.html>>. Acesso em: 23/11/2012. 6, 7

TERRELL, D.; WILSON, R. E. The photometric elements of XZ Canis Minoris. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 102, p. 646–648, jun 1990. 29

The Theossa service. **TheoSSA Web Interface**. Heidelberg, Germany, 2012. Disponível em: <<http://dc.zah.uni-heidelberg.de/theossa/q/web/form>>. Acesso em: 30/11/2012. 52

UDALSKI, A.; SZYMANSKI, M.; KALUZNY, J.; KUBIAK, M.; MATEO, M. The Optical Gravitational Lensing Experiment. **Acta Astronomica**, v. 42, p. 253–284, 1992. 2

van HAMME, W. New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves. **Astronomical Journal**, v. 106, p. 2096–2117, nov 1993. 28, 53

VAZ, L. P. R. The reflection effect in eclipsing binary systems. **Astrophysics and Space Science**, v. 113, p. 349–364, jul. 1985. 55

VIRNINA, N. A.; ANDRONOV, I. L.; ANTONYUK, K. A. Photometric study of the unusual binary system VSX j052807.9 + 725606. **Astrophysics**, v. 54, p. 392–402, sep 2011. 63

VizieR Service. **VizieR Service**. Heidelberg, Germany, 2012. Disponível em: <<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>>. Acesso em: 30/11/2012. 42

von Zeipel, H. The radiative equilibrium of a rotating system of gaseous masses. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 84, p. 665–683, 1924. 9, 40

WAHDE, M. Determination of orbital parameters of interacting galaxies using a genetic algorithm. Description of the method and application to artificial data. **Astronomy and Astrophysic Supplement**, v. 132, p. 417–429, nov 1998. 24

WALKER, A. R. The Large Synoptic Survey Telescope (LSST) and its Impact on Variable Star Research. **Memorie della Societa Astronomica Italiana**, v. 74, p. 999–1003, 2003. 2

WERNER, M. W.; ROELLIG, T. L.; LOW, F. J.; RIEKE, G. H.; RIEKE, M.; HOFFMANN, W. F.; YOUNG, E.; HOUCK, J. R.; BRANDL, B.; FAZIO, G. G.; HORA, J. L.; GEHRZ, R. D.; HELOU, G.; SOIFER, B. T.; STAUFFER, J.; KEENE, J.; EISENHARDT, P.; GALLAGHER, D.; GAUTIER, T. N.; IRACE, W.; LAWRENCE, C. R.; SIMMONS, L.; CLEVE, J. E. V.; JURA, M.; WRIGHT,

E. L.; CRUIKSHANK, D. P. The Spitzer Space Telescope Mission. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 154, p. 1–9, sep 2004. 39

WILSON, R. E.; DEVINNEY, E. J. Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni. **Astrophysical Journal**, v. 166, p. 605–619, 1971. 3, 4, 5, 19

WILSON, R. E.; van HAMME, W. **Computing Binary Star Observables**. 2005. Disponível em: <<ftp://ftp.astro.ufl.edu/pub/wilson>>. Acesso em: 27/11/2006. 14, 20

WOOD, J.; HORNE, K.; BERRIMAN, G.; WADE, R.; O'DONOGHUE, D.; WARNER, B. High-speed photometry of the dwarf nova Z Cha in quiescence. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 219, p. 629–655, apr 1986. 62

WOOD, J. H.; ZHANG, E.-H.; ROBINSON, E. L. HW Virginis - A short period eclipsing binary containing an sdB star. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 261, p. 103–112, mar 1993. 50

WRIGHT, E. L.; EISENHARDT, P. R. M.; MAINZER, A. K.; RESSLER, M. E.; CUTRI, R. M.; JARRETT, T.; KIRKPATRICK, J. D.; PADGETT, D.; MCMILLAN, R. S.; SKRUTSKIE, M.; STANFORD, S. A.; COHEN, M.; WALKER, R. G.; MATHER, J. C.; LEISAWITZ, D.; GAUTIER III, T. N.; MCLEAN, I.; BENFORD, D.; LONSDALE, C. J.; BLAIN, A.; MENDEZ, B.; IRACE, W. R.; DUVAL, V.; LIU, F.; ROYER, D.; HEINRICHSEN, I.; HOWARD, J.; SHANNON, M.; KENDALL, M.; WALSH, A. L.; LARSEN, M.; CARDON, J. G.; SCHICK, S.; SCHWALM, M.; ABID, M.; FABINSKY, B.; NAES, L.; TSAI, C.-W. The Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE): Mission Description and Initial On-orbit Performance. **Astronomical Journal**, v. 140, p. 1868–1881, dec 2010. 39

WYITHE, J. S. B.; WILSON, R. E. Photometric Solutions for Detached Eclipsing Binaries: Selection of Ideal Distance Indicators in the Small Magellanic Cloud. **Astrophysical Journal**, v. 559, p. 260–274, sep 2001. 3



