

UNIVERSIDADE ESTADUAL DE PONTA GROSSA
SETOR DE CIÊNCIAS EXATAS E NATURAIS
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM CIÊNCIAS
ÁREA DE CONCENTRAÇÃO – FÍSICA

DERISNEI MENDES REIS

**CATÁLOGO DE ESTRELAS BINÁRIAS EM
CURVAS DE LUZ CROMÁTICAS DO SATÉLITE
COROT**

PONTA GROSSA

2019

DERISNEI MENDES REIS

**CATÁLOGO DE ESTRELAS BINÁRIAS EM CURVAS DE
LUZ CROMÁTICAS DO SATÉLITE COROT**

Dissertação apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Ciências, área de Concentração em Física, da Universidade Estadual de Ponta Grossa, como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Ciências/Física

Orientador: Prof. Dr. Marcelo Emilio

PONTA GROSSA

2019

Reis, Derisnei Mendes

CATÁLOGO DE ESTRELAS BINÁRIAS EM CURVAS DE LUZ CROMÁTICAS
DO SATÉLITE COROT/ DERISNEI MENDES REIS. – PONTA GROSSA, 2019.

163 f.

Dissertação (Mestrado) – UNIVERSIDADE ESTADUAL DE PONTA GROSSA
SETOR DE CIÊNCIAS EXATAS E NATURAIS
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM CIÊNCIAS
ÁREA DE CONCENTRAÇÃO – FÍSICA.

Orientador: Prof. Dr. Marcelo Emilio

1. Estrelas Binárias. 2. Astronomia estelar. 3. Missão CoRoT. I. Emilio, Marcelo. II.
Universidade Estadual de Ponta Grossa. Mestrado em Ciências. III. T.

CDU 524.38

TERMO DE APROVAÇÃO

Derisnei Mendes Reis

“Catálogo de estrelas binárias em curvas de luz cromáticas do satélite CoRoT”

Dissertação aprovada como requisito parcial para obtenção do grau de Mestre no Programa de Pós-Graduação em Ciências - Física da Universidade Estadual de Ponta Grossa, pela seguinte banca examinadora.

Orientador:


Prof. Dr. Marcelo Emílio - UEPG/PR


Prof. Dr. Eduardo Janot Pacheco - USP/SP


Profa. Dra. Maria Cristina Rabello Soares - UFMG/MG

Ponta Grossa, 30 de outubro de 2019.

Agradecimentos

Ao legislador do Universo.

Aos meus pais por todo o incentivo durante esta jornada.

Ao meu sobrinho David Henrique.

Aos meus irmãos e principalmente a minha irmã Deirisneide Mendes Reis.

À toda minha família de forma geral.

À minha companheira de conversa de todas as noites Gladis Brito Rodrigues por compartilharmos vários assuntos e também por dividir este planeta comigo.

Ao meu orientador Prof. Dr. Marcelo Emilio por toda paciência e ensinamentos repassados durante este período.

Ao Dr. Rodrigo C. Bouffleur que foi peça fundamental para a realização deste trabalho como um todo; pois colaborou com os algoritmos necessários para a pesquisa.

Aos professores da banca de qualificação: Dr. Luiz Antônio Bastos Bernardes e Dr. Ervin K. lenzi pelas valiosas contribuições para este trabalho.

Aos professores da banca de defesa: Dr. Eduardo Janot-Pacheco e Dra. Maria Cristina Rabello Soares que através das várias sugestões, elevaram ainda mais o nível deste trabalho.

À todos os professores do Programa de Pós-Graduação em Ciências na área de concentração em Física da UEPG.

Aos meus colegas do observatório astronômico, principalmente ao Alan Pereira, Gabriel de Gois, Chrystian Pereira, Caroline Antunes e Bergerson Van Hallen por todo o apoio.

À colaboradora do observatório astronômico Marilurdes por toda atenção e conselhos oferecidos durante este período de discente.

À minha Professora do ensino fundamental Rosemary que me direcionou aos estudos da Astronomia.

Aos Professores Kelly C. Maurina, Ricardo Rodrigues e Antônio Nóbrega pelo incentivo oferecido.

Ao meu colega Maike Santos pelos constantes estudos durante os fins de semana e o meu colega Jocenei Oliveira por todos os conselhos e companheirismo durante esta jornada.

Aos meus amigos do dia-a-dia: Lucas Matciulevicz, Elisete Mayer, Rômulo Pauliv, Maria Elisa, Kauna Bernardi, Bruna Vicente, Amadeu Maggi e André A. Mamédio por todo o companheirismo principalmente na fase final do Mestrado.

Aos meus amigos mais chegados: David Oliveira, Josione Silva, Erilton Lima e Douglas

Ferrari.

Ao Eng. Antônio Carroulo (in memorian) por todo o incentivo oferecido antes mesmo do começo da minha graduação em Física.

Ao programa de Pós-Graduação em Ciências-Física da Universidade Estadual de Ponta Grossa (UEPG).

Ao Laboratório Interinstitucional de e-Astronomia (LIneA) por ceder o cluster que permitiu rodar os algoritmos e obter os parâmetros estelares necessários para a pesquisa.

À CAPES pela bolsa de estudo concedida.

Às estrelas por fabricarem os elementos químicos que compõem o meu corpo.

Resumo

Neste trabalho apresentamos um estudo de classificação de estrelas binárias das curvas de luz cromáticas observadas com o satélite CoRoT. O experimento teve como missão fazer fotometria de um grande campo com alta precisão. O satélite observou o centro e o anti-centro da galáxia por longos períodos de tempo. O satélite possuía quatro CCD's: duas dedicadas ao estudo de sismologia estelar e as outras duas dedicadas à descoberta de exoplanetas. Durante os seis anos e quatro meses que esteve operando, a missão observou um total de 163.665 estrelas em 26 campos estelares, produzindo cerca de 177.454 curvas de luz. Neste trabalho estudamos 286 curvas de luz. Após corrigirmos as curvas de luz cromáticas, classificamos os sistemas de estrelas binárias e identificamos binárias eclipsantes, sendo, 95 binárias do tipo Algol e que são sistemas de semi-contato; 11 binárias de contato do tipo Beta Lyrae; 61 binárias de supercontato do tipo W Ursae Majoris; 90 binárias destacadas de não-contato e 4 binárias que pertencem a outros tipos. Após a correção das curvas de luz, realizamos uma modelagem de alta precisão para oito sistemas, modelagem que nos permitiu medir parâmetros físicos importantes em um sistema binário. A análise ainda revelou 12 estrelas variáveis intrínsecas. Para a classe de variáveis intrínsecas, foram encontradas duas possíveis RR Lyrae classificadas incorretamente na literatura. 29 sistemas estelares binários e seus períodos foram determinados de forma inédita neste trabalho.

Palavras-chaves: Estrelas binárias. Missão CoRoT. Curva de luz. Catálogo.

Abstract

In this work we present a study of binary stars classification using chromatic light-curves observed by the CoRoT satellite . The experiment had as mission to make photometry of a large field with high precision. The satellite observed the center and anti-center of the galaxy for long periods of time. The satellite had four CCDs: two dedicated to the study of stellar seismology and the other two dedicated to the discovery of exoplanets. During the six years and four months it was operating, the mission observed a total of 163,665 stars in 26 star fields, producing about 177,454 light curves. In this work we study 286 light curves. After correcting the chromatic light-curves, we classify the binary star systems and identify eclipsing binaries, as 95 Algol-type binaries, which are semi-contact systems; 11 contact binaries of the Beta Lyrae type; 61 binary supercontact type W Ursae Majoris; 90 binary non-contact and 4 binary belonging to other types. After correcting the light curves, we performed a high precision modeling for eight systems, modeling that allowed us to measure important physical parameters in a binary star system. The analysis also revealed 12 intrinsic variable stars. For the class of intrinsic variables, two possible Lyrae RRs were incorrectly classified in the literature. 29 binary star systems and their periods have been determined for the first time in this work.

Key-words: Binary stars. Mission CoRoT. Stellar light-curve, Catalog.

Lista de ilustrações

- Figura 1 – O esquema da esquerda mostra as superfícies equipotenciais e os cinco pontos lagrangianos representados pela letra L. As estrelas neste esquema possuem massas diferentes. Se uma estrela ultrapassa o lóbulo de Roche, inevitavelmente ocorrerá transferência de matéria pelo ponto de Lagrange L_1 que está localizado no eixo das abscissas. As estrelas são representadas pelas letras M_1 e M_2 respectivamente. O centro de massa do sistema é representado por x . Fonte: Carroll e Ostlie (1996). O esquema da direita mostra que uma das estrelas (objeto preto da direita) do sistema preencheu o seu lóbulo de Roche. O preenchimento desencadeia transferência de matéria para a estrela vizinha através do ponto de Lagrange L_1 . Para ambas as figuras o eixo x e y são dados em função de unidades do semi-eixo maior. 27
- Figura 2 – A imagem representa um sistema de binária visual conhecido como Kruger 60 localizado na constelação de Cepheus e com um período orbital de 44,5 anos. A imagem foi obtida com o telescópio de 1 metro de abertura do observatório Yerkes. O sistema se encontra no canto superior esquerdo e é possível ver a separação entre as duas estrelas e também notar as diferentes posições dos objetos no céu entre os anos 1908 a 1920. 29
- Figura 3 – Em um sistema binário, as estrelas orbitam em torno de um centro de massa. . . . 29
- Figura 4 – Nas imagens temos a primeira binária astrométrica a ser descoberta: Sirius A e Sirius B (uma estrela anã branca). No passado os telescópios não contavam com uma boa resolução ao ponto de resolver as duas estrelas independentes, e a conclusão de um objeto próximo de Sirius A foi obtida por meio da observação do seu movimento. Hoje este sistema também é classificado como binária visual, pois os telescópios já possuem suficiente poder de resolução ao ponto de identificar a companheira tênue. Na imagem à esquerda obtida com o óptico, Sirius A brilha intensamente, mas é possível identificar Sirius B como um pequeno ponto (ponta da seta). Na imagem à direita obtida na faixa dos raios-x, Sirius B é o objeto maior. . . 31
- Figura 5 – (a) As letras A,B e C representam os movimentos aparentes da estrela Sirius A, Sirius B (estrela anã branca; sendo assim um objeto compacto) e do centro de massa, respectivamente. Note a oscilação no movimento de ambas as estrelas. Estudando apenas o movimento de Sirius A (objeto visível), é possível concluir que existe outro objeto responsável pela oscilação. Em (b) temos a órbita da estrela Sirius A e Sirius B em torno do centro de massa C. O período orbital para o sistema é de 50 anos. 32
- Figura 6 – Na parte superior da imagem temos um exemplo de uma linha de emissão. Na parte inferior temos o exemplo de uma linha de absorção. 33

Figura 7 – Linhas de Fraunhofer (linhas de absorção identificadas pelas letras) no espectro do Sol. A escala do comprimento de onda está dada em Angstroms. O estudo do espectro, certamente revela dados valiosos sobre as estrelas.	34
Figura 8 – Esquema de duas estrelas orbitando um centro de massa. Nos dois momentos da figura representados pelo lado esquerdo (1 e 3), observa-se que enquanto o objeto se aproxima de um observador, as linhas espectrais se deslocam em direção ao azul; quando o objeto se afasta, as linhas espectrais se deslocam para o vermelho. Nos dois momentos da figura representado pelo lado direito (2 e 4), os objetos estão se movendo perpendicularmente à linha de visão para um observador na Terra, então as linhas espectrais aparecem sobrepostas. A modificação na posição das linhas é devido ao efeito Doppler.	35
Figura 9 – Na figura temos a geometria de Roche para a binária do tipo Algol. Observe que a estrela da esquerda (destaque em cinza) ultrapassa a superfície equipotencial gravitacional que é o lóbulo de Roche, dessa maneira ocorre a transferência de matéria.	39
Figura 10 – A figura da esquerda representa a morfologia característica de uma binária do tipo Algol: note que uma das estrelas está "deformada" resultado da interação que possibilita a transferência de matéria para a companheira. A figura da direita é o diagrama de fase ou curva de luz para este sistema conhecido como TW Cas.	40
Figura 11 – A figura superior do esquema mostra o plano da órbita (visto de "cima") evidenciado pelas setas em P e S; em que P é a estrela primária e S a estrela secundária. Também mostra o sentido que o disco de acreção gira em torno da estrela secundária. A figura inferior mostra o sistema em corte e de perfil, com as setas representando as direções em que o material vindo da estrela primária cai na estrela secundária. Note que a estrela primária preencheu o seu lóbulo de Roche.	41
Figura 12 – A figura da esquerda representa a morfologia característica de uma binária do tipo Beta Lyrae: note que ambas as estrelas estão "deformadas" devido à forte interação gravitacional a que estão submetidas. A figura da direita é o diagrama de fase ou curva de luz para este sistema conhecido como RZ Dra.	42
Figura 13 – Na imagem temos a geometria de Roche para a binária de não-contato. Observe que as estrelas (círculos cinzas) não ultrapassaram a superfície equipotencial gravitacional que é o lóbulo de Roche.	43
Figura 14 – A figura da esquerda representa a morfologia característica de uma binária eclipsante de não contato: note que as estrelas não estão "deformadas". Em binários com esta configuração, não há transferência significativa de matéria. A figura da direita é o diagrama de fase ou curva de luz para este sistema conhecido como HS Aur.	43
Figura 15 – Na imagem temos a geometria de Roche para a binária do tipo W UMa. Observe que as estrelas (círculos cinzas) já ultrapassaram a superfície equipotencial gravitacional que é o lóbulo de Roche e compartilham um envelope comum.	44

