



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÃO
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21b/2016/05.05.21.45-TDI

CARACTERIZAÇÃO DE UM SISTEMA TRIPLO ECLIPSANTE ENTRE AS VARIÁVEIS DO LEVANTAMENTO OGLE

Aysses do Carmo Oliveira

Dissertação de Mestrado do Curso
de Pós-Graduação em Astrofísica,
orientada pelo Dr. Francisco José
Jablonski, aprovada em 18 de maio
de 2016.

URL do documento original:

[<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3LKU5B2>](http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3LKU5B2)

INPE
São José dos Campos
2016

PUBLICADO POR:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE

Gabinete do Diretor (GB)

Serviço de Informação e Documentação (SID)

Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970

São José dos Campos - SP - Brasil

Tel.:(012) 3208-6923/6921

Fax: (012) 3208-6919

E-mail: pubtc@inpe.br

**COMISSÃO DO CONSELHO DE EDITORAÇÃO E PRESERVAÇÃO
DA PRODUÇÃO INTELECTUAL DO INPE (DE/DIR-544):****Presidente:**

Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação (CPG)

Membros:

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

Dr. André de Castro Milone - Coordenação de Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)

Dra. Carina de Barros Melo - Coordenação de Laboratórios Associados (CTE)

Dr. Evandro Marconi Rocco - Coordenação de Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)

Dr. Hermann Johann Heinrich Kux - Coordenação de Observação da Terra (OBT)

Dr. Marley Cavalcante de Lima Moscati - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)

Silvia Castro Marcelino - Serviço de Informação e Documentação (SID)

BIBLIOTECA DIGITAL:

Dr. Gerald Jean Francis Banon

Clayton Martins Pereira - Serviço de Informação e Documentação (SID)

REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:

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

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

EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:

Marcelo de Castro Pazos - Serviço de Informação e Documentação (SID)

André Luis Dias Fernandes - Serviço de Informação e Documentação (SID)



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA E INOVAÇÃO
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

sid.inpe.br/mtc-m21b/2016/05.05.21.45-TDI

CARACTERIZAÇÃO DE UM SISTEMA TRIPLO ECLIPSANTE ENTRE AS VARIÁVEIS DO LEVANTAMENTO OGLE

Aysses do Carmo Oliveira

Dissertação de Mestrado do Curso
de Pós-Graduação em Astrofísica,
orientada pelo Dr. Francisco José
Jablonski, aprovada em 18 de maio
de 2016.

URL do documento original:

[<http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3LKU5B2>](http://urlib.net/8JMKD3MGP3W34P/3LKU5B2)

INPE
São José dos Campos
2016

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

Oliveira, Aysses do Carmo.

Ol4c Caracterização de um sistema triplo eclipsante entre as
variáveis do levantamento OGLE / Aysses do Carmo Oliveira. –
São José dos Campos : INPE, 2016.
xxii + 83 p. ; (sid.inpe.br/mtc-m21b/2016/05.05.21.45-TDI)

Dissertação (Mestrado em Astrofísica) – Instituto Nacional de
Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2016.
Orientador : Dr. Francisco José Jablonski.

1. Sistemas triplos. 2. Sistemas triplos eclipsantes. 3. Binárias
eclipsantes. 4. Caracterização. I.Título.

CDU 523.44



Esta obra foi licenciada sob uma Licença [Creative Commons Atribuição-NãoComercial 3.0 Não Adaptada](#).

This work is licensed under a [Creative Commons Attribution-NonCommercial 3.0 Unported License](#).

Aluno (a): **Aysses do Carmo Oliveira**

Título: " CARACTERIZAÇÃO DE UM SISTEMA TRIPLO ECLIPSANTE ENTRE AS
VARIÁVEIS DO LEVANTAMENTO OGLE".

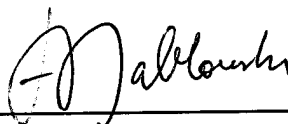
Aprovado (a) pela Banca Examinadora
em cumprimento ao requisito exigido para
obtenção do Título de **Mestre** em
Astrofísica

Dra. Cláudia Vilega Rodrigues



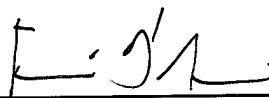
Presidente / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Francisco José Jablonski



Orientador(a) / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Flavio D'Amico



Membro da Banca / INPE / SJC Campos - SP

Dr. Leonardo Andrade de Almeida



Convidado(a) / IAG/USP / São Paulo - SP

Este trabalho foi aprovado por:

() **maioria simples**

(/) **unanimidade**

São José dos Campos, 18 de Maio de 2016

A meus pais Rosângela e Manoel, aos meus irmãos Pedro e Priscila

AGRADECIMENTOS

À CAPES, pelo apoio financeiro, sem o qual o trabalho não seria possível.

A meus pais, Atanael e Rosângela, e a meus irmãos, Pedro e Priscila, que sempre me apoiaram e me incentivaram nessa jornada.

Ao Chico pela orientação paciente e segura.

Aos amigos Adam, Lorena, Luidhy, Isabel, Jorvania e Saymon pelo carinho, compreensão e apoio. A presença de vocês tornou minha caminhada mais agradável. Em especial aos companheiros de curso, pois crescemos juntos nesses últimos dois anos.

Aos professores e funcionários do INPE pela colaboração na minha formação.

Ao INPE pela infraestrutura oferecida.

A todos que de alguma forma contribuíram direta ou indiretamente para a conclusão desta etapa da minha vida profissional.

RESUMO

Este trabalho apresenta um estudo detalhado de um candidato a sistema triplo eclipsante descoberto entre as variáveis do levantamento OGLE (Optical Gravitational Lensing Experiment). O sistema eclipsante BUL-SC33_4277 tem características de uma binária separada, com eclipses de 0,3 mag de profundidade na banda I_C , recorrentes a cada 3,355 dias. Sobrepostos a essa curva de luz ocorrem eclipses de 0,06 mag de profundidade, com período de 0,517 dias. O mesmo comportamento aparece nos dados do levantamento MACHO. Fotometria e espectroscopia obtidas no Observatório do Pico dos Dias (OPD/LNA) tanto no visível quanto no infravermelho próximo, imagens no infravermelho obtidas no telescópio SOAR e um conjunto de medidas fotométricas na banca K_S do VVV, complementam o conjunto de dados utilizado. As observações espectroscópicas foram utilizadas para definir o tipo espectral do sistema e restringir sua temperatura efetiva. A fotometria nas bandas B, V, R_C , I_C , J, H, e K_S permitem determinar a distribuição espectral de energia, que junto com as medidas fotométricas, estabelece o avermelhamento interestelar do objeto. As curvas de luz, tanto da binária separada quanto da configuração com o objeto de baixa massa foram modeladas com o código Wilson-Devinney que fornece uma estimativa das temperaturas, potenciais, razão de massas e inclinação orbital. A binária de 3,355 dias consiste de dois objetos da sequência principal cujo tipo espectral combinado é F8, com massas e dimensões bem próximas às de uma estrela de $1 M_\odot$. A inclinação orbital é $84,53^\circ$. O objeto de baixa massa possui uma razão de massas de apenas 0,03, o que implica massa tenha de cerca de $30 M_\oplus$. Há evidências de que o período orbital da binárias AC possa ser variável. As características de BUL-SC33_4277 tornam-o um sistema ideal para o estudo dinâmico de sistemas triplos.

Palavras chave: Estrelas; Variáveis eclipsantes; Sistemas triplos; Fotometria; Espectroscopia.

CHARACTERIZATION OF A TRIPLE ECLIPSING SYSTEM AMONG THE VARIABLES OF THE OGLE SURVEY

ABSTRACT

This work presents a detailed study of a candidate to be a triple stellar system where all components show eclipses. The system, called BUL-SC33_4277, was found among the variable or candidates to variable stars from the OGLE (Optical Gravitational Lensing Experiment) survey. BUL-SC33_4277 as characteristics of a wide binary, with eclipses 0.3 mag deep in the I_C band recurring at a 3.355 d period. Superimposed to this light curve there are eclipses 0.06 mag deep which recur at a 0.517 d period. Both eclipses are also seen in the MACHO survey in the B and R bands. Photometric and spectroscopic data were collected at Observatório do Pico dos Dias (OPD/LNA) in the visible and infrared. Imaging from the SOAR telescope in the infrared and data from the VVV in the K_S band complement our data. The spectroscopic data aim to define the spectral type of the system and to constraint the effective temperature of the components. Photometry in the B, V, R_C , I_C , J, H, e K_S bands allows us to explore the spectral energy distribution on a wide range of wavelengths. Together with characteristics of the spectral lines present in the spectrum it is useful to estimate the interstellar reddening in the line-of-sight to this object. The light curves, both of the wide binary and of the configuration involving a low mass object were modeled with the Wilson-Devinney code, providing us with an estimate of the temperatures, gravitational potentials, mass ratios and inclination. The 3.355 d binary consists of two objects in the main sequence, with combined spectral type F8 and masses and radii similar to those of a $1 M_\odot$ star. The orbital inclination is 84.53° . The low mass object has a mass ratio of only ~ 0.03 , implying a mass of $\sim 30 M_4$. There are evidences that the orbital period of the AC binary is changing with time. The characteristics of BUL-SC33_4277 make it ideal for future studies of the dynamic and radiative interactions in triple systems.

Keywords: Stars, Eclipsing variables, Triple systems, Photometry, Spectroscopy

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
1.1 Representação de uma elipse	2
1.2 Elementos orbitais de um sistema binário.	3
1.3 Classificação dos sistemas binários quanto ao lóbulo de Roche	6
1.4 Curva de luz de um sistemas binário	8
1.5 Representação dos níveis de hierarquia dos sistemas múltiplos	11
1.6 Sistema hierárquico múltiplo hipotético com as representações da nomenclatura.	13
2.1 Curva de luz do objeto BUL-SC33_4277 de acordo com os dados públicos do levantamento OGLE.	18
2.2 Curva de luz do objeto BUL-SC33_4277 na banda R com dados do banco público do projeto MACHO.	19
2.3 Carta em J, H e K_S do BUL-SC33_4277 para os dados VVV. A orientação do campo é Norte para cima e Leste a direita. O campo tem cerca de 5' de dimensão.	20
3.1 Resultados obtidos aplicando o método SL nos dados do objeto BUL- SC33_4277 oriundos do banco de dados do OGLE-II.	25
3.2 SED de BUL-SC33_4277 com diferentes valores de $E(B - V)$ e T_{eff}	34
3.3 Ilustração dos passos importante na espectroscopia de BUL-SC33_4277 .	38
3.4 Ajuste espectral do objeto BUL-SC33_4277 para tipo espectral A e G . .	43
3.5 Ajuste espectral do objeto BUL-SC33_4277 para diferentes valores de $E(B - V)$	44
3.6 Ajuste espectral do objeto BUL-SC33_4277 para diferentes metalicidades	45
4.1 PSF de um objeto isolado no campo e do objeto de estudo	47
4.2 Imagem de BUL-SC33_4277 com a câmara Osiris no telescópio SOAR . .	48
4.3 Representação de BUL-SC33_4277 em diferentes fases. As fases estão indicadas nos quadros superiores de cada figura. O primeiro quadro mostra a fase da binária AB e o segundo para a binária AC.	49
4.4 Fluxograma para o algoritmo CMMC. Os valores de θ a cada iteração (com ou sem aceitação da transição proposta) são registrados e a distribuição dos parâmetros pode ser examinada via histogramas.	52
4.5 Espaço de parâmetros para a binária principal com o método CMMC com 22 mil iterações	54
4.6 Fluxograma para algoritmo NS.	56

4.7	Espaço de parâmetros para a binária principal com o método NS com 5 mil iterações. A faixa de busca dos valores de potenciais é bem mais ampla do que é mostrado na figura indo de 6 a 15 para os Ω_1 e Ω_2	57
4.8	Ajuste das curvas de luz dos dados OGLE com o código WD	59
4.9	Diagrama O-C para a binária principal com período de 3,355 d.	60
4.10	Diagrama O-C para a binária de período de 0,517 d.	61
4.11	Curvas de luz para a binária de 3,355 d de período nas diferentes bandas.	63
4.12	Curvas de luz para a binária de 0,517 d de período nas diferentes bandas.	64
4.13	Série mostrando a evolução dos parâmetros da binária de 3,355 d em função das iterações do método NS com todos os parâmetros livres. Como é típico do método, os valores rapidamente convergem para uma solução. L representa a verossimilhança $\mathcal{L}$	67
4.14	A distribuição conjunta dos parâmetros para a binária de 3,355 d, utilizando o algoritmo NS com todos os parâmetros livres.	67
4.15	Série mostrando a evolução dos parâmetros da binária de 3,355 d em função das iterações do método CMMC com $T_A=6040K$. Para um sistemas com vários parâmetros a aceitação deve estar em torno de 0,25.	68
4.16	A distribuição conjunta dos parâmetros para a binária de 3,355 d, utilizando o algoritmo CMMC com $T_A=6040K$	68
4.17	Série mostrando a evolução dos parâmetros da binária de 0,517 d em função das iterações do método CMMC $T_A=6040K$ e $i=84,53^\circ$	69
4.18	A distribuição conjunta dos parâmetros para a binária de 0,517 d, utilizando o algoritmo CMMC com $T_A=6040K$ e $i=84,53^\circ$	69
4.19	Ajustes das curvas de luz para a binária de 3,355 d de período em diferentes bandas utilizando o algoritmo NS com todos os parâmetros livres.	71
4.20	Ajustes das curvas de luz para a binária de 3,355 d de período em diferentes bandas utilizando o algoritmo NS com $T_A=6040K$	72
4.21	Ajustes das curvas de luz para a binária de 0,517 d de período em diferentes bandas utilizando o algoritmo NS com $T_A=6040K$ e $i=83,34^\circ$	73

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
2.1 Dados próprios obtidos para BUL-SC33_4277	21
3.1 Estrelas Padrões	31
3.2 Distribuição Espectral de Energia em B, V, R _C , I _C , J, H e K _S	32
3.3 Extinção nas bandas V, I para o campo 33 do levantamento OGLE-II . .	33
3.4 Livraria espectral Pickles.	39
3.5 Comparação do espectro observado com espectros da biblioteca de Pickles (1998)	41
4.1 Resultados do ajuste para a binária AB via CMMC com os dados OGLE- II	54
4.2 Resultados do ajuste da binária AB via NS com os dados OGLE-II. . .	57
4.3 Parâmetros da binária AB.	58
4.4 Parâmetros da binária AC.	58
4.5 Resultados do ajuste da binária AB.	70
4.6 Resultados do ajuste da binária AB com T _A fixo.	70
4.7 Resultados do ajuste da binária AC com T _A e <i>i</i> fixos.	70

LISTA DE ABREVIATURAS E SIGLAS

2MASS	–	<i>Two Micron All Sky Survey</i>
ADU	–	<i>analog-to-digital units</i>
CamIV	–	câmera para o infravermelho
CMMC	–	Cadeia de Markov com Monte Carlo
CoRot	–	<i>CO</i> nvection <i>RO</i> tation and <i>plan</i> etary <i>Transits</i>
WD	–	código de Wilson e Devinney (1971)
DC	–	<i>differential corrections</i>
HST	–	<i>Hubble Space Telescope</i>
IRAF	–	Image Reduction and Analysis Facility
LC	–	light curves
LNA	–	Laboratório Nacional de Astrofísica/MCT
LSST	–	<i>Large Synoptic Survey Telescope</i>
MACHO	–	<i>Massive Compact Halo Objects</i>
MI	–	meio interestelar
NS	–	<i>Nested Sampling</i>
OGLE	–	<i>Optical Gravitational Lensing Experiment</i>
OPD	–	Observatório do Pico dos Dias
PSF	–	<i>Point Spread Function</i>
SL	–	método <i>String length</i>
TFD	–	transformada de Fourier discreta
USNO-B	–	levantamento do <i>United States Naval Observatory</i>
VVV	–	<i>Vista Variable Survey</i>
WHT	–	<i>William Herschel Telescope</i>

LISTA DE SÍMBOLOS

A_V	–	extinção interestelar no visível
a	–	semi-eixo maior de uma elipse
c	–	velocidade da luz
$\mathcal{L}$	–	verossimilhança
D	–	conjunto de dados
d	–	distância do observador a um objeto astronômico
$\Delta\lambda$	–	variação de comprimento de onda
$\Delta\nu$	–	variação em frequência
$E(B - V)$	–	excesso de cor
e	–	excentricidade
F_λ	–	fluxo de um objeto astronômico em função do comprimento de onda
F_ν	–	fluxo de um objeto astronômico em função da frequência
G	–	constante gravitacional universal ($6.674287 \times 10^{-11} m^3 kg^{-1} s^2$)
h	–	constante de Planck ($6,62607004 \times 10^{-34} m^2 kg/s$)
i_C	–	inclinação do terceiro corpo em relação ao plano da órbita da binária
i	–	inclinação da órbita de uma binária em relação à linha de visada do observador
k	–	coeficiente de extinção atmosférica
L_1, L_2 e L_3	–	Pontos de Lagrange
M	–	magnitude absoluta
$M_\odot$	–	massa do Sol ($1,989 \times 10^{30} kg$)
$M_{\mathcal{J}}$	–	massa de Júpiter ($1,898 \times 10^{27} kg$)
N_{live}	–	número de conjunto iniciais usados no método <i>NS</i>
ω	–	ângulo do periastro no plano da órbita
Ω	–	orientação da linha dos nodos com relação à Norte/Sul no plano do céu
Ω_1, Ω_2	–	potenciais adimensionais no código WD
P	–	período orbital
ϕ	–	fase na curva de luz
Φ	–	potencial gravitacional
q	–	razão de massa
$R_{\mathcal{J}}$	–	Raio de Júpiter $6,991 \times 10^4$ m
R_V	–	razão do avermelhamento total para seletivo
R	–	ruído quadrático médio
$R_\odot$	–	raio do Sol ($6,960 \times 10^8 m$)
S	–	sinal de uma fonte
σ	–	dispersão estatística
T	–	temperatura
θ	–	vetor de parâmetros
UA	–	unidade astronômica ($1,496 \times 10^{11} m$)
X	–	massa de ar

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
1 INTRODUÇÃO	1
1.1 Os sistemas binários e múltiplos	2
1.2 As equações fundamentais dos sistemas binários	2
1.2.1 Os elementos orbitais	2
1.2.2 As leis de Kepler	4
1.3 Classificação das binárias	4
1.4 Configurações observacionais de uma binária	6
1.4.1 Binárias visuais e astrométricas	6
1.4.2 Binárias Eclipsantes	7
1.4.3 Velocidade Radial	9
1.5 Natureza dos sistemas múltiplos	10
1.6 Evolução de sistemas binários e múltiplos	13
1.7 Alguns sistemas triplos eclipsantes conhecidos	14
1.8 Justificativa deste trabalho	16
2 DADOS UTILIZADOS	17
2.1 Dados disponíveis em repositórios públicos	17
2.1.1 OGLE	17
2.1.2 MACHO	18
2.1.3 2MASS	19
2.1.4 VVV	19
2.2 Dados coletados no OPD/LNA e SOAR/LNA	20
3 METODOLOGIA	23
3.1 Determinação de períodos	23
3.2 Fotometria	24
3.2.1 Redução dos dados fotométricos	27
3.2.2 Redução de dados fotométricos no infravermelho	28
3.2.3 A calibração fotométrica	30
3.2.4 Distribuição Espectral de Energia	31
3.3 Espectroscopia	34
3.3.1 Redução dos dados espectroscópicos	36
3.3.2 Extração dos espectros	36

3.4	Caracterização do tipo espectral do BUL-SC33_4277	39
3.4.1	Identificação do tipo espectral	40
4	ANÁLISE E RESULTADOS	47
4.1	Alinhamento acidental?	47
4.2	Programa Wilson-Devinney	49
4.3	Ajuste das curvas de luz	50
4.3.1	Modelagem das curvas de luz	57
4.3.2	Redeterminação dos períodos com todos os conjuntos de dados	59
4.3.3	As curvas de luz submetidas ao código WD	61
4.4	Resultado da otimização em várias bandas	65
5	Conclusões e perspectivas	75
	REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	77

1 INTRODUÇÃO

Grandes levantamentos astronômicos como o OGLE (*Optical Gravitational Lensing Experiment*) (UDALSKI et al., 1992), MACHO (*Massive Compact Halo Objects*) (COOK et al., 1995) e o futuro LSST (*Large Synoptic Survey Telescope*) (ABELL et al., 2009) já identificaram ou irão identificar um número significativo de objetos que apresentam variabilidade temporal. Boa parte desses objetos pode ser de sistemas binários, triplos e até múltiplos (ABT, 1978). As binárias eclipsantes são facilmente identificáveis pois apresentam assinaturas muito claras em suas curvas de luz.

As binárias eclipsantes apresentam-se como sistemas onde, em princípio, pode-se determinar com grande precisão os parâmetros fundamentais dos objetos individuais: massas, raios, luminosidades; assim como produzir informação útil sobre parâmetros mais sutis, como o escurecimento de limbo, escurecimento por gravidade e albedo.

O interesse nos sistemas múltiplos tem um aspecto geral, na medida em que sua ocorrência afeta quantidades que são fundamentais em Astrofísica. A posição vertical no diagrama H-R, por exemplo, pode se modificar de até 0,7 mag (para objetos similares), caso estejamos interpretando como objeto simples o que na verdade é um sistema binário. Da mesma forma, procedimentos como a contagem de estrelas para a determinação de parâmetros galácticos são afetados quando não se leva em conta que uma fração das estrelas consideradas é de binárias (POLIDO, 2013). Os sistemas múltiplos são importantes também pelo seu papel nos contextos de formação e evolução estelar e na própria evolução química da galáxia via binárias que produzem supernovas, buracos negros, ou objetos do tipo η Car (POLESKI et al., 2014).

A análise de grandes amostras de binárias eclipsantes tem o potencial de identificar também objetos mais raros: triplas, ou sistemas múltiplos de ordem mais alta. Esta dissertação trata de um caso assim: BUL-SC33_4277 é um sistema binário eclipsante que pode conter um objeto de menor massa em torno de uma das componentes. O interesse em investigar tais casos é imediato, tanto no que diz respeito aos aspectos relacionados com estabilidade dinâmica, possíveis cenários evolutivos, até a aspectos que têm grande interesse atualmente no âmbito dos planetas identificados via trânsitos planetários. Este é o caso do aquecimento do objeto de menor massa e da possível migração na direção do objeto mais massivo.

1.1 Os sistemas binários e múltiplos

Para que se possa compreender a estrutura de uma estrela e como se dá a sua evolução é necessário que se conheça suas principais características físicas. A principal delas é a massa. Uma forma de se obter a massa é pelo estudo das interações gravitacionais com outros objetos. Dessa forma, sistemas binários e múltiplos são interessantes para o estudo da estrutura e evolução estelar, pois por meio deles é possível obter parâmetros físicos dos sistemas em diversos estágios evolutivos nos mais diferentes cenários astrofísicos. Neste capítulo será mostrado como é possível se obter informações orbitais e físicas das componentes dos sistemas estelares. Para isso, será usado o modelo de sistema estelar mais simples: o sistema binário. Além disso, este capítulo apresenta os sistemas binários no contexto da natureza e evolução de sistemas múltiplos.

1.2 As equações fundamentais dos sistemas binários

1.2.1 Os elementos orbitais

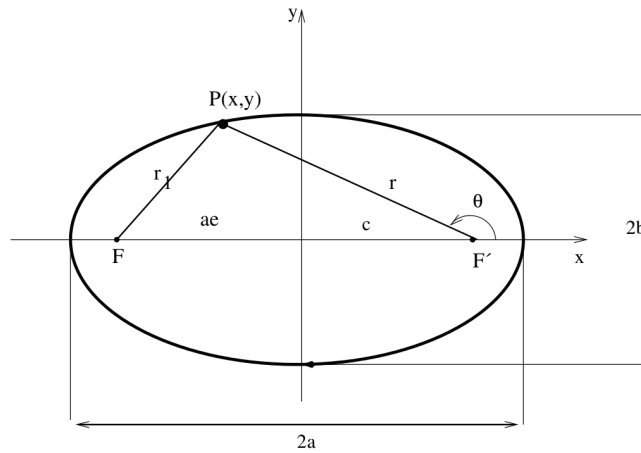


Figura 1.1 - Representação de uma elipse com suas características geométricas
Fonte: (KEPLER; SARAIVA, 2013).

É interessante relembrar algumas propriedades geométricas da elipse (Fig. 1.1), pois elas serão úteis mais adiante. A primeira é que a soma das distâncias de um ponto P na órbita até cada um dos focos é constante sendo representada por : $\overline{FP} + \overline{F'P} = 2a$. A excentricidade é definida como a razão:

$$e = \frac{c}{a} = \sqrt{\frac{a^2 - b^2}{a^2}}. \quad (1.1)$$

De particular utilidade é a expressão em coordenadas polares para o comprimento do raio vetor r (distância do foco F' ao ponto P na órbita):

$$r = \frac{a(1 - e^2)}{1 + e \cos(\theta)}, \quad (1.2)$$

sendo que a derivada dessa expressão com relação ao tempo nos dá a velocidade orbital em função de θ . A Fig. 1.2 mostra a representação da órbita de um sistema binário. Cinco parâmetros geométricos, mais um parâmetro auxiliar (período orbital), permitem descrever completamente a órbita de um corpo com relação a outro.

O parâmetro a , semieixo maior da elipse, define a dimensão da órbita e a excentricidade e define sua forma. A inclinação orbital, i , está relacionada com a orientação do plano da órbita em relação à linha de visada ao observador e a linha dos nodos representa a interseção destes dois planos. O parâmetro Ω mede a orientação da linha dos nodos com relação à Norte/Sul no plano do céu. O ângulo ω é medido sobre o plano orbital e representa a distância angular entre a linha dos nodos e o periastro do sistema. ω é chamado de argumento de periastro.

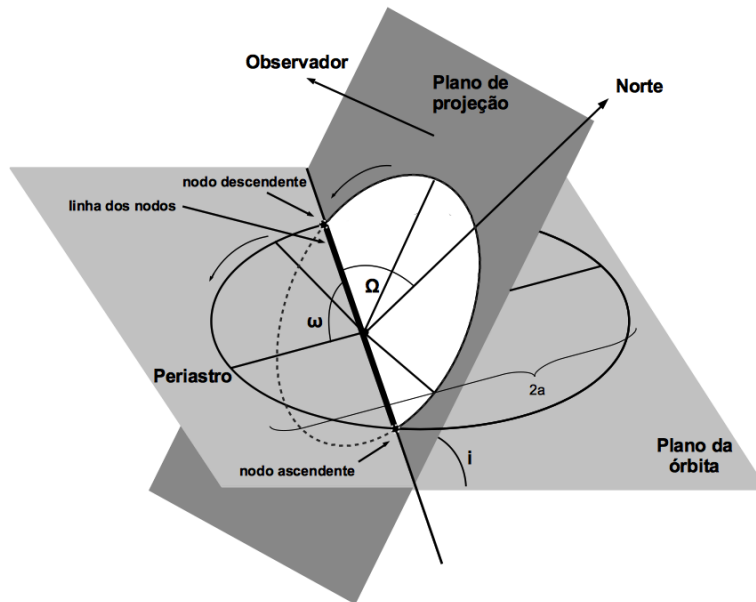


Figura 1.2 - Elementos orbitais de um sistema binário.

Fonte: Adaptado de (KALLRATH; MILONE, 2009) p. 83

1.2.2 As leis de Kepler

Johannes Kepler (1571-1630) utilizou as medidas precisas de Tycho Brahe (1546-1601) para encontrar um modelo matemático que descrevesse as órbitas dos planetas. Kepler, que havia incorporado a teoria heliocentrista, considerou a órbita dos planetas como elípticas e não mais circulares, como seus antecessores. Dessa forma, a previsão das posições dos planetas no céu tornou-se consistente com as medidas feitas por Brahe.

Em 1609 Kepler publicou duas das três leis do movimento planetário (Kepler, 1609). A primeira lei diz que a órbita dos planetas é uma elipse, com o Sol num dos focos. A segunda lei afirma que a reta que une o planeta ao Sol varre áreas iguais em tempos iguais. Isso significa que a velocidade do planeta é variável. Quanto mais próximo do Sol, mais rápida é a sua velocidade. A terceira lei de Kepler só foi publicada posteriormente ((?)) e relaciona o semi-eixo maior do sistema Sol-planeta, a , com o período sideral, P , tal que $P^2 \propto a^3$.

