



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

INPE-14603-TDI/1183

**PROCURA DE BINÁRIAS ECLIPSANTES NA DIREÇÃO DO BOJO
DA GALÁXIA COM DADOS OGLE-II E 2MASS**

Julio César Tello Gálvez

Dissertação de Mestrado do Curso de Pós-Graduação em Astrofísica, orientada pelo Dr.
Francisco José Jablonski, aprovada em 7 de novembro de 2006.

INPE
São José dos Campos
2006

Livros Grátis

<http://www.livrosgratis.com.br>

Milhares de livros grátis para download.

524.386

Tello Gálvez, J. C.

Procura de binárias eclipsantes na direção do bojo da galáxia com dados OGLE-II e 2MASS / Julio César Tello Gálvez. – São José dos Campos: INPE, 2006.

143p. ; (INPE-14603-TDI/1183)

1.Binárias eclipsantes. 2.Análise das componentes principais. 3.Método Wilson-Devinney. 4.Estrelas variáveis. 5.OGLE. 6.2MASS. I.Título.


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

Dra. Cláudia Vilega Rodrigues



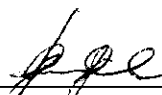
Presidente / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Francisco José Jablonski



Orientador(a) / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Deonísio Cieslinski



Membro da Banca / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Luiz Paulo Ribeiro Vaz



Convidado(a) / UFMG / Belo Horizonte - MG

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

São José dos Campos, 07 de novembro de 2006

“Our Galaxy, delimited for us by the projected contours of the Milky Way, contains possibly a billion suns”.

HEBER D. CURTIS
em “Great Debate Shapley-Curtis”, 1921

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

AGRADECIMENTOS

Gostaria de expressar meus sinceros agradecimentos ao Dr. Francisco Jablonski pelo estímulo e a orientação na realização deste trabalho.

Aos membros da banca examinadora pelas sugestões para melhorar a dissertação.

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 companherismo e os bons momentos que compartilhei com eles.

À equipe de Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) pelo apoio com a concessão de noites de observação.

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

A todos aqueles que, direta ou indiretamente, contribuíram para a culminação desta dissertação.

RESUMO

O levantamento OGLE-II ("Optical Gravitational Lensing Experiment") realizado para identificar eventos de microlentes gravitacionais devido à presença de objetos massivos compactos no bojo da nossa Galáxia produziu um catálogo de ~ 220 mil estrelas variáveis ou candidatas a estrelas variáveis. Os dados tomados na banda I consistem de imagens e curvas de luz. De outro lado, mais ou menos ao mesmo tempo o "Two Micron All Sky Survey"(2MASS) produziu dados da totalidade do céu que contêm posições precisas e fluxos no infravermelho (nas bandas J, H e K_S) de cerca de 470 milhões de estrelas. Neste trabalho, apresentamos uma sistemática para a identificação de sistemas binários eclipsantes no levantamento OGLE-II que tenham contrapartidas no catálogo 2MASS. Para tal, utilizamos a Análise das Componentes Principais como ferramenta de seleção. Os sistemas detectados são classificados segundo a divisão tradicional em binárias eclipsantes do tipo Algol, β Lyrae e W Ursa Majoris, mas como subproduto identificamos também um grande número de sistemas com variações elipsoidais e variações não-relacionadas com a binaridade. Para aprender os fundamentos da utilização dos métodos mais poderosos existentes atualmente para extrair parâmetros astrofísicos de curvas de luz de sistemas eclipsantes, aplicamos o método Wilson-Devinney a alguns casos selecionados.

SEARCH FOR ECLIPSING BINARIES TOWARDS THE GALACTIC BULGE WITH OGLE-II AND 2MASS DATA

ABSTRACT

The Optical Gravitational Lensing Experiment (OGLE) conceived to search for microlensing events caused by the presence of massive compact objects in the direction of the galactic bulge produced as a by-product a catalog of $\sim 220,000$ candidates to variable stars. The data were collected in the I band and consist of images and light curves. On the other hand, at the same epoch, the Two Micron All-Sky Survey covered the whole sky providing accurate positions and fluxes for $\sim 4.7 \times 10^8$ point sources in the J, H and K_S photometric bands. In this work, we present a systematic for the identification of eclipsing binaries in the OGLE-II that have infrared counterparts in the 2MASS survey. To do this, we used the Principal Component Analysis as a selection tool. The detected systems are classified according to the traditional division in Algols, β Lyrae and W Ursa Majoris classes. As a by-product, we detected many ellipsoidal variables and also systems with regular variations not related to the binary character. To better understand the fundamentals of the state-of-the-art methods for extracting astrophysical parameters from binary system light curves, we applied the Wilson-Devinney method to a few selected new binaries found in this work.

SUMÁRIO

Pág.

LISTA DE FIGURAS

LISTA DE TABELAS

CAPÍTULO 1 - INTRODUÇÃO	23
CAPÍTULO 2 - OS CATÁLOGOS OGLE-II E 2MASS	25
2.1 - O experimento OGLE (Optical Gravitational Lensing Experiment)	25
2.2 - O levantamento 2MASS (Two Micron All Sky Survey)	27
CAPÍTULO 3 - FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA	33
3.1 - Os Sistemas Binários	33
3.2 - Classificação de Sistemas Binários Eclipsantes.	38
3.3 - Determinação dos elementos das Binárias Eclipsantes.	48
3.4 - O código de Wilson-Devinney.	50
CAPÍTULO 4 - METODOLOGIA	57
4.1 - Análise das Componentes Principais.	57
4.1.1 - Exemplo de PCA	60
4.1.2 - As variáveis de entrada considerando os levantamentos OGLE-II e 2MASS	62
CAPÍTULO 5 - CONTRAPARTIDAS 2MASS AOS OBJETOS DO OGLE-II E PROCURA DE BINÁRIAS ECLIP- SANTES	67
5.1 - Procura das contrapartidas 2MASS	67
5.1.1 - Filtragem das curvas de luz	70
5.2 - Cálculo da Cor Desavermelhada	71
5.3 - Seleção de candidatas a binárias eclipsantes com a Análise das Compo- nentes Principais	72
5.4 - Aplicação do código Wilson-Devinney	80
CAPÍTULO 6 - RESULTADOS E CONCLUSÕES	83

6.1 - Classificação das binárias eclipsantes OGLE com contrapartidas 2MASS	83
6.1.1 - Sistemas binários que se destacam	85
6.2 - A binária eclipsante BUL-SC9 337	89
6.3 - Ajuste de Curvas com o modelo Wilson-Devinney	93
6.3.1 - Sistema binário BUL-SC9 1515:	94
6.3.2 - Sistema binário BUL-SC8 2243:	99
6.4 - Conclusões e Perspectivas	100
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	105
APÊNDICE A - Ajuste de curvas de luz com o método Wilson-Devinney	113
A.1 - O programa LC	113
A.2 - O programa DC	113
APÊNDICE B - Curvas de luz de Binárias Eclipsantes na direção do Bojo da Galaxia	117
B.1 - Binárias do tipo Algol	117
B.2 - Binárias do tipo β Lyrae	123
B.3 - Binárias do tipo W UMa	126
B.4 - Binárias do tipo Elipsoidal	132
B.5 - Sistemas com natureza Binária duvidosa	140

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
2.1 A cobertura OGLE-II	26
2.2 Fotometria de ajuste do perfil	29
3.1 Esquema de curva de luz	36
3.2 Sistema binário tipo Algol	39
3.3 Sistema binário tipo β Lyrae	40
3.4 Sistema binário tipo W UMa	40
3.5 Equipotenciais de Roche	43
3.6 Sistema binário separado	44
3.7 Sistema binário semi-separado	45
3.8 Sistema binário de contato	45
3.9 Sistema binário de duplo contato	46
3.10 Horizonte Visível	50
4.1 Eixos PCA	62
4.2 Box	63
5.1 Distribuição de distâncias	69
5.2 Distribuição da magnitude K_S	70
5.3 PCA2 x PCA1	73
5.4 PCA3 x PCA1	74

5.5	Projeção dos objetos no plano PCA3 x PCA1	74
5.6	Diagrama de fase	75
5.7	PCA5 x PCA3	76
5.8	PCA5 x PCA2	76
5.9	Diagrama de Fluxo	78
6.1	Mosaico de variáveis do tipo Algol	86
6.2	Mosaico de variáveis do tipo β Lyrae	88
6.3	Mosaico de variáveis do tipo WUMa	89
6.4	Curva de luz de BUL-SC9 337	90
6.5	Espectro da estrela padrão A0	91
6.6	Espectro da estrela BUL-SC9 337	92
6.7	Espectro na região de 6000-7000 Å	92
6.8	Espectro de objeto vermelho próximo a BUL-SC9 337	93
6.9	w x q	95
6.10	Ajuste W-D para BUL-SC9 1515	97
6.11	Binária BUL-SC9 1515	97
6.12	w x q para BUL-SC8 2243	100
6.13	Ajuste W-D para BUL-SC8 2243.	101
A.1	Ajuste SX Aur	114
A.2	Ajuste XZ CMi	116
B.1	Mosaico Algol 1	117

B.2	Mosaico Algol 2-3	118
B.3	Mosaico Algol 4-5	119
B.4	Mosaico Algol 6-7	120
B.5	Mosaico Algol 8-9	121
B.6	Mosaico Algol 10	122
B.7	Mosaico β Lyrae 1	123
B.8	Mosaico β Lyrae 2-3	124
B.9	Mosaico β Lyrae 4	125
B.10	Mosaico W UMa 1	126
B.11	Mosaico W UMa 2-3	127
B.12	Mosaico W UMa 4-5	128
B.13	Mosaico W UMa 6-7	129
B.14	Mosaico W UMa 8-9	130
B.15	Mosaico W UMa 10-11	131
B.16	Mosaico Elipsoidal 1	132
B.17	Mosaico Elipsoidal 2-3	133
B.18	Mosaico Elipsoidal 4-5	134
B.19	Mosaico Elipsoidal 6-7	135
B.20	Mosaico Elipsoidal 8-9	136
B.21	Mosaico Elipsoidal 10-11	137
B.22	Mosaico Elipsoidal 12-13	138
B.23	Mosaico Elipsoidal 14-15	139

B.24 Mosaico Duvidosas 1	140
B.25 Mosaico Duvidosas 2-3	141
B.26 Mosaico Duvidosas 4-5	142
B.27 Mosaico Duvidosas 6	143

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Limites de Magnitudes do 2MASS.	28
3.1 Determinação de parâmetros de sistemas binários	38
3.2 Propriedades gerais das binárias eclipsantes	41
3.3 Determinação de parâmetros de binárias eclipsantes	56
5.1 Variáveis de entrada para a Análise das Componentes Principais	71
5.2 Contribuições das componentes nos novos eixos PCA para o conjunto de 86356 objetos	72
6.1 Número de objetos OGLE e de contrapartidas 2MASS	84
6.2 Classificação das binárias OGLE com contrapartida 2MASS	86
6.3 Soluções fotométricas para OGLE BUL-SC9 1515 ($T_1=8000$ K)	96
6.4 Elementos fotométricos de OGLE BUL-SC9 1515.	98
6.5 Soluções fotométricas para BUL-SC8 2243 ($T_1=5680$ K)	100
6.6 Raios relativos de OGLE BUL-SC8 2243.	101
A.1 Elementos fotométricos de XZ CMi	115
A.2 Comparação de nossos resultados com os de Terrell e Wilson (1990) . . .	115

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

O estudo de binárias eclipsantes tem importância fundamental para a astrofísica estelar porque permite determinar precisamente parâmetros estelares a partir de dados observacionais elementares (ANDERSEN, 1991).

Os sistemas binários e múltiplos são bastante comuns na Galáxia. De estudos em populações estelares de Pré-sequência Principal se sabe que mais de 50% das estrelas são múltiplas (MATHIEU, 1994). Segundo Heintz (1969) a estatística de binárias também indica que as duplicidades e multiplicidades são característica básica da formação estelar e não um produto acidental.

Southworth *et al.* (2004) advogam que a análise das curvas de luz e velocidades relativas permitem conhecer as massas, raios e gravidades superficiais das componentes de um sistema binário com precisão melhor que 1%. Verbunt (2004) menciona que o estudo mediante técnicas de interferometria com instrumentos modernos pode tornar possível a obtenção de órbitas visuais para um grande número de objetos e assim determinar as propriedades dos sistemas binários jovens.

Em especial as binárias eclipsantes de linhas duplas proporcionam o método mais direto para determinar distâncias às galáxias do Grupo Local (CLAUSEN, 2004). Resultados recentes mostram que se pode atingir uma precisão de 3% o que só pode ser superado por instrumentos futuros de interferometria, mesmo assim, sempre limitados a objetos brilhantes.

Do ponto de vista teórico, os dados de massas e raios estelares obtidos das binárias eclipsantes proporcionam, junto com as estrelas pulsantes, informações detalhadas sobre estrutura e evolução estelar de estrelas normais (CLAUSEN, 1998). Os dados das binárias podem ser comparados com os modelos teóricos de estrelas obtidos considerando diferentes critérios. Desta forma, pode-se fazer testes críticos de modelos de evolução estelar (POLLS *et al.*, 1999) como, por exemplo, a convecção baseada na teoria de comprimento de mistura.

Nosso trabalho pretende ser uma alternativa aos diferentes métodos de procura de binárias eclipsantes em grandes conjuntos de dados considerando a distribuição estatística das curvas de luz além de informações adicionais, como cores no infravermelho.

Neste sentido, o trabalho não visa o ajuste de modelos aos sistemas que venham a ser detectados e sim meramente sua detecção e classificação. A contribuição, em comparação com [Devor \(2005\)](#) e aos outros trabalhos citados ali é principalmente no sentido de produzir uma ferramenta que permita pré-selecionar alvos numa grande massa de objetos, de modo a fazer a procura de periodicidades, que em geral é relativamente cara em termos de tempo computacional, num número menor de objetos. Isso pode ser muito importante para futuros levantamentos que produzam dados em tempo real. Igualmente, projetos com quantidades tremendamente grandes de dados (por exemplo, GAIA) podem se valer das técnicas de “procurar no lugar certo” aqui desenvolvidas.

CAPÍTULO 2

OS CATÁLOGOS OGLE-II E 2MASS

2.1 O experimento OGLE (Optical Gravitational Lensing Experiment)

Este experimento foi planejado para detectar eventos de microlentes gravitacionais (UDALSKI *et al.*, 1992). Como resultado da procura por estes eventos, obteve-se um grande número de imagens em regiões das Nuvens de Magalhães e no Bojo da Via Láctea. Além dos eventos de lentes gravitacionais, as imagens obtidas também permitiram descobrir outros objetos, como estrelas variáveis de diversas classes.

A primeira fase do projeto, OGLE-I, iniciou-se em 1992 e terminou em 1995. As observações com o OGLE-II iniciaram-se no ano de 1997 com o telescópio 1,3 m da Universidade de Varsóvia em Las Campanas, no Chile. Durante os quatro anos de duração do projeto OGLE-II, descobriu-se 68000 estrelas variáveis na Pequena e Grande Nuvem de Magalhães (ZEBRUN *et al.*, 2001) entre gigantes vermelhas variáveis, variáveis tipo RR Lyrae, Cefeidas e binárias eclipsantes. A respeito dos sistemas binários eclipsantes, têm-se 1350 catalogados na Pequena Nuvem e 2580 na Grande Nuvem de Magalhães.

Nas regiões do bojo da nossa Galáxia foram identificadas na banda I cerca de 220000 estrelas variáveis ou candidatas a variáveis (WOZNIAK *et al.*, 2002). Este catálogo contém dados de 3 anos (1997-1999) com 200 a 300 medidas por objeto para cada um dos 49 campos que cobrem um total de 11 graus quadrados no céu. Os objetos medidos nestes campos têm magnitude I entre $\sim 11,0$ e $\sim 21,3$. As imagens foram obtidas com tempo de integração de 87 segundos. O CCD do OGLE tem 2048×2048 pixels com uma escala de placa de $0,417''/\text{pixel}$. A Figura 2.1 apresenta um mapa do bojo da Galáxia com os 49 campos OGLE-II, sendo cada campo de $14,2 \times 57,0$ minutos de arco no céu.

Os dados OGLE no bojo da Galáxia têm dois tipos de formato: catálogo tipo texto e imagens FITS. O formato texto corresponde aos produtos fotométricos e têm dois tipos de arquivo para cada campo: o catálogo de estrelas variáveis (ou candidatas) e as correspondentes curvas de luz. O catálogo contém uma entrada por objeto com parâmetros como posição e magnitude média I. Os arquivos das curvas de luz contêm: tempo das observações (em data Juliana Heliocêntrica), magnitude I, erro na magnitude e “flags” de qualidade fotométrica, com os números “-99.00” e “-1.000”

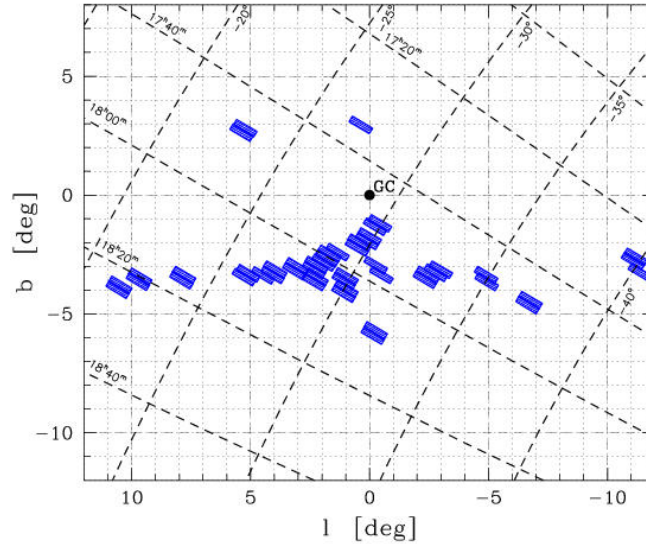


FIGURA 2.1 - A cobertura OGLE-II em coordenadas galácticas. Os campos OGLE-II são os retângulos pretos. Também é mostrado o sistema de coordenadas equatoriais.
 FONTE: Udalski *et al.* (2002).

sendo utilizados para indicar medidas problemáticas.

As curvas de luz de objetos variáveis foram obtidas com a Análise da Diferença de Imagens (“Difference Image Analysis”, em Inglês, com a sigla DIA sendo usada na literatura para referenciá-la) baseada na subtração de imagens segundo Alard e Lupton (1998) e Alard (2000). Basicamente o método DIA consiste em (i) construir uma imagem de referência com as imagens de melhor “seeing”; (ii) igualar a qualidade de imagem entre as imagens com diferentes perfis de imagem (a “Point Spread Function”, ou “PSF”, em Inglês), fazendo uma convolução da imagem de referência de modo a casá-la com o “seeing” das demais imagens; (iii) obter um “kernel” bidimensional que minimize a discrepância entre as duas imagens usadas para calcular a diferença; (iv) calcular a diferença entre as imagens.

O programa de fotometria DoPhot (SCHECHTER *et al.*, 1993) foi utilizado para obter as posições e fluxos das fontes nas imagens das diferenças.

As coordenadas equatoriais dos objetos detectados nos campos OGLE foram determinadas conforme Udalski *et al.* (1998) e Udalski *et al.* (2000). Segundo Udalski *et*

al. (1998), a conversão de posições no CCD para coordenadas equatoriais utilizou as imagens do Digital Sky Survey (DSS). O procedimento consiste dos seguintes passos: (i) extrair do DSS uma imagem um pouco maior que a área do campo dado em questão; (ii) encontrar os objetos mais brilhantes que um certo limiar e (iii) calcular o centróide de cada objeto detectado; (iv) converter as coordenadas x , y (em pixels) de cada estrela para α e δ utilizando rotinas como `geomap` do ambiente IRAF atribuindo-lhes as coordenadas do DSS.

Para verificar a qualidade da astrometria Udalski *et al.* (1998) utilizaram objetos das regiões que estão sobrepostas entre os campos. Foram calculadas as coordenadas equatoriais dos objetos comuns a ambos os campos e também as diferenças entre elas. De 2000 a 14000 estrelas são utilizadas numa solução astrométrica típica. Para os objetos superpostos em campos adjacentes (umas poucas centenas) a diferença média tem dispersão de 0,1-0,2 segundos de arco e representa o erro interno das coordenadas equatoriais do OGLE.

A estimativa dos erros sistemáticos na astrometria foi feita por Udalski *et al.* (1998) comparando as posições OGLE como um todo com a astrometria baseada nas placas DSS. As diferenças podem atingir 0,7 segundos de arco, que pode ser considerado o erro sistemático do levantamento. Mais adiante mostraremos que as diferenças das posições OGLE com relação ao catálogo 2MASS podem atingir duas vezes esse valor para determinados campos.

O catálogo OGLE para o bojo de nossa Galáxia não tem até o momento uma classificação completa de estrelas variáveis como o caso das Nuvens de Magalhães. Kubiak e Udalski (2003) identificaram 54 Cefeidas de População II nos dados do OGLE-II. Collinge *et al.* (2006) apresentaram um catálogo de 1888 estrelas RR Lyrae com períodos no modo fundamental.

2.2 O levantamento 2MASS (Two Micron All Sky Survey)

Foi desenvolvido entre 1997 e 2001 e fez observações de 99,998% do céu detectando fontes mais brilhantes que 1 mJy. A razão S/R das medidas é maior que 10 e a resolução espacial é 2". As imagens foram tomadas com filtros J (1,25 μm), H (1,65 μm) e K_S (2,17 μm). Foram utilizados 2 telescópios automatizados de 1,3 m, um em Mt. Hopkins, Arizona, e outro no CTIO, Chile. Cada telescópio tinha uma câmara de três canais, com arranjos de 256×256 pixels por canal. Como resultado deste

projeto foram medidas 471 milhões de fontes puntiformes além de 1,6 milhões de fontes extensas (SKRUTSKIE *et al.*, 2006).

Os dados do 2MASS proporcionam:

- Observações da Via Láctea com menos efeito de extinção devido à poeira interestelar;
- Um primeiro levantamento fotométrico de todo o céu, cobrindo galáxias mais brilhantes que $K_S = 13,5$ mag, incluindo galáxias na região com $|b| < 30^\circ$, onde a poeira dentro da Via Láctea produzia levantamentos incompletos das galáxias no óptico.
- Uma base estatística para procurar objetos raros, mas importantes do ponto de vista astrofísico, como objetos frios ou muito avermelhados.

A Tabela 2.1 resume os limites de profundidade do levantamento nas três bandas. Note-se que esses limites são significativamente mais rasos em regiões densamente populadas, como são os casos do centro galáctico e dos campos OGLE no bojo.

TABELA 2.1 - Limites de Magnitudes do 2MASS.

Banda	Comprimento de onda (μm)	LIMITES DE MAGNITUDE	
		Fontes Puntiformes (S/R=10)	Fontes Extensas
J	1,25	15,8	15,0
H	1,65	15,1	14,3
K_S	2,17	14,3	13,5

FONTE: Adaptada de Chester (1997).

Além das imagens, o 2MASS produziu catálogos de fontes puntiformes e extensas que cobrem todo o céu. As posições foram determinadas no “International Celestial Reference System” (ICRS), segundo o catálogo de referência astrométrico Tycho 2. A precisão da astrometria está entre 70-80 milissegundos de arco para magnitudes $9 < K_S < 14$. Certamente há diferenças sistemáticas entre o sistema de coordenadas utilizado no OGLE-II e o 2MASS, conforme constatamos ao comparar as coordenadas nos 49 campos. A diferença é variável campo a campo e alcança no máximo 1,7 segundos de arco.

O tempo de integração para cada posição do céu foi de 7,8 segundos, composto de 6

imagens de 1,3 segundos cada uma (conforme Fig. 2.2). Para fazer isso o telescópio varria o céu a uma razão de $57''/s$ na direção da declinação e com o tempo de 1,455 segundos entre uma imagem e outra (dos quais 1,351 s era o tempo para coletar dados). Obtinha-se um deslocamento de $87''$ entre imagens, ligeiramente menor que $1/6$ do campo de visada da câmara, produzindo 6 imagens independentes de cada posição do céu.

A fotometria das fontes puntiformes foi feita com diferentes algoritmos conforme a fonte fosse m79ais ou menos intensa. O tipo de algoritmo usado para obter as magnitudes é indicado pelo valor do “flag” rd_flg. A magnitude da maioria das fontes, que não saturaram nos 1,3 segundos de exposição, foi medida usando fotometria no perfil das imagens (indicado com o “flag” rd_flg=2). Este tipo de estimação da magnitude é indicado para fontes não muito intensas ($S/N \leq 30$) e objetos em regiões muito densas. A magnitude das fontes que saturaram no tempo de 1,3 segundos, mas não saturaram no tempo de 51 ms (o tempo de leitura dos detectores, que produzia uma imagem independente, também armazenada), aproximadamente mais brilhantes que $J = 9,5$, $H = 9,0$ e $K_S = 8,0$, foi medida usando fotometria de abertura (“flag” rd_flg=1). Aquelas fontes que saturaram nos 51 ms de integração (aproximadamente $J, H, K_S > 4$) tiveram magnitudes estimadas a partir da parte não-saturada do perfil radial unidimensional (“flag” rd_flg = 3).

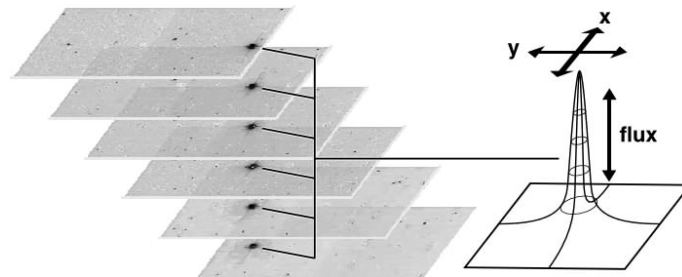


FIGURA 2.2 - Fotometria usando ajuste do perfil. A posição e o fluxo da fonte são determinados simultaneamente
 FONTE: [Cutri e Marsh \(2003\)](#).

O catálogo de fontes puntiformes do 2MASS contém diversos parâmetros como a posição, informação fotométrica e qualidade da fotometria das fontes. Dentre esses parâmetros temos:

1. Informação posicional
 - a) Ascensão Reta J2000 referenciada ao ICRS.
 - b) Declinação J2000 referenciada ao ICRS.
 - c) Eixo maior e eixo menor da elipse de erro.
 - d) Ângulo de posição do eixo maior da elipse de erro.
 - e) Designação da fonte segundo as coordenadas sexagesimais.

2. Informação fotométrica
 - a) Magnitude nas bandas J, H e K_S .
 - b) Incerteza fotométrica corrigida nas bandas J, H e K_S .
 - c) Incerteza fotométrica combinada ou total nas bandas J, H e K_S .
 - d) Relação sinal-ruído nas bandas J, H e K_S .

3. Informação da qualidade fotométrica
 - a) Indicador da qualidade fotométrica da fonte. Se o "flag"AAA estiver ativado a relação S/R é maior que 10 nas três bandas. O "flag" ph_qual=EEE indica qualidade pobre nas três bandas.
 - b) Origem das magnitudes JHK $_S$ e incertezas em cada banda.
 - c) Número de componentes para o ajuste do perfil ao ser estimado o brilho de uma fonte.
 - d) Indicador de que a fotometria e/ou medidas de posição de uma fonte podem estar contaminadas ou afetadas devido à proximidade de um artefato ou fonte próxima de brilho igual ou maior. O "flag" cc_flg = 000 indica que a fonte não é afetada por qualquer objeto.

A detecção de fontes fracas é feita a um limiar de 3 vezes o nível de ruído do fundo local. A estimação do ruído é sensível à confusão de fontes e cresce em áreas de alta densidade de fontes como o bojo da Galáxia.

Em áreas de alta densidade é possível que artefatos da imagem de uma fonte brilhante caiam sobre uma ou mais fontes reais afetando a fotometria delas.

Fontes duplas ou múltiplas com separação angular menor de 6 segundos de arco podem não ser resolvidas no 2MASS, dependendo das características dessas fontes. A

resolução efetiva do 2MASS é de alguns segundos de arco e é governada pelo tamanho do pixel da câmara, pela desfocalização dos telescópios (para que se obtivesse PSF mais ou menos independente do “seeing” ao longo de todo o levantamento) e pelos algoritmos de extração de fontes.

CAPÍTULO 3

FUNDAMENTAÇÃO TEÓRICA

3.1 Os Sistemas Binários

As estrelas binárias são sistemas de duas estrelas unidas gravitacionalmente que giram em torno do centro de massa comum. Nestes sistemas, as massas das componentes, a dimensão da órbita e o período orbital estão relacionados pela 3ª lei de Kepler:

$$m_1 + m_2 = \frac{4\pi^2}{G} \frac{a^3}{P^2} \quad (3.1)$$

Onde

m_1 e m_2 são as massas das componentes.

$a = a_1 + a_2$: soma dos semi-eixos a_1 , a_2 , das órbitas relativos ao centro de massa do sistema.

P: o período orbital.

G: a constante gravitacional.

As distâncias relativas de cada componente ao centro de massa são dadas pela relação:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{a_2}{a_1} \quad (3.2)$$

As estrelas binárias podem ser classificadas em binárias visuais, astrométricas, espectroscópicas e eclipsantes (ou fotométricas).

Binárias Visuais: São aqueles sistemas cujos componentes podem ser resolvidos pelo telescópio e cujos movimentos podem ser diretamente medidos no céu. As componentes em geral estão afastadas o suficiente para não interagir, inexistindo troca de material. Nestes sistemas a componente mais brilhante é chamada de estrela primária e a companheira de estrela secundária.

Observações destes sistemas durante um grande intervalo de tempo permitem calcular a órbita a partir das medidas de como varia a distância e o ângulo de posição

da estrela secundária relativa à primária com o tempo. A órbita projetada no plano do céu é uma elipse e é chamada de órbita aparente que em geral não é igual à órbita verdadeira. A órbita aparente pode ser traçada em coordenadas polares com a primária na origem das coordenadas e deve satisfazer a segunda lei de Kepler.

Binárias Astrométricas: Compreendem aqueles sistemas onde só uma das componentes pode ser observada, mas a natureza binária do sistema pode ser inferida pela influência gravitacional da companheira não visível sobre a estrela primária. Para estrelas mais próximas a nós pode-se medir os movimentos da estrela visível se a outra componente é suficientemente massiva para produzir uma variação periódica no movimento próprio da estrela observada.

Binárias Espectroscópicas: São aquelas cuja associação é inferida de observações espectroscópicas que mostram uma variação de movimento radial pelo deslocamento Doppler das linhas espectrais. Se o plano orbital não é perpendicular à linha de visada e as velocidades orbitais das componentes projetadas na linha de visada puderem ser medidas, a velocidade radial do sistema variará periodicamente.

As binárias espectroscópicas podem ser chamadas de dupla-linha se no espectro combinado aparecerem as linhas desdobrando-se e com o deslocamento alternando-se ou podem ser chamadas de uma-linha se só aparecer a linha de uma delas variando periodicamente do vermelho ao azul e vice-versa. Das medidas das velocidades radiais de ao menos uma das componentes pode-se traçar a curva das velocidades radiais que indica como elas variam com o tempo.

A forma da curva de velocidade radial depende da excentricidade da órbita e da orientação dela relativa ao observador para um ângulo de inclinação. Destas curvas, pode-se 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 completa solução da órbita do sistema.

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

$$m_1 + m_2 = \frac{P}{2\pi G} \frac{(K_1 + K_2)^3}{\text{sen}^3 i} \quad (3.3)$$

onde K_1 , K_2 são as velocidades projetadas das duas componentes.

Se o sistema binário é de uma linha 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 $f(m)$:

$$f(m) = \frac{m_2^3}{(m_1 + m_2)^2} \text{sen}^3 i = \frac{P}{2\pi G} K_1^3 \quad (3.4)$$

Por um efeito de seleção observacional, as componentes das binárias espectroscópicas estão relativamente próximas entre si e podem transferir material entre si. Os períodos orbitais podem ser de horas a meses; as separações podem ser menores que o raio solar.

Binárias Eclipsantes: São aqueles sistemas cujo plano da órbita está perto da linha de visada do observador. Nos sistemas binários eclipsantes a luz varia periodicamente devido aos sucessivos eclipses de uma das componentes pela outra. Fazendo um gráfico da magnitude diferencial da binária relativa a uma estrela de comparação pode-se ver que a magnitude varia com o tempo. A curva obtida é chamada curva de luz e o período de variação permite determinar diretamente o período orbital do sistema binário.

De modo geral, em um período o sistema experimenta dois eclipses e a curva de luz tem dois mínimos correspondentes a esses eclipses (ver Figura 3.1). As profundidades dos mínimos em geral não são iguais: ao mínimo mais profundo chama-se o mínimo primário e ao menos profundo, mínimo secundário.

Para calcular o tempo t em que ocorrerá um eclipse a partir do tempo de referência T_0 do mínimo principal utiliza-se a equação simples (também chamada de “efeméride do sistema”):

$$t = T_0 + PE \quad (3.5)$$

onde:

T_0 é a época de referência,

E é o número de ciclos decorridos desde a época de referência T_0 ,

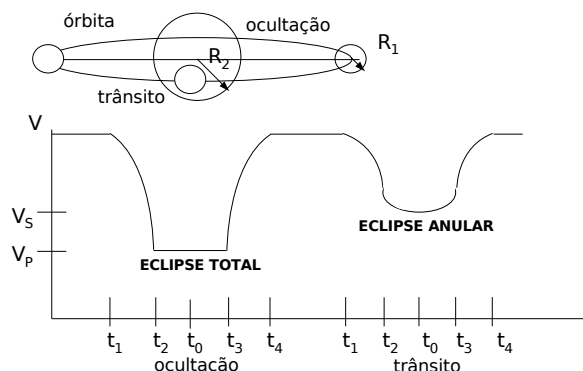


FIGURA 3.1 - Sistema binário e a curva de luz esquemática. Aqui aparecem o mínimo primário e o mínimo secundário para o caso de um eclipse total.

P é o período orbital

Considerando o período orbital como unidade pode-se obter a fase ϕ (HOFFMEISTER *et al.*, 1985) com a seguinte equação:

$$\phi = \frac{(t - T_0)}{P} - E \quad (3.6)$$

Note-se que E é a parte inteira do número de ciclos orbitais decorridos desde o instante T_0 até o instante t , e ϕ é a parte fracionária que deve ser entendida como a posição na órbita relativa a T_0 . Os tempos t e T_0 são dados em dias Julianos heliocêntricos.

Para estrelas esféricas de raios R_1 e R_2 e separação a , a condição para que os eclipses sejam vistos a um ângulo de inclinação i é dada pela relação:

$$\cos i \leq \frac{R_1 + R_2}{a} \quad (3.7)$$

Para estrelas esféricas em uma órbita circular a curva de luz mostrará dois eclipses simétricos de mesma duração total e brilho constante entre os eclipses.

Quando o ângulo i que faz a normal ao plano orbital com a linha de visada do observador é 90° (o plano da órbita do sistema coincide com a linha visual do ob-

servador) os eclipses produzidos são alternadamente totais (quando a componente maior oculta a componente menor) e anulares (quando a componente menor transita pelo disco da componente maior). Neste caso a curva de luz mostra intervalos de profundidade constante durante a fase total ou anular do eclipse.

Quando o ângulo de inclinação i é menor ($i < 75^\circ$, por exemplo) os eclipses são parciais (a componente maior oculta parte da outra componente e no outro eclipse a componente menor oculta parte da componente maior) e eles se produzem em forma alternada. Neste caso a curva de luz mostra os dois mínimos, o primário e o secundário, sem os intervalos de profundidade constante. Após o início do eclipse o fluxo decresce até um valor mínimo e imediatamente aumenta de valor até atingir seu valor constante que tem quando o eclipse já acabou.

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 período orbital podem ser calculados também no caso de binárias espectroscópicas e eclipsantes. A Tabela 3.1 de [Maceroni \(2005\)](#) sumariza o conjunto de parâmetros que pode ser obtido dos diferentes tipos de binárias. Note que nesta tabela não aparecem os parâmetros que podem ser determinados se o sistema é uma combinação de dois tipos de binárias. Por exemplo, no caso de uma binária que seja ao mesmo tempo eclipsante e espectroscópica de duas linhas pode-se determinar o valor das massas (Ver Tabela 3.3).

A coluna das binárias astrométricas (BA) agrupa às 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).

Os 7 primeiros parâmetros da Tabela 3.1 definem a órbita: o semi-eixo maior a , a excentricidade e , o período orbital P , a época do mínimo primário T_0 , o ângulo de inclinação i , a longitude do periastro ω e a orientação da linha dos nodos Ω . Os seguintes parâmetros são as massas, os raios e a razão das luminosidades. Finalmente pode-se obter outros parâmetros que produzem efeitos de segunda ordem sobre as curvas de luz: os coeficientes de escurecimento de bordo x e os de brilho por gravidade β . 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 determinado para BA com órbitas absolutas conhecidas, se a escala linear é introduzida pela paralaxe π . Alternativamente, com a espectroscopia pode-se obter uma segunda relação das massas (Equação 3.4) e se 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.