Figura 16 – A figura da esquerda representa a morfologia característica de uma binária eclipsante de supercontato do tipo W UMa: as estrelas compartilham a mesma atmosfera. Em binários com esta configuração, há intensa troca de matéria e atividade magnética elevada. A figura da direita é o diagrama de fase ou curva de luz para este sistema; em que as profundidades dos mínimos são aproximadamente iguais devido as temperaturas e luminosidades ser semelhantes. Assim como no caso da curva de luz em uma binária eclipsante do tipo Beta Lyrae, em binárias do tipo W UMa a curva de luz também mostra que não é possível saber com exatidão o início e o término do eclipse primário e secundário. Este sistema é conhecido como V508 Cyg.	45
Figura 17 – O esquema representa o fluxo de matéria desde a anã vermelha (objeto da esquerda) até a estrela anã branca. Em virtude do intenso campo magnético da estrela primária, não é possível gerar um disco de acreção e a matéria se choca com as linhas do campo magnético para finalmente ser depositado na superfície da anã branca. . . .	47
Figura 18 – Modelo teórico do disco de acreção em torno de uma polar intermediária. . . .	48
Figura 19 – Abaixo temos um modelo simplificado para uma variável do tipo não-magnética. Observe que a estrela anã vermelha (objeto da esquerda) já preencheu o lóbulo de Roche, passando a transferir matéria através do ponto de Lagrange L1 e formando um disco de matéria. O "bright spot" é o ponto em que a matéria da secundária toca o disco.	49
Figura 20 – O modelo simplificado abaixo, mostra a estrela companheira transferindo matéria para um objeto compacto que no caso é um buraco negro. A figura mostra os lóbulos de Roche para ambos os objetos. Note que a estrela companheira já preencheu o seu lóbulo de Roche.	51
Figura 21 – Os esquemas abaixo em corte e de perfil representam a formação do disco de acreção em torno de objetos compactos. Em cima orbitando uma estrela de nêutrons; note as linhas do campo magnético. Abaixo orbitando um buraco negro. Em ambos os casos, a região interna do disco emite raios-x.	52
Figura 22 – Através do estudo da linha espectral H-alfa (produzida quando um elétron cai do terceiro nível para o segundo nível no átomo de Hidrogênio e com um comprimento de onda de 656,28 nm) por exemplo, é possível descobrir a velocidade com que o gás gira em um disco de acreção (velocidade entre 5.000-10.000 km/s). Isso é possível graças ao efeito Doppler relativístico que a luz está sujeita. O lado do disco que se aproxima do observador (circulo azul) terá velocidade negativa; enquanto o lado do disco que se afasta do observador (circulo vermelho) terá velocidade positiva. As dimensões de um disco de acreção em volta de um buraco negro estelar é da ordem de milissegundos-luz. A imagem traz uma concepção artística de um disco em torno de um buraco negro.	54

Figura 23 – Esquema simplificado de uma órbita elíptica em três dimensões e os elementos orbitais keplerianos.	55
Figura 24 – A figura mostra um esquema simplificado de um sistema de coordenadas cartesianas para estrelas binárias em que m_1, m_2 representam as massas dos objetos e M representa o centro de massa.	57
Figura 25 – O esquema simplificado mostra o referencial do centro de massa para um sistema binário, em que o centro de massa está em repouso em $\mathbf{R} = 0$ e se encontra na origem do sistema de coordenadas cartesianas.	59
Figura 26 – O esquema abaixo mostra os semi-eixo maiores de cada órbita em que são representados por a_1 e a_2 . O centro de massa estar localizado próximo da estrela mais massiva. As distâncias de cada estrela até o centro de massa é representado pelos vetores \mathbf{r}_2 e \mathbf{r}_1	63
Figura 27 – O esquema representa uma órbita real e a sua projeção no plano do céu. É possível observar que os focos da elipse real não coincidem com os focos da elipse observada. A projeção é feita em coordenadas esféricas	64
Figura 28 – Na figura (a) temos uma órbita circular ($e = 0$) para as duas estrelas. As velocidades orbitais são constantes. O plano das órbitas está localizado ao longo da linha de visada. Na figura (b) temos as curvas de velocidade radial para ambas as estrelas e a velocidade do centro de massa v_{cm} . A figura (b) mostra que as velocidades radiais variam ao longo do tempo, pois as estrelas se afastam e se aproximam de um observador posicionado na terra.	66
Figura 29 – Na figura (a) temos órbitas elípticas ($e \neq 0$) para ambas as estrelas. Neste caso, as velocidades orbitais não são mais constantes. O plano das órbitas está localizado ao longo da linha de visada. A figura (b) representa as velocidades radiais v_1, v_2 e a velocidade do centro de massa v_{cm}	66
Figura 30 – O esquema abaixo representa os elementos puramente geométricos de dois trânsitos estelares em que os objetos estão se movendo da esquerda para a direita. As curvas de luz teóricas para cada estrela são mostradas na parte inferior do esquema (linhas pontilhadas e sólidas) e a geometria relacionada com a estrela maior e menor está mostrada na parte superior. t_F representa o tempo de ingresso e saída da estrela menor, por de "trás" do disco da estrela maior (representado em 2 e 3 para ambos os casos) e t_T representa o tempo total, que compreende as etapas de 1 e 4 para ambos os casos.	70
Figura 31 – A geometria de um parâmetro de impacto. Os objetos em azul e amarelo representam as estrelas primária e secundária, nesta ordem.	71
Figura 32 – Elementos geométricos presentes durante as etapas da duração de um trânsito. O objeto azul é considerado a estrela primária do sistema; enquanto o objeto amarelo é a estrela secundária.	72
Figura 33 – O fenômeno do impacto de trânsito observado de perfil.	73

Figura 34 – Geometria simplificada para um binário espectroscópico eclipsante, em que o ângulo de inclinação i está próximo de 90°	75
Figura 35 – A imagem da esquerda representa as posições da estrela de menor raio em relação à estrela de maior raio; a órbita é de natureza circular. Neste esquema, assumimos que o ângulo de inclinação i é igual a 90° ; o que implica que a estrela de menor raio está se movendo perpendicularmente à linha de visão para um observador na terra. A imagem da direita mostra a curva de luz para um sistema binário com estas características. Os tempos marcados na curva de luz indicam as posições da estrela menor ao ingressar e sair do disco da estrela maior. Para este esquema, a estrela menor tem temperatura e luminosidade maior.	76
Figura 36 – O esquema mostra o satélite em sua órbita polar e sua posição perpendicular em relação à órbita.	80
Figura 37 – O esquema abaixo mostra a Terra (círculo preto) e a órbita do CoRoT. Os cones representam as duas diferentes regiões de observação do satélite que contavam com um raio (r) máximo de 10°	80
Figura 38 – A figura representa os "olhos" do CoRoT no céu. O círculo azul mostra a região no sentido do centro da Galáxia (direção da constelação de Aquila) enquanto o círculo vermelho mostra a região no sentido anticentro da Galáxia (direção da constelação de Monoceros).	81
Figura 39 – Componentes do satélite CoRoT que permitiram explorar a região do centro e anticentro da galáxia.	81
Figura 40 – Abaixo temos uma curva de luz representando um trânsito estelar e os parâmetros levados em consideração pelo BLS: estado L e H . Também está evidenciado a duração do estado L mostrado pelo parâmetro P_{0q}	85
Figura 41 – Periodograma do sistema binário CoRoT ID 315201094 gerado com o algoritmo BLS. O BLS é utilizado em passo de frequência.	86
Figura 42 – As duas imagens abaixo representam respectivamente a dobra com o período desejado e a binagem dos dados sobrepostos, em que cada <i>bin</i> representa a média dos pontos.	87
Figura 43 – A primeira imagem mostra que para cada intervalo de largura de trânsito estabelecido, é calculado o resíduo no intervalo $[i_1, i_2]$ (BOUFLEUR, 2012). A segunda imagem (espectro) mostra que para o maior pico é definido o melhor ajuste para a curva de luz em um sistema binário.	88
Figura 44 – Em azul as medidas obtidas em um sinal e em vermelho a suavização obtida com a média móvel. Pode-se verificar que na descontinuidade a média móvel se comporta de maneira suavizada, não sendo eficaz, portanto, para esse tipo de modelagem.	90

Figura 45 – Em preto o sinal original. Em vermelho o resultado de uma suavização utilizando a técnica média móvel. Em verde a suavização obtida com o filtro Savitzky-Golay, que é mais sensível em instantes de variação súbita ou descontinuidades, tornando-o mais interessante para modelar esse tipo de comportamento.	91
Figura 46 – Exemplo de superposição de uma série temporal em que cada segmento foi obtido em anos diferentes.	92
Figura 47 – A imagem mostra gráficos para curvas de luz dobrados em fase nos três filtros do satélite CoRoT: azul, verde e vermelho. No lado esquerdo temos um digrama de fase de um "falso" sistema binário; note que os mínimos primário e secundário não aparecem igualmente nos três filtros, fica evidente apenas no vermelho. O lado direito mostra um diagrama de fase para um sistema binário considerado verdadeiro; note a ocorrência dos mínimos nos três filtros.	96
Figura 48 – A imagem abaixo mostra a curva de luz bruta para o sistema CoRoT ID 603306331. Dessa maneira, tal curva apresenta ruídos; sendo assim, não é possível determinar com precisão a natureza do alvo.	97
Figura 49 – Os painéis abaixo representam a curva de luz da figura 48.No painel superior temos os dados (em preto) e a suavização (em vermelho) com o filtro Savitzky-Golay e a técnica PDM, que permite a retirada de uma boa parte dos ruídos. O painel inferior mostra o diagrama de fase, em que é possível determinar que o alvo é um sistema binário eclipsante. Para o diagrama de fase, os pontos vermelhos representam os dados originais e os pontos pretos mostram os dados corrigidos; em que é possível notar um bom ajuste. O período do sistema binário é de aproximadamente 1,8068922 dias.	97
Figura 50 – 1-Diagrama de fase para o sistema binário eclipsante do tipo Algol DI Peg. Fonte: Lu (1992). 2-Diagrama de fase para o sistema binário eclipsante do tipo Algol CoRoT ID 605144423. A comparação mostra que os sistemas são do mesmo tipo.	99
Figura 51 – 1-Diagrama de fase para o binário do tipo W UMa. O sistema é conhecido como AW UMa. Fonte: Pribulla et al. (1999). 2- Diagrama de fase para o sistema binário do tipo W UMa CoRoT ID 659476101. A comparação mostra que os sistemas são do mesmo tipo.	99
Figura 52 – 1- Diagrama de fase para o sistema binário de Não-contato EE Peg Fonte: Lacy e Popper (1984). 2- Diagrama de fase para o sistema binário de Não-contato CoRoT ID 106073467. A comparação entre os diagramas de fase revela que os sistemas são da mesma natureza.	99