# SED OGLE-2MASS AJUSTADAS

## A.1 SED de binárias eclipsantes tipo Algol

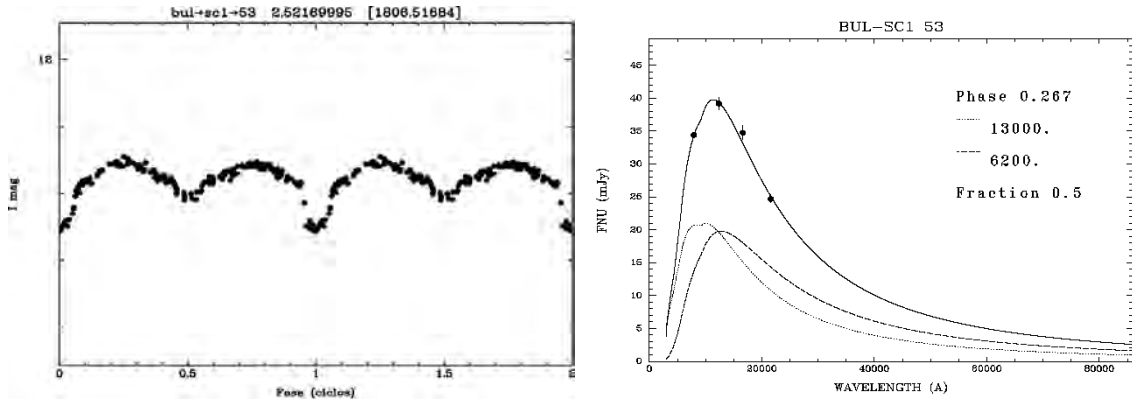


Figura A.1 - BUL-SC1 53

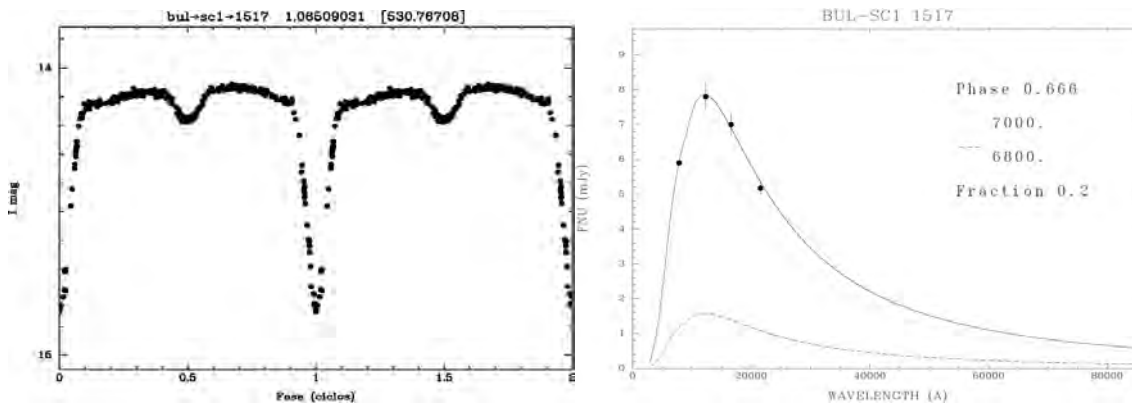


Figura A.2 - BUL-SC1 1517

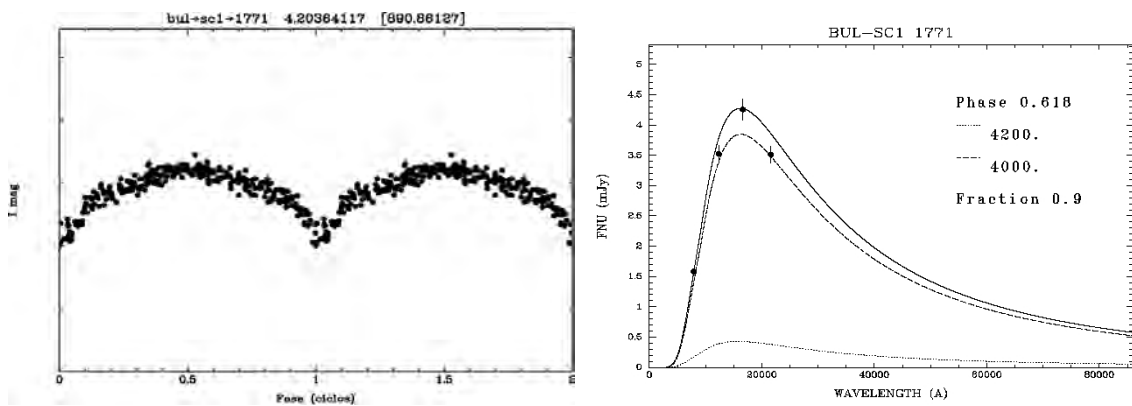


Figura A.3 - BUL-SC1 1771

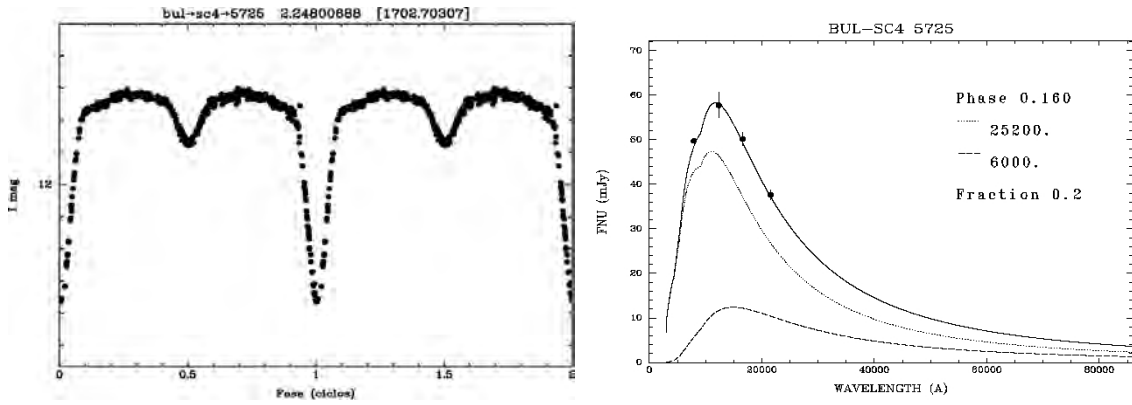


Figura A.4 - BUL-SC4 5725

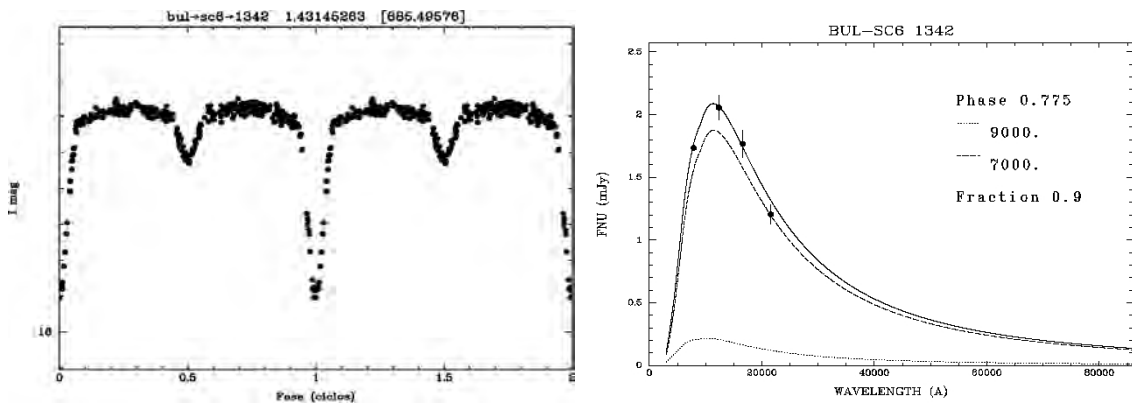


Figura A.5 - BUL-SC6 1342

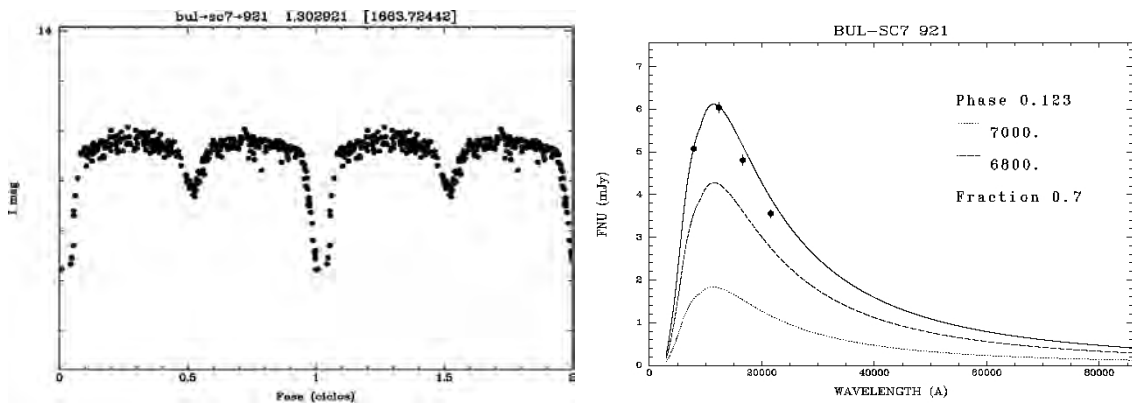


Figura A.6 - BUL-SC7 921



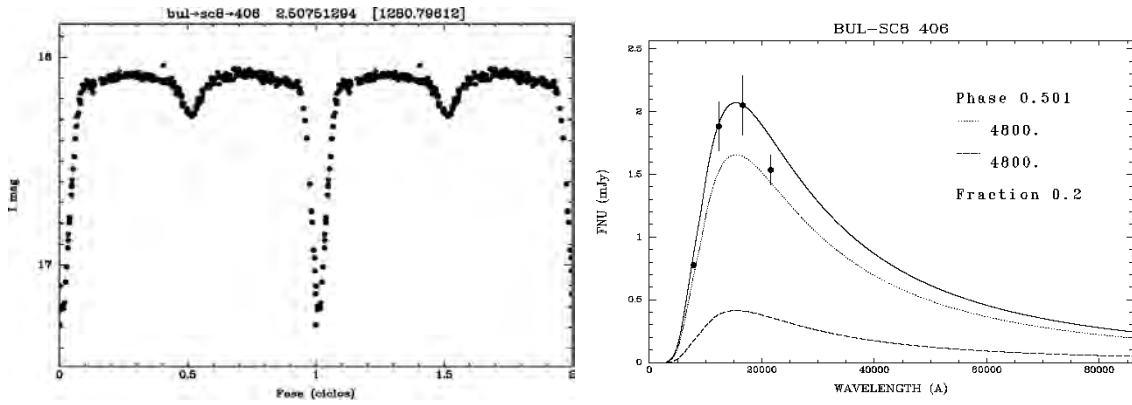


Figura A.7 - BUL-SC8 406

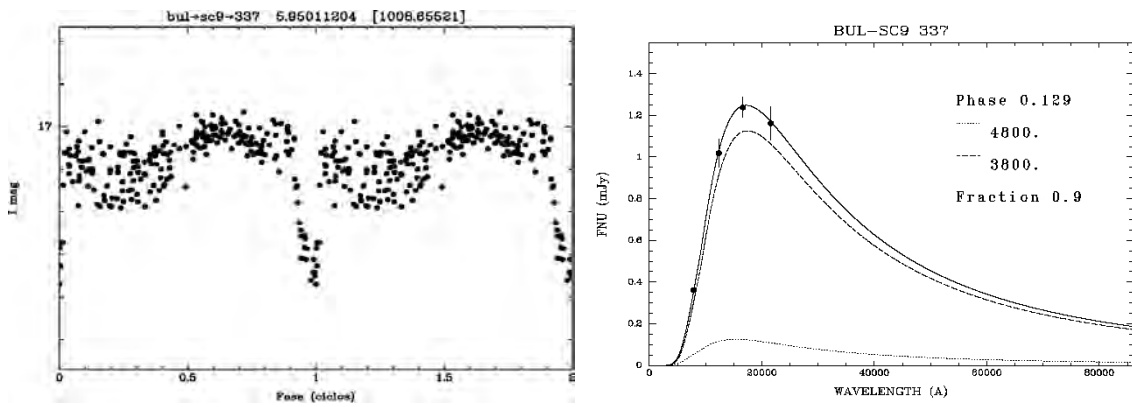


Figura A.8 - BUL-SC9 337

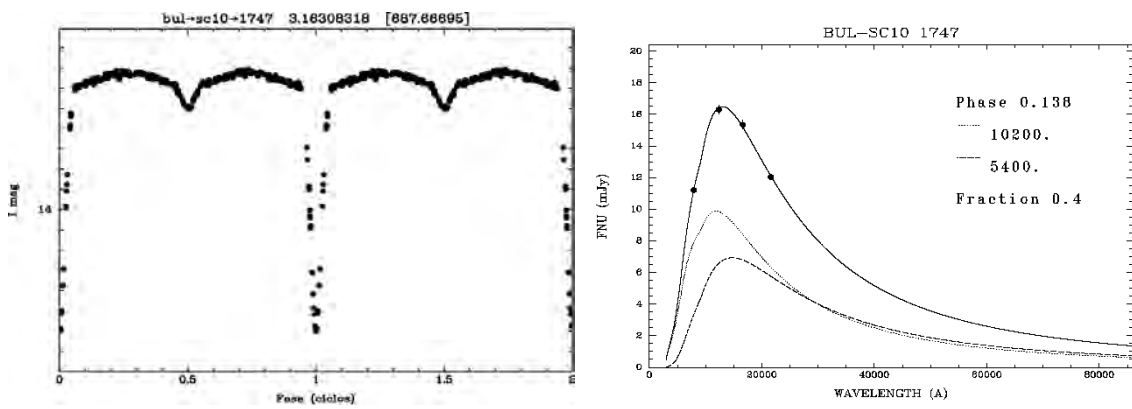


Figura A.9 - BUL-SC10 1747

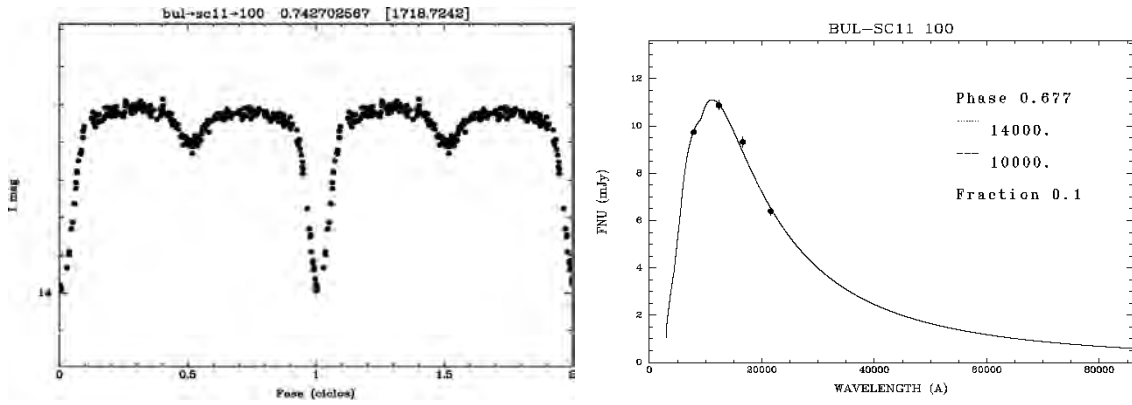


Figura A.10 - BUL-SC11 100

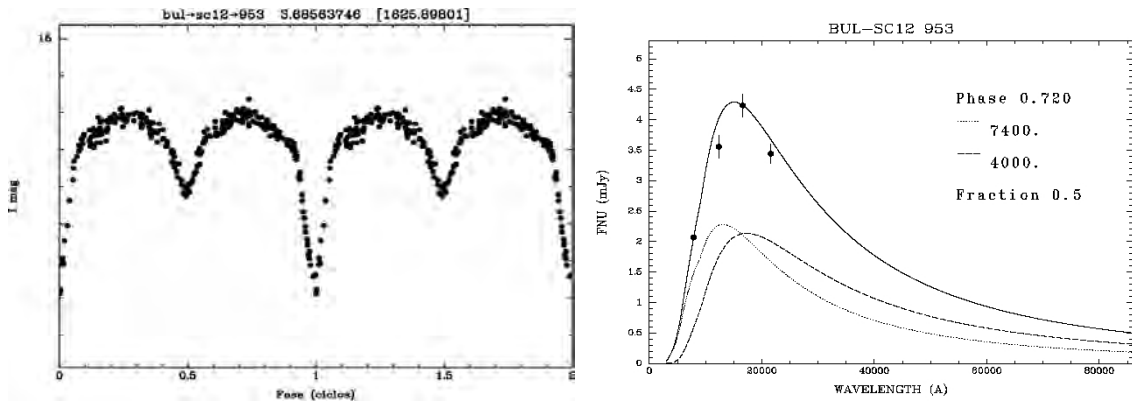


Figura A.11 - BUL-SC12 953

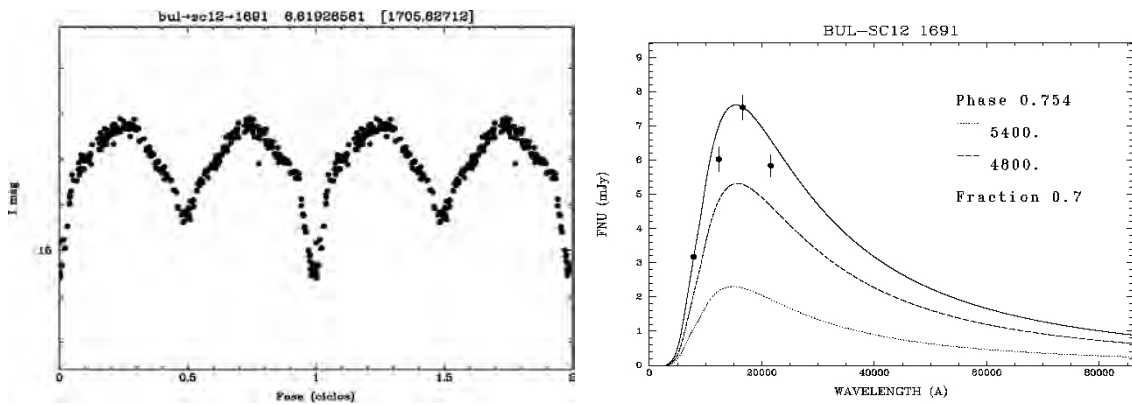


Figura A.12 - BUL-SC12 1691

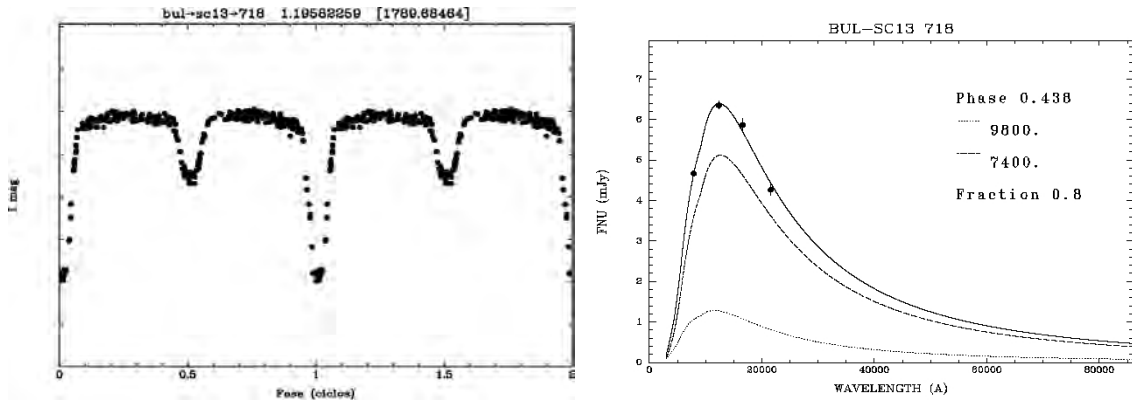


Figura A.13 - BUL-SC13 718

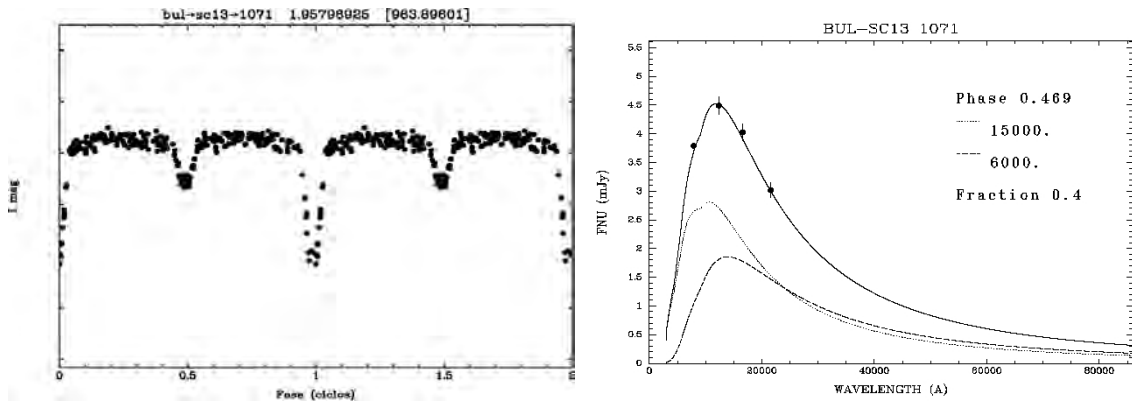


Figura A.14 - BUL-SC13 1071

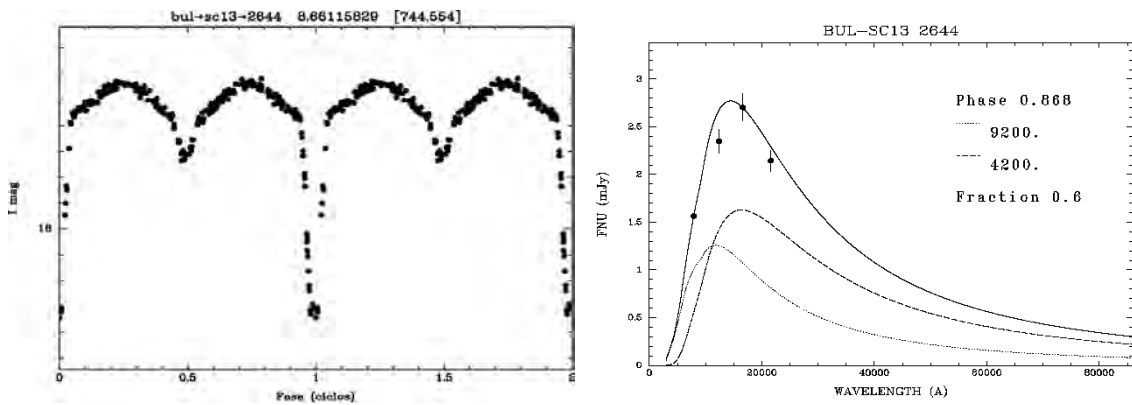


Figura A.15 - BUL-SC13 2644

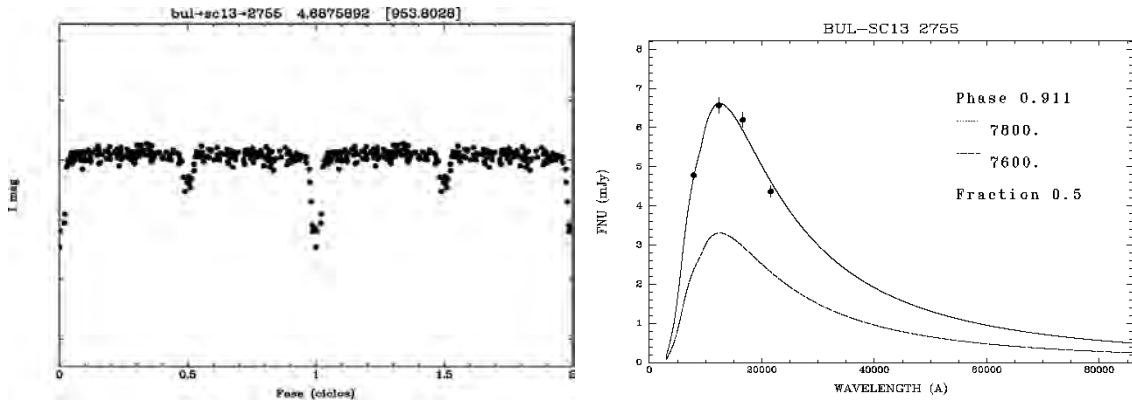


Figura A.16 - BUL-SC13 2755

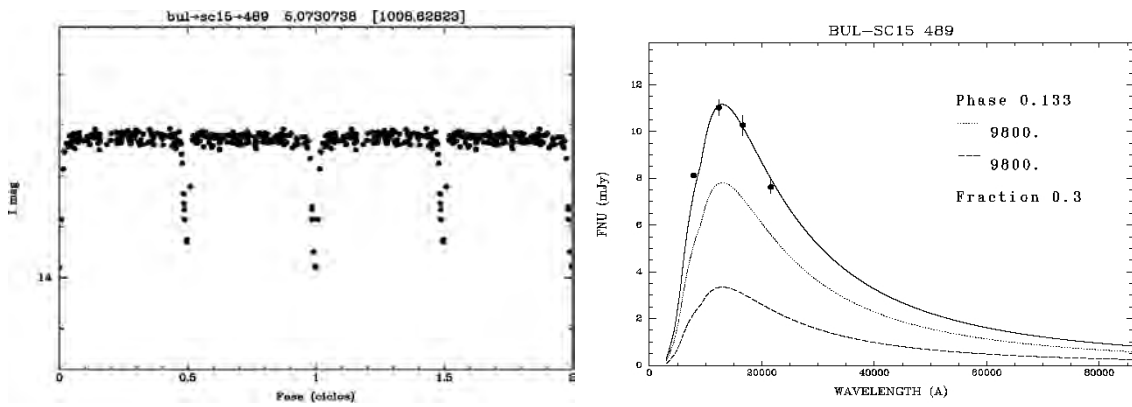


Figura A.17 - BUL-SC15 489

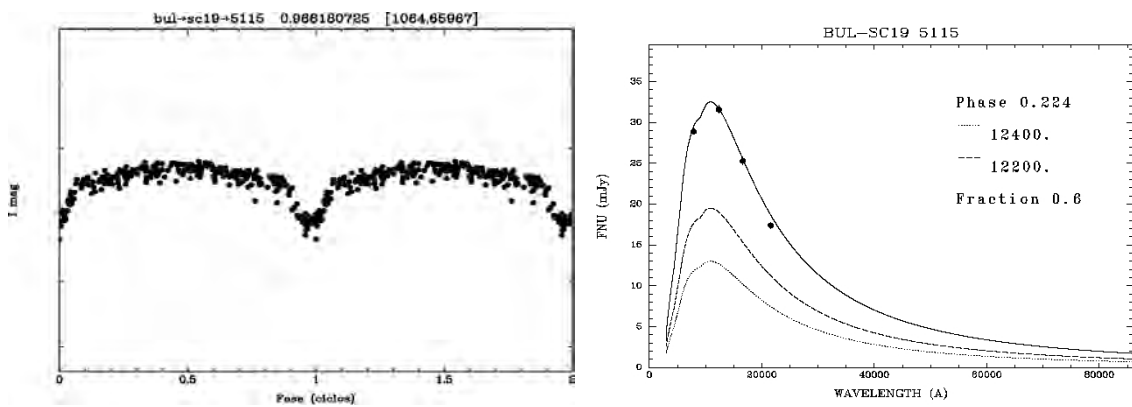