1.3 Classificação das binárias

O espaço de configurações coberto pela combinação dos parâmetros orbitais, mais a distância ao observador, a massa relativa das componentes, suas luminosidades, implicam em configurações observacionais que podem ser bem distintas. Assim, os sistemas binários podem ser classificados de acordo com suas características observacionais específicas. Essa classificação não é nem completa e nem exclui outros possíveis esquemas. Ela é adotada, por exemplo, por Carroll e Ostlie (2006).

Binárias visuais ou astrométricas: É o caso em que a separação das componentes combinada com a distância ao observador são tais que as posições podem ser medidas diretamente no plano do céu ao longo do tempo.

Binárias eclipsantes: Os sistemas dessa classe têm o plano da órbita com uma inclinação tal que uma componente passa na frente da outra, produzindo eclipses ou trânsitos, para o observador distante. Esses eventos produzem variações na luminosidade total, mesmo em sistemas não resolvidos, que permitem a determinação do período orbital, inclinação do plano da órbita, das dimensões relativas das componentes, temperaturas, e em certos casos, de parâmetros adicionais como escurecimento de bordo ou a presença de manchas.

Binárias espectroscópicas: As binárias espectroscópicas podem ser tanto astrométricas quanto eclipsantes. A característica importante é que as linhas

espectrais de uma ou de ambas as componentes sejam observáveis. Nestes casos, o movimento na direção do observador pode ser diretamente mensurável a partir do deslocamento Doppler das linhas. Desse modo, as binárias espectroscópicas são classificadas como de linhas simples ou linhas duplas, conforme somente uma ou ambas as componentes sejam visíveis. As velocidades radiais correspondentes variam recorrentemente com a revolução orbital.

Um outra forma de se classificar os sistemas binários diz respeito à morfologia da curva de luz. [Kopal \(1955\)](#) foi o primeiro a criar tal classificação usando os objetos variáveis conhecidos na época. A proximidade das estrelas pode alterar a sua forma e isso é visível nas curvas de luz. Nessa configuração leva-se em conta a rotação do sistema e as forças de maré entre as componentes, definindo uma região de influência, ou Lóbulo de Roche, para cada corpo. Superfícies equipotenciais são definidas e representam regiões com a mesma quantidade de energia a cada ponto. Na Figura 1.3 os pontos de Lagrange equivalem a locais de força resultante nula como L_1 e L_2 . Os sistemas binários podem ser divididos em quatro grupos diferentes quanto ao lóbulo de Roche (Fig. 1.3):

Separados: Não há preenchimento do lóbulo de Roche de nenhuma das componentes. A separação entre as estrelas é grande quando comparada aos respectivos raios, e as formas são aproximadamente esféricas.

Semi-separado: Uma das estrelas preenche seu lóbulo de Roche, podendo ou não haver transferência de matéria entre as componentes. Ocorre um efeito de deformação na componente de lóbulo preenchido.

Contato: Sistemas binários desse tipo têm seus lobulos de Roche preenchidos e podem ou não compartilhar matéria.

Sobrecontato: Ambas as estrelas ultrapassam seus lobulos de Roche e estão envoltas por um envelope comum.

A classificação original de ([KOPAL, 1955](#)) não incluía sistemas binários do tipo **sobrecontato**. Essa categoria foi introduzida posteriormente para completar o esquema de classificação. Binárias de envelope comum devem ser binárias de **sobrecontato** enquanto que binárias de **contato** apenas apresentam preenchimento da a superfície crítica sem necessariamente haver transferência de matéria. Sob este aspecto, a binária de contato é uma idealização matemática.

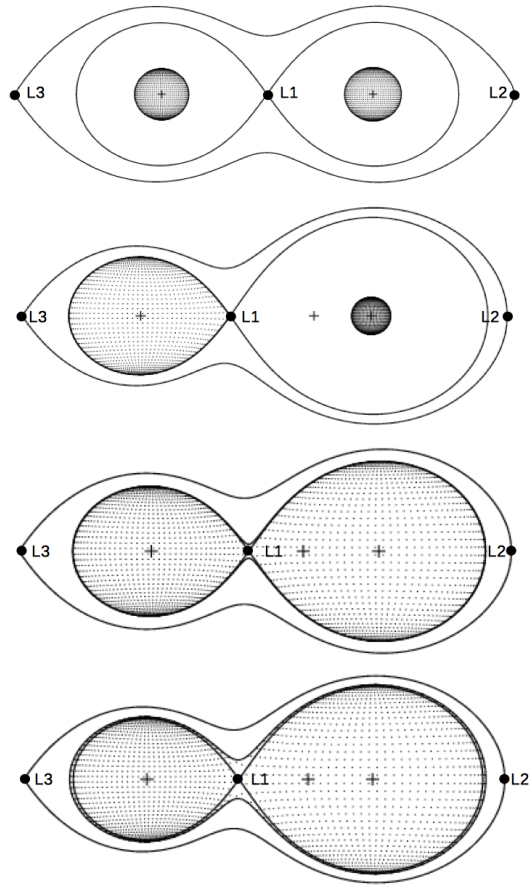


Figura 1.3 - Classificação dos sistemas binários quanto ao lóbulo de Roche. A primeira configuração é do tipo **separado**, seguida pelo tipo **semi-separado**, de **contato** e por fim a binária de **sobrecontato**.

Fonte: Adaptado de ([CATALOG AND ATLAS OF ECLIPSING BINARIES \(CALEB\)](#), 2004)

1.4 Configurações observacionais de uma binária

1.4.1 Binárias visuais e astrométricas

Considere as binárias do tipo visual. A separação angular entre as componentes é grande a ponto da resolução limite ser imposta apenas pelo *seeing* local e pelo limite fundamental da difração (o critério de Rayleigh). Conhecer a paralaxe trigonométrica e a distância do sistema são fundamentais para restringir os valores dos parâmetros individuais das componentes como massas e raios. Rigorosamente, para a determinação dos parâmetros orbitais, é necessário também o conhecimento da inclinação orbital, i .

Para entender como a binária visual pode fornecer informação a respeito da massa,

considere duas estrelas girando em torno do centro de massa comum, tal que:

$$\frac{m_1 \vec{r}_1 + m_2 \vec{r}_2}{m_1 + m_2} = 0. \quad (1.3)$$

Essa equação fornece o centro de massa do sistema na origem das coordenadas, sendo a massa representada por m e os comprimentos de vetores por r , onde os índices indicam os objetos 1 e 2, estrela primária e secundária, respectivamente. Supondo que o plano orbital tem inclinação $i = 0^\circ$, e que os vetores de posição podem ser considerados como os semieixos maiores (a_1 e a_2) tem-se:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{|\vec{r}_2|}{|\vec{r}_1|}. \quad (1.4)$$

Considerando a distância do sistema ao observador sendo d , é possível relacionar os ângulos α_1 e α_2 em radianos, com os semieixos maiores a_1 e a_2 de forma a obter as expressões:

$$\alpha_1 = \frac{a_1}{d} \quad e \quad \alpha_2 = \frac{a_2}{d}. \quad (1.5)$$

A equação anterior nada mais é que a combinação de paralaxe trigonométrica com distância angular. Usando as equações (1.5) e (1.4), é possível se obter diretamente a razão de massas dos objetos em função da separação angular:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{\alpha_1}{\alpha_2}. \quad (1.6)$$

Se a distância ao observador e o período orbital forem conhecidos, uma solução para as massas individuais pode ser calculada. Para isso usa-se a terceira lei de Kepler na formulação Newtoniana. Vale ressaltar que em uma situação real com $i \neq 0$ isto produz degenerescências.

Essas são as equações básicas para um sistema binário do tipo visual. Mais detalhes podem ser obtidos em [Carroll e Ostlie \(2006\)](#)

1.4.2 Binárias Eclipsantes

A curva de luz de um sistema binário eclipsante, permite a obtenção de relações para alguns dos parâmetros fundamentais como raios e temperaturas. Na Fig.1.4, supondo que a inclinação seja de 90° , o tempo gasto entre o primeiro contato t_a e o mínimo de luz t_b junto com a informação de velocidade das componentes fornecem

o valor do raio relativo da estrela menor:

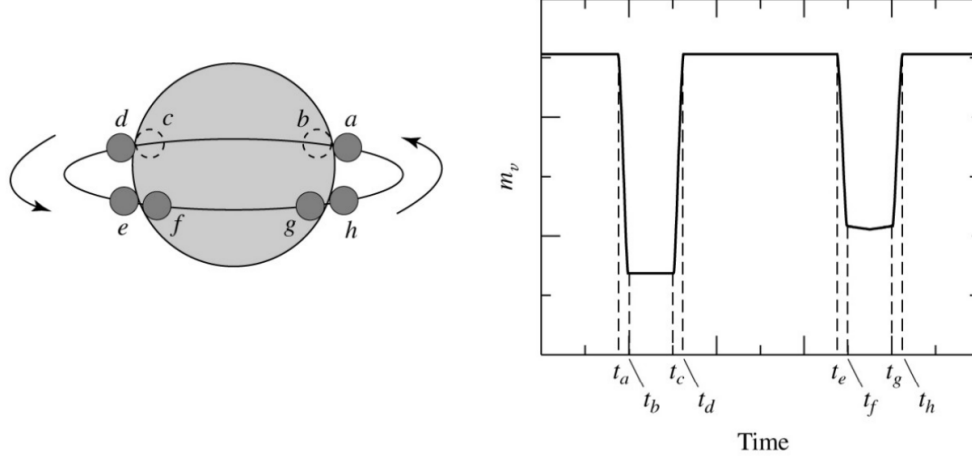


Figura 1.4 - Curva de luz de um sistema binário eclipsante, com inclinação orbital próxima de 90°

Fonte: (CARROLL; OSTLIE, 2006) pág.190.

$$r_1 = \frac{v}{2}(t_b - t_a), \quad (1.7)$$

onde a velocidade relativa das duas estrelas é representada por $v = v_1 + v_2$, com v_1 sendo a velocidade da estrela menor e v_2 a velocidade da estrela maior.

De forma semelhante podemos usar os tempos t_b e t_c para achar o raio da estrela maior:

$$r_2 = \frac{v}{2}(t_c - t_a) = r_1 + \frac{v}{2}(t_c - t_b). \quad (1.8)$$

Também é possível calcular a razão das temperaturas efetivas das componentes, supondo que o objeto emite radiação como um corpo negro e que ambas as componentes sejam distinguíveis durante e fora do eclipse.

Consideremos o fluxo emitido por unidade de área: $F = \sigma T_{eff}^4$. Supondo que o fluxo observado é de um disco, a luminosidade total do sistema fora dos eclipses é J_0 e as

luminosidades no eclipse primário e secundário são respectivamente J_1 , J_2 :

$$J_0 = k(\pi r_2^2 F_2 + \pi r_1^2 F_1), \quad (1.9)$$

$$J_1 = k(\pi r_1^2 F_1), \quad (1.10)$$

$$J_2 = k(\pi r_2^2 F_2 + \pi r_1^2 F_1) - k\pi r_2^2 F_1, \quad (1.11)$$

onde k é uma constante que depende da distância, do material que está entre o sistema e das características do sistema de detecção. Considerando a diferença de luminosidade entre os eclipses é possível rescrever:

$$\frac{J_0 - J_1}{J_0 - J_2} = \frac{F_2}{F_1} \quad \rightarrow \quad \frac{J_0 - J_1}{J_0 - J_2} = \left(\frac{T_2}{T_1} \right)^4. \quad (1.12)$$

Ou seja, medidas de fluxo do sistema permitem calcular as luminosidades e consequentemente estimar as temperaturas relativas das componentes. Na prática, é difícil medir o fluxo bolométrico. Para medidas em bandas espectrais, substitui-se F_1 , F_2 , nas equações (1.9-1.11) pela função de Planck, $B_{\lambda,1}$, $B_{\lambda,2}$.

1.4.3 Velocidade Radial

A velocidade radial é a velocidade de um objeto na linha de visada do observador. Num sistema binário espectroscópico, devido ao movimento orbital, variações de velocidade radial são produzidas. O efeito Doppler permite que utilizemos a variação em comprimento de onda para estimar a velocidade radial do objeto. Seja v_r a velocidade radial, negativa quando a estrela se aproxima do observador e positiva quando se afasta, c a velocidade da luz, λ comprimento de onda observado e λ_0 o comprimento de onda de repouso:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} = \frac{v_r}{c}. \quad (1.13)$$

Aproximando as órbitas das estrelas como circulares, e supondo um período orbital P :

$$v_1 = \frac{2\pi a_1}{P}, \quad v_2 = \frac{2\pi a_2}{P}. \quad (1.14)$$

Usando o fato da massa do raio se relacionarem pela Eq. (1.4), podemos escrever:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{a_2}{a_1} = \frac{v_2}{v_1}. \quad (1.15)$$

Como as estrelas orbitam em torno de um centro de massa comum, as forças centrípetas são equivalentes. Além disso, essa força deve ser igual gravitacional entre as massas:

$$F_1 = \frac{m_1 v_1^2}{a_1} = F_2 = \frac{m_2 v_2^2}{a_2} = F_G = \frac{G m_1 m_2}{(a_1 + a_2)^2}. \quad (1.16)$$

Utilizando as equações (1.14) obtemos:

$$m_1 + m_2 = \frac{4\pi^2 a^3}{GP^2}, \quad (1.17)$$

que é a terceira lei de Kepler onde a massa total do sistema binário tem dependência com o período e com o semieixo maior ($a = a_1 + a_2$). Como o observado é na verdade apenas uma projeção dos movimentos da binária, o semieixo maior deve ser reescrito como $a \sin(i)$. Assim tem-se a função de massa de uma binária:

$$F(m_1, m_2) = \frac{m_2^3 \sin^3 i}{(m_1 + m_2)^2} = \frac{4\pi^2 (a \sin i)^3}{GP^2}. \quad (1.18)$$

1.5 Natureza dos sistemas múltiplos

Como vimos nas seções anteriores deste capítulo, as configurações observadas em sistemas binários são consequência da geometria e da lei da gravitação universal e possibilitam estimar parâmetros estruturais em função de grandezas observacionais. Os sistemas múltiplos são mais complexos de se descrever, principalmente quando se refere à estabilidade. Mesmo num sistema de apenas três corpos as interações entre as componentes são tais que uma delas pode ser ejetada do sistema (LEONARD, 2000). Usando a estabilidade como critério, os sistemas múltiplos podem ser considerados como hierárquicos, não hierárquicos ou do tipo Trapézio.

Os sistemas hierárquicos são considerados estáveis em relação à escala de tempo de vida das estrelas. As componentes orbitam em torno do centro de massa do sistema, que é relativamente fixo, havendo pouca interação entre as órbitas que são do tipo keplerianas. Os sistemas são estruturados de forma a sempre manterem a hierarquia. Os sistemas podem ser divididos em dois grupos, que por sua vez devem ser hierárquicos. Estes grupos podem ser divididos em subgrupos de forma que

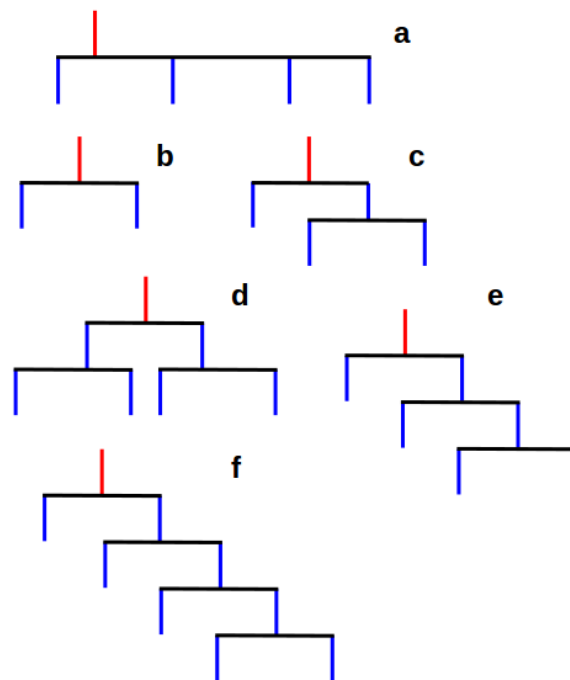


Figura 1.5 - Representação dos níveis de hierarquia dos sistemas múltiplos. A posição do centro de massa de uma configuração é indicada pelo traço vertical em vermelho. Os traços inferiores em azul representam o centro de massa de objetos individuais ou de configurações com hierarquia mais alta.

Fonte: Adaptado de Evans (1968)

também mantenham a hierarquia. Esse tipo de estrutura permite que a geometria do sistema sempre possa ser aproximada para um problema de dois corpos, onde componentes próximas podem ser tratadas como se fossem uma única estrela.

Em sistemas triplos a hierarquia normalmente é mantida com um sistema binário interno e uma componente externa mais distante. Nesse arranjo o terceiro corpo normalmente é chamado de circumbinário (HEINTZ, 1978).

Uma forma de representar a hierarquia dos sistemas múltiplos é usar o diagrama de Evans (1968), que está representado na Figura 1.5. Um certo nível pode ser decomposto em dois ou mais sistemas de menor tamanho com uma ou mais componentes. Se o diagrama possui três ou mais órbitas de tamanho comparável, ou seja, se no diagrama da Fig. 1.5 existirem mais de três traços azuis por nível, então este é chamado de diagrama *multiplex* (a). As do tipo simples ou *simplex* são as mais comuns, onde cada traço azul está ligado a apenas dois objetos, como em (b), (c), (d) e (f) da Fig. 1.5.

Os níveis de hierarquia podem ser representados por números. Na Figura 1.5 em (b) tem-se um sistema do tipo simples de hierarquia 1 representando o sistema binário. Em (c) e (d) existe hierarquia 2 com um sistema triplo e um sistema quádruplo respectivamente. A hierarquia 3 descreve de quatro a oito componentes com (e) sendo um sistema quádruplo. Em (f) existe hierarquia 4 para um sistema quádruplo. O máximo de hierarquia que ocorre no Catálogo de Estrelas Múltiplas (1997-1999) é 4 (TOKOVININ, 1999). Hierarquias mais altas são permitidas, mas em geral são do tipo instável (EVANS, 1968; HEINTZ, 1978).

Sistemas do tipo Trapézio representam uma hierarquia diferente. O sistema tem geralmente estrelas jovens e apresenta uma certa instabilidade. Sua evolução ocorre por colisão de grupos estelares binários ou sistemas múltiplos e obrigatoriamente gera novos sistemas do tipo hierárquico. Associações desse tipo podem também ejetar algumas componentes do sistema. É o caso das estrelas conhecidas como estrelas *runaway* (ALLEN; POVEDA, 1972). Hierarquia desse tipo são assim chamadas devido ao sistema do Trapézio no centro da Nebulosa de Órion (SIMÓN-DÍAZ et al., 2015).

Como exemplo de sistema triplo hierárquico temos V1200 Cen que é do tipo circumbinário com um terceiro corpo orbitando em torno de uma binária, ou seja, sistema hierárquico (c) (CORONADO et al., 2015). O sistema σ Ori é um sistema do tipo Trapézio com três componentes hierárquicas num total de seis estrelas. A configuração geral é semelhante a (a) na Fig. 1.5 onde um dos traços azuis é representado pelo sistema triplo hierárquico Aa, Ab e B, os outros três representam as componentes adicionais C, D e E. O sistema triplo hierárquico é composto pela binária AB e uma binária mais interna Aa e Ab como na Fig. 1.5(c) (SIMÓN-DÍAZ et al., 2015). Simplificadamente, podemos dizer que qualquer configuração simples de mais corpos que uma binária, é um sistema multiplex, enquanto para termos um sistema do tipo Trapézio, é necessário pelo menos uma hierarquia mais alta.

A nomenclatura de tais sistemas utiliza letras e números. Em um sistema triplo hierárquico são usadas letras maiúsculas para a primeira hierarquia, seguindo-se letras minúsculas e depois números. Seja o sistema binário visual um exemplo de hierarquia base. Essas duas estrelas são chamadas de A e B . Se a componente A na verdade for um sistema binário, as componentes serão referenciadas com letras minúsculas adicionais: Aa e Ab . Se a componente Aa é um sistema binário, é adicionado mais um termo numérico: $Aa1$ e $Aa2$ (Ver Fig. 1.6). No Diagrama 1.5 essa estrutura seria representada por (e).

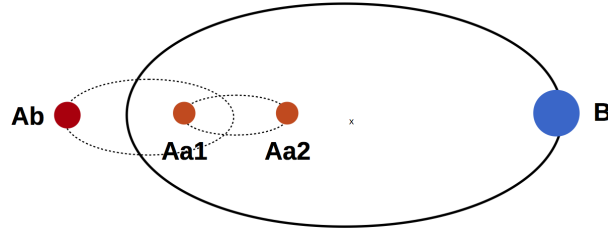


Figura 1.6 - Sistema hierárquico múltiplo hipotético com as representações da nomenclatura.

1.6 Evolução de sistemas binários e múltiplos

A multiplicidade estelar pode ser considerada como um resultado onipresente do processo de formação e evolução de estrelas. Encontrar a frequência da multiplicidade dos sistemas, definir as características principais e mostrar como elas têm dependência com a massa da primária e o meio ambiente podem servir como ferramentas poderosas para investigar esse processo (DUCHÊNE; KRAUS, 2013). A evolução de um sistema múltiplo deve levar em consideração a idade de suas estrelas, se elas formam um sistema estável ou não e se o sistema sofre grande influência do meio.

A primeira condição a se considerar é a estabilidade. Se o sistema é hierárquico, certamente a evolução de uma das estrelas poderá causar uma instabilidade, fazendo com que o sistema evolua para outra configuração. O sistema solar, por exemplo, é hierárquico, mas certamente terá a sua estabilidade abalada com a evolução do Sol. A estrela central evoluirá para uma gigante vermelha com valor de raio que se aproximará da órbita da Terra. Além disso, a evolução do sistema poderá destruir ou ejetar componentes como sugerem trabalhos de Dyson (1979) e Schröder e Smith (2008).

Os sistemas múltiplos do tipo Trapézio, comuns em aglomerados, tem sua evolução estreitamente relacionada com a taxa de formação de novas estrelas. A presença de um grande número de sistemas múltiplos, do tipo trapézio, em algumas associações estelares ou aglomerados galácticos, indica que o processo de formação estelar ainda está ocorrendo ou acabou de cessar (SALUKVADZE, 1982). Sistemas desse tipo são objetos mais jovens em associação e que podem sofrer expansão em cerca de 10^6 anos (AMBARTSUMIAN, 1960). Ainda em se tratando de aglomerados estelares, estrelas do tipo *blue stragglers*, ou estrelas retardatárias azuis, podem ser explicadas pela evolução de sistemas binários em aglomerados densos, onde a colisão de duas estrelas formaria uma nova componente mais massiva, como discutido por exemplo

em Leonard (1989). Estrelas *blue stragglers* são conhecidas por serem mais luminosas e azuis que as estrelas no ponto de saída da sequência principal do aglomerado

Sendo hierárquicos ou não, os sistemas sofrem algum grau de variação da dinâmica e de parâmetros orbitais devido à interações gravitacionais com as suas componentes. Dois mecanismos que causam alterações desse tipo são as forças de marés e o mecanismo de Kozai (KOZAI, 1962; FABRYCKY; TREMAINE, 2007). Em geral, tais efeitos ocorrem em sistemas múltiplos de forma combinada, e em algum momento, eles são determinantes para a evolução do sistema e definição das novas configurações.

Para sistemas triplos, a presença da terceira componente com excentricidade alta provoca variações do argumento de periastro, fazendo com que a excentricidade da binária interna bem como a inclinação mútua sejam alterados periodicamente (KISELEVA et al., 1998; KISELEVA L. G. AND EGGLETON, 1999). O sistema triplo KIC2835289, tem oscilações de excentricidade do corpo externo, como variações da inclinação mútua do plano da binária externa com a terceira componente, causados pela combinação do efeito de maré com o mecanismo de Kozai (CONROY et al., 2015).

Simulações da evolução de sistemas triplos hierárquicos mostram que tais efeitos podem provocar uma transferência de massa da terceira componente, por exemplo (MICHAELY; PERETS, 2014). Para interações fortes entre as estrelas do sistema triplo, a evolução pode culminar na ejeção, como citado em Aarseth (2004), ou colisão como discutido em Prodan et al. (2013). Em sistemas binários compactos, as suas configurações atuais podem ter sido originadas devido a ejeção de um terceiro corpo que sofreu a combinação desses efeitos (FORD et al., 2000).

1.7 Alguns sistemas triplos eclipsantes conhecidos

Estima-se que mais de 70% dos sistemas estelares na Galáxia sejam binários ou múltiplos, e que 5% a 20% desses sejam sistemas triplos (HUBRIG et al., 2008). Se considerarmos os sistemas triplos e que possuem as componentes mutuamente eclipsantes esse número tende a ser bem menor.

As configurações dos sistemas triplos eclipsantes encontrados até agora não são do tipo *multiplex* de acordo com o diagrama de Evans (1968). Ou seja, esses sistemas não apresentam a configuração do tipo (a) da Fig. 1.5. Ao invés disso os sistemas estão estruturados conforme o tipo (c), ou seja, uma binária com um terceiro objeto. Para os sistemas triplos eclipsantes encontrados na literatura a massa do terceiro

corpo pode ser tanto a menor, quanto a maior massa no sistema.

O sistema KIC 6543674 é composto por uma binária com objetos de massas semelhantes e um objeto de menor massa mais externo. As componentes da binária tem $1,2M_{\odot}$ e $1,1M_{\odot}$ e raios $1,8R_{\odot}$ e $1,4R_{\odot}$ respectivamente, enquanto que o terceiro corpo tem massa de $0,5M_{\odot}$ e raio de $0,5R_{\odot}$ (MASUDA et al., 2015).

O sistema triplo eclipsante AV CMi é semelhante ao sistema estudado neste trabalho e também tem o terceiro corpo como sendo a componente de menor massa, porém com uma configuração diferente da citada anteriormente. Tem-se a binária principal e um terceiro corpo de menor massa orbitando em torno de uma das componentes. A binária principal é composta por objetos de $1,9M_{\odot}$ e $1,6M_{\odot}$. A depender do valor da inclinação e de qual das duas estrelas a componente C está orbitando, seu raio pode ser de $4,1 - 6,9R_{\oplus}$ (LIAKOS; NIARCHOS, 2010).

Há casos em que existe um objeto de maior massa interagindo com uma binária com objetos menos massivos. HD 181068, HD 144548 e o KOI-126 são exemplos desta configuração. HD 181068 tem a componente A com $3M_{\odot}$ sendo uma gigante vermelha e um par de anãs com $0,91M_{\odot}$ e $0,87M_{\odot}$. Para HD 144548a, a componente A do sistema tem $1,44M_{\odot}$ e é orbitada por uma binária próxima com componentes com aproximadamente $1,33M_{\odot}$ e $0,96R_{\odot}$. KOI-126 possui uma binária de massas de $0,2413M_{\odot}$ e $0,2127M_{\odot}$ respectivamente. A terceira estrela tem órbita excêntrica ($e = 0,3043$) e possui $1,347M_{\odot}$ e $2,0254R_{\odot}$ (CARTER et al., 2011).

A maioria dos sistemas triplos tem períodos da ordem de horas ou dias onde a terceira componente foi descoberta via efeito tempo luz (ETL). Esta técnica mede a perturbação que um terceiro corpo provoca no instante de mínimo do eclipse da binária principal. Outro método bem comum é o das velocidades radiais. São raros os casos em que além do eclipse de uma binária é observado também um terceiro objeto eclipsando ou sendo eclipsado por ao menos uma das componentes da binária.

Sistemas como KIC 6543674 e KIC 002856960 tiveram variação de instante de eclipse medidas que são compatíveis com a variação de fluxo do terceiro corpo encontrada na curva de luz. KIC 6543674 teve apenas um único eclipse da terceira componente observado e o período é estimado em ~ 1100 d com a binária principal tendo 2,4 d de período.

HD 144548 é o único sistema triplo eclipsante com medidas de velocidade radial para todas as componentes. A componente A do sistema tem $2,41R_{\odot}$ e $1,44M_{\odot}$

e é orbitada por uma binária próxima com componentes de $0,96R_{\odot}$ e $1,33M_{\odot}$. Os períodos correspondem a $\sim 33,94$ d para a binária principal e $\sim 1,63$ d para a binária próxima (ALONSO et al., 2015).