Figura 53 – Esquema do elipsoide triaxial (objeto estelar e o sistema de coordenadas usadas no <i>ellc</i> indicando a posição das estrelas em um sistema binário. Note que o objeto estelar estar localizado no eixo x positivo. A inclinação que representa o eixo orbital é dado por i . O sistema de coordenadas (u, v, w) tem sua origem assumida no centro de massa relacionado às duas estrelas do sistema (MAXTED, 2016). L_{rot} e L_{orb} é o vetor referente ao momento angular rotacional da estrela e o vetor de momento angular orbital respectivamente.	100
Figura 54 – A imagem superior mostra a curva de luz completa para o sistema binário KPD 1946 + 4340, em que é possível observar o mínimo secundário (esquerda) e o mínimo primário (direita). Os dados reais são representado pelos pontos. As duas imagens abaixo, mostra os mínimos separados e como é a modelagem feita pelo <i>ellc</i> através da linha contínua (curva de luz sintética) e a modelagem feita por outro algoritmo da literatura, representado aqui pela linha tracejada.	103
Figura 55 – O lado esquerdo da imagem mostra que a maioria dos objetos encontrados ao longo da análise pertencem a sistemas binários. O lado direito da imagem mostra a porcentagem e o tipo desses sistemas.	104
Figura 56 – Binária Algol CoRoT ID 105386846. Período orbital de 1,8434478 dias.	110
Figura 57 – Binária Algol CoRoT ID 110757380. Período orbital de 0,67023833 dias.	110
Figura 58 – Binária Algol CoRoT ID 102609164. Período orbital de 0,90767967 dias.	110
Figura 59 – Binária Algol CoRoT ID 224013042. Período orbital de 1,5141060 dias.	110
Figura 60 – Binária Algol CoRoT ID 102786471. Período orbital de 1,0650309 dias.	110
Figura 61 – Binária Algol CoRoT ID 104632443. Período orbital de 2,9676214 dias.	110
Figura 62 – Binária Algol CoRoT ID 105012729. Período orbital de 3,9305200 dias.	111
Figura 63 – Binária Algol CoRoT ID 105299142. Período orbital de 2,2832106 dias.	111
Figura 64 – Binária Algol CoRoT ID 105343369. Período orbital de 2,0325281 dias.	111
Figura 65 – Binária Algol CoRoT ID 105477027. Período orbital de 1,5652840 dias.	111
Figura 66 – Binária Algol CoRoT ID 211669440. Período orbital de 1,0734200 dias.	111
Figura 67 – Binária Algol CoRoT ID 221650319. Período orbital de 2,2016321 dias.	111
Figura 68 – Binária Algol CoRoT ID 221651647. Período orbital de 0,39932080 dias.	112
Figura 69 – Binária Algol CoRoT ID 221685038. Período orbital de 4,1793514 dias.	112
Figura 70 – Binária Algol CoRoT ID 221704769. Período orbital de 5,0103768 dias.	112
Figura 71 – Binária W UMa CoRoT ID 104123826. Período orbital de 0,74533448 dias.	112
Figura 72 – Binária W UMa CoRoT ID 105065745. Período orbital de 1,1358642 dias.	112
Figura 73 – Binária W UMa CoRoT ID 101173963. Período orbital de 0,33120817 dias.	112
Figura 74 – Binária W UMa CoRoT ID 102760539. Período orbital de 0,22758244 dias.	114
Figura 75 – Binária W UMa CoRoT ID 103798065. Período orbital de 0,40757000 dias.	114
Figura 76 – Binária W UMa CoRoT ID 104649068. Período orbital de 1,1462196 dias.	114
Figura 77 – Binária W UMa CoRoT ID 105680194. Período orbital de 0,38200463 dias.	114

Figura 78 – Binária W UMa CoRoT ID 221630866. Período orbital de 0,34804300 dias.	114
Figura 79 – Binária W UMa CoRoT ID 221651996. Período orbital de 0,30355511 dias.	114
Figura 80 – Binária W UMa CoRoT ID 221671949. Período orbital de 0,6072390 dias.	115
Figura 81 – Binária W UMa CoRoT ID 221712994. Período orbital de 0,55344267 dias.	115
Figura 82 – Binária W UMa CoRoT ID 223935677. Período orbital de 0,23387324 dias.	115
Figura 83 – Binária W UMa CoRoT ID 310144545. Período orbital de 1,0141333 dias.	115
Figura 84 – Binária W UMa CoRoT ID 310151999. Período orbital de 0,85926000 dias.	115
Figura 85 – Binária W UMa CoRoT ID 315278129. Período orbital de 0,42339444 dias.	115
Figura 86 – Binária de Não-contato CoRoT ID 105812602. Período orbital de 2,2765393 dias.	117
Figura 87 – Binária de Não-contato CoRoT ID 315298027. Período orbital de 2,8146470 dias.	117
Figura 88 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102307740. Período orbital de 2,9094174 dias.	117
Figura 89 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102341633. Período orbital de 12,405277 dias.	117
Figura 90 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102332227. Período orbital de 2,8692066 dias.	117
Figura 91 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102595682. Período orbital de 11,541953 dias.	117
Figura 92 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102617617. Período orbital de 5,4893906 dias.	118
Figura 93 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102693162. Período orbital de 6,2924906 dias.	118
Figura 94 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102870613. Período orbital de 7,1458363 dias.	118
Figura 95 – Binária de Não-contato CoRoT ID 104108751. Período orbital de 8,3326216 dias.	118
Figura 96 – Binária de Não-contato CoRoT ID 105976157. Período orbital de 3,6698356 dias.	118
Figura 97 – Binária de Não-contato CoRoT ID 221625883. Período orbital de 3,1542214 dias.	118
Figura 98 – Binária de Não-contato CoRoT ID 221646787. Período orbital de 3,2739332 dias.	119
Figura 99 – Binária de Não-contato CoRoT ID 221702600. Período orbital de 5,8222100 dias.	119
Figura 100 – Binária de Não-contato CoRoT ID 315180882. Período orbital de 4,2858031 dias.	119
Figura 101 – Binária Beta Lyrae CoRoT ID 223937373. Período orbital de 0,51628007 dias.	119

Figura 102 –Binária Beta Lyrae CoRoT ID 102735868. Período orbital de 1,6469392 dias.	119
Figura 103 –Binária Beta Lyrae CoRoT ID 102868457. Período orbital de 0,97969978 dias.	119
Figura 104 –Binária Beta Lyrae CoRoT ID 106085712. Período orbital de 0,73406947 dias.	121
Figura 105 –Binária Beta Lyrae CoRoT ID 223947077. Período orbital de 0,37987164 dias.	121
Figura 106 –Binária Beta Lyrae CoRoT ID 312584359. Período orbital de 0,59982261 dias.	121
Figura 107 –Binária com outra natureza CoRoT ID 223946171. Período orbital de 7,7091136 dias.	121
Figura 108 –Binária com outra natureza CoRoT ID 500007022. Período orbital de 10,394639 dias.	121
Figura 109 –Sistema com outra natureza CoRoT ID 110829335. Período orbital relacionado com os dois trânsitos mais evidentes de 8,9367378 dias.	121
Figura 110 –Morfologia de uma binária eclipsante do tipo Algol.	123
Figura 111 –Morfologia de uma binária eclipsante do tipo W Uma.	123
Figura 112 –Morfologia de uma binária eclipsante do tipo Beta Lyrae.	123
Figura 113 –Superfícies lagrangianas para um sistema do tipo Algol. A superfície interna é o lóbulo de Roche. A estrela secundária (objeto da esquerda) preenche se lóbulo de Roche.	124
Figura 114 –Superfícies lagrangianas para um sistema do tipo W Uma. A superfície interna interna é o lóbulo de Roche. Ambas as estrelas ultrapassam o lóbulo de Roche.	124
Figura 115 –Superfícies lagrangianas para um sistema de contato do tipo Beta Lyrae. O lóbulo de Roche é a superfície interna. Neste tipo de sistema binário, a estrela primária preenche seu lóbulo de Roche.	124
Figura 116 –Morfologia de uma binária eclipsante de Não-contato. Os objetos nestes sistemas geralmente não alteram sua geometria.	125
Figura 117 –Superfícies lagrangianas para um sistema de Não-contato A superfície interna é o lóbulo de Roche. Ambas as estrelas ainda não preencheram o seu lóbulo de Roche.	125
Figura 118 –Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 102617617.	129
Figura 119 –Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 221646787.	129
Figura 120 –Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 315298027.	129
Figura 121 –Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 104108751.	129
Figura 122 –Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 102332227.	129

Figura 123 –Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 105812602.	129
Figura 124 –Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 105976157.	130
Figura 125 –Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 315180882.	130
Figura 126 –Curva de luz do objeto CoRoT ID 104190253. O objeto é provavelmente uma estrela do tipo RR Lyrae.	133
Figura 127 –Curva de luz de uma provável estrela do tipo RR Lyrae. O Objeto tem CoRoT ID 223977531.	133
Figura 128 –A imagem representa a curva de luz do objeto CoRoT ID 223989566. Este objeto é provavelmente uma estrela do tipo Cefeida.	133
Figura 129 –Curva de luz do objeto CoRoT ID 223929249. A estrela é uma provável Delta Scuti.	133

Lista de tabelas

- Tabela 1 – A tabela abaixo mostra os CoRoT ID's de 29 sistemas binários inéditos na literatura que foram encontrados neste trabalho. A classificação dos sistemas bem como os períodos são encontrados na tabela 6, no apêndice A. 105
- Tabela 2 – A tabela mostra parâmetros encontrados na literatura para a maioria dos 54 sistemas binários que foram inseridos neste capítulo. A primeira coluna representa o identificador do satélite CoRoT; a segunda mostra a campanha de observação; a terceira traz o período orbital (em dias) de cada sistema binário; enquanto a quarta mostra o erro na medida de cada período orbital; a quinta coluna representa a profundidade do trânsito primário em porcentagem; enquanto a sexta coluna mostra o erro para esta medida; a sétima coluna mostra a duração do trânsito primário (em horas); a oitava coluna representa a incerteza na medida da duração do trânsito; a nona coluna traz a magnitude da estrela primária na banda **R** e a décima coluna indica o tipo espectral da estrela primária. Estes parâmetros (ID's do CoRoT que não estão em negrito) foram determinados por Deleuil et al. (2018). O período orbital para cada sistema binário determinado por Deleuil et al. (2018), pode ser usado para servir de comparação com os períodos orbitais apresentados nos resultados. Os ID's do CoRoT em negrito representam os sistemas binários em que não existe período orbital determinado no trabalho de Deleuil et al. (2018). Para alguns desses sistemas binários existem períodos determinados na literatura em trabalhos de outros autores; enquanto para outros sistemas binários, os períodos foram determinados pela primeira vez neste trabalho. 106
- Tabela 3 – A tabela traz os valores determinados para os parâmetros de oito sistemas binários eclipsantes destacados. Da esquerda para a direita temos o identificador do satélite CoRoT; o período orbital seguido pelo erro na medida; raio da estrela-1 seguido pelo erro na medida; o raio da estrela-2 seguido pelo erro na medida; a razão do brilho superficial das estrelas seguido pelo erro na medida e o início do trânsito seguido pelo erro na medida. 127
- Tabela 4 – Esta tabela é uma continuação da tabela 3. Da esquerda para a direita temos o identificador do satélite CoRoT; a inclinação da órbita do sistema binário em relação a um observador na terra seguida pelo erro na medida; a excentricidade da órbita seguida pelo erro na medida e o argumento do periastro seguido pelo erro na medida. 128
- Tabela 5 – Variáveis intrínsecas encontradas pelo CoRoT e utilizadas nessa dissertação. . . . 133

Tabela 6 – Da esquerda para a direita temos: identificador do satélite CoRoT (CoRoT ID); a campanha de observação dos alvos (Run); coordenadas de cada sistema representadas por (RA) (para a ascensão reta, a unidade de medida é dada em hora, minuto e segundo, respectivamente.) e (DEC) (no caso da declinação, a unidade de medida é dada em grau, arco-minuto e arco-segundo, respectivamente.); tipo espectral da estrela primária (T.E); período orbital do sistema binário dado em dias (P.Orb.(d)); tipo do sistema binário (T.S.B); classificação morfológica do sistema binário (C.Morf.); temperatura efetiva da estrela primária dada em Kelvin e o seu respectivo erro quando houver (T.Eff.(K)); gravidade superficial da estrela primária dada em cm/s^2 (Log g) e a magnitude da estrela primária na banda R. 150

Tabela 7 – Da esquerda para a direita temos: identificador do satélite CoRoT (CoRoT ID); a campanha de observação dos alvos (Run); coordenadas de cada objeto estelar representadas por (RA) (para a ascensão reta, a unidade de medida é dada em hora, minuto e segundo, respectivamente.) e (DEC) (no caso da declinação, a unidade de medida é dada em grau, arco-minuto e arco-segundo, respectivamente.); período de variabilidade dado em dias (P.Var.(d)); tipo de variável; temperatura efetiva da estrela dada em Kelvin (T. Eff.(K) e a gravidade superficial da estrela (quando houver) dada em cm/s^2 (Log (g)). Fonte da campanha (RUN), (RA) e (DEC): COROT (2016). 163

Lista de abreviaturas e siglas

BLS	Box-Fitting Least Squares (Ajuste de caixa por mínimos quadrados)
CoRoT	Convection, Rotation and planetary Transits (Convecção, Rotação e Trânsito Planetário)
CALEB	Catalog and Atlas of Eclipsing Binaries (Catálogo e Atlas de Binárias Eclipsantes)
CCD	Charge-Coupled Device (Dispositivo de Carga Acoplada)
CNES	Centre National d'Etudes Spatiales (Centro Nacional de Estudos Espaciais)
DEC	Declination (Declinação)
ELLC	A fast, flexible light curve model for detached eclipsing binary stars and transiting exoplanets (Um modelo de curva de luz rápido e flexível para trânsito de estrelas binárias eclipsantes destacadas e exoplanetas)
ESA	European Space Agency (Agência Espacial Européia)
IDL	Interactive Data Language (Linguagem Interativa de Dados)
Jupyter	Referente às três principais linguagens de programação suportadas pela plataforma: Julia, Python e R
L_1	Lagrange point (Ponto de Lagrange)
LC	Light Curve (Curva de Luz)
Mag	Magnitude
MG	Mega-Gauss
NASA	National Aeronautics and Space Administration (Administração Nacional da Aeronáutica e Espaço)
PDM	Phase Dispersion Minimization (Minimização de Dispersão de Fase)
PROTEUS	Plate-forme Reconfigurable pour l'Observation, pour les Télécommunications et les Usages Scientifiques. (Plataforma Reconfigurável para Observações, para Telecomunicações e Usos Científicos.)
Python	Programming Language (Linguagem de programação)
RA	Right Ascension (Ascensão Reta)