TABELA 3.1 - Determinação de parâmetros de sistemas binários. "S" e "N" : Indicam a possibilidade de poder obter o parâmetro. "s": 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, T₀	S	S	S	S	S
i	S	S	N	N	S
ω	S	S	S	S	S
Ω	± 180	± 180	N	N	N
m₁, m₂	s	s	f(m)	$m_{1,2} \text{ sen}^3 i$	N
R₁, R₂	N	$R_{1,2}''$	S	S	$r_{1,2} = R_{1,2}/a$
L₂/L₁	S	S	N	N	S
x₁, x₂	N	s	N	N	s
β_1, β_2	N	s	N	N	s

FONTE: Adaptada de [Maceroni \(2005\)](#)

3.2 Classificação de Sistemas Binários Eclipsantes.

Segundo o Catálogo Geral de Estrelas Variáveis ([KHOLOPOV, 1985](#)) os sistemas binários eclipsantes, podem ser divididos segundo a variação do fluxo de luz em:

Binárias tipo Algol: Consistem de duas estrelas próximas entre si comparáveis em tamanho, mas de diferente massa. A mais massiva das componentes é uma estrela normal da seqüência principal (entre tipo B intermediário e tipo F intermediário). As componentes são esféricas ou ligeiramente elipsoidais. Os momentos de início e fim dos eclipses podem ser facilmente determinados de suas curvas de luz (Figura 3.2). A forma da curva de luz nos sistemas tipo Algol é diferente caso a caso devido às diferenças de tamanho relativo e brilho superficial dos discos estelares, as razões entre os raios estelares e os raios orbitais e a inclinação do plano orbital relativo à linha de visada. Entre os eclipses, a luz permanece quase constante ou varia muito pouco devido a efeitos de reflexão, variações elipsoidais, ou transferência de massa.

Na classificação que realizamos no capítulo 6, no entanto, incluímos vários sistemas que podem ter aquecimento, ou variabilidade considerável entre os eclipses.

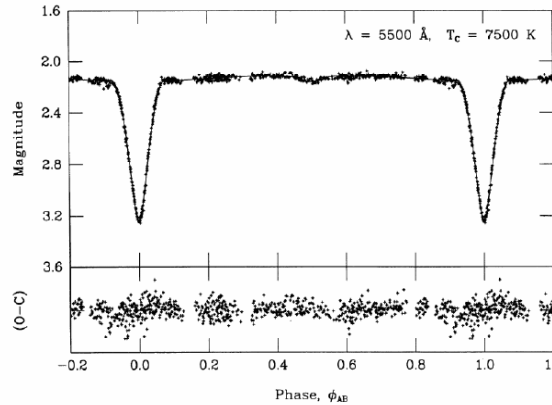


FIGURA 3.2 - Sistema binário tipo Algol. Um dos eclipses tem um mínimo profundo.
FONTE: Terrell (2001).

O espectro das binárias tipo Algol pode ser desde tipo O6 até tipo M1. As Algols podem ser separadas e semi-separadas conforme não tenham tido, ou tenham tido interação evolutiva.

Binárias tipo β Lyrae: Têm componentes elipsoidais e de suas curvas de luz não é possível determinar os momentos exatos de início e fim dos eclipses devido a uma contínua mudança do fluxo aparente combinado do sistema entre os eclipses. O mínimo secundário é menos profundo que o primário (Ver Figura 3.3). O espectro das estrelas destes sistemas pode ser desde B8 até G3.

Binárias tipo W Ursae Majoris: As binárias de contato (ou sistemas tipo W UMa) consistem de duas estrelas anãs com tipos espectrais F, G ou K (são conhecidos alguns casos de tipos espectrais mais iniciais e nenhuma estrela de tipo espectral M) e estão situados perto da seqüência principal. Têm períodos muito curtos, menores que um dia. Segundo De Loore e Doom (1992), os períodos variam entre 0,22 e 0,62 dias (neste trabalho os períodos que nós calculamos para este tipo de objetos foi até pouco mais de um dia). Eles também indicam que a razão média das massas é 0,45, sendo o limite inferior 0,07 e o limite superior 0,87. Sistemas desse tipo são compostos de estrelas elipsoidais que estão quase em contato. Não é possível determinar o momento exato de início e fim dos eclipses e as profundidades do

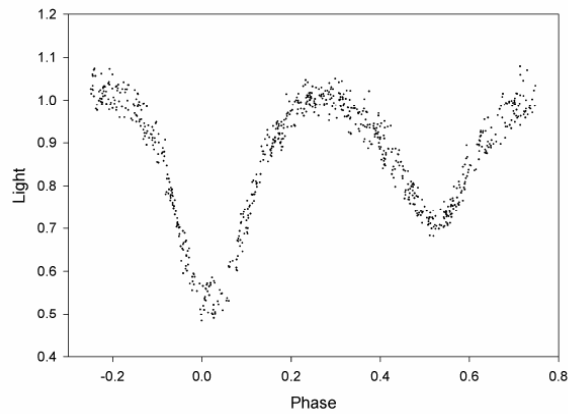


FIGURA 3.3 - Sistema binário tipo β Lyrae. Os mínimos são diferentes, mas não como no caso dos sistemas Algol.

FONTE: [Terrell \(2001\)](#).

mínimo primário e secundário são quase iguais devido a que as componentes são bem parecidas em brilho e tamanho (Ver Figura 3.4).

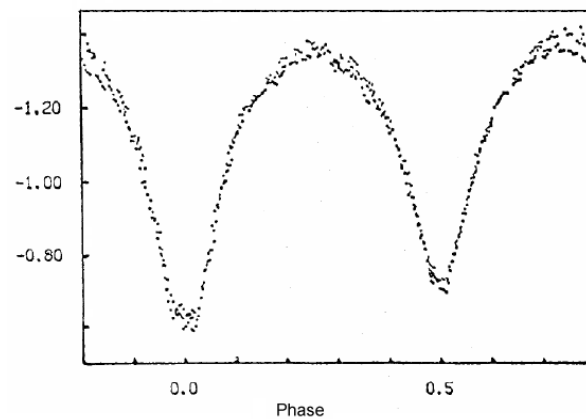


FIGURA 3.4 - Sistema binário tipo W UMa. Os mínimos são quase iguais. Fora do eclipse o fluxo varia continuamente.

FONTE: [Terrell \(2001\)](#).

Segundo [Csizmadia e Klagyivik \(2004\)](#) as componentes destes sistemas têm quase a mesma temperatura superficial e luminosidade enquanto as massas podem ser bem diferentes. A forma da curva de luz e a igualdade de temperaturas foram explicadas pelo modelo de contato de [Lucy \(1968a\)](#), [Lucy \(1968b\)](#) segundo o qual as componentes preenchem seus lóbulos de Roche, e portanto, tocam-se. Massa e luminosidade

são transferidas da estrela primária à estrela secundária. Neste cenário, duas estrelas da seqüência principal estão embebidas numa fotosfera comum que é convectiva.

O intervalo de cores dos sistemas binários é praticamente o mesmo que o das estrelas isoladas no diagrama HR, pois as binárias podem conter desde os objetos mais quentes até os mais frios. A Tabela 3.2 apresenta um resumo das propriedades dos sistemas binários classificados segundo suas curvas de luz.

TABELA 3.2 - Propriedades gerais das binárias eclipsantes segundo sua classificação fotométrica.

	EA	EB	EW
Protótipo	Algol	β Lyrae	W UMa
Período (dias)	> 0.4	> 0.4	0.2 -1.0
Espectro	O6 - M1	B8 - G3	F0 - K4

FONTE: Adaptada de Hoffmeister *et al.* (1985)

Outro tipo de classificação considera os sistemas binários com órbitas circulares e rotação síncrona que definem os chamados lóbulos de Roche.

Considerando um sistema binário com um sistema de referência com origem no centro de massa da componente de massa m_1 , o potencial gravitacional efetivo é:

$$\Psi = -G \left(\frac{m_1}{r} + \frac{m_2}{r'} \right) - \frac{\omega^2}{2} \left\{ \left(x - \frac{m_2 a}{m_1 + m_2} \right)^2 + y^2 \right\} \quad (3.8)$$

onde $r = \sqrt{x^2 + y^2 + z^2}$ e $r' = \sqrt{(a - x)^2 + y^2 + z^2}$

são as distâncias respectivas desde um ponto P até o centro de massa das componentes, a é a separação de seus centros de gravidade e ω é a velocidade angular de rotação do sistema ao redor do eixo perpendicular ao plano orbital e que passa através do centro de massa do sistema. O segundo termo nessa expressão é devido ao movimento relativo dos componentes. Segundo a Equação 3.1:

$$\omega^2 a^3 = G (m_1 + m_2)$$

A equação 3.8 pode ser escrita em coordenadas esféricas, sendo θ e ϕ os ângulos de latitude e longitude, respectivamente,

$$x = r \cos \phi \operatorname{sen} \theta = r\lambda, \quad y = r \operatorname{sen} \phi \operatorname{sen} \theta = r\mu, \quad z = r \cos \theta = r\nu$$

Com as coordenadas esféricas obtemos a função Ω que pode ser considerada como uma função potencial do verdadeiro potencial Ψ e serve para simplificar os cálculos. A função Ω é:

$$\Omega = \varrho^{-1} + q \left[(\varrho^2 - 2\lambda\varrho + 1)^{-1/2} - \lambda\varrho \right] + \frac{1}{2}(1+q)\varrho^2(1-\nu^2) \quad (3.9)$$

onde

$q \equiv m_2/m_1$, é a razão das massas

$\varrho \equiv r/a$, e

λ , μ e ν são os cossenos diretores

A relação entre as funções Ω e Ψ é:

$$\Omega \equiv -\frac{R\Psi}{Gm_1} - \frac{m_2^2}{2m_1(m_1 + m_2)} \quad (3.10)$$

Para a componente secundária a origem das coordenadas está no seu centro e seu potencial (chamado de potencial interno) Ω' está relacionado ao potencial Ω por

$$\Omega' \equiv \frac{\Omega}{q} + \frac{1}{2}(q-1)/q \quad (3.11)$$

Segundo [Wilson \(1979\)](#) o potencial generalizado considerando as órbitas não circulares e não sincrônicas é dado pela relação:

$$\Omega = \varrho^{-1} + q \left[(\delta^2 - 2\lambda\varrho\delta + \varrho^2)^{-1/2} - \lambda\varrho/\delta^2 \right] + \frac{1}{2}F^2(1+q)\varrho^2(1-\nu^2) \quad (3.12)$$

onde

F , é uma constante equivalente à razão entre a rotação angular e a rotação sincrônica da estrela 1.

$\delta \equiv D/a$, é a separação instantânea entre as duas estrelas normalizada ao semi-eixo maior.

Esta equação permite resolver $\varrho(\theta, \phi, q, \Omega)$ pelo método de Newton-Raphson iniciando com o pólo de cada componente e um raio inicial aproximado para melhorar seu valor. A função Ω é útil por depender só da razão de massas q .

Quando Ω é uma constante temos as superfícies que são conhecidas como equipotenciais de Roche. Os contornos equipotenciais são linhas que descrevem a intersecção das superfícies equipotenciais com o plano da órbita. As superfícies equipotenciais perto das massas m_1 e m_2 são esféricas e centradas em cada uma delas. Para distâncias grandes do centro das componentes, as superfícies são distorcidas pela atração gravitacional combinada de ambas massas e as superfícies têm forma elipsoidal e alongada paralelo ao eixo que une as componentes, o aspecto é parecido com uma gota e as superfícies de ambas estrelas se tocam no ponto Lagrangiano L_1 . O ponto L_1 e mais outros quatro pontos L_2, L_3, L_4, L_5 são chamados pontos Lagrangianos (Figura 3.5) e são pontos de equilíbrio onde não atuam forças líquidas de atração gravitacional gerada pelo sistema (se ela fora isolada).

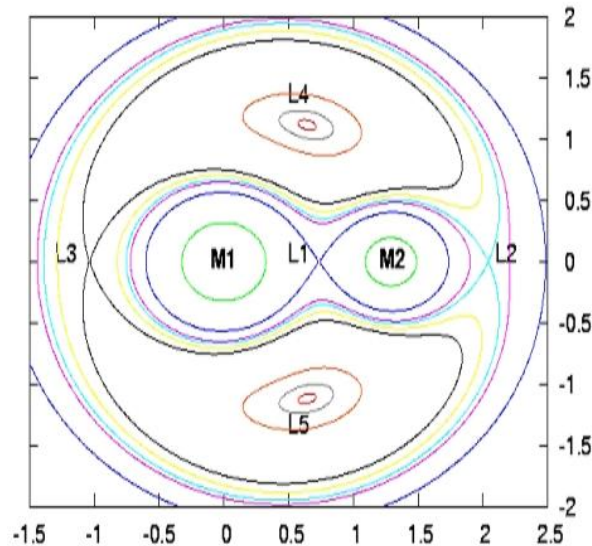


FIGURA 3.5 - As superfícies equipotenciais de Roche no plano equatorial para duas massas pontiformes com uma razão de massas $m_2/m_1=1/2$. A gravidade efetiva desaparece nos pontos Lagrangianos L_1, L_2, L_3, L_4 e L_5 . As unidades dos eixos estão em raios solares. FONTE: Müller (2006).

O lóbulo de Roche é uma região do espaço encerrada por uma superfície equipotencial ao redor de uma estrela em um sistema binário dentro da qual uma partícula teste está gravitacionalmente ligada à estrela. Aqui o movimento de rotação de cada uma das componentes é o mesmo que seu movimento orbital (movimento síncrono). 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 . Como o potencial é constante em uma superfície equipotencial então não haverá componentes da força de gravidade ao longo dela, a força será perpendicular à superfície. O equilíbrio hidrostático assegura que a pressão também será constante ao longo da superfície equipotencial.

A aparência de um sistema binário depende de como as superfícies equipotenciais são preenchidas pelas estrelas. O tamanho relativo das componentes tem um grande efeito sobre os fenômenos observados (HOFFMEISTER *et al.*, 1985). Segundo o grau de preenchimento dos lóbulos de Roche os sistemas binários podem ser classificados como:

Separados: são sistemas nos quais a separação é grande, comparada às dimensões das componentes. As componentes são esféricas e evoluem independentemente (Figura 3.6).

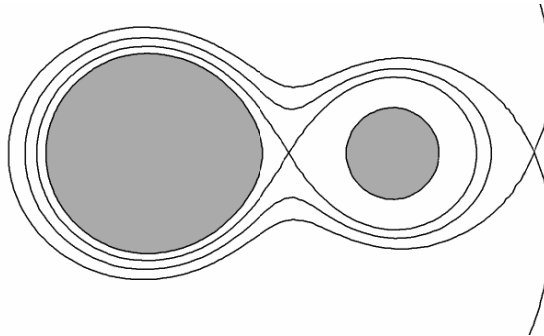


FIGURA 3.6 - Sistema binário separado. O tamanho de ambas componentes é menor que o dos lóbulos de Roche.

FONTE: Terrell (2001).

Semi-separados: nesses sistemas uma das componentes é pequena e a outra preenche seu lóbulo de Roche e pode perder massa através do ponto Lagrangiano L_1 (Figura 3.7).

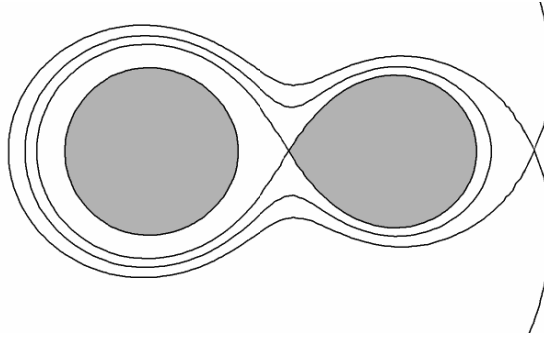


FIGURA 3.7 - Sistema binário semi-separado. O tamanho de uma das componentes é menor que o lóbulo de Roche, a outra preenche o lóbulo de Roche.
 FONTE: [Terrell \(2001\)](#).

De contato: são sistemas onde ambas as componentes preenchem completamente os volumes contidos dentro de seus lóbulos de Roche. Têm um envelope comum e trocam massa (Figura 3.8).

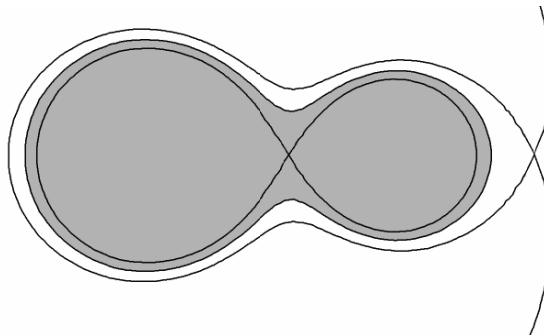


FIGURA 3.8 - Sistema binário de contato. Ambas componentes são maiores que o seus lóbulos de Roche.
 FONTE: [Terrell \(2001\)](#).

[Wilson \(1979\)](#) propôs nesta classificação a existência de mais um tipo de binária eclipsante: as binárias de duplo contato, que são aqueles sistemas onde as duas componentes preenchem exatamente seus lóbulos limitantes, não estão ainda em contato entre elas, mas uma delas roda com movimento assíncrono (Ver Figura 3.9). Os lóbulos já não são os lóbulos de Roche.

A curva de luz de um sistema binário pode ter algumas distorções devido a efeitos produzidos nas componentes ou entre elas. Segundo [Hilditch \(2001\)](#), estas distorções podem ser: escurecimento de bordo, variações elipsoidais, brilho por gravidade, re-

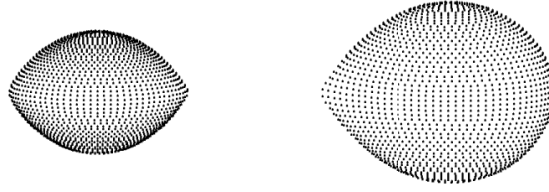


FIGURA 3.9 - Sistema binário de duplo contato. Ambas componentes preenchem exatamente seus lóbulos de Roche.

FONTE: [Terrell \(2001\)](#).

flexão, órbitas excêntricas, manchas estelares, atividade magnética, emissão coronal, cromosférica e transferência de massa.

As superfícies estelares projetadas no plano do céu não têm brilho superficial uniforme e estão variando desde o centro do disco até o bordo. Isto se conhece como escurecimento de bordo e aparece devido a que as camadas mais profundas são mais quentes que as camadas externas das estrelas. Como consequência desse efeito, os mínimos nas curvas de luz são ligeiramente curvados com relação ao que ocorreria com discos uniformemente brilhantes.

No passado muitas aproximações foram feitas para descrever o escurecimento de bordo. No início utilizou-se a lei de cosenos para calcular a variação da intensidade sobre a superfície estelar projetada. A intensidade superficial I em qualquer ponto sobre o disco aparente da estrela é:

$$I = I_0 D = I_0(1 - x + x \cos \gamma) \quad (3.13)$$

onde

D : o escurecimento de bordo

I_0 : intensidade superficial no centro do disco

x : coeficiente de escurecimento de bordo

γ : ângulo entre a superfície normal ao ponto e a linha de visada

Outras formas de calcular o escurecimento de bordo é utilizar a lei logarítmica ([KLIN-](#)

GLESMITH; SOBIESKI, 1970) ou a lei de raiz quadrada (DIAZ-CORDOVES; GIMENEZ, 1992) que precisam de outros coeficientes para seu cálculo.

Quando as componentes do sistema binário estão muito próximas entre si, deixam de ser esféricas. Isto produz efeitos importantes sobre a curva de luz, exibindo variações de duplo pico nas fases fora de eclipse chamadas de variações elipsoidais. Estas variações nas curvas de luz aparecem como consequência de que as áreas projetadas das componentes variam ao longo do ciclo orbital. As áreas projetadas são maiores fora de eclipse e considerando que as componentes são simétricas com relação à linha que une os centros, o efeito é visível quando, depois de sair do eclipse, o fluxo não é mais constante com o tempo e atinge um máximo.

No caso das estrelas com distorções, os equilíbrios radiativo e hidrostático não podem ser satisfeitos. O brilho por gravidade β , usado na análise das curvas de luz de binárias eclipsantes, é uma consequência da deformação das componentes. Segundo o teorema de von Zeipel (1924), o fluxo emergente da componente não esférica será proporcional à gravidade local que é função da posição ao longo da superfície da estrela.

$$F = -\frac{4}{3} \frac{acT^3}{\kappa\rho} \frac{dT}{d\phi} g^\beta \quad (3.14)$$

Onde

F : fluxo emergente

T : temperatura

g : gravidade local

β : expoente de brilho por gravidade

ϕ : potencial de gravidade interna

κ : opacidade

ρ : densidade

a, c : constante de radiação e velocidade da luz

A contribuição deste efeito é menor que a das variações elipsoidais.

Quando 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 outra componente criando uma região de brilho acentuado, e isto é visível na curva de luz, já que depois do eclipse primário o brilho atinge um máximo na fase $\phi = 0,5$, quando o hemisfério da componente mais fria que aponta para o mais quente é projetado na direção do observador. Este efeito chama-se de “efeito reflexão”.

Quando as órbitas dos sistemas binários são muito excêntricas, as velocidades orbitais são dependentes da fase orbital e as durações dos eclipses serão, em geral, diferentes. Outra manifestação na curva de luz é, para certas configurações, o deslocamento do eclipse secundário relativo ao primário. Nessas situações se para o eclipse primário a fase orbital é $\phi = 0,0$, o mínimo secundário poderia não ocorrer em $\phi = 0,5$.

Outros efeitos sobre a curva de luz podem ser devidos à atividade magnética das componentes causando manchas, emissão cromosférica e coronal. Os câmbios nas curvas de luz são visíveis quando se compara observações da mesma binária feitas em épocas diferentes.

A transferência de massa pode ter efeitos importantes nas curvas de luz. As curvas de luz podem ser distorcidas pela emissão do jato de acréscimo, do disco de acréscimo, ou da coluna de acréscimo como ocorre naqueles sistemas eclipsantes que são variáveis cataclísmicas.

3.3 Determinação dos elementos das Binárias Eclipsantes.

O estudo sistemático das binárias eclipsantes se iniciou no ano de 1782 quando Goodricke explicou a variabilidade da luz da estrela Algol como resultado de um corpo grande orbitando ao redor de Algol em um determinado período (WOOD, 1956). Vogel (1890) confirmou esta sugestão quando mediu a variação de velocidade radial da estrela devido ao movimento orbital.

O desenvolvimento de métodos de medição visual, fotográfica e fotoelétrica das binárias eclipsantes foram realizados por Dugan (1911), Stebbins (1910) e Baker (1910) e complementado pelas investigações teóricas de Russell e Shapley (1912).

Os teóricos mostraram que parâmetros astrofísicos importantes podem ser obtidos

das curvas de luz de binárias eclipsantes. [Russell \(1912\)](#), [Merrill \(1950\)](#) e [Russell e Merrill \(1952\)](#) desenvolveram uma teoria geral sobre estrelas binárias. [Kopal \(1959\)](#) desenvolveu um estudo analítico sobre o problema de Roche que considera termos de ordem mais alta que nos trabalhos anteriores. Russell supõe que as componentes binárias são elipsóides similares e o modelo pode ser transformado a um sistema esférico com estrelas que têm escurecimento de bordo com um fator coseno. O modelo de Kopal é um processo iterativo que considera as variações de luz das estrelas devido à distorção de maré e rotacional juntamente com escurecimento de bordo e gravitacional.

Outros autores como [Huffer e Collins \(1962\)](#) e [Jurkevich \(1970\)](#) aplicaram o método de Kopal utilizando computadores. Os diferentes métodos têm o mesmo fim: interpretar as variações de luz observadas no domínio do tempo. Outra forma de atacar o problema é interpretar os câmbios de luz no domínio das frequências. Neste caso é usada a transformada de Fourier. A transformada de Fourier dos câmbios de luz de variáveis eclipsantes contém exatamente a mesma quantidade de informação que as curvas de luz originais no domínio do tempo ([KOPAL, 1981](#)).

Esses métodos visam solucionar um tipo de problema inverso já que consistem em calcular parâmetros a partir de observações. Segundo [Kallrath \(1993\)](#) a análise de dados fotométricos e espectroscópicos teve substancial melhoria com o uso de algoritmos que resolvem problemas de mínimos quadrados não lineares. É o caso dos modelos de estrelas esféricas em EBOP (Eclipsing Binaries Orbit Program, [Nelson e Davis \(1972\)](#), [Etzel \(1981\)](#)), geometria elíptica em WINK ([WOOD, 1971](#)) e geometria de Roche ([WILSON; DEVINNEY, 1971](#)); ([WILSON, 1979](#)).

A vantagem do método de Wilson-Devinney (W-D) é permitir o cálculo dos parâmetros de diversos tipos de sistemas binários eclipsantes, desde sistemas com componentes separadas até sistemas com estrelas em contacto, com órbitas circulares ou excêntricas, com rotação síncrona ou assíncrona. Ele inclui os efeitos de distorção rotacional e de maré, de reflexão, de escurecimento de bordo e de brilho por gravidade das estrelas. Neste método o campo de gravidade superficial das componentes do sistema binário é exatamente especificado (as superfícies estelares são superfícies equipotenciais, os campos de gravidade são obtidos pela diferenciação do potencial). O fluxo visto pelo observador é obtido considerando as contribuições de um grande número de elementos superficiais e excluindo aqueles que estão detrás do horizonte ou em eclipse (Figura 3.10). As curvas de luz e de velocidade radial então podem

ser computadas levando em conta os efeitos de horizonte e eclipse e as distorções já mencionadas.

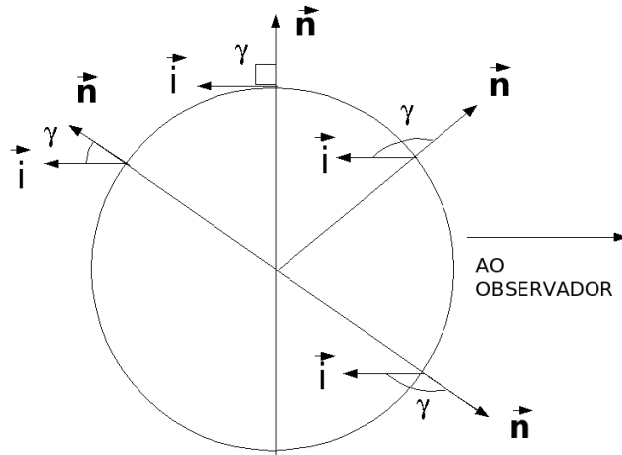


FIGURA 3.10 - Ângulo γ entre o vetor \vec{n} normal à superfície estelar e o vetor \vec{i} na direção da linha de visada do observador. Para $\gamma > 90$ o elemento de superfície correspondente será visível. Esta condição determina o horizonte da estrela.

3.4 O código de Wilson-Devinney.

O método W-D usa o modelo de Roche desenvolvido por [Kopal \(1959\)](#). As equipotenciais são calculadas supondo condensação central completa para ambas componentes. O modelo W-D teve muitas modificações, mas o modelo inicial considerava que o sistema podia ser descrito por doze variáveis: o ângulo de inclinação i , as duas luminosidades monocromáticas das componentes L_1 e L_2 , os coeficientes de escurecimento de bordo x_1 e x_2 , os expoentes de brilho por gravidade β_1 e β_2 , as temperaturas T_1 e T_2 , a razão de massas $q = m_2/m_1$ e os potenciais superficiais Ω_1 e Ω_2 . O programa teve revisões nos anos 1982, 1992, 1996 e 2003 e agora pode ajustar até 34 parâmetros.

O modelo W-D atual consiste de um programa principal em FORTRAN chamado LC para gerar curvas de luz e curvas de velocidades radiais, perfis de linhas espectrais, e imagens das configurações e mais um programa de correções diferenciais (DC) para fazer ajustes dos parâmetros pelo critério de mínimos quadráticos.

O método usa um algoritmo de mínimos quadrados linear para buscar os parâmetros preliminares do modelo físico. Estes elementos preliminares podem ser obtidos por outras técnicas ou aproximações. A linearização do modelo é imposta através de equações de mínimos quadrados aplicadas às correções $\Delta_i, \Delta x_1, \Delta x_2, \dots$ que permitem refinar os valores destes parâmetros. O programa foi escrito de forma que qualquer subconjunto dos elementos pode ser mantido fixo, enquanto outros são ajustados. A expressão para a equação diferencial dos valores da curva de luz é dada por:

$$\Delta l = \frac{\partial l}{\partial i} \Delta i + \frac{\partial l}{\partial x_1} \Delta x_1 + \frac{\partial l}{\partial x_2} \Delta x_2 + \frac{\partial l}{\partial L_1} \Delta L_1 + \dots, \quad (3.15)$$

onde as derivadas neste método são calculadas por diferenças finitas.

O procedimento de cálculo do método consiste em obter cada quantidade física localmente nas componentes distorcidas pelos efeitos de maré.

O fluxo observado é calculado considerando as contribuições dos elementos superficiais na direção do observador sem considerar os elementos que são eclipsados ou aqueles que estão sobre o horizonte (Figura 3.10).

As figuras das componentes e os campos de gravidade superficial são descritos pelas superfícies obtidas do potencial de Roche normalizado Ω (ver equação 3.12). Cada componente tem 4 pontos de referência sobre sua superfície: r_{pole} é o raio perpendicular ao plano orbital, r_{side} é o raio no plano orbital perpendicular à linha que une os centros, r_{point} é o raio da estrela medido na direção da outra componente e r_{back} é o raio medido na direção oposta à outra componente.

Para calcular a superfície da estrela a equação 3.12 deve ser resolvida para obter $\varrho(\theta, \phi, q, \Omega)$. Para fazer isso se usa a função Ω que depende só da razão de massas q . O raio r_{pole} é escolhido como referência porque não depende significativamente da morfologia da binária.

No pólo ($\theta=0, \lambda=\mu=0, \nu=1$) pode-se calcular o valor de Ω da equação 3.12:

$$\Omega = \varrho_{pole}^{-1} + q (\delta^2 + \varrho_{pole}^2)^{-1/2} \quad (3.16)$$

para um ϱ genérico e como o potencial Ω é constante sobre a superfície da estrela,

da Equação 3.12 temos:

$$\begin{aligned} \varrho - 1 + q \left[(\delta^2 - 2\lambda \varrho \delta + \varrho^2)^{-1/2} - \lambda \varrho / \delta^2 \right] + \frac{1}{2} F^2 (1 + q) \varrho^2 (1 - \nu^2) \\ = r_{polo}^{-1} + q (\delta^2 + \varrho_{polo}^2)^{-1/2} \end{aligned} \quad (3.17)$$

Definindo a função $f(\varrho)$:

$$\begin{aligned} f(\varrho) = (\varrho / \varrho_{polo}) + q \varrho (\delta^2 + \varrho_{polo}^2)^{-1/2} - q \varrho \left[(\delta^2 - 2\lambda \varrho \delta + \varrho^2)^{-1/2} - \lambda \varrho / \delta^2 \right] \\ - \frac{1}{2} F^2 (1 + q) \varrho^3 (1 - \nu^2) - 1 \end{aligned} \quad (3.18)$$

Com o valor de ϱ_{plo} de cada componente e um raio inicial ϱ aproximado pode-se melhorar o valor de ϱ com o método de Newton-Raphson:

$$\varrho_{n+1} = \varrho_n - f(\varrho_n) / f'(\varrho_n) \quad (3.19)$$

Conhecendo o valor de Ω pode-se calcular o gradiente em cada ponto da superfície $\partial\Omega/\partial x$, $\partial\Omega/\partial y$, $\partial\Omega/\partial z$ que é proporcional à derivada de Ψ e permite obter o valor do brilho por gravidade e a orientação dos elementos superficiais de cada componente.

Em cada ponto da superfície da estrela temos:

$$r = (x, y, z) = r (\cos \phi \sin \theta, \sin \phi \sin \theta, \cos \theta) = r (\lambda, \mu, \nu) \quad (3.20)$$

O vetor normal à superfície é dado pela relação:

$$\vec{n} = (n_x, n_y, n_z) = - \frac{\vec{\nabla} \Psi}{|\nabla \Psi|} \quad (3.21)$$

e a gravidade local g é dada pela relação:

$$g = |\nabla\Psi| = \left[\left(\frac{\partial\Psi}{\partial x} \right)^2 + \left(\frac{\partial\Psi}{\partial y} \right)^2 + \left(\frac{\partial\Psi}{\partial z} \right)^2 \right]^{1/2} \quad (3.22)$$

O ângulo entre a superfície normal e o raio vetor é:

$$\cos \alpha = \frac{\vec{r} \cdot \vec{n}}{r} = (\lambda n_x + \mu n_y + \nu n_z) \quad (3.23)$$

A componente mais próxima ao observador sempre é calculada primeiro, considerando a origem de coordenadas no centro de massa da componente eclipsada no mínimo primário. Os cálculos para a componente mais afastada são idênticos aos cálculos para a componente anterior, sendo que para cada ponto verifica-se se está dentro ou fora da sombra projetada pela componente mais próxima.

O fluxo na direção do observador é dado pela relação ([WILSON; DEVINNEY, 1971](#)):

$$\Delta F_\lambda = r^2 \sin \theta \cos \gamma G D R I \Delta \theta \Delta \phi / \cos \alpha \quad (3.24)$$

onde γ é o ângulo entre a superfície normal local e a linha de visada, I é a intensidade emergente normal média requerida para produzir 4π sr de luminosidade da estrela e α é o ângulo entre a normal à superfície e o raio vetor a partir o centro. O valor do brilho por gravidade monocromática G , o efeito de reflexão monocromático R e o escurecimento de bordo D devem ser computados para cada ponto visível ao observador.

Para o valor de G , o brilho por gravidade, primeiro calcula-se a razão entre o fluxo bolométrico local e o fluxo no pólo,

$$\frac{F_{local}}{F_{polo}} = (\nabla\Omega)^\beta \quad (3.25)$$

onde $\nabla\Omega$ foi normalizado ao pólo. Segundo [von Zeipel \(1924\)](#) o expoente do brilho por gravidade β deveria ser $\beta = 1$, porém segundo [Lucy \(1967\)](#) o valor deveria ser menor para estrelas com envelopes convectivos.

A temperatura local pode ser calculada pela lei de Stefan

$$T_{local} = T_{polo} \left(\frac{F_{local}}{F_{polo}} \right)^{0.25} \quad (3.26)$$

então a lei de Planck permite obter a razão G da intensidade monocromática emergente normal à aquela do pólo.

As primeiras versões dos códigos numéricos simplificavam o problema da reflexão entre as componentes tratando a fonte emissora como pontual da qual a luz cai de intensidade segundo uma lei $1/r^2$. A região irradiada está limitada pelos pontos dentro do campo de visada da fonte pontual e também é considerada a reflexão para as duas componentes.

Para o cálculo da componente refletida R do brilho superficial monocromático local é preciso ter um novo valor de temperatura que pode ser obtido da temperatura local encontrada pela lei de Stefan no cálculo do efeito de gravidade:

$$T_{novo} = T_{velho} \left[\left(\frac{L_1}{L_2} \right)_{bolomet} (fatores\ geometricos) \right]^{0.25} \quad (3.27)$$

A razão das luminosidades bolométricas dá uma idéia do balanço de energia entre o fluxo de energia bolométrica local e a energia bolométrica incidente desde a outra componente.

Para o cálculo de escurecimento de bordo uma relação mais elaborada que a lei de cosenos (Equação 3.13) é a lei logarítmica (KLINGLESMTIH; SOBIESKI, 1970):

$$I = I_0 (1 - x + x_b \cos \gamma - y_b \cos \gamma \log (\cos \gamma)) \quad (3.28)$$

Para estrelas mais quentes ($T > 8500$ K) pode-se calcular o escurecimento de bordo com a lei raiz quadrada (DIAZ-CORDOVES; GIMENEZ, 1992):

$$I = I_0 (1 - x + x_b \cos \gamma - y_b (1 - \sqrt{\cos \gamma})) \quad (3.29)$$

onde

x : coeficiente de escurecimento de bordo ($0 \leq x \leq 1$)

x_b : coeficiente bolométrico de escurecimento de bordo ($0 \leq x_b \leq 1$)

γ : ângulo entre a superfície normal ao ponto e a linha de visada.

Este modelo permite a solução simultânea das curvas de luz em muitos comprimentos de onda mantendo constantes parâmetros como o ângulo de inclinação do plano orbital. Também pode ajustar simultaneamente curvas de luz e curvas de velocidade radial.

Alguns parâmetros como o argumento do periastro (a.p.), a excentricidade e e o período orbital P podem ser obtidos de qualquer das curvas (a curva de luz ou a curva de velocidade radial), mas principalmente estas curvas dão informação sobre diferentes tipos de parâmetros. Um conjunto completo de informação é fornecido por uma curva de luz do sistema binário e as curvas de velocidade radial das duas componentes. A informação é maior se as curvas de luz são medidas em vários comprimentos de onda. A Tabela 3.3 apresenta um resumo dos principais parâmetros que podem ser obtidos 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).

Note que uma curva de luz fornece informação acerca do tamanho da estrela relativo 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 $a_k \sin i$ (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 offset da fase ($\Delta\Phi$).