1.8 Justificativa deste trabalho

A possibilidade da existência de um sistema triplo eclipsante é de grande interesse na Astrofísica. Além de serem relativamente raros na literatura, sistemas desse tipo contribuem com o entendimento da formação e evolução estelar de sistemas binários e múltiplos. Subsequentemente à identificação de um objeto deste tipo com os dados do levantamento OGLE-II, observações adicionais foram coletadas ou obtidos da literatura por nós.

O objetivo deste trabalho é caracterizar tal sistema triplo eclipsante, bem como investigar se trata-se de um sistema genuíno, gravitacionalmente ligado, e não um alinhamento fortuito na linha de visada. O estudo envolve diferentes técnicas de observação, redução e análise. A fotometria fornece curvas de luz do objeto que são essenciais para determinar parâmetros das componentes como temperaturas, raios e razão de massas. A espectroscopia permite definir um tipo espectral, restringindo a temperatura do sistema combinado. Ferramentas de otimização para análise das curvas de luz foram construídas via dois diferentes métodos. Procedimentos e ferramentas desenvolvidos neste trabalho para o estudo do objeto BUL-SC33_4277 podem ser de grande utilidade para análise de sistemas eclipsantes similares que venham a ser identificados no futuro.

2 DADOS UTILIZADOS

O sistema BUL-SC33_4277 é um dos mais de 200 mil objetos variáveis ou suspeitos de variabilidade identificados pelo levantamento OGLE-II (ver seção 3.1). Uma vez verificado que o sistema tem propriedades únicas, dados de outros levantamentos foram adicionados e observações próprias foram realizadas. A seguir, descrevemos as características gerais dos conjuntos de dados disponíveis em repositórios de acesso público, e no caso dos dados coletados especificamente para estudo do sistema, as características da instrumentação utilizada.

2.1 Dados disponíveis em repositórios públicos

2.1.1 OGLE

Este é o levantamento onde o sistema BUL-SC33_4277 foi originalmente identificado como objeto variável. O levantamento OGLE (*Optical Gravitational Lensing Experiment*) é um projeto astronômico polonês com base na Universidade de Varsóvia e com colaboração internacional, que se iniciou em 1992 (UDALSKI et al., 1992). Atualmente o projeto se encontra na quarta fase, os dados públicos de BUL-SC33_4277 aqui analisados foram obtidos na segunda fase, entre 1996 e 2000 (OGLE-II).

O OGLE visou estimar a densidade de matéria escura na Galáxia na forma de objetos compactos via a técnica de microlentes gravitacionais. Objetos compactos são anãs brancas, estrelas de nêutrons e buracos negros e representam o estágio final da evolução estelar. Estes objetos provocam uma amplificação da luz vinda de estrelas de fundo que estejam na linha de visada. Esses eventos são chamados de microlentes gravitacionais e são relativamente raros. Para se obter uma boa taxa de detecção dezenas de campos com vários graus quadrados são observados. Isto garante a cobertura fotométrica de milhões de estrelas. Para o OGLE-II foram observados 49 campos e o objeto BUL-SC33_4277 acha-se no campo 33.

O telescópio utilizado é o refletor 1,3 m de diâmetro no observatório de Las Campanas, no Chile. As curvas de luz extraídas para ~200 mil objetos variáveis ou suspeitos de variabilidade podem ser acessadas na página do levantamento¹.

Os dados públicos correspondem à banda I_C e representam quatro anos de observações, como mostra a Fig. 2.1. O tempo total é de 1300 dias, com 270

¹ <http://ogledb.astrouw.edu.pl/~ogle/photdb/index.html>

medidas confiáveis. A cadência mediana das observações é de 2 dias, e as lacunas representam cerca de 30% da duração total, causadas pela presença do Sol na direção do bojo galáctico. Pode-se ver claramente as excursões para estados de brilho mais fraco que o valor mediano, característica típica de sistemas eclipsantes amostrados esparsamente.

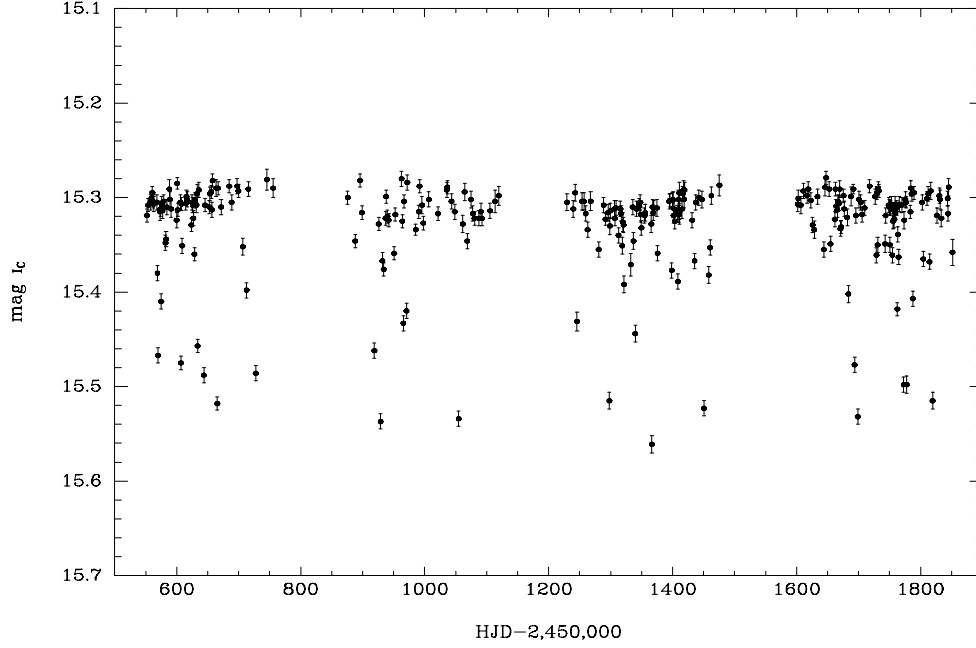


Figura 2.1 - Curva de luz do objeto BUL-SC33_4277 de acordo com os dados públicos do levantamento OGLE.

2.1.2 MACHO

O objetivo principal do projeto MACHO (*Massive Compact Halo Objects*) também é testar a hipótese de que uma fração significativa de matéria escura no halo da Via Láctea é composta por objetos como anãs marrons ou planetas. Estes objetos são conhecidos como MACHOs, do inglês *MAssive Compact Halo Objects*, ou seja, objetos compactos massivos do halo e devem provocar ocasionalmente uma amplificação da luz de estrelas extragalácticas por efeito de lente gravitacional.

As observações iniciaram em 1992 com um telescópio de 1,27 m de diâmetro no observatório de monte Stromlo, Austrália. Foram 8 anos de operação, com mais de 10 milhões de curvas de luz da região do bojo galáctico (ALCOCK et al., 2001). Entre esses dados estão as curvas de luz do objeto deste estudo, BUL-SC33_4277 (COOK et al., 1995 e WELCH, 2012). Os dados analisados compreendem 6,6 anos de duração,

com 730 medidas na banda B e 753 medidas na banda R (Fig. 2.2). A cadência é semelhante à do OGLE, da ordem de alguns dias, com lacunas que compreendem $\sim 30\%$ dos dados.

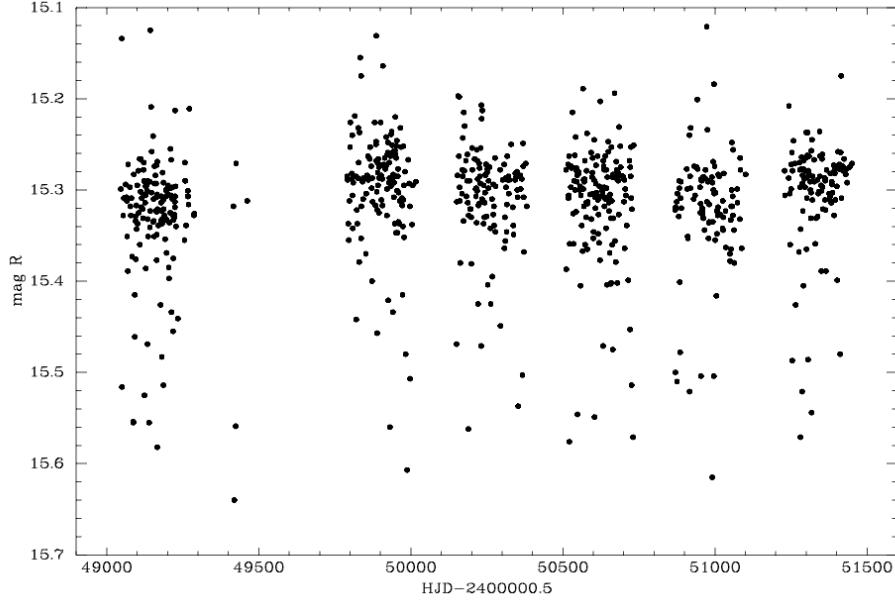


Figura 2.2 - Curva de luz do objeto BUL-SC33_4277 na banda R com dados do banco público do projeto MACHO.

2.1.3 2MASS

O projeto *Two Micron All Sky Survey* (2MASS) operou entre 1997 e 2001 cobrindo o céu todo no infravermelho próximo em três bandas, com intuito de medir o fluxo de fontes pontiformes mais brilhantes que 1 mJy. Os telescópios usados no levantamento são idênticos, e ambos têm 1,3 m de diâmetro. Um se localiza em Tucson, nos EUA, outro em La Serena, no Chile. O catálogo oferece posições e fluxos para mais de 400 milhões de estrelas e outros objetos não resolvidos (SKRUTSKIE et al., 2006). Com uma resolução espacial de $2''$ de arco, o levantamento fornece fluxos nas bandas J , H e K_S que serão usados na calibração da distribuição espectral de energia de BUL-SC33_4277 no infravermelho.

2.1.4 VVV

O *Vista Variables in the Via Lactea Survey* é o levantamento do ESO (*European Southern Observatory*) que opera na faixa do infravermelho próximo cobrindo regiões

do bojo da Via Láctea e de seções adjacentes do disco. As observações iniciaram-se em 2010 e são realizadas com um telescópio de 4 metros de diâmetro tendo produzido um catálogo de mais de um milhão de fontes pontiformes variáveis.

Um pequeno conjunto de dados na banda K_S para BUL-SC33_4277 foi extraído do banco de dados do VVV e gentilmente cedido a nós por R. Saito. As observações são importantes, na medida em que tendo um intervalo de ~ 6400 dias com relação aos dados OGLE, permitem verificar a qualidade da efeméride para o período orbital. A Fig. 2.3 mostra uma imagem RGB composta a partir dos dados em JHK $_S$ do VVV.

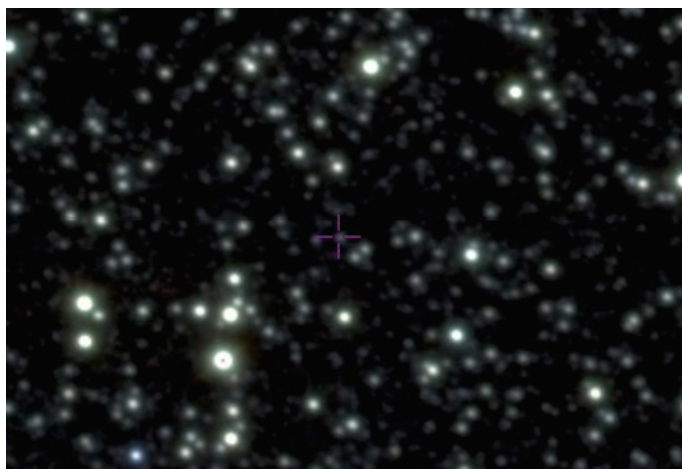


Figura 2.3 - Carta em J, H e K_S do BUL-SC33_4277 para os dados VVV. A orientação do campo é Norte para cima e Leste a direita. O campo tem cerca de $5'$ de dimensão.

2.2 Dados coletados no OPD/LNA e SOAR/LNA

Os dados foram obtidos em quatorze noites de observações realizadas no Observatório Pico dos Dias (OPD/LNA), sul de Minas Gerais, e duas noites no telescópio SOAR/LNA. Os telescópios no OPD são o Boller & Chivens (B&C) de 60 cm, o Zeiss de 60 cm e o Perkin-Elmer de 1,6 m. Basicamente, três tipos de instrumentos foram utilizados: câmaras CCD para imageamento direto, o espectrógrafo Cassegrain, e as câmaras no infravermelho CamIV e Osiris, também para imageamento direto. As combinações de detectores e instrumentos, filtros e quantidade de imagens obtidas, juntamente com as datas de observação, são mostradas na Tabela 2.1.

Tabela 2.1 - Dados fotométricos e espectroscópicos obtidos para o objeto BUL-SC33_4277

Data	Telescópio	Instrumento	Filtros	Nº de exposições
13/05/10	Zeiss	WI 301	I	393
07/07/10	Perkin-Elmer	Esp. Cass. WI 105	-	18
08/07/10	Perkin-Elmer	Esp. Cass. WI 105	-	6
22/07/10	Perkin-Elmer	CamIV	J, H e CO	125
10/08/10	B&C	WI 106	B, V, R e I	260
11/08/10	B&C	WI 106	I	283
12/08/10	B&C	WI 106	B e I	90
13/08/10	B&C	WI 106	I	31
14/08/10	B&C	WI 106	I	20
15/08/10	B&C	WI 106	I	15
25/07/11	SOAR	Osiris/SOAR	J, H e K	198

3 METODOLOGIA

Como uma parte importante dos dados sobre BUL-SC33_4277 provém de bancos públicos, neste capítulo descrevemos como esses dados foram tratados para determinar o período de recorrência dos eclipses que o sistema apresenta, além de alguns procedimentos adicionais que são necessários para a modelagem, tais quais a construção de curvas de luz em fase, para entrada ao programa Wilson-Devinney de síntese de curvas de luz de sistemas binários.

No mesmo espírito, como tanto a técnica de fotometria quanto de espectroscopia foram utilizadas na coleta de dados adicionais, descrevemos também os principais passos dos procedimentos de aquisição e tratamento desses dados.

3.1 Determinação de períodos

O objeto BUL-SC33_4277 foi identificado nos dados do levantamento OGLE-II, por meio de um programa de busca de sinais periódicos. O método foi implementado por F. Jablonski e é uma variante do método String-Length (SL) (DWORETSKY, 1983; LAFLER; KINMAN, 1965). Utiliza-se uma grade de frequências $(\nu_1, \dots, \nu_N)$ como em uma transformada de Fourier discreta (TFD). Dada uma curva de luz y_i observada em diferentes instantes t_i , onde $i = 1, \dots, N$, para cada frequência ν_j uma quantidade ϕ_{ij} , a fase, é calculada como

$$\phi_{ij} = \text{frac} [(t_i - t_0)\nu_j]. \quad (3.1)$$

Os valores de ϕ_{ij} são ordenados de forma crescente. Os y_i seguem a ordenação dos ϕ_i , e para cada frequência, calcula-se a figura de mérito (por conveniência, os índices j são omitidos):

$$Q = \frac{2N\sigma^2}{\sum_{i=1}^{N-1} [(y_{i+1} - y_i)^2 + (\phi_{i+1} - \phi_i)^2]}. \quad (3.2)$$

Com a normalização adotada, Q tem valor unitário para sinais com relação $S/R = 1$. Máximos em Q aparecem nas frequências em que haja um ordenamento significativo dos dados em fase.

Um programa escrito para o ambiente IRAF¹ permite calcular a expressão (3.2) com opções de valores iniciais e finais da grade de frequências assim como o número de frequências. Para procuras na faixa de $\nu = 0,1 d^{-1}$ até $\nu = 1 d^{-1}$ nos dados OGLE é necessário avaliar a expressão (3.2) numa grade tipicamente de 2×10^5 frequências.

¹*Image Reduction and Analysis Facility*

Aplicando o método aos dados de BUL-SC33_4277, foi encontrada inicialmente uma periodicidade corresponde a $\nu = 0,596 d^{-1}$, ou seja, $P = 1,678 d$. Na Fig. 3.1(a) é possível perceber que esse é o pico mais proeminente. No entanto, isto implicaria em um eclipse somente por órbita. Examinando com mais cuidado o diagrama de fases, vemos pequenas diferenças de profundidade e largura entre os eclipses, de modo que é mais razoável supor que o período real seja 3,355 dias, ou seja que haja dois eclipses por órbita. Esse tipo de confusão é comum de ocorrer em curvas de luz com eclipses de profundidades e larguras semelhantes. O diagrama de fases correspondente ao período de 3,355 dias é mostrado na Fig. 3.1 (b).

A Fig. 3.1 (b) exibe algumas excursões para baixo entre os eclipses, com valores menores que um décimo de magnitude. Isso pode ser indicativo de um outro sinal periódico nos dados. Assim, foram retirados dos dados originais as medidas dentro dos eclipses primário e secundário, e sobre os dados restantes aplicou-se novamente o método de busca de sinais periódicos.

A Fig. 3.1(c) mostra o pico mais proeminente na frequência de $\nu = 1,934 d^{-1}$ equivalente a uma periodicidade de 0,517 dias. O diagrama de fases desse segundo eclipse está representado na Fig. 3.1(d).

Esse interessante resultado mostra que BUL-SC33_4277 é um sistema binário de 3,355 dias de período orbital cuja curva de luz apresenta mínimos adicionais, que ocorrem a cada 0,517 dias. A seção de análise aborda a possibilidade de se tratar de um sistema triplo, de grande interesse astrofísico dada sua raridade.

3.2 Fotometria

A técnica mais adequada para a obtenção de uma série temporal do fluxo de fótons das estrelas é utilizar imagens CCD (ou de uma câmara como a CamIV) obtidas com esse tipo de detector no plano focal do telescópio. Como são obtidas simultaneamente imagens de muitos objetos durante a mesma exposição, pode-se fazer uma comparação muito acurada da *razão* entre os fluxos de diversos objetos. Sendo um procedimento diferencial, num campo de visada de apenas alguns minutos de arco, é bastante robusto com relação a efeitos que afetam simultaneamente o fluxo de todos os objetos no campo, como é o caso de passagem de nuvens.

A maneira mais simples de se estimar o fluxo das estrelas numa imagem CCD é utilizar a *extração em abertura*. Nela, define-se uma região (em geral circular) contendo n_{pix} pixels e soma-se a contribuição de todos os pixels. Vamos chamar essa

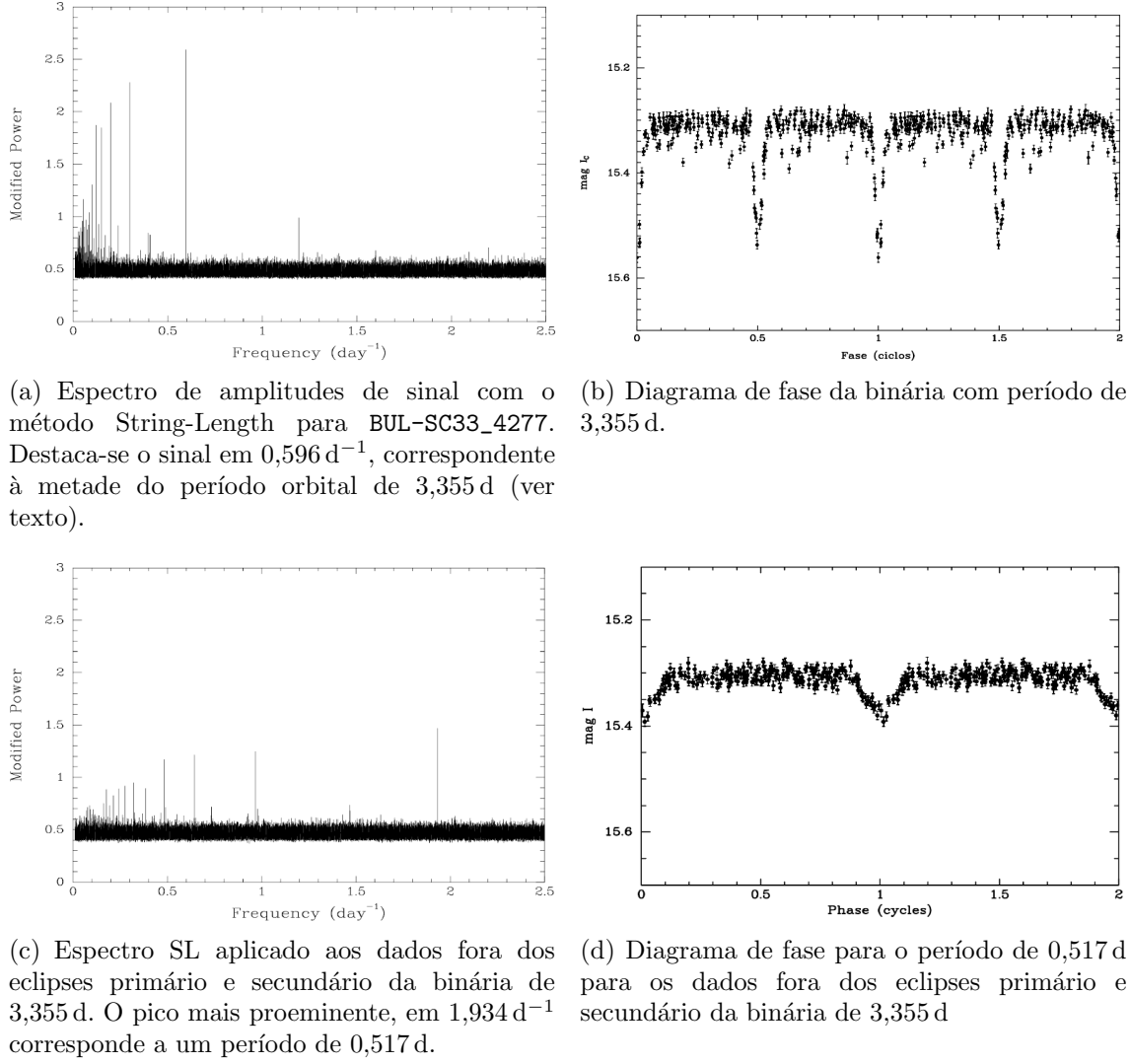


Figura 3.1 - Resultados obtidos aplicando o método SL nos dados do objeto BUL-SC33_4277 oriundos do banco de dados do OGLE-II.

contribuição de C_{F+C} , onde $F + C$ denota que dentro da abertura há contribuições da fonte e do fundo de céu. Se construirmos em torno da abertura de extração um anel contendo n_C pixels para estimar a contribuição do fundo, C_C , podemos realizar a operação

$$C'_F = C_{F+C} - C_C \frac{n_{pix}}{n_C}. \quad (3.3)$$

Aqui, C'_F enfatiza que o resultado é uma *estimativa* do fluxo. As unidades de C são *contagens* (em inglês, ADU, de *analog-to-digital units*) e estão relacionadas ao fluxo de fótons por $F_{fotons} = (CG')/\text{Área}/\text{tempo}$, onde G' é o fator de conversão, ou seja, quantos fotoelétrons estão empacotados em cada contagem detectada. O fluxo de energia, por sua vez, está relacionado com o fluxo de fótons por $F_e = h\nu F_{fotons}$.

Este pode ser expresso tanto em termos de densidade por intervalo de comprimento de onda, $[F_\lambda] = \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$ quanto de densidade por intervalo de frequência, $[F_\nu] = \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{Hz}^{-1}$.

A qualidade da medida proveniente da fotometria de abertura pode ser quantificada a partir da relação Sinal/Ruído do procedimento dado pela Eq. (3.3):

$$\frac{S}{N} = \frac{C_F}{\sqrt{C_F + n_{pix}(1 + \frac{n_{pix}}{n_C})(C_C + C_D + C_R^2 + G^2\sigma_f^2)}}, \quad (3.4)$$

onde C_D são as contagens de escuro, C_R o valor *rms* do ruído de leitura do CCD, e σ_f o valor *rms* das flutuações do *flat-field* normalizado.

Dado que os valores de fluxo podem ter uma faixa dinâmica de muitas ordens de grandeza, é conveniente utilizar-se um esquema de compressão da informação. O *sistema de magnitudes* é adequado para isso,

$$m = -2,5 \log_{10} F + \zeta, \quad (3.5)$$

onde m é a magnitude, F o fluxo medido do objeto e ζ um *ponto zero* de calibração. Na fotometria diferencial, a diferença de magnitudes de dois objetos depende somente da razão de fluxo entre eles, uma vez que o ponto zero, comum a ambos, some:

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log_{10} \left(\frac{F_1}{F_2} \right). \quad (3.6)$$

Em campos densos, o desempenho da fotometria de abertura torna-se pobre, pelo fato de que mais de uma fonte pode estar dentro da abertura e a estimativa do fundo de céu torna-se extremamente difícil. Uma solução para esses problemas é utilizar a fotometria de PSF, do inglês, *Point Spread Function* que significa função de resposta para fonte pontual.

Na fotometria de PSF, a distribuição espacial dos fótons de cada estrela no plano focal do telescópio é usada para substituir a abertura. Isso permite que até mesmo fontes com grau significativo de superposição possam ter seus fluxos determinados. O problema de estimar corretamente o nível de fundo do céu permanece, no entanto.

Neste trabalho, utilizamos o ajuste via gaussianas 2-D da ferramenta **n2gaussfit** no **STSDAS** do **IRAF** para descrever a distribuição de luz no perfil estelar. Como a taxa de fótons de um objeto com perfil gaussiano é proporcional à amplitude da gaussiana, esse valor é utilizado como F na Eq. (3.5).

Na prática a fotometria diferencial de abertura e a fotometria de PSF para o óptico foram feitas simultaneamente por meio de uma ferramenta do IRAF chamada de `chopdpsf.cl` que foi desenvolvida por Francisco Jablonski. A estimativa do nível de fundo de céu, tanto para um caso quanto para outro provém do procedimento `fitsky` do IRAF. Obter as curvas de luz por ambos os métodos de fotometria é útil para localizar possíveis falhas nos procedimentos de extração da curva de luz. No geral, a fotometria de PSF é a mais adequada para se obter as curvas de luz, especialmente em campos muito densos.

3.2.1 Redução dos dados fotométricos

Os dados fotométricos coletados nas bandas BVR_CI_C foram reduzidos utilizando as ferramentas do IRAF.

A primeira etapa da redução consiste em corrigir as imagens de efeitos provenientes do sistema óptico como um todo, do detector e da eletrônica de conversão dos sinais analógicos para sinais digitais. Diversos procedimentos são realizados antes e/ou depois das observações para corrigir ou minimizar esses efeitos.

Bias - Mesmo uma imagem com tempo de exposição muito curto, sem qualquer luz atingindo o CCD, possui contagens aleatórias provenientes da eletrônica de amplificação e conversão A/D) (analógico/digital). Essa componente costuma ser expressa em termos de valor *rms*. Em inglês, chama-se esse tipo de ruído de *read-out noise (RON)*. É comum que o estágio de eletrônica imediatamente antes do conversor A/D receba uma pequena tensão positiva constante, de tal modo que o conversor nunca precise realizar conversões de sinais negativos. Esse nível constante, mais as flutuações pixel a pixel devem ser descontados das imagens astronômicas de programa. Para a correção, realiza-se uma série de imagens (da ordem de cem) com tempo de exposição bem curto, com o obturador do CCD fechado. Combinando essas imagens via mediana, ou via média com rejeição `reject=avsigclip`² usando a ferramenta `imcombine` do IRAF pode-se obter uma boa estimativa do efeito do *bias*. Ao final, todas as imagens de programa são subtraídas deste *bias* combinado.

Dark - Este efeito difere do *bias* por ser proporcional ao tempo de integração. Os detectores CCD do OPD/LNA apresentam taxas de contagens de escuro muito baixas, de modo que nos tempos de integração tipicamente utilizados (no máximo

²`reject=avsigclip` permite rejeitar pixels com valor acima ou abaixo de um certo limiar, neste caso, $3 - \sigma$ com relação à mediana, garantindo que nenhum valor espúrio de contagens domine a estimativa final.

alguns minutos), o efeito é muito pequeno quando comparado às contagens do fundo de céu. Não aplicamos essa correção aos nossos dados.