SAVGOL	Contração do termo Savitzky-Golay
SIMBAD	Set of Identifications, Measurements, and Bibliography for Astronomical Data (Conjunto de Identificações, Medições e Bibliografia para Dados Astronômicos)
UA	Unidade Astronômica
VizieR	Service for Astronomical Catalogues (Serviço para Catálogos Astronômicos)
V_r	Velocidade radial
W UMa	W Ursae Majoris

Sumário

INTRODUÇÃO	23
1 ESTRELAS BINÁRIAS	26
1.1 DUPLA ÓPTICA	27
1.2 BINÁRIAS VISUAIS	28
1.3 BINÁRIAS ASTROMÉTRICAS	30
1.4 BINÁRIAS ESPECTROSCÓPICAS	32
1.5 BINÁRIAS ECLIPSANTES	36
1.5.1 Binárias eclipsantes do tipo Algol	38
1.5.2 Binária eclipsante do tipo Beta Lyrae	40
1.5.3 Binária eclipsante de Não-Contato	42
1.5.4 Binária eclipsante do tipo W UMa	43
1.6 VARIÁVEIS CATACLÍSMICAS	45
1.6.1 Variável cataclísmica do tipo Polar	47
1.6.2 Variável cataclísmica do tipo Polar Intermediária	47
1.6.3 Variável cataclísmica Não-Magnética	48
1.6.4 Estimativa do tipo espectral e a classe de luminosidade da estrela secundária em sistemas de variáveis cataclísmicas	49
1.6.5 Origem das variáveis cataclísmicas	50
1.7 BINÁRIAS DE RAIOS-X	51
1.8 CÁLCULOS DE PARÂMETROS ORBITAIS E ESTELARES DE SISTEMAS BINÁRIOS	54
1.9 CÁLCULO DA MASSA PARA BINÁRIAS VISUAIS	57
1.10 CÁLCULO DA MASSA PARA BINÁRIAS ESPECTROSCÓPICAS E ECLIPSANTES	65
1.11 TRÂNSITO DE ESTRELAS BINÁRIAS	69
1.12 CÁLCULO DO RAIOS ESTELAR	74
1.13 CÁLCULO DA RAZÃO ENTRE AS TEMPERATURAS DAS ESTRELAS EM UM SISTEMA BINÁRIO	76
2 A MISSÃO COROT	79
3 METODOLOGIA, OBTENÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS	83
3.1 ALGORITMO DE BUSCA BLS - <i>BOX-FITTING LEAST SQUARES</i>	83
3.2 UMA FERRAMENTA PARA REMOVER EFEITOS SISTEMÁTICOS EM SINAIS PERIÓDICOS SIMÉTRICOS: ALGORITMO DE CORREÇÃO	87
3.3 OBTENÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS	94
3.3.1 CoRoT ID e período	94

3.3.2	Vizier e simbad	94
3.3.3	Algoritmo de correção	95
3.3.4	Classificação dos alvos	98
3.3.5	Algoritmo de modelagem	100
4	RESULTADOS E DISCUSSÕES	104
4.1	SISTEMAS DO TIPO ALGOL	109
4.2	SISTEMA DO TIPO W URSAE MAJORIS OU W UMa	113
4.3	SISTEMAS DE NÃO-CONTATO	116
4.4	SISTEMAS DO TIPO BETA LYRAE	120
4.5	SISTEMAS DE OUTRA NATUREZA	122
4.6	REPRESENTAÇÃO DAS MORFOLOGIAS E SUPERFÍCIES LAGRANGIANAS PARA OS TIPOS DE SISTEMAS BINÁRIOS APRESENTADOS NESTE TRA- BALHO	122
4.7	PARÂMETROS FÍSICOS ESTELARES DETERMINADOS PELO ALGORITMO DE MODELAGEM ELLC	126
4.8	VARIÁVEIS INTRÍNSECAS	131
4.8.1	CoRoT ID 104190253	131
4.8.2	CoRoT ID 223977531	132
4.8.3	CoRoT ID 223989566	132
4.8.4	CoRoT ID 223929249	132
	CONCLUSÃO	134
	REFERÊNCIAS	136
	Apêndices	148
	APÊNDICE A CATÁLOGO DOS SISTEMAS BINÁRIOS E VARIÁVEIS INTRÍN- SECAS	149

INTRODUÇÃO

Sistemas estelares ligados gravitacionalmente são numerosos; estes sistemas são compostos por dois objetos, três objetos e até mesmo constituídos por mais objetos (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Este trabalho se desenvolve em torno de sistemas compostos por duas estrelas; os sistemas binários. No ano de 1783 o astrônomo britânico Jhon Goodricke (1764-1786) observou que o brilho da estrela β Persei (objeto de segunda magnitude) diminuía para aproximadamente $1/3$ do seu brilho inicial. Por meio de mais observações, concluiu que a variação no brilho da estrela apresentava um período fixo, o que levou a propor que tal objeto pertencia à classe das estrelas variáveis (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013; EGGEN, 1957).

No ano de 1759, o astrônomo britânico James Bradley (1693-1792) trabalhava com o catálogo de estrelas; parte das estrelas do catálogo, ele argumentava que poderiam ser sistemas compostos por duas estrelas, e que, os objetos estelares estariam orbitando um centro de massa em comum. Com a descoberta de um objeto tênue orbitando a estrela Castor (α Geminorum) em 1804 pelo astrônomo inglês William Herschel (1738-1822), ficou ainda mais evidente que se tratavam de estrelas interagindo gravitacionalmente (HERSCHEL, 1802). No ano de 1881, o astrônomo americano Edward Charles Pickering (1846-1919) mostrou evidências robustas de que a variação no brilho de β Persei era consistente com outra estrela passando periodicamente na frente e causando o eclipse, o que explicaria a queda no brilho da estrela observada por Goodricke (PICKERING, 1881). A confirmação veio no ano de 1889 quando o astrônomo alemão Herman Carl Vogel (1841-1907) descobriu outra estrela companheira de β Persei (BATTEN, 1989). A primeira binária eclipsante havia sido de fato descoberta e se tornou um protótipo para o estudo de estrelas do tipo Algol (BATTEN, 1989).

De acordo com Southworth (2012), Aitken (1898), ainda em meados de 1889, o astrônomo E.C.Pickering juntamente com a astrônoma Antonia Maury (1886-1952), descobriram a primeira binária espectroscópica, a estrela Mizar A, que apresentava linhas duplas em seu espectro, com um período de variação de aproximadamente 104 dias (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Posteriormente, outros tipos de sistemas binários também foram identificados e catalogados por outros astrônomos; é o caso do sistema binário W Ursae Majoris da constelação da Ursa Maior, que é o sistema protótipo para binárias do tipo W UMa (MORGAN; SAUER; GUINAN, 1997). Também merece destaque o sistema binário Beta Lyrae da constelação de Lyrae, e que se tornou o sistema protótipo para o estudo dos sistemas binários conhecidos como β Lyrae (GUINAN, 1989; ZHAO et al., 2008). Desde então, as descobertas de sistemas binários ocorrem frequentemente, sendo que, na atualidade, missões espaciais são responsáveis por um grande número destas descobertas. Dentre várias missões destacamos a missão espacial CoRoT (BAGLIN et al., 2016; DELEUIL et al., 2018). A missão espacial CoRoT foi lançada em 2006 e contava com dois principais programas científicos: a procura de exoplanetas, sendo a segunda (a primeira missão foi o satélite canadense MOST) missão desenhada para este fim;

o outro programa foi destinado ao estudo de algumas estrelas por meio da sismologia estelar (BAGLIN et al., 2006). Durante o tempo em que coletou dados (aproximadamente 5 anos), o satélite observou vários alvos de potenciais sistemas binários; o que veio possibilitar o estudo desses novos sistemas por astrônomos de todo o mundo.

Para o estudo e classificação desses alvos, foi necessário resolver um problema em potencial: o ruído presente nos dados obtidos. Para isto, uma técnica eficaz é então utilizada: a correção dos dados através de algoritmos rigorosos. Sendo assim, os principais objetivos desse trabalho são: (1) criar um algoritmo para a correção das curvas de luz brutas obtidas com o CoRoT; (2) encontrar as binárias eclipsantes ou as estrelas com periodicidade na curva de luz; (3) determinar períodos com precisão para as estrelas alvos; (4) classificar estes sistemas em algum tipo de estrela binária.

Para a classificação dos sistemas binários, foram utilizadas as informações já disponíveis na literatura como as apresentados na base de dados CALEB (sigla em inglês para *Catalog and Atlas of Eclipsing Binaries*) (CALEB, 2004). Estas valiosas informações serviram como fonte de comparação com os dados corrigidos e analisados do satélite CoRoT.

A dissertação conta com uma estrutura de capítulos que vai do capítulo 1 ao capítulo 4. No capítulo 1 descrevemos os diferentes tipos de grupo para os sistemas binários encontrados no Universo e as características particulares de cada um. Descrevemos as duplas ópticas (que na realidade é um falso sistema binário); as binárias visuais; binárias astrométricas; binárias espectroscópicas; variáveis cataclísmicas; binárias de raios-x e binárias eclipsantes do tipo Algol, sem-contato, β Lyrae e W UMa. O grupo de binárias eclipsantes é descrito com mais detalhes nas seções 1.5.1 a 1.5.4; pois as curvas de luz usadas neste trabalho pertencem a algum desses tipos de sistemas binários presentes neste grupo. Da seção 1.8 até a seção 1.13, descrevemos os elementos orbitais keplerianos, responsáveis por caracterizar a órbita de um corpo; também apresentamos as equações que permitem o cálculo da massa para sistemas compostos de binárias visuais; explanamos sobre como é possível determinar a massa das estrelas em sistemas compostos por binárias espectroscópicas e binárias eclipsantes; descrevemos as características de um trânsito estelar; as equações que determinam o raio estelar e por último o cálculo que possibilita encontrar a razão entre as temperaturas das estrelas em um sistema binário.

No capítulo 2 apresentamos a missão CoRoT e os principais objetivos programados para esta missão. Apresentamos também as características físicas do satélite; os campos de observação definidos pelo programa e que eram localizados no Centro e Anti-centro da Via-Láctea; as principais contribuições dadas pelo telescópio no campo de sismologia estelar, no campo de exoplanetas; etc.

No capítulo 3 explanamos sobre as metodologias empregadas e de como foram feitas a obtenção e análise dos dados. É nessa parte que apresentamos o algoritmo de busca *BLS* que inicialmente determinou os períodos dos alvos, que posteriormente foram usados como parâmetros de entrada no algoritmo de correção; a seção 3.2 descreve a ferramenta usada para

remover os ruídos de todas as curvas de luz empregadas neste trabalho. Por último a seção 3.3 explica a obtenção e a análise dos dados; a começar pela organização dos identificadores (a numeração para o CoRoT) e o período fotométrico de cada alvo; a busca de dados para cada identificador na literatura, por meio da base de dados VizieR e SIMBAD (*sigla em inglês para Set of Identifications, Measurements, and Bibliography for Astronomical Data*); o passo-a-passo da correção das curvas de luz e a classificação dos sistemas binários eclipsantes. A subseção 3.3.5 explica como foi feita a modelagem das curvas de luz através de um algoritmo escrito em Python usando a técnica `ellc` que se mostrou robusta para este tipo de problema. A modelagem determinou parâmetros físicos estelares somente para sistemas binários destacados.

No capítulo 4 apresentamos os resultados e discussões sobre período orbital e classificação para 58 alvos; sendo que, desses alvos, 15 pertencem a sistemas de binárias eclipsantes do tipo Algol; 15 pertencem a sistemas do tipo W UMa; 15 a sistemas de não-contato; 6 sistemas pertencem ao tipo Beta Lyrae e 3 sistemas binários estão classificados como sendo de outra natureza. A seção 4.6 mostra as morfologias e superfícies lagrangianas (incluindo o lóbulo de Roche) dos sistemas apresentados neste trabalho: sistema de não-contato; sistema do tipo Algol; sistema do tipo W Ursae Majoris e sistema do tipo Beta Lyrae. Ainda no capítulo 4, mas precisamente na seção 4.7, apresentamos os resultados e discussões da modelagem para oito sistemas de binárias eclipsantes desacoplados; os parâmetros físicos determinados na modelagem são: período orbital; o raio de ambas as estrelas; a razão do brilho superficial relacionado com os objetos estelares; o início do trânsito; a inclinação orbital do sistema em relação a um observador na terra; a excentricidade da órbita da estrela primária e o argumento do periastro para a estrela primária. Quatro alvos são de estrelas variáveis do tipo RR Lyrae; Delta Scuti e variável Cefeida. Neste capítulo apresentamos as curvas de luz para cada alvo e o seu diagrama de fase; também apresentamos um período orbital (sistemas binários) e o período de pulsação (variáveis intrínsecas) de maior precisão; o tipo específico de cada sistema.