TABELA 3.3 - Determinação de parâmetros de binárias eclipsantes. i : angulo de inclinação; a.p.: argumento do periastro

Parâmetro	CL	1 CVR	2 CVR	CL + 2 CVR
órbita	$i, \text{ a.p.}$	a.p.	a.p.	$i, \text{ a.p.}$
excentricidade.	e	e	e	e
tamanho órbita	—	$a_k \sin i \text{ (km)}$	$(a_1 + a_2) \sin i$	$(a_1 + a_2)$
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 \(2005\)](#)

CAPÍTULO 4

METODOLOGIA

4.1 Análise das Componentes Principais.

Quando manipulamos bases de dados que compreendem dezenas de milhares de entradas com informações de natureza diversa, é difícil visualizar as possíveis correlações entre as quantidades envolvidas. Nessas situações, a Análise das Componentes Principais (em Inglês, “Principal Components Analysis”, com a sigla PCA muito utilizada na literatura) é bastante útil, e seu fundamento teórico será resumido a seguir. Mais adiante, mostraremos exemplos de sua utilização aplicados ao nosso trabalho de procura de binárias eclipsantes.

A técnica de Análise das Componentes Principais serve para descobrir se diferentes subconjuntos de parâmetros medidos podem estar correlacionados, e é útil para sumarizar as informações (FRANCIS; WILLS, 1999).

Kanbur *et al.* (2000) e Hendry *et al.* (1999) sugeriram a possibilidade de usar a técnica de Análise das Componentes Principais no estudo das estrelas variáveis. Kanbur *et al.* (2002) utilizou esta técnica na análise da estrutura de curvas de luz das Cefeidas.

Para entender o funcionamento da Análise das Componentes Principais, imaginemos uma coleção de n objetos cada um com m atributos ou variáveis medidas. A matriz de $n \times m$ valores será denotada $X = \{x_{ij}\}$ onde i é o índice do objeto e j é o índice do atributo. A técnica da Análise de Componentes Principais procura o conjunto de eixos ortogonais com melhor ajuste para substituir o conjunto de eixos dados inicialmente. Em resumo, o PCA consiste em estabelecer a significância dos auto valores e, portanto a dimensão da matriz de correlação de um conjunto de m atributos obtidos de n objetos (DOBSON; DONAHUE, 1998).

Os objetos podem ser considerados como vetores linha no espaço \mathbb{R}^m e os atributos como vetores coluna no espaço \mathbb{R}^n . Se \vec{u} é um vetor unitário então o produto $X\vec{u}$ da matriz $n \times m$ pelo vetor $m \times 1$ dá a projeção dos n objetos sobre este eixo.

O critério para fazer o ajuste dos eixos é definido como o desvio quadrático dos pontos ao eixo. Minimizar a soma das distâncias entre pontos e o eixo (o seu equivalente,

maximizar a soma das projeções quadráticas sobre o eixo) significa maximizar a variância dos pontos quando projetados sobre este eixo (MURTAGH; Heck, 1987).

As projeções quadráticas dos pontos sobre o novo eixo são: $(X\vec{u})'(X\vec{u})$. Para obter o máximo da forma quadrática $\vec{u}'S\vec{u}$ (onde $S = X'X$) sujeito à condição $\vec{u}'\vec{u} = 1$ se deve obter o vetor \vec{u} que faz essa maximização.

Seja

$$\phi = \vec{u}'S\vec{u} - \lambda(\vec{u}'\vec{u} - 1) = \sum u_i \sigma_{ij} u_j - \lambda(\sum u_i^2 - 1) \quad (4.1)$$

onde λ é um multiplicador de Lagrange.

O vetor das derivadas parciais $(\partial\phi/\partial u_i)$ é obtido derivando a Lagrangiana e fazendo o resultado igual a zero (ANDERSON, 1966):

$$\frac{\partial\phi}{\partial u_i} = 2\sum u_i - 2\lambda u_i = 0 \quad (4.2)$$

O valor ótimo de \vec{u} que chamamos \vec{u}_1 é solução de

$$S\vec{u} = \lambda\vec{u} \quad (4.3)$$

onde \vec{u} é chamado auto vetor e λ é o auto valor da matriz S .

O segundo eixo, que é ortogonal ao primeiro ($\vec{u}'\vec{u}_1 = 0$), satisfaz a equação:

$$\phi_2 = \vec{u}'X'X\vec{u} - \lambda_2(\vec{u}'\vec{u} - 1) - \mu_2(\vec{u}'\vec{u}_1) \quad (4.4)$$

onde λ_2 e μ_2 são multiplicadores de Lagrange.

Derivando, obtém-se:

$$\partial\phi_2/\partial u_i = 2S\vec{u} - 2\lambda_2\vec{u} - \mu_2\vec{u}_1 = 0 \quad (4.5)$$

Multiplicando pelo vetor \vec{u}_1 se obtém que μ_2 deve ser zero. Então \vec{u}_2 é valor ótimo de \vec{u} e ele é outra solução da equação $S\vec{u} = \lambda\vec{u}$. Então \vec{u}_2 é chamado o auto vetor e λ_2 é o auto valor da matriz S .

Os auto vetores de $S = X'X$ ordenados na forma decrescente de seus auto valores correspondentes resultam ser a linha de melhor ajuste ao conjunto de pontos, o plano de melhor ajuste, o hiperplano tridimensional de melhor ajuste e assim por diante para subespaços de melhor ajuste de dimensão maior.

Se r_{ij} são as variáveis originais, então a matriz X terá os elementos x_{ij} tal que

$$x_{ij} = \frac{r_{ij} - \bar{r}_j}{s_j \sqrt{n}} \quad (4.6)$$

onde

$$\bar{r}_j = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n r_{ij} \quad (4.7)$$

e

$$s_j^2 = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n (r_{ij} - \bar{r}_j)^2 \quad (4.8)$$

as novas variáveis x_{ij} representam uma transformação depois de uma translação ao novo centro de coordenadas r_j e a multiplicação por uma escala.

A matriz que vai ser diagonalizada $S = X'X$ estará formada por os elementos $\rho(j, k)$ que são os coeficientes de correlação entre as variáveis j e k , então

$$\rho_{ij} = \sum_{i=1}^n x_{ij} x_{ik} = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n \left(\frac{r_{ij} - \bar{r}_j}{s_j} \right) \left(\frac{r_{ik} - \bar{r}_k}{s_k} \right) \quad (4.9)$$

Se $d(j, k)$ representa a distância (Euclideana) entre duas das novas variáveis j e k ,

$$\begin{aligned} d^2(j, k) &= \sum_{i=1}^n (x_{ij} - x_{ik})^2 \\ &= \sum_{i=1}^n x_{ij}^2 + \sum_{i=1}^n x_{ik}^2 - 2 \sum_{i=1}^n x_{ij} x_{ik} \\ &= 2(1 - \rho_{jk}) \end{aligned} \quad (4.10)$$

então cada elemento da matriz S é proporcional a $d(j, k)$. Isto quer dizer que minimizar a distância $d(j, k)$ entre os vetores linha significa minimizar a matriz de correlações S . Às vezes, também a matriz de covariâncias é diagonalizada. Ela tem os elementos na forma:

$$c(j, k) = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n (r_{ij} - \bar{r}_j) (r_{ik} - \bar{r}_k) \quad (4.11)$$

A matriz de covariâncias representa uma transformação de centralização dos elementos sem escalamento.

4.1.1 Exemplo de PCA

Se temos uma matriz de covariâncias na forma:

$$C_X = \begin{bmatrix} 20,28 & 15,58 \\ 15,58 & 24,06 \end{bmatrix}$$

e se calculamos os auto vetores e auto valores desta matriz de covariâncias, obtemos um novo conjunto de funções base que são mais eficientes em representar a data da qual se obteve a matriz de covariâncias. A matriz dos auto vetores é:

$$U = \begin{bmatrix} 0,66 & -0,75 \\ 0,75 & 0,66 \end{bmatrix}$$

e a matriz de auto valores é:

$$\lambda = \begin{bmatrix} 37,87 \\ 6,47 \end{bmatrix}$$

Podemos considerar que as colunas da matriz de covariâncias representam dois vetores num sistema de coordenadas (Ver Figura 4.1). Se representamos o primeiro auto vetor (a primeira coluna da matriz U) com um comprimento de 37,87, e o segundo auto vetor (a segunda coluna da matriz U) com um comprimento de 6,47, teremos representado os semi-eixos maior e menor de uma elipse que rodeia aos auto vetores escalados (com o valor dos auto valores) e aos vetores da matriz de covariâncias. A

elipse está orientada ao longo dos auto vetores e tem as magnitudes dos auto valores. Agora podemos representar uma coordenada usando os eixos maior e menor desta elipse.

Se na Figura 4.1 projetamos o vetor 1 (o primeiro vetor formado da matriz de covariâncias cujas coordenadas originais eram 20,3 e 15,6) sobre os eixos maior e menor da elipse (o primeiro e segundo auto vetores), conseguiríamos a “mais eficiente” representação de coordenadas de 25,01 e 4,88. A maior parte da informação é carregada sobre a primeira componente principal.

A representação se diz mais “eficiente” devido a que estes fatores redistribuem a variância total numa forma preferencial. A variância total é dada pela soma da diagonal da matriz de covariâncias, quer dizer 44,34. Uma propriedade dos auto valores é que a soma deles é igual à variância total. Pode-se, então, comparar a contribuição das componentes entre os eixos originais e os novos. Na matriz de covariâncias as contribuições para a primeira e segunda componente, x_1 e x_2 foram, respectivamente:

$$x_1 : 20,28/44,34 \sim 46\%.$$

$$x_2 : 24,06/44,34 \sim 54\%$$

No novo sistema de coordenadas dado pelos auto vetores a quantidade da variância contida nas componentes principais (auto vetores) estão dados pelos auto valores, ou em porcentagens:

$$u_1 : 37,87/44,34 \sim 85\%.$$

$$u_2 : 6,47/44,34 \sim 15\%$$

Em resumo, com a Análise das Componentes Principais podemos obter uma forma mais eficiente de descrever nossos dados introduzindo um novo conjunto de coordenadas ortogonais. Neste novo sistema as projeções dos dados sobre a primeira componente principal têm máxima variância com relação a todos os outros possíveis eixos. Se tivermos não só duas variáveis poderíamos obter quais delas descrevem melhor nossos dados e reduzir aquelas variáveis que não contribuem significativamente.

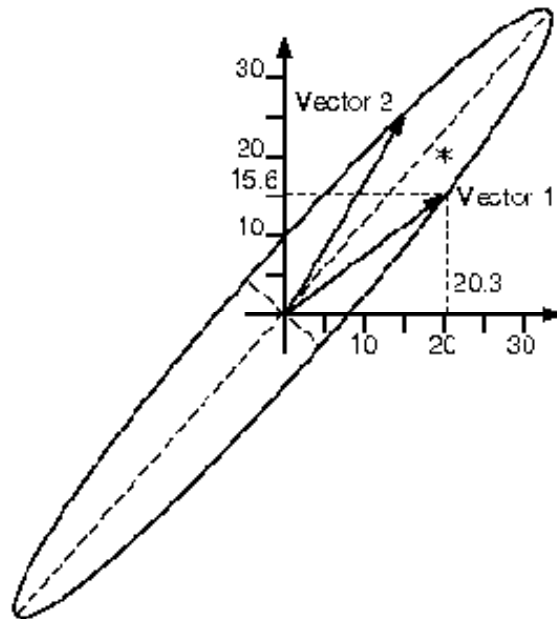


FIGURA 4.1 - Os vetores 1 e 2 representam uma base não totalmente independente. Na nova base os eixos maior e menor da elipse são o primeiro e segundo auto vetor multiplicados pelo primeiro e segundo auto valor, respectivamente.
 FONTE: [Glover et al. \(2002\)](#).

4.1.2 As variáveis de entrada considerando os levantamentos OGLE-II e 2MASS

A base de dados analisada consiste dos objetos comuns ao catálogo OGLE-II de estrelas variáveis ou suspeitas de variabilidade (cerca de 220 mil objetos) e as informações contidas no catálogo 2MASS. Porque estas duas bases de dados? Primeiro, porque fornecem informações sobre um grande número de objetos, e segundo, permitem juntar informações distintas como são as propriedades das curvas de luz com as propriedades fotométricas em outros comprimentos de onda. Em resumo, do catálogo OGLE obtemos informação sobre o brilho e classe de variabilidade das fontes; do catálogo 2MASS, obtemos informação mais ligadas a propriedades físicas (a cor dos objetos). A fotometria 2MASS além disso, é menos afetada pelo avermelhamento interestelar. A extinção interestelar é importante na direção dos campos do OGLE, e nós introduzimos um parâmetro adicional para levar em conta esse efeito. Este é o parâmetro Q , que será apresentado formalmente mais adiante.

A caracterização de uma distribuição de medidas observacionais (como uma curva de luz) através de um conjunto de parâmetros que sumarie suas propriedades foi

proposta pela primeira vez por Tukey (1977). Recentemente, Mighell (2005) utilizou o mesmo método (“box-and-whisker”) para descrever as melhorias de um método de fotometria baseado em PSFs discretas. Representa-se com uma caixa o intervalo na distribuição que vai do percentil 25% a 75%. Os extremos são, respectivamente o *lower hinge* (LH) chamado também de *bottom hinge* (BH) e o *upper hinge* (UH) chamado também como *top hinge* (TH). O *step* é representado por $\Delta = 1,5(UH - LH)$. Define-se ainda o *top fence* e o *bottom fence* como $TF = UH + \Delta$ e $BF = LH - \Delta$. Para completar, o *top whisker* é desenhado do TF até o maior valor no conjunto de dados, com o correspondente na parte inferior. Os pontos da distribuição que excederem o TF e o BF são graficados individualmente.

Para uma distribuição normal, os valores de BF , BH , mediana, TH e TF são respectivamente -2,6980 (0,35% cumulativo), -0,6745 (25%), zero (50%), 0,6745 (75%) e +2,6980 (99,65%). A Figura 4.2 ilustra o método.

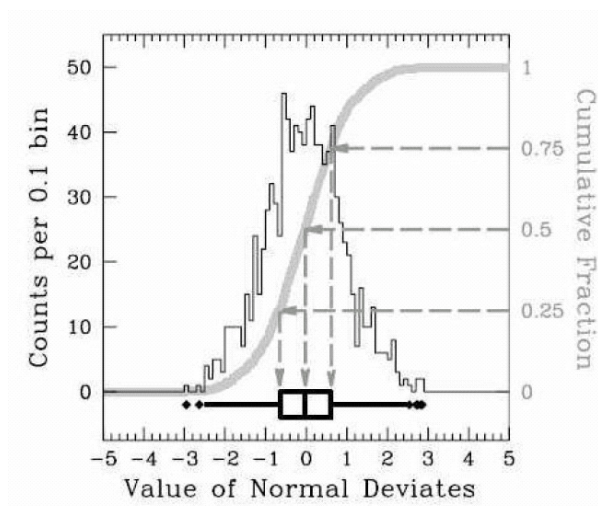


FIGURA 4.2 - Método *box and whisker* de sumarizar uma distribuição de dados.
 FONTE: Mighell (2005).

Claramente, há a necessidade de sumarizar as informações contidas nas dezenas de milhares de curvas de luz disponíveis. A nossa proposta para caracterizar as curvas de luz é um pouco diferente, sendo menos voltada para apresentação gráfica. O primeiro parâmetro importante é a mediana P_{50} , ou seja, o ponto da distribuição para o qual a percentagem cumulativa é 50%. Note-se que a média não é boa para caracterizar a concentração da distribuição por ser muito afetada pelas excursões

extremas.

A medida do espalhamento da distribuição é a dispersão σ^* ,

$$\sigma^* = \frac{(P_{75} - P_{25})}{1,349} \quad (4.12)$$

onde P_X é o percentile X da distribuição acumulativa (isto é, P_{50} corresponde à mediana). Numa distribuição normal, σ^* é idêntico à dispersão σ .

O parâmetro S mede a assimetria da distribuição (de forma parecida ao clássico *skewness*);

$$S = \frac{(P_{95} - P_{50})}{(P_{50} - P_5)} - 1 \quad (4.13)$$

O parâmetro k^* mede a extensão das asas da distribuição (parecido com o clássico *kurtosis*);

$$k^* = \frac{(P_{95} - P_5)}{\sigma^*} \quad (4.14)$$

Temos ainda os valores máximo e mínimo: (V_{max} e V_{min} , respectivamente);

$$V_{min} = min - P_{50} \quad V_{max} = max - P_{50} \quad (4.15)$$

Assim, uma curva de luz pode ser sumarizada pela sua mediana, σ^* , k^* , S , V_{min} e V_{max} . A essas informações, para cada objeto OGLE-II com contrapartida 2MASS foram extraídas das curvas de luz e agregadas à uma base de dados juntamente com os dados provenientes do 2MASS.

Neste ponto é interessante fazer uma digressão sobre o efeito dos erros nas variáveis de entrada na Análise das Componentes Principais. Há duas maneiras práticas de se lidar com os erros:

- 1) colocar limitações nas variáveis de entrada não permitindo erros maiores que um certo valor (o que fizemos com as medidas JHK_S , forçando que somente dados fotométricos de primeira qualidade fossem incluídos). Ou seja, limitamos a presença de dados muito ruidosos na origem. A mesma coisa não pode ser feita com os dados OGLE, uma vez que é impossível distinguir a variabilidade intrínseca da variabilidade devido ao ruído de

Poisson, cintilação, etc.

- 2) Caso haja uma estimativa dos erros em cada objeto (os erros cotados para a magnitude I no OGLE e os erros cotados para as magnitudes J, H e K_S no 2MASS), é possível fazer um conjunto de PCAs onde os valores de entrada variem estatisticamente em torno dos valores nominais de acordo com o tamanho dos erros. Esse método não é viável para a amostra toda, mas pode dar bons resultados em conjuntos limitados. Nós não implementamos essa opção em nossa análise.

CAPÍTULO 5

CONTRAPARTIDAS 2MASS AOS OBJETOS DO OGLE-II E PROCURA DE BINÁRIAS ECLIPSANTES

5.1 Procura das contrapartidas 2MASS

Cada um dos 49 campos OGLE-II tem associados a si dois tipos de base de dados: O primeiro é um catálogo resumido, contendo num só arquivo texto a identificação, coordenadas e magnitudes de cada estrela variável. O segundo tipo de arquivo são as curvas de luz propriamente ditas, contendo 200 a 300 registros com o instante da observação (DJH), magnitudes, erros e “flags” de qualidade.

O catálogo de fontes puntiformes do 2MASS contém informação de fotometria e astrometria nas três bandas para 470 milhões de fontes. Para cada fonte tem-se acesso à posição, magnitude, incerteza fotométrica e “flags” de qualidade.

No 2MASS, os “flags” de qualidade indicam diferentes classes de situações problemáticas para cada fonte. Estes “flags” permitem distinguir entre fontes com fotometria confiável e fontes com fotometria pobre. Um desses flags é `ph_qual` que indica a qualidade fotométrica da medida. Nesse “flag” a categoria “AAA” quer dizer que a relação $S/R \geq 10$ nas três bandas. Outra situação reportada com um “flag” é `cc_flg` que indica a confusão devido a fontes superpostas, algo comum em regiões de alta densidade de fontes. O valor `cc_flg = “000”` indica que a fonte tem pequena probabilidade de contaminação.

Os dados do catálogo 2MASS podem ser examinados interativamente ou em lote. Pelo fato de que o catálogo OGLE pode ter diferenças sistemáticas em suas coordenadas com relação ao catálogo 2MASS, um procedimento seguro para recuperar as estrelas genuinamente comuns a ambos os catálogos é ingressar a posição de cada fonte do OGLE e procurar sua contrapartida dentro de um determinado raio de procura. O banco de dados do 2MASS permite um raio mínimo de 4”, e foi esse o valor que utilizamos. A procura das contrapartidas foi feita em lote com o sistema padrão do 2MASS ¹. Ingressamos em lote as coordenadas dos objetos nos 49 campos do OGLE e obtivemos as tabelas com as posições e demais características das fontes encontradas.

¹(<http://irsa.ipac.caltech.edu/applications/Gator/>)

Para averiguar as concordâncias, fizemos um gráfico da distribuição do valor absoluto da diferença entre as posições nos dois catálogos. Observamos que para a maior parte dos campos, a distribuição tem um pico correspondente a distâncias menores de $2''$ (desde $0,2''$ para o campo 19 até $1,7''$ para o campo 11). Isto garante que a maior parte das identificações é real.

Um problema com que nos deparamos foi que, como o raio mínimo de procura no sistema de consulta ao catálogo 2MASS é $4''$, a resposta às vezes vem com mais de uma possibilidade (identificação múltipla). Por exemplo, das 4690 estrelas no campo 17 do OGLE identificaram-se 3655 possíveis contrapartidas incluindo 217 identificações múltiplas. Na maioria dos casos, a segunda identificação está bem mais distante do que a primeira. Por exemplo, no campo 17 a estrela BUL-SC17 34 é associada a duas possíveis contrapartidas 2MASS. A primeira está a uma distância de $0,42''$, enquanto a segunda está a $3,81''$. A forma prática de minimizar as contrapartidas múltiplas foi forçar no “script” de concatenação dos dados OGLE/2MASS que uma distância máxima fosse obedecida para que as posições fossem consideradas coincidentes. A distância para coincidências foi determinada examinando para cada campo o histograma da distribuição de diferenças de posição como o da Figura 5.1. Para o campo 17, por exemplo, o deslocamento entre as fontes OGLE e as contrapartidas 2MASS é de $0,5''$. Se consideramos uma distância máxima para coincidências de $1,2''$, restringimos o número de acordos a 2656 sendo que delas 5 ainda são identificações múltiplas. Estas foram eliminadas subseqüentemente com outro tipo de filtragem que considera só aquelas fontes com determinados valores de qualidade fotométrica e de contaminação, como é explicado linhas embaixo. A existência de fontes com grande movimento próprio e as associações casuais explicam a cauda de valores $> 1,5''$ na Figura 5.1.

Vemos que a confusão de fontes é um problema sério para o 2MASS. Na região estudada o próprio limite de detecção de fontes piora muito com relação aos valores nominais de sensibilidade do 2MASS. Considerando que o 2MASS possui uma PSF de tipicamente $\sim 2,5''$, algumas das identificações que estabelecemos podem ser fortuitas. Nós procuramos levar esse efeito em conta, rejeitando os objetos que apresentassem diferença de posição maior que o correspondente ao percentil 95% nos histogramas.

Tendo em mãos as 49 tabelas retornadas pelo sistema de consulta em lote no 2MASS, utilizamos um “script” IRAF para realizar as seguintes operações adicionais: aceitar

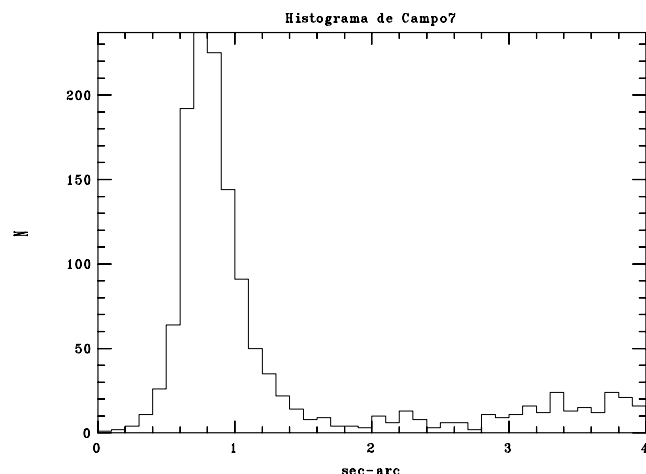


FIGURA 5.1 - Distribuição das distâncias entre a posição OGLE e 2MASS no campo 7 (811 objetos).

somente fontes com os “flags” `cc_flg=“000”` e `ph_qual` sem valores “E”, e garantir que a distância entre as fontes não excedesse o percentil 95% na distribuição correspondente ao campo similar à da Figura 5.1.

A base de dados resultante consiste de um arquivo texto com a identificação de cada objeto, identificação 2MASS, coordenadas 2MASS, magnitude I, índice de cor $J - K_S$, magnitude K_S e a sumarização da curva de luz, conforme descrito no Capítulo anterior. Dos cerca de 220 mil objetos variáveis ou candidatos a variáveis no OGLE-II, cerca de 86 mil tem contrapartidas no 2MASS. É evidente, portanto, que nem todas as binárias detectadas no OGLE vão ter contrapartida no 2MASS.

Para se ter uma idéia melhor do tipo de estrelas que compõem nossa amostra e da profundidade fotométrica do estudo, fizemos o histograma das magnitudes K_S dos objetos OGLE-II com contrapartida 2MASS. O histograma na Figura 5.2 mostra que 50% dos objetos são mais brilhantes que $K_S = 10,7$, correspondendo a um fluxo de 35 mJy. Na banda I, os níveis correspondentes são $I = 13,3$ e 12 mJy. Portanto, o OGLE é cerca de 3 vezes mais fundo que o 2MASS. Isto quer dizer que esperamos encontrar contrapartidas 2MASS para cerca de 1/3 dos objetos no catálogo OGLE. Note-se que as completezas são determinadas pela confusão de fontes na região em questão, e não pela estatística de fótons. Como mostra a Figura 5.2 a distribuição tem um pico em magnitude $K_S \sim 10$. Isto corresponde tipicamente a estrelas gigantes à distância do centro galáctico. A maioria desses objetos tem variabilidade do tipo

Mira, variabilidade irregular ou semi-regular.

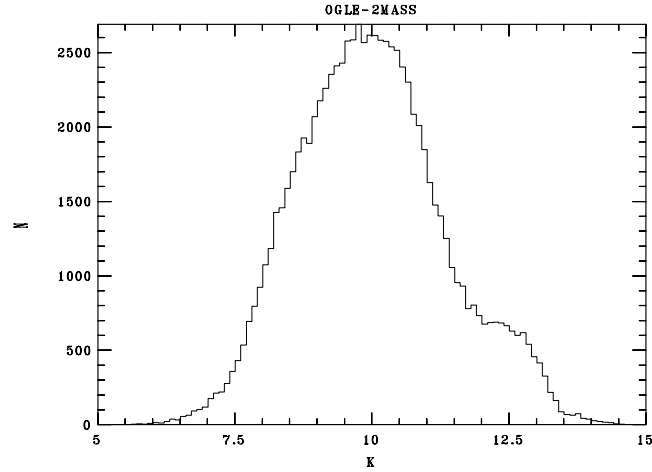


FIGURA 5.2 - Distribuição da magnitude K_S das variáveis OGLE com contrapartida 2MASS (~ 86000 objetos).

Podemos estimar se as estrelas do OGLE estão no bojo da Galáxia. Supondo uma distancia de 7,9 kpc, temos o módulo de distância de 14,5. Os valores de avermelhamento obtidos por Sumi (2004) estão entre 0,4 e 3,4 na banda I. Se adotarmos um limite conservador de $I = 16$ para o limite de detecção em I, então todos os objetos são mais brilhantes que $M_I = 1,1$ (para $A_I = 0,4$) ou $M_I = -1,9$ (para $A_I = 3,4$). Isto amostra essencialmente as gigantes do bojo ou os objetos mais quentes que B2 V.

5.1.1 Filtragem das curvas de luz

Tanto para a construção da base de dados consolidada de informações provenientes dos catálogos OGLE/2MASS quanto para a realização de operações sobre curvas de luz individuais é necessário realizar uma filtragem nos dados.

A qualidade fotométrica nas curvas de luz OGLE é indicada pelos “flags” que acompanham as medidas. Os valores “-1.000” e “-99.00” nas colunas em que normalmente se esperaria apenas o valor “0.000” indicam dados com problemas. Os scripts de extração de curvas de luz, produção de diagramas de fase e procura de periodicidades rejeitam todas as medidas em que esses “flags” estejam ativos.

5.2 Cálculo da Cor Desavermelhada

O conjunto de objetos com contrapartidas 2MASS sofre os efeitos da extinção interestelar. Sumi (2004), determinou as extinções A_V e A_I para as zonas do bojo da Galáxia observadas pelo OGLE-II ($0,83 < A_V < 6,9$ e $0,41 < A_I < 3,4$). Nas bandas J, H e K_S Nishiyama *et al.* (2006) usaram estrelas do “Red Clump” para determinar a extinção e avermelhamento no centro da Galáxia. Na região $|\ell| < 2,0^\circ$, $0,5^\circ < |b| < 1,0^\circ$, obtiveram $E(J - H)/E(H - K_S) = 1,72 \pm 0,04$.

O parâmetro Q foi introduzido por Johnson e Morgan (1953) no diagrama $U - B \times B - V$ por ser útil para determinar o tipo espectral das estrelas independentemente da extinção a que estão sujeitas, permitindo de uma forma estatística, levá-la em conta.

Formalmente,

$$Q \equiv (U - B) - \frac{E(U - B)}{E(B - V)}(B - V) \quad (5.1)$$

Onde $U - B$ e $B - V$ são índices de cor no sistema UBV e $E(U - B)$, $E(B - V)$ são os chamados excesso de cor. Nós calculamos o parâmetro Q seguindo a definição de Johnson e Morgan (1953) mas para as bandas J , H e K_S como fizeram Negueruela e Schurch (2006). Incluímos o valor de Q na base de dados consolidada de objeto com contrapartida infravermelha.

Dessa forma, para cada objeto do catálogo OGLE com contrapartida 2MASS temos um conjunto de 9 variáveis (ver Tabela 5.1). As 9 variáveis ($J - K_S$, K_S , Q , I mediana, σ^* , S^* , k^* , V_{min} e V_{max}) definem uma matriz de 9 colunas por 86352 linhas e aplicamos a Análise das Componentes Principais.

TABELA 5.1 - Variáveis de entrada para a Análise das Componentes Principais

Variável	Símbolo	Fonte
Índice de cor	$J - K_S$	2MASS
Magnitude	K_S	2MASS
Cor desavermelhada	Q	2MASS
Nível mediano I	I	OGLE
Dispersão	σ^*	OGLE
Assimetria	S^*	OGLE
Extensão das asas	k^*	OGLE
Valor mínimo	V_{min}	OGLE
Valor máximo	V_{max}	OGLE

5.3 Seleção de candidatas a binárias eclipsantes com a Análise das Componentes Principais

Para o conjunto de dados de 86356 objetos \times 9 atributos fizemos uma transformação de cada variável como na Equação 4.6 e calculamos a matriz de correlação. Os eixos que resultam do cálculo das PCs chamamos de PCA1, PCA2, PCA3, etc. A projeção dos objetos da amostra sobre estes eixos permite agrupá-los segundo características comuns. A Tabela 5.2 apresenta as contribuições das componentes nos eixos PCA.

TABELA 5.2 - Contribuições das componentes nos novos eixos PCA para o conjunto de 86356 objetos

PCA	1	2	3	4	5	6	7	8	9
%	36,27	19,01	15,04	13,12	6,97	6,03	2,29	0,96	0,31
Acumulado	36,27	55,28	70,32	83,44	90,41	96,44	98,73	99,69	100,00

A seguir, apresentamos as projeções das variáveis de entrada sobre os eixos principais. De especial interesse é examinar as projeções que contenham potencialmente os objetos eclipsantes. Considerando o parâmetro S^* , por exemplo, podemos esperar que as binárias eclipsantes tenham $S > 0$, porque excursões da curva de luz para valores mais positivos (em decorrência dos eclipses) são esperadas para esses objetos.

A Figura 5.3 mostra a projeção da contribuição das 9 variáveis, ou seja, a projeção das colunas, no plano PCA2 \times PCA1, para \sim 86000 objetos. Pode-se notar que a componente PCA1 tem contribuições importantes da amplitude da variação (V_{min} , V_{max} , σ^*) e uma certa contribuição de K_S e $J - K_S$. Note-se como V_{min} e V_{max} são anticorrelacionados, como é de esperar. A contribuição de S^* , no entanto, é muito pequena para a PCA1 e também não muito importante para a PCA2.

Examinando os planos correspondentes às demais componentes principais, verificamos que o plano PCA3 \times PCA1 apresenta características interessantes. Isto pode ser visto na Figura 5.4: a componente PCA3 é praticamente toda dominada pela assimetria S das curvas de luz e pela largura das asas das distribuições que as caracterizam. Isto quer dizer que se projetarmos os *objetos* do PCA sobre as componentes PCA3 \times PCA1 teremos uma facilidade de encontrar as curvas de luz de interesse ao longo das direções indicadas na Figura 5.4.

A Figura 5.5 mostra a distribuição de \sim 86000 variáveis OGLE com contrapartida

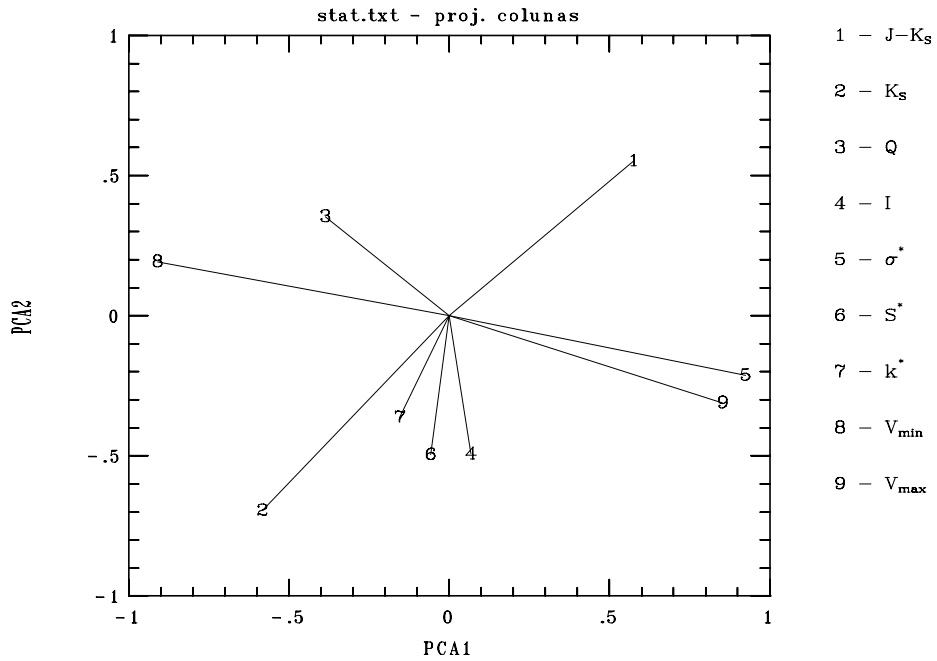


FIGURA 5.3 - Projeção das variáveis de entrada sobre o plano das duas primeiras componentes principais.

2MASS no plano $PCA3 \times PCA1$. Destacamos um objeto ao acaso com grande valor da componente 3, correspondente à fonte BUL-SC40 1992. Ao explorar a curva de luz com um método de procura de periodicidades verificamos tratar-se de um sistema eclipsante, com período igual a 3,4463 dias. A maior parte dos objetos na seqüência vertical mostrada na Figura 5.5 é de objetos eclipsantes.

A Figura 5.6 mostra o conjunto de dados de BUL-SC40 1992 em fase com o período obtido acima. Trata-se de uma binária do tipo separado com grande diferença de magnitude entre o eclipse primário e secundário. Os parâmetros para este objeto são:

$$\begin{aligned}
 J - K_S &= 0,652; & K_S &= 12,981; & Q &= 0,323; \\
 I &= 14,933; & \sigma^* &= 0,0423; & S^* &= 40,4706; \\
 k^* &= 34,1747; & V_{min} &= -0,0500; & V_{max} &= 1,9420
 \end{aligned}$$

Note que os valores obtidos após a transformação segundo a Equação 4.6 servem para calcular a matriz de correlação. Os parâmetros apresentados para este objeto são os valores originais.

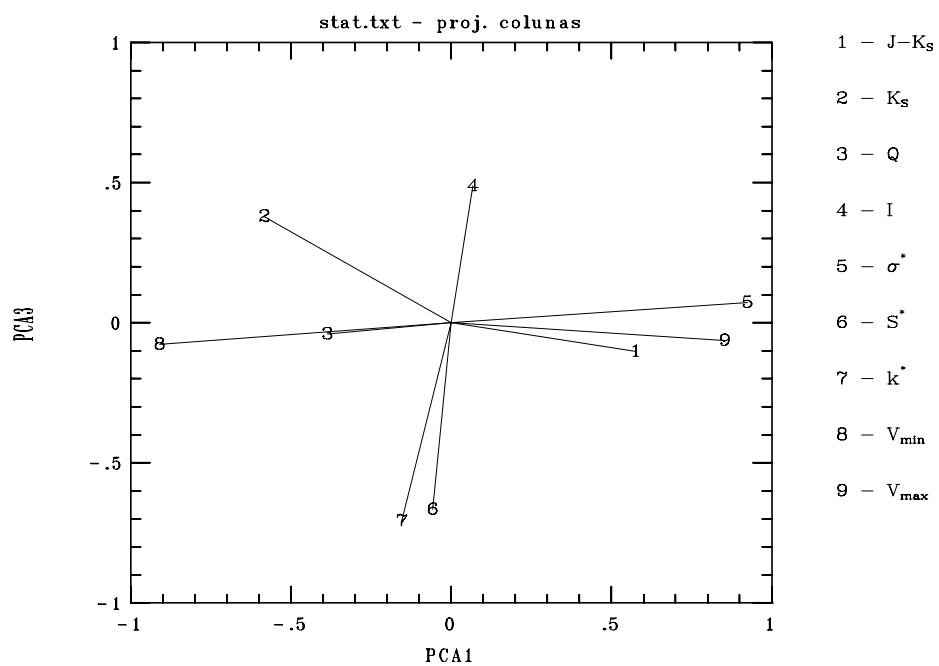


FIGURA 5.4 - Projeção das variáveis de entrada sobre o plano das componentes PCA3 × PCA1.