Figura A.18 - BUL-SC19 5115

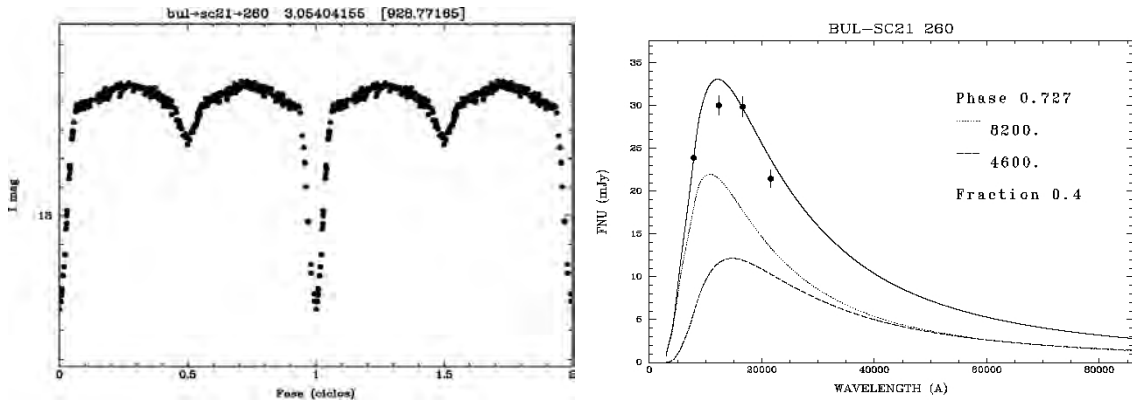


Figura A.19 - BUL-SC21 260

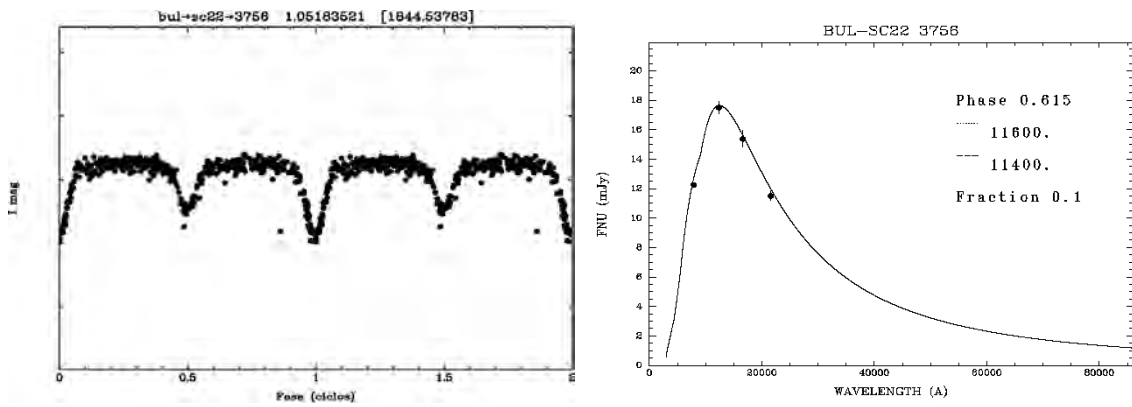


Figura A.20 - BUL-SC22 3756

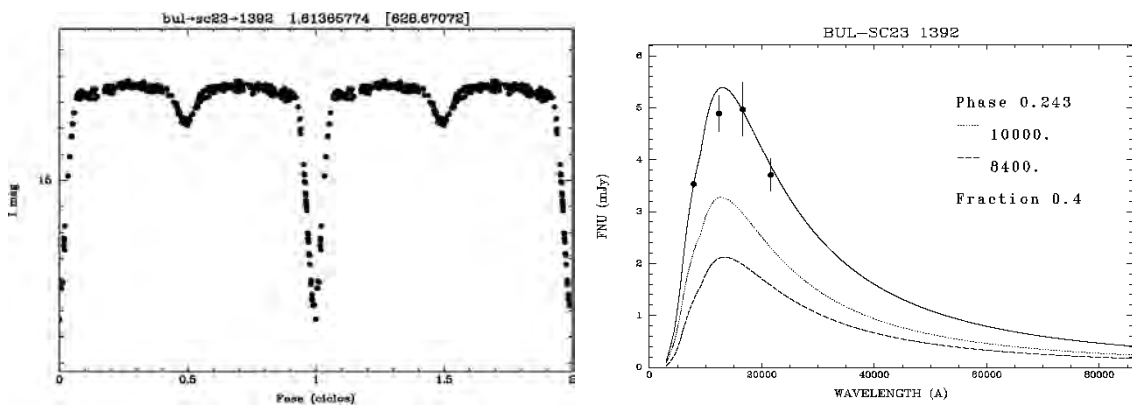


Figura A.21 - BUL-SC23 1392

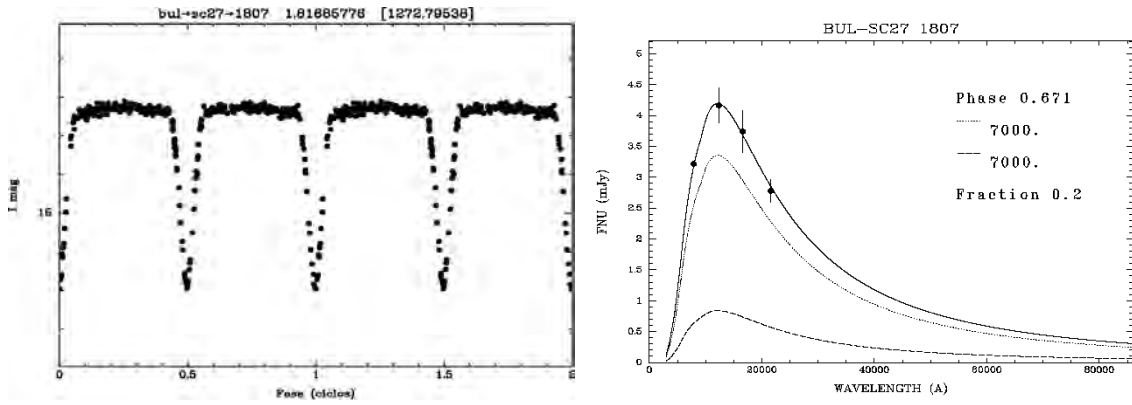


Figura A.22 - BUL-SC27 1807

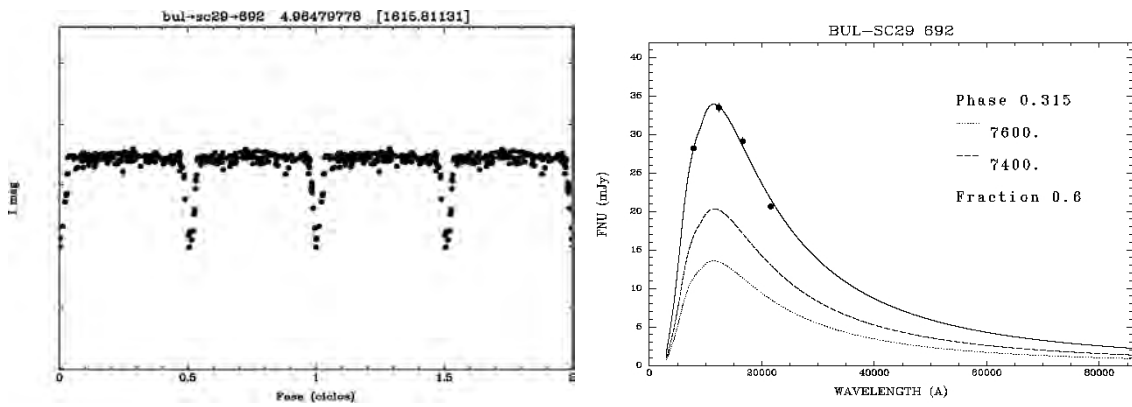


Figura A.23 - BUL-SC29 692

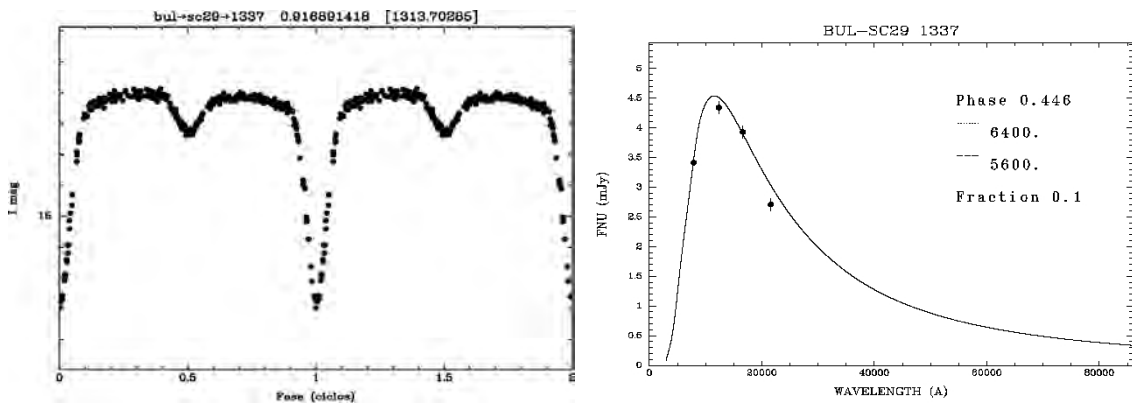


Figura A.24 - BUL-SC29 1337

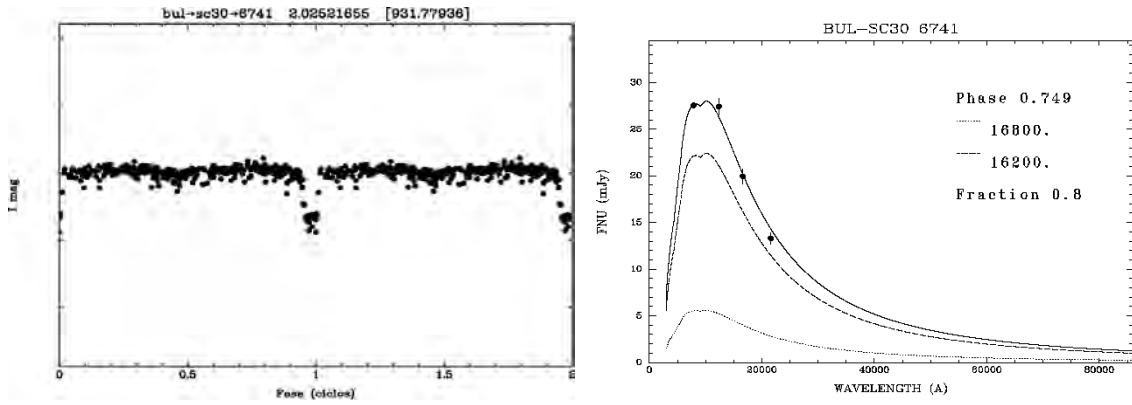


Figura A.25 - BUL-SC30 6741

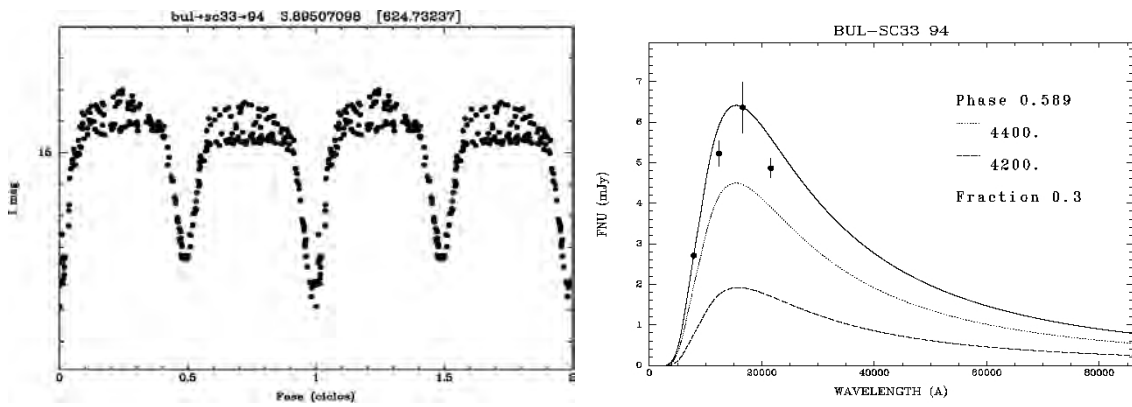


Figura A.26 - BUL-SC33 94

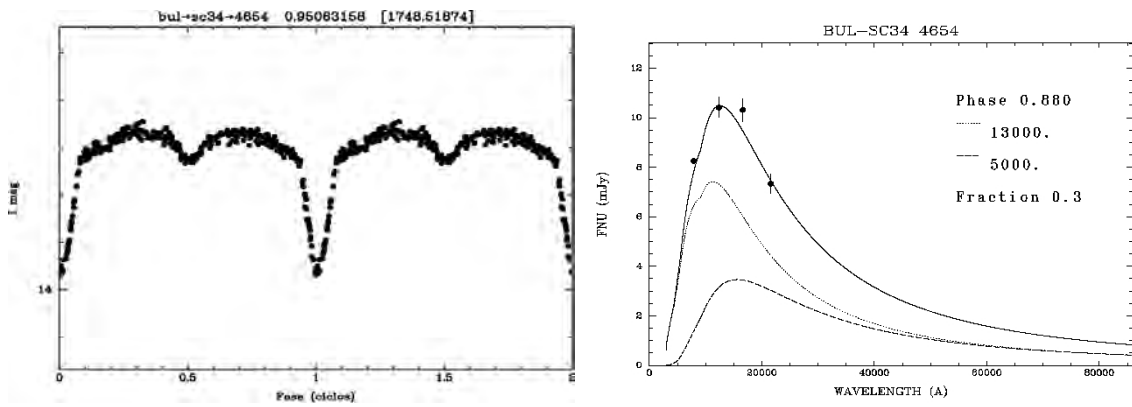


Figura A.27 - BUL-SC34 4654

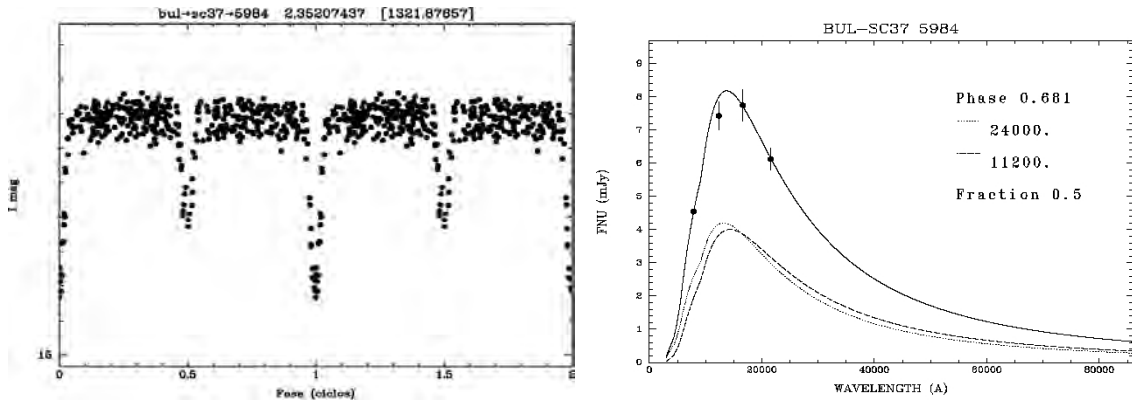


Figura A.28 - BUL-SC37 5984

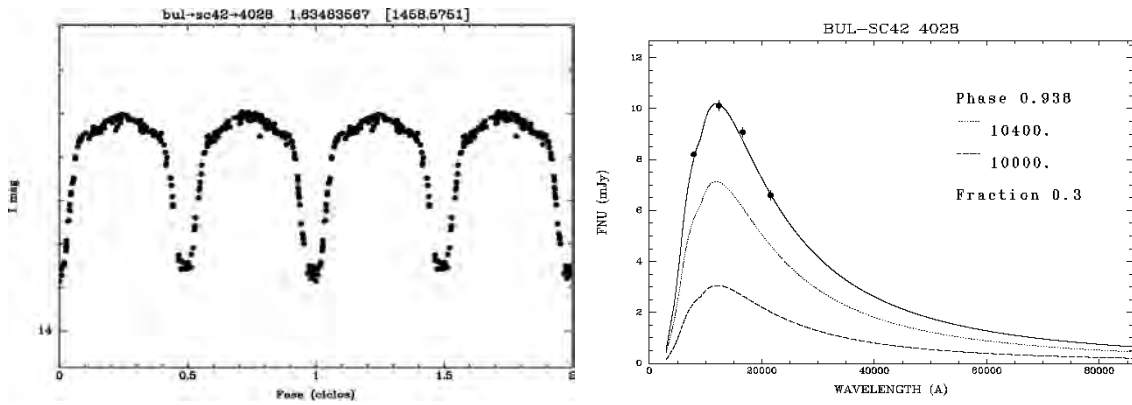


Figura A.29 - BUL-SC42 4028

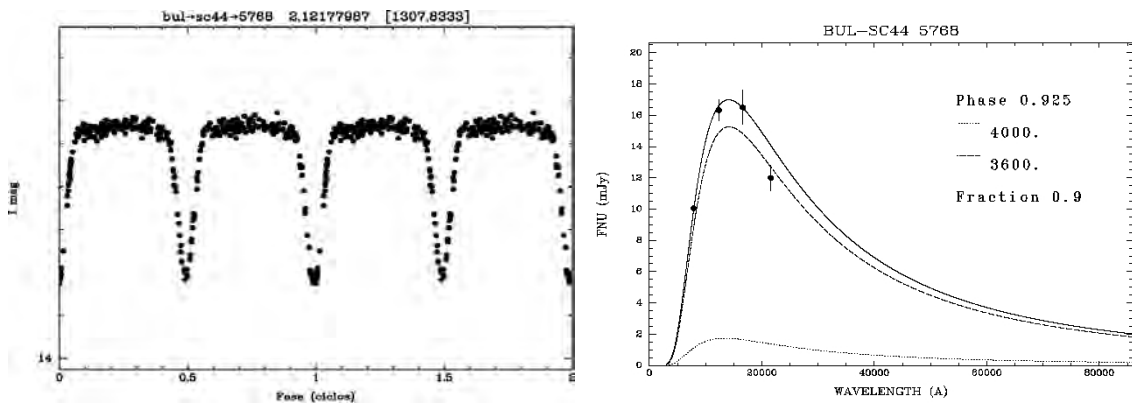


Figura A.30 - BUL-SC44 5768



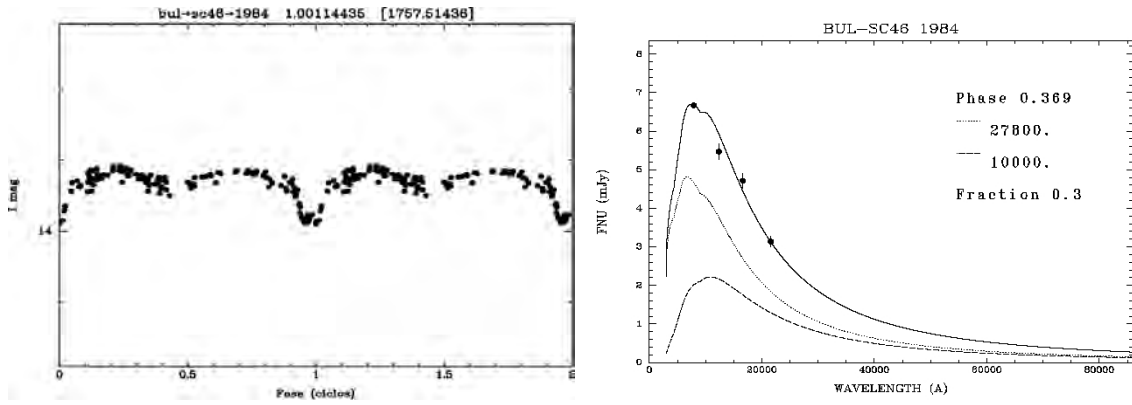


Figura A.31 - BUL-SC46 1984

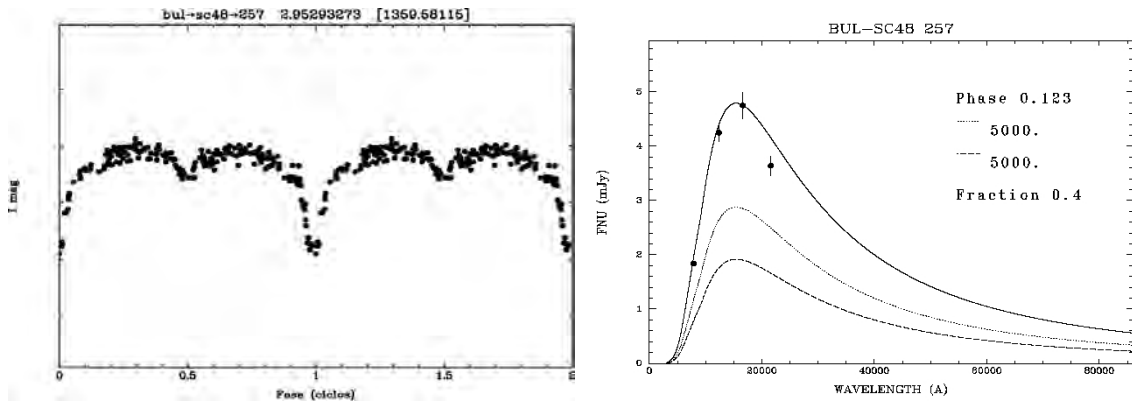


Figura A.32 - BUL-SC48 257

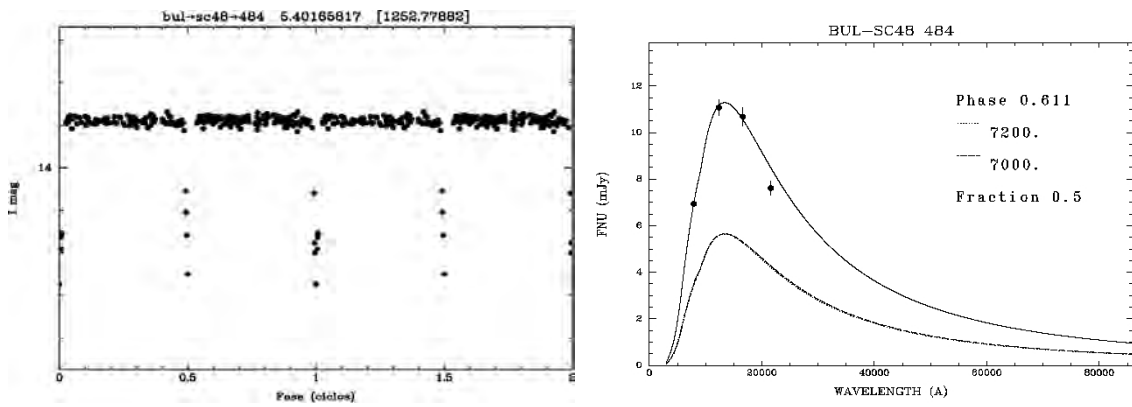


Figura A.33 - BUL-SC48 484

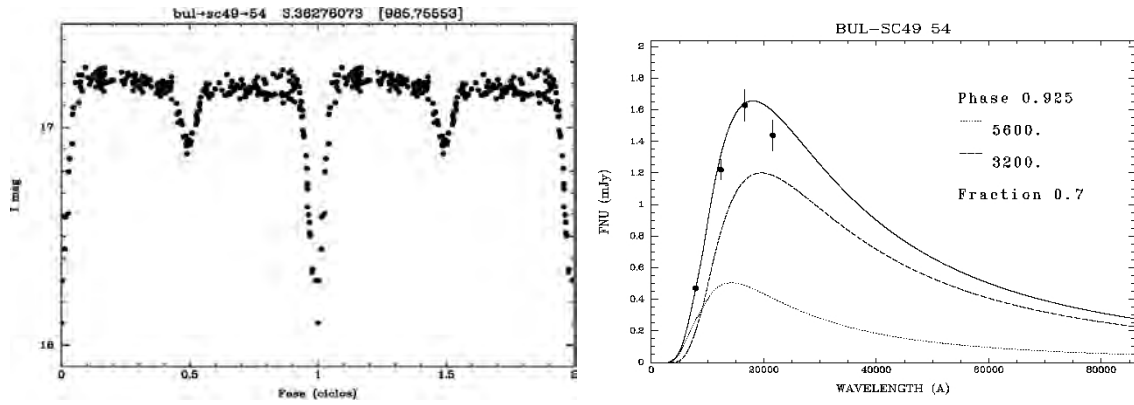


Figura A.34 - BUL-SC49 54

## A.2 SED de binárias eclipsantes tipo $\beta$ Lyrae

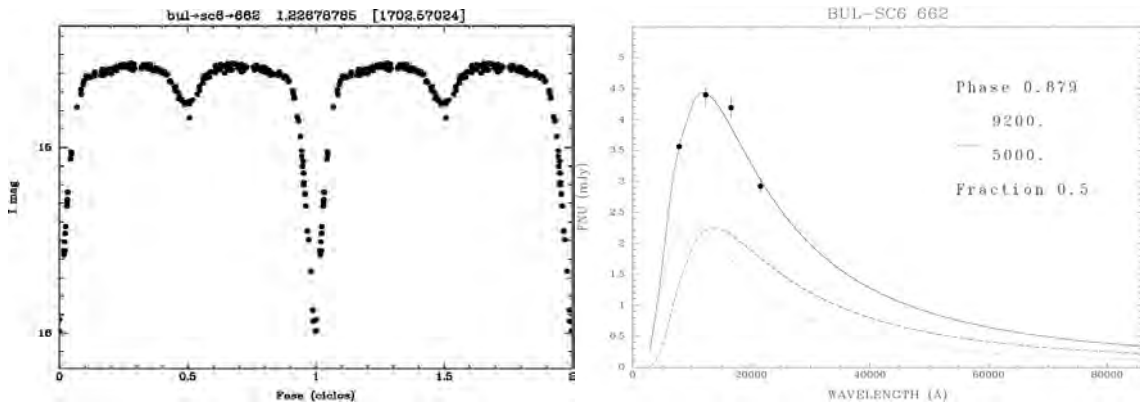


Figura A.35 - BUL-SC6 662