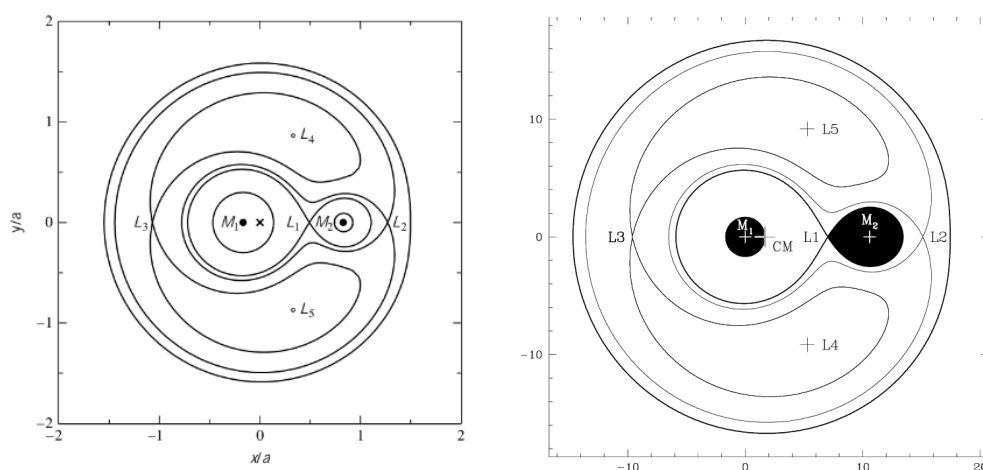
1 ESTRELAS BINÁRIAS

A quantidade de estrelas no universo observável é gigantesca. Só na nossa galáxia, a via láctea, estudos estimam em 250 bilhões o número de objetos desta natureza. O número de galáxias no universo observável é dez vezes mais do que o valor anteriormente proposto, e as observações apontam em 2 trilhões de sistemas estelares semelhantes a via láctea (CONSELICE et al., 2016). Com esta vasta população de objetos estelares, se faz necessária uma classificação e um estudo detalhado de parte dessas estrelas da nossa galáxia, com a finalidade de catalogar e extrair parâmetros físicos, tais como: temperatura, luminosidade, raio, composição química, massa e etc. Uma dessas possíveis classificações é em um sistema binário. Dados observacionais mostram que um número elevado de estrelas orbitam um centro de massa em comum; cerca de 50% das estrelas no firmamento, se compõem de sistemas com duas, três ou mais estrelas ligadas gravitacionalmente (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Uma melhor compreensão da estrutura estelar, bem como a evolução desses sistemas, só é possível quando suas características físicas são devidamente estudadas e analisadas: uma análise detalhada de uma curva de luz, movimento próprio da estrela, espectro estelar, parâmetros orbitais e o estudo da radiação do corpo negro (já que estrelas emitem radiação de forma parecida com a de corpos negros (temperatura)) podem revelar dados sobre a temperatura efetiva, composição química da atmosfera estelar, raio, estimativa de idade, velocidade radial, luminosidade e etc. Todos os recursos citados acima para a procura de parâmetros, são eficientes em produzirem informações precisas para uma estrela; no entanto, o único modo de determinar a massa de uma estrela de forma direta é analisando sua interação gravitacional com outro objeto; uma outra estrela, por exemplo. Sendo assim, o estudo de sistemas binários é de suma importância para a astrofísica, pois as interações gravitacionais a que os corpos estão submetidos fazem desse tipo de sistema um verdadeiro laboratório de física, permitindo sondar inúmeros parâmetros físicos das estrelas. O objetivo deste capítulo é descrever os diferentes tipos de sistemas binários de acordo com sua natureza. Segundo Carroll e Ostlie (1996), os sistemas binários podem ser classificados como: dupla óptica, binárias visuais, binárias astrométricas, binárias espectroscópicas e binárias eclipsantes. Existem também outras duas classes de estrelas binárias em que a estrela primária do sistema é uma estrela evoluída e compacta; são elas: variáveis cataclísmicas e binárias de raios-x. As seções a seguir, serão para descrever melhor cada sistema de estrelas binárias citado anteriormente. Se tratando de sistemas binários, é necessário incluir a definição da região interna em torno das estrelas; tal região é conhecida como lóbulo de Roche. Em torno de um sistema binário, existe a formação de superfícies equipotenciais ¹ que são vinculadas aos pontos de Lagrange ²; ao todo são cinco

¹ Em volta de cada objeto estelar em um sistema binário de estrelas existe a formação de linhas de caráter equipotencial gravitacional; tais linhas se assemelham à curvas de nível. A função destas equipotenciais é determinar o alcance do campo gravitacional de cada objeto do sistema. Em cada ponto da linha equipotencial, assume-se que o potencial gravitacional é o mesmo.

² Considerando um sistema de dois corpos, os pontos de Lagrange marcam as posições distribuídas em pontos específicos próximos aos corpos de grande massa. Nos pontos de Lagrange, obrigatoriamente a força de atração gravitacional gerada por dois objetos massivos, equivale à força centrípeta criada quando uma massa que pode

Figura 1 – O esquema da esquerda mostra as superfícies equipotenciais e os cinco pontos lagrangianos representados pela letra L. As estrelas neste esquema possuem massas diferentes. Se uma estrela ultrapassa o lóbulo de Roche, inevitavelmente ocorrerá transferência de matéria pelo ponto de Lagrange L_1 que está localizado no eixo das abscissas. As estrelas são representadas pelas letras M_1 e M_2 respectivamente. O centro de massa do sistema é representado por x. Fonte: Carroll e Ostlie (1996). O esquema da direita mostra que uma das estrelas (objeto preto da direita) do sistema preencheu o seu lóbulo de Roche. O preenchimento desencadeia transferência de matéria para a estrela vizinha através do ponto de Lagrange L_1 . Para ambas as figuras o eixo x e y são dados em função de unidades do semi-eixo maior.



Fonte: Barblan et al. (1998).

pontos lagrangianos. A figura 1 mostra as superfícies equipotenciais e os pontos lagrangianos. A superfície equipotencial que intersecta o ponto de Lagrange L_1 , é descrita como sendo o lóbulo de Roche. O lóbulo de Roche pode ser definido como uma região situada nas proximidades de um objeto estelar; sendo que, dentro desta região, o material está ligado gravitacionalmente. Em sistemas binários é possível que ocorra o preenchimento da região do lóbulo de Roche; o preenchimento geralmente ocorre quando uma das estrelas do sistema se encontra na fase de supergigante vermelha. Após essa região ser preenchida, o material estelar que se encontra fora da região pode escapar livremente, já que não está mais ligado gravitacionalmente. Em sistemas binários o plasma que escapa, pode ser depositado na estrela companheira; este escape de matéria certamente ocorrerá através de um dos cinco pontos de Lagrange; o ponto denominado por L_1 . O lóbulo de Roche é diretamente proporcional ao tamanho de uma estrela.

1.1 DUPLA ÓPTICA

Também conhecidas como duplas aparentes, na verdade tal sistema não compreende um sistema de duplas físicas, ou seja, as estrelas não estão ligadas gravitacionalmente e, portanto, não é útil para a determinação direta das massas dos objetos. Estes sistemas parecem binárias

ser considerada desprezível passa a orbitar de maneira relativamente estacionária, tendo como referencial os corpos massivos do sistema. Os pontos de Lagrange surge da solução do problema de três corpos estudado pela mecânica celeste.

físicas e que estão próximas, apenas por um efeito de projeção na esfera celeste, mas se encontram em distâncias distintas da terra (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Os objetos em uma dupla óptica, possuem ascensão reta (α) e declinação (δ) semelhantes; fazendo com que as estrelas estejam na mesma linha de visão. Lembrando que a ascensão reta (α) varia entre o intervalo de 0h e 24h (ou entre 0° e 360°), aumentando para leste. Então temos:

$$0h \leq \alpha \leq + 24h, \quad (1.1)$$

e que a declinação varia entre -90° e $+90^\circ$. O complemento da declinação se chama distância polar (Δ). ($\delta + \Delta = 90^\circ$) (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Então podemos escrever a seguinte definição:

$$\begin{aligned} -90^\circ &\leq \delta \leq + 90^\circ \\ 0^\circ &\leq \Delta \leq 180^\circ. \end{aligned} \quad (1.2)$$

A confirmação de uma dupla óptica se dá através da observação e estudo sistemático das posições relativas das duas estrelas ao longo do tempo, com a finalidade de determinar parâmetros físicos e geométricos de suas órbitas. Se o sistema é de fato uma dupla óptica, então os movimentos relativos das duas estrelas em questão são retilíneos. A ausência de uma órbita aproximadamente circular ou elíptica prova que os objetos não estão ligados gravitacionalmente e portanto é um falso sistema binário.

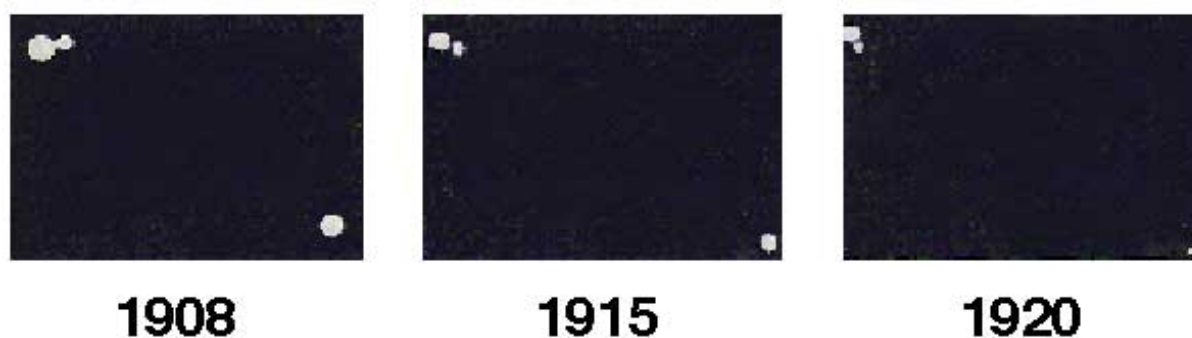
1.2 BINÁRIAS VISUAIS

Em sistemas dessa natureza, as estrelas estão separadas linearmente de tal forma que podem ser resolvidas separadamente. Os objetos estelares estão separados por dezenas a centenas de unidades astronômicas (sabendo que uma unidade astronômica é equivalente à distância média do Sol à Terra; portanto $1 \text{ UA} = 149.597.870.700$ metros) (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Outra característica importante para esses sistemas é que os objetos estelares estão de fato ligados gravitacionalmente, e as distâncias de ambas as estrelas até a Terra são aproximadamente iguais e não apenas efeito de projeção na esfera celeste (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013; ARGYLE, 2012). A figura 2 mostra um exemplo de binária visual: o sistema Kruger 60.

Com estas características, binárias visuais podem ser utilizadas para a determinação direta da massa de cada uma das estrelas; o cálculo da massa é feito através da terceira lei de Kepler (ARGYLE, 2012).

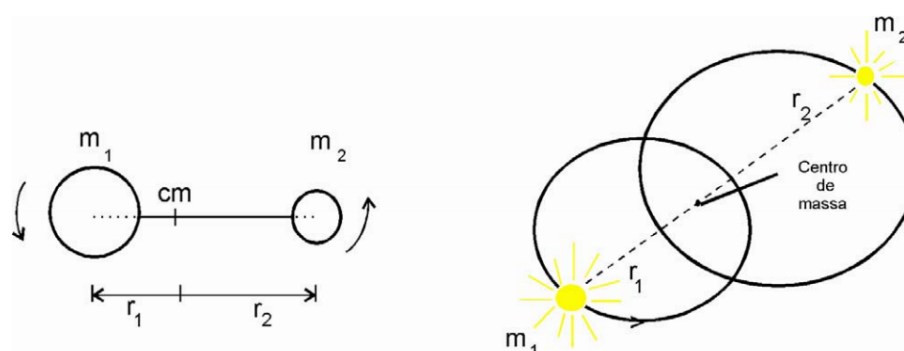
Se o raio da órbita de cada estrela da binária visual não for muito grande e consequentemente o tempo gasto para descrever a órbita em torno do centro de massa não for tão longo, é possível estudar o movimento de cada membro do sistema separadamente, e com isso determinar com precisão parâmetros físicos relacionados com a separação angular dos objetos

Figura 2 – A imagem representa um sistema de binária visual conhecido como Kruger 60 localizado na constelação de Cepheus e com um período orbital de 44,5 anos. A imagem foi obtida com o telescópio de 1 metro de abertura do observatório Yerkes. O sistema se encontra no canto superior esquerdo e é possível ver a separação entre as duas estrelas e também notar as diferentes posições dos objetos no céu entre os anos 1908 a 1920.