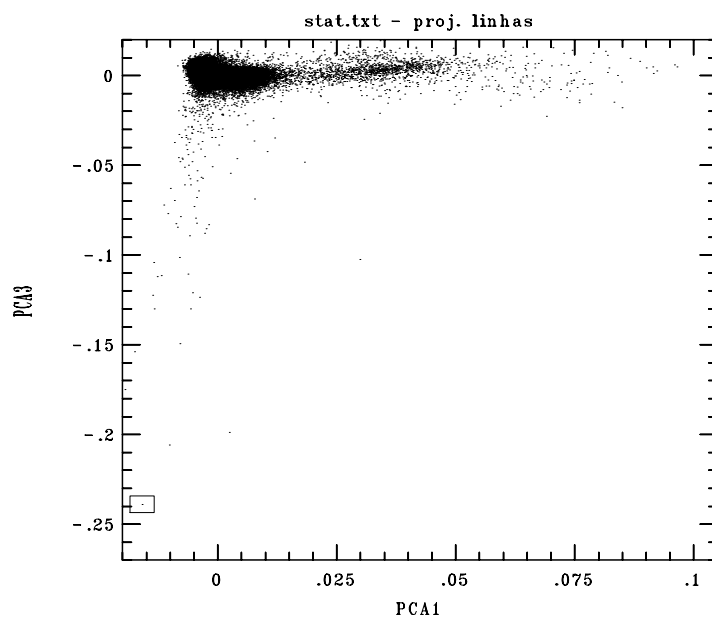


FIGURA 5.5 - A projeção dos objetos no plano PCA3 × PCA1. O objeto em destaque é o BUL-SC40 1992.

Examinando as projeções das 9 variáveis de entrada com relação às demais componentes principais, verificamos que os planos mais promissores para discriminar sistemas eclipsantes são os planos PCA5 \times PCA3 (Figura 5.7) e PCA5 \times PCA2 (Figura 5.8).

O plano PCA5 \times PCA3, embora separe num só setor as contribuições de S^* e k^* não discrimina a cor dos objetos. Isto significa que muitas fontes com parâmetro S^* positivo, como objetos pulsantes, aparecem em grande número quando adotamos aquela região para nossa seleção.

No caso da projeção PCA5 \times PCA2, a componente S^* aparece bem destacada com relação à cor J- K_S . Isto significa que se isolarmos os objetos no setor negativo da Figura 5.8, estaremos separando objetos potencialmente eclipsantes e que não sejam muito vermelhos ou muito brilhantes.

Para testar a sistemática, comparamos uma amostra limitada, de 5000 objetos, com o intuito de verificar a capacidade se encontrar objetos eclipsantes no setor PCA2 < 0 e PCA5 > 0 na (Figura 5.8) com relação à região PCA2 > 0 . No primeiro caso, encontramos todos os objetos eclipsantes, e no segundo, nenhum.

A seleção utilizando os critérios expostos acima produziu uma subamostra de 15876

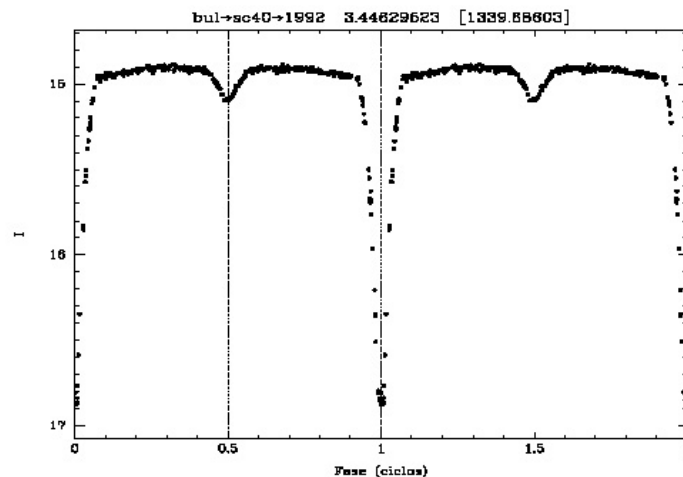


FIGURA 5.6 - Diagrama de fase, com o período de 3,4463 d para o objeto # 1992 no campo 40. Pode-se perceber a grande excursão no mínimo primário, o que produz um valor de S^* que o destaca bastante.

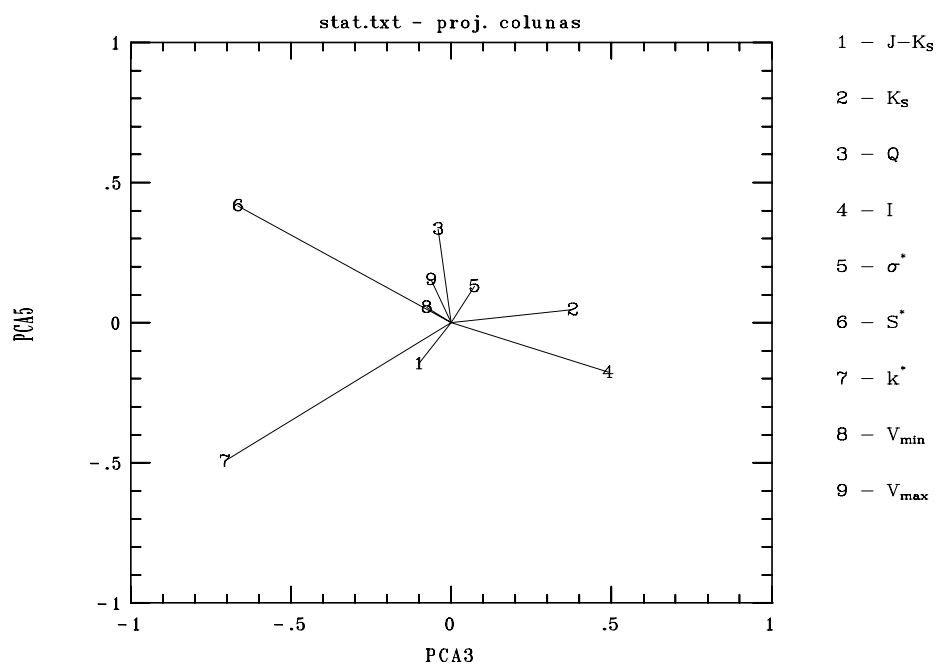


FIGURA 5.7 - Projeção das variáveis de entrada sobre o plano das componentes PCA5 × PCA3.

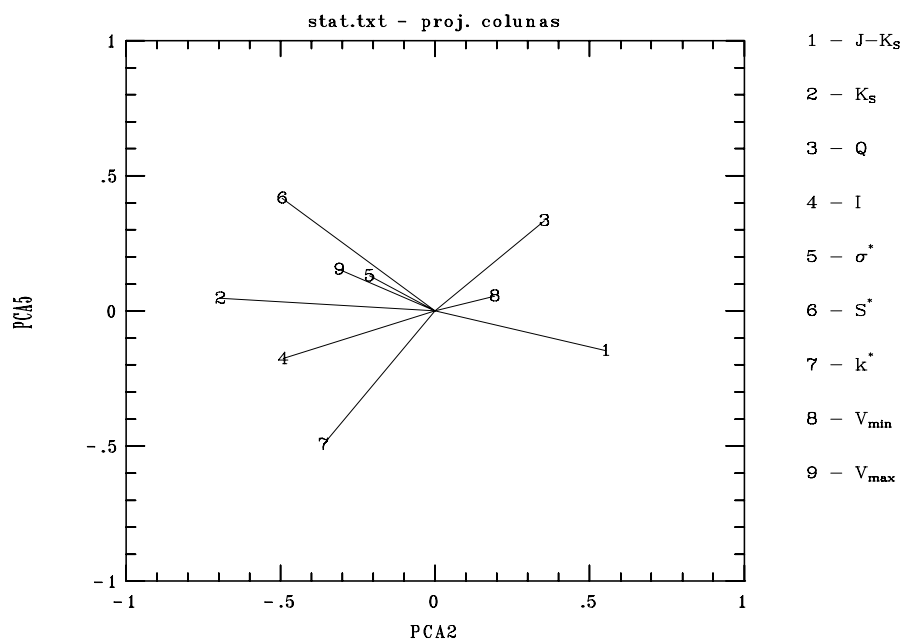


FIGURA 5.8 - Projeção das variáveis de entrada sobre o plano das componentes PCA5 × PCA2.

objetos, para os quais realizamos uma busca específica de periodicidades como as que caracterizam os sistemas eclipsantes.

A procura de periodicidades foi realizada com um programa que implementa o método do “String-length” (SL) (DWORETSKY, 1983). Esse método é da mesma família dos métodos de minimização da dispersão no diagrama de fases e, portanto, muito adequado para curvas de luz altamente não-senoidais, como é o caso das eclipsantes. Resumidamente, dada uma curva de luz $t_i, y_i, i = 1, \dots, N$, os t_i são os instantes e os y_i as magnitudes, calculamos para uma grade de frequências ν_j as fases:

$$\phi_i = \text{frac}[(t_i - T_0)\nu_j]. \quad (5.2)$$

e com as fases ordenadas de forma crescente, calcula-se:

$$\theta_j = \frac{\sigma^2}{\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N [(y_{i+1} - y_i)^2 + (\phi_{i+1} - \phi_i)^2]} \quad (5.3)$$

Os y_i devem ter sido subtraídos de sua mediana e o diagrama de fases é considerado circular. Para uma curva de luz constituída de ruído somente, $\theta \sim 1$. Valores altos de θ correspondem a diagramas de fase bem ordenados.

Foi necessária alguma experimentação para estabelecer um limiar para a rejeição de curvas dominadas por ruído. Verificamos, comparando os resultados de utilizar o limiar $\theta = 0$ (ou seja, calcular o diagrama de fases para o melhor período encontrado pelo método para *todos* os objetos) com os resultados de usar o limiar $\theta = 2$ numa amostra de ~ 15000 objetos, que nenhum dos 1537 objetos com periodicidades genuínas foi perdido.

As curvas OGLE têm uma amostragem relativamente pobre, tipicamente de 5 em 5 dias, de forma que o fenômeno de “aliasing” é severo. Limitamos a grade para procura de periodicidades a frequências no intervalo $\nu = 1/800 - 1/0.1$ dias⁻¹. A grade de frequências varrida contém 200000 frequências.

O Diagrama 5.9 é um resumo das etapas para a procura das binárias eclipsantes.

Para os objetos nos quais foram detectadas periodicidades com significância acima do limiar de rejeição, construímos o diagrama de fases e examinamos visualmente

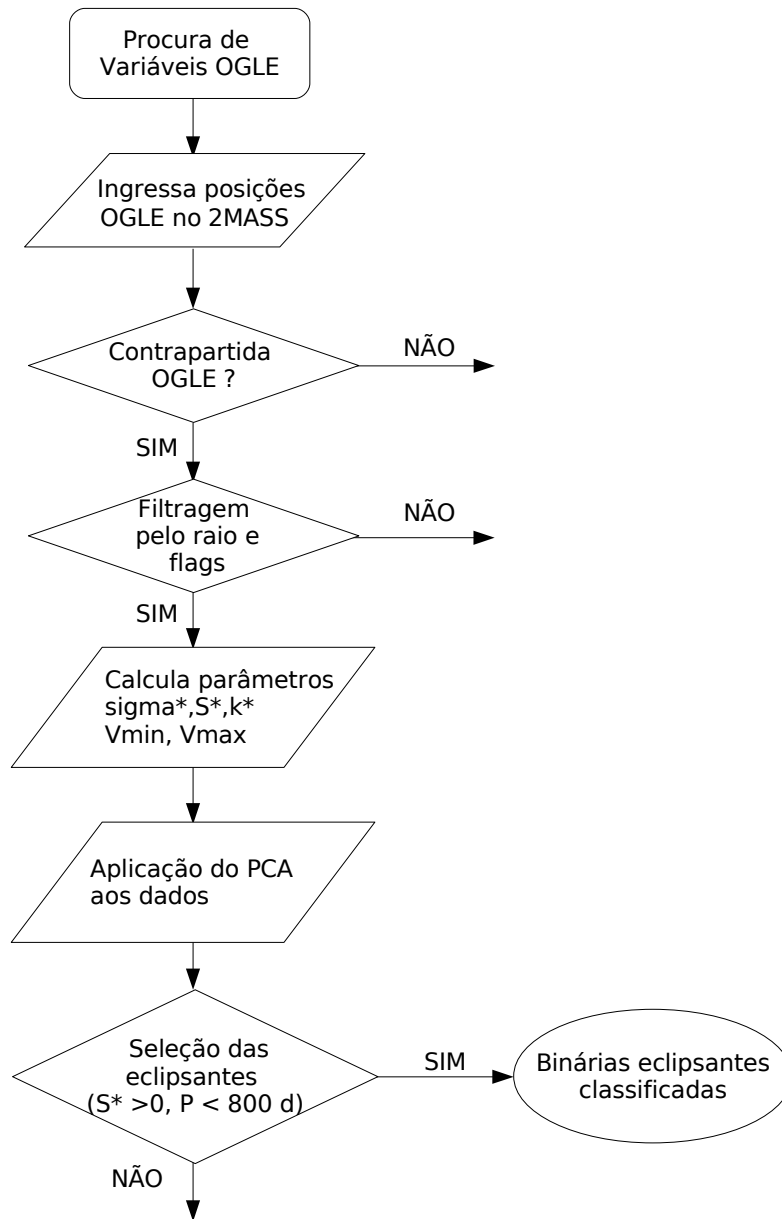


FIGURA 5.9 - Diagrama indicando as etapas na procura das binárias eclipsantes.

a curva de luz. Cada diagrama foi armazenado sob forma de arquivo PostScript para fácil construção de mosaicos de objetos de mesmas características. Diversas iterações de classificação foram realizadas nesta fase. Primeiro para definir o período fundamental nos diversos casos em que o período encontrado pelo método SL fosse 1/2, 2/3 ou 2 vezes o valor correto. A seguir, passamos à classificação propriamente

dita. Nela separamos os objetos nas classes Algol, β Lyrae, W UMa, elipsoidais e não-eclipsantes. O número de objetos que identificamos como binárias eclipsantes foi de 281 entre as binárias do tipo Algol, β Lyrae e W UMa. No Capítulo 6 apresentamos aquelas que seriam bom alvos para estudos posteriores. Todas as curvas de luz das binárias eclipsantes são apresentadas no Apêndice A e estão classificadas pela forma de sua curva de luz.

5.4 Aplicação do código Wilson-Devinney

Entre os milhares de objetos identificados como binárias eclipsantes selecionamos alguns para a aplicação do método de Wilson e Devinney (WILSON; DEVINNEY, 1971) de análise de curvas de luz. O modelo de Wilson-Devinney representa o “state-of-the-art” com respeito ao ajuste de parâmetros de binárias eclipsantes a partir de suas curvas de luz e das curvas de velocidade radiais. Destaca-se entre outros modelos pela sua generalidade para ser aplicado a diferentes tipos de binárias, mas requer que o usuário adquira muita experiência com a operação dos programas. Além disso, a forma como foram feitos os programas impede que possam ser aplicados a grandes conjuntos de dados como os de “surveys”. Aqui nós apresentamos os ajustes para um par de curvas da amostra que obtivemos para fins de ilustração.

Com o programa LC do código Wilson-Devinney (W-D) foram construídas várias curvas de luz teóricas para cada um dos objetos selecionados para estudo detalhado. Ingressamos os valores mais prováveis de alguns parâmetros como temperaturas, luminosidades, ângulos de inclinação e razão de massas. Da curva de luz, obtivemos o período P , o tipo de binária, e o tempo do mínimo primário T_0 . Com o programa DC comparamos as curvas teóricas com os dados, ajustando iterativamente os parâmetros ingressados. O programa LC leva alguns segundos para construir a curva teórica e, se o sistema em questão tiver órbita excêntrica, o tempo de cálculo é maior. O programa DC ajusta os parâmetros e sugere correções aos valores iniciais.

Fizemos testes com dados de binárias cujos parâmetros eram conhecidos (Apêndice A). Notamos que era necessário conhecer certos parâmetros de forma independente para fixá-los e ajustar os demais. Dos testes realizados, vimos que parâmetros como a razão das massas q , o ângulo de inclinação i , a temperatura de uma das componentes T_1 , podem ser considerados como de primeira ordem porque afetam de forma importante a curva de luz ao serem mudados. Outros parâmetros como os coeficientes de escurecimento de bordo $x_{1,2}$, $y_{1,2}$ ou de brilho por gravidade β_1 , β_2 afetam a curva ajustada em menor grau.

Para a mesma curva de luz testamos diferentes ajustes com diferentes modos que correspondem a diferentes tipos de binárias (separadas, semi-separadas e de contacto). Finalmente, depois de reproduzir as curvas com parâmetros conhecidos, tentamos ajustar algumas das curvas obtidas neste trabalho.

Um dos primeiros parâmetros a ser considerado quando se estuda um novo sistema é a temperatura das componentes. O índice de cor $(J-H)_0$ permite ter uma primeira idéia da temperatura do sistema segundo a seguinte equação (COX, 2000):

$$(J - H)_0 = (J - H) - (A_J - A_H) \quad (5.4)$$

Se o índice de cor J-H corresponder à fase onde acontece um dos eclipses, consideramos que o índice mede a temperatura da componente eclipsante.

As magnitudes J e H foram obtidas na seleção dos objetos OGLE-2MASS. De Glass (1999) obtemos os valores de A_J/A_V e A_H/A_V ; de Sumi (2004) obtivemos o valor de A_V para cada campo OGLE. As luminosidades e as temperaturas foram obtidas de Cox (2000) conhecendo os índices de cor.

Consideramos as órbitas circulares e não levamos em conta outros efeitos como manchas, rotação assíncrona, ou terceira luz. Escolhemos para ajuste, as curvas dos objetos BUL-SC 8 2243 e BUL-SC 9 1515. Para cada objeto estimamos a temperatura de uma das componentes pelo índice de cor e fixando-a, testamos diferentes modos de ajuste. Usando o programa LC, testamos diferentes ângulos de inclinação e potenciais até obter as curvas teóricas que melhor se ajustavam às observações. Em seguida, com o programa DC ajustamos as curvas de luz fixando o parâmetro q e ajustamos os outros parâmetros. Iteramos as correções aos parâmetros até que suas correções fossem menores que os correspondentes desvios padrões em uma casa decimal. Os resultados são apresentados no Capítulo 6.

CAPÍTULO 6

RESULTADOS E CONCLUSÕES

6.1 Classificação das binárias eclipsantes OGLE com contrapartidas 2MASS

Como expusemos antes, a procura dos sistemas binários eclipsantes no levantamento OGLE teve como ponto de partida as contrapartidas 2MASS, uma vez que para tais sistemas, têm-se informação adicional a respeito da distribuição espectral de energia.

A Tabela 6.1 é um resumo do número de objetos OGLE em cada campo (identificados pela sigla BUL-SC, segundo [Wozniak et al. \(2002\)](#)). A segunda coluna é o número do objetos 2MASS identificados como contrapartidas dessas fontes.

Pode-se ver da Tabela 6.1 que o número inicial de cerca de 220 mil estrelas variáveis ou candidatas a variáveis é reduzido a uma seleção de 86356 objetos (quase o 39% das candidatas OGLE). Como mencionamos anteriormente, isto se deve ao fato de o levantamento OGLE ser $\sim 3\times$ mais profundo que o 2MASS.

Nem todos os objetos do catálogo OGLE são variáveis. Segundo [Udalski et al. \(1998\)](#), cerca de 10% dos objetos da lista de candidatas podem ser espúrios. A seleção adicional que realizamos, isolando apenas os objetos que apresentassem projeção $PCA2 < 0$ e $PCA5 > 0$ no plano $PCA5 \times PCA2$ restringe o número de objetos a serem efetivamente examinados para a presença de sinais periódicos a 15876. Os resultados da procura por periodicidades mostram que uma grande quantidade de supostas periodicidades é detectada em frequências correspondentes a múltiplos de um dia sideral. Isso ocorre pela severa subamostragem dos dados OGLE (da ordem de uma medida a cada ~ 5 dias).

Classificamos visualmente os objetos com curvas de luz bem definidas em binárias do tipo Algol (EA), β Lyrae (EB) e W UMa (EW). Separamos ainda os objetos com variações elipsoidais (Ell) e os casos duvidosos. Finalmente, um quinto grupo foi reservado para os objetos que não apresentam indícios de serem eclipsantes ou sequer de serem binárias.

TABELA 6.1 - Número de objetos por campo OGLE e número de fontes 2MASS.

Campo	OGLE¹	2MASS
BUL-SC1	4597	1802
BUL-SC2	5279	2314
BUL-SC3	8493	2840
BUL-SC4	9096	3222
BUL-SC5	7257	2420
BUL-SC6	3211	1525
BUL-SC7	1618	809
BUL-SC8	2331	1120
BUL-SC9	1847	819
BUL-SC10	2499	1205
BUL-SC11	2256	1190
BUL-SC12	3476	1594
BUL-SC13	3084	1422
BUL-SC14	4051	1902
BUL-SC15	3853	1881
BUL-SC16	4802	1560
BUL-SC17	4690	1305
BUL-SC18	5805	1988
BUL-SC19	5255	1669
BUL-SC20	5910	1888
BUL-SC21	7449	2331
BUL-SC22	5589	2448
BUL-SC23	4815	2230
BUL-SC24	4304	2024
BUL-SC25	3046	1562
BUL-SC26	4713	1811
BUL-SC27	3691	1364
BUL-SC28	1472	811
BUL-SC29	2398	1219
BUL-SC30	6893	2558
BUL-SC31	4789	1752
BUL-SC32	5007	2148

Continua

TABELA 6.1 – ... Conclusão

Campo	OGLE¹	2MASS
BUL-SC33	4590	1948
BUL-SC34	7953	3010
BUL-SC35	5169	2159
BUL-SC36	8805	3057
BUL-SC37	8367	2892
BUL-SC38	5072	1983
BUL-SC39	7338	2314
BUL-SC40	4079	2032
BUL-SC41	4035	2005
BUL-SC42	4360	1477
BUL-SC43	3351	1743
BUL-SC44	7836	1789
BUL-SC45	2262	940
BUL-SC46	2057	890
BUL-SC47	1152	517
BUL-SC48	973	442
BUL-SC49	826	425
Total objetos	221801	86356

1 Fonte : [Wozniak *et al.* \(2002\)](#)

Nossa classificação das binárias foi feita observando a forma de cada curva de luz e levando em conta suas características como o próprio valor do período, a possível presença de indícios de excentricidade, a definição dos eclipses e sua profundidade. Objetos como BUL-SC4 861 e BUL-SC1 1771, que mostram indícios de substancial aquecimento foram incluídos entre os objetos do tipo EA. É claro que em alguns casos foi complicado determinar com precisão a qual classe pertenciam.

Os resultados da classificação são resumidos na Tabela 6.2.

6.1.1 Sistemas binários que se destacam

A Figura 6.1 mostra um conjunto de objetos classificados como binárias do tipo Algol.

TABELA 6.2 - Classificação das binárias OGLE com contrapartida 2MASS

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

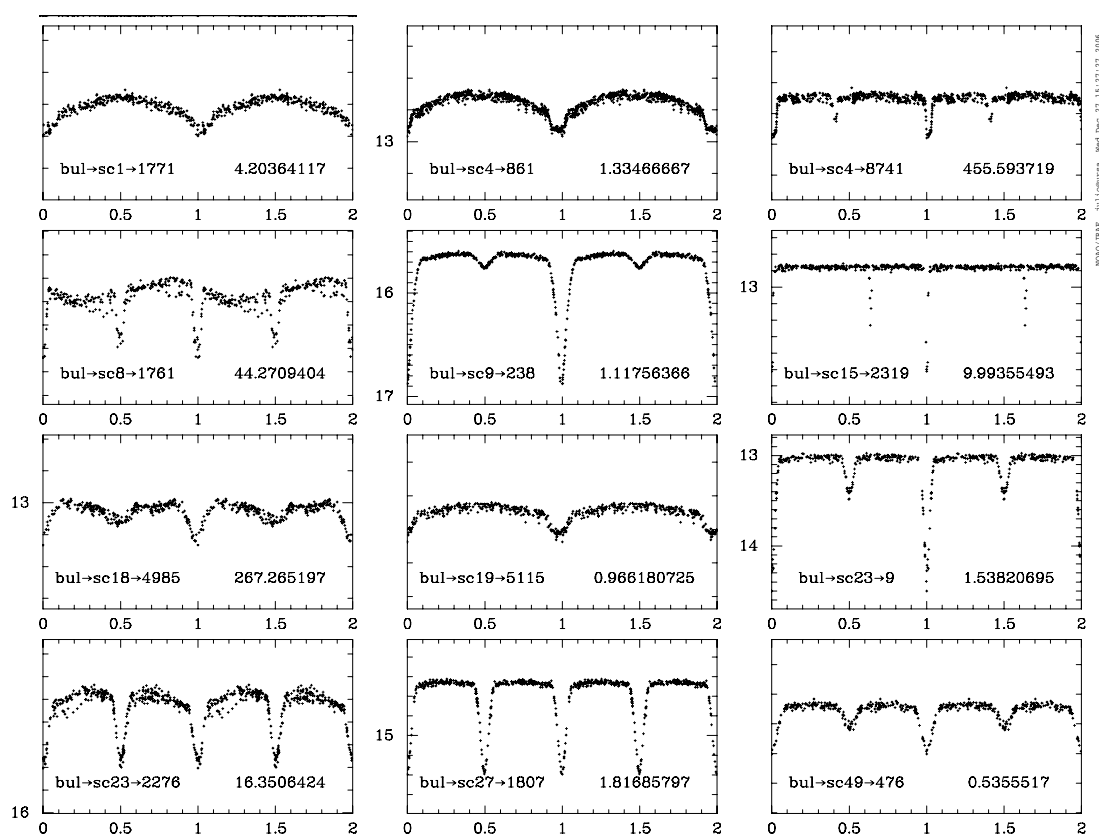


FIGURA 6.1 - Binárias eclipsantes do tipo Algol (EA).

Os objetos classificados como binárias do tipo β Lyrae (EB) apresentam curvas de luz onde o início e o final dos eclipses não são bem definidos. Na Figura 6.2 apresentamos um conjunto destes objetos. Algumas binárias do tipo W UMa (EW) aparecem na Figura 6.3.

Outros objetos que merecem comentários específicos são:

- BUL-SC4 861: Como já mencionamos este objeto tem $P=1,334$ d e apre-

senta um eclipse somente. A diferença de magnitude I entre os valores máximo e mínimo na curva de luz é $\Delta I = 0,1$ mag. O objeto quente é relativamente compacto, a julgar pela queda abrupta no eclipse. O objeto é brilhante e azulado, com $K_S=12,01$, $I=12,874$ e $J-K_S=0,24$.

- BUL-SC1 1771: A curva de luz é parecida com a do caso acima. $P=4,2036$ d, mas o objeto é mais vermelho, com $J-K_S=0,942$, $K_S=13,20$ e $I=15,51$. e $\Delta I=0,1$ mag.
- BUL-SC19 5115: Curva parecida com 4 861, mas um pouco mais chata no máximo. O eclipse tem a forma de V. Se for um eclipse somente por órbita, o período é bem curto, $P = 0,966$ d. A cor é azul, e o objeto também é brilhante: $J-K_S=0,296$ $K_S=11,46$ e $I = 12,34$. e $\Delta I 0,1$ mag.
- BUL-SC20 5376: Com $P=106,79$ dias, esse sistema deve conter componentes bem evoluídas. O interessante na curva de luz é que o eclipse secundário claramente muda de profundidade e duração indicando a presença de um objeto pulsante no sistema! Isto torna difícil classifica-lo, se EA ou EB. Sistemas assim são relativamente raros e nos oferecem a oportunidade ímpar de determinar, através da análise dos eclipses, as dimensões do objeto pulsante em diferentes partes do ciclo de pulsação A cor $J-K_S=1,31$, e as magnitudes $K_S=11,83$ e $I=14,98$, são compatíveis com o esperado para gigantes vermelhas.
- BUL-SC8 1761: $P=44,27$ d, do tipo EA. Claramente há variação de brilho fora do eclipse, como se houvesse uma modulação de período ligeiramente diferente do período orbital superposta à curva da binária. $\Delta I=0,3$, com $J-K_S=1,03$, $K_S=11,97$ e $I=14,37$.

Alguns objetos merecem comentários específicos por serem “extremos” em cada uma das classes, em alguns casos, ultrapassando os limites para pertinência à essa ou àquela que encontramos nos livros-texto.

- BUL-SC5 4398 (EB) com $P=167,78$ d, $J-K_S=1,95$, $K_S=10,07$, $I=15,20$ e $\Delta I=0,35$ é o mais longo período entre as EB. Tem notável modulação elipsoidal.
- BUL-SC4 8741 (EA), com $P=455,59$ d, $J-K_S=1,31$, $K_S=10,47$, $I=13,65$ e $\Delta I=0,15$ mag é o mais longo período orbital entre as EA.

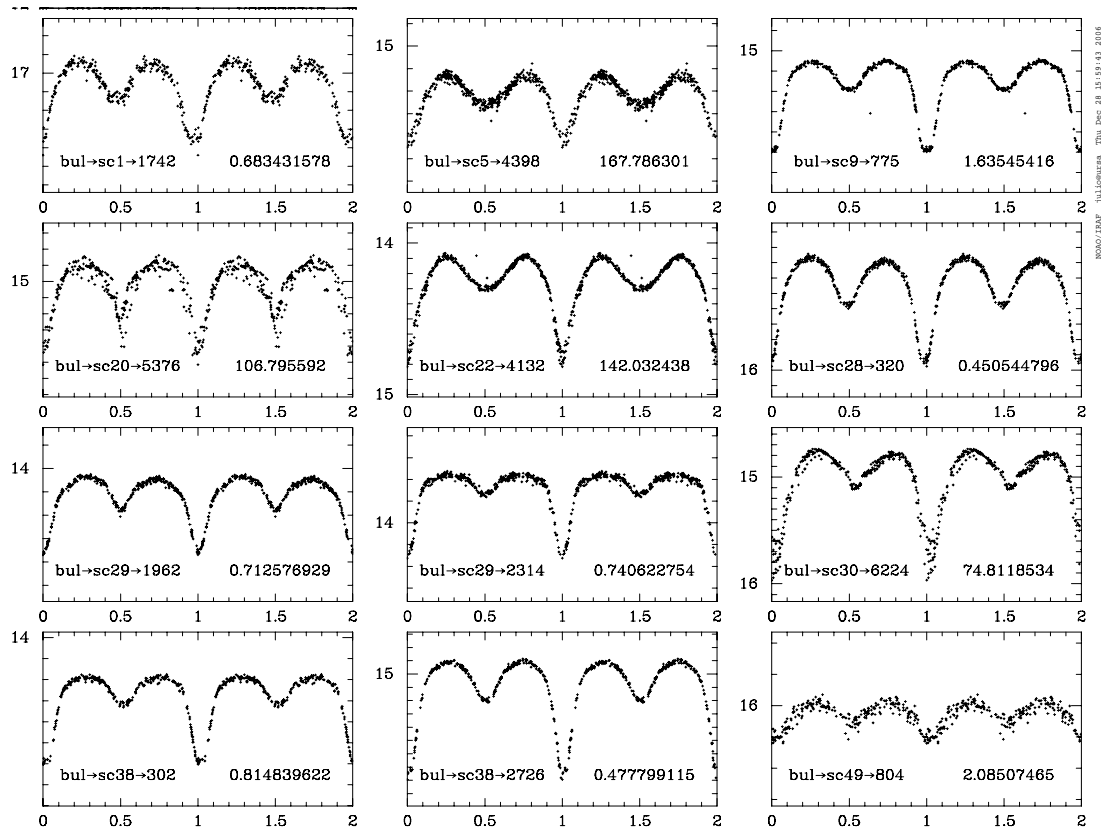


FIGURA 6.2 - Binárias eclipsantes do tipo β Lyrae (EB).

- BUL-SC49 476 (EA), com $P=0,5355$ d, $J-K_S=0,51$, $K_S=12,75$, $I=14,45$ é o mais curto período orbital entre as EA.
- BUL-SC46 797 (EW), com $P=0,1984$ d, $J-K_S=0,73$, $K_S=12,76$, $I=15,96$ é o mais curto período entre os objetos do tipo W UMa.
- BUL-SC11 33, com $P=1,2714$ d, $J-K_S=0,56$, $K_S=14,16$, $I=15,66$ entre os objetos que encontramos é a binária EW com mais longo período.
- BUL-SC27 3553 (Ell). Entre as elipsoidais para as quais é bem segura a classificação esse objeto tem o período mais longo, $P=229,91$ d, $J-K_S=1,23$, $K_S=10,76$ e $I=14,46$.
- BUL-SC37 3358 (Ell) é o objeto do tipo elipsoidal com mais curto período, $P=0,456$ d, $J-K_S=1,39$, $K_S=11,54$, e $I=15,00$.

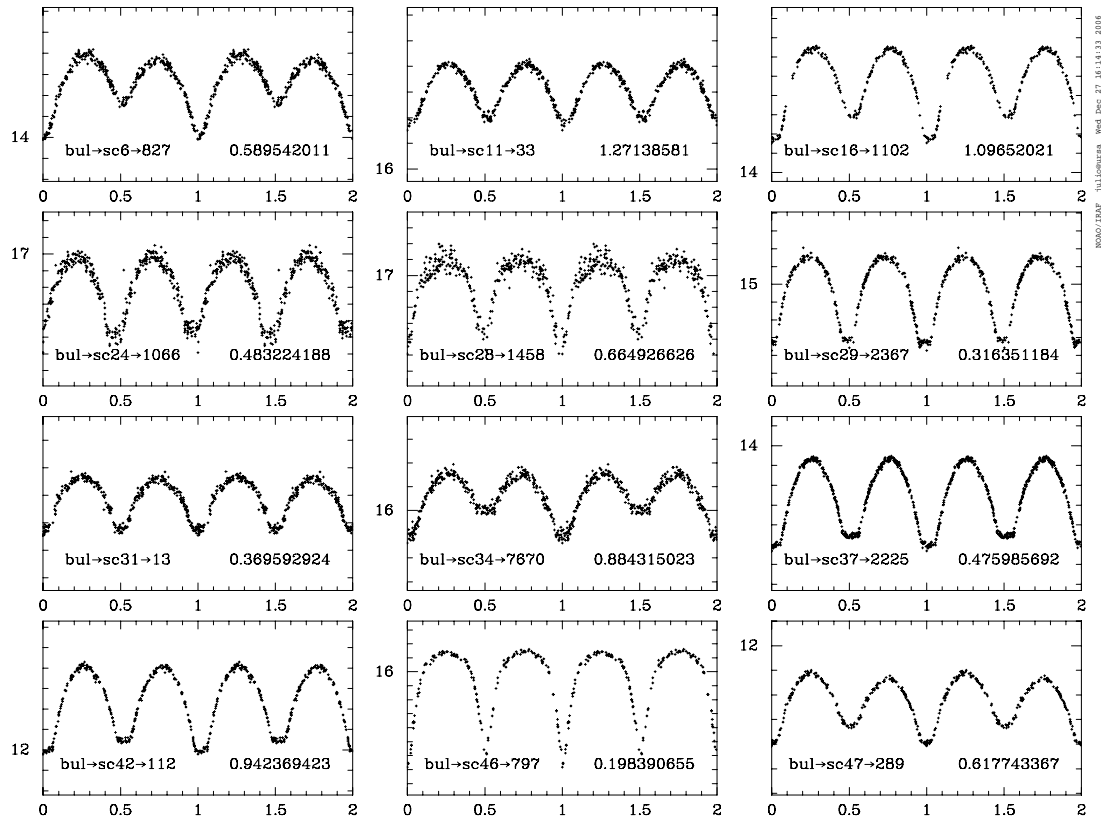


FIGURA 6.3 - Binárias eclipsantes do tipo W UMa (EW).

- BUL-SC28 320 (EB), com $P=0,4505$ d, $J-K_S=0,57$, $K_S=13,49$, $I=15,36$ é o mais curto período orbital entre as EB. Esse objeto é notável pois apesar de ter um período curto o suficiente para ser um sistema em contato, como as W UMa, apresenta diferença significativa de profundidade entre os eclipses ($\Delta I=0,6$ mag).
- BUL-SC18 4985. Entre os objetos de classificação duvidosa, este é um dos mais interessantes. Com $P=267,26$ d, o eclipse primário lembraria um sistema EA e parece estar centrado numa componente devida a aquecimento. O eclipse secundário é difícil de ser definido. As cores indicam um espectro bastante vermelho, $J-K_S=1,30$, $K_S=9,93$ e $I=13,02$.

6.2 A binária eclipsante BUL-SC9 337

Este objeto requer uma discussão mais aprofundada, devido a suas interessantes características (Figura 6.4). A curva de luz mostra um período de 5,95 dias com

um eclipse somente de 0,4 mag de profundidade e um nível de cintilação fora do eclipse incompatível com o que se esperaria para um objeto deste brilho. É possível que haja uma contribuição intrínseca, análoga ao “flickering” observado em binárias interagentes. É notável também o aumento do fluxo antes do eclipse. A descida no eclipse é mais lenta que a subida.