Flat-field - A não uniformidade no tamanho dos pixels, pureza do semiconductor, variações de espessura no substrado, produzem variações de sensibilidade pixel a pixel no CCD. Para corrigir o efeito, utiliza-se uma tela fosca de refletividade alta e uniformemente iluminada por uma lâmpada incandescente de alta temperatura. As imagens precisam ser tomadas para cada filtro e devem ter contagens altas, preenchendo pelo menos a metade da capacidade dos pixels. As imagens de *flat-field* em cada filtro são subtraídas do *bias* e combinadas pela média com rejeição via `reject=avsigclip`. O resultado, normalizado por uma função suave que trace bem o valor mediano ao longo do detector é usado para *dividir* cada imagem de programa e corrigir as variações de sensibilidade. Deve-se combinar imagens em número suficiente para que as flutuações pixel a pixel da imagem de *flat-field* combinada sejam menores que 0.1%.

Com as imagens corrigidas de *bias* e *flat-field* pode-se extrair séries temporais de dados obtidos com a fotometria de abertura/PSF e realizar fotometria diferencial com elas. Baseado nas ferramentas do pacote `apphot` do IRAF, Francisco Jablonski desenvolveu a ferramenta `chcopdpsf.cl` que permite ao mesmo tempo produzir curvas de luz via fotometria diferencial de abertura e via fotometria de PSF.

3.2.2 Redução de dados fotométricos no infravermelho

Tanto o procedimento observacional ao telescópio quanto o tratamento e redução dos dados no infravermelho diferem um pouco do correspondente para imagens obtidas com detectores do tipo CCD. Na região do infravermelho não é comum se usar detectores do tipo CCD. Efeitos como o ruído térmico são bem mais pronunciados nessa região do espectro e a eficiência da transferência de carga pixel a pixel se torna bem menor.

A câmera infravermelha CamIV utiliza um arranjo do tipo HAWAII de 1024×1024 pixels, sensível na região de $0.8 - 2.5\mu\text{m}$, como detector. Ao contrário dos CCD, a leitura não utiliza transferência de cargas, e sim endereçamento direto dos pixels. Cada pixel é equivalente a um fotodiodo sob tensão de polarização reversa, e por essa razão, os detectores como o da CamIV apresentam uma particularidade quase inexistente em CCDs: a resposta a níveis progressivamente mais altos de luz é não-linear – e as características da não-linearidade precisam ser estimadas e corrigidas nas imagens de programa.

O pacote de aquisição de dados da CamIV possui um procedimento chamado `linfaz.cl` que automatiza o procedimento de estimar a correção de não linearidade. Basicamente, com o detector voltado para uma fonte de iluminação constante (o interior da cúpula fechada, no escuro), obtém-se imagens de tempos de exposição progressivamente crescentes. A partir do tempo mais curto, pode-se prever quais seriam as contagens para os tempos mais longos. A comparação entre o predito e o observado permite estimar o efeito de não linearidade. Esse efeito é estimado pixel a pixel no detector.

No estágio de redução dos dados, a primeira correção aplicada a todas as imagens (incluindo *flat-fields*) é a correção de não linearidade. Essa tarefa é realizada pelo programa `lineariza.cl`, aplicada pixel a pixel.

O fato de a corrente de escuro ser muito importante nos detectores IV, mesmo refrigerados a LN_2 , torna necessário que os procedimentos para a correção de *flat-field* e para a observação dos objetos de programa sejam diferentes daqueles utilizados para CCDs.

Para construir a imagem normalizada de *flat-field*, adotam-se os seguintes passos: Adquire-se uma sequência de imagens com a lâmpada que ilumina a tela de *flat-field* ligada, e utiliza-se tempo de integração de modo que cerca de metade do máximo sinal registrável por pixel seja obtido. A seguir, com o mesmo tempo de integração, adquire-se número igual de imagens com a lâmpada de *flat-field* desligada. As sequências são combinadas pela média (com rejeição) ou pela mediana, produzindo imagens de *flat_{on}* e *flat_{off}*. A diferença *flat_{on}* – *flat_{off}* é normalizada da mesma forma que se faz para os CCDs. O procedimento é realizado para cada banda em que se realizou as observações. Notar que esse procedimento dispensa a aquisição de imagens de *bias* ou *dark*, uma vez que todas as contribuições sistemáticas comuns se anulam no processo de subtração *flat_{on}* – *flat_{off}*.

A imagem de *flat-field* normalizado permite obter uma importante informação: quais pixels têm sensibilidade tão longe da mediana dos demais, que devem ter os valores nas imagens de programa interpolados a partir dos pixels vizinhos. Um procedimento chamado `badfaz.cl` constrói uma *máscara de pixels ruins* que é usada nessa correção.

O procedimento de observação das imagens de programa também procura minimizar os efeitos das contribuições de escuro, fundo de céu e outros efeitos sistemáticos. As imagens de programa são tomadas com a técnica de *pontilhamento* que

permite descontar o fundo de céu e qualquer contribuição aditiva às imagens. Esse procedimento consiste em deslocar o telescópio de $20 - 30''$ nas direções Leste-Oeste/Norte-Sul entre as exposições. Para o dia 19/07/2010, por exemplo, foi usado um padrão de pontilhamento em cruz, no qual são feitas 5 exposições (uma central e as demais em torno). A mediana das 5 imagens do padrão de pontilhamento, ou a mediana de um grande número de imagens de pontilhamento permitem construir uma acurada estimativa do fundo de céu.

No infravermelho, considerando a maior complexidade na combinação das imagens produzidas pelo processo de pontilhamento, apenas a fotometria diferencial de abertura foi utilizada. A extração dos fluxos em aberturas e o cálculo dos valores diferenciais são realizados por um procedimento chamado `chfcamiv.cl`. Esse programa percorre a lista de imagens de programa pontilhadas em cada filtro, produz uma imagem do fundo de céu via mediana delas, subtrai essa imagem da imagem de programa central, divide pelo *flat-field* normalizado, interpola sobre os pixels ruins e realiza a fotometria. Em seguida, avança o índice da imagem a ser reduzida em 1 e repete o procedimento até o final da sequência de imagens.

3.2.3 A calibração fotométrica

O objetivo da calibração fotométrica é transformar os dados observados em dados expressos em grandezas físicas, como fluxos em F_λ ou F_ν . Para realizá-la, pode-se modificar a Eq. (3.5) na forma

$$m_0 = -2,5 \log_{10} F - kX + \zeta. \quad (3.7)$$

Aqui, m_0 é a magnitude calibrada, fora da atmosfera. X é a massa de ar (unitária no zênite), k é o *coeficiente de extinção*, expresso em *mag*/(massa de ar) e ζ uma constante tal que Vega, por exemplo, produza $m_0 = 0$, com o fluxo na banda V sendo $F_\lambda = 3,55 \times 10^{-9} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$. Vega é um calibrador primário em diversos sistemas de medida de fluxos astrofísicos.

Notar que com esse sistema de calibração, as diferentes opções de área do telescópio, detector, óptica auxiliar, forma detalhada das bandas espectrais são todas compactadas numa só parcela, o ponto zero ζ . O coeficiente de extinção k , porém, precisa ser avaliado noite a noite, e isso pode requerer observações adicionais. Neste trabalho, nós não fizemos observações específicas para determinar os coeficientes de extinção. Em vez disso, utilizamos os coeficientes medianos de extinção para o OPD/LNA tabelados em [Jablonski et al. \(1994\)](#).

Na prática, dados os valores de k , para determinar os valores de ζ nas diferentes bandas observadas, observamos estrelas padrão do catálogo Landolt (1973) e Landolt (1992). Alguns objetos do catálogo Landolt (1973) não possuem medidas nas bandas R_C e I_C . Nesses casos, foram usados os valores do catálogo USNO-B (MONET et al., 2003)³. A tab 3.1 apresenta os valores de magnitudes para os objetos de calibração nas diferentes bandas espectrais observadas.

Tabela 3.1 - Estrelas padrões do catálogo Landolt e USNO-B1 usadas neste trabalho.

Nome	α_{2000}	δ_{2000}	B	V	R_C	I_C
114 670	22 42 09	+01 10 17	12,307 ^b	11,101 ^b	10,456 ^b	9,895 ^b
114 654	22 41 26	+01 10 11	12,489 ^b	11,833 ^b	11,465 ^b	11,124 ^b
114 656	22 41 35	+01 11 10	13,609 ^b	12,644 ^b	12,097 ^b	11,591 ^b
114 750	22 41 45	+01 12 36	11,875 ^b	11,916 ^b	11,889 ^b	11,905 ^b
114 781	22 42 01	+01 11 32	12,24 ^a	11,64 ^a	10,84 ^c	10,47 ^c
114 785	22 42 16	+01 10 29	12,71 ^a	12,13 ^a	11,66 ^c	11,39 ^c
114 790	22 42 27	+01 10 50	12,95 ^a	12,13 ^a	11,63 ^c	11,20 ^c
114 803	22 43 14	+01 08 22	13,24 ^a	12,49 ^a	11,99 ^c	11,46 ^c

Fonte:

^a Landolt (1973)

^b Landolt (1992)

^c Monet et al. (2003)

3.2.4 Distribuição Espectral de Energia

A calibração fotométrica permite que obtenhamos a distribuição espectral de energia de BUL-SC33_4277 para sete diferentes bandas que vão do óptico ao infravermelho. Para as bandas B, V, R_C e I_C a calibração provém das estrelas padrão mostradas na Tab. 3.1. Para o infravermelho, usamos estrelas do campo com magnitudes catalogadas no 2MASS. A distribuição espectral de energia *observada* é mostrada na Tab. 3.2.

³<http://www.usno.navy.mil/USNO/astrometry/optical-IR-prod/icas/the-pmm>

Tabela 3.2 - Distribuição Espectral de Energia observada para BUL-SC33_4277 nas bandas B, V, R_C, I_C, J, H e K_S.

Filtro	λ_C (μm)	mag	σ_{mag}	fonte
B	0,440	17,457	0,08	este trabalho
V	0,550	16,438	0,06	este trabalho
R _C	0,640	15,758	0,15	este trabalho
I _C	0,800	15,300	0,18	este trabalho
J	1,243	14,550	0,09	este trabalho
H	1,659	14,111	0,08	este trabalho
K _S	2,159	13,976	0,05	VVV

A luz das estrelas sofre *extinção* devido à poeira interestelar, particularmente para regiões no plano Galáctico. Localizada em $l = +3^\circ, b = -4^\circ$, BUL-SC33_4277 é particularmente afetada. A extinção interestelar no visível é representada por A_V e afeta o valor da magnitude desavermelhada, V_0 , no sentido de fazer a magnitude observada maior, $V = V_0 + A_V$. Assim, a magnitude absoluta deve ser escrita como:

$$M_V = V - A_V - 5 \log_{10}(d) + 5, \quad (3.8)$$

com d expresso em parsecs. A mesma formulação se aplica às demais bandas, com A_V sendo substituída por A_B , etc. Assim,

$$M_B = B - A_B - 5 \log_{10}(d) + 5. \quad (3.9)$$

Com as expressões 3.8 e 3.9 o excesso de cor da estrela, E_{B-V} , pode ser medido:

$$E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0, \quad (3.10)$$

onde $(B - V)_0$ é o índice de cor intrínseco.

As curvas de extinção interestelar da Galáxia na região do UV e do visível costumam ser parametrizadas em função da razão do avermelhamento total para seletivo R_V (CARDELLI et al., 1989):

$$R_V = \frac{A_V}{E(B - V)}, \quad (3.11)$$

R_V pode assumir valores que variam de 3 – 5 na Galáxia.

Na média, a distribuição de poeira no meio interestelar difuso corresponde a $R_V = 3,1$. Perto do centro da Galáxia, no entanto, essa relação tem que ser utilizada com cautela.

Sumi (2004) construiu mapas de extinção usando 48 campos do levantamento OGLE-II em V e I_C . Aquele trabalho permite duas estimativas do avermelhamento: (i) usando estrelas em caixas que contém ~ 200 estrelas (ii) usando interpolação das propriedades vizinhança ao campo BUL-SC33_4277. A estimativa (i) é mostrada no artigo de referência. Para a estimativa (ii), o autor dispõe de um conjunto de ferramentas que permitem estimar parâmetros usando a vizinhança do objeto de estudo. Para isso deve ser fornecido o campo ao qual ele pertence e as coordenadas ascensão reta e declinação. Os valores listados em Sumi (2004) e os valores encontrados por meio da ferramenta `get_EVI_RADec.pl`⁴ estão na Tab.3.3.

Tabela 3.3 - Extinção nas bandas V , I e $E(V-I)$ para o campo 33 do levantamento OGLE-II segundo a opção (i) e a ferramenta `get_EVI_RADec.pl` em (ii) (SUMI, 2004)

Descrição	$E(V-I)$	err	A_V	err	A_I	err	N_{all}	N_{RC}
(i)	0,865	0,012	1,699	0,026	0,834	0,016	203	98
(ii)	0,807	0,011	1,584	0,021	0,778	0,011	261	108

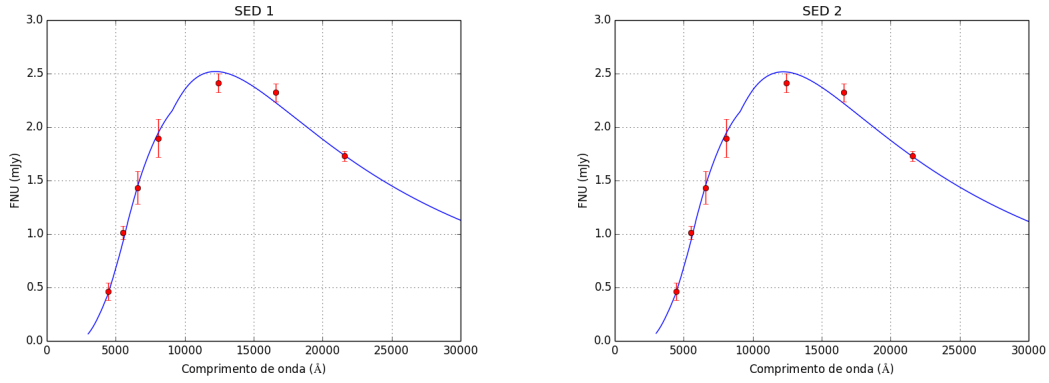
Usando a razão de avermelhamento total para seletivo $R_V = 3,1$, a forma (i) fornece $E(B-V) = 0,548$ e (ii) produz $E(B-V) = 0,511$. A diferença entre as duas estimativas vem de quantas e quais estrelas são usadas. Para a opção (i) o campo 33 usa 203 estrelas no total (N_{all}) das quais 98 estão no *red clump*(N_{RC}). Em (ii) 261 objetos vizinhos são usados (N_{all}), com 108 no *red clump*(N_{RC}). Os valores obtidos para (i) e (ii) indicam que o excesso de cor deve estar na faixa $E(B-V) = 0,51 - 0,55$.

De posse das magnitudes observadas para diferentes comprimentos de onda, um gráfico da energia emitida em função das diferentes bandas é construído. Esse gráfico é chamado de SED, do inglês, *Spectral Energy Distribution*. O próximo passo é ajustar espectros de corpos negros avermelhados à SED de BUL-SC33_4277. Para valores do excesso de cor fixados em 0,51 e 0,55, foi varrida uma grade de

⁴Disponível em <ftp://ftp.astroww.edu.pl/ogle/ogle2/extinction/>

temperaturas de corpo negro em busca do melhor ajuste à SED.

As ferramentas no pacote `synphot` no IRAF permitem facilmente submeter espectros de corpo negro a diferentes temperaturas e avermelhamentos de forma a produzir fluxos que correspondam aos valores de magnitudes observados (Tab.3.2). As SEDs de melhor ajuste, com os correspondentes valores de $E(B - V)$ e temperaturas são mostradas na Fig. 3.2. As medidas fotométricas desavermelhadas indicam que



(a) SED 1 com $E(B-V)=0,51$ e $T_{eff}=6600$ K (b) SED 2 com $E(B-V)=0,55$ e $T_{eff}=6950$ K

Figura 3.2 - SED de BUL-SC33_4277 com diferentes valores de $E(B - V)$ e T_{eff} .

BUL-SC33_4277 tem temperatura na faixa de 6600 – 6950 K. Essa estimativa não é ideal, uma vez que a aproximação da SED intrínseca por um espectro de corpo negro é relativamente grosseira. Além disso, não devemos perder de vista de que trata-se da composição de *dois* espectros (na verdade, três, mas como veremos, a luminosidade do terceiro corpo é pequena). A limitação imposta pela composição de dois espectros não é extremamente grave, pois a profundidade e largura dos eclipses da binária principal sugerem que as componentes sejam bem parecidas em termos de condições físicas. Na seção 3.4.1, veremos que a espectroscopia ajuda a restringir mais $E(B - V)$, através da utilização das linhas espectrais para definir T_{eff} .

3.3 Espectroscopia

O espectro de uma fonte celeste é a medida do fluxo (de fótons, ou de energia) em função do comprimento de onda ou frequência. Esse tipo de medida revela de forma direta propriedades físicas importantes das estrelas como temperatura, composição química e gravidade superficial. Estrelas que possuem características semelhantes são agrupadas em tipos espectrais que possuem características comuns.

Neste trabalho vamos comparar o espectro de BUL-SC33_4277 com uma biblioteca de espectros com características bem determinadas a fim de definir qual é o tipo espectral mais adequado para o objeto, e portanto, ter uma estimativa da temperatura. Como se trata de uma binária, teremos em mente que se trata na realidade de uma composição de dois espectros. Outro ponto importante a mencionar é que o *avermelhamento interestelar* modifica o contínuo espectral, de modo que a sistemática mais adequada é tentar determinar as combinações de temperatura efetiva e avermelhamento que melhor descrevam as observações.

A Tab. 2.1 resume as características das observações espectroscópicas. Essa observações foram realizadas no OPD/LNA com o telescópio de 1,6-m e o espectrógrafo Cassegrain. Como o objeto é relativamente fraco, foi usada a rede de difração de 300 linhas/mm. Essa rede tem *blaze* em $6400 \text{ \AA}$ e o comprimento de onda central dos espectros é $\sim 5800 \text{ \AA}$. O detector utilizado foi o WI 105 que tem 2048×2048 pixels de $13,5 \mu\text{m} \times 13,5 \mu\text{m}$.

O valor da dispersão produzida para essa configuração de rede e detector é de $2,56 \text{ \AA/pixel}$. A cobertura espectral é de $\sim 5250 \text{ \AA}$, de $3175 \text{ \AA}$ até $8425 \text{ \AA}$. Na prática, utilizamos uma faixa menor, uma vez que a sensibilidade do detector e extinção atmosférica limitam o extremo azul. No lado vermelho, a presença de franjas de interferência também limita a parte mais extrema. As diferentes combinações de dispersão, faixa espectral e sensibilidade pode ser acessadas na página do OPD/LNA⁵ para distintas opções de telescópio, redes e detectores.

Nós estimamos a resolução espectral dos dados utilizando as linhas espectrais da lâmpada de calibração em comprimento de onda. Como essas linhas tem largura à meia altura de aproximadamente três pixels, a resolução espectral resultante é de três vezes a dispersão: $\sim 7,7 \text{ \AA}$.

Com essa resolução não se pode medir as velocidade radiais das componentes da binária. Tomemos como exemplo uma semi-amplitude de velocidade radial $\Delta v \sim 100 \text{ km/s}$, ou seja, $\frac{\Delta v}{c} = 0,000333$. Para a linha $H\alpha$, teríamos um deslocamento de $\Delta\lambda = 0,000333 \times 6563 = 2,19 \text{ \AA}$, bastante difícil de medir face à resolução espectral de $\sim 7,68 \text{ \AA}$.

⁵http://www.lna.br/opd/instrum/cassegr/calc_cass.html

3.3.1 Redução dos dados espectroscópicos

As observações espectroscópicas consistem de imagens com os espectros do objeto-alvo, mais imagens auxiliares como aquelas contendo espectros da lâmpada de calibração em comprimento de onda, imagens com espectros da lâmpada de flat-field, espectros de estrelas padrão além de imagens para a correção do *bias*. Assim como na fotometria, as imagens de bias devem ser combinadas produzindo uma imagem média (com rejeição via `avsigclip`) que deve ser subtraída de todas as demais imagens. As imagens de flat-field também são combinadas e normalizadas conforme fizemos na fotometria. Aqui, a normalização se dá pelo ajuste de uma função suave ao longo do eixo de dispersão da imagem combinada. As imagens de programa (objeto e estrelas padrão) são divididas pela imagem de flat-field normalizado.

Um fato particular da espectroscopia é que as imagens de flat-field têm variação muito grande das contagens ao longo do espectro, sendo que a parte azul é sempre menos exposta. Esse efeito é uma combinação da resposta do detector e características da rede de difração. Pode-se obter uma descrição suave bem satisfatória para fins de normalização, utilizando-se a ferramenta `boxcar` que calcula uma média 2D deslizando sobre a imagem combinada de flat-field. As dimensões da caixa podem ser ajustadas separadamente em x e y . Como as franjas nas imagens de flat-fields são mais pronunciadas na região vermelha do que no azul, dois tamanhos de caixa foram utilizados no `boxcar` a fim conseguir a melhor normalização.

Além da correção de bias e flat-fields, as imagens dos espectros passam também por um crivo para detectar e eliminar raios cósmicos. Esse efeito é comum em imagens de tempo de exposição longo. Para a correção de raios cósmicos utilizamos a ferramenta `lacosmic_im` que usa um algoritmo robusto de rejeição e substituição de raios cósmicos baseado na detecção de bordas abruptas (DOKKUM, 2001). A ferramenta é comumente usada nos dados do William Herschel Telescope (WHT) e Hubble Space Telescope (HST) e está disponível na internet⁶. Foram feitos vários testes para se chegar aos melhores parâmetros de entrada da ferramenta que não prejudicassem a integridade dos dados.

3.3.2 Extração dos espectros

Aplicadas as correções preparatórias às imagens, pode-se realizar a extração dos espectros. Essa etapa da redução foi realizada com a ferramenta `apall` do pacote `apextract`. Indica-se a posição do perfil espacial e a dimensão da abertura da

⁶<http://www.astro.yale.edu/dokkum/lacosmic/>

extração para o objeto alvo, assim como as regiões para estimar o fundo de céu. O pacote `apall` segue precisamente a posição espacial do perfil estelar ao longo da direção de dispersão. A Fig. 3.3 mostra o campo de BUL-SC33_4277 com a caixa vermelha representando aproximadamente a fenda de entrada do espectrógrafo.

Após a extração os espectros devem ser calibrados em comprimento de onda e fluxo. Para a calibração em comprimento de onda usamos os espectros das lâmpadas Hélio-Argônio. Os espectros das lâmpadas são extraídos e projetados sobre o espectro do objeto. A medida que identificamos as linhas da lâmpada estamos calibrando o espectro do objeto em comprimento de onda. É necessário identificar em λ algumas linhas proeminentes que são facilmente identificáveis. A ferramenta `identify` permite fazer isso de uma forma rápida e eficiente. Ferramentas auxiliares `refspec` e `dispcor` permitem aplicar as calibrações ponderadas aos espectros de programa. As observações foram realizadas de tal modo que observava-se a lâmpada de He-Ar uma vez a cada três exposições do objeto alvo ou objeto padrão.

Para a calibração em fluxo dos espectros, observa-se estrelas padrão espectrofotométricas. Embora em termos de fluxo *absoluto* essa operação seja muito delicada e sujeita a várias fontes de erro, os valores *relativos* ao longo de λ são menos afetados por erros. É desses valores relativos que necessitamos para fazer uma comparação das propriedades do contínuo estelar com a biblioteca de espectros calibrados. As ferramentas `sensfunc` e `calib` permitem realizar esta calibração. Em nossa calibração, a dispersão da função sensibilidade na faixa de 3300 – 7800 Å é $< 9\%$.

Para melhorar a relação sinal/ruído dos dados, os espectros individuais podem ser combinados em um espectro único do objeto. Essa etapa da redução está representada pela terceira imagem da Fig. 3.3.

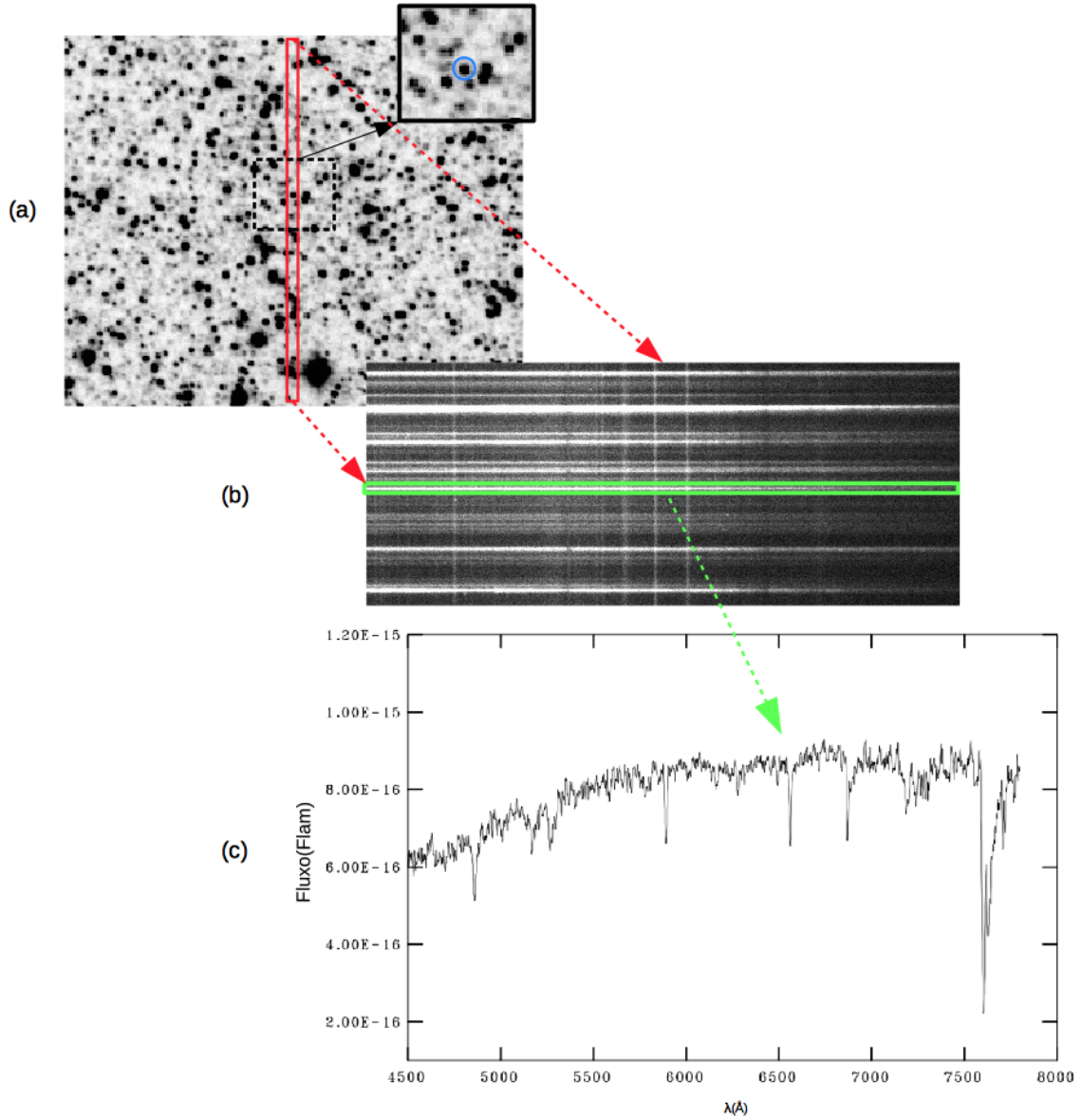


Figura 3.3 - Ilustração simplificada da espectroscopia de BUL-SC33_4277. O primeiro quadro mostra o campo em torno do objeto, que está sinalizado por um círculo azul na região ampliada. O retângulo em vermelho representa a posição e área da fenda. Toda a luz coletada por ela no plano focal é colimada em direção à rede de difração, dispersada e finalmente reimageada no detector CCD, como na segunda figura. A região verde destaca a abertura de extração para o objeto alvo. Extraíndo o fluxo dessa região, subtraindo o fundo de céu, corrigindo em comprimento de onda e fluxo obtemos o espectro do objeto como mostra a terceira parte da figura.