Fonte: Nasa (2015).

Figura 3 – Em um sistema binário, as estrelas orbitam em torno de um centro de massa.



Fonte: Dal-Pino (2010).

estelares até o centro de massa (CARROLL; OSTLIE, 1996). A figura 3 traz a representação simplificada de duas estrelas orbitando um centro de massa em comum. Outro fator importante a ser discutido é que a determinação de um par de binárias visuais dependerá também do poder de resolução do telescópio usado na observação. Uma imagem, produzida por uma lente ou por um orifício, irá apresentar um padrão de difração. Considere uma lente ou uma abertura circular (abertura do telescópio) com diâmetro d e dois objetos estelares O_1 e O_2 . Se os dois objetos O_1 e O_2 estiverem separados por uma distância angular maior que um dado limite que pode ser definido por $\Delta \theta_r$, podemos dizer que tais objetos não estão sobrepostos, e portanto as imagens estarão resolvidas (YOUNG; FREEDMAN, 2016; NAKAMURA, 2015). Por outro lado, se os objetos estiverem separados por uma distância angular inferior a este limite, então estarão sobrepostas de tal forma que não é mais possível fazer distinção entre o *objeto*₁ e o *objeto*₂; com estas características, as imagens não estarão resolvidas (FOWLES, 1989). O fenômeno da resolução angular faz parte da óptica e é descrito pelo critério de resolução de Rayleigh. O critério

de Rayleigh afirma que o limite de resolução, ou seja, o ponto a partir do qual dois objetos estelares finalmente poderão ser vistos separados e distinguíveis (MCKELVEY; GROUCH, 1981; NAKAMURA, 2015), e que segundo Young e Freedman (2016, p. 143) é: "quando o máximo central da figura de difração de uma das imagens" que representa o objeto *estelar*₁ "coincide com o primeiro mínimo de difração da outra imagem", relacionado com o objeto *estelar*₂. A equação que descreve o critério de resolução de Rayleigh, é dada por:

$$\Delta\theta_R = \arcsin\left(\frac{1,22\lambda}{d}\right), \quad (1.3)$$

mas como os ângulos geralmente são bem pequenos, a equação 1.3 fica apenas:

$$\Delta\theta_R = \frac{1,22\lambda}{d}. \quad (1.4)$$

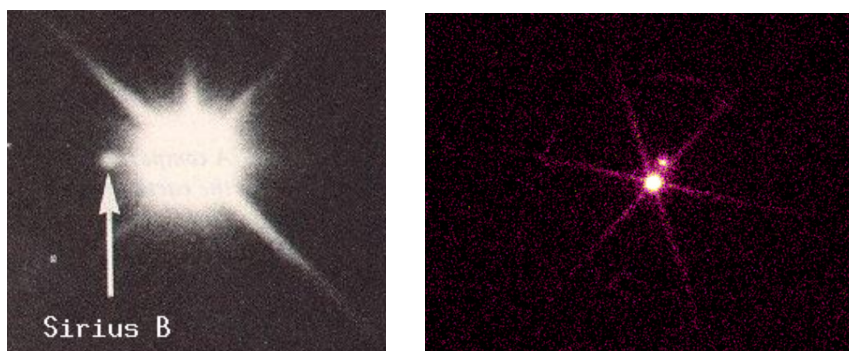
em que o fator 1,22 é definido a partir da análise matemática quando o ângulo θ for bem pequeno; λ representa o comprimento de onda da luz que incide sobre uma abertura e d o diâmetro dessa abertura.

Ainda sobre a determinação de um sistema de binárias visuais, é importante destacar a influência das aberrações ópticas na resolução; em que sistemas de lentes e espelhos estão sujeitos à este fenômeno. A aberração óptica é criada quando os raios luminosos que chegam de uma estrela não convergem todos até um único ponto, e também não irão divergir a partir deste ponto após serem refratados por um sistema de lentes ou refletidos por um sistema de espelhos; isto certamente produzirá aberrações na imagem de um objeto qualquer (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Outra questão importante na resolução de um par de binária visual, está ligada com a Função de Espalhamento Puntual (Point Spread Function) abreviada somente por PSF (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). A imagem adquirida a partir de um sistema óptico de um telescópio, não se encontra em sua máxima resolução, ou seja, não está em total acordo com o disco de difração ideal ou disco de difração de Airy; o principal motivo tem resposta nas agitações das partículas na atmosfera terrestre, o que resulta em uma resolução inferior (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Ainda segundo Oliveira e Saraiva (2013), o fenômeno da refração da luz gerado pelas camadas da atmosfera (quando a luz passa a se propagar em um meio mais refringente) é superior ao limite de difração. De acordo com Oliveira e Saraiva (2013, p. 712), a PSF pode ser descrita resumidamente da seguinte forma: "A Função de Espalhamento Puntual (Point Spread Function, PSF) é a função que descreve a distribuição de luz produzida por uma imagem puntual, e sua largura mede a resolução real da imagem."

1.3 BINÁRIAS ASTROMÉTRICAS

Algumas estrelas, quando observadas na faixa do visível do espectro eletromagnético (comprimento de onda entre 4000 e 7000 Angstroms), aparentam estar sem nenhum objeto em

Figura 4 – Nas imagens temos a primeira binária astrométrica a ser descoberta: Sirius A e Sirius B (uma estrela anã branca). No passado os telescópios não contavam com uma boa resolução ao ponto de resolver as duas estrelas independentes, e a conclusão de um objeto próximo de Sirius A foi obtida por meio da observação do seu movimento. Hoje este sistema também é classificado como binária visual, pois os telescópios já possuem suficiente poder de resolução ao ponto de identificar a companheira tênue. Na imagem à esquerda obtida com o óptico, Sirius A brilha intensamente, mas é possível identificar Sirius B como um pequeno ponto (ponta da seta). Na imagem à direita obtida na faixa dos raios-x, Sirius B é o objeto maior.



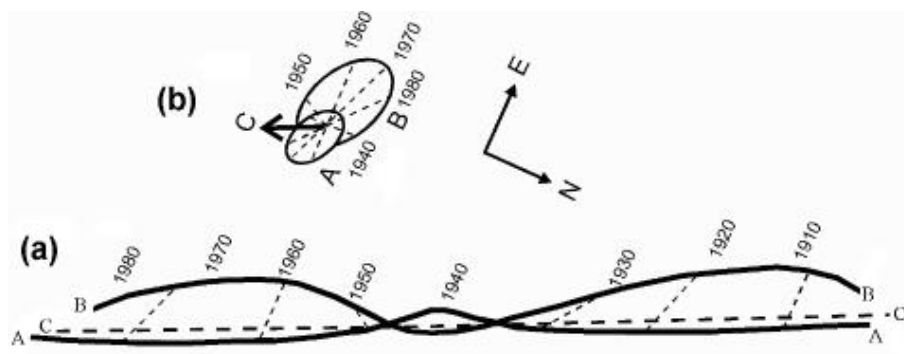
Fonte da imagem da esquerda: Ufrgs (2016). Fonte da imagem da direita: Nasa (2000).

suas proximidades. Isso ocorre porque uma das estrelas do sistema tem um brilho significativamente maior, de tal forma que um segundo objeto com brilho inferior passe despercebido durante a observação (CARROLL; OSTLIE, 1996). A figura 4 mostra um clássico exemplo de binária astrométrica.

Neste caso, a detecção da estrela com brilho inferior é feita de forma indireta a partir da análise do movimento da estrela de maior brilho (BATTEN, 1973). Se houver um objeto próximo, oscilações no movimento da estrela companheira serão inevitavelmente detectadas enquanto esta descreve sua trajetória pelo firmamento (KAMP, 1975). Uma estrela em movimento pelo firmamento, obrigatoriamente pela primeira lei de Newton (princípio da inércia), terá velocidade constante, já que a lei afirma que a tendência natural dos corpos é permanecer em repouso ou movimento retilíneo uniforme, exceto se uma força resultante esteja atuando. O não cumprimento do princípio da inércia pelo movimento oscilatório e, portanto, velocidade não constante, aponta para a existência de um outro corpo (CARROLL; OSTLIE, 1996).

Estudando o movimento oscilatório da estrela visível, e fazendo o uso da gravitação universal, é possível descobrir a massa responsável por esta perturbação (KAMP, 1975). Geralmente a estrela de baixo brilho é uma anã marrom (corpos celestes que não possuem massa o suficiente para iniciar o processo de fusão do hidrogênio em hélio no seu núcleo; mas que também não são considerados planetas e sim uma estrela "fracassada"), anã vermelha (estrela com pouca massa e baixo brilho em relação ao Sol) ou uma anã branca. Uma estrela anã branca é o resultado final de um objeto com até oito vezes a massa do Sol mas que, após evoluir, ficou aproximadamente com dimensões planetárias e extremamente densa (CAMENZIND, 2007).

Figura 5 – (a) As letras A,B e C representam os movimentos aparentes da estrela Sirius A, Sirius B (estrela anã branca; sendo assim um objeto compacto) e do centro de massa, respectivamente. Note a oscilação no movimento de ambas as estrelas. Estudando apenas o movimento de Sirius A (objeto visível), é possível concluir que existe outro objeto responsável pela oscilação. Em (b) temos a órbita da estrela Sirius A e Sirius B em torno do centro de massa C. O período orbital para o sistema é de 50 anos.



Fonte: Zeilik, Gregory e Smith (1998).

Neste caso a estrela responsável pelo movimento oscilatório da companheira é um objeto estelar compacto. A figura 5 apresenta um esquema simplificado do movimento oscilatório para as estrelas.

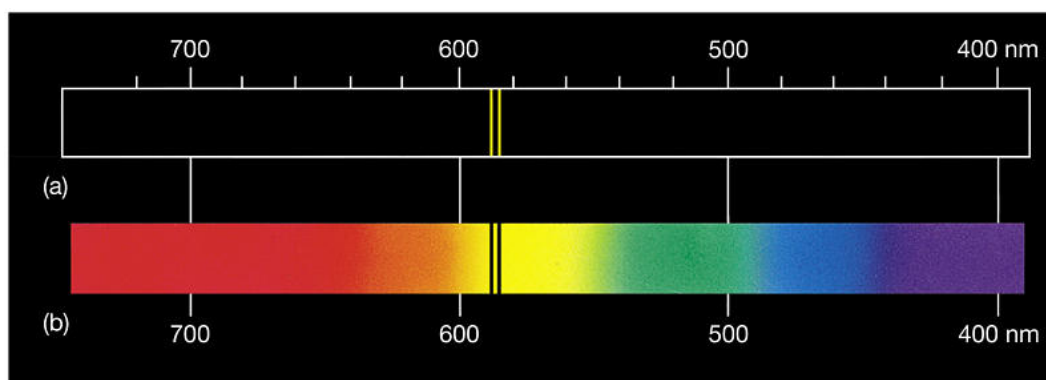
1.4 BINÁRIAS ESPECTROSCÓPICAS

Antes de descrever o que vem a ser um sistema de binárias espectroscópicas, é preferível antes descrever alguns fenômenos físicos relacionados com o tópico.

Uma estrela é basicamente uma gigantesca esfera de gás ionizado (composto em sua maioria por Hidrogênio e podendo conter uma menor porcentagem de outros gases, como o Hélio etc), portanto faz parte do quarto estado da matéria; o plasma (STAHLER, 2018). Durante a maior parte do tempo de vida de uma estrela, esta se encontra na sequência principal do diagrama H-R (diagrama Hertzsprung-Russel) e está em equilíbrio (objeto estável), ou seja, a força gravitacional que tende a concentrar as partículas em um único ponto (caso neste ponto exista uma massa muito grande causando a atração gravitacional), é equilibrada pela pressão de radiação que é gerada através das sucessivas fusões nucleares que ocorrem no núcleo da estrela; além do mais é necessário levar em consideração uma outra pressão que atua no processo, denominada por pressão de gás (IBEN-ICKO, 1967). Como mencionado anteriormente, uma estrela é formada por gases de diferentes elementos químicos, e é sabido que cada elemento químico ao receber uma certa quantidade de energia, após algum tempo, libera essa energia em forma de radiação que tem um comprimento de onda característico para cada elemento e portanto uma cor definida. Por exemplo, o sódio cria linhas amarelas; o potássio cria linhas violetas; o neônio cria linhas vermelhas etc. Tais linhas são brilhantes e constituem um espectro de emissão (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Ainda segundo Oliveira e Saraiva (2013), outro

ponto importante é que um gás aquecido a uma determinada temperatura não emite um espectro contínuo (considerando que o gás tenha uma baixa densidade). Por outro lado, também é conhecido na espectroscopia que os elementos químicos podem revelar linhas escuras, o que é conhecido como sendo um espectro de absorção; tal fenômeno recebe o nome de linhas de Fraunhofer. Se tratando de elementos químicos e espectroscopia, se faz necessário utilizar conceitos da mecânica quântica para um melhor entendimento do espectro estelar, pegando como exemplo o elemento mais simples e mais abundante na natureza: o Hidrogênio. De acordo com a mecânica quântica, um elétron pode ser encontrado em algum nível de energia, desde que o nível seja permitido. Supondo que o elétron se encontre no nível 2 ($n = 2$) e que salte para o nível 3 ($n = 3$) (quanto maior for o nível, maior será a energia), pela lei da conservação da energia, para um elétron realizar o salto, deve receber energia; por outro lado, se o elétron saltar de um nível com maior energia para um de menor energia, o elétron libera esse excesso de energia na forma de um fóton. O fóton emitido durante esse processo é justamente a linha clara (espectro de emissão) que aparece no espectro estelar; já uma linha escura, é criada quando o fóton é absorvido por um elétron fazendo com que este salte de um nível com menor energia para um nível de maior energia; esse fenômeno aparece no espectro estelar como sendo um espectro de absorção. As linhas de absorção que aparecem no espectro estelar são criadas na atmosfera da estrela. A figura 6 evidencia as características de uma linha de emissão e de absorção

Figura 6 – Na parte superior da imagem temos um exemplo de uma linha de emissão. Na parte inferior temos o exemplo de uma linha de absorção.