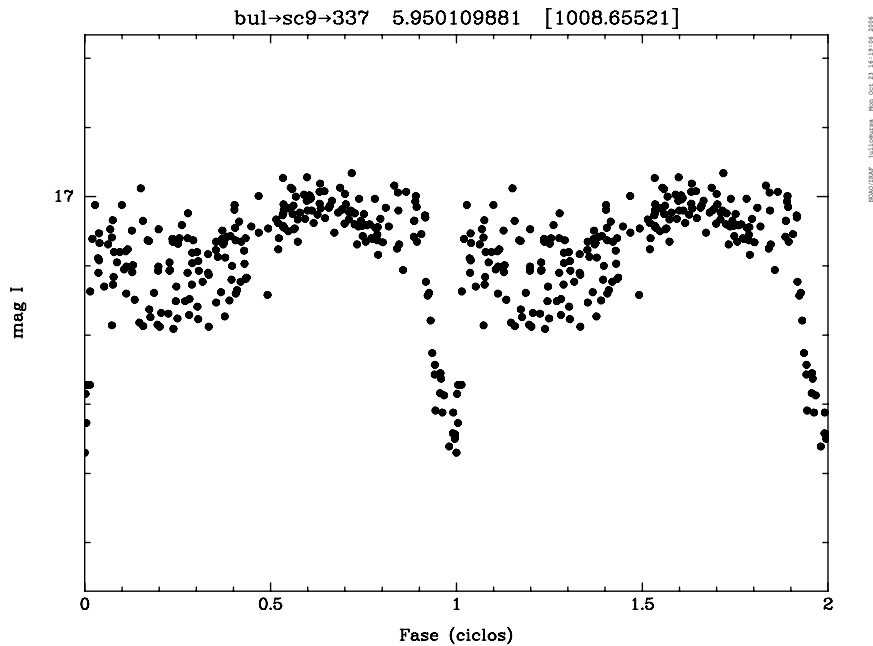


FIGURA 6.4 - Curva de luz de BUL-SC9 337.

Nós obtivemos tempo no telescópio de 1,6 m do OPD/LNA em 28 de Julho de 2006 para realizar espectroscopia Cassegrain com dispersão de $2,2 \text{ \AA}/\text{pix}$ para essa fonte. Para tal, foi usada a rede de $300 \text{ l}/\text{mm}$ com blaze em 5000 \AA . Foi observada uma estrela padrão espectrofométrica (A0 V, CD $-32^\circ 9927$) para fins de calibração aproximada em fluxo. A Figura 6.5 mostra o espectro dessa estrela.

A observação espectroscópica de BUL-SC9 337 é um desafio, uma vez que o objeto é bastante fraco ($I \sim 17,1$ fora do eclipse) e o campo em torno dele densamente povoado. Obtivemos 8 espectros de 1200 s de exposição cada. As condições não eram ideais no fim da série, de modo que o tempo efetivo de pose é menor que 2 horas. As imagens individuais foram combinadas para a remoção de raios cósmicos e a extração do

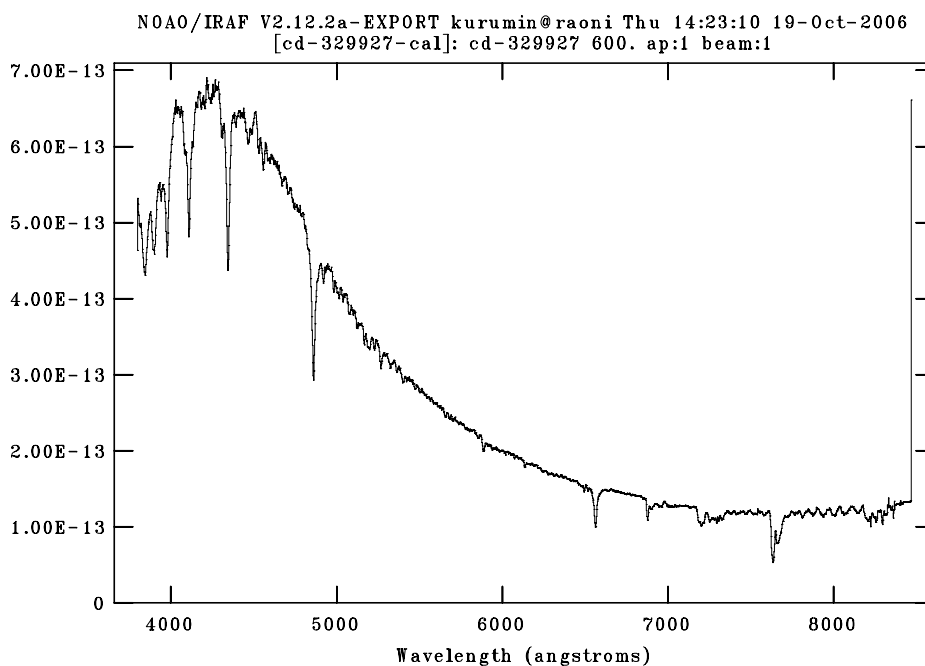


FIGURA 6.5 - Espectro da estrela padrão A0

espectro realizada com o pacote `apall` do IRAF.

A Figura 6.6 mostra o espectro de BUL-SC9 337. Apesar do ruído alto, vê-se que intrinsecamente o objeto não deve ser muito vermelho, uma vez que não apresenta as bandas típicas do TiO (como as de um objeto vizinho que coincidentemente estava na fenda do espectrógrafo, Figura 6.8). Trata-se provavelmente de um objeto relativamente quente avermelhado pelo efeito da extinção interestelar, uma vez que $J - K_S = 1,09$. A Figura 6.7 mostra um detalhe no espectro na região de 6000-7000 Å. É interessante notar que na posição de $H\alpha$ observa-se o maior fluxo nesta faixa.

Algumas considerações podem ser feitas sobre a natureza deste objeto. O egresso do eclipse mais rápido que o ingresso não é consistente com a interpretação de que o fluxo maior antes do eclipse seja emissão anisotrópica de uma fonte deslocada em azimute para fases anteriores à conjunção. Da mesma forma, o espalhamento médio é maior na parte mais intensa, antes do eclipse. Se o espalhamento é evidência de “flickering”, parece que a fonte de emissão mais intensa antes do eclipse não contribui para o “flickering” e acaba diluindo seu efeito.

A binária poderia ser semelhante a uma Algol, com impacto de matéria direto na

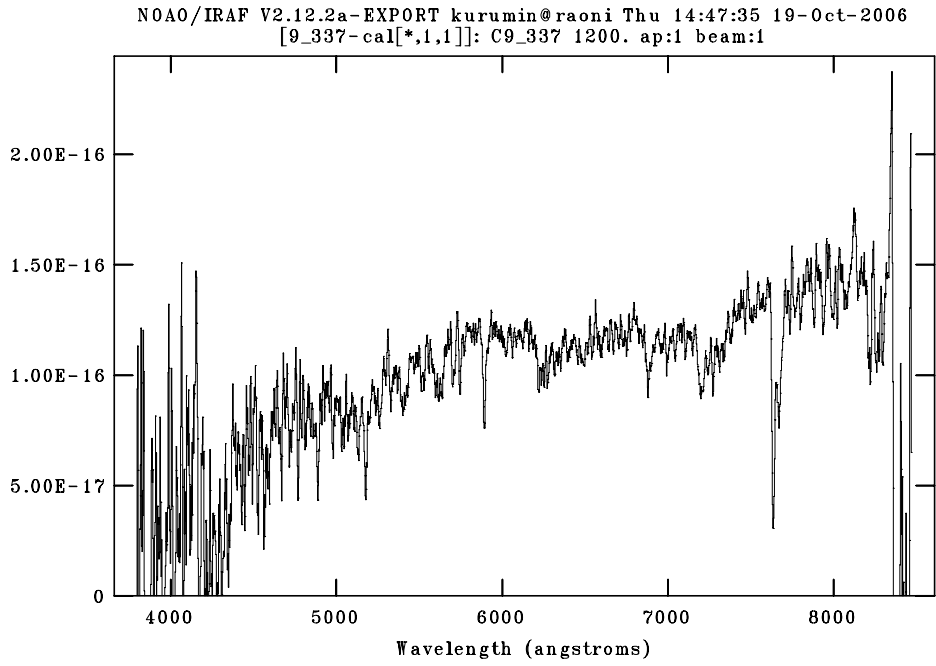


FIGURA 6.6 - Espectro da estrela BUL-SC9 337

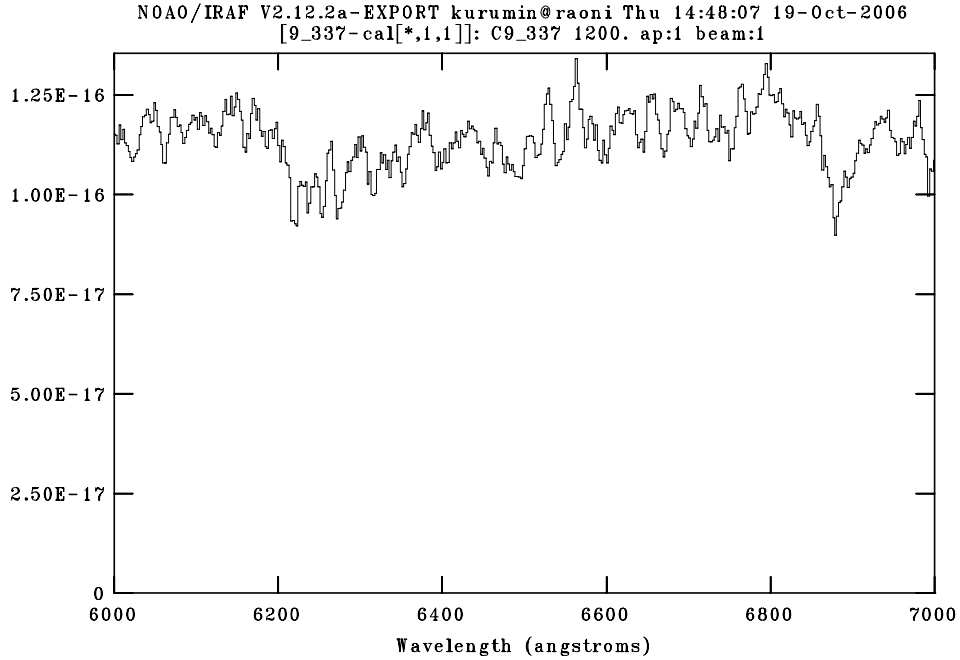


FIGURA 6.7 - Espectro na região de 6000-7000 Å

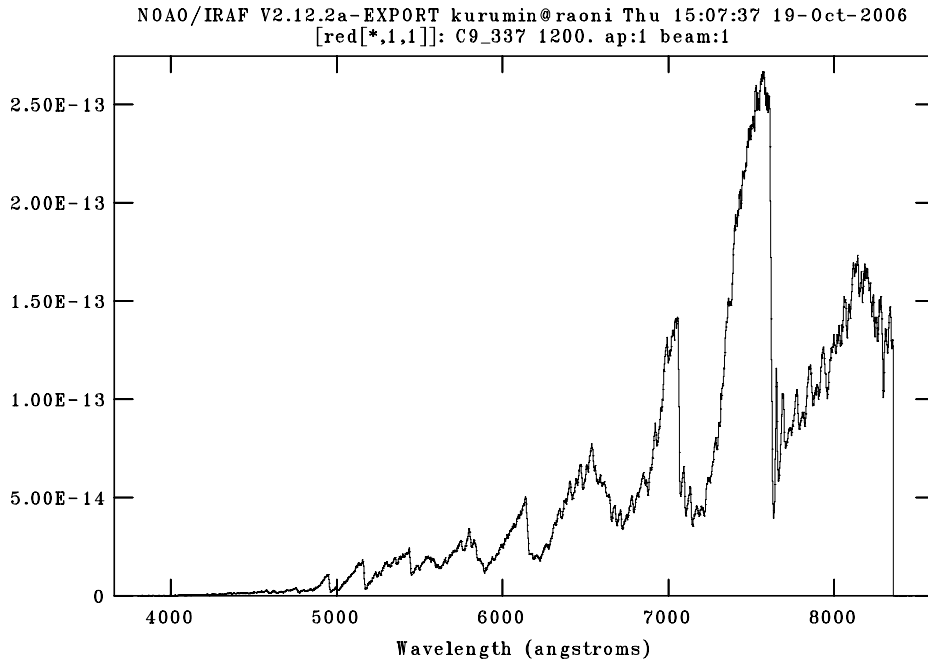


FIGURA 6.8 - Espectro de objeto vermelho próximo a BUL-SC9 337

superfície da estrela receptora. Para certas configurações a mancha produzida pelo impacto apresenta-se estreita, quase desaparecendo por auto-ocultação na borda da estrela receptora quando esta reaparece de eclipse. O problema com essa interpretação é que espera-se que a mancha brilhante seja a principal produtora de “flickering”. Observações fotométricas com ruído menor do que o apresentado pelos dados OGLE são necessárias para avançar na compreensão deste objeto. Naturalmente, espectroscopia com qualidade suficiente para quantificar a variação da velocidade radial é o ideal para definir melhor a estrutura desse interessante sistema.

6.3 Ajuste de Curvas com o modelo Wilson-Devinney

O programa Wilson-Devinney tal qual distribuído para uso pela comunidade astronômica não é adequado para a investigação em massa de um grande número de objetos, como é o caso do presente trabalho. No entanto, procuramos nos inteirar da sua mecânica de funcionamento através da aplicação a dois sistemas relativamente bem comportados que encontramos em nosso trabalho.

6.3.1 Sistema binário BUL-SC9 1515:

Este objeto tem coordenadas 2MASS:

$$\alpha = 18^h 23^m 39,82^s \quad \delta = -21^\circ 30' 24,1''$$

Segundo o catálogo 2MASS a magnitude medida na fase $\phi = 0,5039$ nas três bandas é:

$$J = 12,812; \quad H = 12,498; \quad K_S = 12,385$$

Pela curva de luz trata-se de um sistema separado (portanto, apropriado para uso com o Modo 2 no modelo W-D) cujos eclipses são parciais. Da curva de luz na banda I temos:

$$P = 0,678660 \text{ dias}; \quad T_0 = 2450632,849927 \text{ DJH}$$

Para esta fase o valor de $(J-H)_0 = 0,091$ sugere que a temperatura do sistema deve ser aproximadamente 8000 K. Como a fase de observação é perto do eclipse supusemos que a temperatura corresponde à estrela primária. Consideramos um modelo simples para ajustar a curva de luz com órbita circular e síncrona, com modelo de radiação de corpo negro e reflexão aproximada (MREF=1). A lei de escurecimento de bordo foi logarítmica (LD = 2) que é mais conveniente para estrelas não muito quentes ($T < 8500$ K).

Os parâmetros ajustados foram: o ângulo de inclinação i , os potenciais Ω_1 e Ω_2 , a temperatura da componente secundária T_2 e a luminosidade L_{1I} na banda I. Os parâmetros fixos entre outros foram: a temperatura da componente primária T_1 , os coeficientes de escurecimento de gravidade ($\beta_1 = \beta_2$), os albedos ($A_1=A_2$) e os coeficientes de escurecimento do bordo ($x_{1I}, x_{2I}, y_{1I}, y_{2I}$) na banda I. Os valores dos coeficientes de escurecimento de bordo foram tomados de [van Hamme \(1993\)](#).

Para determinar o valor de q , a razão das massas, seguimos o método de [Kaluzny e Semeniuk \(1984\)](#). O método consiste em construir uma curva de luz teórica para diferentes valores de q e ajustar os parâmetros até obter aquela curva com a menor soma dos quadrados dos resíduos.

A Tabela 6.3 apresenta as soluções obtidas depois de ajustes com o parâmetro q mantido fixo.

A Figura 6.9 apresenta o parâmetro da qualidade de ajuste w de OGLE BUL-SC9

1515 em função do parâmetro q no intervalo $0,60 < q < 1,00$. Pode-se ver que a soma dos quadrados dos resíduos tem valor mínimo para razão de massas $q \sim 0,78$, onde converge a $w = 0,4570$. Na Figura 6.10 apresentamos a curva ajustada para $q = 0,775$ com o método Wilson-Devinney.

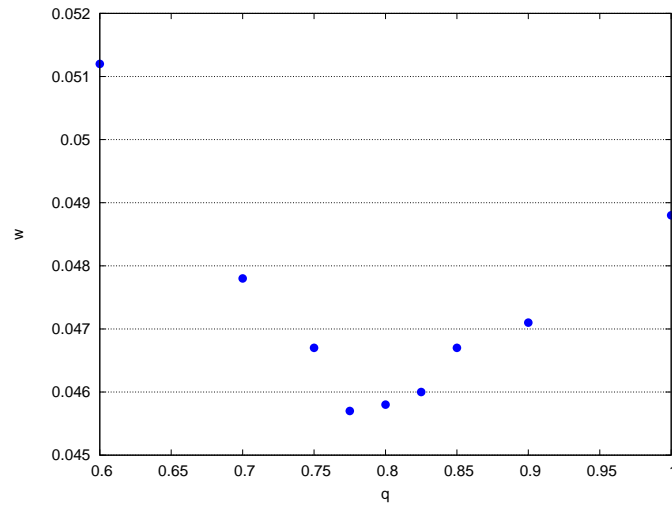


FIGURA 6.9 - Qualidade do parâmetro de ajuste w como função da razão de massas q para BUL-SC9 1515.

TABELA 6.3 - Soluções fotométricas para OGLE BUL-SC9 1515 ($T_1=8000$ K)

q	i	T_2	Ω_1	Ω_2	$L_1/(L_1+L_2)$	w
1,000	84,84 ± 0,31	6574 ± 34	4,349 ± 0,031	4,849 ± 0,053	0,690 ± 0,143	0,0488
0,900	84,96 ± 0,57	6587 ± 41	4,175 ± 0,034	4,502 ± 0,070	0,697 ± 0,197	0,0471
0,850	85,10 ± 0,44	6573 ± 30	4,069 ± 0,032	4,346 ± 0,056	0,705 ± 0,155	0,0467
0,825	85,86 ± 0,98	6554 ± 37	3,981 ± 0,025	4,316 ± 0,070	0,724 ± 0,173	0,0460
0,800	85,52 ± 0,84	6571 ± 38	3,986 ± 0,030	4,198 ± 0,069	0,714 ± 0,192	0,0458
0,775	85,68 ± 0,88	6571 ± 38	3,935 ± 0,029	4,119 ± 0,063	0,718 ± 0,183	0,0457
0,750	86,06 ± 0,81	6563 ± 33	3,856 ± 0,022	4,045 ± 0,046	0,727 ± 0,120	0,0467
0,700	86,16 ± 0,66	6516 ± 33	3,789 ± 0,021	3,878 ± 0,032	0,733 ± 0,088	0,0478
0,600	86,36 ± 0,57	6502 ± 32	3,649 ± 0,020	3,554 ± 0,021	0,741 ± 0,058	0,0512

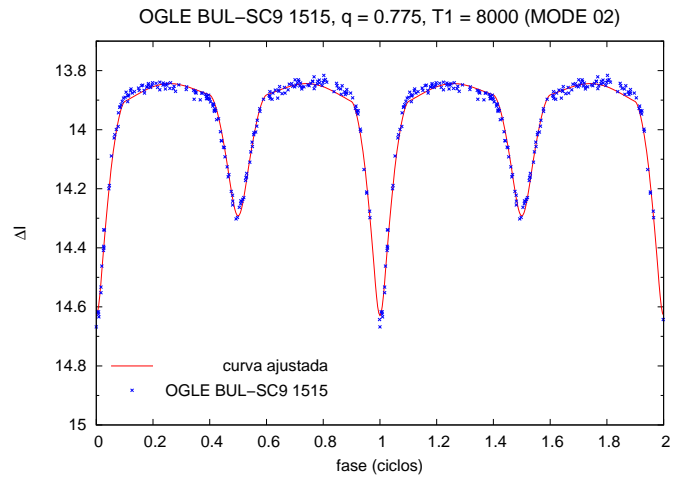


FIGURA 6.10 - Ajuste da curva de luz de BUL-SC9 1515.

Trata-se de um sistema separado e segundo o modelo Wilson-Devinney a luminosidade L_2 está diretamente relacionada à sua temperatura. O programa W-D permite obter as projeções do aspecto geométrico do sistema, nós calculamos a disposição das componentes em fase de 0,25 (Figura 6.11).

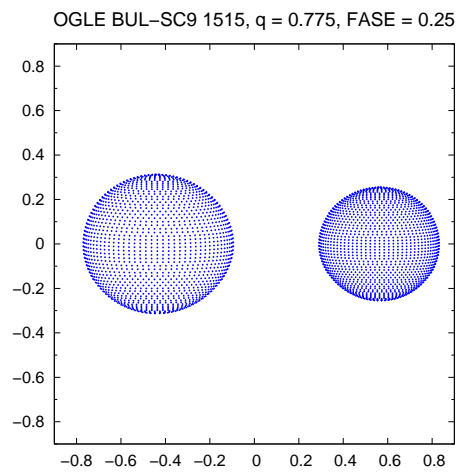


FIGURA 6.11 - Representação do Sistema Binário BUL-SC9 1515.

Para o valor de $q = 0,775$ a curva teórica ajusta-se bem às observações e a solução converge rapidamente. Na Tabela 6.4 apresentamos os valores dos parâmetros fotométricos correspondentes ao melhor ajuste para este sistema binário.

TABELA 6.4 - Elementos fotométricos de OGLE BUL-SC9 1515.

Parâmetro	Valor
q	0,7750
$\beta_1 = \beta_2$	1,0
$A_1 = A_2$	1,0
i	$85,68 \pm 0,88$
T_1	8000
T_2	6571 ± 38
Ω_1	$3,935 \pm 0,029$
Ω_2	$4,119 \pm 0,063$
$L_1/(L_1+L_2)$	$0,718 \pm 0,018$
1 r_{pole}	$0,313 \pm 0,028$
1 r_{point}	$0,343 \pm 0,004$
1 r_{side}	$0,322 \pm 0,003$
1 r_{back}	$0,334 \pm 0,004$
2 r_{pole}	$0,255 \pm 0,005$
2 r_{point}	$0,273 \pm 0,007$
2 r_{side}	$0,260 \pm 0,006$
2 r_{back}	$0,269 \pm 0,006$
$w = 0,04570$	

Para cada parâmetro os ajustes foram iterados até que os erros fossem maiores que as correções. Os erros para cada parâmetro ajustado são dados pelo desvio padrão.

6.3.2 Sistema binário BUL-SC8 2243:

A curva de luz deste sistema parece indicar que é um sistema de contato (é claro que para se ter certeza seria necessário fazer espectroscopia do sistema e determinar a curva de velocidades radiais). Supondo que este tipo é uma binária de contato usamos o Modo 03 do modelo W-D que considera os potenciais iguais. Como no caso anterior, foram mantidos fixos certos parâmetros de entrada.

O objeto tem as seguintes coordenadas equatoriais no catálogo 2MASS:

$$\alpha = 18^h22^m39,33^s \quad \delta = -21^\circ20'53,8''$$

Segundo o catálogo 2MASS a magnitude medida na fase $\phi = 0,2991$ nas três bandas é:

$$J = 15,071; \quad H = 14,495; \quad K_S = 14,382$$

Da curva de luz na banda I temos:

$$P = 0,494169 \text{ dias}; \quad T_0 = 2450895,812325 \text{ DJH}$$

Para a fase indicada, o valor de $(J-H)_0 = 0,348$ sugere uma temperatura do sistema de aproximadamente 5680 K. Sendo uma binária de tipo W UMa a diferença de temperatura das componentes não deve ser muito alta. Consideramos uma componente com este valor fixo para sua temperatura e para a segunda componente uma temperatura inicial de 5560 K que será ajustada pelo modelo de W-D. Consideramos a órbita circular e síncrona, com modelo de radiação do corpo negro e uma reflexão aproximada (MREF=1). A lei de escurecimento de bordo foi logarítmica ($LD = 2$) e de [van Hamme \(1993\)](#) tomamos os valores dos coeficientes de escurecimento de bordo.

Os parâmetros ajustados foram: i , T_2 , $\Omega_1 = \Omega_2$ e a luminosidade na banda I, L_1 .

Da mesma forma que no caso anterior procuramos o valor de q seguindo o método descrito por [Kaluzny e Semeniuk \(1984\)](#) calculando o valor de q que minimiza a soma dos quadrados dos resíduos. A Tabela 6.5 apresenta as soluções obtidas depois dos ajustes com o parâmetro q mantido fixo.

Pode se ver que a curva w em função de q não tem um mínimo definido (Figura 6.12) como no caso da binária anterior. No caso da binária BUL-SC8 2243 a qualidade do ajuste é quase independente do valor de q considerado.

TABELA 6.5 - Soluções fotométricas para BUL-SC8 2243 ($T_1=5680$ K)

q	i	T_2	$\Omega_{1,2}$	$L_1/(L_1+L_2)$	w
0,750	$78,770 \pm 0,264$	5588 ± 26	$3,331 \pm 0,008$	$0,579 \pm 0,044$	0,05580
0,700	$78,838 \pm 0,242$	5585 ± 25	$3,237 \pm 0,008$	$0,615 \pm 0,044$	0,05581
0,650	$79,200 \pm 0,260$	5610 ± 26	$3,149 \pm 0,008$	$0,607 \pm 0,044$	0,05569
0,600	$79,545 \pm 0,300$	5586 ± 26	$3,061 \pm 0,079$	$0,628 \pm 0,044$	0,05668
0,550	$80,019 \pm 0,840$	5608 ± 25	$2,966 \pm 0,077$	$0,714 \pm 0,192$	0,05662
0,500	$80,640 \pm 0,332$	5620 ± 26	$2,870 \pm 0,008$	$0,643 \pm 0,043$	0,05737
0,450	$81,422 \pm 0,379$	5678 ± 27	$2,770 \pm 0,077$	$0,676 \pm 0,042$	0,05989

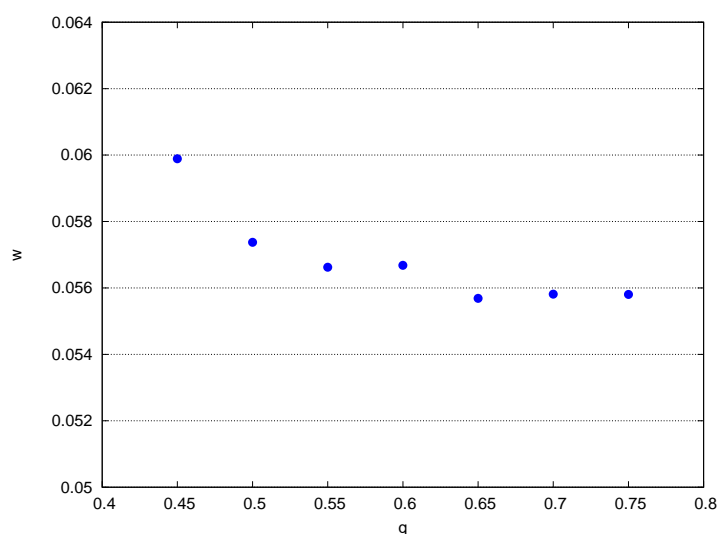


FIGURA 6.12 - Qualidade do parâmetro de ajuste w como função da razão de massas q para o sistema BUL-SC8 2243.

Na Figura 6.13 apresentamos o ajuste feito a BUL-SC8 2243 para um valor de $q = 0,65$. Na Tabela 6.6 apresentamos os valores dos raios relativos que são determinados pelo valor dos potenciais que foram ajustados no Modo 03 do programa W-D.

6.4 Conclusões e Perspectivas

O método para pré-selecionar sistemas eclipsantes numa grande quantidade de curvas de luz foi bem sucedido, resultando em perdas de sistemas que não são muito úteis do ponto de vista de extração de informações (basicamente, sistemas com curvas de luz muito ruidosas e/ou de pequena amplitude). A quantidade de objetos eclipsantes detectada é muito menor que em Devor (2005), mas a explicação neste caso é simples: por um lado iniciamos com uma base de dados 3 vezes menor, ou

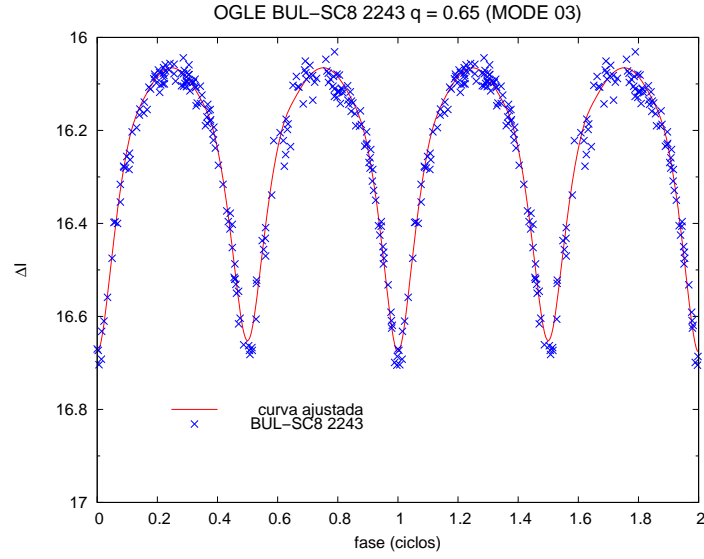


FIGURA 6.13 - Ajuste da curva de luz de BUL-SC8 2243.

TABELA 6.6 - Raios relativos de OGLE BUL-SC8 2243.

Parâmetro	Valor
q	0,65
1 r_{pole}	$0,393 \pm 0,001$
1 r_{side}	$0,415 \pm 0,001$
1 r_{back}	$0,445 \pm 0,002$
2 r_{pole}	$0,321 \pm 0,001$
2 r_{side}	$0,336 \pm 0,001$
2 r_{back}	$0,369 \pm 0,002$
$w = 0,05569$	

seja, utilizando somente as curvas de luz com dados 2MASS de boa qualidade, e por outro, há que se considerar que devido ao limite relativamente pouco profundo do 2MASS na direção do bojo, a quantidade de objetos pulsantes (como Miras, variáveis irregulares e semiregulares) selecionados nos dados do infravermelho torna-se relativamente maior que a quantidade de binárias eclipsantes. Isso novamente é uma consequência da menor profundidade do levantamento 2MASS.

A Análise das Componentes Principais resulta ser um método alternativo para selecionar objetos segundo suas propriedades. Focalizamos-nos neste trabalho nas binárias eclipsantes, a ferramenta poderia ser aplicada para selecionar outros tipos de estrelas variáveis. O exemplo mais óbvio seria a seleção de variáveis eruptivas, para as quais procuraríamos os setores nos planos das componentes principais que maximizassem

a projeção do parâmetro $S^* < 0$, e que fosse adicionalmente azuis (se estivéssemos interessados em objetos do tipo Novae ou Novas Anãs). Isto pode ser considerado como uma possibilidade promissora para analisar os dados de futuros surveys.

Embora o modelo Wilson-Devinney seja o mais adequado para o ajuste das curvas de luz, ele precisa ser modificado para seu uso em grandes quantidades de dados, como as resultantes dos surveys atuais. Vimos que só é prático ajustar alguns parâmetros dos 34 que o modelo permite ajustar. As limitações de se ter (no caso do OGLE) observações em apenas uma banda mas por outro lado, termos restrições à distribuição espectral de energia (via magnitudes não simultâneas J, H e K) também precisam ser estudadas.

Fica claro que os objetos “interessantes” detectados numa seleção como a que realizamos precisam de observações tanto fotométricas (de melhor resolução temporal e às vezes de melhor qualidade em termos de relação S/R) quanto espectroscópicas (para definir as curvas de velocidade radial) para que possam ser melhor entendidos. Parte desse trabalho pode ser realizado com os recursos disponíveis no Brasil, como os do OPD/LNA, mas parte demandará a utilização dos recursos do telescópio SOAR de 4-m, no Chile.

De qualquer forma, a sistemática proposta neste trabalho visa contribuir para a detecção e seleção em grandes bases de dados daqueles sistemas que se mostrem mais promissores em termos de oportunidades para estudar problemas não resolvidos na Astrofísica Estelar.

Como exemplo de temas de Astrofísica Estelar que podem ser estudados com os sistemas binários eclipsantes, podemos citar os levantados em [Ribas \(2006\)](#). Particularmente desafiador é o “overshoot” no caroço de estrelas de alta massa, praticamente impossível de ser estudado de outra forma. O “overshoot” está relacionado com a eficiência na transferência de energia no caroço destas estrelas e tem importância para definir o tempo de vida na sequência principal. Uma solução autoconsistente para um sistema eclipsante com componentes de altas massas permite investigar, via observáveis como luminosidades e relacionados com escalas de tempo, aqueles relacionados com o “overshooting”.

Por outro lado, os sistemas binários com componentes de baixa massa que sejam binárias espectroscópicas de dupla linha oferecem uma boa oportunidade de testar

os modelos estelares para estrelas de baixa massa. As determinações dos raios e as temperaturas das componentes podem contribuir para resolver a discrepância que ainda existe entre as observações e os valores preditos pela teoria.

Também sistemas binários cujas componentes tenham temperaturas muito desiguais fornecem informação sobre evolução estelar e transferência de massa. Mais ainda, estes sistemas podem servir para testar modelos de atmosfera estelar e meio circunstelar da componente mais fria.

Além destes estudos, o efeito nos tempos de chegada da luz correspondente aos instantes de meio eclipse permitem investigar a presença de terceiros corpos. Visto que uma binária eclipsante já tem por definição a inclinação orbital adequada, os levantamentos com grande número de objetos, entre os quais o OGLE, são interessantes para a procura direta de eclipses de outros corpos.

Finalmente, o estudo de sistemas binários eclipsantes provenientes de grandes bases de dados ajudará a melhorar a modelagem de efeitos finos nas curvas de luz, como são o efeito reflexão, escurecimento de bordo, e o abrilhantamento por gravidade.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- ALARD, C. Image subtraction using a space-varying kernel. **Astronomy and Astrophysic Supplement**, v. 144, n. 2, p. 363–370, June 2000. [26](#)
- ALARD, C.; LUPTON, R. H. A method for optimal image subtraction. **Astrophysical Journal**, v. 503, n. 1, p. 325–331, Aug. 1998. [26](#)
- ANDERSEN, J. Accurate masses and radii of normal stars. **Astronomy and Astrophysics Review**, v. 3, n. 2, p. 91–126, 1991. [23](#)
- ANDERSON, T. W. **An introduction to multivariate statistical analysis**. New York: Ed. Wiley, 1966. 374p. [58](#)
- BAKER, R. H. The orbit of [theta] Aquilae. **Publications of the Allegheny Observatory of the University of Pittsburgh**, v. 1, p. 45–54, 1910. [48](#)
- CHAMBLISS, C. R.; LEUNG, K.-C. The early-type semidetached system SX Aurigae. **Astrophysical Journal**, v. 228, n. 3, p. 828–837, Mar. 1979. [113](#)
- CHESTER, T. **Survey level 1 requirements**. June 1997. Disponível em: <http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/second/doc/requirements.html>. Acesso em: 27/11/2006. [28](#)
- CLAUSEN, J. V. What can we learn about stars from eclipsing binaries? In: MONS Workshop: Science with a Small Space Telescope, 1., 1998, Aarhus. **Proceedings...** Denmark: Aarhus Universitet, 1998. p. 105–114. [23](#)
- _____. Eclipsing binaries as precise standard candles. **New Astronomy Review**, v. 48, n. 9, p. 679–685, July 2004. [23](#)
- COLLINGE, M. J.; SUMI, T.; FABRYCKY, D. Catalog of fundamental-mode RR Lyrae stars in the Galactic bulge from the optical gravitational lensing experiment. **Astrophysical Journal**, v. 651, n. 1, p. 197–210, Nov. 2006. [27](#)
- COX, A. N. **Allen's astrophysical quantities**. New York: AIP Press; Springer, 2000. 719p. [81](#)
- CSIZMADIA, S.; KLAGYIVIK, P. On the properties of contact binary stars. **Astronomy and Astrophysics**, v. 426, n. 3, p. 1001–1005, Nov. 2004. [40](#)

CUTRI, R.; MARSH, K. **IV. 2MASS data procesing**. Mar. 2003. Disponível em:

http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/doc/sec4_4b.html.