ID do espectro	Tipo espectral e classe de luminosidade
1-45	O5-M6 V
46-59	B2-K3 IV
60-105	O8-M10 III
106-113	B2-M3 II
114-131	B0-M2 I

Tabela 3.4 - Livraria espectral Pickles.

Fonte: [Pickles \(1998\)](#)

3.4 Caracterização do tipo espectral do BUL-SC33_4277

O espectro combinado de BUL-SC33_4277 possui relação sinal/ruído ~ 37 em $5000 \text{ \AA}$, o que é suficiente para a comparação com bibliotecas de espectros conhecidos. A biblioteca utilizada para fazer essa comparação foi a de Pickles ([PICKLES, 1998](#)) que está disponível no banco de dados do STSDAS/IRAF e pode ser acessada pelas ferramentas do pacote `synphot`. O `synphot` é bastante versátil: pode sintetizar espectros, realizar fotometria sintética num grande número de bandas e aplicar operações como deslocar para o vermelho e avermelhar espectros como se estivessem sendo colocados a diferentes distâncias dentro da Galáxia.

As bibliotecas no STSDAS/IRAF consistem de catálogos de fluxo estelar versus comprimento de onda. Algumas, como [Bruzual e Charlot \(1993\)](#) ou [Kurucz \(1995\)](#) fornecem espectros teóricos, com várias resoluções. A biblioteca de Pickles simplifica a comparação que queremos realizar, pois possui uma resolução comparável à dos nossos dados. Estão disponíveis 131 espectros calibrados em fluxo que abrangem uma gama de tipos espectrais, classes de luminosidade e abundâncias químicas, componentes gigantes de tipo G-K, anãs F-K ricas e pobres em metais (Ver Tab. 3.4). Os espectros dessa biblioteca provêm de diversas origens e cobrem a faixa de $1150 \text{ \AA}$ a $25000 \text{ \AA}$ com intervalo de amostragem de $5 \text{ \AA}$. A comparação entre o espectro observado e os espectros da biblioteca foi feita por meio de um *script* simples que aplica um avermelhamento ao espectro da estrela padrão e o exibe em um gráfico junto com o espectro observado. Além de permitir a comparação visual entre os espectros, a ferramenta calcula a soma χ :

$$\chi = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \frac{O_i - EP_i}{O_i}, \quad (3.12)$$

onde O é o fluxo do espectro observado e EP é o espectro da estrela padrão. Os termos individuais em cada i referem-se sempre ao mesmo comprimento de onda. A razão para não se utilizar uma figura de mérito com o χ^2 , é que a forma da equação (3.12) permite avaliar finamente se a diferença entre o observado e o calculado é por falta ou por excesso. No caso do χ^2 , essa informação é perdida.

Além disso, não sendo quadrático, o indicador é menos sensível a *outliers*, ou a regiões muito localizadas. No caso do nosso espectro, por exemplo, sabemos que o dubleto do NaI em 5889-5896 Å não é adequado para comparações que visem determinação de tipo espectral, uma vez que pode haver substancial contribuição de absorção no MI para essas linhas. A figura de mérito χ é menos sensível a esse efeito.

A região usada para a comparação vai de 4000 Å a 6750 Å. Em comprimentos de ondas maiores aparecem as bandas B do O₂ em ~ 6850 Å, a banda de H₂O em ~ 7200 Å, e a banda A do O₂ em 7590 Å, que devem ser evitadas.

3.4.1 Identificação do tipo espectral

Espectros obtidos em duas datas consecutivas foram coletados e reduzidos conforme os procedimentos das seções 3.3.1 e 3.3.2. Para melhorar a relação sinal/ruído, foram combinados em um único. Este espectro foi comparado com espectros de estrelas do catálogo de Pickles (1998) conforme descrevemos na seção 3.4.

Para uma primeira análise, utilizamos $E(B - V) = 0,55$ para a região de BUL-SC33_4277. Este valor está de acordo com o que encontramos na seção 3.2.4 e é consistente com o valor encontrado por Gonzalez et al. (2012) para a região do objeto. Os espectros do catálogo são avermelhados usando o *synphot* e comparados com o espectro de BUL-SC33_4277. A figura de mérito χ da Eq. (3.12) é usada para quantificar a qualidade do ajuste. O resultado é apresentado na Tab. 3.5.

A presença das *linhas espectrais* é muito útil para estreitar a classificação do objeto. Estrelas do tipo A possuem linhas de hidrogênio bem mais profundas do que as linhas do espectro observado, indicando que esse tipo de espectro não é adequado. Para estrelas G, ocorre também um claro desajuste, porém no sentido de que as linhas de hidrogênio de BUL-SC33_4277 são mais fracas do que as do tipo G. Além disso, as linhas de ferro nas estrelas do tipo G são mais proeminentes do que o observado. A Fig. 3.4 ilustra ambos os ajustes.

Assim, temos uma boa indicação de que o tipo espectral mais adequado é

Tabela 3.5 - Comparação do espectro observado com espectros da biblioteca de [Pickles \(1998\)](#), usando $E(B - V) = 0,55$ e o comprimento de onda de normalização em $5500\text{\AA}$.

Tipo Espectral	Metalicidade	T_{eff}	χ	Padrão
A5V	solar	8492	-4,939	pickles_uk_12
A7V	solar	8054	-5,353	pickles_uk_13
F0V	solar	7211	-4,22	pickles_uk_14
F2V	solar	6776	-2,431	pickles_uk_15
F5V	solar	6531	-2,49	pickles_uk_16
F5V	baixa	6607	-2,576	pickles_uk_17
F6V	solar	6281	-2,479	pickles_uk_18
F8V	solar	6039	-1,976	pickles_uk_20
F8V	baixa	6138	-2,043	pickles_uk_21
F8V	rico	6039	-1,632	pickles_uk_22
G0V	solar	5808	-1,629	pickles_uk_23

intermediário, ou seja, tipo F. Além da profundidade das linhas dessas estrelas serem consistentes com as de BUL-SC33_4277, as estrelas de tipo F apresentam os menores valores de χ (Tab. 3.5), particularmente as de tipo F8V. Definido assim um tipo espectral compatível com objeto, a próxima etapa da análise consiste em refinar o valor do avermelhamento a partir da espectroscopia.

Como sugerem [Gonzalez et al. \(2012\)](#) e os valores calculados no levantamento OGLE-II ([SUMI, 2004](#)) da seção 3.2.4, o valor de $E(B - V)$ deve estar na faixa $0,50 - 0,55$. Valores de $E(B - V) = 0,5$ ajustam bem a região de $5500 - 6750\text{\AA}$. Porém para a região de $4000 - 5500\text{\AA}$, o objeto de catálogo é sistematicamente mais brilhante que os dados. Para $E(B - V) = 0,55$ a situação é inversa: ajusta bem a região azul, mas não a vermelha. A Fig. 3.5 ilustra esses ajustes.

Com isso, o melhor compromisso para o excesso de cor é o valor intermediário dentro da faixa inicial. O valor $E(B - V) = 0,525$ representa o melhor ajuste do espectro de catálogo ao dados, tendo $5500\text{\AA}$ como comprimento de onda de referência para a normalização. Para um $R_V = 3,1$ na equação 3.11, a extinção interestelar no visível vale $A_V = 1,6275^7$.

Testamos também espectros que possuíssem metalicidades diferentes. A padrão pickles_uk_20 tem metalicidade do tipo solar $[Fe/H] = 0$ e pickles_uk_22 é rica

⁷Por completeza, é interessante mencionar que o parâmetro `ebmv` no programa `calcspec` do `synphot` utiliza a lei de avermelhamento de ([SEATON, 1979](#)), que correspondente a $R_V = 3.2$. Os resultados desta seção não são significativamente modificados com essa consideração.

em metais, $[Fe/H] = +0,2$. A comparação dos correspondentes espectros com BUL-SC33_4277 é mostrada na Fig. 3.6. No espectro observado as linhas de Fe próximas a 4302 Å e 5168 Å são bem pronunciadas, assim com na padrão pickles_uk_22, indicando que BUL-SC33_4277 pode ter metalicidade um pouco maior que a metalicidade solar.

Uma estimativa da distância à qual o objeto se encontra pode ser realizada supondo-se luminosidades iguais para as componentes. Considere a magnitude absoluta na banda K_S de uma estrela F8 da sequência principal como sendo $+2,72$ (PECAUT; MAMAJEK, 2013). Para $A_V = 1,6275$ e $\frac{A_K}{A_V} = 0,112$ (RIEKE; LEBOWSKY, 1985), a magnitude aparente em K_S para uma componente é $13,976+0.752$ mag, e a distância é $10^{(14,729-2,72-0,182+5)/5} \sim 2,3$ kpc. Ou seja, BUL-SC33_4277 está a uma distância menor que um terço da distância entre Sol e o centro da Galáxia ($\sim 8,3$ kpc).

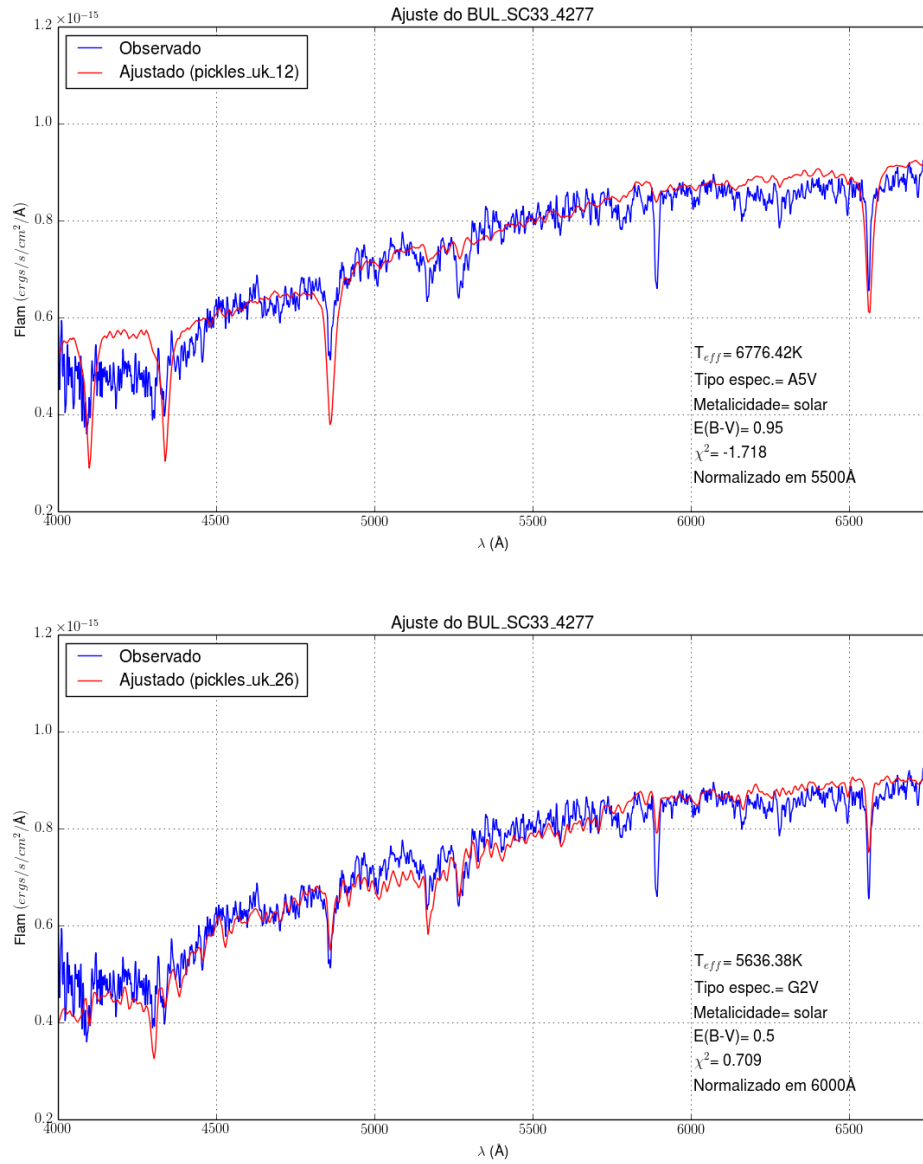


Figura 3.4 - Para ser compatível com o tipo espectral A o espectro observado deveria ter linhas de hidrogênio mais profundas enquanto que as linhas de ferro deveriam ser mais intensas. Para o espectro observado ser do tipo G, as linhas de hidrogênio não deveriam ser tão profundas para um excesso de cor maior que 0,5. Ambos os tipos espectrais são inconsistentes com as observações de BUL-SC33_4277.

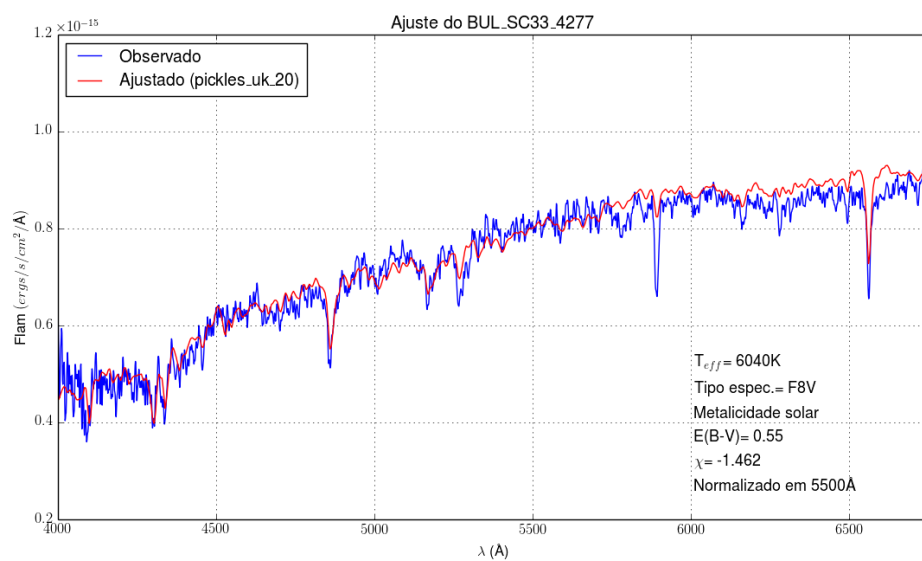
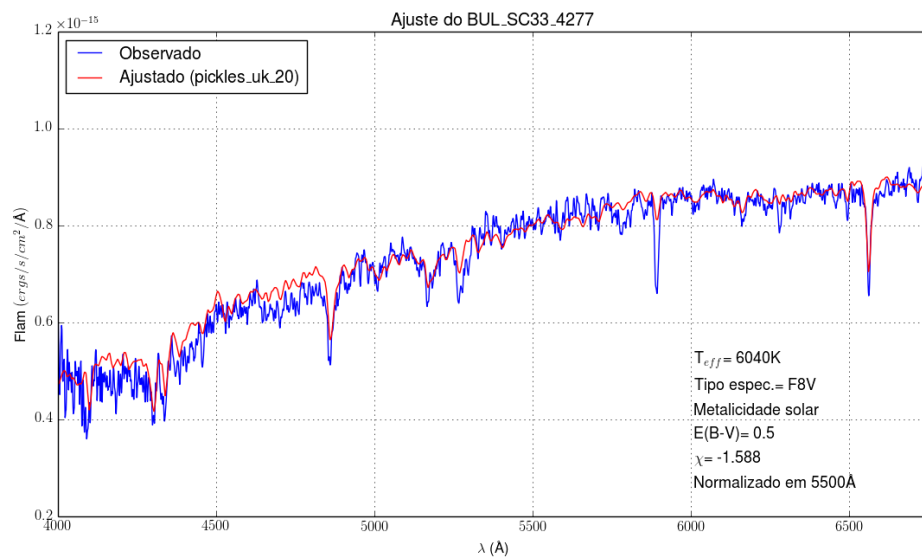


Figura 3.5 - Ajuste espectral do objeto BUL-SC33_4277 para diferentes valores de $E(B - V)$. Usamos a padrão pickles_uk_20 com valores de $E(B - V)=0,5$ e $E(B - V)=0,55$ respectivamente.

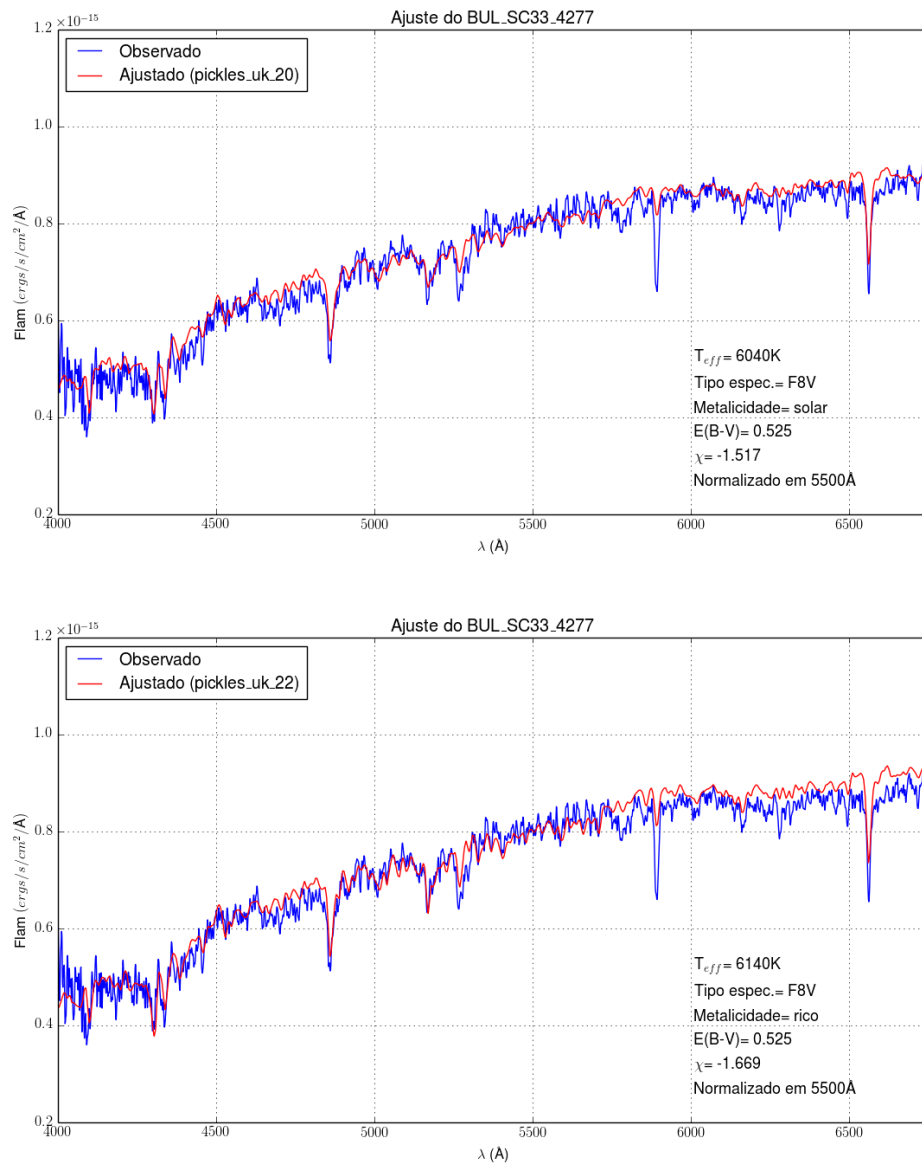


Figura 3.6 - Ajuste espectral do objeto BUL-SC33_4277 para diferentes metalicidades. O primeiro ajuste é referente ao ajuste feito com a padrão pickles_uk_20 e o segundo com a padrão pickles_uk_22. Algumas linhas de Fe são melhor ajustadas com a padrão pickles_uk_22 indicando que o BUL-SC33_4277 pode ter uma metalicidade maior do que a solar (pickles_uk_20).

4 ANÁLISE E RESULTADOS

4.1 Alinhamento accidental?

BUL-SC33_4277 encontra-se na região do centro Galáctico, onde a densidade de objetos é grande, sendo natural questionar sobre a possibilidade de alinhamento accidental da binária de 3,355 dias de período com algum outro sistema na linha de visada. Possibilidades desse tipo são investigadas no contexto de sistemas descobertos pelo satélite Kepler por [Torres et al. \(2011\)](#). Nós examinamos as características da PSF (*Point spread function*) tanto do objeto BUL-SC33_4277 quanto de objetos bem isolados próximos, na tentativa de verificar a presença de alguma superposição. A Fig. 4.1 ilustra os resultados, usando dados da CamIV na banda H com FWHM=0,86". A Fig. 4.1 (b) não apresenta nenhuma

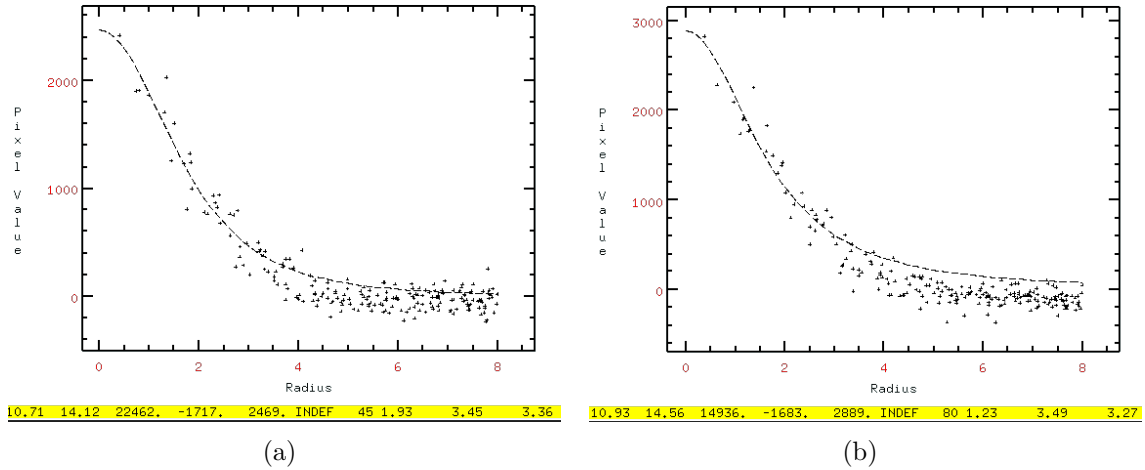


Figura 4.1 - Em (a) tem-se a PSF de um objeto isolado no campo, e em (b) a PSF do objeto de estudo: BUL-SC33_4277.

contaminação evidente no seu perfil radial da mesma forma que um objeto bem isolado no campo como a Fig. 4.1 (a). Pode-se estimar o efeito de uma possível contaminação à distâncias da ordem de FWHM, com a seguinte sistemática. Adiciona-se um perfil estelar artificial de mesma amplitude que a do objeto de estudo às suas proximidades. Nessa situação o perfil radial mostra claramente a contaminação, até mesmo à distância de FWHM/2. Para uma amplitude de 50%, a contaminação ainda é perfeitamente discernível. Apenas quando a amplitude é de $\sim 10\%$ a contaminação torna-se difícil de ser visualizada. Naturalmente, para distâncias maiores que FWHM, esse limite diminui. Em termos de magnitude de

um objeto contaminante, o nível de 10% traduz-se em $H \sim 16.5$. Para $l = +3^\circ$ e $b = -4^\circ$, as contagens cumulativas até $H = 16,5$ são de ~ 200 mil estrelas/grau quadrado (POLIDO, 2013). Sendo assim, simulamos uma distribuição aleatória de estrelas com essa densidade, e contamos as ocorrências de superposição de objetos a uma distância de até $\text{FWHM}/2$. A probabilidade de ocorrência de tais eventos é $3 - 6 \times 10^{-5}$.

As imagens obtidas com a câmara Osiris no telescópio SOAR (Fig. 4.2) corroboram a hipótese de que o alinhamento accidental seja improvável. Enquanto as imagens em J de objetos vizinhos bem isolados possuem um valor médio de FWHM de $0,830'' \pm 0,018''$, BUL-SC33_4277 apresenta FWHM de $0,828''$, o que indica contaminação a nível menor do que 6%.

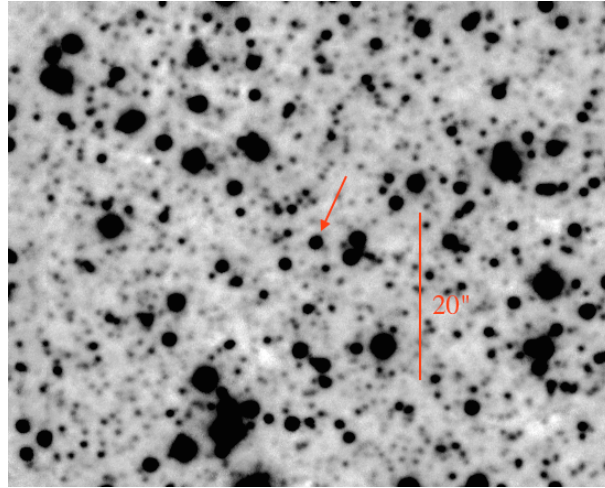


Figura 4.2 - Imagem do BUL-SC33_4277 com a câmara Osiris no telescópio SOAR. A orientação é Norte para cima e Leste para a esquerda.

A possibilidade de alinhamento accidental poderia ser completamente descartada através da detecção de assinaturas na curva de luz, envolvendo configurações especiais das três componentes. Estas podem ser facilmente separadas da superposição pura e simples de curvas de luz de dois sistemas independentes.

Um exemplo é o de mínimos de $0,517$ d durante o eclipse secundário do par principal como mostra a Fig. 4.3 (b). Nessa situação, não se deve observar qualquer indício do eclipse de $0,517$ d, enquanto que, se for uma superposição accidental, o eclipse secundário teria sua profundidade aumentada em $0,06$ mag.

Outra maneira de verificar a presença de componentes potencialmente capazes

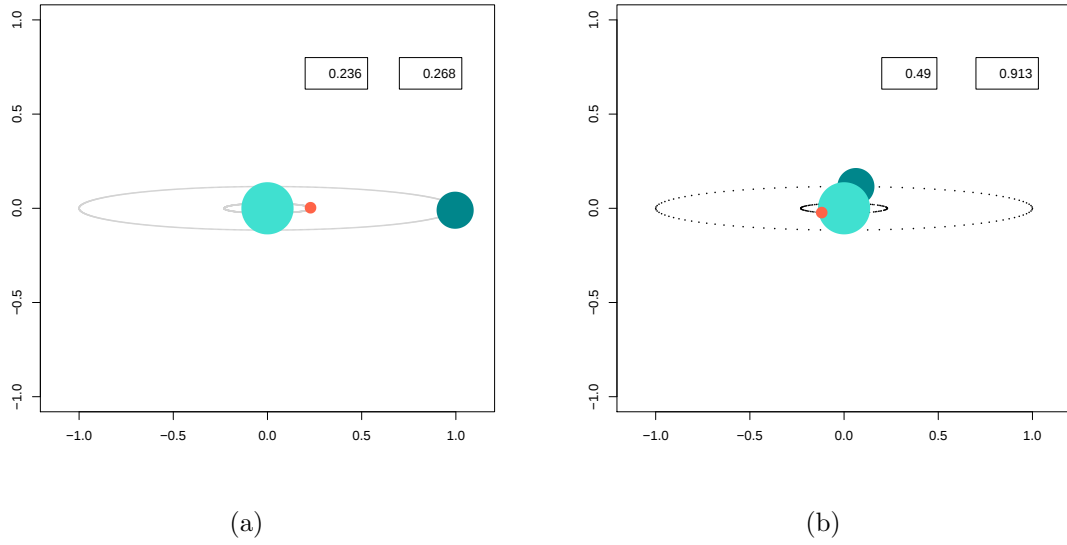


Figura 4.3 - Representação de BUL-SC33_4277 em diferentes fases. As fases estão indicadas nos quadros superiores de cada figura. O primeiro quadro mostra a fase da binária AB e o segundo para a binária AC.

de contribuir com fluxo suficiente para produzir os eclipses de 0,517d por superposição fortuita, seria a realização de imageamento de alta resolução, que serviria para descartar a presença de objetos mais brilhantes que 6% do fluxo de BUL-SC33_4277 a limites bem menores que $\text{FWHM}/2$ (imagem SOAR) = 0,41".