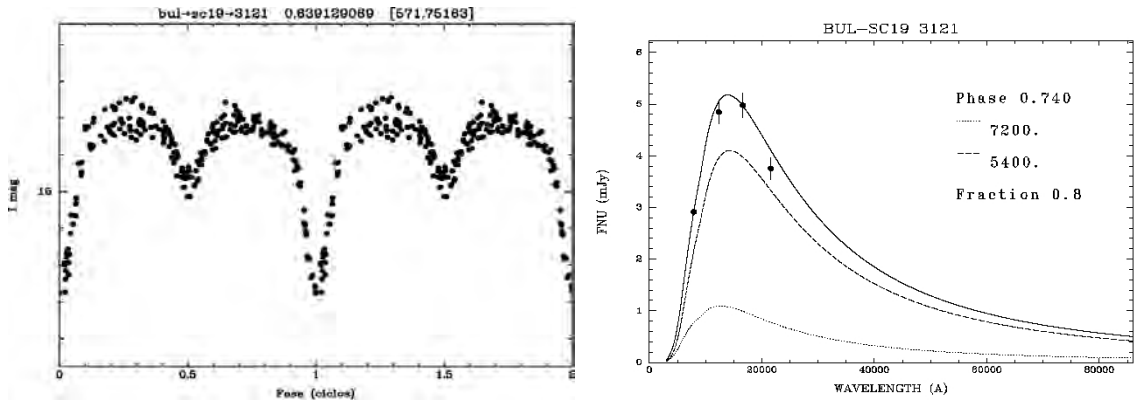


Figura A.36 - BUL-SC19 3121

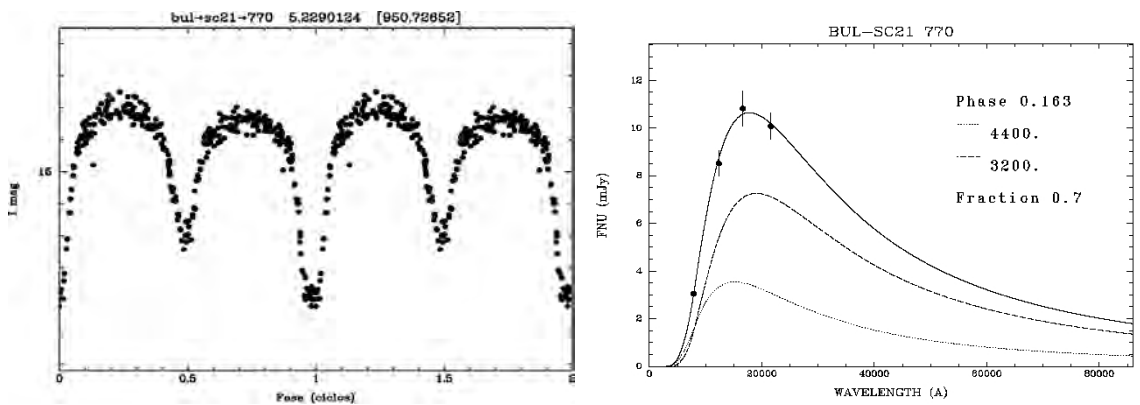


Figura A.37 - BUL-SC21 770

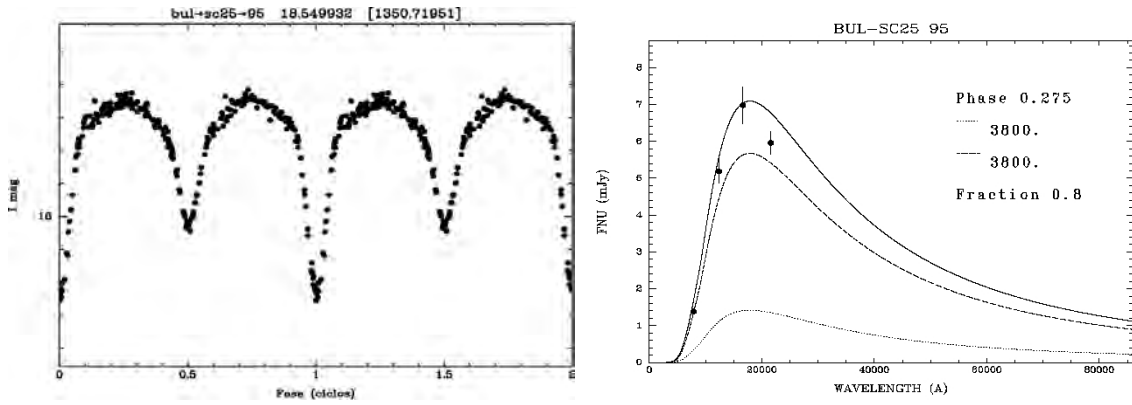


Figura A.38 - BUL-SC25 95

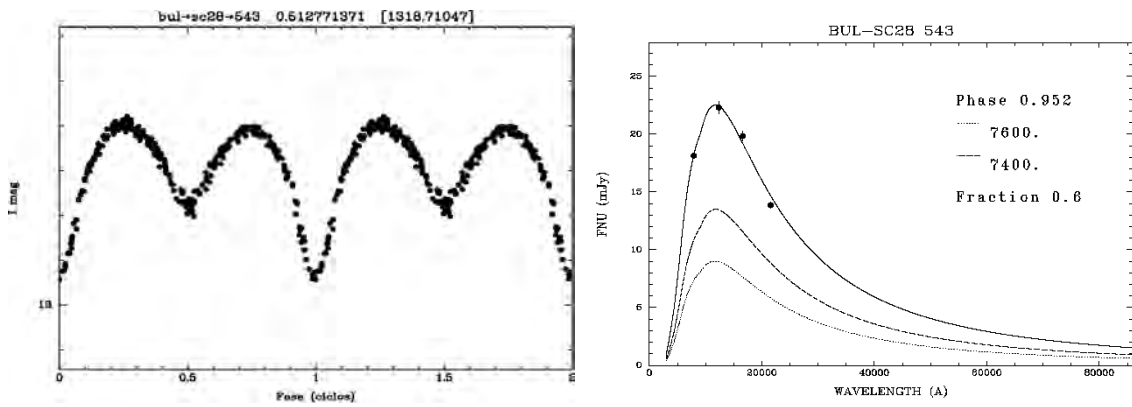


Figura A.39 - BUL-SC28 543

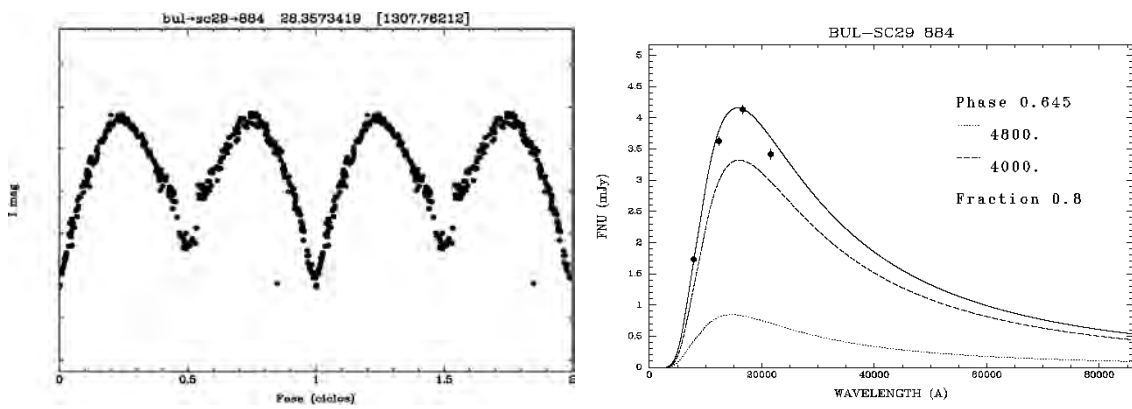


Figura A.40 - BUL-SC29 884

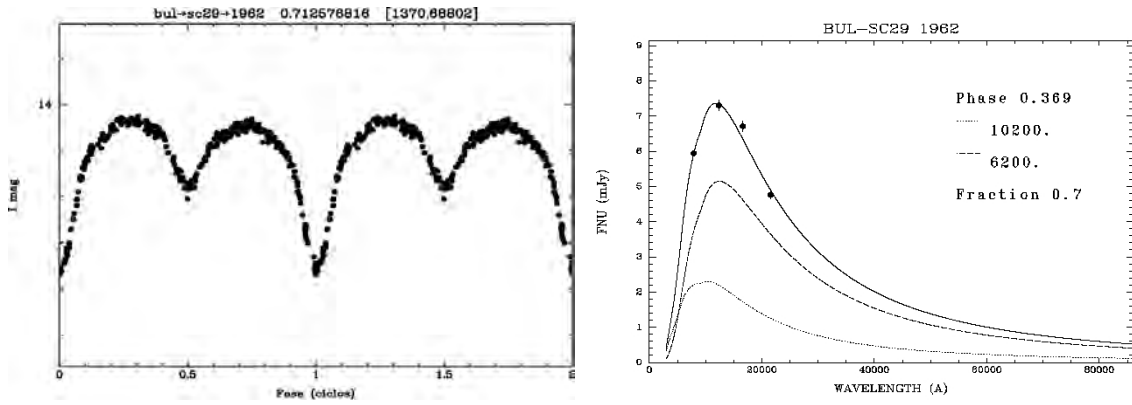


Figura A.41 - BUL-SC29 1962

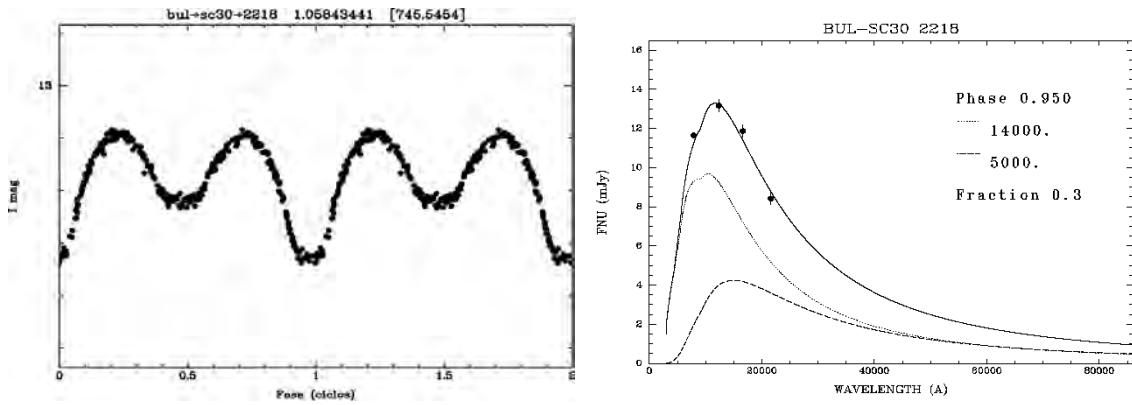


Figura A.42 - BUL-SC30 2218

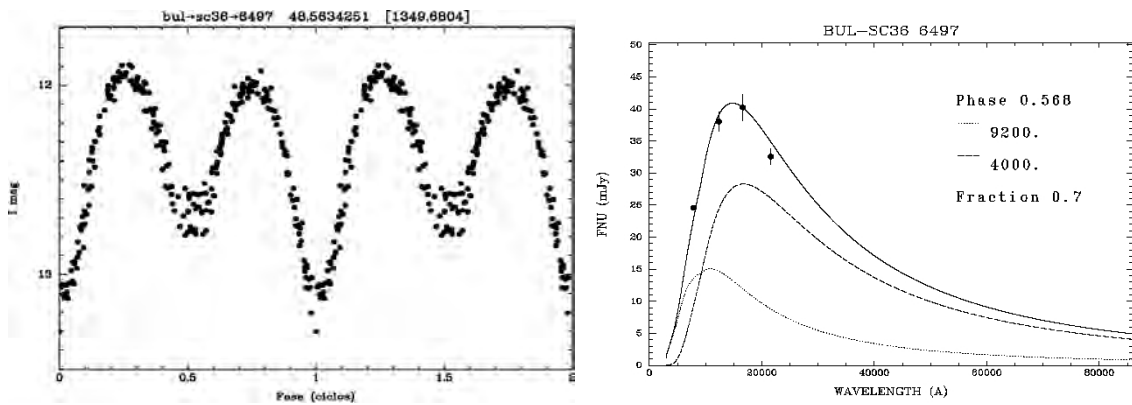


Figura A.43 - BUL-SC36 6497

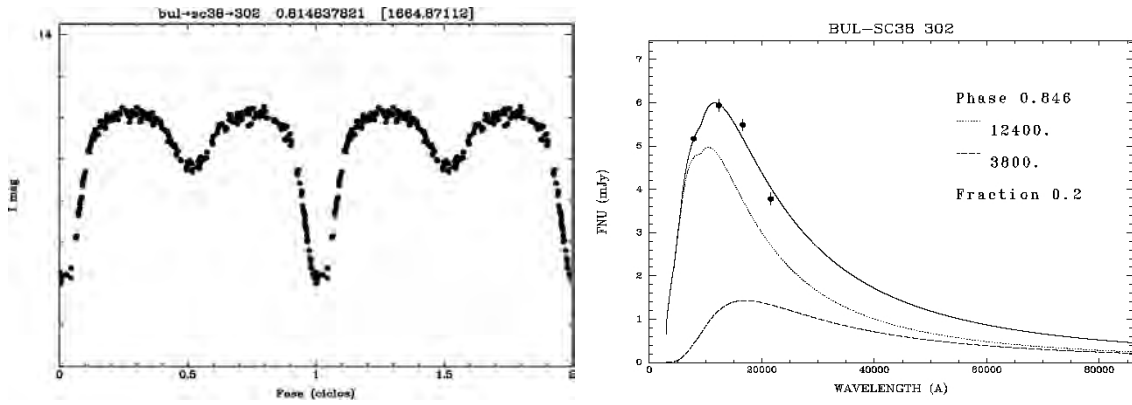


Figura A.44 - BUL-SC38 302

### A.3 SED de binárias eclipsantes tipo W UMa

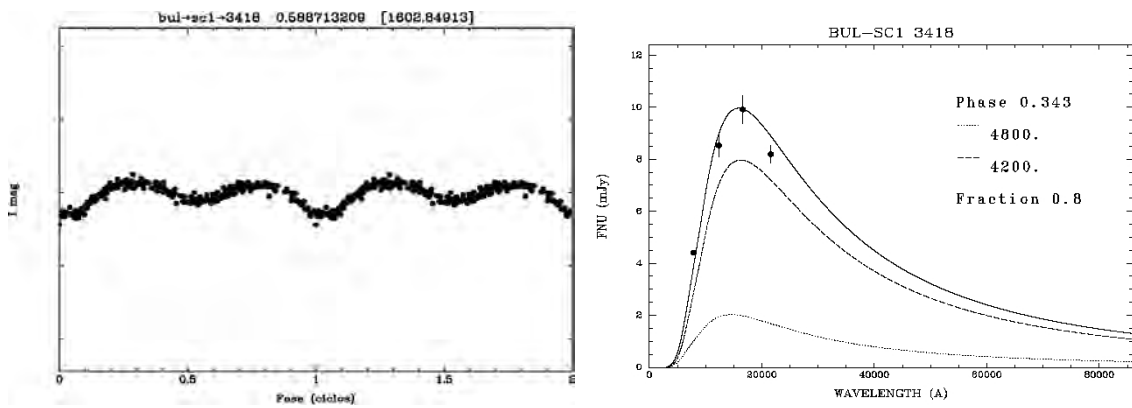


Figura A.45 - BUL-SC1 3418

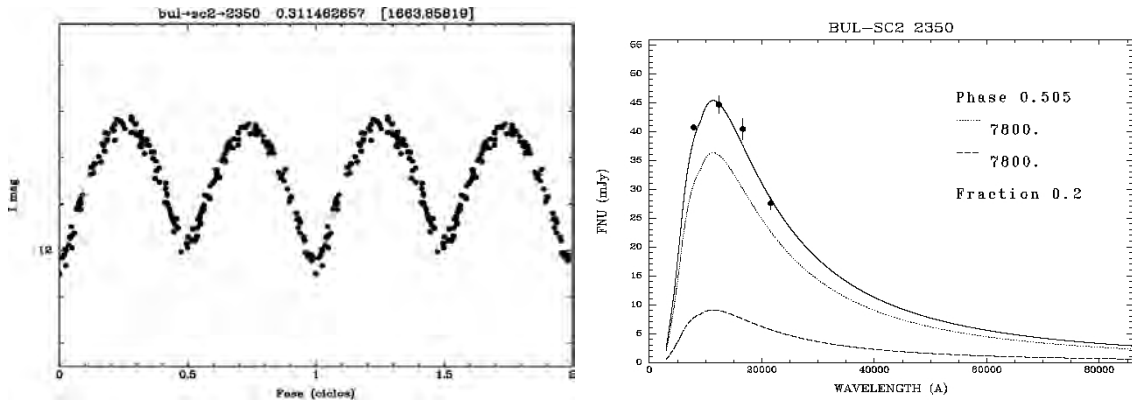


Figura A.46 - BUL-SC2 2350

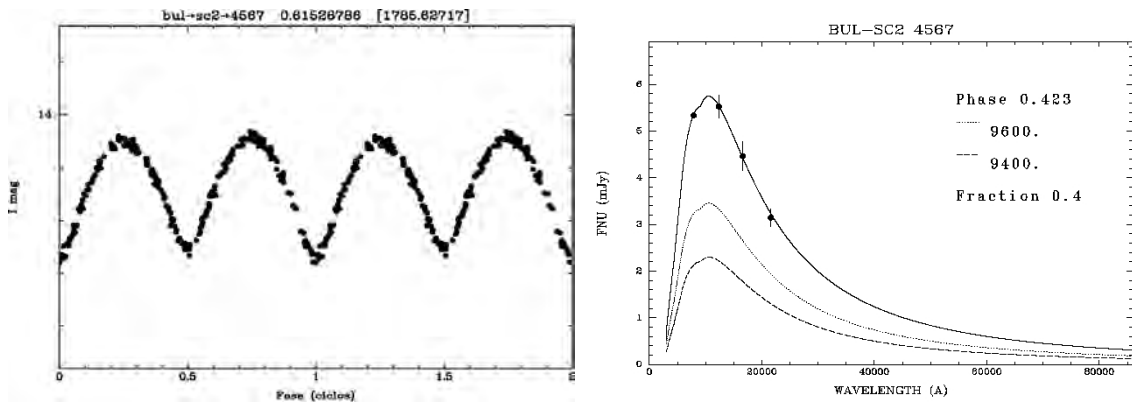


Figura A.47 - BUL-SC2 4567

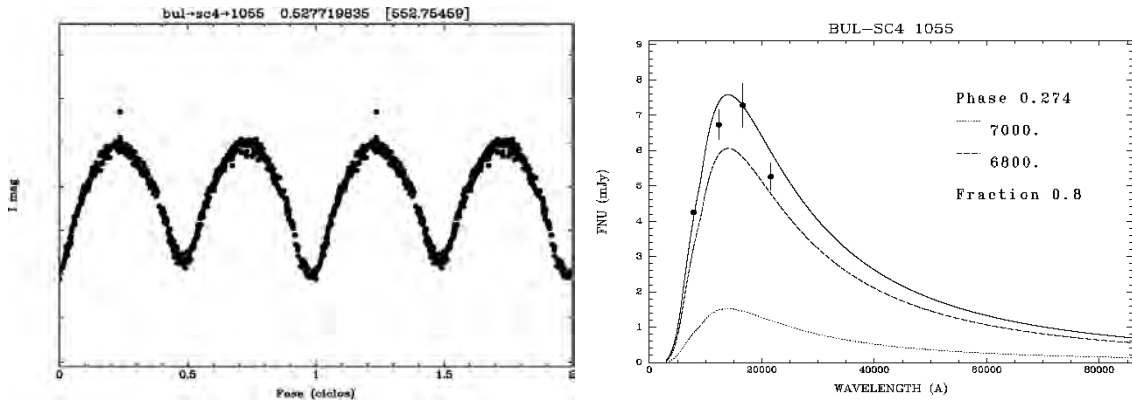


Figura A.48 - BUL-SC4 1055

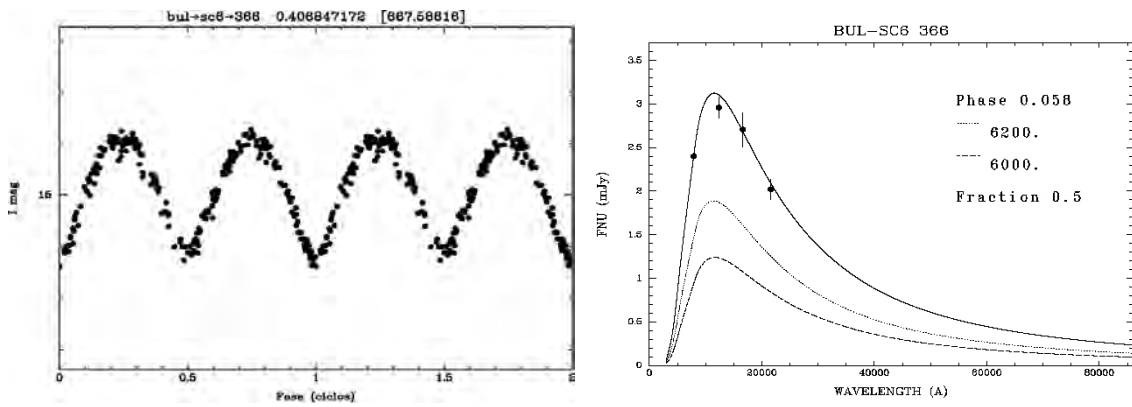


Figura A.49 - BUL-SC6 366

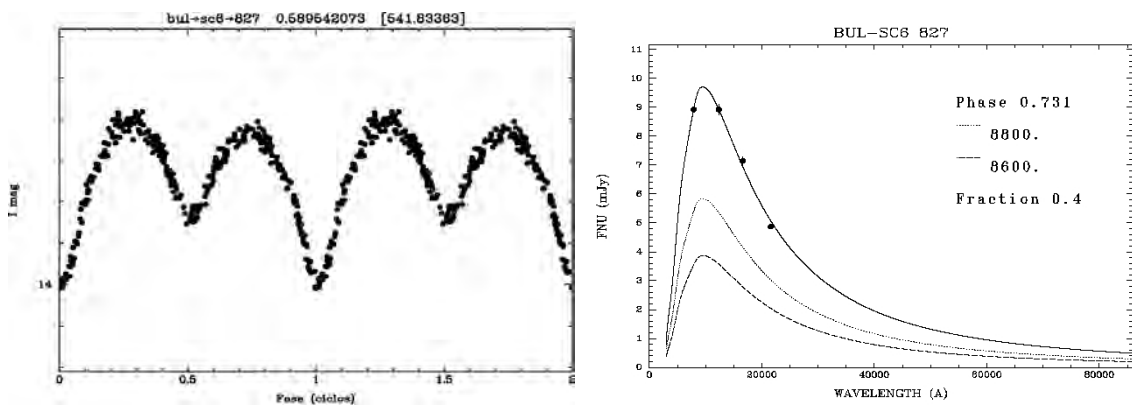


Figura A.50 - BUL-SC6 827



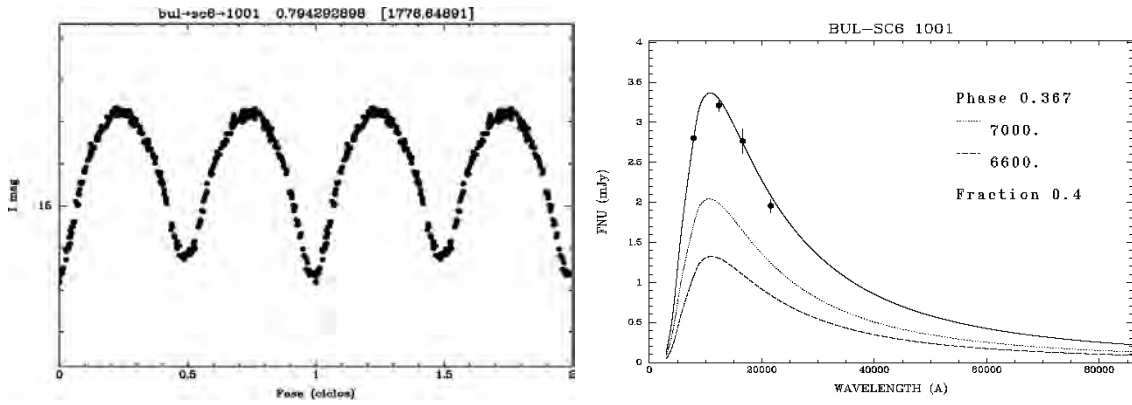


Figura A.51 - BUL-SC6 1001

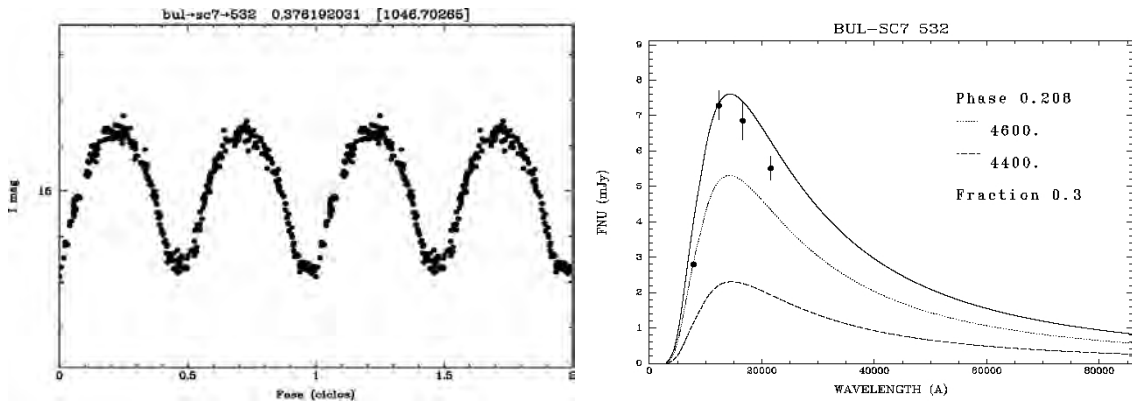


Figura A.52 - BUL-SC7 532

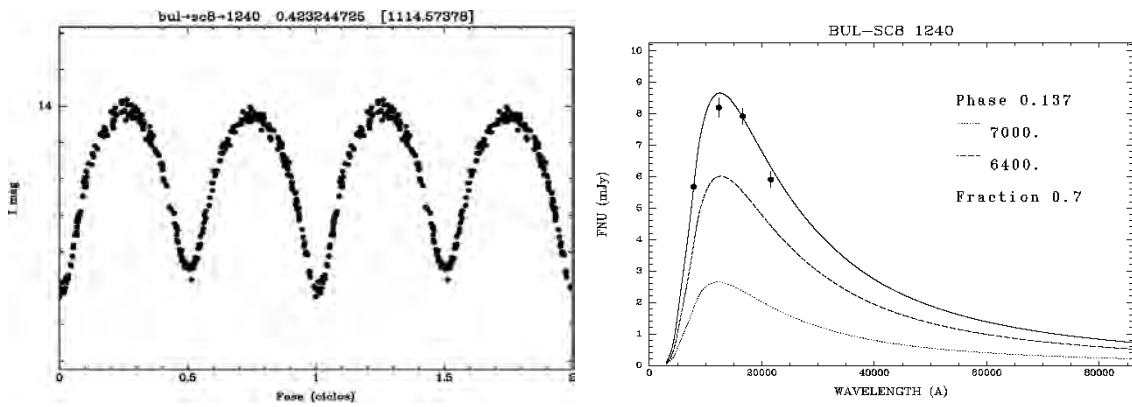


Figura A.53 - BUL-SC8 1240