Acesso em: 27/11/2006. 29

De LOORE, C. W. H.; DOOM, C. **Structure and evolution of single and binary stars**. Dordrecht, The Netherlands: Kluwer Academic Publishers, 1992. 458p. 39

DEVOR, J. Solutions for 10,000 eclipsing binaries in the bulge fields of OGLE II using DEBiL. **Astrophysical Journal**, v. 628, n. 1, p. 411–425, July 2005. 24, 100

DIAZ-CORDOVES, J.; GIMENEZ, A. A new nonlinear approximation to the limb-darkening of hot stars. **Astronomy and Astrophysics**, v. 259, n. 1, p. 227–231, June 1992. 47, 54

DOBSON, A. K.; DONAHUE, R. A. How many parameters are required to describe a star? Principal component analysis as an astrophysical tool. In: *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, 10., 1997, Cambridge, Massachusetts. **Proceedings...** San Francisco: ASP Conference, 1998. p. 818–826. ISBN 1-886733-74-0. 57

DUGAN, R. S. The Algol-system RT Persei. **Contributions from the Princeton University Observatory**, v. 1, p. 3–47, July 1911. 48

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, n. 3, p. 917–924, June 1983. 77

ETZEL, P. B. A simple synthesis method for solving the elements of well-detached eclipsing systems. In: *Photometric and Spectroscopic Binary Systems*, 1980, Maratea, Italy. **Proceedings...** Dordrecht, Holland: D. Reidel Publishing Company, 1981. p. 111–120. 49

FRANCIS, P. J.; WILLS, B. J. Introduction to principal components analysis. In: *Quasars and Cosmology*, CTIO Conference, 1999, San Francisco. **Proceedings...** San Francisco: ASP Conference, 1999. p. 363–372. ISBN 1-886733-83-X. 57

GLASS, I. S. **Handbook of infrared astronomy**. USA: New York : Cambridge University Press, 1999. 81

GLOVER, D.; JENKINS, W.; DONEY, S. **Lecture 4: Principal component and factor analysis**. 2002. Disponível em:

<http://w3eos.who.edu/12.747/notes/lect04/lectno04.html>. Acesso em: 27/11/2006. [62](#)

HEINTZ, W. D. A statistical study of binary stars. **Journal of the Royal Astronomical Society of Canada**, v. 63, p. 275–298, Dec. 1969. [23](#)

HENDRY, M. A.; TANVIR, N. R.; KANBUR, S. M. Reconstructing Cepheid light curves. In: Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-HIPPARCOS Era, 1998, Haguenau, France. **Proceedings...** San Francisco: ASP Conference, 1999. p. 192–197. ISBN 1-886733-88-0. [57](#)

HILDITCH, R. **An introduction to close binary stars**. UK: Cambridge University Press, 2001. 392p. [45](#)

HOFFMEISTER, C.; RICHTER, G.; WENZEL, D. **Variable stars**. USA: New York, Springer-Verlag, 1985. [36](#), [41](#), [44](#)

HUFFER, C. M.; COLLINS, G. W. Computation of elements of eclipsing binary stars by high-speed computing machines. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 7, p. 351–410, Dec. 1962. [49](#)

JOHNSON, H. L.; MORGAN, W. W. Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas. **Astrophysical Journal**, v. 117, p. 313–352, May 1953. [71](#)

JURKEVICH, I. Machine solutions of light curves of eclipsing binary systems. **Vistas in Astronomy**, v. 12, p. 63–116, 1970. [49](#)

KALLRATH, J. Gradient free determination of eclipsing binary light curve parameters-derivation of spot parameters using the Simplex method. In: Light Curve Modeling of Eclipsing Binary Stars, 1991, Buenos Aires. **Proceedings...** New York: Springer-Verlag, 1993. p. 39–51. ISBN 3-540-97946-8. [49](#)

KALUZNY, J.; SEMENIUK, I. EG Cep - an almost contact binary. **Acta Astronomica**, v. 34, p. 433–444, 1984. [94](#), [99](#)

KANBUR, S. M.; IONO, D.; TANVIR, N. A.; HENDRY, M. A. The use of principal components analysis in analysing variable star data. In: The Impact of

Large-Scale Surveys on Pulsating Star Research, 1999, Budapest. **Proceedings...** San Francisco: ASP Conference, 2000. p. 56–59. ISBN 1-58381-030-7. [57](#)

KANBUR, S. M.; IONO, D.; TANVIR, N. R.; HENDRY, M. A. On the use of principal component analysis in analysing Cepheid light curves. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 329, n. 1, p. 126–134, Jan. 2002. [57](#)

KHOLOPOV, P. N. **General catalogue of variable stars: The fourth edition containing information on variable stars discovered and designated till 1982**. Moscow: Nauka, 1985. [38](#)

KLINGLESMTIH, D. A.; SOBIESKI, S. Nonlinear limb darkening for early-type stars. **Astronomical Journal**, v. 75, p. 175–181, Mar. 1970. [47](#), [54](#)

KOPAL, Z. **Close binary systems**. London: The International Astrophysics Series, Chapman & Hall, 1959. [49](#), [50](#)

_____. The royal road of eclipses. In: Photometric and Spectroscopic Binary Systems, 1980, Maratea, Italy. **Proceedings...** Dordrecht, Holland: D. Reidel Publishing Company, 1981. p. 1–16. [49](#)

KUBIAK, M.; UDALSKI, A. The optical gravitational lensing experiment. Population II Cepheids in the Galactic bulge. **Acta Astronomica**, v. 53, n. 2, p. 117–131, June 2003. [27](#)

LUCY, L. B. Gravity-darkening for stars with convective envelopes. **Zeitschrift fur Astrophysics**, v. 65, p. 89–92, 1967. [53](#)

_____. The structure of contact binaries. **Astrophysical Journal**, v. 151, p. 1123–1135, Mar. 1968a. [40](#)

_____. The light curves of W Ursae Majoris stars. **Astrophysical Journal**, v. 153, p. 877–884, Sept. 1968b. [40](#)

MACERONI, C. Binaries as astrophysical laboratories: an overview. **ArXiv Astrophysics e-prints**, Nov. 2005. [37](#), [38](#)

MATHIEU, R. D. Pre-main-sequence binary stars. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 32, n. 1, p. 465–530, 1994. [23](#)

- MERRILL, J. E. Tables for solution of light curves of eclipsing binaries. **Contributions from the Princeton University Observatory**, v. 24, p. 3–304, 1950. [49](#)
- MIGHELL, K. J. Stellar photometry and astrometry with discrete point spread functions. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 361, n. 3, p. 861–878, Aug. 2005. [63](#)
- MÜLLER, A. **Astrophysik**. Feb. 2006. Disponível em: http://www.mpe.mpg.de/~amueller/lexdt_r.html. Acesso em: 27/11/2006. [43](#)
- MURTAGH, F.; Heck, A. **Multivariate data analysis**. Holland: Astrophysics and Space Science Library, Dordrecht: Reidel, 1987. [58](#)
- NEGUERUELA, I.; SCHURCH, M. A search for counterparts to massive X-ray binaries using photometric catalogues. **ArXiv Astrophysics e-prints**, Sept. 2006. [71](#)
- NELSON, B.; DAVIS, W. D. Eclipsing-binary solutions by sequential optimization of the parameters. **Astrophysical Journal**, v. 174, p. 617–628, June 1972. [49](#)
- NISHIYAMA, S.; NAGATA, T.; KUSAKABE, N.; MATSUNAGA, N.; NAOI, T.; KATO, D.; NAGASHIMA, C.; SUGITANI, K.; TAMURA, M.; TANABÉ, T.; SATO, S. Interstellar extinction law in the J, H, and K_S bands toward the Galactic center. **Astrophysical Journal**, v. 638, n. 21, p. 839–846, Feb. 2006. [71](#)
- 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: ASP Conference, 1999. p. 261–264. ISBN 1-886733-95-3. [23](#)
- RIBAS, I. Binaries as astrophysical laboratories: Open questions. In: *Astrophysics of Variable Stars*, 2005, Pecs, Hungary. **Proceedings...** San Francisco: ASP Conference, 2006. p. 55–70. ISBN 1-58381-217-2. [102](#)
- RUSSELL, H. N. On the determination of the orbital elements of eclipsing variable stars. I. **Astrophysical Journal**, v. 35, p. 315–340, June 1912. [49](#)

RUSSELL, H. N.; MERRILL, J. E. **The determination of the elements of eclipsing binaries**. Princeton: Observatory: Contributions from the Princeton University Observatory, 1952. [49](#)

RUSSELL, I. H. N.; SHAPLEY, H. On darkening at the limb in eclipsing variables. **Astrophysical Journal**, v. 36, p. 239–254, Oct. 1912. [48](#)

SCHECHTER, P. L.; MATEO, M.; SAHA, A. DOPHOT, a CCD photometry program: Description and tests. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 105, p. 1342–1353, Nov. 1993. [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, J.; LONSDALE, C.; MONET, D. G.; PRICE, S.; SEITZER, P.; JARRETT, T.; KIRKPATRICK, J. D.; GIZIS, J. E.; HOWARD, E.; EVANS, T.; FOWLER, J.; FULLMER, L.; HURT, R.; LIGHT, R.; KOPAN, E. L.; MARSH, K. A.; MCCALLON, H. L.; TAM, R.; DYK, S. V.; WHEELLOCK, S. The two micron all sky survey (2MASS). **Astronomical Journal**, v. 131, n. 2, p. 1163–1183, Feb. 2006. [28](#)

SOUTHWORTH, J.; SMALLEY, B.; MAXTED, P. F. L.; ETZEL, P. B. Accurate fundamental parameters of eclipsing binary stars. In: The A-Star Puzzle, IAU Symposium, 2004, Poprad, Slovakia. **Proceedings...** Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2004. p. 548–561. ISBN 0521850185. [23](#)

STEBBINS, J. The measurement of the light of stars with a selenium photometer, with an application to the variations of Algol. **Astrophysical Journal**, v. 32, p. 185–214, Oct. 1910. [48](#)

SUMI, T. Extinction map of the Galactic centre: OGLE-II Galactic bulge fields. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 349, n. 1, p. 193–204, Mar. 2004. [70](#), [71](#), [81](#)

TERRELL, D. **Eclipsing binary**. May 2001. Disponível em: <http://www.boulder.swri.edu/~terrell/talks/aavso2001/frame004.html>. Acesso em: 27/11/2006. [39](#), [40](#), [44](#), [45](#), [46](#)

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, June 1990. [21](#), [113](#), [115](#)

TUKEY, J. W. **Exploratory data analysis**. Reading, Mass.: Addison-Wesley, 1977. [63](#)

UDALSKI, A.; SZYMANSKI, M.; KALUZNY, J.; KUBIAK, M.; MATEO, M. The optical gravitational lensing experiment. **Acta Astronomica**, v. 42, p. 253–284, Oct. 1992. [25](#)

UDALSKI, A.; SZYMANSKI, M.; KUBIAK, M.; PIETRZYNSKI, G.; WOZNIAK, P.; ZEBRUN, K. The optical gravitational lensing experiment. BVI Maps of dense stellar regions. I. The Small Magellanic Cloud. **Acta Astronomica**, v. 48, n. 2, p. 147–174, Apr. 1998. [26](#), [27](#), [83](#)

UDALSKI, A.; SZYMANSKI, M.; KUBIAK, M.; PIETRZYNSKI, G.; SOSZYNSKI, I.; WOZNIAK, P.; ZEBRUN, K. The optical gravitational lensing experiment. BVI Maps of dense stellar regions. II. The Large Magellanic Cloud. **Acta Astronomica**, v. 50, n. 3, p. 307–335, Sept. 2000. [26](#)

UDALSKI, A.; SZYMANSKI, M.; KUBIAK, M.; PIETRZYNSKI, G.; SOSZYNSKI, I.; WOZNIAK, P.; ZEBRUN, K.; SZEWCZYK, O.; WYRZYKOWSKI, L. The optical gravitational lensing experiment. BVI Maps of dense stellar regions. III. The Galactic bulge. **Acta Astronomica**, v. 52, n. 3, p. 217–240, Sept. 2002. [26](#)

van HAMME, W. New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves. **Astronomical Journal**, v. 106, n. 5, p. 2096–2117, Nov. 1993. [94](#), [99](#)

VERBUNT, F. Interferometry and the study of binaries. **ArXiv Astrophysics e-prints**, Dec. 2004. [23](#)

VOGEL, H. C. Orbit and mass of Algol. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 2, p. 27–33, Jan. 1890. [48](#)

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, June 1924. [47](#), [53](#)

WILSON, R. E. Photometry of XZ CMi. **Astronomical Journal**, v. 71, n. 1, p. 32–37, Feb. 1966. [113](#)

_____. Eccentric orbit generalization and simultaneous solution of binary star light and velocity curves. **Astrophysical Journal**, v. 234, p. 1054–1066, Dec. 1979. [42](#), [45](#), [49](#)

_____. **Binary stars and their light curves**. 2005. Disponível em: <ftp://ftp.astro.ufl.edu/pub/wilson/hungary2005/hungary2005.ppt>. Acesso em: 27/11/2006. [56](#)

WILSON, R. E.; BIERMANN, P. TX Cancri - Which component is hotter. **Astronomy and Astrophysics**, v. 48, n. 3, p. 349–357, May 1976. [114](#)

WILSON, R. E.; DEVINNEY, E. J. Realization of accurate close-binary light curves: Application to MR Cygni. **Astrophysical Journal**, v. 166, n. 3, p. 605–619, June 1971. [49](#), [53](#), [80](#)

WOOD, D. B. An analytic model of eclipsing binary star systems. **Astronomical Journal**, v. 76, n. 8, p. 701–710, Oct. 1971. [49](#)

WOOD, F. B. Eclipsing variable stars: a survey of the field. **Vistas in Astronomy**, v. 2, p. 1171–1176, 1956. [48](#)

WOZNIAK, P. R.; UDALSKI, A.; SZYMANSKI, M.; KUBIAK, M.; PIETRZYNSKI, G.; SOSZYNSKI, I.; ZEBRUN, K. Difference image analysis of the OGLE-II bulge data III. Catalog of 200000 candidate variable stars. **Acta Astronomica**, v. 52, n. 2, p. 129–142, July 2002. [25](#), [83](#), [85](#)

ZEBRUN, K.; SOSZYNSKI, I.; WOZNIAK, P. R.; UDALSKI, A.; KUBIAK, M.; SZYMANSKI, M.; PIETRZYNSKI, G.; SZEWCZYK, O.; WYRZYKOWSKI, L. The optical gravitational lensing experiment. Difference image analysis of LMC and SMC data. the catalog. **Acta Astronomica**, v. 51, n. 4, p. 317–329, Dec. 2001. [25](#)

APÊNDICE A

Ajuste de curvas de luz com o método Wilson-Devinney

Antes de ajustar curvas de luz obtidas em nossa procura, fizemos alguns testes com o método Wilson-Devinney. Testamos os programas LC e DC com dois diferentes conjuntos de dados. Nosso teste visou reproduzir os parâmetros determinados na literatura. A maneira de fazer isso é sintetizar com um conjunto de parâmetros uma curva de luz que já foi analisada, e depois no modo análise ver se eles são recuperados. Para isso utilizamos as curvas de luz de SX Aurigae (CHAMBLISS; LEUNG, 1979) e XZ CMi (TERRELL; WILSON, 1990).

A.1 O programa LC

A curva de luz da binária SX Aur foi originalmente obtida nas bandas U, B e V. Nós utilizamos apenas os dados nas bandas V e B para reproduzir a curva de luz teórica.

Testamos com o Modo 2 como é indicado por Chambliss e Leung (1979) e a solução convergiu a uma configuração na qual uma componente preenche exatamente seu lóbulo de Roche. Continuamos com o Modo 5 que corresponde a uma configuração semi-separada na qual o programa não muda mais o potencial da estrela secundária, Ω_2 .

A Figura A.1 foi construída com o programa LC ingressando os valores da Tabela 9 de Chambliss e Leung (1979).

A.2 O programa DC

Para testar o programa que ajusta a curva calculada inicialmente com o programa LC utilizamos os dados de XZ CMi medidos por Wilson (1966) nas bandas V e B. Para calcular a curva teórica com o programa LC adotamos a temperatura da estrela primária $T_1 = 8200$ K como fizeram Terrell e Wilson (1990) que consideraram tipo spectral A5 para esse objeto de acordo com seu índice de cor. Utilizamos o Modo 5 que corresponde a sistemas binários semi-separados.

Com o programa DC ajustamos o ângulo de inclinação i , a temperatura da componente secundária T_2 , o potencial da primária Ω_1 , a razão das massas q e as luminosidades $L_1(B)$ $L_1(V)$.

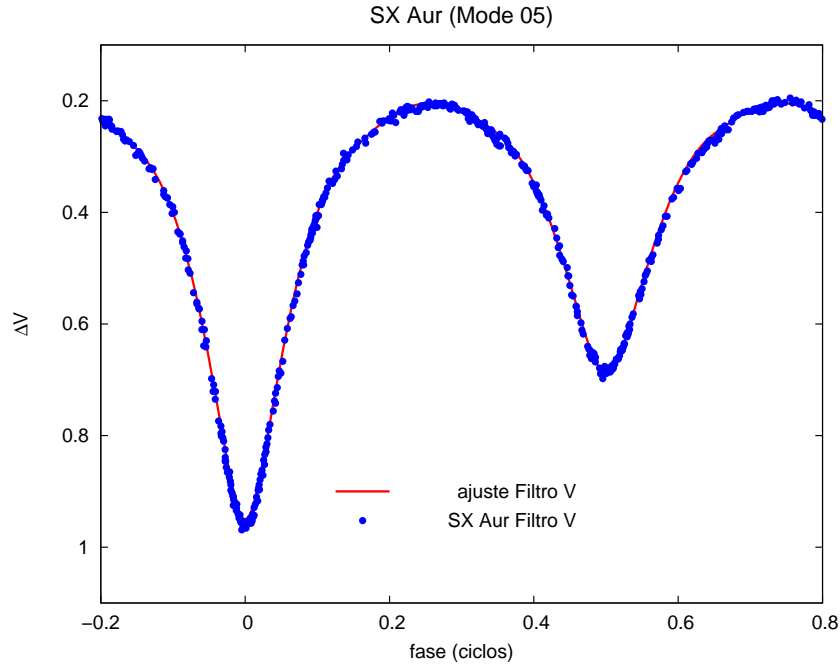


FIGURA A.1 - Ajuste teórico à curva de luz de SX Aur

Para ajustar a curva de luz utilizamos o método de correcções diferenciais (WILSON; BIERMANN, 1976). Dividimos o número de parâmetros a ajustar em dois subconjuntos $A(i, T_2, \Omega_1)$ e $B(q, L_1(B), L_1(V))$. Mantivemos fixos os parâmetros de um subconjunto enquanto ajustávamos os parâmetros do outro subconjunto alternando o procedimento de uma iteração a outra.

As iterações foram $A \rightarrow B \rightarrow A \rightarrow B \rightarrow A$.

Finalmente obtivemos os valores que aparecem na Tabela A.1.

Comparando nossos resultados com os valores da literatura verificamos que a discrepância é menor que 7%. (Tabela A.2). As curvas e luz nas bandas V e B ajustadas por nós aparece na Figura A.2.

TABELA A.1 - Elementos fotométricos de XZ CMi

Parâmetro	Valor
q	0,4385
$\beta_1 = \beta_2$	1,0
$A_1 = A_2$	1,0
i	$77,44 \pm 0,39$
T_1	8200
T_2	4764 ± 50
Ω_1	$3,0983 \pm 0,0383$
Ω_2	2,7556 = Potencial crit int
$L_1/(L_1+L_2)_V$	$0,9771 \pm 0,0592$
$L_1/(L_1+L_2)_B$	$0,9773 \pm 0,0494$
1 r_{pole}	$0,3721 \pm 0,0056$
1 r_{point}	$0,4156 \pm 0,010$
1 r_{side}	$0,3874 \pm 0,007$
1 r_{back}	$0,4010 \pm 0,007$
2 r_{pole}	$0,2896 \pm 0,003$
2 r_{point}	$0,4161 \pm 0,011$
2 r_{side}	$0,3020 \pm 0,003$
2 r_{back}	$0,3346 \pm 0,003$
$\sum w^2(V) = 0,07782$	
$\sum w^2(B) = 0,05781$	

TABELA A.2 - Comparação de nossos resultados com os de [Terrell e Wilson \(1990\)](#)

Parametro	Erro (%)
i	0,46
T_1	—
T_2	-1,51
Ω_1	-2,84
Ω_2	—
$L_1/(L_1+L_2)_V$	6,75
$L_1/(L_1+L_2)_B$	3,35
1 r_{pole}	3,31
1 r_{point}	4,88
1 r_{side}	3,71
1 r_{back}	4,12
2 r_{pole}	-0,01
2 r_{point}	0,01
2 r_{side}	0,01
2 r_{back}	0,00

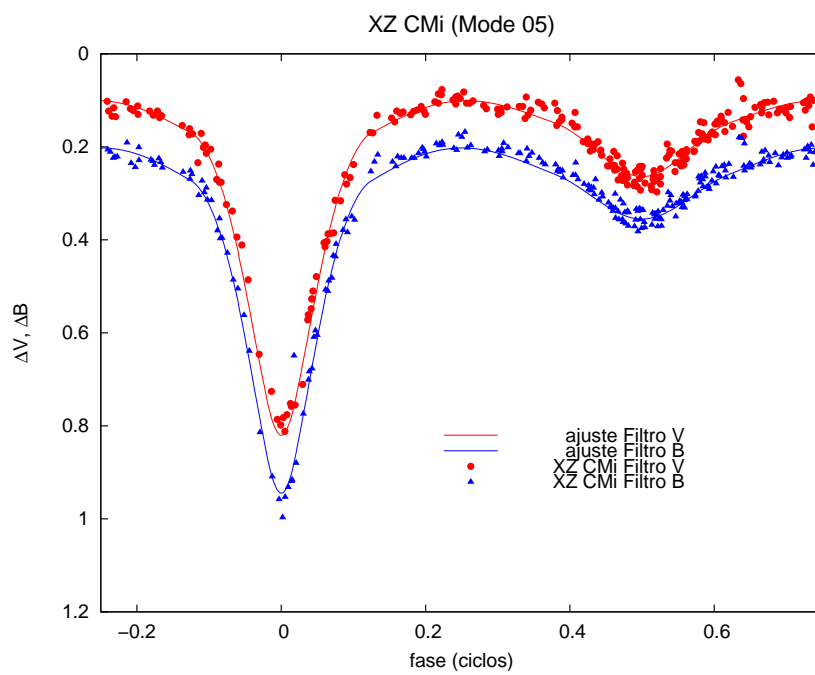


FIGURA A.2 - Ajuste de XZ CMi

APÊNDICE B

Curvas de luz de Binárias Eclipsantes na direção do Bojo da Galaxia

As curvas de luz foram classificadas em tipos Algol, β Lyrae e W UMa. Um quarto grupo, bastante numeroso, agrega objetos que apresentam variabilidade elipsoidal. Finalmente um quinto grupo de curvas de luz agrupa aquelas que não temos certeza serem eclipsantes.

B.1 Binárias do tipo Algol

As componentes destes sistemas são quase esféricas e pode-se determinar os momentos de início e fim dos eclipses em suas curvas de luz de modo bastante fácil. Aqui apresentamos 110 sistemas binários do tipo Algol.

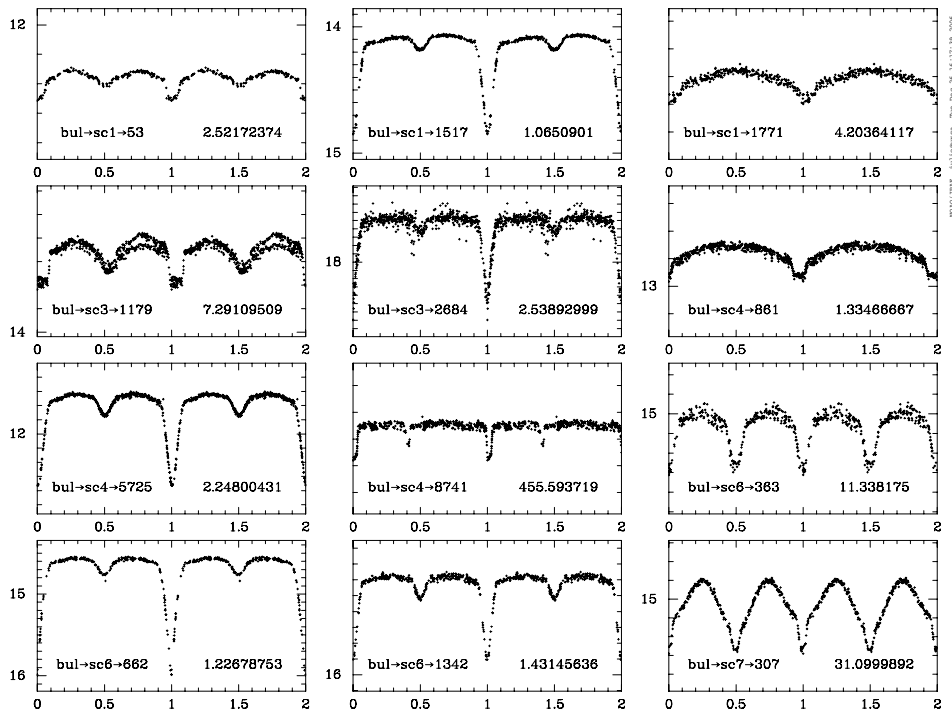


FIGURA B.1 - Binárias eclipsantes do tipo Algol.

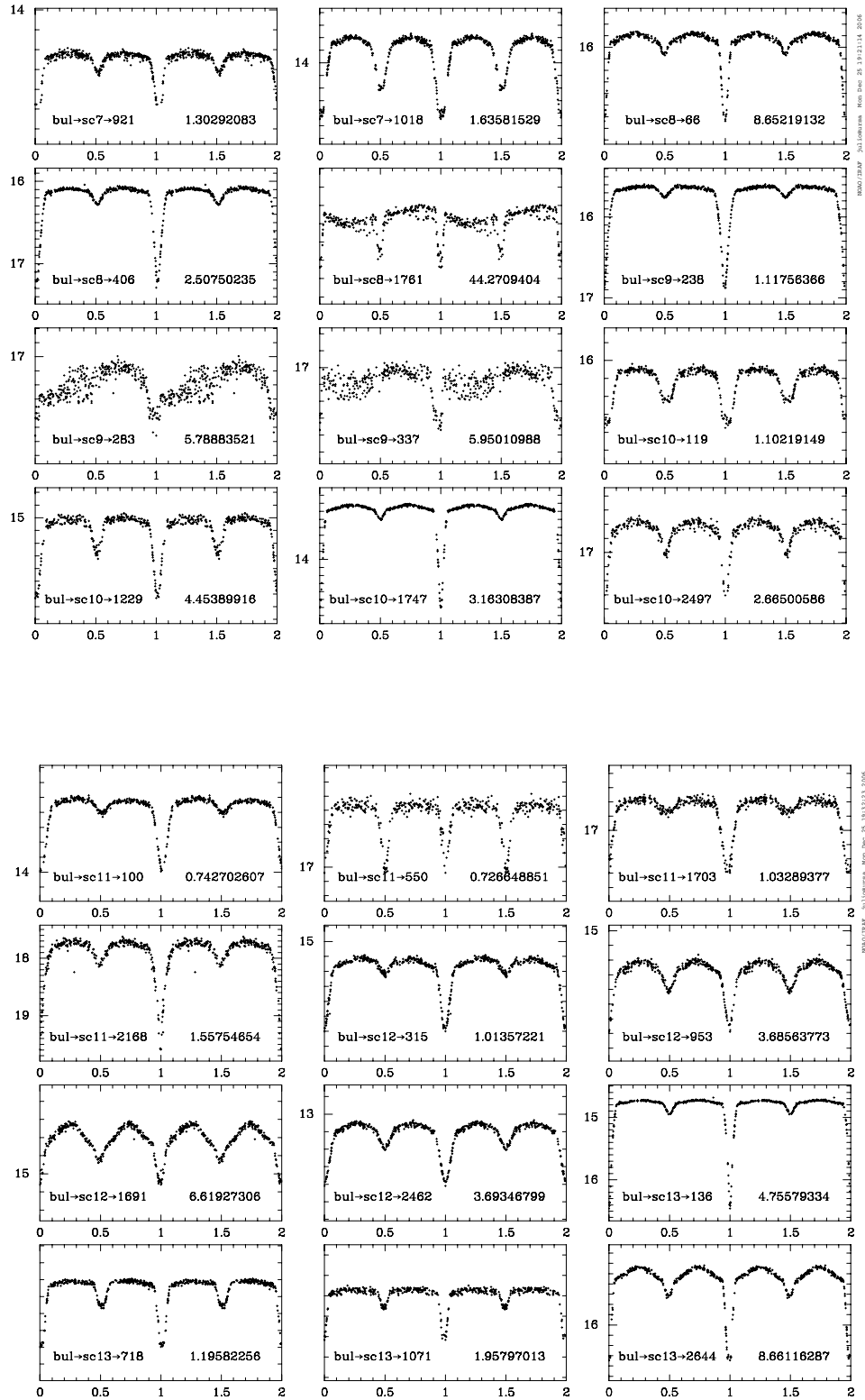


FIGURA B.2 - Binárias eclipsantes do tipo Algol.

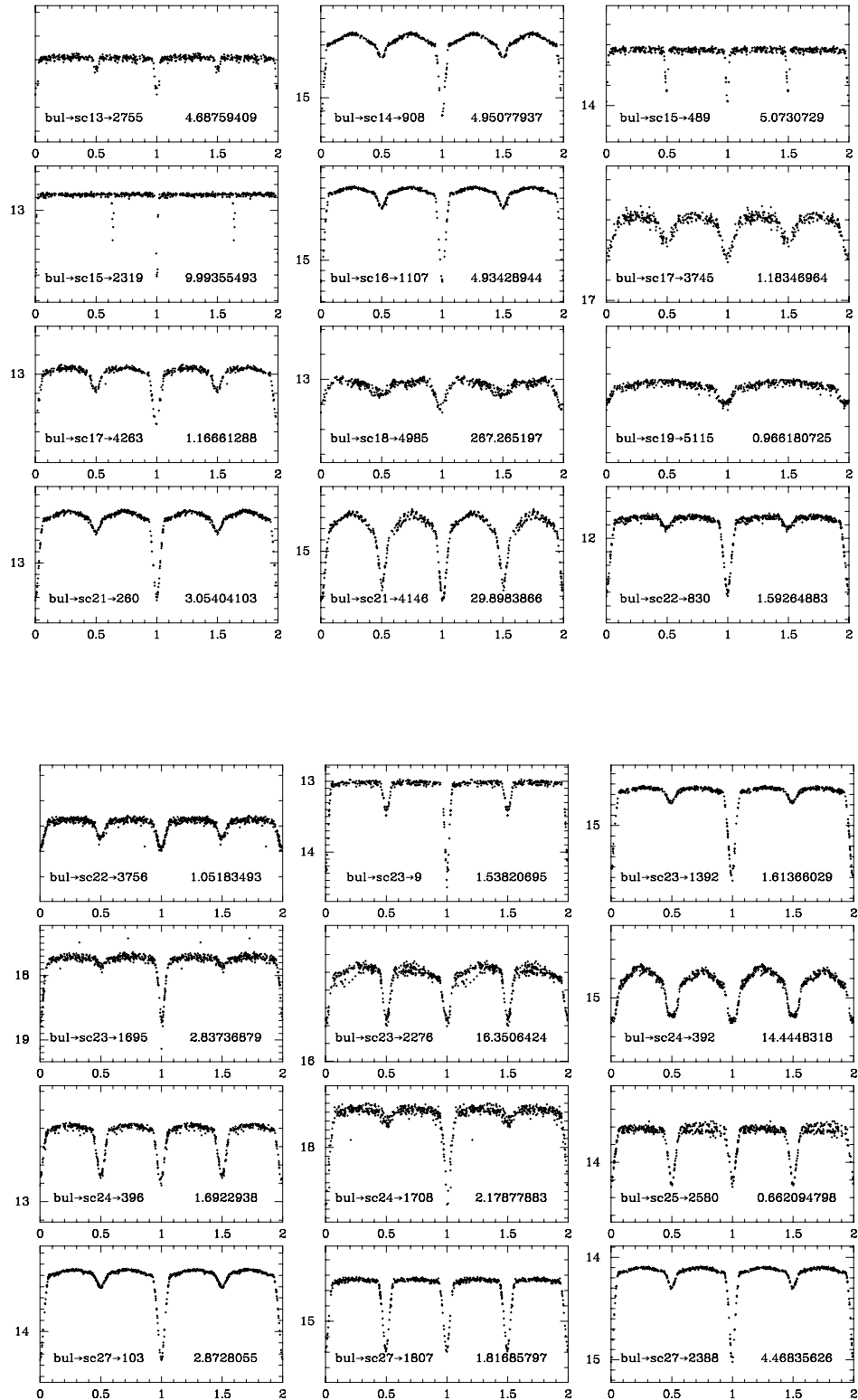


FIGURA B.3 - Binárias eclipsantes do tipo Algol.

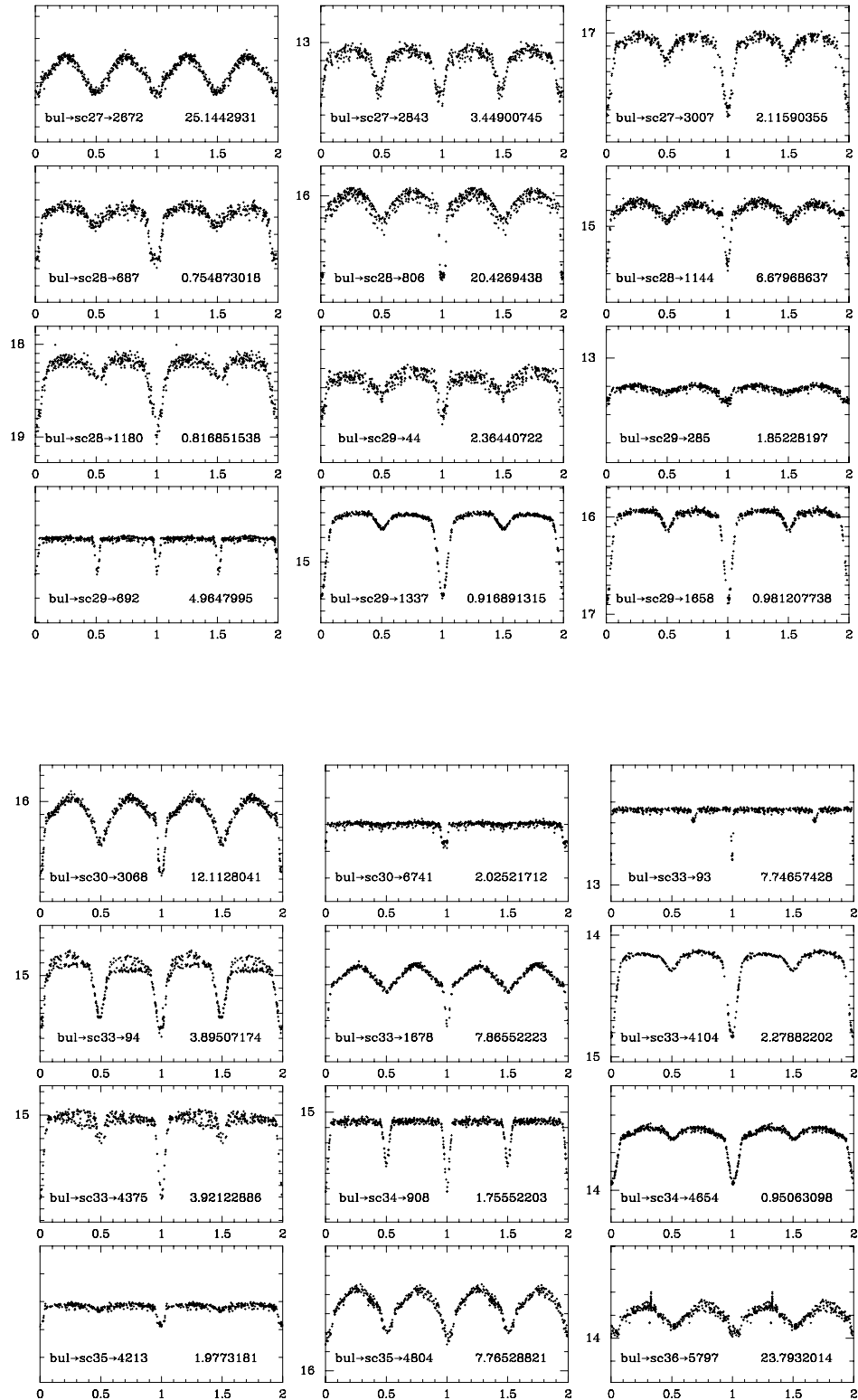


FIGURA B.4 - Binárias eclipsantes do tipo Algol.