4.2 Programa Wilson-Devinney

O artigo em que o célebre código Wilson-Devinney é apresentado (WILSON; DEVINNEY, 1971) tem mais de 1700 citações atualmente. O programa é capaz de gerar curvas de luz sintéticas de sistemas binários eclipsantes levando em consideração relações como as discutidas na seção 1.4, bem como relações referentes a condições físicas mais específicas como o potencial gravitacional de Roche e modelos de atmosfera estelar para as componentes. De uma maneira geral, o programa consiste de um gerador de curvas de luz ou de velocidades radiais chamado LC (*light curves*) e de um programa de correções diferenciais DC (*differential corrections*) que usa mínimos quadrados para ajustar parâmetros.

Nesse trabalho apenas o programa LC é utilizado. Seu código está escrito em Fortran 77 e requer um arquivo de entrada específico para funcionar. A cada execução

do programa uma curva de luz sintética é gerada. A versão utilizada desse código é a de 2004.

O arquivo de entrada do programa requer valores iniciais de temperaturas das componentes, razão de massas, e potenciais generalizados (que produzem o tamanho e forma das estrelas). Outras informações a respeito da geometria do sistema também são necessárias, como a inclinação e o tipo de sistema binário quanto ao lóbulo de Roche. Os parâmetros de entrada incluem ainda grandezas mais sutis, como os coeficientes de escurecimento de bordo, de escurecimento por gravidade e albedos. Neste trabalho, utilizamos as formas mais simples: o escurecimento de bordo linear, e albedos de 0,5 para todas as componentes. Por se tratar de estrelas quase esféricas, o escurecimento por gravidade não produz efeitos mensuráveis.

De uma maneira geral, o programa LC apenas gera uma curva de luz de acordo com os parâmetros fornecidos pelo usuário. O quão semelhante é essa curva de luz sintética em relação aos dados observados não faz parte do código WD. Para essa etapa do trabalho utilizamos dois algoritmos de otimização distintos, que serão apresentados na seção 4.3.

O programa WD e manuais de utilização estão disponíveis na internet via Universidade da Flórida onde o autor é professor emérito¹.

4.3 Ajuste das curvas de luz

Considerando todos os dados disponíveis, BUL-SC33_4277 possui curvas de luz em cinco bandas fotométricas: B, R_C , I_C , J e K_S . Na análise dos dados, usamos o código WD para ajustar curvas de luz sintéticas às curvas de luz observadas.

Procedimentos como a Cadeia de Markov com Monte Carlo (CMMC), e *Nested Sampling* (NS) permitem encontrar não apenas o valor modal como também a forma da distribuição de probabilidade dos parâmetros de um modelo. Para a análise deste trabalho, utilizamos o código WD como função otimizadora nos procedimentos CMMC e NS.

Em ambos os casos, é usada uma abordagem probabilística para a determinação dos parâmetros. Nesse caso, referimos-nos à distribuição de probabilidade final (ou *a posteriori*) de um parâmetro, expressando-a na forma:

¹<ftp://ftp.astro.ufl.edu/pub/wilson/>

$$P(\theta|D) \propto P(D|\theta) \times P(\theta), \quad (4.1)$$

onde D representa o conjunto de dados e θ o conjunto de parâmetros. $P(D|\theta)$ é a chamada *verossimilhança* dos dados face aos parâmetros usados para modelá-los. $P(\theta)$ representa nosso conhecimento *a priori* sobre como os parâmetros são distribuídos. Se não soubermos nada sobre eles atribuímos um valor constante a $P(\theta)$. Nesse caso, a equação (4.1) torna-se:

$$P(\theta|D) \propto P(D|\theta), \quad (4.2)$$

A verossimilhança é comumente representada por $\mathcal{L} \equiv P(D|\theta)$ e $\mathcal{L} \propto e^{-\frac{1}{2}\chi^2}$ quando os dados são independentes e normalmente distribuídos. χ^2 é definido na forma usual:

$$\chi^2 = \sum_{k=1}^N \frac{(D_k - M(\theta)_k)^2}{\sigma_k^2}. \quad (4.3)$$

O modelo é representado por $M(\theta)$ com θ sendo os parâmetros. O conjunto de dados D_k e as incertezas σ_k tem índices de $k = 1, \dots, N$. O conjunto de parâmetros que melhor descreve os dados é o que maximiza a verossimilhança $\mathcal{L}$. Isso é equivalente a procurar uma solução que minimize o χ^2 .

Assim, o programa de síntese de curvas de binárias eclipsantes, o código WD, representa o modelo $M(\theta)$. O conjunto mínimo de parâmetros para representar uma curva de luz consiste das temperaturas das estrelas T_1 e T_2 , dos potenciais adimensionais Ω_1 e Ω_2 , a inclinação orbital i e a razão de massas q . A seguir, esquematizamos como os métodos funcionam e quais são suas vantagens e desvantagens.

Cadeias de Markov com Monte Carlo (CMMC)

Uma maneira engenhosa de acessar a localização (dada pela moda) da probabilidade à posteriori dos parâmetros $P(\theta|D)$, equação (4.1), independentemente de sua complexidade e dimensionalidade é dada pelo algoritmo de [Metropolis et al. \(1953\)](#). O único requisito para seu funcionamento é que a transição de um ponto para outro no espaço de parâmetros dependa apenas da configuração imediatamente anterior. Em vez de utilizar a probabilidade das configurações em si, o método usa a razão de probabilidades entre estados subsequentes ([GILKS et al., 1996](#)).

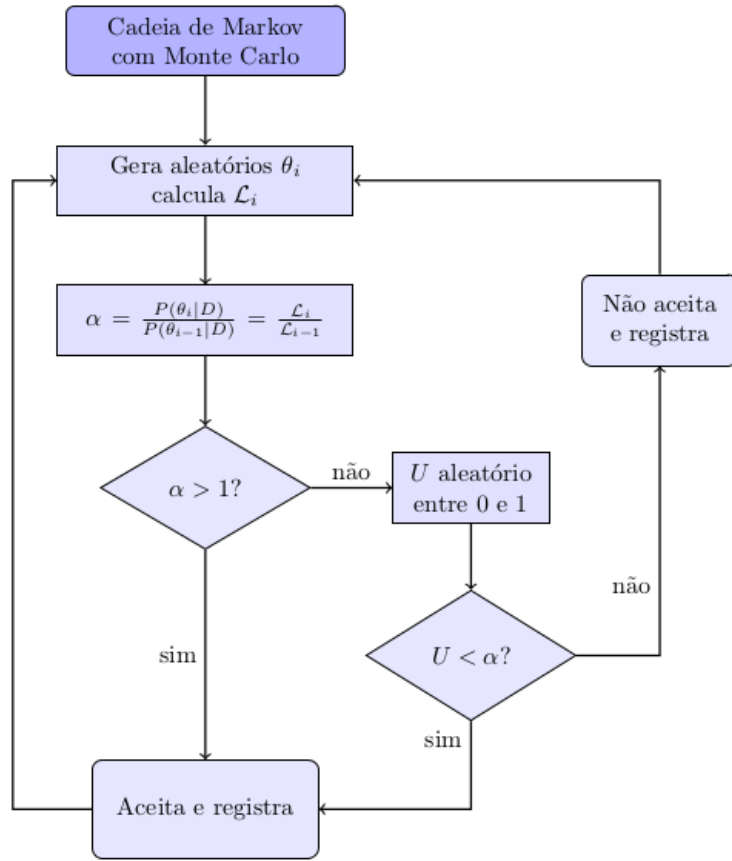


Figura 4.4 - Fluxograma para o algoritmo CMMC. Os valores de θ a cada iteração (com ou sem aceitação da transição proposta) são registrados e a distribuição dos parâmetros pode ser examinada via histogramas.

A sequência de estados θ produz uma *Cadeia de Markov*, que tende assintoticamente à real distribuição dos parâmetros, $P(\theta|D)$. Existem várias formas de propor-se novos valores de θ para a cada passo do algoritmo. A mais comum é usar um esquema em que as propostas que são centradas nos valores imediatamente anteriores e o alcance da proposta tem a forma de uma gaussiana multidimensional.

O método produz uma distribuição de parâmetros que permite estimar a localização e o espalhamento em torno dela. Porém, para produzir amostragem adequada da distribuição dos parâmetros são necessárias $\sim 10^5$ iterações do algoritmo. No caso do código WD, isto pode demandar dias de cálculo em uma máquina de pequeno porte. A figura 4.4 ilustra o algoritmo das CMMC testado inicialmente apenas nos dados do OGLE.

Basicamente, o algoritmo segue os seguintes passos:

- a) Um valor é escolhido aleatoriamente no espaço de parâmetros θ_i e a verossimilhança $\mathcal{L}_i$ é calculada.
- b) A cada passo, calcula-se, $\alpha = \frac{\mathcal{L}_i}{\mathcal{L}_{i-1}}$, com θ_{i-1} sendo o estado anterior no espaço dos parâmetros.
- c) Se $\alpha > 1$ a verossimilhança da nova proposta de parâmetros é maior que a da configuração anterior, então os novos valores propostos para θ são aceitos e registrados.
- d) Caso contrário, $\alpha < 1$, lança-se um número aleatório uniforme U entre 0 e 1. Caso $U < \alpha$, o novo estado é aceito e registrado. Se não, registra-se os parâmetros antigos e continua-se no estado anterior.
- e) Volta ao passo (a).

Na prática, procura-se sintonizar a distância das propostas de novos θ de modo que a taxa de aceitações esteja na faixa de 30 – 40%. As distribuições marginais (histogramas) de cada parâmetro específico na cadeia de passos permitem obter-se a localização (moda, ou mediana) de cada distribuição. O espalhamento em torno da localização permite estimar a incerteza no parâmetro.

A Fig. 4.5 mostra as densidades conjuntas de probabilidades dos parâmetros dois a dois (painéis inferiores), com os histogramas da distribuição marginal de cada parâmetro na diagonal, e com as correlações entre os parâmetros na parte superior. A Tab. 4.1 resume os parâmetros calculados.

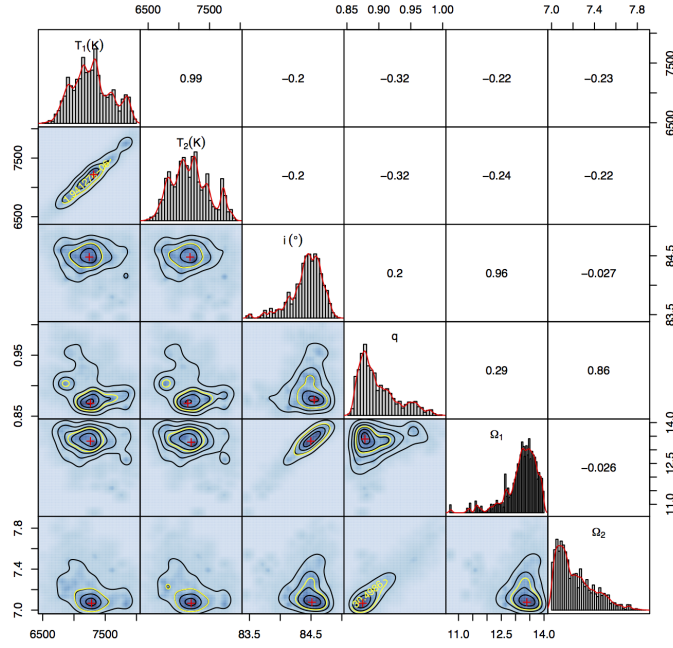


Figura 4.5 - Espaço de parâmetros para a binária principal com o método CMMC com 22 mil iterações

Parâmetro	Valor
$T_A(K)$	7249^{+370}_{-320}
$T_B(K)$	7171^{+350}_{-320}
$i(^{\circ})$	$84,47^{+0,2}_{-0,28}$
Ω_A	$13,31^{+0,38}_{-0,59}$
Ω_B	$7,17^{+0,24}_{-0,12}$
q_{AB}	$0,889^{+0,043}_{-0,019}$

Tabela 4.1 - Resultados do ajuste para a binária AB via CMMC com os dados OGLE-II

Nested Sampling (NS)

Esse método (às vezes chamado de *Amostragem Hierárquica* em português) foi inventado por John Skilling ([SKILLING, 2004](#)) e necessita de bem menos tempo de cálculo para estimar a moda da distribuição dos parâmetros de um modelo em comparação ao CMMC. A Fig. 4.6 ilustra o algoritmo do método NS.

O método consiste dos seguintes passos:

- a) Escolhe-se aleatoriamente valores no espaço de parâmetros θ_i com $i = 1, \dots, N_{live}$. N_{live} é a população inicial de parâmetros gerada aleatoriamente dentro dos limites que se possa estabelecer. Uma receita heurística é que N_{live} seja a pelo menos $2^{N_{pars}}$ com N_{pars} sendo o número de parâmetros a serem estimados. A cada θ_i está associada uma verosimilhança $\mathcal{L}_i$.
- b) Ordena-se as verosimilhanças $\mathcal{L}_i$ em ordem decrescente. O pior valor é identificado como $\mathcal{L}_{pior}$.
- c) Entre os demais $\mathcal{L}_i$, escolhe-se aleatoriamente um particular i e em torno de θ_i e itera-se uma curta CMMC com resultado $\mathcal{L}^*$.
- d) Quando $\frac{\mathcal{L}^*}{\mathcal{L}_{pior}} > 1$ o valor do novo estado é aceito e substitui-se o $\{\theta_{pior}, \mathcal{L}_{pior}\}$ por $\{\theta^*, \mathcal{L}^*\}$, caso contrário, volta-se a (c).
- e) Volta para o item (b).

As rotinas tanto para o CMMC quanto para o NS foram codificadas pelo Dr. Francisco Jablonski usando o `c1` do IRAF. Os *scripts* invocam a versão do código WD de 2004 ([WILSON; HAMME, 2004](#)), compilada em Fortran para o cálculo das $\mathcal{L}$. As CMMC mapeiam de forma confiável todo o espaço de parâmetros, permitindo assim uma razoável estimativa dos valores modais e seu espalhamento. Ou seja, o método CMMC fornecem barras de erros bem realistas mesmo requer um tempo computacional grande.

O NS se mostrou uma alternativa eficiente ao encontrar os valores modais da distribuição dos parâmetros em um tempo de até duas ordens de grandeza menor. Tanto o procedimento CMMC quanto o NS podem ser obtidos livremente no repositório da linguagem R. A Fig. 4.7 mostra a distribuição no espaço de explorado pelo NS feita inicialmente apenas com os dados do OGLE. A Tab. 4.2 resume o resultado dos ajustes.

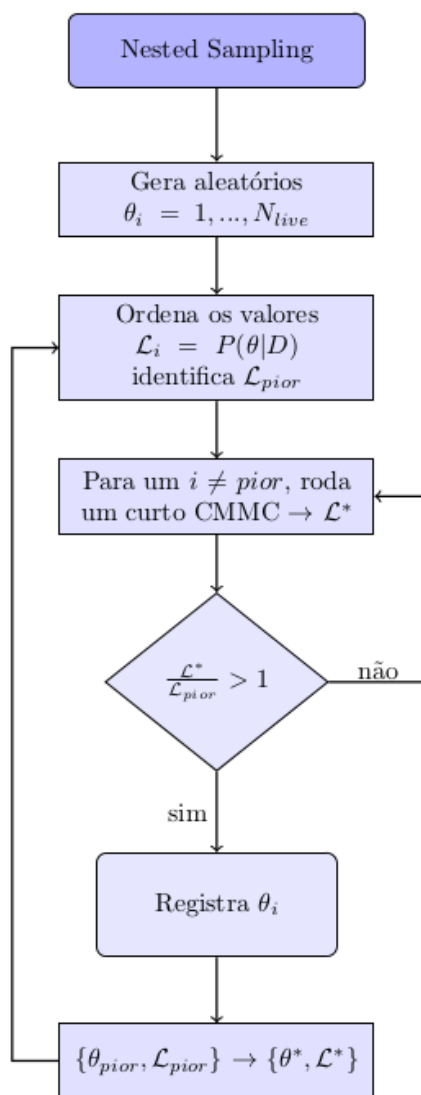


Figura 4.6 - Fluxograma para algoritmo NS.

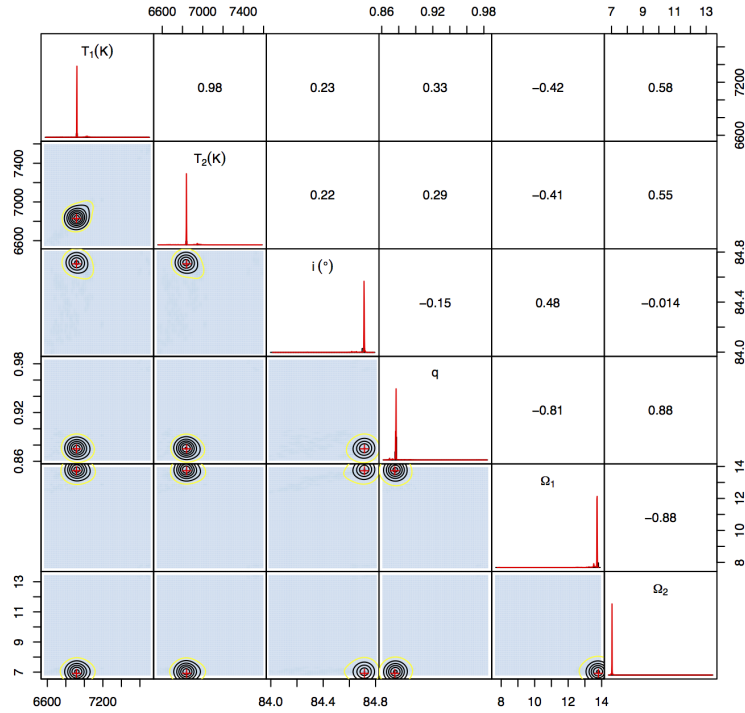


Figura 4.7 - Espaço de parâmetros para a binária principal com o método NS com 5 mil iterações. A faixa de busca dos valores de potenciais é bem mais ampla do que é mostrado na figura indo de 6 a 15 para os Ω_1 e Ω_2 .

Parâmetro	Valor
$T_A(K)$	6916
$T_B(K)$	6835
$i(^{\circ})$	84,71
Ω_A	13,8
Ω_B	7,0
q_{AB}	0,8763

Tabela 4.2 - Resultados do ajuste da binária AB via NS com os dados OGLE-II.

4.3.1 Modelagem das curvas de luz

Uma primeira análise dos dados do levantamento OGLE-II foi feita na Seção 3.1, e indica a presença de eclipses recorrentes a 3,355 d e a 0,517 d. Há boas evidências de não se tratar de alinhamento accidental de binárias independentes na linha de visada.

Para investigar que parâmetros corresponderiam ao sistema binário mais separado

e ao sistema com período de 0,517 d, as curvas de luz são ajustadas por meio do código WD (WILSON; DEVINNEY, 1971).

Aqui é interessante lembrar que a análise da curva de luz com período de 3,355 d deve ser o mais independente possível da presença do sinal de 0,517 d. Para isso, uma vez determinado precisamente o valor do período de 0,517 d com o método SL, utiliza-se apenas aquelas datas que não sejam afetadas pelos eclipses de 0,517 d, ou seja, rejeita-se todos os pontos na curva original para os quais $|\phi_{0,517}| < 0,12$, com $\phi_{0,517} = \frac{t-t_0}{P_{0,517}}$. Aqui t e t_0 são expressos como datas julianas referidas ao heliocentro (HJD).

Naturalmente, o mesmo procedimento deve ser aplicado à análise dos eclipses de 0,517 d de período. Rejeita-se todos os pontos do conjunto original que tenham $|\phi_{3,355}| < 0,04$ e $0,46 < \phi_{3,355} < 0,54$, em outras palavras, rejeita-se os pontos tanto no eclipse primário quanto no secundário.

Os resultados do ajuste, utilizando apenas os dados na banda I_C do OGLE II, podem ser vistos nas Tabelas 4.3 e 4.4. As Figuras 4.8 (a) e 4.8 (b) mostram a modelagem para a curva da binária e para a curva da terceira componente. Todos os parâmetros foram deixados livres

Tabela 4.3 - Parâmetros da binária AB com período de 3,355 d, utilizando apenas os dados OGLE II.

Parametro	Valor
i	83,36°
Ω_A	8,2
Ω_B	10,7
r_A/a_{AB}	0,1385
r_B/a_{AB}	0,0985
T_A	9000 K
T_B	9000 K
q_{AB}	0,95

Tabela 4.4 - Parâmetros da binária AC com período de 0,517 d, utilizando apenas os dados OGLE II.

Parametro	Valor
i	83,36°
Ω_A	2,25
Ω_C	1,69
r_A/a_{AC}	0,4623
r_C/a_{AC}	0,1028
T_A	9000 K
T_C	1000 K
q_{AC}	0,020

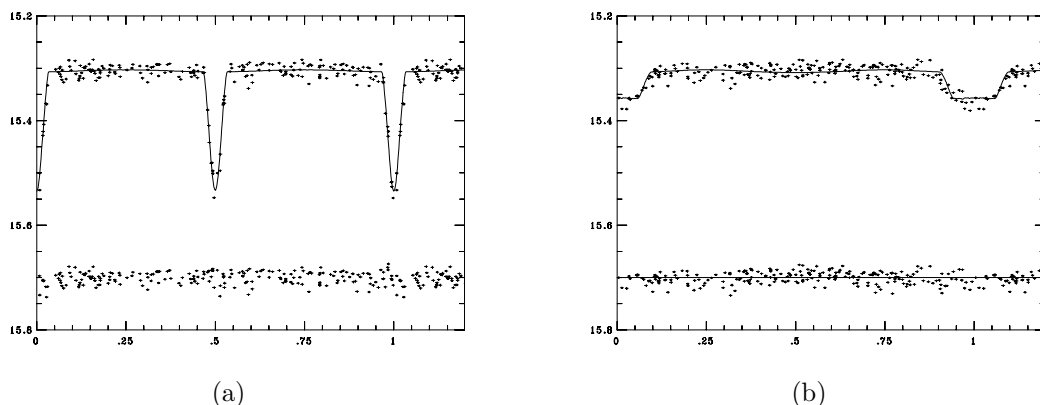


Figura 4.8 - Ajustes da curvas de luz de BUL-SC33_4277 usando o código WD. Em (a) tem-se o ajuste para o sistema binário AB e em (b) para a binária AC.

4.3.2 Redeterminação dos períodos com todos os conjuntos de dados

Conforme vimos na seção (4.3.1), os dados do OGLE foram os primeiros a serem analisados, produzindo um valor inicial para época e período tanto da binárias AB como para o sistema AC. A utilização dos dados MACHO, VVV e do OPD, cobrindo uma base de tempo muito mais ampla, indicou a necessidade de se redeterminar os períodos.

O procedimento adotado para essa redeterminação de períodos foi o seguinte: dividiu-se os conjuntos de dados OGLE, MACHO na banda R e MACHO na banda B em duas partes. Para cada parte, calculou-se o diagrama de fases com a melhor estimativa até aquele momento do período de 3,355 d. O número de ciclos da época t_0 até a metade do conjunto é registrado, assim como a estimativa do deslocamento do instante de mínimo com relação a $\phi_{3,355} = 0,0$. No caso dos dados VVV e do OPD, o número de pontos é menor, então não é possível dividi-los em duas partes. O diagrama O-C correspondente a esse procedimento é mostrado na Fig. 4.9.

O procedimento para determinar precisamente o período mais curto é similar: nos conjuntos separados em duas partes estima-se o deslocamento do instante de mínimo referindo-o ao ciclo médio no conjunto. Os dados VVV e OPD são tratados individualmente. A Fig. 4.10 mostra o correspondente diagrama O-C.

As barras de erro dos diagramas foram estimadas com uma CMMC em que o único parâmetro a ser minimizado foi o deslocamento de um template sintético dos eclipses com relação às observações.

A efeméride que melhor descreve todos os instantes de mínimo primário da binária AB é

$$T_{AB} = \text{MHJD } 51366,663 + 3,354706(1), \quad (4.4)$$

onde MHJD (do inglês, *Modified Heliocentric Julian Date*) é dia juliano heliocêntrico modificado e significa que o dia juliano foi subtraído de 2400000. A efeméride que melhor descreve os instantes de mínimo nos eclipses de 0.517 d é:

$$T_C = \text{MHJD } 51366,850 + 0,5178264(1). \quad (4.5)$$

Mais adiante discutiremos uma particularidade da efeméride dada pela Eq. 4.5: embora o período indicado nela forneça a melhor descrição de todos os instantes de mínimo existentes, os conjuntos OGLE e MACHO (R,B) somente sugerem um valor maior. Temos então a interessante possibilidade de que o período de 0,517 d está se tornando mais curto com o tempo!

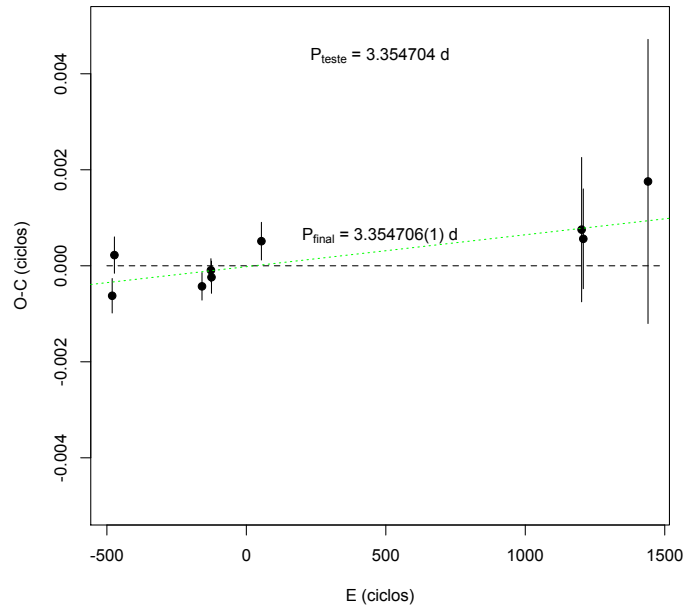


Figura 4.9 - Diagrama O-C para a binária principal com período de 3,355 d.

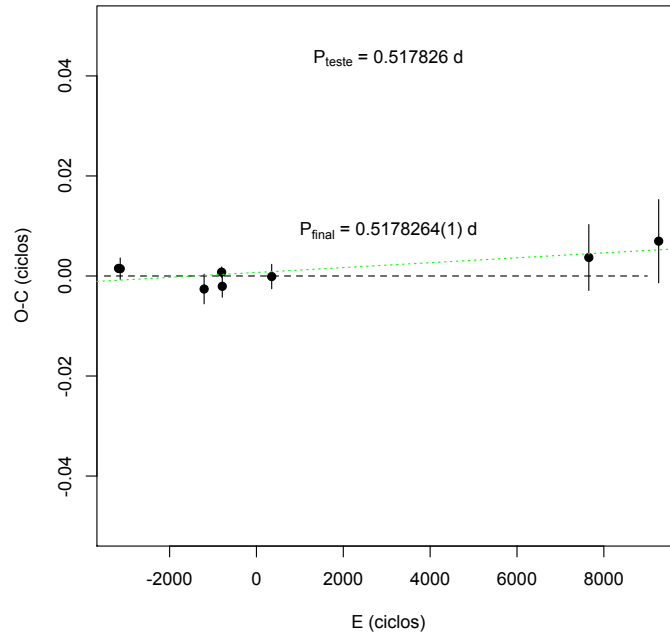


Figura 4.10 - Diagrama O-C para a binária de período de 0,517 d.

4.3.3 As curvas de luz submetidas ao código WD

É importante aplicar o código WD simultaneamente às curvas de luz em várias bandas espectrais e usar o conhecimento sobre a temperatura obtida espectroscopicamente. Para isso, com o conhecimento preciso das efemérides que descrevem os instantes de mínimo dos sinais de 3,355 d e 0,517 d, adotamos o seguinte procedimento: para os dados *sem* a presença dos eclipses de 0,517 d construímos o diagrama de fases do período de 3,355 d e selecionamos os pontos individuais na faixa de $|\phi_{3,355}| < 0,04$, $0,46 < \phi_{3,355} < 0,54$. Para os pontos fora dessa faixa, os dados são juntados em caixas de 0,01 em fase. A curva resultante é armazenada na forma: fase magnitude e erro em magnitude. Nos eclipses, os erros se referem aos erros individuais. Na parte com caixas de pontos agrupados, os erros são os erros da média ponderada pelos erros individuais.