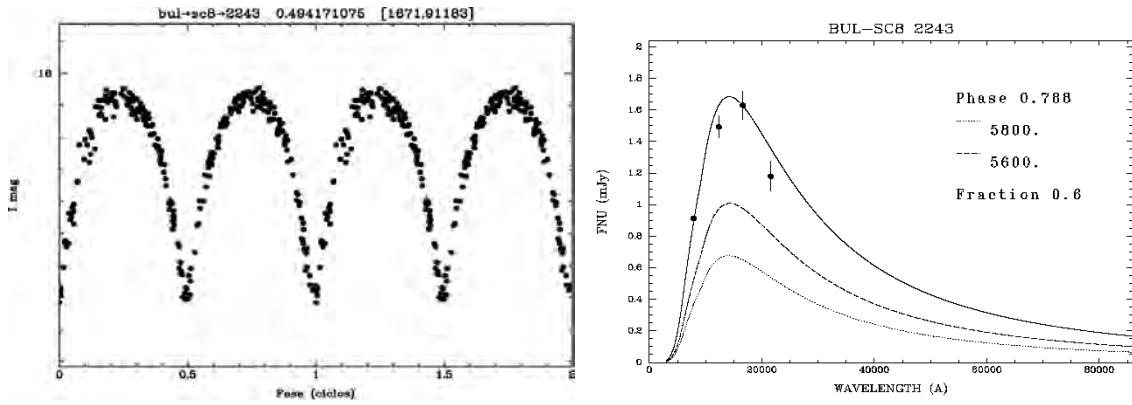


Figura A.54 - BUL-SC8 2243

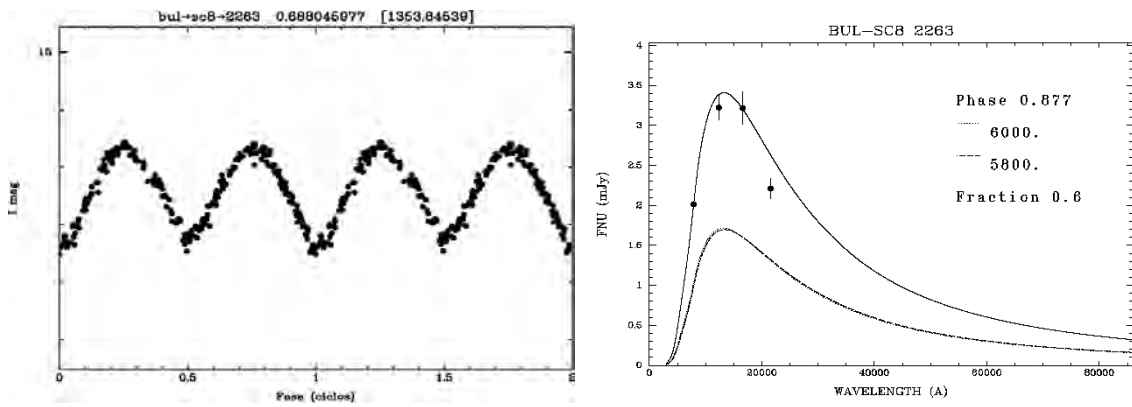


Figura A.55 - BUL-SC8 2263

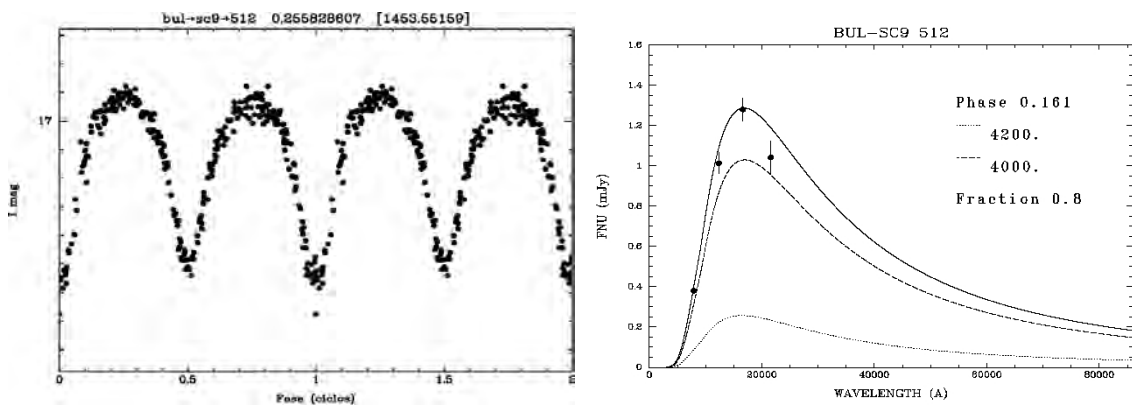


Figura A.56 - BUL-SC9 512

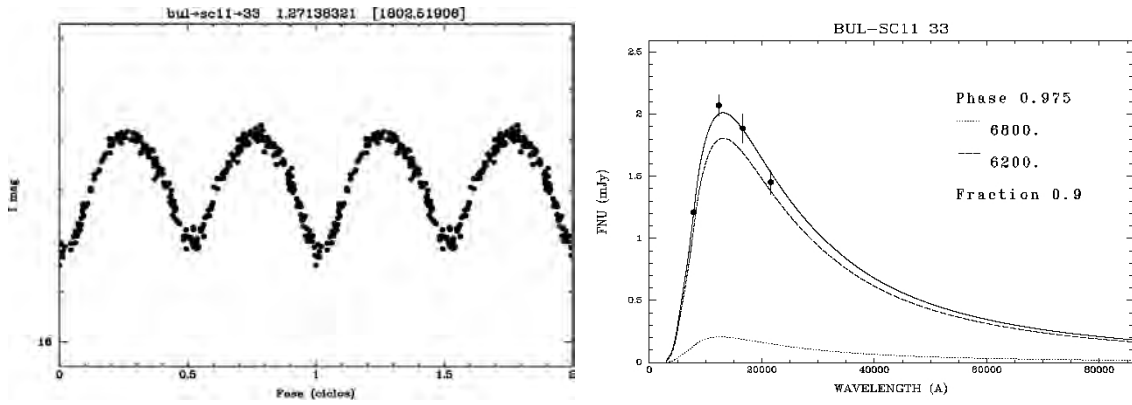


Figura A.57 - BUL-SC11 33

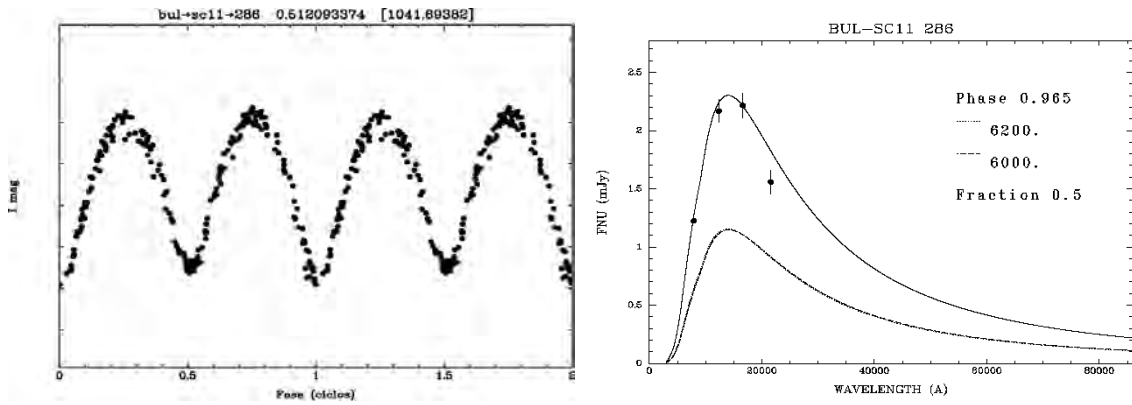


Figura A.58 - BUL-SC11 286

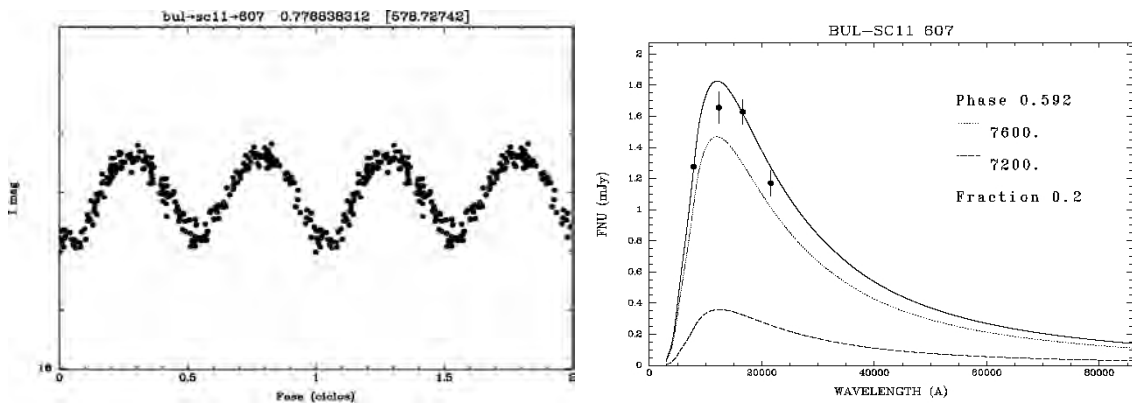


Figura A.59 - BUL-SC11 607

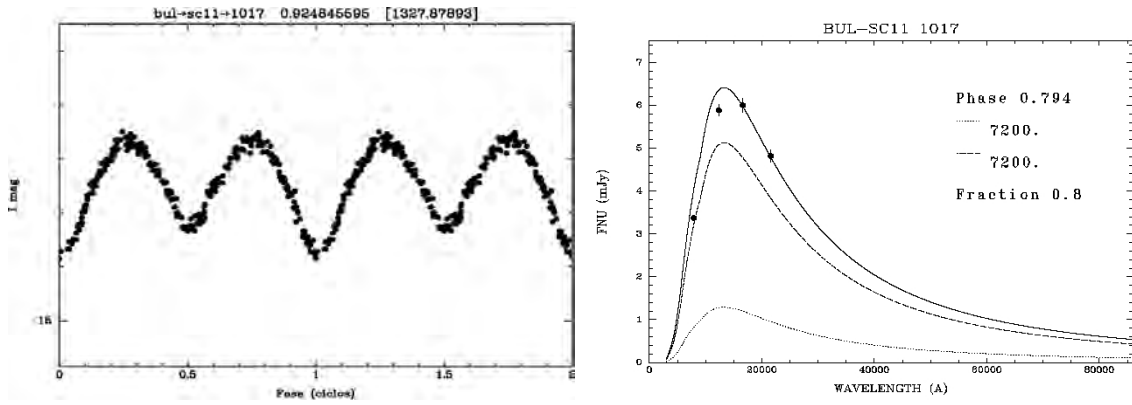


Figura A.60 - BUL-SC11 1017

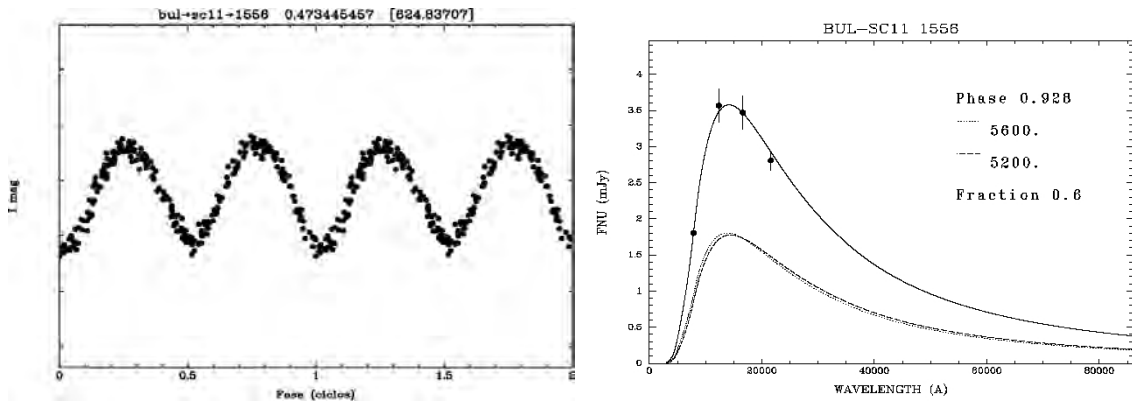


Figura A.61 - BUL-SC11 1556

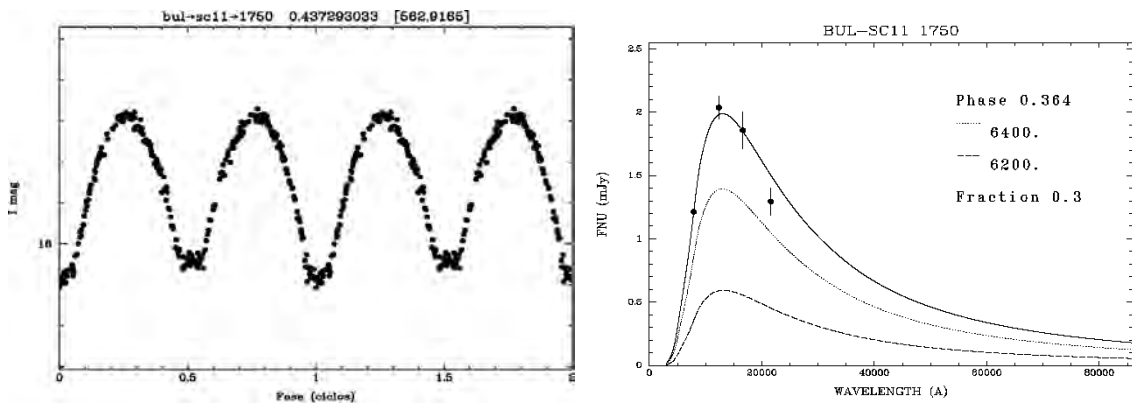


Figura A.62 - BUL-SC11 1750

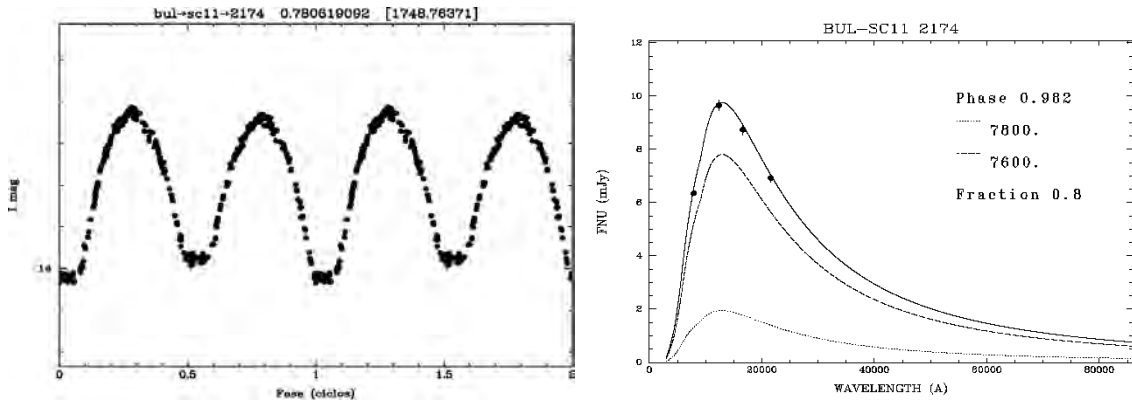


Figura A.63 - BUL-SC11 2174

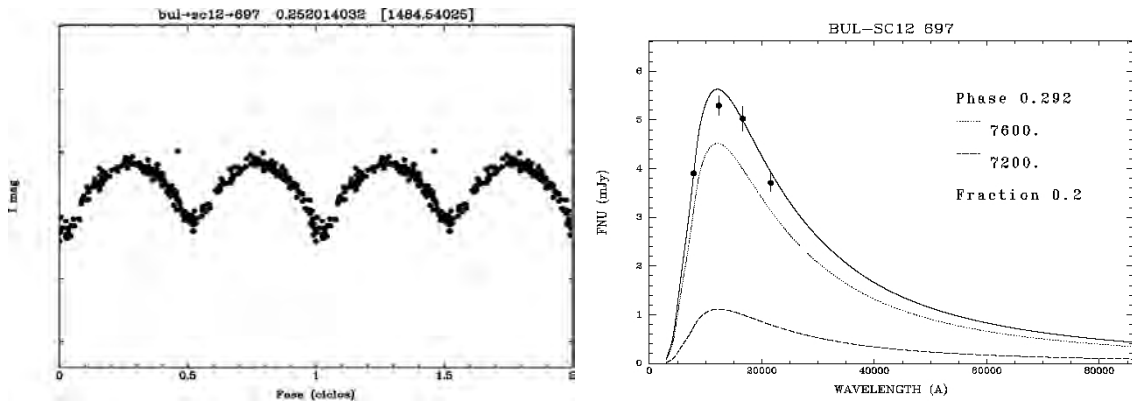


Figura A.64 - BUL-SC12 697

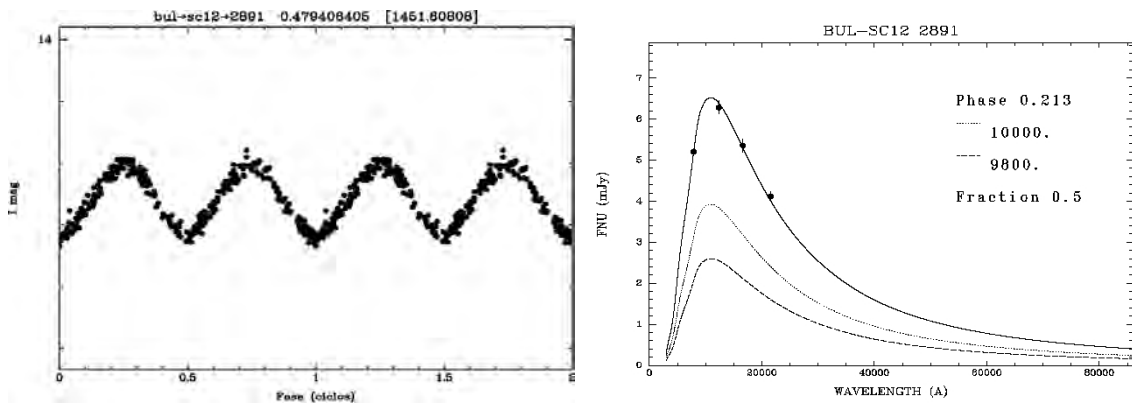


Figura A.65 - BUL-SC12 2891

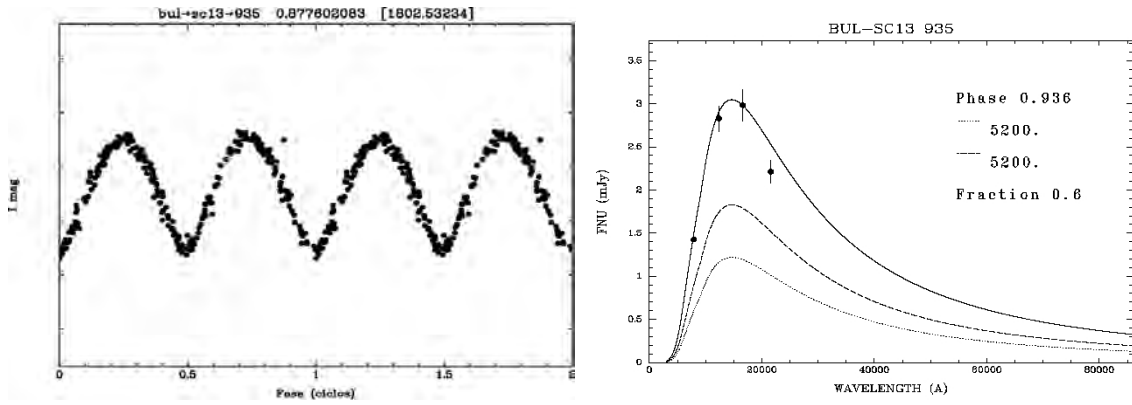


Figura A.66 - BUL-SC13 935

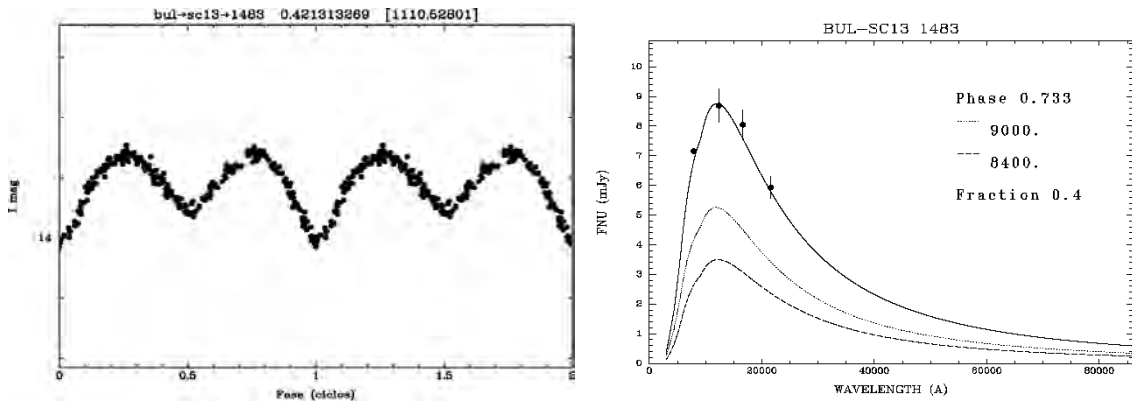


Figura A.67 - BUL-SC13 1483

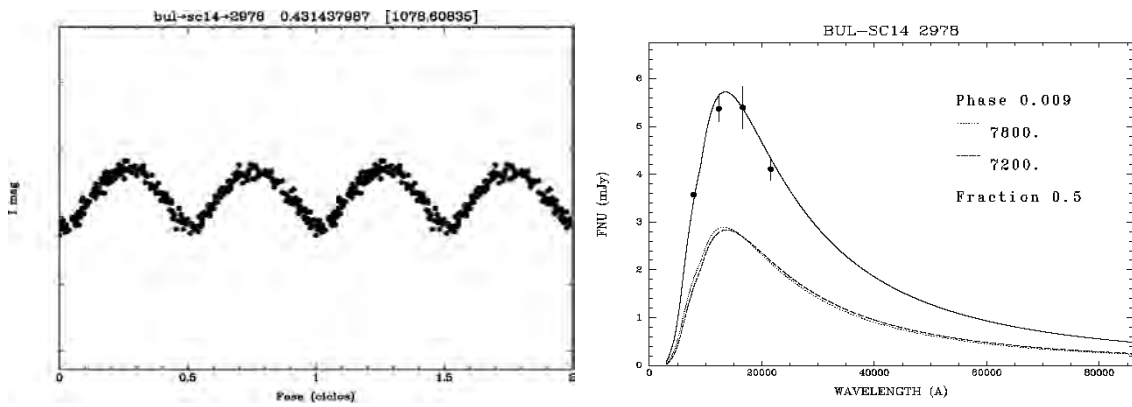


Figura A.68 - BUL-SC14 2978

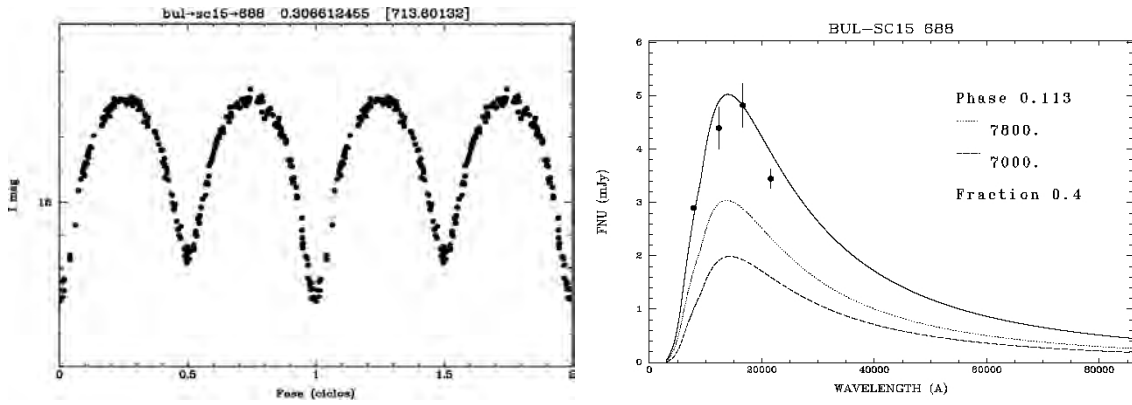


Figura A.69 - BUL-SC15 688

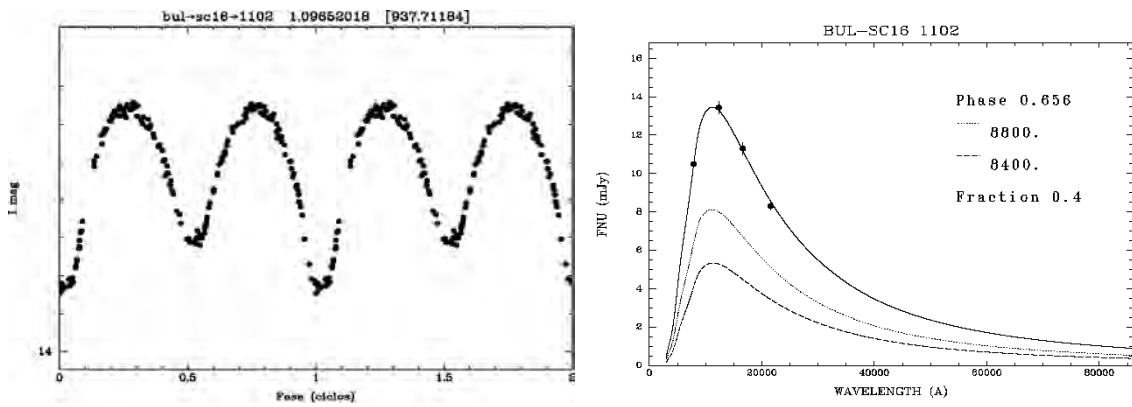


Figura A.70 - BUL-SC16 1102

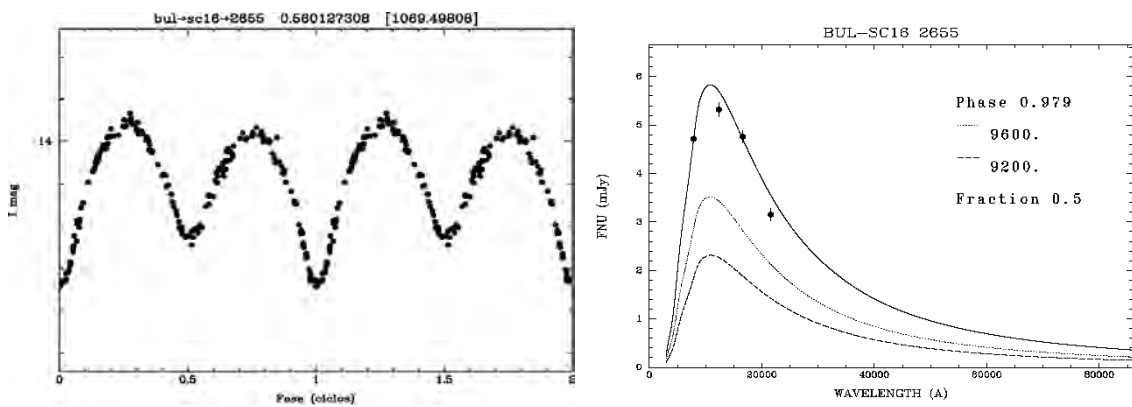


Figura A.71 - BUL-SC16 2655