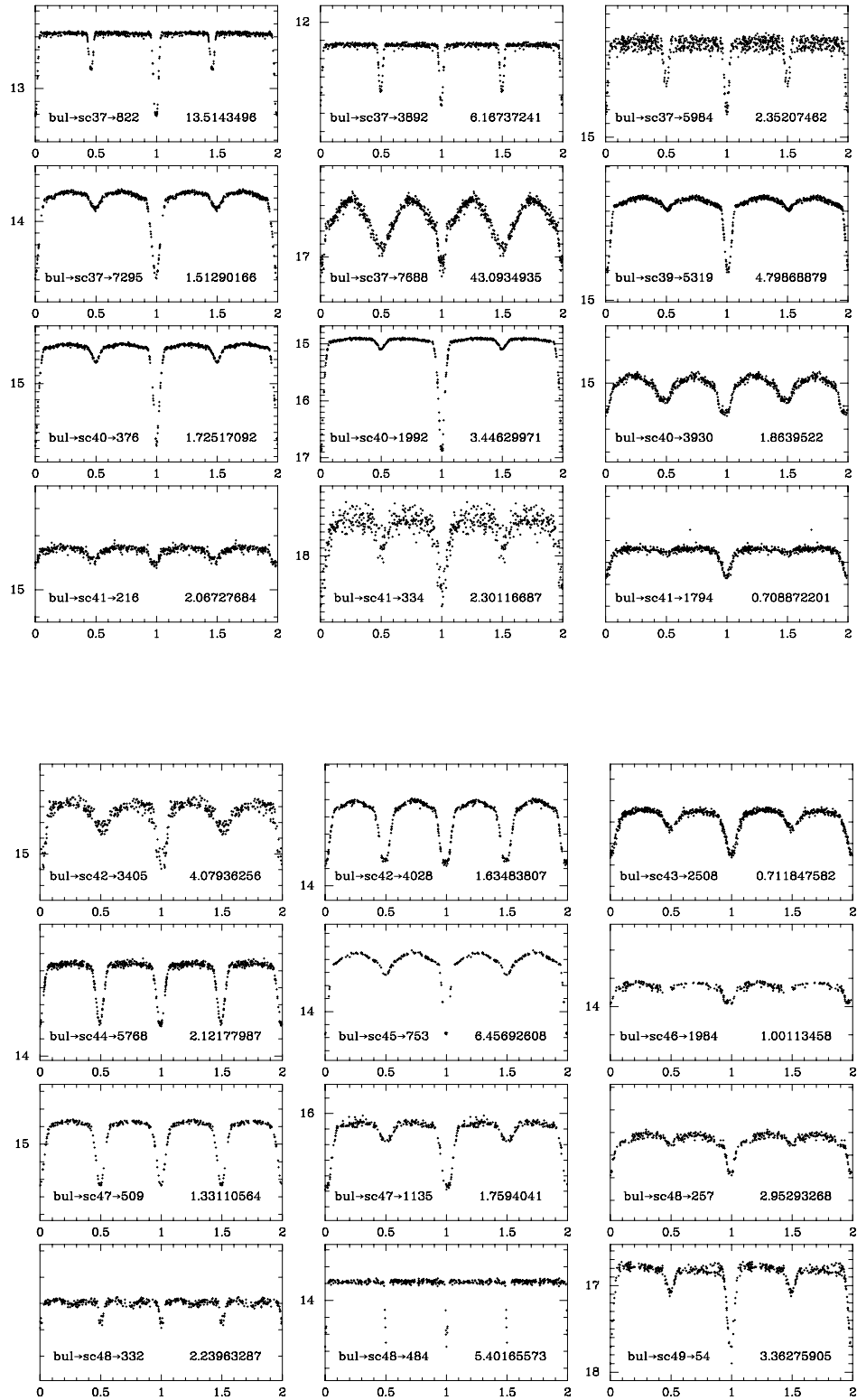


FIGURA B.5 - Binárias eclipsantes do tipo Algol.

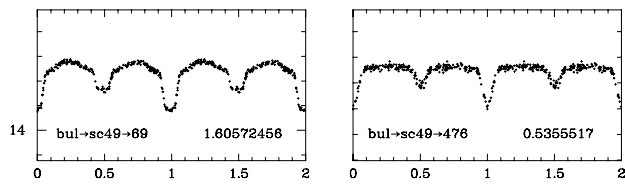


FIGURA B.6 - Binárias eclipsantes tipo Algol.

B.2 Binárias do tipo β Lyrae

Sistemas com componentes muito distorcidas e bastante próximas o que produz curvas de luz que variam continuamente nas quais os momentos de início e fim dos eclipses são mal-definidos. Encontramos 48 binárias deste tipo.

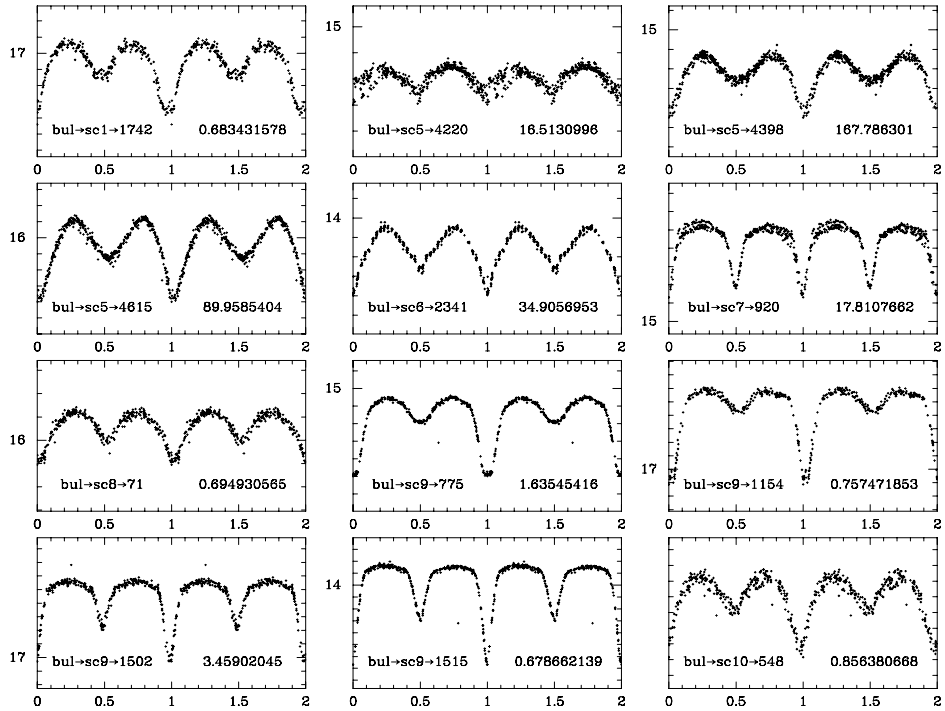


FIGURA B.7 - Binárias eclipsantes do tipo β Lyrae.

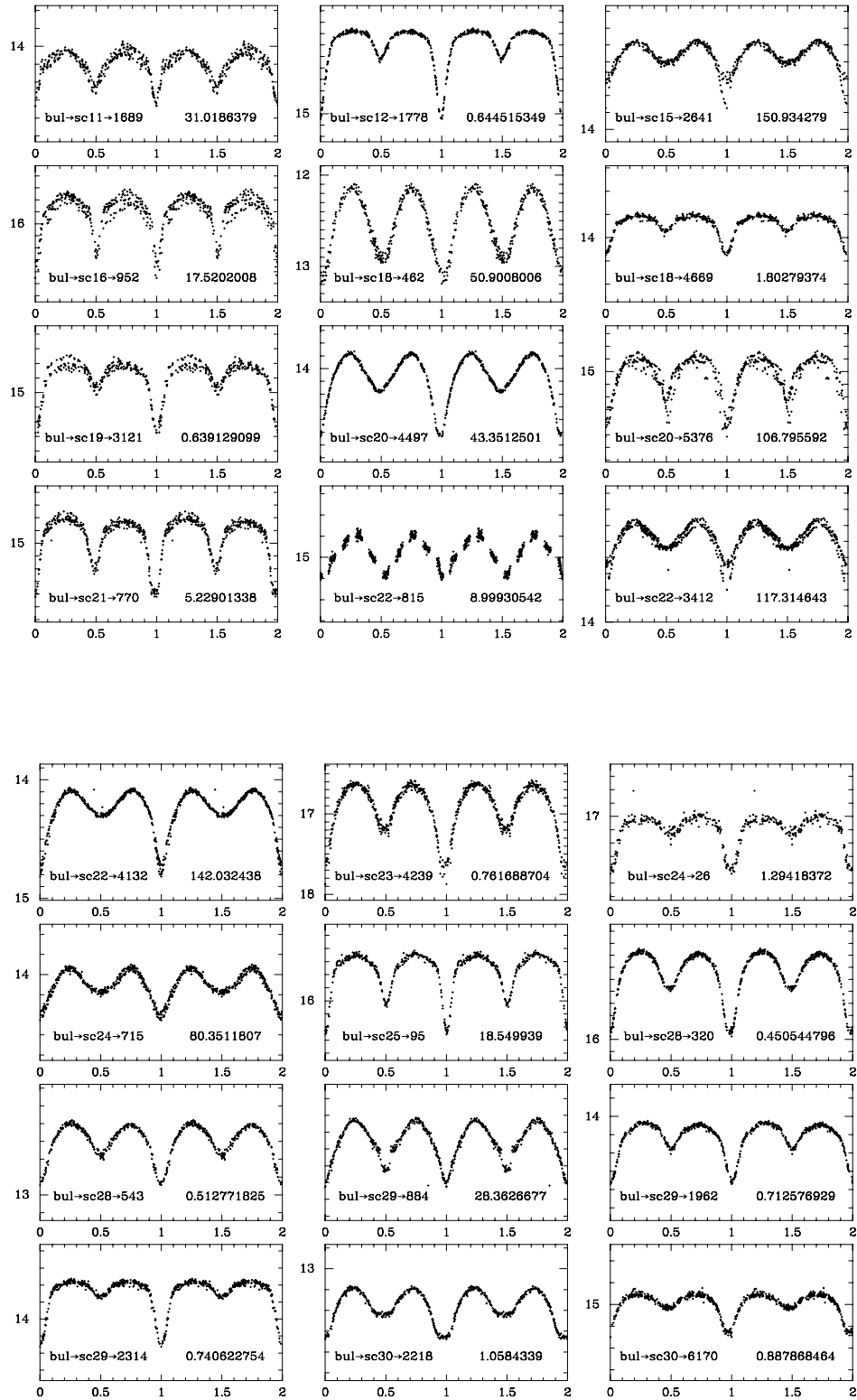


FIGURA B.8 - Binárias eclipsantes do tipo β Lyrae.

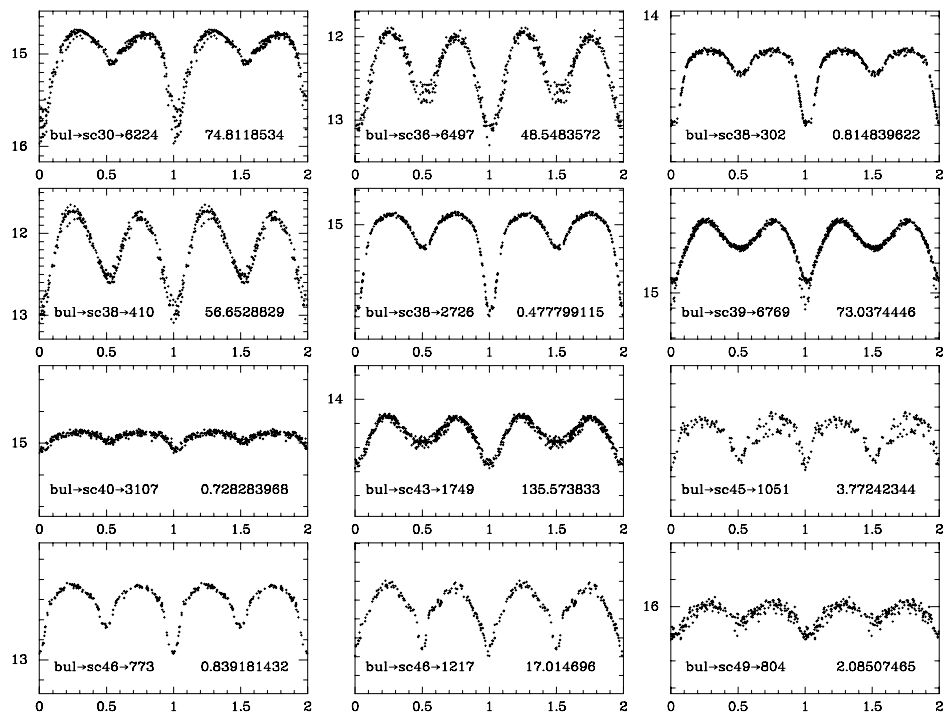


FIGURA B.9 - Binárias eclipsantes tipo β Lyrae.

B.3 Binárias do tipo W UMa

Nestes sistemas a distorção das componentes e a proximidade chega a causar efeitos como a troca de massa e energia, o que produz eclipses primário/secundário com pequena diferença de profundidade. Apresentamos 123 binárias deste tipo.

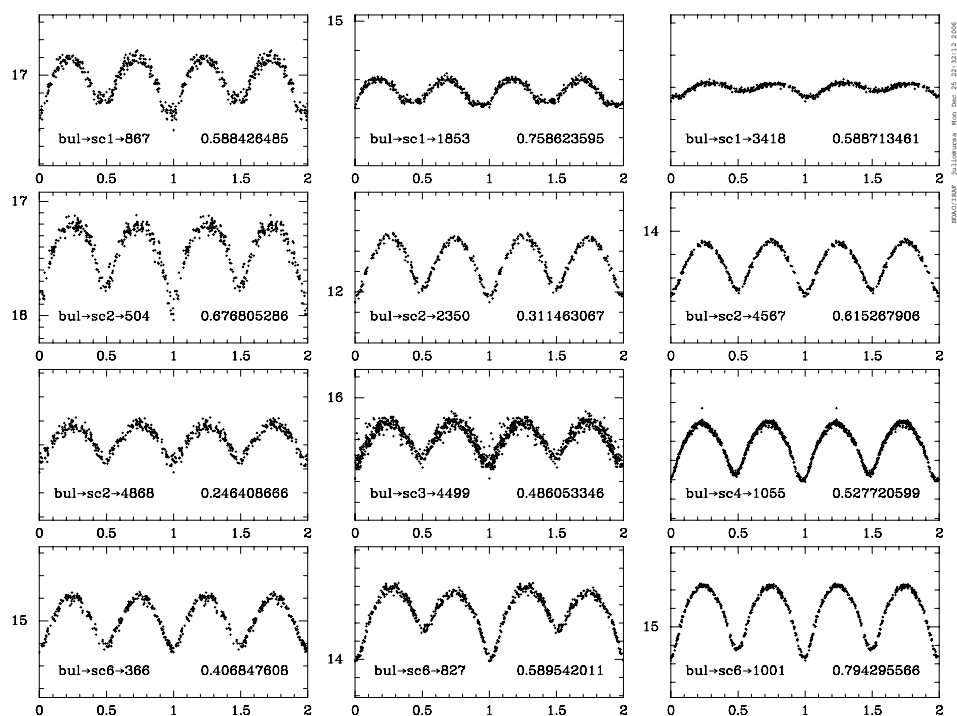


FIGURA B.10 - Binárias eclipsantes do tipo W UMa.

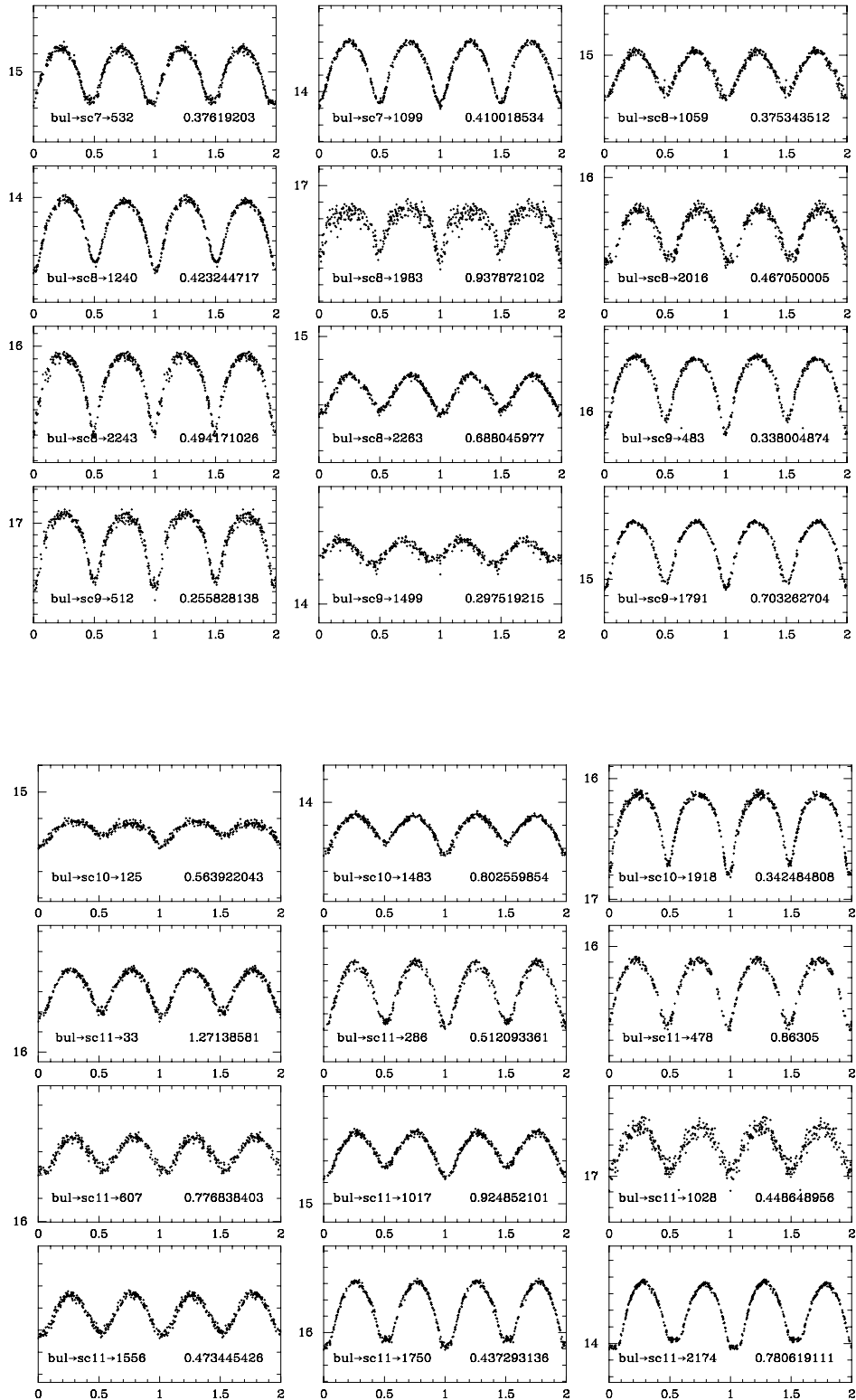


FIGURA B.11 - Binárias eclipsantes do tipo W UMa.

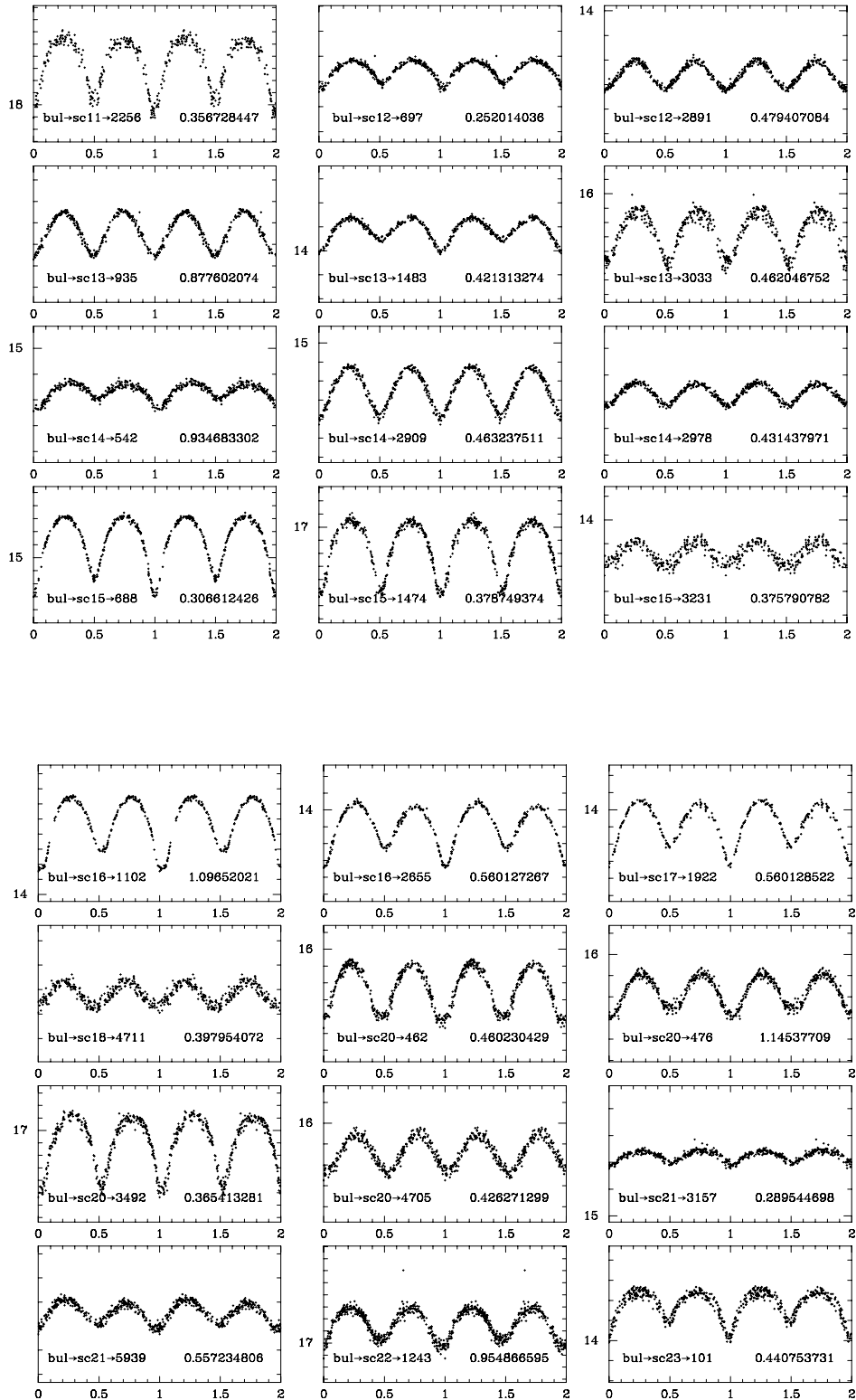


FIGURA B.12 - Binárias eclipsantes do tipo W UMa.

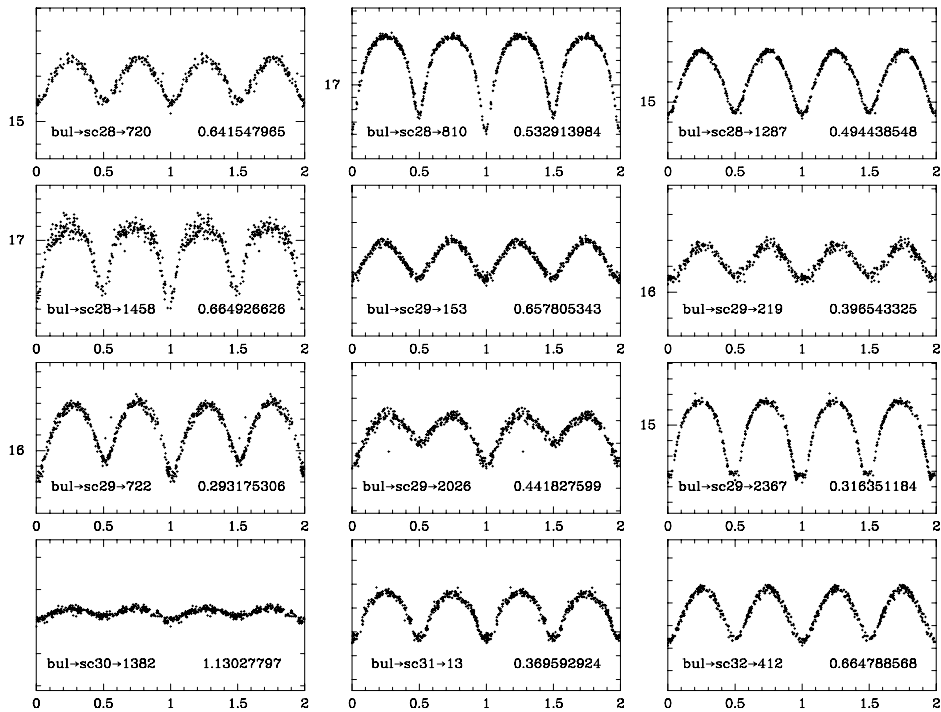
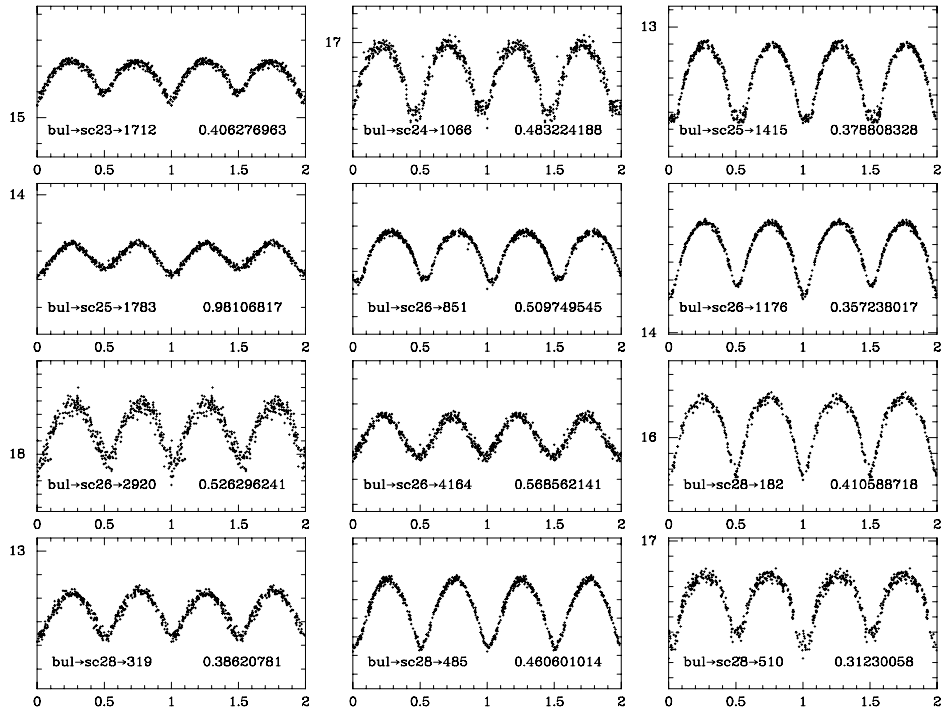


FIGURA B.13 - Binárias eclipsantes do tipo W UMa.

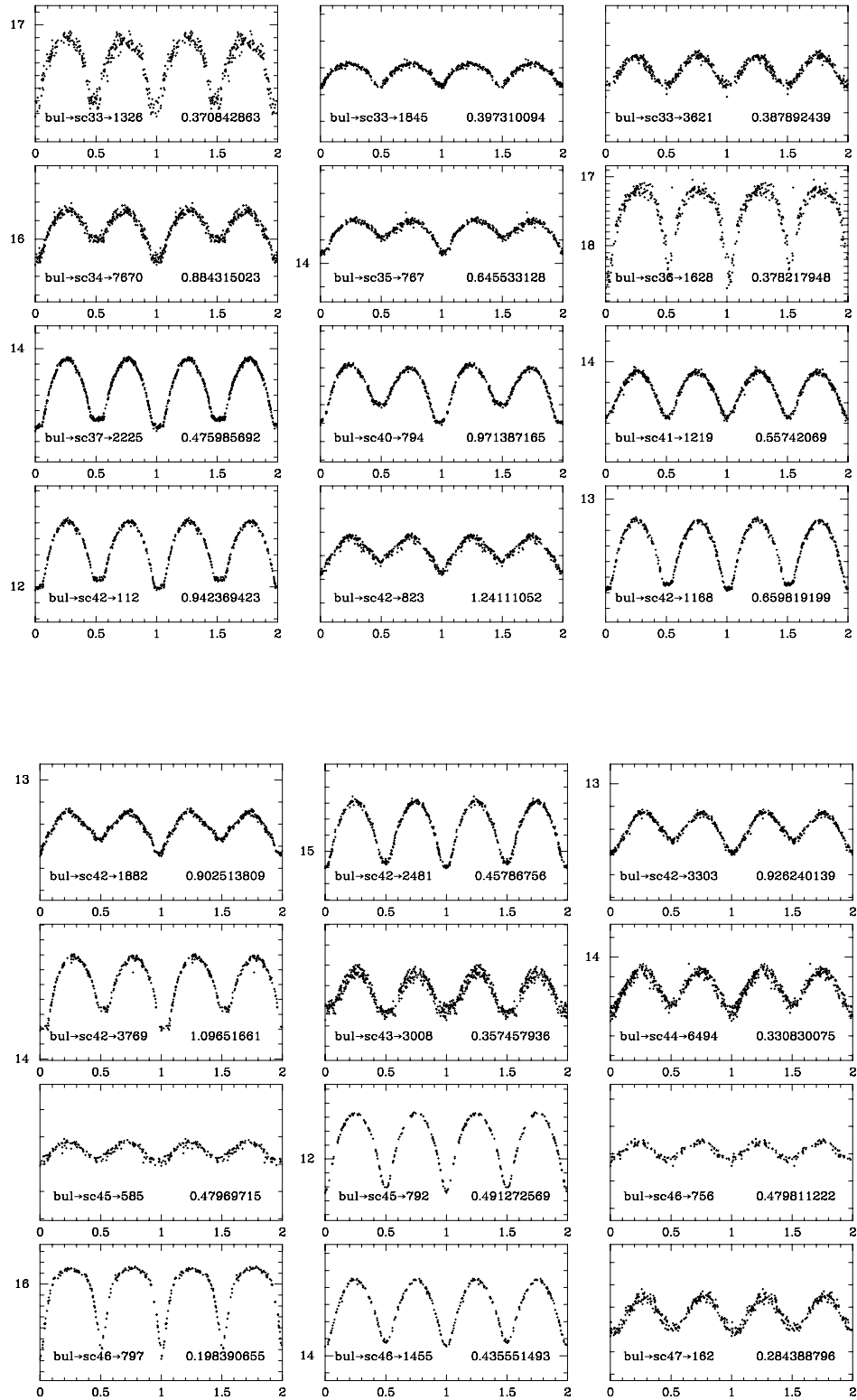


FIGURA B.14 - Binárias eclipsantes do tipo W UMa.

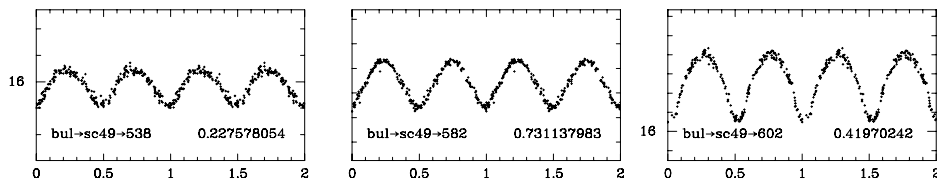
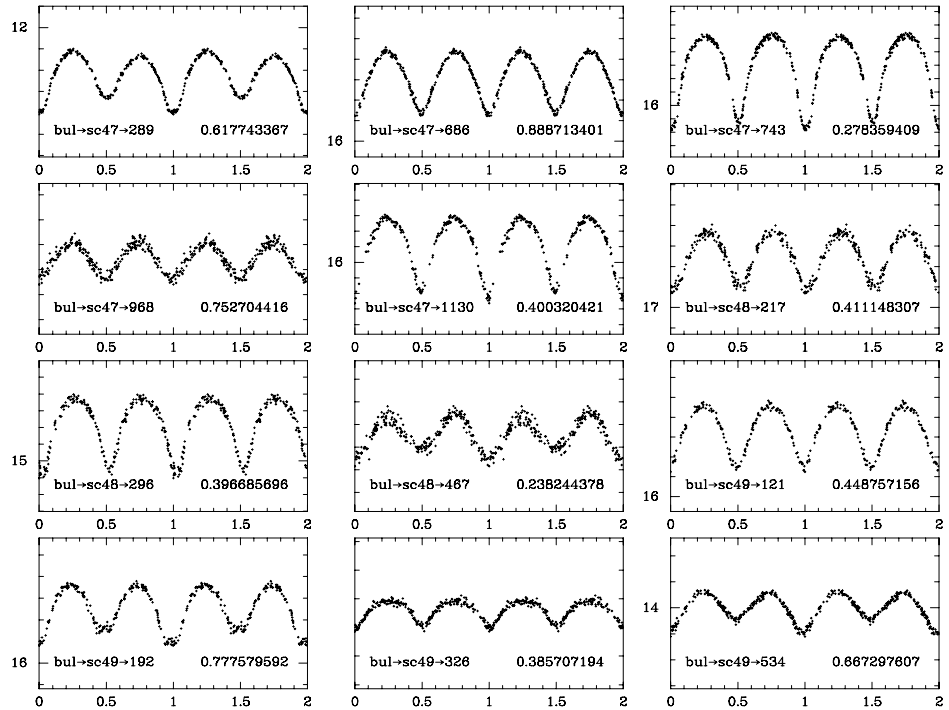


FIGURA B.15 - Binárias eclipsantes do tipo W UMa.

B.4 Binárias do tipo Elipsoidal

Nestes sistemas a curva de luz apresenta variações que podem ser devidos principalmente a variações elipsoidais. Apresentamos 169 curvas deste tipo.

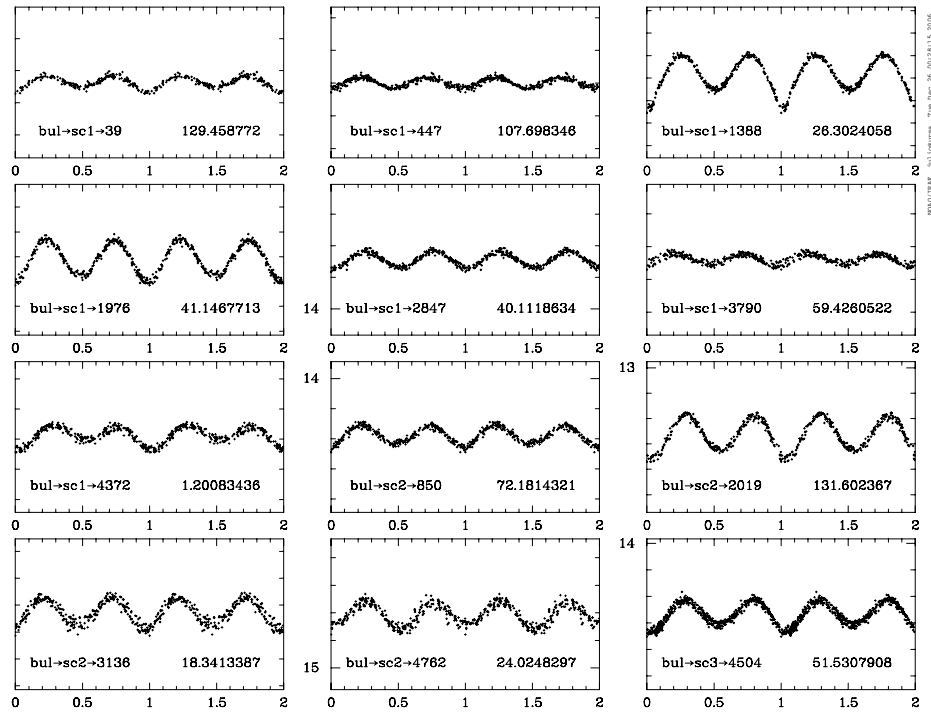


FIGURA B.16 - Binárias com Variações Elipsoidais.

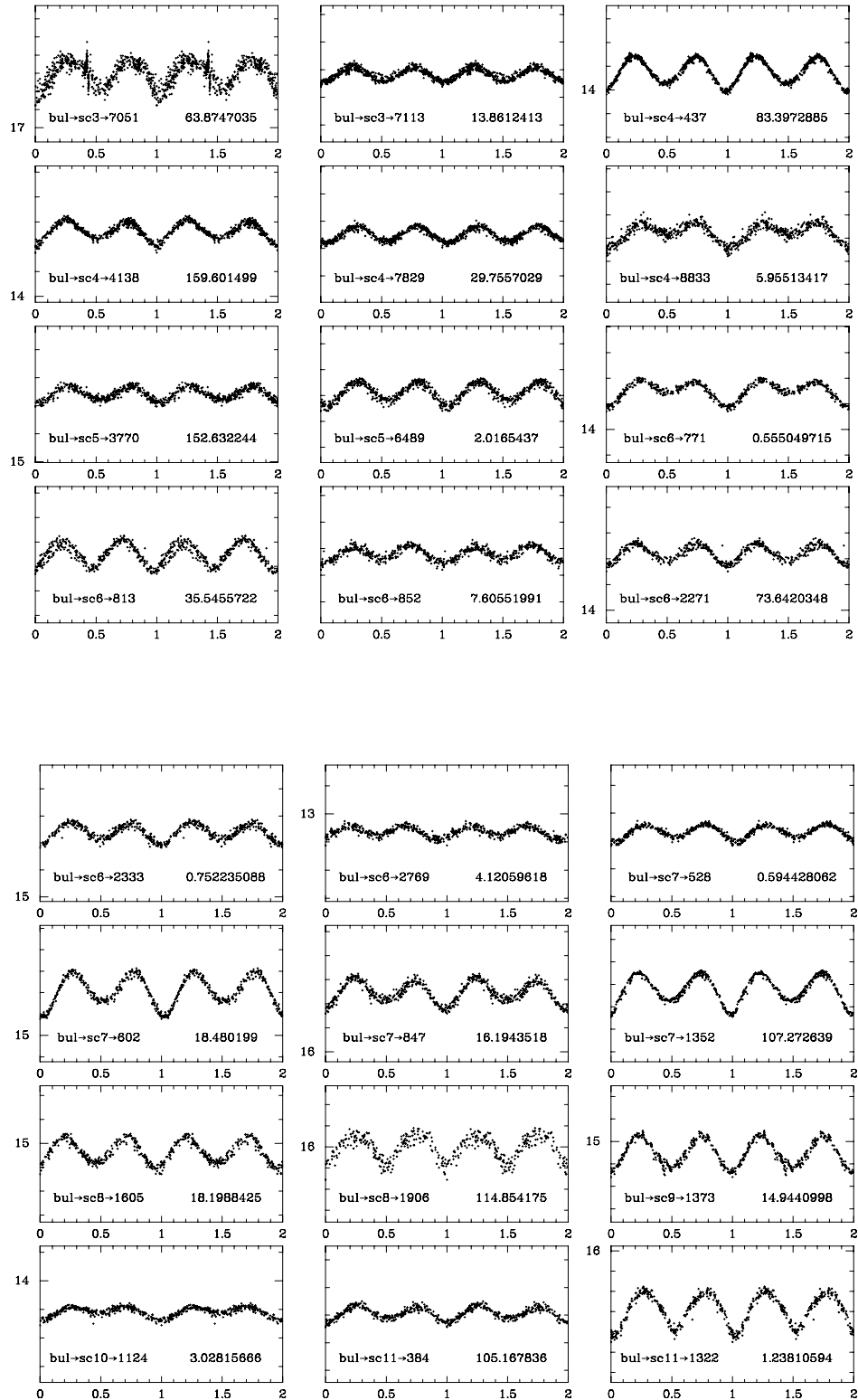


FIGURA B.17 - Binárias com Variações Elipsoidais.