Novamente, para o sinal de 0,517 d, o procedimento é análogo. Toma-se os dados expurgados dos eclipses primário e secundário da binária de 3,355 d e constrói-se o diagrama de fases. Se $|\phi_{0,517}| < 0,12$, mantém-se os pontos originais. Fora dessa faixa, utiliza-se os dados na forma de médias.

A sistemática adotada para a construção das curvas de luz preserva todas as características nos eclipses, enquanto que a região fora deles, bem pouco informativa, não contribui para aumentar desnecessariamente o tempo de processamento dos modelos.

As Figs. 4.11 e 4.12 mostram as curvas de luz submetidas ao código WD nas diferentes bandas para a binária de período 3,355 d e 0,517 d respectivamente.

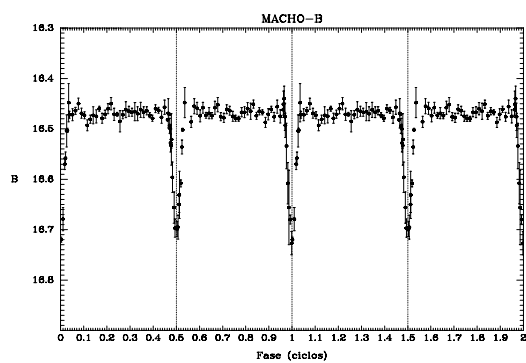
Como agora temos várias bandas, a figura de mérito muda. Temos:

$$\chi_{global}^2 = \sum_1^{N_{bandas}} \chi_{bandas}^2, \quad (4.6)$$

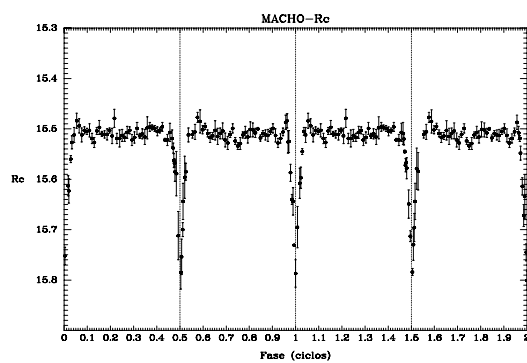
e a verosimilhança passa a ser:

$$\mathcal{L} \propto e^{-\frac{1}{2}\chi_{global}^2}. \quad (4.7)$$

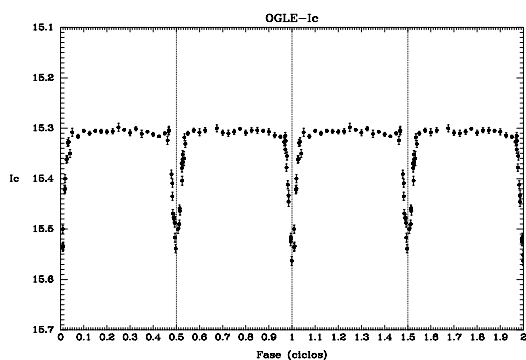
Nessa forma, a verosimilhança $\mathcal{L}$ é proporcional à contribuição de cada ponto na curva de luz, seja individual ou via média ponderada, desde que a incerteza associada seja especificada.



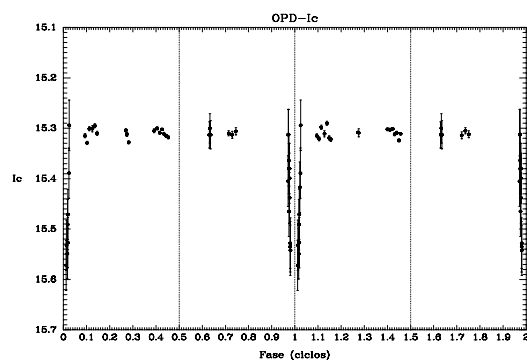
(a)



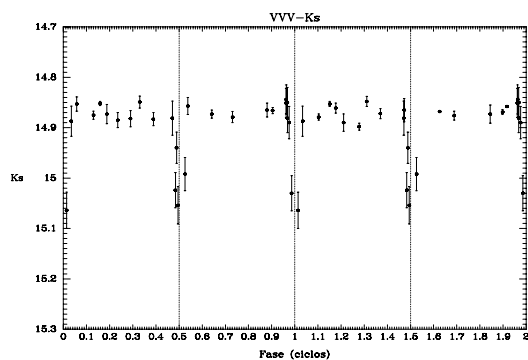
(b)



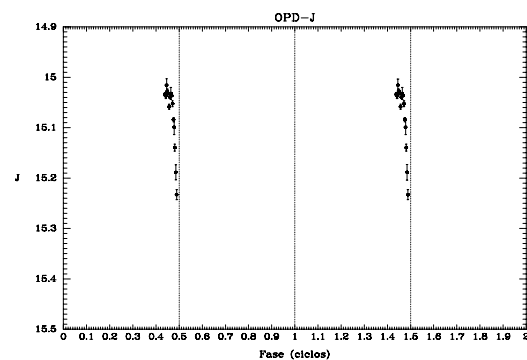
(c)



(d)

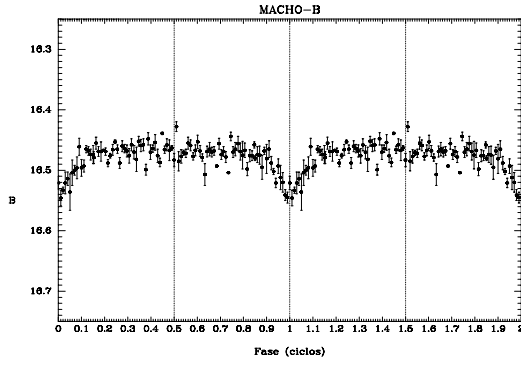


(e)

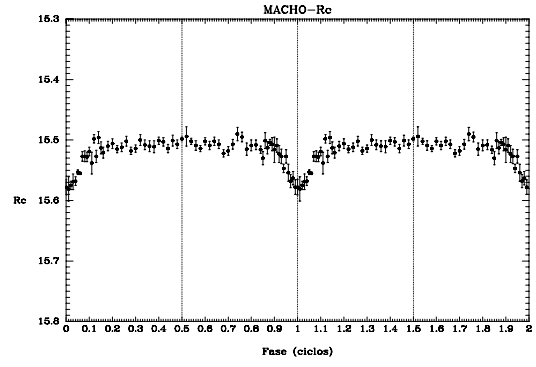


(f)

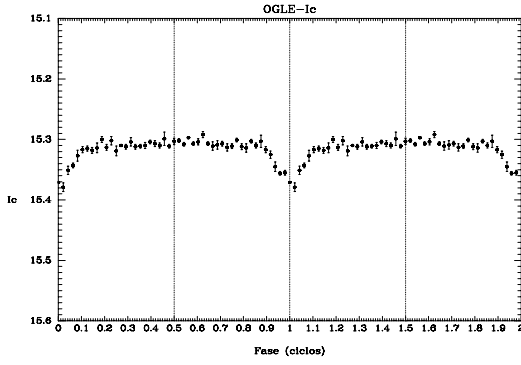
Figura 4.11 - Curvas de luz para a binária de 3,355 d de período nas diferentes bandas.



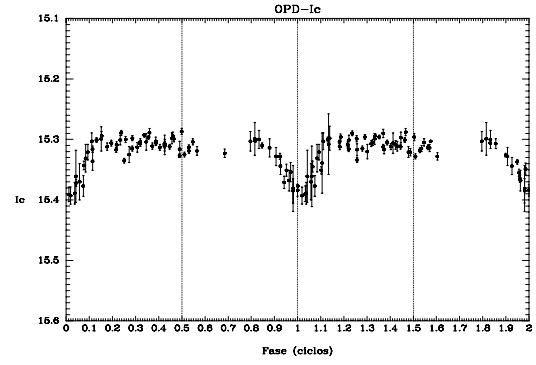
(a)



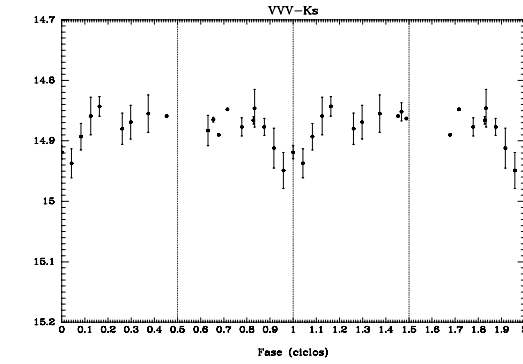
(b)



(c)



(d)



(e)

Figura 4.12 - Curvas de luz para a binária de 0,517 d de período nas diferentes bandas.

4.4 Resultado da otimização em várias bandas

Na segunda seção deste capítulo apresentamos o código WD que gera curvas de luz sintéticas conforme os parâmetros de entrada fornecidos pelo usuário. O código WD por si próprio não testa o quanto a curva de luz sintética é compatível com a curva de luz observada. Neste trabalho o processo de otimização dos ajustes foi realizado com dois métodos distintos: NS e CMMC. O método NS converge rapidamente para uma solução sendo o primeiro método a ser utilizado. O CMMC é aplicado em seguida, com o objetivo de estimar barras de erros confiáveis para os parâmetros.

Numa primeira etapa realizamos o processo de otimização com método NS em várias bandas para a binária de 3,355 d de período, ou binária AB. Nesse primeiro ajuste todos os parâmetros foram deixados livres. A Fig. 4.13 mostra a convergência dos parâmetros para esse ajuste. A Fig. 4.14 mostra a distribuição de parâmetros. As curvas de luz resultantes desse ajuste estão na Fig. 4.19. A Tab. 4.4 resume os resultados obtidos sob forma numérica.

A espectroscopia indica que o tipo espectral combinado das componentes da binária AB é F8 V, correspondente à uma temperatura de 6040 K. Em uma segunda análise, fixamos a temperatura da estrela primária, T_A , conforme sugerido pela espectroscopia, e ajustamos simultaneamente todas as curvas de luz disponíveis para a binária AB. Os resultados do ajuste CMMC são mostrados nas Figs. 4.15 e 4.16. A Fig. 4.20 mostra o ajuste da curva de luz e a Tab. 4.6 mostra os resultados obtidos sob forma numérica.

Em ambas soluções para o par AB os resultados são semelhantes para os potenciais e inclinação. A temperatura as componentes inicialmente eram pouco restritas, mas a razão entre T_A e T_B é bem semelhante. A solução para a temperatura fixa, T_A , está de acordo com a espectroscopia, consistente com as saídas para os parâmetros livres e representa a melhor solução para o período de 3,355 d.

Para a binária de período 0,517 d, ou binária AC, a temperatura foi fixada em $T_A=6040$ K assim como a inclinação conforme o valor obtido para o par AB. Em uma análise inicial, supusemos uma configuração simples para o sistema triplo com as componentes no mesmo plano. Em uma segunda análise da binária AC, a inclinação foi deixada como parâmetro livre. Isso não produziu mudanças consideráveis no resultados. A inclinação para esse último ajuste varia de menos que 3° . Sendo assim, o caso com T_A e i fixos (da binária AB) representa nosso melhor resultado para a binária AC. Os resultados via CMMC estão nas Figs. 4.17, 4.18. Os ajustes são

mostradas na Fig. 4.21 . A Tab. 4.7 mostra os valores obtidos.

É importante lembrar que a luminosidade da componente B precisa ser levada em consideração quando procuramos os parâmetros da binária AC. O código WD possui um parâmetro de entrada chamado de terceira luz (*el3*), que permite levar em conta essa contribuição.

Algumas considerações sobre os ajustes merecem destaque. Como a diferença entre os ajustes sem restrições e com uma temperatura fixa não são discerníveis a olho, apresentamos os ajustes e os resíduos apenas para o caso da temperatura fixa.

- Para o ajuste da binária AC o fundo do eclipse produzido é sempre plano, compatível com o trânsito de um objeto relativamente pequeno sobre a face da estrela hospedeira. A tendência nos dados, porém, é que os eclipses não apresentem esse fundo plano.
- A mesma tendência para um eclipse com o fundo mais estreito é mostrada pelos dados do MACHO-R.
- Os dados MACHO-B mostram um eclipse ligeiramente mais estreito do que a solução de todas as bandas juntas indica. Isto pode significar que o terceiro corpo tem uma órbita inclinada com relação ao plano orbital da binária principal.
- Na banda K_S , a modelagem sugere a presença de um eclipse secundário para AC.
- A qualidade dos dados OGLE é notável, com barras de erro uniformes ao longo de toda a curva de luz.
- Os dados do OPD parecem mostrar um eclipse ligeiramente mais fundo do que o dos dados OGLE. Adicionalmente, o mínimo parece ligeiramente deslocado da fase predita na binária AC.

Levando em consideração os resultados que encontramos (Tab. 4.6 e 4.7) e considerando que uma estrela do tipo F da sequência principal tem massa entre $1 - 1,4 M_{\odot}$ (HABETS; HEINTZE, 1981) a faixa de massa encontrada para a terceira componente é de $29,8 - 31,1 M_{\oplus}$.

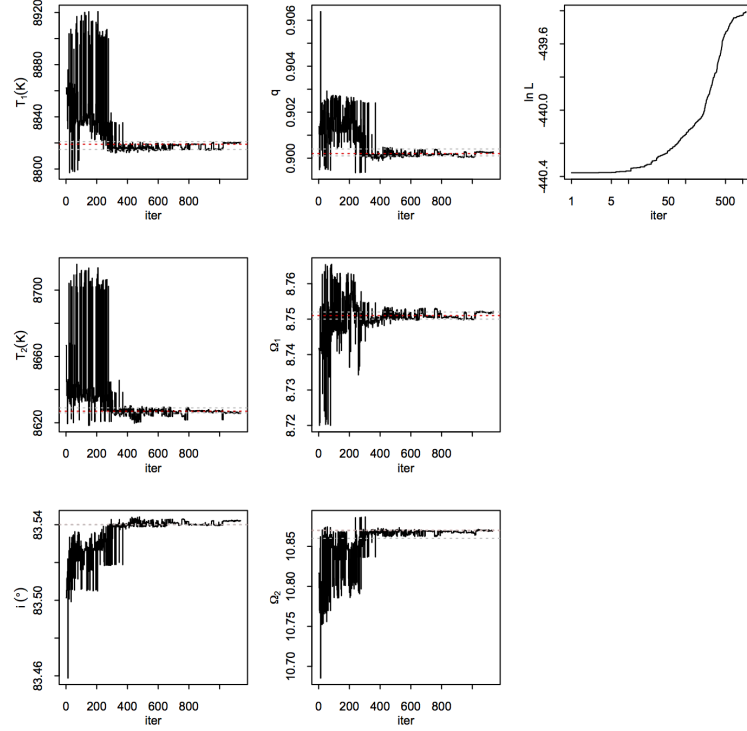


Figura 4.13 - Série mostrando a evolução dos parâmetros da binária de 3,355 d em função das iterações do método NS com todos os parâmetros livres. Como é típico do método, os valores rapidamente convergem para uma solução. L representa a verossimilhança $\mathcal{L}$.

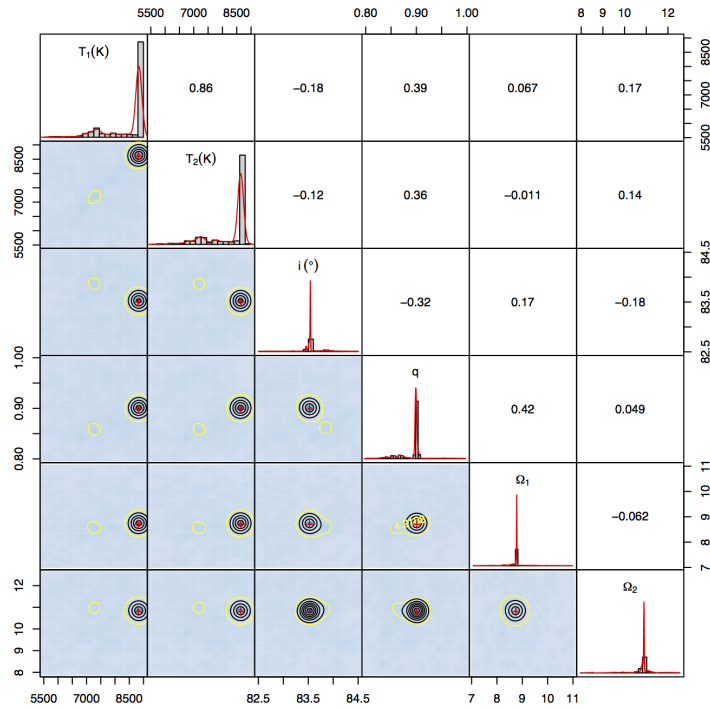


Figura 4.14 - A distribuição conjunta dos parâmetros para a binária de 3,355 d, utilizando o algoritmo NS com todos os parâmetros livres.

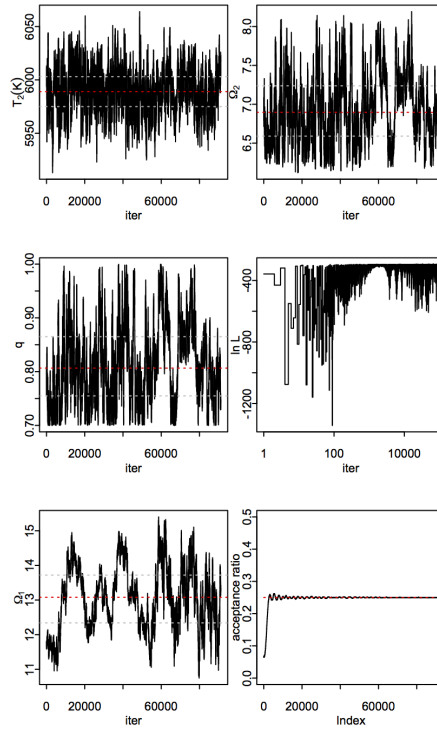


Figura 4.15 - Série mostrando a evolução dos parâmetros da binária de 3,355 d em função das iterações do método CMMC com $T_A=6040K$. Para um sistemas com vários parâmetros a aceitação deve estar em torno de 0,25.

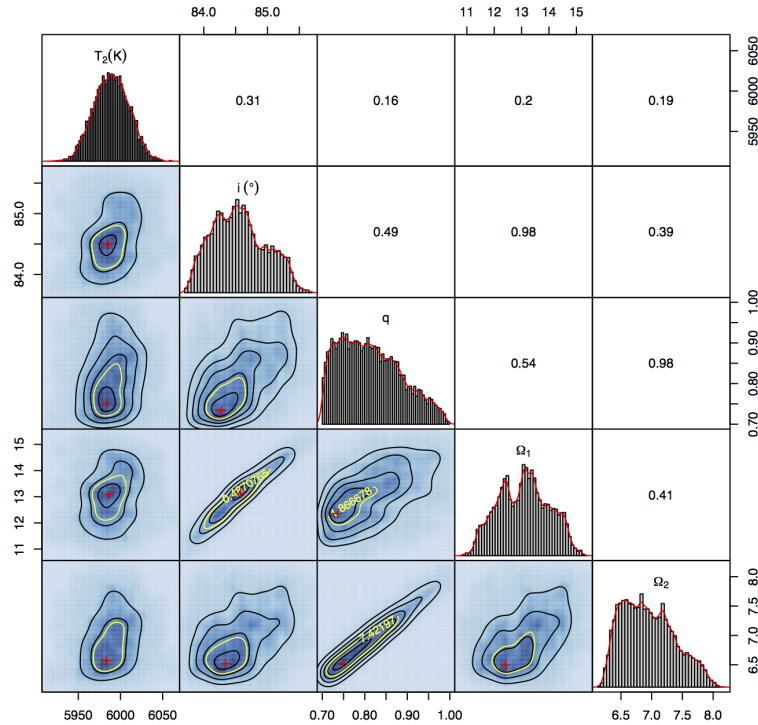


Figura 4.16 - A distribuição conjunta dos parâmetros para a binária de 3,355 d, utilizando o algoritmo CMMC com $T_A=6040K$.

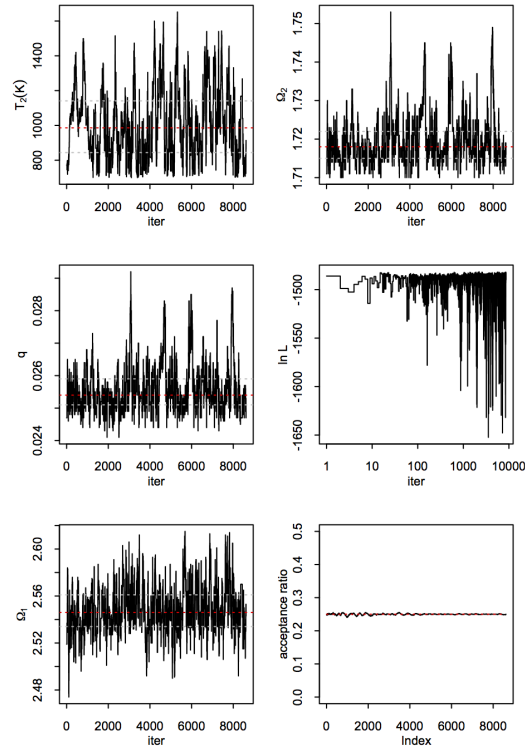


Figura 4.17 - Série mostrando a evolução dos parâmetros da binária de 0,517 d em função das iterações do método CMMC $T_A=6040K$ e $i=84,53^\circ$.

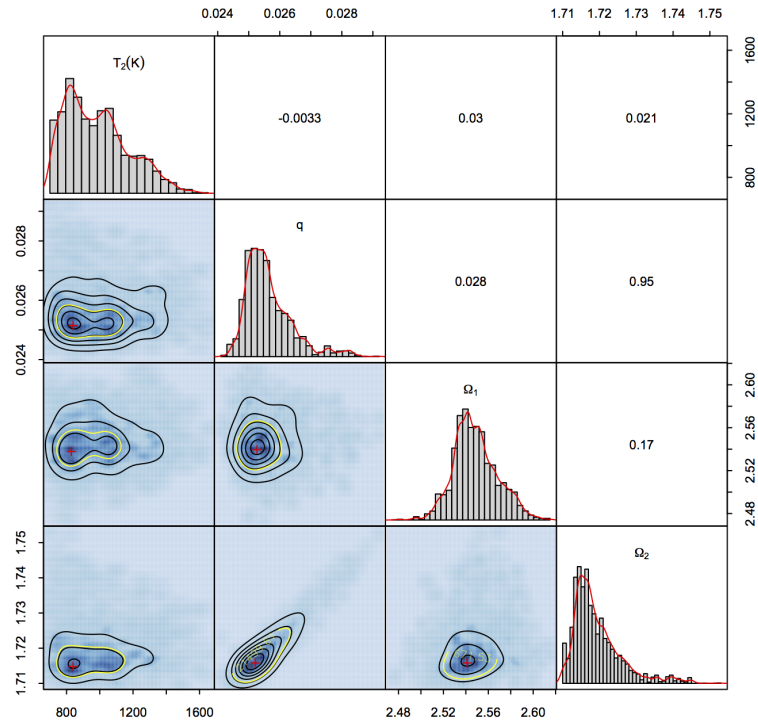


Figura 4.18 - A distribuição conjunta dos parâmetros para a binária de 0,517 d, utilizando o algoritmo CMMC com $T_A=6040K$ e $i=84,53^\circ$.

Parâmetro	Valor
$T_A(\text{K})$	8820
$T_B(\text{K})$	8626
$i(^{\circ})$	83,54
Ω_A	8,75
Ω_B	10,87
q_{AB}	0,900

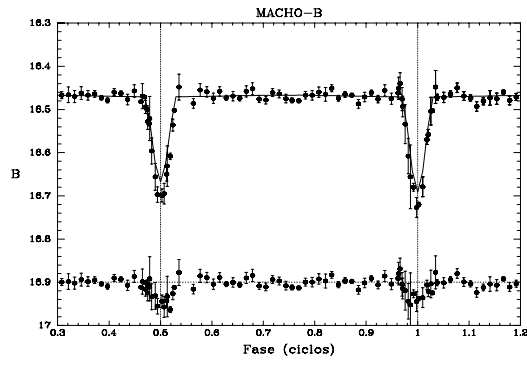
Tabela 4.5 - Resultados do ajuste da binária AB com o método NS nas bandas B, R_C , I_C , J e K_S com todos os parâmetros livres.

Parâmetro	Valor
$T_A(\text{K})$	6040 (fixo)
$T_B(\text{K})$	5985^{+21}_{-21}
$i(^{\circ})$	$84,53^{+0,51}_{-0,41}$
Ω_A	$13,70^{+1}_{-1}$
Ω_B	$7,55^{+5}_{-4}$
q_{AC}	$0,919^{+0,085}_{-0,069}$

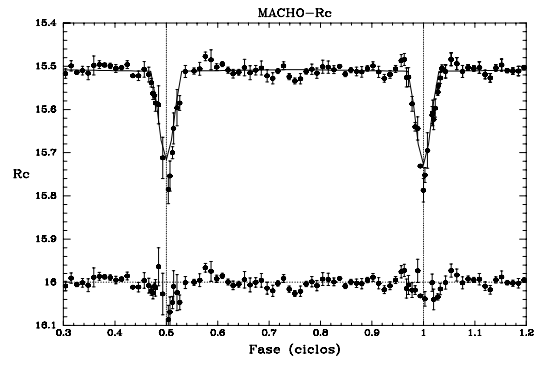
Tabela 4.6 - Resultados do ajuste da binária AB nas bandas B, R_C , I_C , J e K_S com T_A fixo. A solução foi obtida com o método NS. O método CMMC fornece apenas as barras de erros.

Parâmetro	Valor
$T_A(\text{K})$	6040 (fixo)
$T_C(\text{K})$	897^{+250}_{-180}
$i(^{\circ})$	84,53 (fixo)
Ω_A	$2,468^{+0,023}_{-0,018}$
Ω_C	$1,701^{+0,008}_{-0,004}$
q_{AC}	$0,0289^{+0,0008}_{-0,0005}$

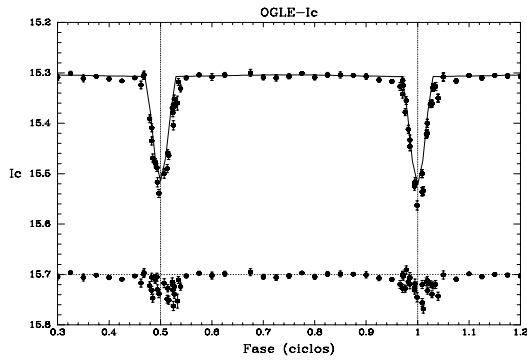
Tabela 4.7 - Resultados do ajuste da binária AC nas bandas B, R_C , I_C e K_S com T_A e i fixos. A solução foi obtida com CMMC que oferece o valor central com suas devidas barras de erros.