Copyright © 2005 Pearson Prentice Hall, Inc.

Fonte: Brau (2016).

Através desta descrição, podemos afirmar que o espectro extraído de uma estrela, é algo criado no interior da matéria; um processo atômico, e que pode ser detectado macroscopicamente. Uma estrela pode ser considerada como uma boa aproximação para o modelo de corpo negro; dessa maneira um objeto estelar emite no contínuo e pode ser descrito através da função de Planck.

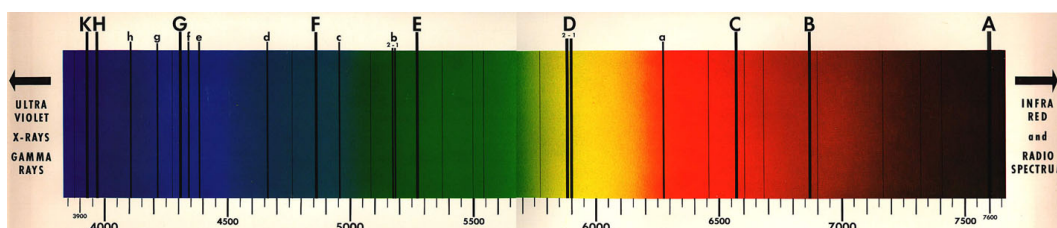
As linhas são identificadas por letras, e cada uma tem um determinado comprimento de onda $\lambda()$ e o elemento químico que a produz. De acordo com o que é descrito em Oliveira e

Saraiva (2013, p. 219), existem três leis empíricas da espectroscopia, formuladas por Kirchhoff; são elas:

1. Um corpo opaco quente, sólido, líquido ou gasoso, irá emitir um espectro contínuo;
2. Um gás transparente produzirá um espectro de linhas brilhantes, chamadas de emissão. O número e a posição destas linhas depende dos elementos químicos presentes no gás;
3. Se um espectro contínuo passar por um gás à temperatura mais baixa, o gás frio causará a presença de linhas escuras, chamadas de linhas de absorção. O número e a posição destas linhas, dependerá dos elementos químicos presentes no gás.

É importante destacar que, de todo o espectro eletromagnético estamos interessados apenas na faixa do visível, para a produção e análise do espectro de uma estrela. Fazendo com que a luz oriunda de uma estrela passe por um prisma, é possível fazer a decomposição dessa onda eletromagnética em feixes de cores diferentes (como as do arco-íris); esse fenômeno é chamado de dispersão da luz e cada cor tem uma frequência específica. Indo além e fazendo o uso de um espectrógrafo (instrumento mais preciso do que um prisma por usar redes de difração), a luz ao passar produzirá um espectro bem definido com linhas brilhantes (raias em emissão) e linhas escuras (raias em absorção). Como os elementos químicos produzem raias em emissão bem características, da mesma forma podem produzir raias de absorção bem características de cada elemento químico. A análise do espectro estelar pode revelar informações importantes sobre a composição química, densidade do astro, temperatura efetiva etc; ou seja, o espectro é uma "identidade" da estrela (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). A figura 7 mostra um exemplo de espectro; o espectro do Sol.

Figura 7 – Linhas de Fraunhofer (linhas de absorção identificadas pelas letras) no espectro do Sol. A escala do comprimento de onda está dada em Angstroms. O estudo do espectro, certamente revela dados valiosos sobre as estrelas.



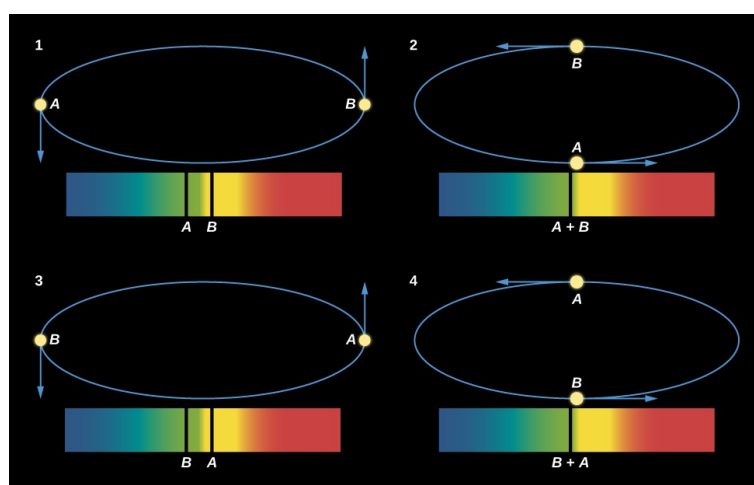
Fonte: Columbia (2019).

Em um sistema de duas estrelas, que estão relativamente bem próximas com a separação entre os objetos em torno de 1UA (1UA equivale à distância média do sol à terra e é igual a 149.597.870.700 metros), com tal proximidade é praticamente impossível resolver as estrelas separadamente, como em um caso de um sistema de binárias visuais. Com essas características, a resolução do sistema se dá através do estudo do seu espectro (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Para descobrir se um sistema é de fato uma binária espectroscópica e não uma única estrela, convém aplicar o efeito Doppler na análise do espectro (KATOH et al., 2013). O efeito

Doppler pode ser descrito basicamente como sendo uma mudança na frequência (nesse caso em específico se trata da frequência da luz) em função da velocidade de um corpo em movimento em relação a um observador (HALLIDAY; RESNICK; WALKER, 2009). Fazendo a análise do espectro adquirido, é possível notar (caso seja um sistema de binária) não apenas um conjunto de linhas espectrais, mas dois conjuntos de linhas. Quando uma estrela se aproxima em relação a um observador na Terra, a luz que chega do objeto aparenta ter uma frequência maior do que a frequência real emitida; deste modo a luz sofreu um desvio para o azul. Quando uma estrela se afasta em relação a um observador na Terra, a luz que chega do objeto aparenta ter uma frequência menor do que a frequência real emitida; deste modo a luz sofreu um desvio para o vermelho (BRAGA, 2018). Esse fenômeno é satisfatoriamente explicado através do efeito Doppler, ao qual a luz também está sujeita.

Em um sistema de binárias espectroscópicas, enquanto uma estrela se aproxima do observador ao descrever sua trajetória em torno do centro de massa, conseqüentemente a outra se afasta do observador e vice-versa. Sendo assim, as linhas espectrais de cada estrela aparecem deslocadas e oscilando com um período P bem definido, e isso acarreta em uma mudança no comprimento de onda das linhas espectrais (como mencionado anteriormente, cada linha de emissão ou absorção possui um comprimento de onda que é conhecido) com o tempo (ARGYLE, 2012; OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Essas características revelam de vez que não se trata apenas de uma estrela isolada e sim de dois objetos distintos. A figura 8 mostra um exemplo simplificado de como ocorre o deslocamento das linhas espectrais.

Figura 8 – Esquema de duas estrelas orbitando um centro de massa. Nos dois momentos da figura representados pelo lado esquerdo (1 e 3), observa-se que enquanto o objeto se aproxima de um observador, as linhas espectrais se deslocam em direção ao azul; quando o objeto se afasta, as linhas espectrais se deslocam para o vermelho. Nos dois momentos da figura representado pelo lado direito (2 e 4), os objetos estão se movendo perpendicularmente à linha de visão para um observador na Terra, então as linhas espectrais aparecem sobrepostas. A modificação na posição das linhas é devido ao efeito Doppler.



Fonte: OpenStax (2016).

Também é importante notar que a ocorrência dos dois conjuntos de linhas espectrais só

é possível quando as duas estrelas do sistema possuem luminosidades semelhantes. Segundo Bonneau, Millour e Meilland (2014), Carroll e Ostlie (1996), existem sistemas de binárias espectroscópicas em que a estrela secundária tem uma baixa luminosidade, conseqüentemente, seu espectro não se destaca em relação ao da estrela primária; mesmo assim o espectro da estrela primária mostra suas linhas espectrais oscilando em comprimento de onda com o tempo, indicando uma estrela companheira (ZEILIK; GREGORY; SMITH, 1998; CHAISSON; MC-MILLAN, 1998). A equação matemática que relaciona o efeito Doppler com os comprimentos de onda das linhas espectrais é (BISCHOFF et al., 2017):

$$Z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \equiv \frac{(\lambda - \lambda_0)}{\lambda_0} = \frac{V_r}{c}, \quad (1.5)$$

em que λ_0 é o comprimento de onda da linha espectral medida no laboratório; λ é o comprimento de onda que foi observado, c é uma constante e representa a velocidade da luz no vácuo e V_r é a velocidade radial da estrela (terá valor negativo quando a estrela está se aproximando do observador (blueshift) e positivo quando a estrela está se afastando do observador (redshift)).

Analisando o deslocamento $\Delta\lambda$ observado no comprimento de onda das raiais espectrais destes sistemas estelares, é possível descobrir com precisão o período orbital das estrelas e a distância que separa as estrelas até o centro de massa. Essa medida pode ser feita apenas conhecendo a velocidade radial da estrela₁ e da estrela₂. Podemos afirmar que a velocidade radial V_r é dada em função do deslocamento $\Delta\lambda$ da raia espectral. Outra informação valiosa que pode ser revelada, quando é associado o estudo do espectro estelar com o efeito Doppler, é a obtenção da razão das massas das estrelas, desde que a velocidade radial para cada estrela seja conhecida (BEER, 1956). A equação matemática que expressa essa razão é dada por:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{V_{r_2}}{V_{r_1}}. \quad (1.6)$$

em que m_1 e m_2 são as massas da *estrela*₁ e *estrela*₂; V_{r_1} e V_{r_2} representam as velocidades radiais das estrelas.

Um sistema com duas estrelas só poderá ser de fato uma binária espectroscópica quando a binaridade for conhecida através das variações das velocidades radiais dos objetos estelares; variações que podem ser determinadas através das mudanças nos comprimentos de onda das linhas espectrais. Geralmente as estrelas estão tão próximas que a velocidade orbital é elevada e o período gasto para descrever a órbita é curto (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013).

1.5 BINÁRIAS ECLIPSANTES

Algumas estrelas apresentam variações em sua magnitude aparente (ou brilho). Uma observação do objeto estelar poderá indicar que tal variação em sua magnitude é periódica e ocorre entre intervalos de tempo bem definidos de horas ou dias. Uma explicação possível para

o fenômeno descrito é a ocorrência de eclipses causados por uma estrela passando na frente da outra e bloqueando uma determinada porcentagem do seu brilho. Se esta é a explicação correta para o fenômeno, o sistema é nomeado de binária eclipsante. O estudo das binárias eclipsantes poderá revelar parâmetros físicos valiosos através de suas curvas de luz (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). Uma curva de luz é basicamente um gráfico que representa a variação do fluxo (ou magnitude aparente) medido do sistema de uma binária eclipsante em função do tempo (JATENCO-PEREIRA, 2017). Em binárias eclipsantes ocorrem dois tipos de eclipses: eclipse secundário e eclipse primário. O eclipse secundário é criado quando uma estrela com maior luminosidade (com uma temperatura maior) passa na frente da estrela com menor luminosidade (temperatura menor) formando um mínimo menos profundo no gráfico que mostra a curva de luz. O eclipse primário é formado quando uma estrela de menor luminosidade passa na frente da estrela com maior luminosidade, formando um mínimo mais profundo. É importante notar que os mínimos (criados a partir do eclipse primário e eclipse secundário) não dependem exclusivamente do tamanho da estrela; por exemplo: uma estrela menor poderá ser mais luminosa do que uma estrela maior, e quando tal estrela menor passar por "trás" da estrela maior, ocorrerá o eclipse primário (mínimo com maior profundidade representado na curva de luz plotada). Da mesma forma, se a estrela maior do sistema for a mais luminosa, quando essa passar por "trás" da estrela menor, ocorrerá o eclipse primário. Notadamente as características dos mínimos dependem em parte da luminosidade das estrelas do sistema.