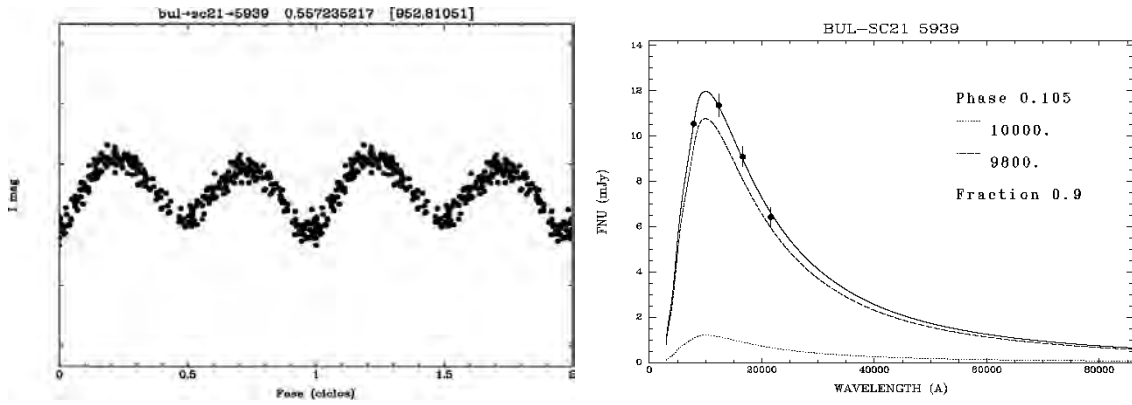


Figura A.72 - BUL-SC21 5939

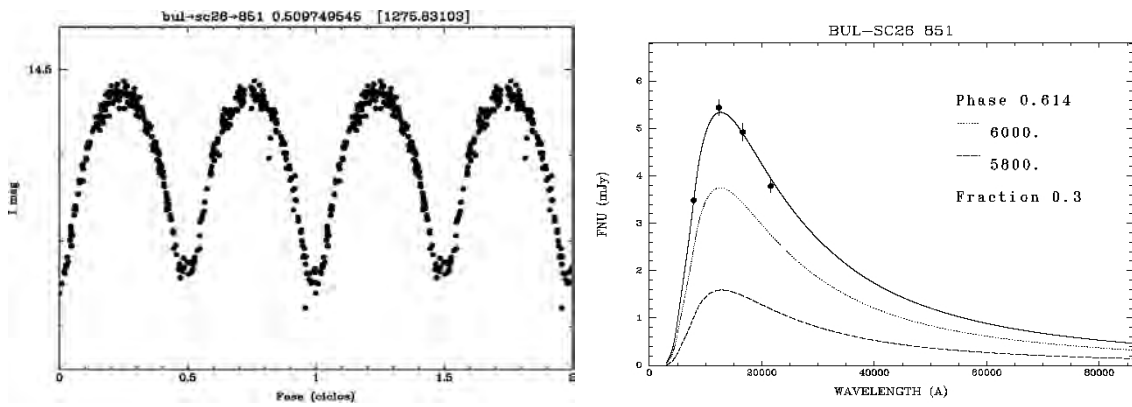


Figura A.73 - BUL-SC26 851

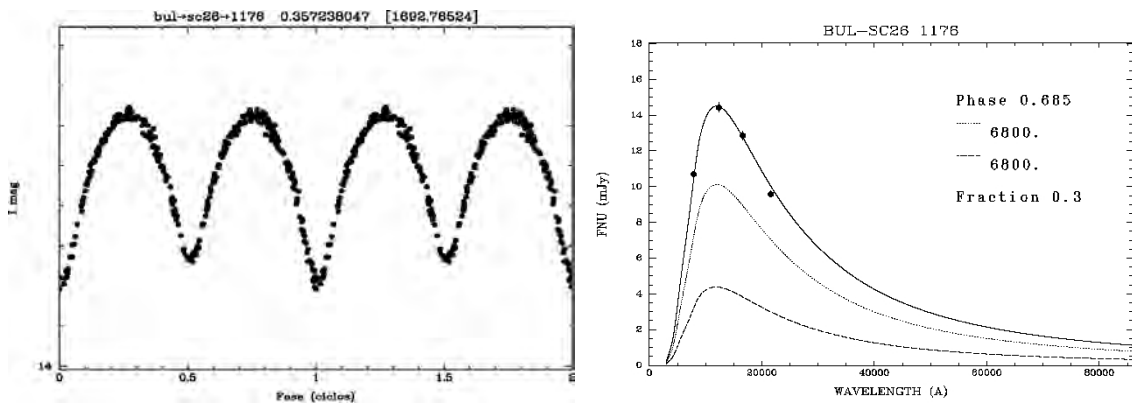


Figura A.74 - BUL-SC26 1176



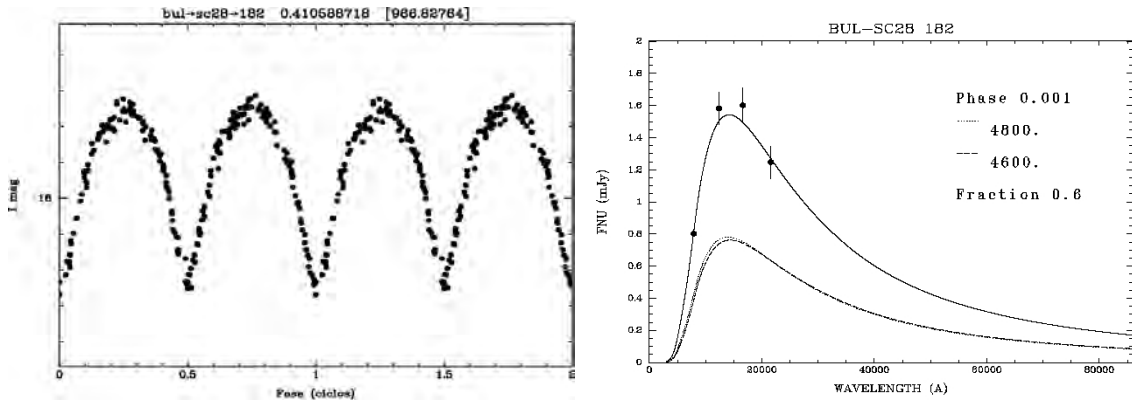


Figura A.75 - BUL-SC28 182

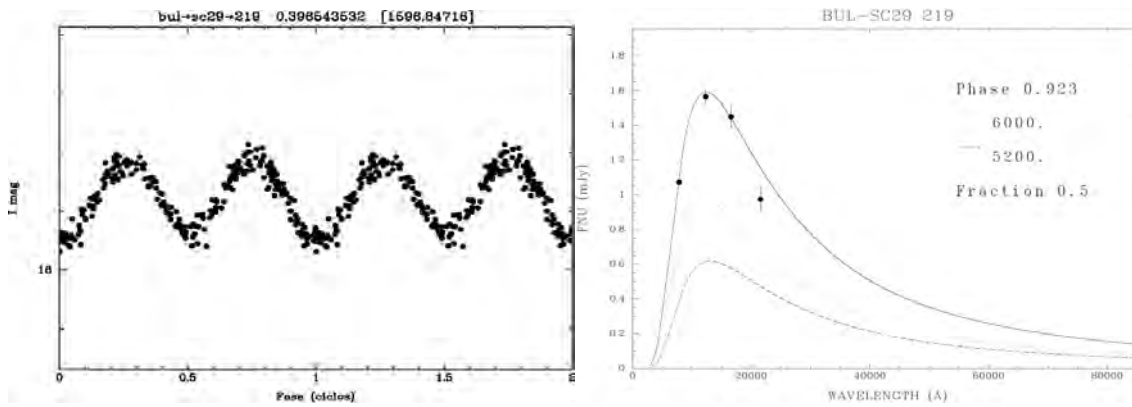


Figura A.76 - BUL-SC29 219

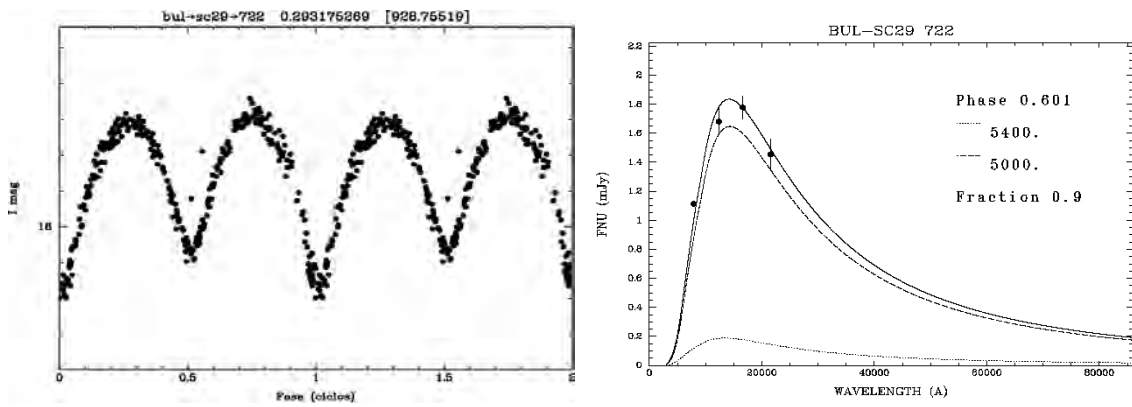


Figura A.77 - BUL-SC29 722

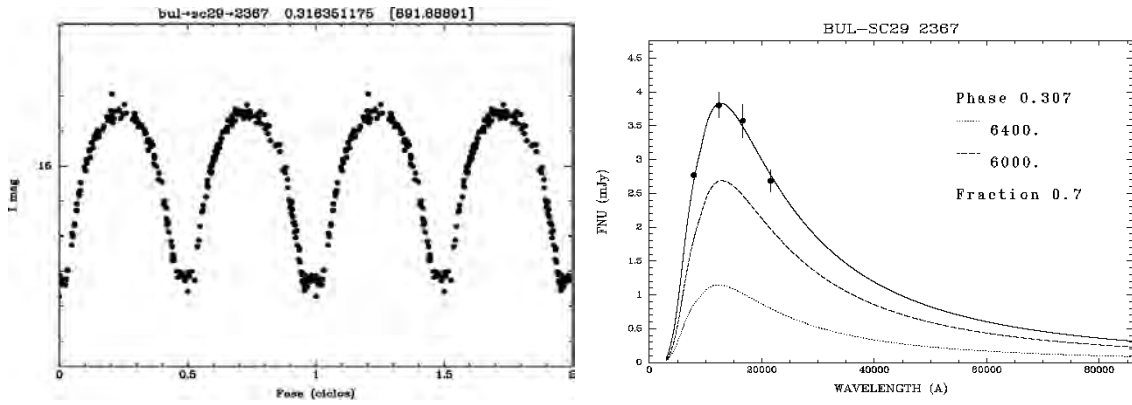


Figura A.78 - BUL-SC29 2367

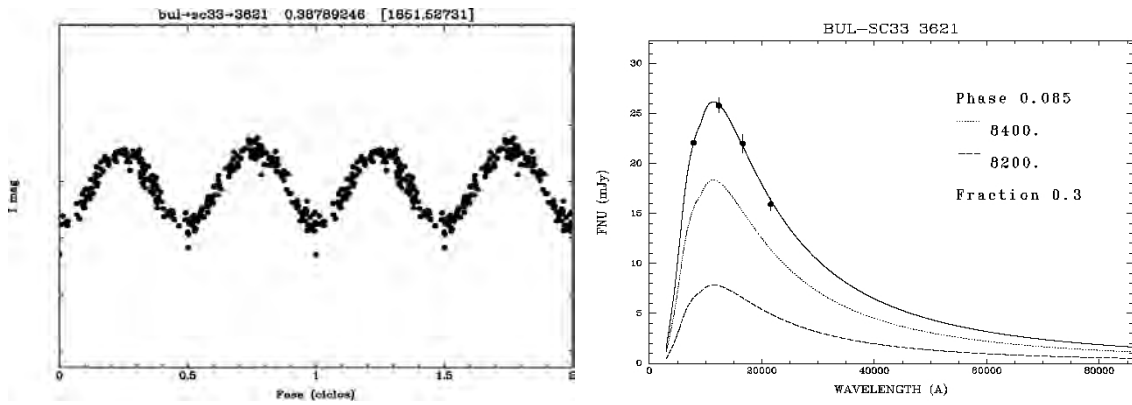


Figura A.79 - BUL-SC33 3621

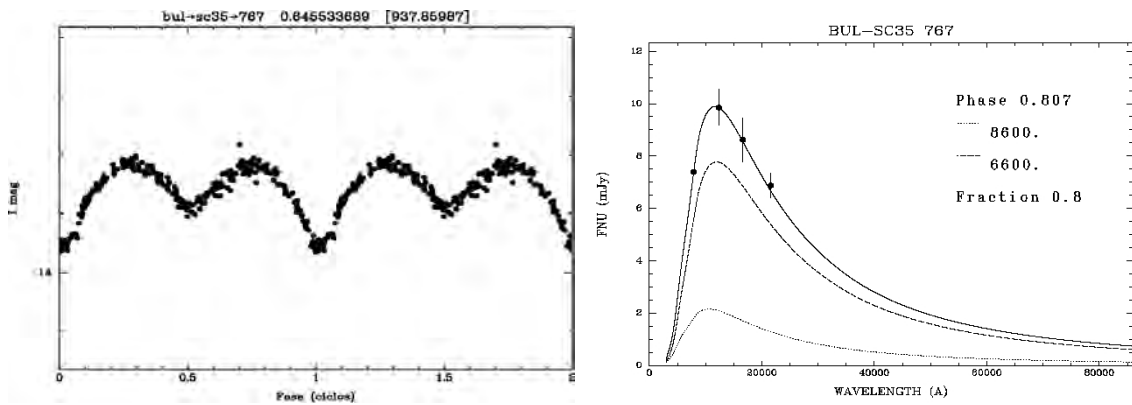


Figura A.80 - BUL-SC35 767

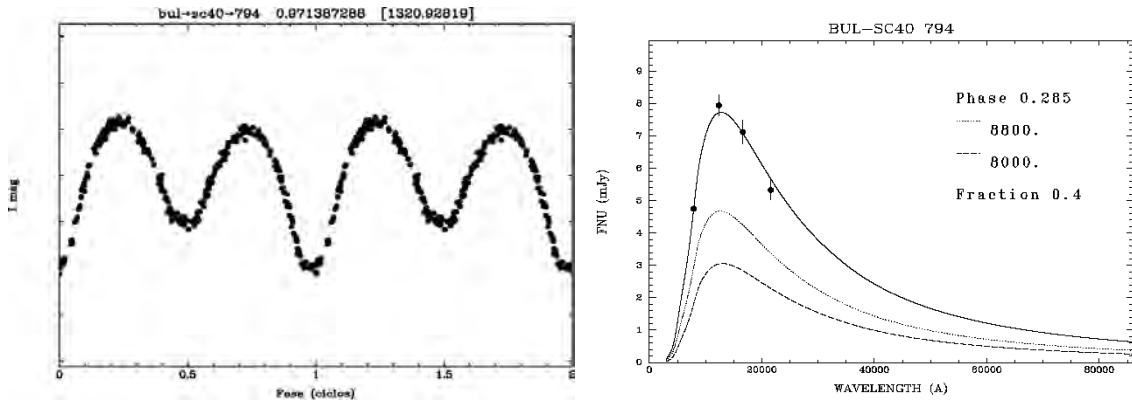


Figura A.81 - BUL-SC40 794

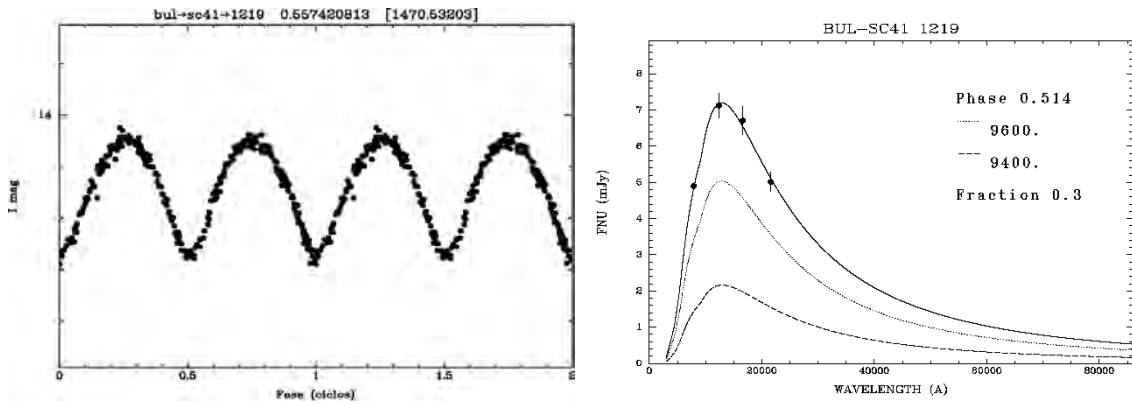


Figura A.82 - BUL-SC41 1219

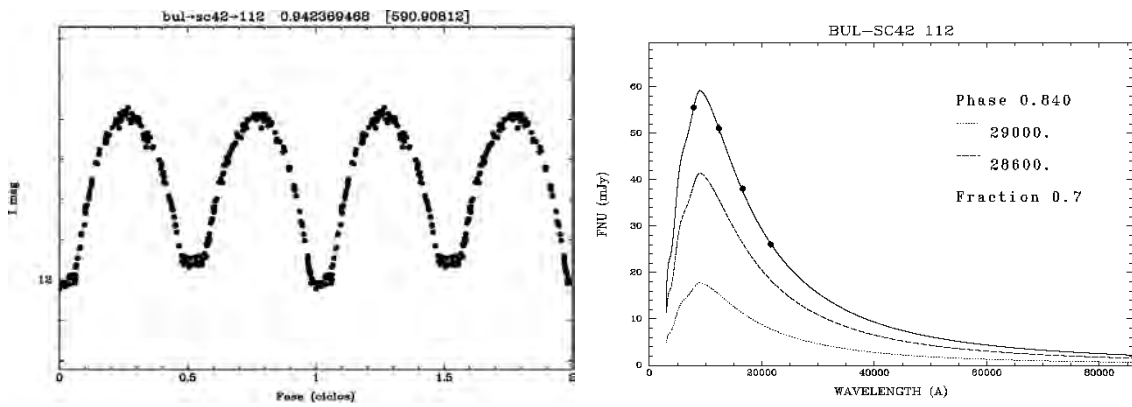


Figura A.83 - BUL-SC42 112

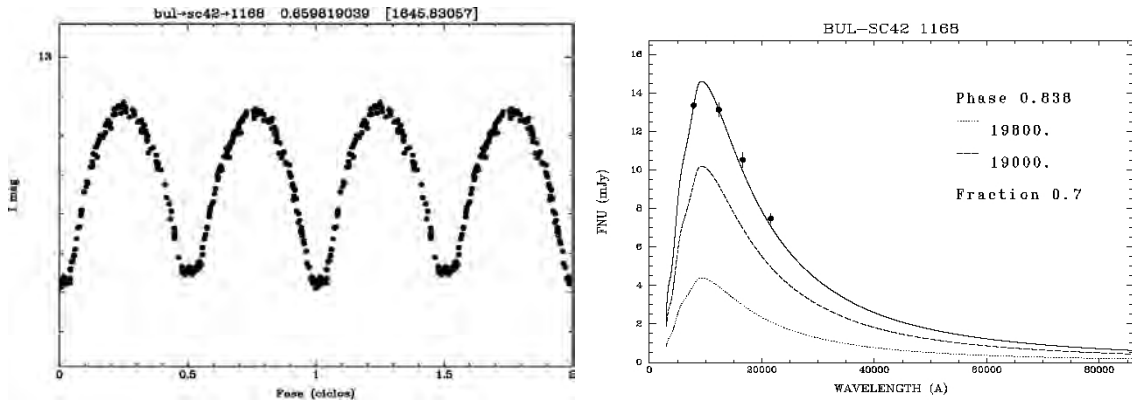


Figura A.84 - BUL-SC42 1168

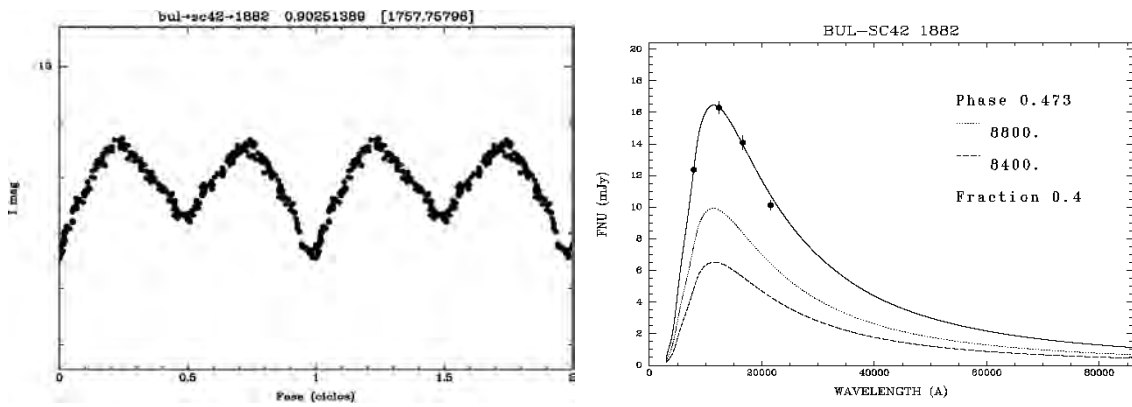


Figura A.85 - BUL-SC42 1882

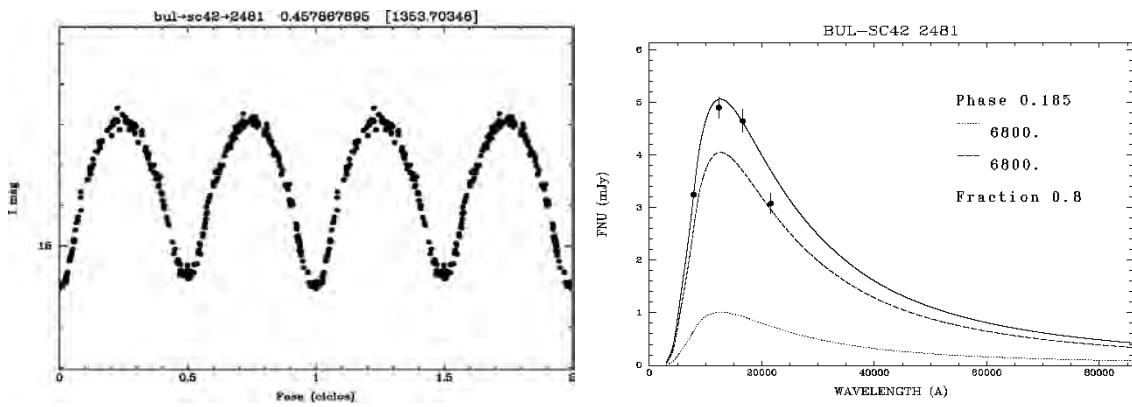


Figura A.86 - BUL-SC42 2481

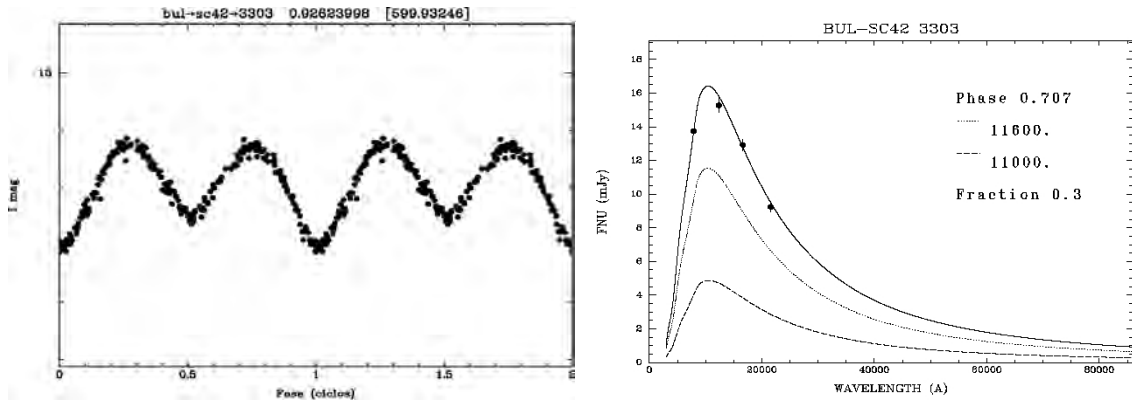


Figura A.87 - BUL-SC42 3303

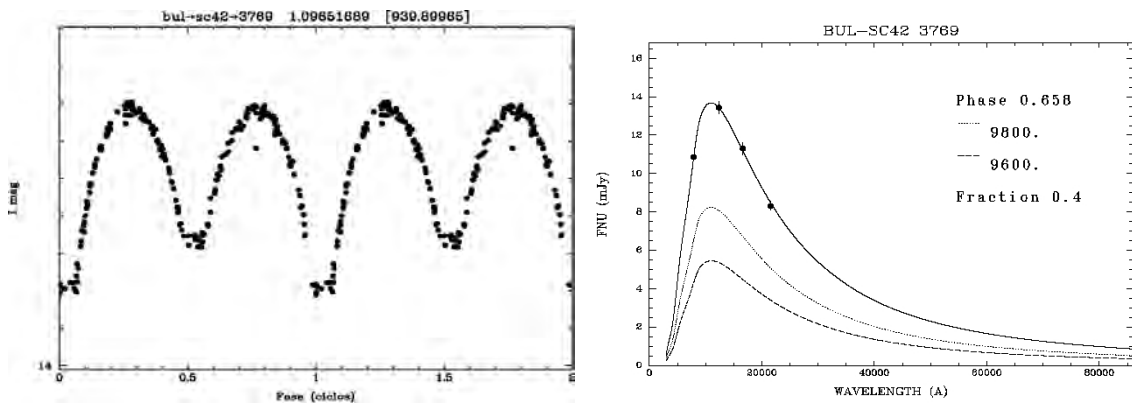


Figura A.88 - BUL-SC42 3769

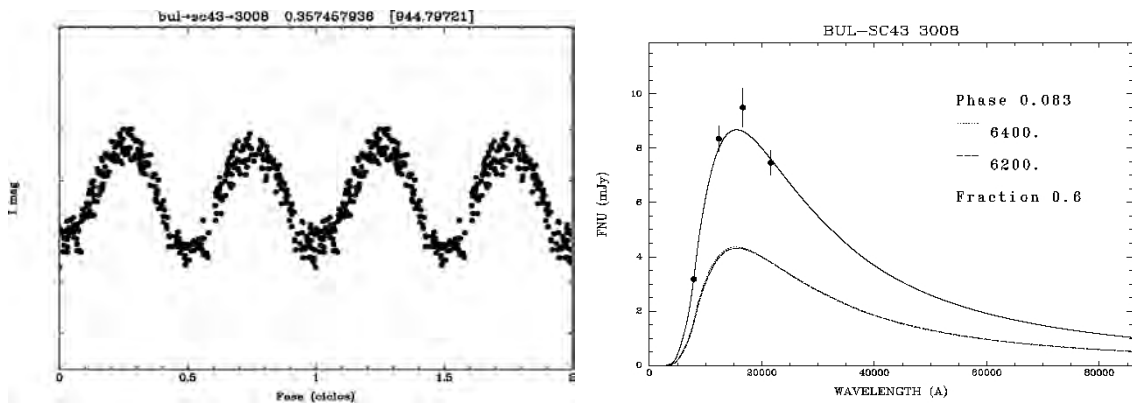


Figura A.89 - BUL-SC43 3008

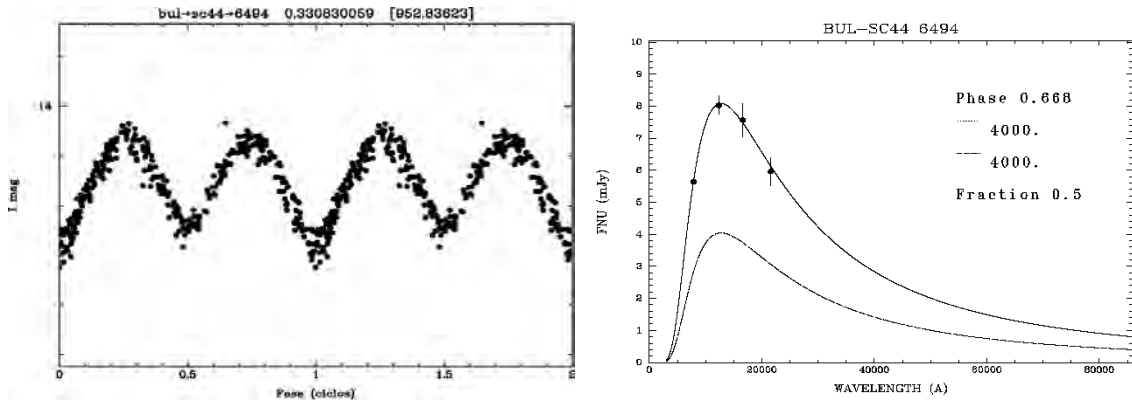