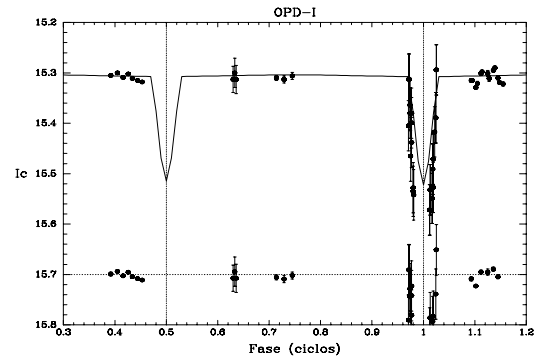
(a)



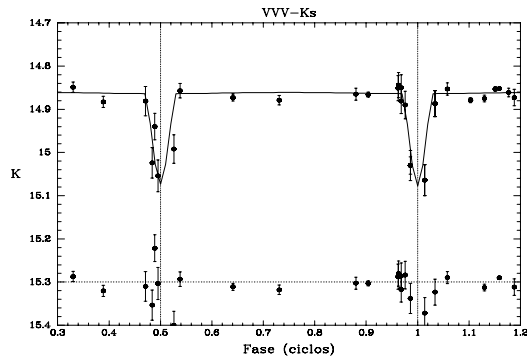
(b)



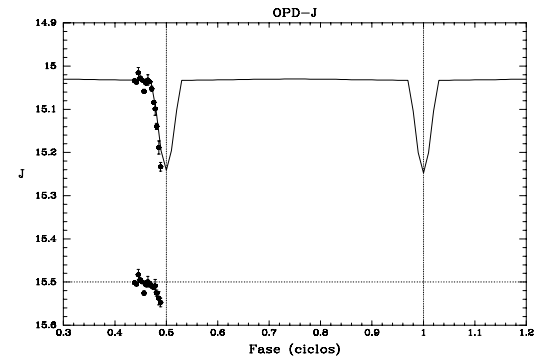
(c)



(d)

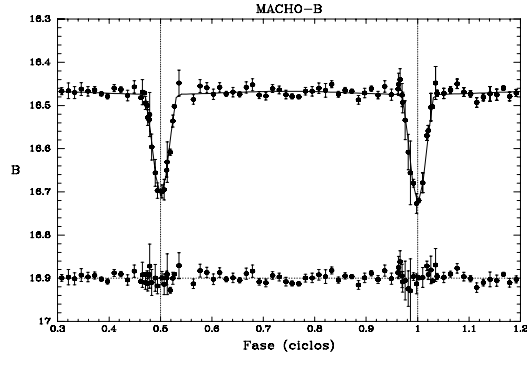


(e)

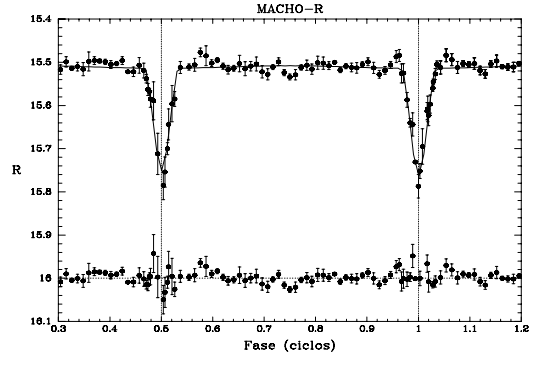


(f)

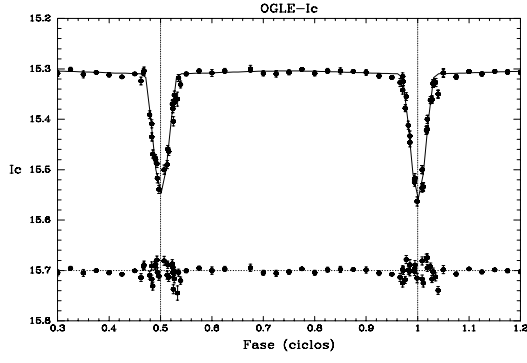
Figura 4.19 - Ajustes das curvas de luz para a binária de 3,355 d de período em diferentes bandas utilizando o algoritmo NS com todos os parâmetros livres.



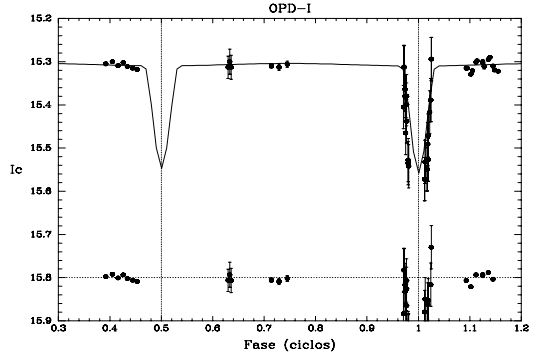
(a)



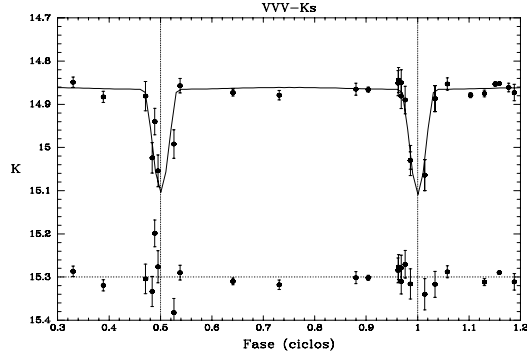
(b)



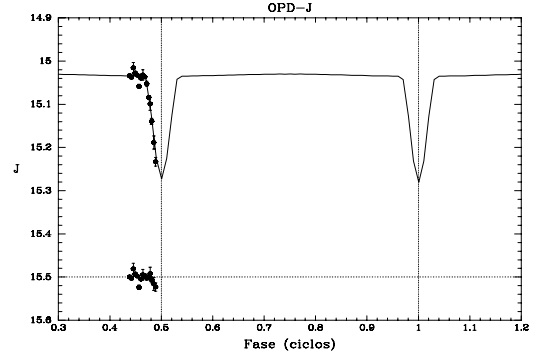
(c)



(d)



(e)



(f)

Figura 4.20 - Ajustes das curvas de luz para a binária de 3,355 d de período em diferentes bandas utilizando o algoritmo NS com $T_A=6040\text{K}$.

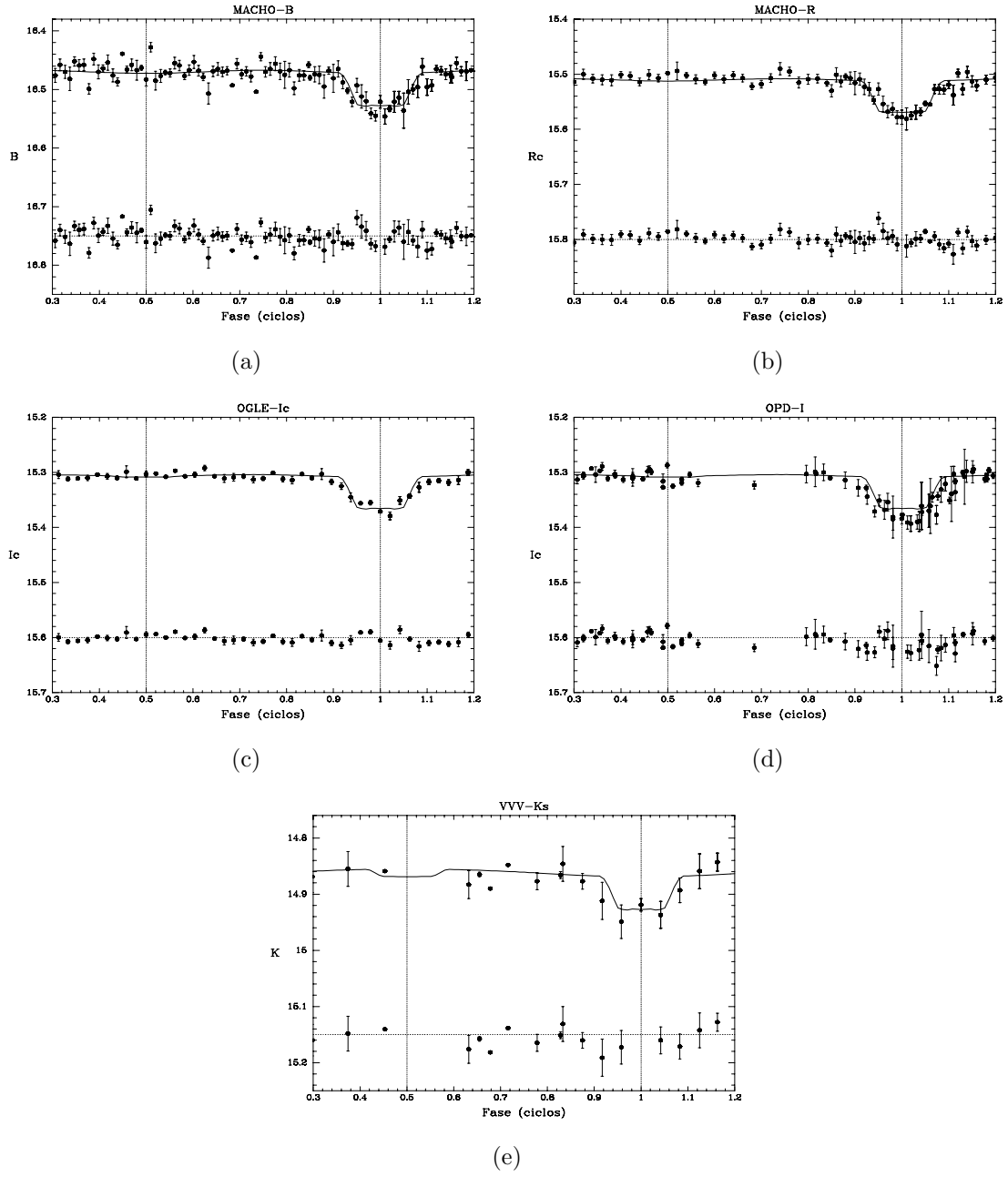


Figura 4.21 - Ajustes das curvas de luz para a binária de 0,517 d de período em diferentes bandas utilizando o algoritmo NS com $T_A=6040\text{K}$ e $i=83,34^\circ$.

5 Conclusões e perspectivas

Os parâmetros encontrados via modelagem de curvas de luz com o código WD sugerem que BUL-SC33_4277 consiste de uma binária comum, com estrelas da sequência principal um pouco mais quentes que o Sol. Há centenas de milhares de sistemas assim na Galáxia. Chama a atenção, porém, a presença de um terceiro corpo orbitando uma das componentes da binária. Sistemas como este, não são comuns e merecem atenção especial. Com uma massa próxima daquela dos exoplanetas, o objeto de baixa massa orbita numa região sujeita às forças gravitacionais das duas componentes da binária, e sofre irradiação da hospedeira. Para se ter uma ideia, a temperatura de equilíbrio para o terceiro objeto é da ordem de ~ 900 K, para uma hospedeira de $L_{bol} = 1L_{\odot}$, $M=1M_{\odot}$, e albedo bolométrico de 0,5. Como o eclipse secundário é muito pouco restrito pelos dados disponíveis (as observações na banda K_S são as mais importantes para isso), este ponto é importante no planejamento de futuras observações.

Embora não seja completamente garantido que BUL-SC33_4277 seja um sistema triplo auto-gravitante, somente a perspectiva já o torna interessante. Isso permite que levantemos uma série de questões que podem ter grande importância para o desenvolvimento do conhecimento a respeito da evolução de tais sistemas. A temporização precisa dos eclipses do terceiro corpo permite que se detecte variações do período orbital, variações de excentricidade ou de outras grandezas ligadas à órbita. Como tais variações afetam a binária separada?

Como vimos, a medida do perfil completo do eclipse do terceiro corpo requer ~ 3 horas de observação, perfeitamente ao alcance da instrumentação de acesso mais fácil, o OPD/LNA. Determinar com precisão os instantes de mínimo de eclipse ao longo de algumas estações observacionais é o ponto de partida para se determinar se existem variações mensuráveis na configuração das componentes. A determinação de anomalias na forma dos eclipses da binária separada também são muito importantes, uma vez que permitiriam, em princípio, estabelecer sem ambiguidades se trata-se de um sistema triplo genuíno. Consideremos a seguinte situação: o corpo de maior massa da binária separada eclipsando a outra componente, ou seja, o eclipse secundário. Se nessa situação, o terceiro corpo também estiver oculto, não contribuirá para subtrair luz do sistema, uma vez que estará atrás da estrela primária. No caso de alinhamento acidental, no entanto, os eclipses de 0,517 d deveriam continuar a contribuir para a curva de luz combinada.

Evidentemente, um estudo detalhado da velocidade radial do sistema é essencial para

respondermos estas questões. O tipo espectral combinado F8 apresenta muitas linhas bem finas, ideais para determinações precisas da curva de velocidade radial de ambas as componentes. As semiamplitudes previstas, ~ 90 km/s, podem ser detectadas com resolução não muito alta, mas infelizmente, estão fora do alcance do telescópio de 1,6-m do OPD/LNA. Medidas de velocidade radial podem, adicionalmente, produzir informações mais preciosas: observações cuidadosamente planejadas com as efemérides precisas obtidas neste trabalho permitirão detectar o efeito Rossiter-McLaughlin (ROSSITER, 1924; MCLAUGHLIN, 1924) do corpo de baixa massa na entrada e saída do eclipse, permitindo definir qual estrela da binária de 3,355 d é orbitada por ele. A amplitude da velocidade radial induzida pela componente de baixa massa sobre a estrela que orbita está na faixa 2,5 – 5,5 km/s, pequena, mas perfeitamente alcançável. Alta resolução espectral, como a utilizada na medida de velocidades radiais induzidas por exoplanetas é necessária para tal tipo de estudo.

Atualmente sabemos que não há qualquer objeto contribuindo com mais que $\sim 5\%$ para o perfil estelar de BUL-SC33_4277, considerando distâncias maiores que $0,4''$ do centro da PSF. Imageamento de alta resolução pode colocar limites muito mais restritivos à hipótese de alinhamento accidental. Um detalhado exemplo da sistemática para se estabelecer a probabilidade de alinhamento accidental é mostrado em (GAIDOS et al., 2016) para a fonte KOI 6705, detectada pelo satélite Kepler. Como se sabe, as imagens do satélite Kepler têm resolução espacial pobre, e portanto, muitos casos de superposição accidental podem ocorrer.

Finalmente, as curvas de luz sintetizadas para a banda K_S indicam que o eclipse secundário do terceiro corpo produz eclipses de $\sim 0,02$ mag de profundidade. Embora difícil, a medida deste efeito é viável com fotometria diferencial, especialmente se considerarmos apenas o intervalo de ~ 40 min em que ocorrem tanto o ingresso quanto o egresso. Obviamente, a observação de muitos eventos melhora detectabilidade de tais mudanças de nível na curva de luz.

Se BUL-SC33_4277 se revelar um sistema triplo eclipsante autêntico em futuras investigações, perspectivas muito interessantes se abrem para novas pesquisas. Caso contrário, se colocará como desafio para que tais configurações sejam detectadas nos levantamentos em massa que serão realizados na Galáxia em futuro próximo.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- AARSETH, S. J. Formation and evolution of hierarchical systems. **Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series**, v. 21, p. 156–162, ago. 2004. [14](#)
- ABELL, P. A. et al. LSSTscience book, version 2.0. **LSST Science Collaboration**, dez. 2009. [1](#)
- ABT, H. The frequencies of binaries on the main sequence. **Bulletin of the American Astronomical Society**, v. 10, p. 607, set. 1978. [1](#)
- ALCOCK, C. et al. The macho project: Microlensing detection efficiency. **Astrophysical Journal Supplement**, v. 136, p. 439–462, out. 2001. [18](#)
- ALLEN, C.; POVEDA, A. **Gravitational N-Body Problem: Proceedings of the IAU Colloquium No. 10 Held in Cambridge, England August 12–15, 1970**. Dordrecht: Springer Netherlands, 1972. 114–123 p. [12](#)
- ALONSO, R.; DEEG, H. J.; HOYER, S.; LODIEU, N.; PALLE, E.; SANCHIS-OJEDA, R. HD 144548: A young triply eclipsing system in the Upper Scorpius OB association. **Astronomy and Astrophysics**, v. 584, p. L8, dez. 2015. [16](#)
- AMBARTSUMIAN, V. A. **Nauchnye trudy. Pod. red. VV Soboleva**. Erevan: Open Library, 1960. [13](#)
- BRUZUAL, A. G.; CHARLOT, S. Spectral evolution of stellar populations using isochrone synthesis. **The Astrophysical Journal**, v. 405, p. 538–553, 1993. [39](#)
- CARDELLI, J. A.; CLAYTON, G. C.; MATHIS, J. S. The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. **The Astrophysical Journal**, v. 345, p. 245–256, out. 1989. [32](#)
- CARROLL, B.; OSTLIE, D. **An introduction to modern astrophysics and cosmology**. San Francisco: Pearson Addison-Wesley, 2006. ISBN 0-8053-0402-9. [4](#), [7](#), [8](#)
- CARTER, J. A.; FABRYCKY, D. C.; RAGOZZINE, D. et al. KOI-126: A Triply Eclipsing Hierarchical Triple with Two Low-Mass Stars. **Science**, v. 331, p. 562, fev. 2011. [15](#)

CATALOG AND ATLAS OF ECLIPSING BINARIES (CALEB). 2004. Disponível em: <<http://caleb.eastern.edu/>>. Acesso em: 20 maio 2015. 6

CONROY, K.; PRSA STASSUN, K. A.; OROSZ, J. Call for follow-up observations of the dynamically changing triple star KIC 2835289. **Information Bulletin on Variable Stars**, v. 6138, p. 1, abr. 2015. 14

COOK, K. H. et al. Variable stars in the macho collaboration database. In: STOBIE, R. S.; WHITELOCK, P. A. (Ed.). [S.l.: s.n.], 1995. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 83), p. 221. 1, 18

CORONADO, J. et al. Orbital and physical parameters of eclipsing binaries from the asas catalogue - vii. v1200 centauri: a bright triple in the hyades moving group. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 448, p. 1937–1944, abr. 2015. 12

DOKKUM, P. G. van. Cosmic-ray rejection by laplacian edge detection. **The Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 113, p. 1420–1427, nov. 2001. 36

DUCHÊNE, G.; KRAUS, A. Stellar multiplicity. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 51, p. 269–310, ago. 2013. 13

DWORETSKY, M. M. A period-finding method for sparse randomly spaced observations of 'how long is a piece of string?'. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 203, p. 917–924, jun. 1983. 23

DYSON, F. J. Time without end: Physics and biology in an open universe. **Reviews of Modern Physics**, v. 51, p. 447–460, jul. 1979. 13

EVANS, D. S. Stars of higher multiplicity. **Quarterly Journal of the Royal Astronomical Society**, v. 9, p. 388, dez. 1968. 11, 12, 14

FABRYCKY, D.; TREMAINE, S. Shrinking binary and planetary orbits by kozai cycles with tidal friction. **The Astrophysical Journal**, v. 669, p. 1298–1315, nov. 2007. 14

FORD, E. B.; KOZINSKY, B.; RASIO, F. A. Secular evolution of hierarchical triple star systems. **The Astrophysical Journal**, v. 535, p. 385–401, maio 2000. 14

GAIDOS, E.; MANN, A. W.; ANSDELL, M. The Enigmatic and Ephemeral M Dwarf System KOI 6705: Cheshire Cat or Wild Goose? **The Astrophysical Journal**, v. 817, p. 50, jan. 2016. [76](#)

GILKS, W. R.; RICHARDSON, S.; SPIEGELHALTER, D. J. Introducing markov chain monte carlo. **Markov chain Monte Carlo in practice**, London: Chapman and Hall, v. 1, p. 19, 1996. [51](#)

GONZALEZ, O. A.; REJKUBA, M.; ZOCCALI, M.; VALENTI, E.; MINNITI, D.; SCHULTHEIS, M.; TOBAR, R.; CHEN, B. Reddening and metallicity maps of the Milky Way bulge from VVV and 2MASS. II. The complete high resolution extinction map and implications for Galactic bulge studies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 543, p. A13, jul. 2012. [40](#), [41](#)

HABETS, G. M. H. J.; HEINTZE, J. R. W. Empirical bolometric corrections for the main-sequence. **Astronomy and Astrophysics**, v. 46, p. 193–237, nov. 1981. [66](#)

HEINTZ, W. D. Double stars /revised edition/. **Geophysics and Astrophysics Monographs**, v. 15, 1978. [11](#), [12](#)

HUBRIG, S.; PETR-GOTZENS, M.; TOKOVININ, A. e. Multiple stars across the H-R Diagram. In: IESO WORKSHOP, 12-15 July 2005. **Multiple Stars Across the H-R Diagram**. Berlin Heidelberg: Springer Science & Business Media, 2008. p. 1. [14](#)

JABLONSKI, F.; BAPTISTA, R.; BARROSO, J.; GNEIDING, C. D.; RODRIGUES, F.; CAMPOS, R. P. Calibration of the UBVRI high-speed photometer of Laboratorio Nacional de Astrofísica, Brazil. **The Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 106, p. 1172–1183, nov. 1994. [30](#)

KALLRATH, J.; MILONE, E. F. **Eclipsing Binary Stars: Modeling and Analysis**: Astronomy and astrophysics library. New York: Springer, 2009. [3](#)

Kepler, J. **Astronomia nova**. Pragae: Forni, 1609. [4](#)

KEPLER, S. O.; SARAIVA, M. F. O. Astronomia e astrofísica. Disponível em =astro.if.ufrgs.br/livro.pdf. 2013. Acesso em: Março 2014. [2](#)

KISELEVA, L. G.; EGGLETON, P. P. Impact of modern dynamics in astronomy: Proceedings of the IAU Colloquium 172 held in Namur (Belgium), 6–11 July 1998. In: _____. Dordrecht: Springer Netherlands, 1999. cap. Can Combination of ‘Kozai

Effect' and Tidal Friction Produce Close Stellar and Planetary Orbits?, p. 409–410. [14](#)

KISELEVA, L. G.; EGGLETON, P. P.; MIKKOLA, S. Tidal friction in triple stars. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 300, p. 292–302, out. 1998. [14](#)

KOPAL, Z. The classification of close binary systems. **Annales d'Astrophysique**, v. 18, p. 379, jan. 1955. [5](#)

KOZAI, Y. Secular perturbations of asteroids with high inclination and eccentricity. **Astronomical Journal**, v. 67, p. 591, nov. 1962. [14](#)

KURUCZ, R. An atomic and molecular data bank for stellar spectroscopy. In: **Laboratory and Astronomical High Resolution Spectra**. [S.l.: s.n.], 1995. v. 81, p. 583. [39](#)

LAFLER, J.; KINMAN, T. D. An rr lyrae star survey with the lick 20-inch astrograph ii. the calculation of rr lyrae periods by electronic computer. **Astrophysical Journal Supplement**, v. 11, p. 216, jun. 1965. [23](#)

LANDOLT, A. U. UBV photoelectric sequences in the celestial equatorial selected areas 92-115. **Astronomical Journal**, v. 78, p. 959, nov. 1973. [31](#)

_____. UBVR photometric standard stars in the magnitude range 11.5-16.0 around the celestial equator. **Astronomical Journal**, v. 104, p. 340–371, jul. 1992. [31](#)

LEONARD, P. Multiple stellar systems: Types and stability. In: _____. **Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics**. [S.l.: s.n.], 2000. p. 1854. [10](#)

LEONARD, P. J. T. Stellar collisions in globular clusters and the blue straggler problem. **Astronomical Journal**, v. 98, p. 217–226, jul. 1989. [14](#)

LIAKOS, A.; NIARCHOS, P. Preliminary results for the triple system av cmi. In: K., T.; HATZIDIMITRIOU, D.; MATSAKOS, T. (Ed.). **9th International Conference of the Hellenic Astronomical Society**. [S.l.: s.n.], 2010. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 424), p. 208. [15](#)

MASUDA, K.; UEHARA, S.; KAWAHARA, H. Absolute dimensions of a flat hierarchical triple system KIC 6543674 from the Kepler Photometry. **The Astrophysical Journal Letters**, v. 806, p. L37, jun. 2015. [15](#)

- MCLAUGHLIN, D. Some results of a spectrographic study of the algol system. **The Astrophysical Journal**, v. 60, p. 22–31, 1924. [76](#)
- METROPOLIS, N.; ROSENBLUTH, A. W.; ROSENBLUTH, M. N.; TELLER, A. H.; TELLER, E. Equation of state calculations by fast computing machines. **The Journal of Chemical Physics**, v. 21, p. 1087–1092, jun. 1953. [51](#)
- MICHAELY, E.; PERETS, H. B. Secular dynamics in hierarchical three-body systems with mass loss and mass transfer. **The Astrophysical Journal**, v. 794, p. 122, out. 2014. [14](#)
- MONET, D. G. et al. The USNO-B catalog. **Astronomical Journal**, v. 125, p. 984–993, fev. 2003. [31](#)
- PECAUT, M. J.; MAMAJEK, E. E. Intrinsic colors, temperatures, and bolometric corrections of pre-main-sequence stars. **Astrophysical Journal Supplement**, v. 208, p. 9, set. 2013. [42](#)
- PICKLES, A. J. A stellar spectral flux library: 1150-25000 Å. **The Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 110, p. 863–878, jul. 1998. [xv](#), [39](#), [40](#), [41](#)
- POLESKI, R.; SKOWRON, J.; UDALSKI, A.; HAN, C.; KOZŁOWSKI, S.; WYRZYKOWSKI, Ł.; DONG, S.; M.K., S.; KUBIAK, M.; PIETRZYŃSKI, G.; SOSZYŃSKI, I.; ULACZYK, K.; PIETRUKOWICZ, P.; GOULD, A. Triple microlens ogle-2008-blg-092l: Binary stellar system with a circumprimary uranus-type planet. **The Astrophysical Journal**, v. 795, p. 42, nov. 2014. [1](#)
- POLIDO, P. F. **Modelo da galáxia no infravermelho e em raios gama**. 142 p. Tese (Doutorado) — Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais (INPE), São José dos Campos, jul. 2013. Disponível em: <http://urlib.net/sid.inpe.br/mtc-m19/2013/05.31.19.01>. Acesso em: 16 abr. 2015. [1](#), [48](#)
- PRODAN, S.; MURRAY, N.; THOMPSON, T. A. On WD-WD mergers in triple systems: The role of kozai resonance with tidal friction. maio 2013. [14](#)
- RIEKE, G. H.; LEBOWSKY, M. J. The interstellar extinction law from 1 to 13 microns. **The Astrophysical Journal**, v. 288, p. 618–621, jan. 1985. [42](#)
- ROSSITER, R. On the detection of an effect of rotation during eclipse in the velocity of the brighter component of beta lyrae, and on the constancy of velocity of this system. **The Astrophysical Journal**, v. 60, p. 15–21, 1924. [76](#)

SALUKVADZE, G. N. Trapezium type multiple systems and formation of stars. In: KOPAL, Z.; RAHE, J. (Ed.). **IAU Colloq. 69: Binary and Multiple Stars as Tracers of Stellar Evolution**. [S.l.: s.n.], 1982. (Astrophysics and Space Science Library, v. 98), p. 109–113. [13](#)

SCHRÖDER, K.-P.; SMITH, R. C. Distant future of the sun and earth revisited. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 386, p. 155–163, maio 2008. [13](#)

SEATON, M. J. Interstellar extinction in the UV. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 187, p. 73P–76P, jun. 1979. [41](#)

SIMÓN-DÍAZ, S. et al. Orbital and physical properties of the σ ori aa, ab, b triple system. **The Astrophysical Journal**, v. 799, p. 169, fev. 2015. [12](#)

SKILLING, J. Nested Sampling. In: FISCHER, R.; PREUSS, R.; TOUSSAINT, U. V. (Ed.). **American Institute of Physics Conference Series**. Germany: [s.n.], 2004. (American Institute of Physics Conference Series, v. 735), p. 395–405. [54](#)

SKRUTSKIE, M. F. et al. The two micron all sky survey (2MASS). **Astronomical Journal**, v. 131, p. 1163–1183, fev. 2006. [19](#)

SUMI, T. Extinction map of the Galactic centre: OGLE-II Galactic bulge fields. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 349, p. 193–204, mar. 2004. [33](#), [41](#)

TOKOVININ, A. A. VizieR online data catalog: Multiple star catalogue (MSC) (Tokovinin 1997-1999). **VizieR Online Data Catalog**, v. 412, p. 40075, jun. 1999. [12](#)

TORRES, G. et al. Modeling kepler transit light curves as false positives: Rejection of blend scenarios for kepler-9, and validation of kepler-9 d, a super-earth-size planet in a multiple system. **The Astrophysical Journal**, v. 727, p. 24, jan. 2011. [47](#)

UDALSKI, A.; SZYMANSKI, M.; KALUZNY, J.; KUBIAK, M.; MATEO, M. The optical gravitational lensing experiment. **Acta Astronomica**, v. 42, p. 253–284, 1992. [1](#), [17](#)

WELCH, D. **The MACHO Project**. 2012. Disponível em: <<http://www.macho.anu.edu.au>>. Acesso em: Março 2015. [18](#)

WILSON, R. E.; DEVINNEY, E. J. Realization of accurate close-binary light curves: Application to MR Cygni. **The Astrophysical Journal**, v. 166, p. 605, jun. 1971. xvii, 49, 58

WILSON, R. E.; HAMME, W. V. **Computing Binary Star Observables:** Wilson-devinney program user guide. 2004. Disponível em: <<ftp://ftp.astro.ufl.edu/pub/wilson/lcdc2003/ebdoc2003.2feb2004.pdf.gz>>. Acesso em: Jan 2015. 55