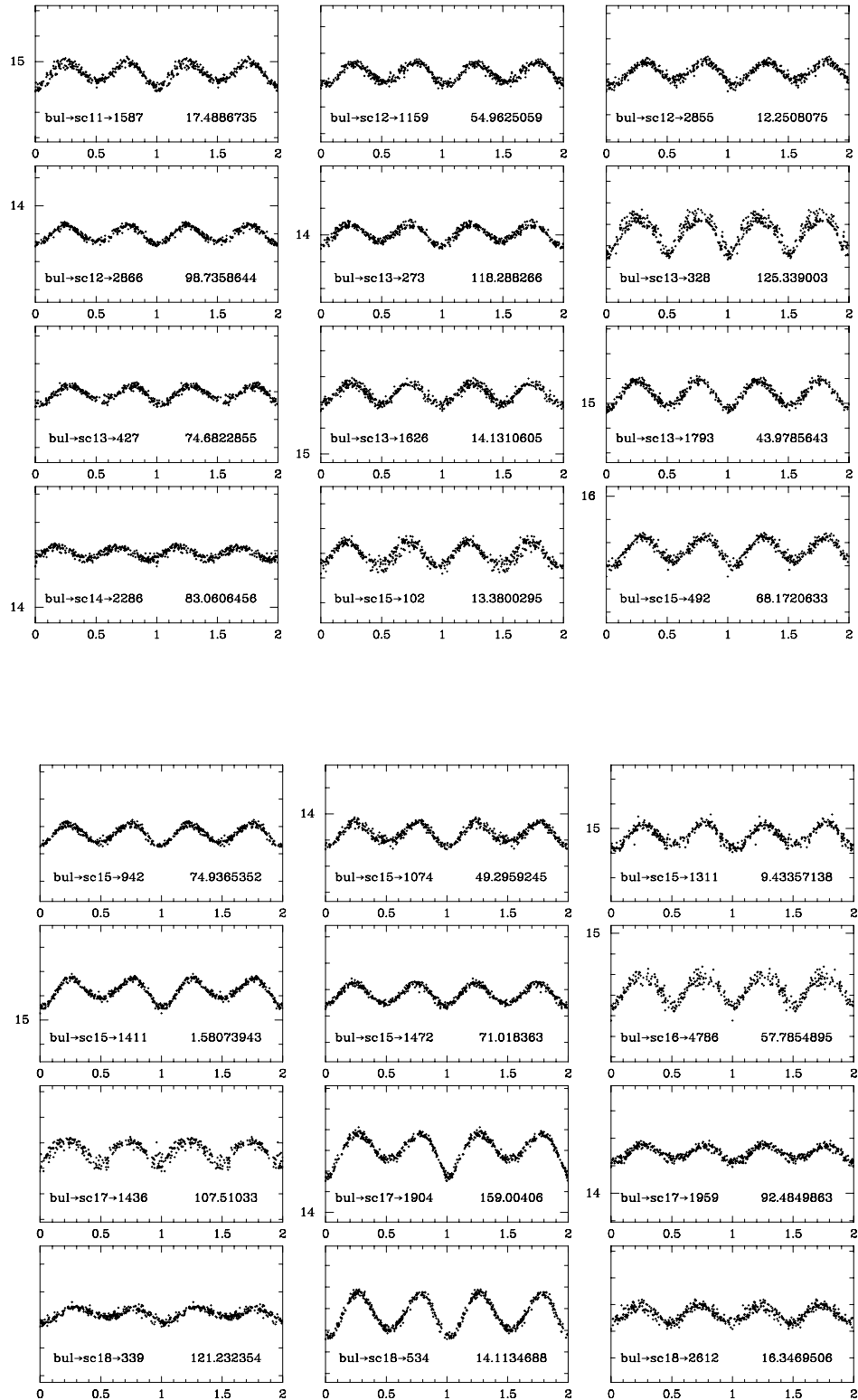


FIGURA B.18 - Binárias com Variações Elipsoidais.

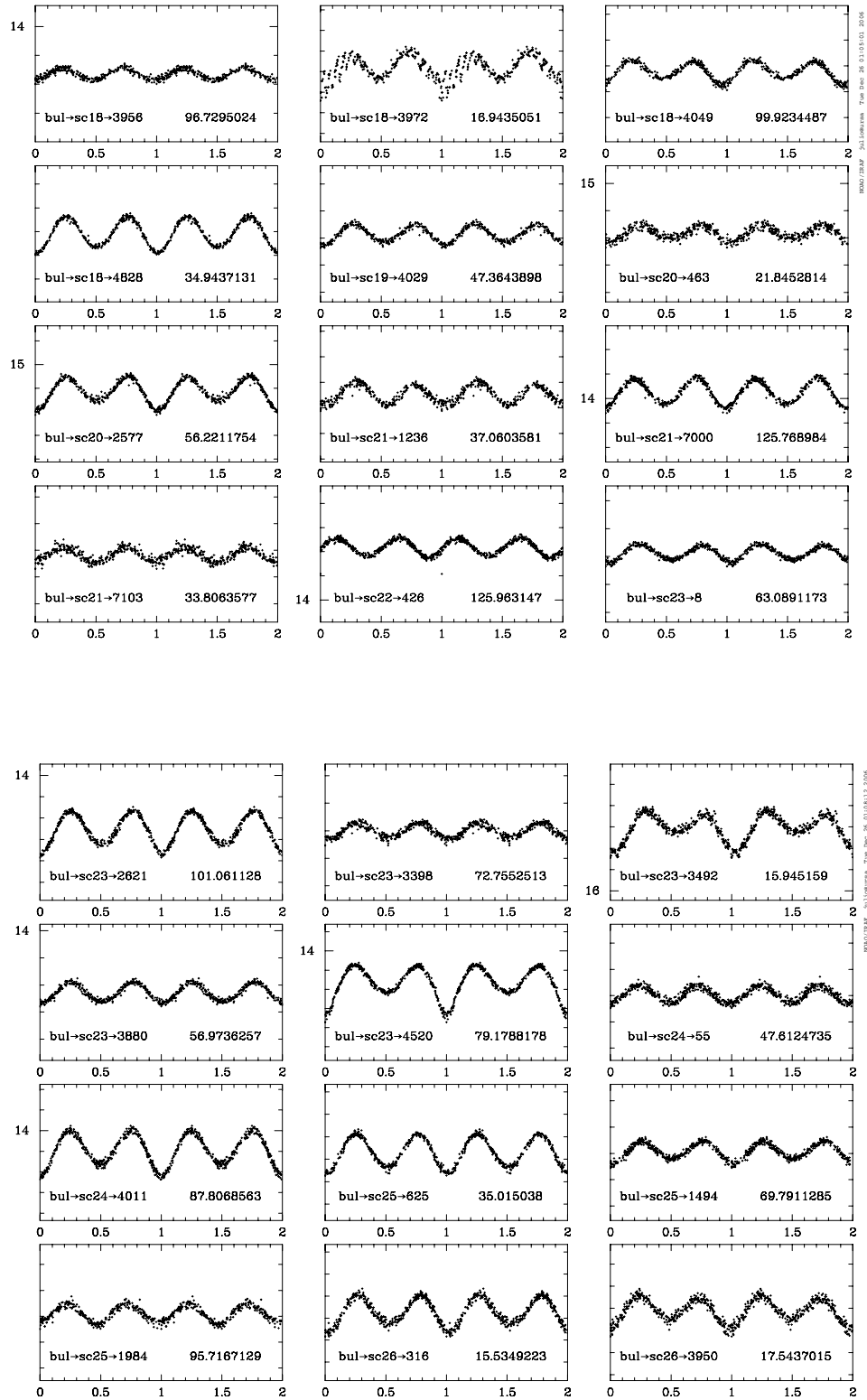


FIGURA B.19 - Binárias com Variações Elipsoidais.

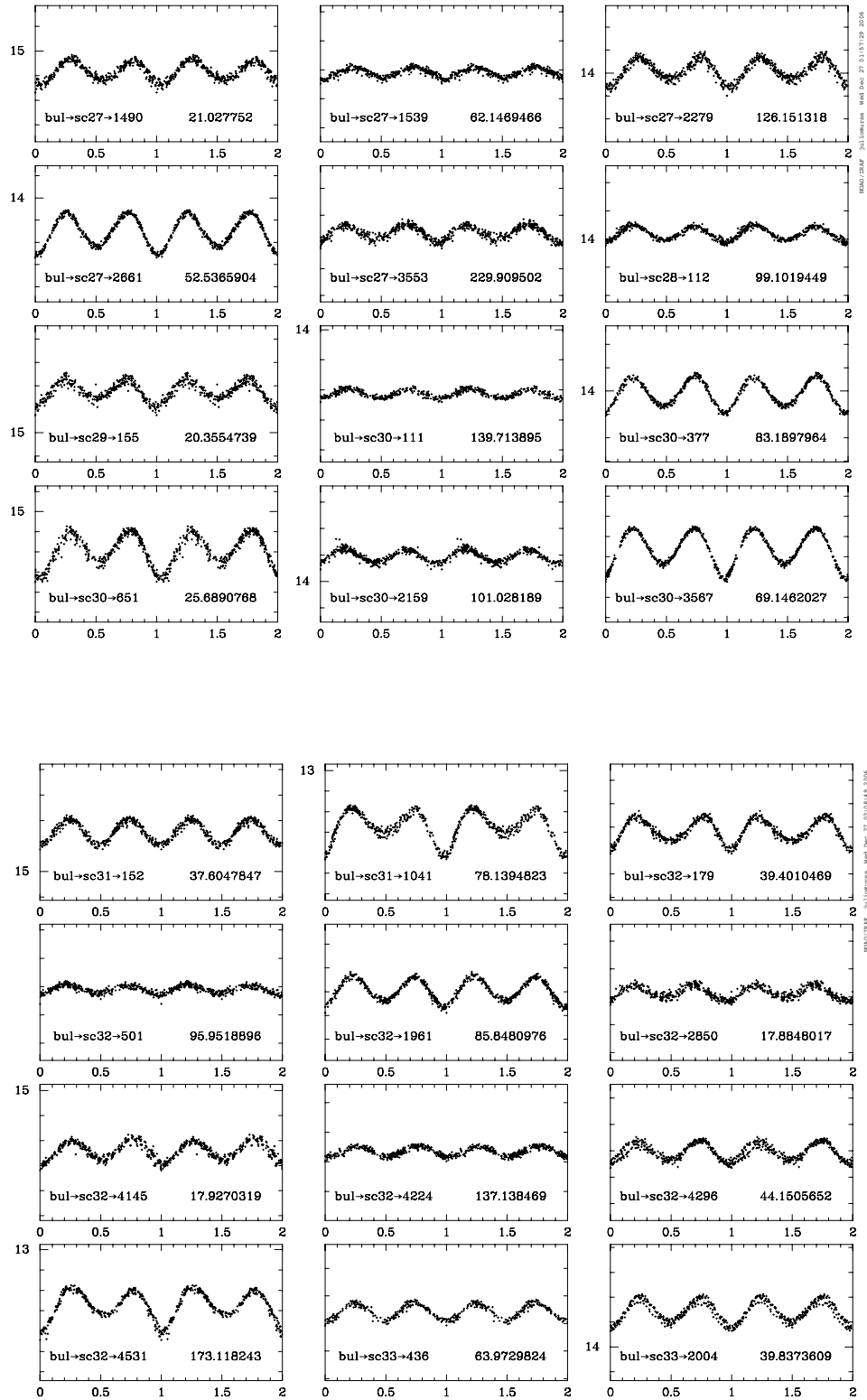


FIGURA B.20 - Binárias com Variações Elipsoidais.

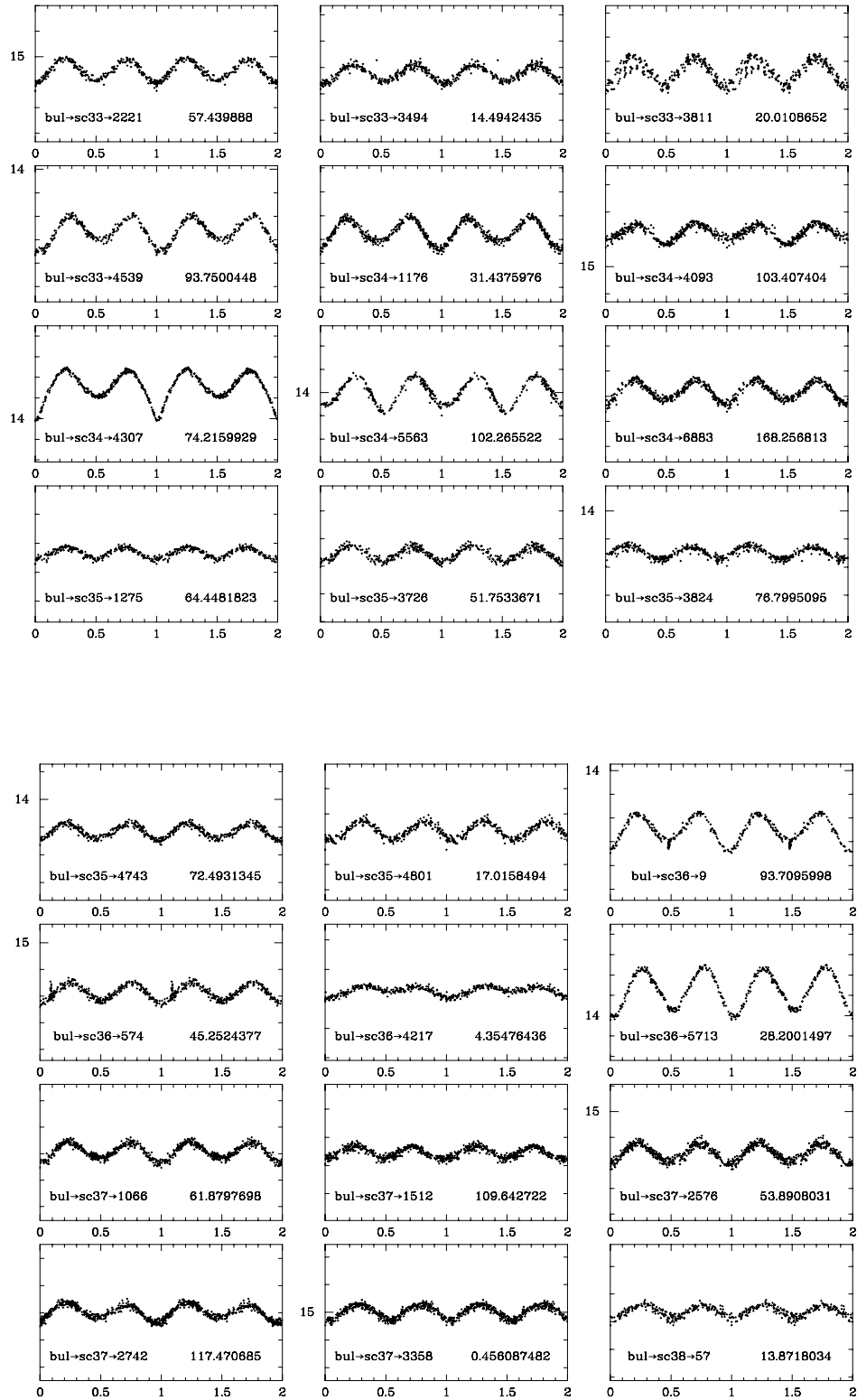


FIGURA B.21 - Binárias com Variações Elipsoidais.

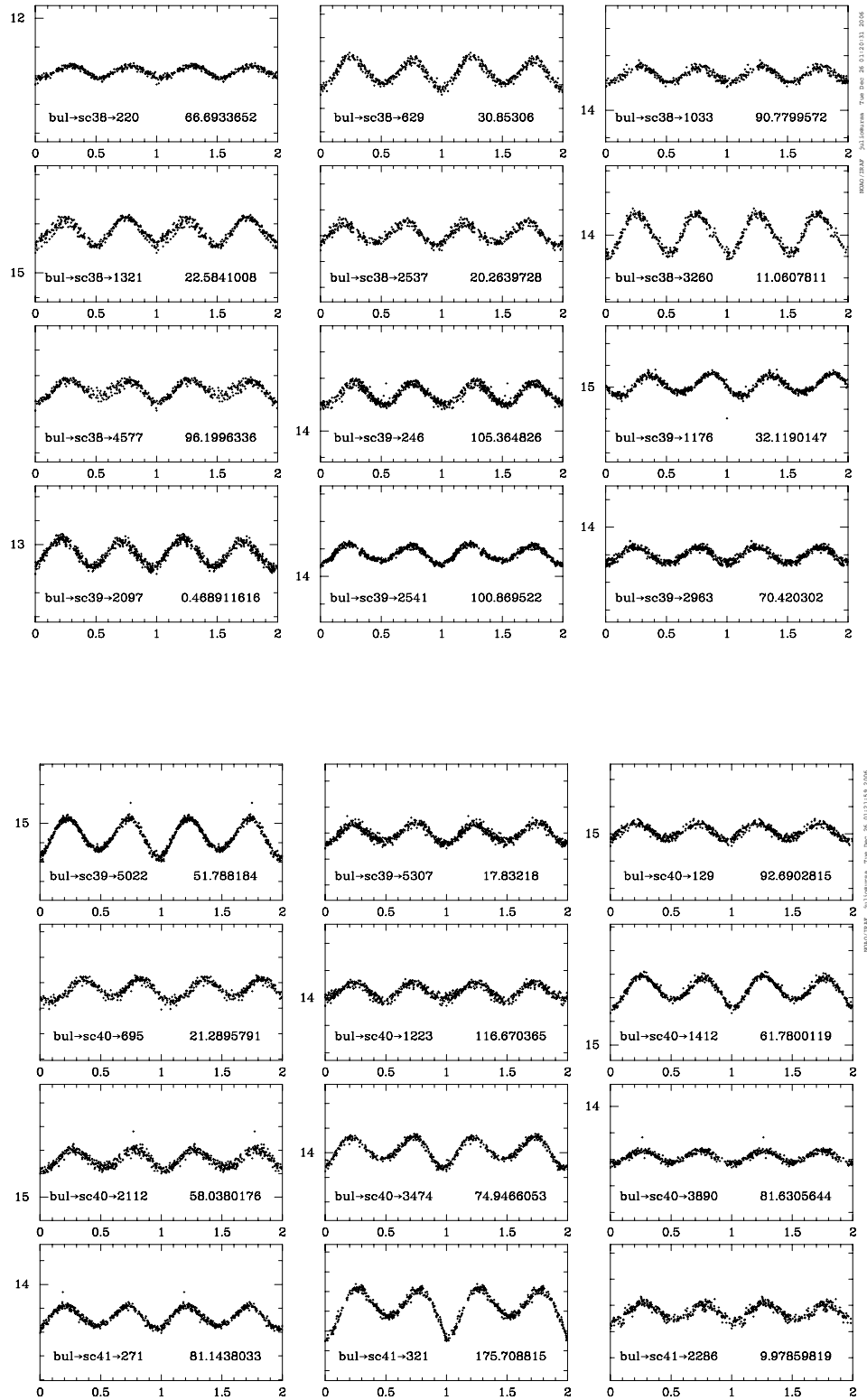


FIGURA B.22 - Binárias com Variações Elipsoidais.

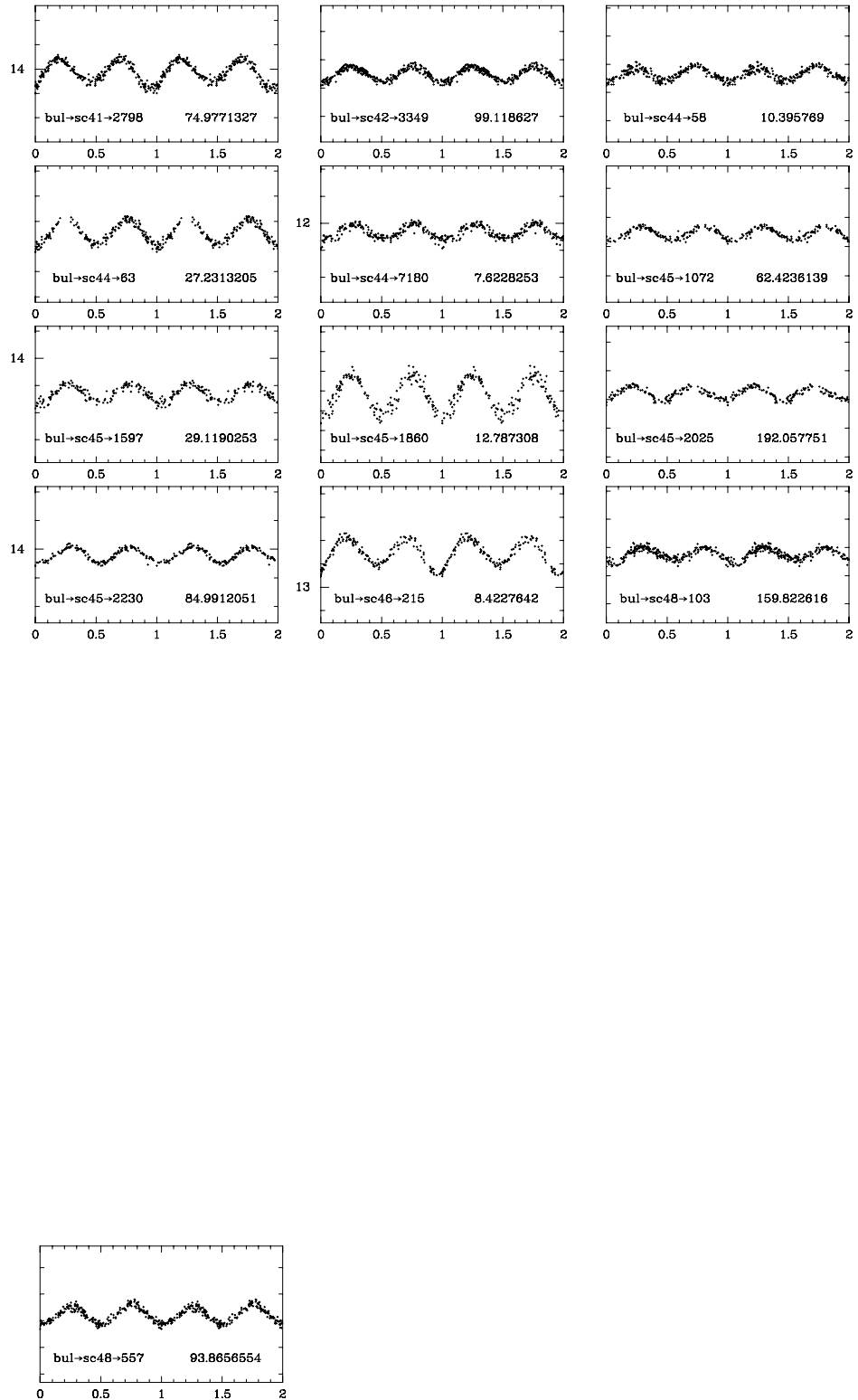


FIGURA B.23 - Binárias com Variações Elipsoidais.

B.5 Sistemas com natureza Binária duvidosa

As curvas de luz que apresentamos aqui podem ser consideradas como duvidosas por não ter certeza que suas variações sejam devido a sistemas binários com eclipses entre as componentes. Encontramos 63 objetos deste tipo.

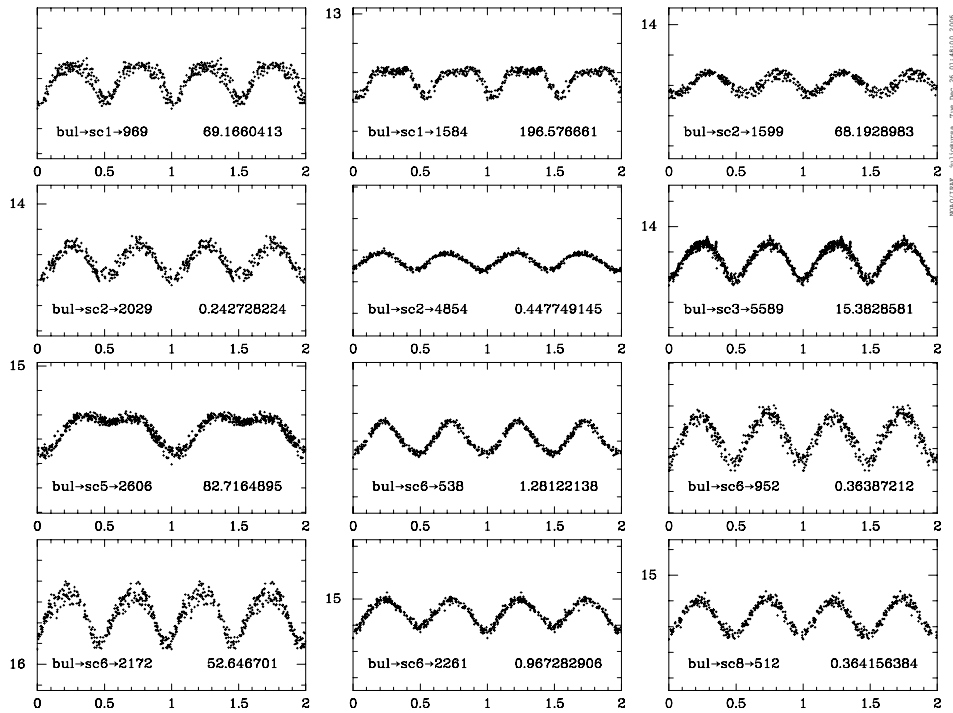


FIGURA B.24 - Sistemas com natureza binária duvidosa.

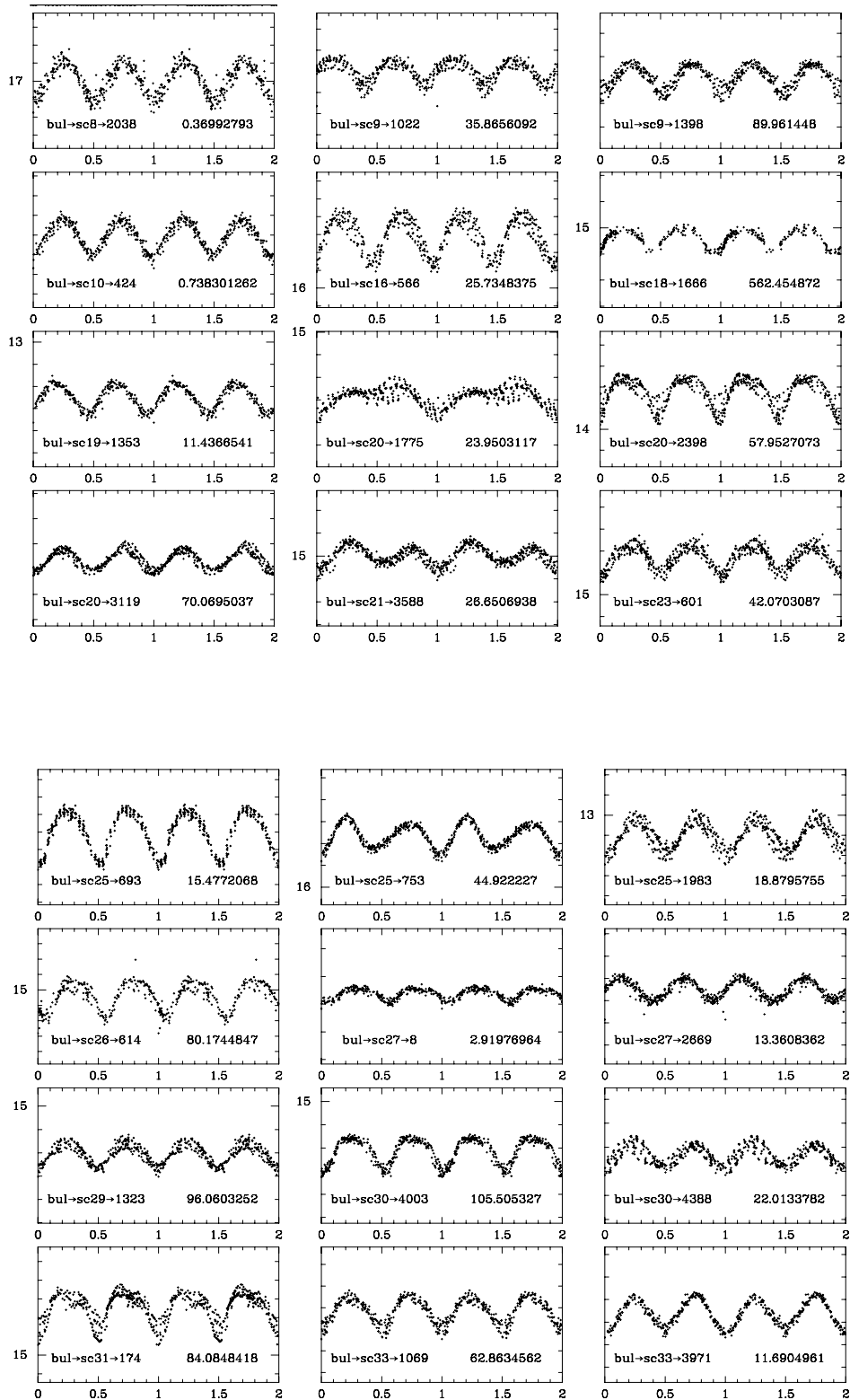


FIGURA B.25 - Sistemas com natureza binária duvidosa.

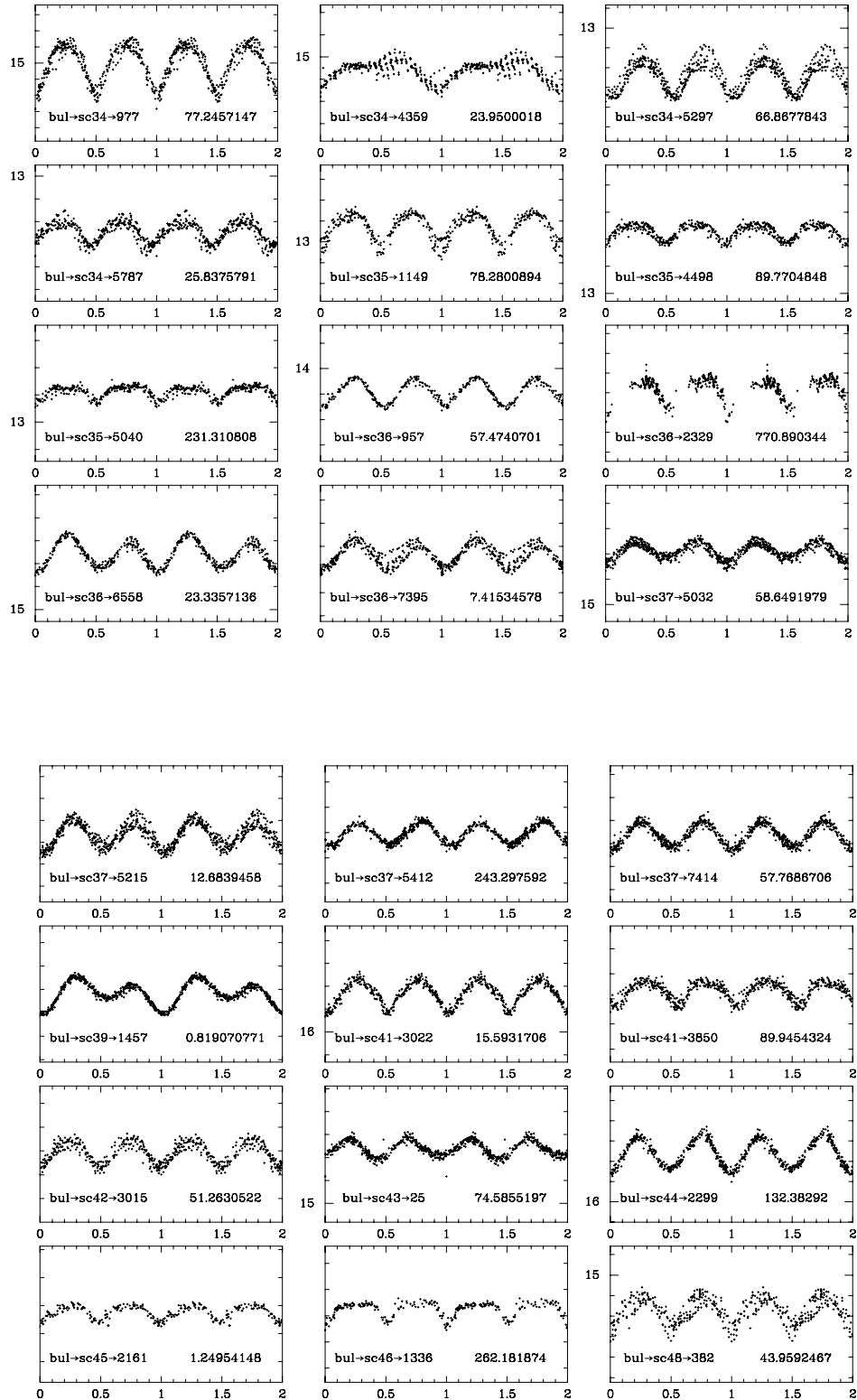


FIGURA B.26 - Sistemas com natureza binária duvidosa.

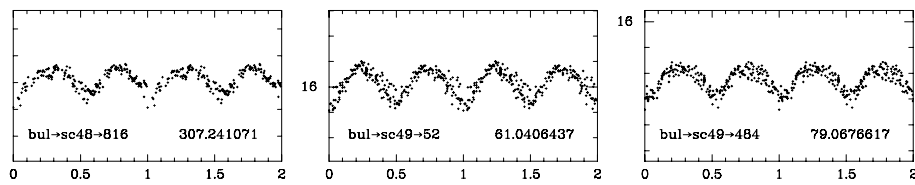


FIGURA B.27 - Sistemas com natureza binária duvidosa.

Livros Grátis

(<http://www.livrosgratis.com.br>)

Milhares de Livros para Download:

[Baixar livros de Administração](#)

[Baixar livros de Agronomia](#)

[Baixar livros de Arquitetura](#)

[Baixar livros de Artes](#)

[Baixar livros de Astronomia](#)

[Baixar livros de Biologia Geral](#)

[Baixar livros de Ciência da Computação](#)

[Baixar livros de Ciência da Informação](#)

[Baixar livros de Ciência Política](#)

[Baixar livros de Ciências da Saúde](#)

[Baixar livros de Comunicação](#)

[Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE](#)

[Baixar livros de Defesa civil](#)

[Baixar livros de Direito](#)

[Baixar livros de Direitos humanos](#)

[Baixar livros de Economia](#)

[Baixar livros de Economia Doméstica](#)

[Baixar livros de Educação](#)

[Baixar livros de Educação - Trânsito](#)

[Baixar livros de Educação Física](#)

[Baixar livros de Engenharia Aeroespacial](#)

[Baixar livros de Farmácia](#)

[Baixar livros de Filosofia](#)

[Baixar livros de Física](#)

[Baixar livros de Geociências](#)

[Baixar livros de Geografia](#)

[Baixar livros de História](#)

[Baixar livros de Línguas](#)

[Baixar livros de Literatura](#)
[Baixar livros de Literatura de Cordel](#)
[Baixar livros de Literatura Infantil](#)
[Baixar livros de Matemática](#)
[Baixar livros de Medicina](#)
[Baixar livros de Medicina Veterinária](#)
[Baixar livros de Meio Ambiente](#)
[Baixar livros de Meteorologia](#)
[Baixar Monografias e TCC](#)
[Baixar livros Multidisciplinar](#)
[Baixar livros de Música](#)
[Baixar livros de Psicologia](#)
[Baixar livros de Química](#)
[Baixar livros de Saúde Coletiva](#)
[Baixar livros de Serviço Social](#)
[Baixar livros de Sociologia](#)
[Baixar livros de Teologia](#)
[Baixar livros de Trabalho](#)
[Baixar livros de Turismo](#)