Figura A.90 - BUL-SC44 6494

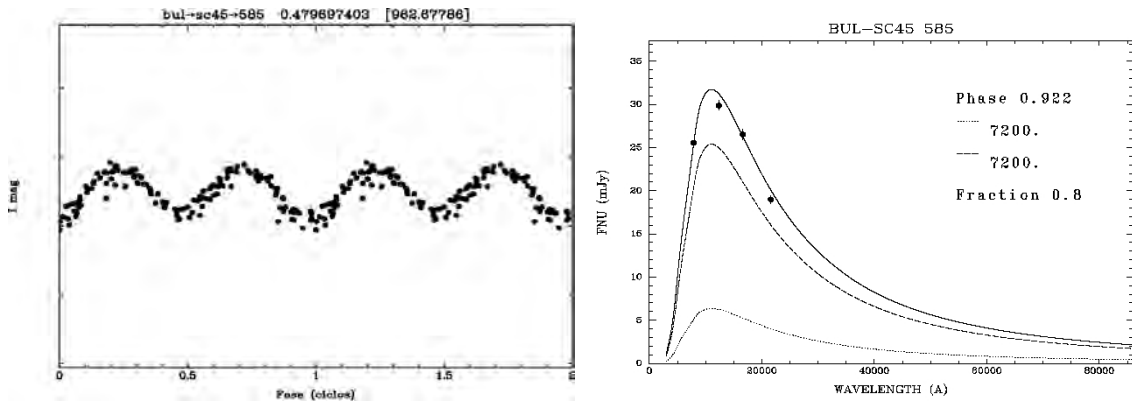


Figura A.91 - BUL-SC45 585

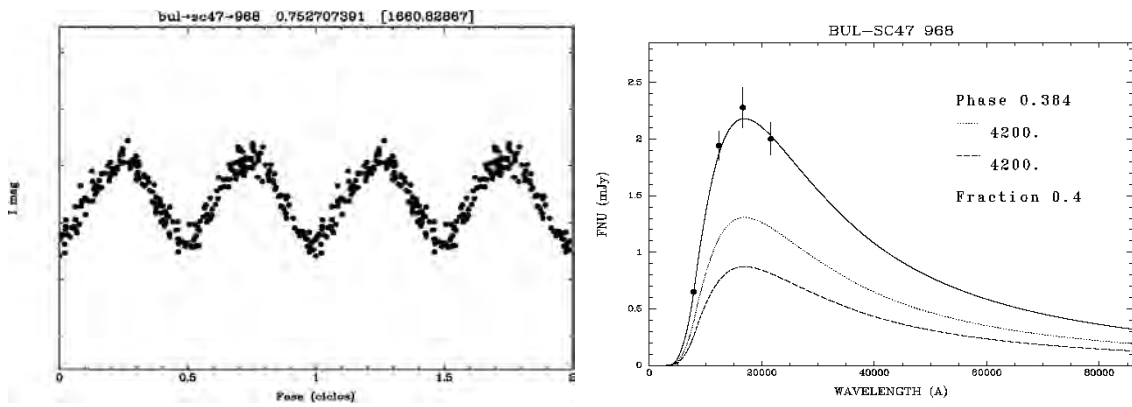


Figura A.92 - BUL-SC47 968

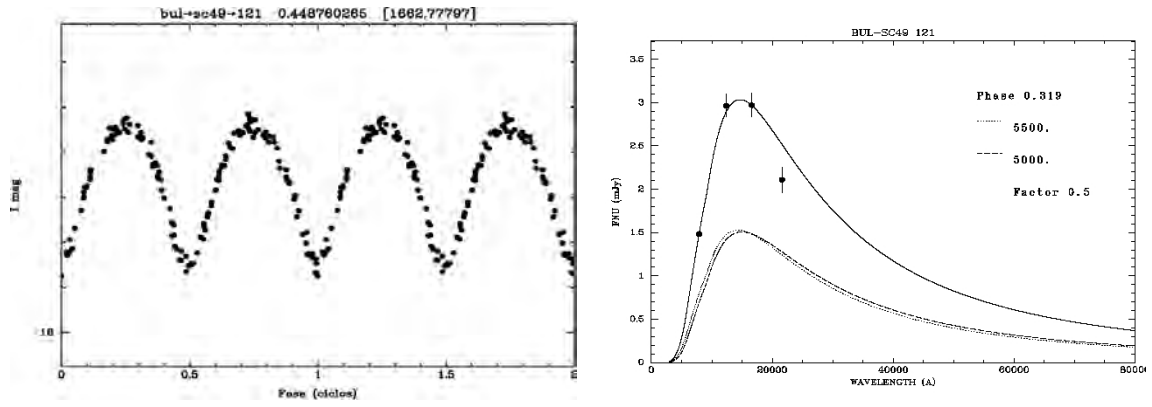


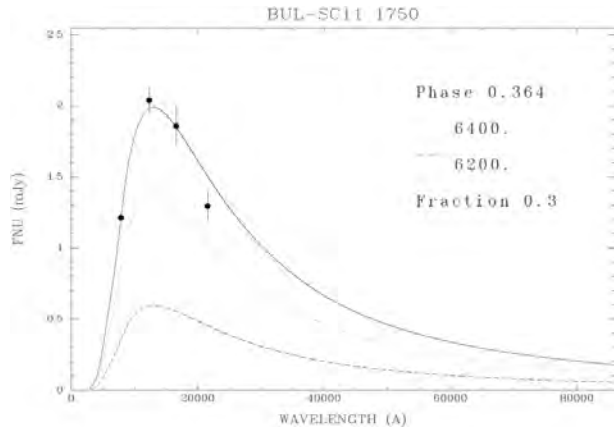
Figura A.93 - BUL-SC49 121



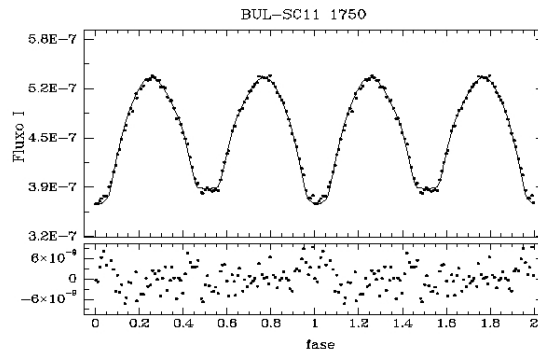


# OUTRAS CURVAS DE LUZ OGLEII-2MASS AJUSTADAS

## B.1 BUL-SC11 1750



(a) Ajuste da SED



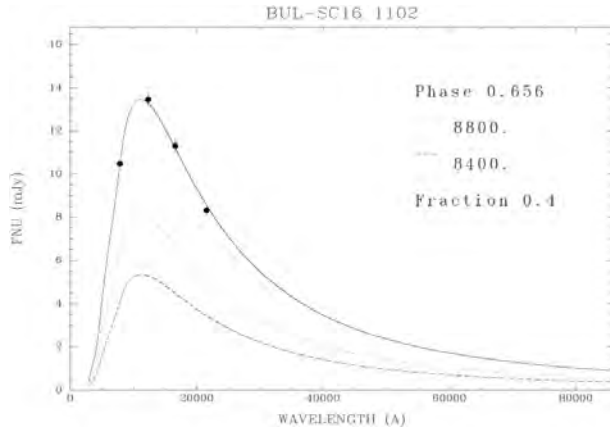
(b) Ajuste da curva de luz

Figura B.1 - BUL-SC11 1750, binária tipo W UMA.

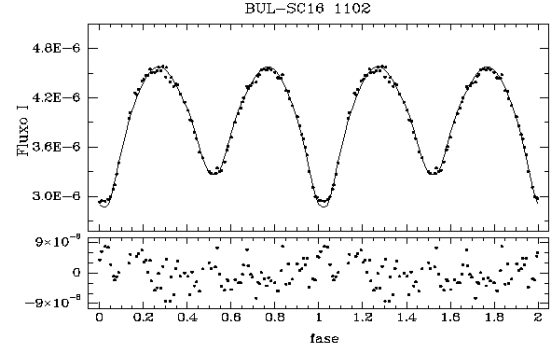
Tabela B.1 - Parâmetros de BUL-SC11 1750

Parâmetros ajustados	
$\phi_0$	$0,12 \pm 0,03$
$i(^{\circ})$	$88,6 \pm 3,4$
$T_1$ (K)	$5656 \pm 711$
$T_2$ (K)	$5477 \pm 1860$
$\Omega_1$	$2,13 \pm 1,88$
$\Omega_2$	$2,13 \pm 1,49$
$q$	$0,182 \pm 0,025$
$Alb_1$	$0,72 \pm 0,2$
$Alb_2$	$0,49 \pm 0,5$
Raios relativos em função da separação $a$	
$r_1$ (pole)	$0,508 \pm 0,025$
$r_1$ (side)	$0,559 \pm 0,038$
$r_1$ (back)	$0,586 \pm 0,047$
$r_2$ (pole)	$0,243 \pm 0,030$
$r_2$ (side)	$0,253 \pm 0,036$
$r_2$ (back)	$0,306 \pm 0,086$
Parâmetros fixos	
$\beta_1$	0,32
$\beta_2$	0,32

## B.2 BUL-SC16 1102



(a) Ajuste da SED



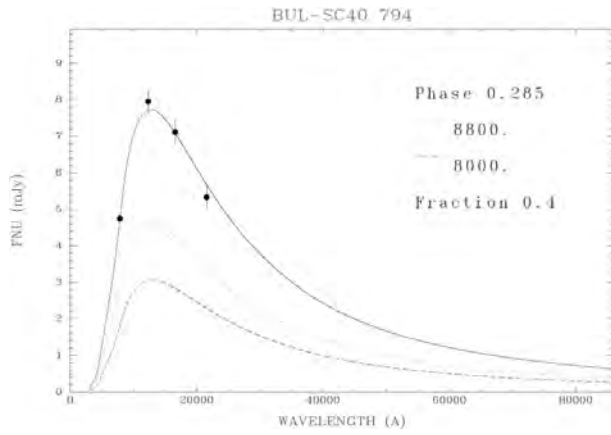
(b) Ajuste da curva de luz

Figura B.2 - BUL-SC16 1102, binária tipo W UMA

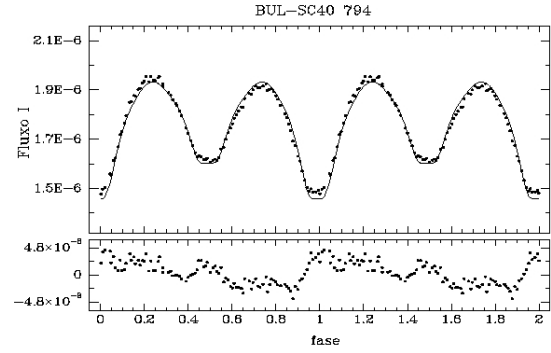
Tabela B.2 - Parâmetros de BUL-SC16 1102

Parâmetros ajustados	
$\phi_0$	$0,019 \pm 0,03$
$i(^{\circ})$	$79,3 \pm 3,4$
$T_1$ (K)	$8448 \pm 711$
$T_2$ (K)	$6938 \pm 1860$
$\Omega_1$	$2,36 \pm 1,88$
$\Omega_2$	$2,36 \pm 1,49$
$q$	$0,283 \pm 0,025$
$Alb_1$	$0,61 \pm 0,2$
$Alb_2$	$0,64 \pm 0,5$
Raios relativos em função da separação $a$	
$r_1$ (pole)	$0,473 \pm 0,029$
$r_1$ (side)	$0,513 \pm 0,030$
$r_1$ (back)	$0,542 \pm 0,039$
$r_2$ (pole)	$0,270 \pm 0,024$
$r_2$ (side)	$0,283 \pm 0,029$
$r_2$ (back)	$0,327 \pm 0,057$
Parâmetros fixos	
$\beta_1$	0,32
$\beta_2$	0,32

### B.3 BUL-SC40 794



(a) Ajuste da SED



(b) Ajuste da curva de luz

Figura B.3 - BUL-SC40 794, binária tipo W UMA.

Tabela B.3 - Parâmetros de BUL-SC40 794

Parâmetros ajustados	
$\phi_0$	$-0,108 \pm 0,03$
$i(^{\circ})$	$78,9 \pm 3,4$
$T_1$ (K)	$9255 \pm 711$
$T_2$ (K)	$6894 \pm 1860$
$\Omega_1$	$2,15 \pm 1,88$
$\Omega_2$	$2,15 \pm 1,49$
$q$	$0,168 \pm 0,025$
$Alb_1$	$0,688 \pm 0,2$
$Alb_2$	$0,563 \pm 0,5$
Raios relativos em função da separação $a$	
$r_1$ (pole)	$0,499 \pm 0,024$
$r_1$ (side)	$0,546 \pm 0,036$
$r_1$ (back)	$0,568 \pm 0,042$
$r_2$ (pole)	$0,221 \pm 0,027$
$r_2$ (side)	$0,230 \pm 0,036$
$r_2$ (back)	$0,263 \pm 0,056$
Parâmetros fixos	
$\beta_1$	1,00
$\beta_2$	1,00