Existem basicamente dois grandes grupos de estrelas variáveis; são eles: variáveis intrínsecas e extrínsecas. Binárias eclipsantes, são sistemas conhecidos como variáveis extrínsecas, ou seja, as variações detectadas no brilho das estrelas não ocorrem devido a variações nos parâmetros físicos estelares (temperatura, raio etc) e sim a fatores externos à estrela: uma estrela passando na frente e eclipsando a companheira periodicamente, por exemplo (TOOKE, 2017; WILKINSON; GIERSCH, 2007). Para duas estrelas formarem uma binária eclipsante é preciso que a órbita do sistema, possua uma inclinação i de 90° (a órbita encontra-se de perfil) ou bem próxima deste valor, em relação a um observador na Terra (KARTTUNEN et al., 2016; TOOKE, 2017). Um sistema de binárias eclipsantes de certo modo é raro, pois o plano da órbita deve obrigatoriamente estar na linha de visada de um observador terrestre para que seja considerado de fato uma variável extrínseca do tipo eclipsante; então, não são todos os sistemas que possuem essa configuração geométrica na esfera celeste; sendo portanto algo ocasional (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). A análise das curvas de luz adquiridas desses sistemas, além de demonstrar a existência de duas estrelas, também produz informações sobre as temperaturas efetivas das estrelas, informações sobre a órbita, dados da massa, determinação direta dos raios das estrelas primária e secundária (através do tempo de duração do mínimo primário e secundário quando ocorre o eclipse) etc (CARROLL; OSTLIE, 1996). Com estas características, sistemas de binárias eclipsantes são ideais para estudar parâmetros astrofísicos dos objetos estelares. Existem três tipos de binárias eclipsantes em que pode ocorrer a transferência (a transferência ocorre pelo ponto de Lagrange L_1 após preencher o lóbulo de Roche;

mecanismo explicado no início do capítulo 1) de matéria de uma estrela para a outra; são eles: binária eclipsante do tipo Algol (sistema de semi-contato); binária eclipsante do tipo Beta Lyrae (sistema de contato) e binária eclipsante do tipo W Ursae Majoris (sistema de supercontato). Outro tipo de binária eclipsante consiste de um sistema em que os objetos não trocam matéria, conhecido como binárias de não - contato.

1.5.1 Binárias eclipsantes do tipo Algol

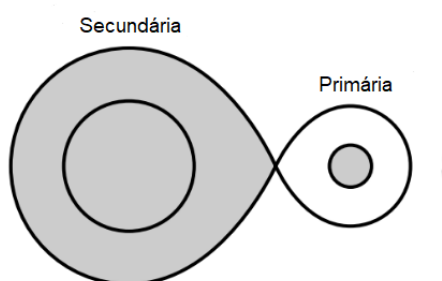
O primeiro sistema dessa natureza a ser amplamente estudado foi o sistema Beta Persei (β Persei) também chamada Algol, que está localizado na constelação de Perseus. Esta dupla de estrelas é uma binária algólida, e que serve como referência no estudo de outros sistemas com características semelhantes. Em duplas físicas do tipo Algol, a estrela portadora da maior massa ainda se encontra na faixa da sequência principal do diagrama H-R³; ou seja, ainda está queimando Hidrogênio no seu núcleo; enquanto que a que tem a menor massa é mais evoluída, já saiu da sequência principal do diagrama H-R e se encontra no ramo das subgigantes (SOBRINHO, 2013). O sistema β Persei possui um período de variação da sua magnitude aparente de aproximadamente três dias. A estrela principal, tem massa de aproximadamente $3,7 M_{\odot}$, pertence à classe espectral B8 e se encontra na sequência principal; já a estrela secundária tem cerca de $0,8 M_{\odot}$ e pertence à classe espectral G5; é na atualidade uma estrela subgigante (PEREIRA-JATENCO, 2010; OLIVEIRA, 2010). Teoricamente este sistema de estrelas aparenta estar em desacordo com a evolução estelar, pois esta prevê que uma estrela de menor massa evolua bem mais lentamente do que uma estrela com massa maior. A explicação para este paradoxo nas binárias eclipsantes do tipo Algol é que no passado a estrela subgigante do sistema era de fato a estrela que tinha a maior massa e que chegou a transferir parte da sua massa para a estrela vizinha, que na atualidade é o corpo mais massivo (CHAISSON; MCMILLAN, 1998; MACIEL, 2011).

O mecanismo que possibilitou a transferência de massa de uma estrela para outra no sistema Beta Persei (ou Algol) é o mesmo aplicado para todos os sistemas de Binárias eclipsantes do tipo Algol e pode ser descrito basicamente da seguinte maneira: nos primórdios a *estrela₂* (estrela com maior massa na atualidade) tinha massa de aproximadamente $1,5 M_{\odot}$ e sua companheira a *estrela₁* (estrela subgigante na atualidade) possuía massa de aproximadamente $3,0 M_{\odot}$. Para tal sistema o ponto de Lagrange L_1 é definido como sendo o local em que a força gravitacional da *estrela₁* se igualava a da *estrela₂*. Quando a *estrela₁* começou a evoluir para o estágio de gigante vermelha, seu envelope (camadas externas) atingiu L_1 , desencadeando a transferência de matéria para a *estrela₂*; esta transferência permite a criação de um disco de acreção em volta do objeto estelar (PEREIRA-JATENCO, 2010; OLIVEIRA, 2010; MACIEL,

³ O diagrama H-R é um gráfico que mostra a relação entre luminosidade versus temperatura efetiva de um grupo de estrelas. A sequência principal é uma região desse gráfico que representa as estrelas que estão em sua fase estável da "queima" do Hidrogênio; as estrelas estão distribuídas ao longo dessa sequência de acordo com suas respectivas massas.

2011). A figura 10 traz a morfologia de uma Algol (lado esquerdo) e o diagrama de fase característico (lado direito). Este é um exemplo de binária com transferência de matéria de um objeto para outro, conhecido também como binárias de semi-contato. Em binárias de semi-contato do tipo Algol, é a *estrela*₁ (estrela mais velha) que preenche seu lóbulo de Roche, levando a um escape de matéria através do ponto interno de Lagrange L_1 , a partir do qual é capturado pela estrela vizinha. Esta matéria capturada faz com que ocorra um aumento de massa da *estrela*₂ (estrela mais jovem) (MACIEL, 2011). O preenchimento do lóbulo de Roche para um sistema de semi-contato é destaque na figura 9.

Figura 9 – Na figura temos a geometria de Roche para a binária do tipo Algol. Observe que a estrela da esquerda (destaque em cinza) ultrapassa a superfície equipotencial gravitacional que é o lóbulo de Roche, dessa maneira ocorre a transferência de matéria.

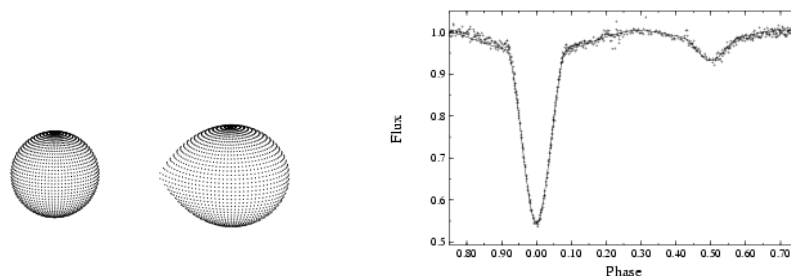


Fonte: Adaptado de Carroll e Ostlie (1996).

O período orbital para binárias eclipsantes do tipo Algol é de dias ou até semanas, sendo característico destes sistemas o brilho constante (ou fluxo), quando não ocorre nenhum eclipse; quando ocorre um eclipse primário e secundário, é perceptível a queda repentina na magnitude aparente da estrela (MACIEL, 2011; LIRA, 2015). Esses mínimos primário e secundário evidenciados no diagrama de fase (curva de luz) representam uma pequena porcentagem de todo o diagrama, que é aproximadamente 15% para cada mínimo (MACIEL, 2011). Mesmo com esse valor para cada mínimo, é possível determinar com precisão o início e o término dos eclipses primário e secundário destacados na curva de luz de uma binária do tipo Algol. Segundo Maciel (2011), geralmente quanto maior o período orbital, menor será a porcentagem da curva de luz ocupada pelos eclipses. Outra característica importante das curvas de luz é que elas mostram que de fato ocorre uma fraca interação entre os membros, principalmente relacionada com a transferência de matéria (MACIEL, 2011). As curvas de luz são tomadas usando a parte óptica do espectro eletromagnético; sendo assim, elas podem ocultar vários fenômenos físicos importantes que não são visíveis nessa "janela" do espectro e que podem estar ocorrendo com as estrelas (LIRA, 2015). Se as profundidades dos trânsitos entre o mínimo primário e secundário forem bem distintas, é possível que apareça evidências, na curva de luz, de um fenômeno característico de sistemas binários conhecido como "efeito de reflexão" (WILSON, 1994).

As diferentes profundidades dos mínimos mostram que as temperaturas efetivas das es-

Figura 10 – A figura da esquerda representa a morfologia característica de uma binária do tipo Algol: note que uma das estrelas está "deformada" resultado da interação que possibilita a transferência de matéria para a companheira. A figura da direita é o diagrama de fase ou curva de luz para este sistema conhecido como TW Cas.



Fonte: Narita, Schroeder e Smith (2001).

treelas não são iguais; então, para um mínimo bem profundo, a estrela que tem a temperatura significativamente maior pode interferir e ofuscar a luz que vem do sistema (LIRA, 2015). A luz que emana da estrela de maior temperatura, ao entrar em contato com a atmosfera da estrela secundária (com menor temperatura), induzirá um aumento em sua luminosidade, provocando o surgimento do "efeito de reflexão" evidenciado no diagrama de fase do sistema binário (MACIEL, 2011). Basicamente o que difere um sistema binário do tipo Algol dos outros tipos de sistemas, é que a estrela secundária possui uma ligeira mudança em sua geometria; o objeto pode ser ligeiramente elipsoidal, tal como representado na figura 10, enquanto a estrela primária apresenta um formato esférico.

Estrelas binárias de semi-contato oferecem oportunidades para o estudo e melhor compreensão de fenômenos astrofísicos relacionados com troca e perda de massa, e também dos processos de acreção de matéria em torno destes objetos (LIRA, 2015).

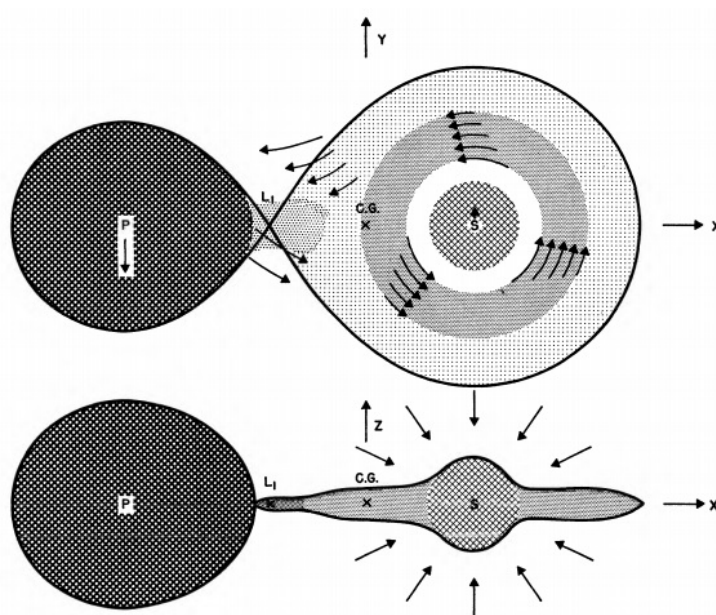
1.5.2 Binária eclipsante do tipo Beta Lyrae

Binárias eclipsantes do tipo β Lyrae fazem parte de outra classe, com características bem específicas dentro do grupo de estrelas binárias. Uma dessas características está presente na curva de luz que mostra que o fluxo varia continuamente em função do tempo. Esta variação é causada pela forte interação gravitacional entre as estrelas do sistema que estão sujeitas a intensas distorções causadas pelas forças de marés. Outro fator responsável pela variação na curva de luz deriva em parte da rotação das estrelas, o que altera seus aspectos físicos (forma geométrica das estrelas); conhecida como variação elipsoidal (KALLRATH; MILONE; WILSON, 2009; MACIEL, 2011). Para a maioria das binárias do tipo β Lyrae, o período orbital está na faixa de dias, porém em alguns sistemas desta natureza, as estrelas podem ser gigantes ou supergigantes; aumentando assim o período orbital das estrelas (MACIEL, 2011).

A estrela primária do sistema protótipo de binária eclipsante do tipo Beta Lyrae (O sis-

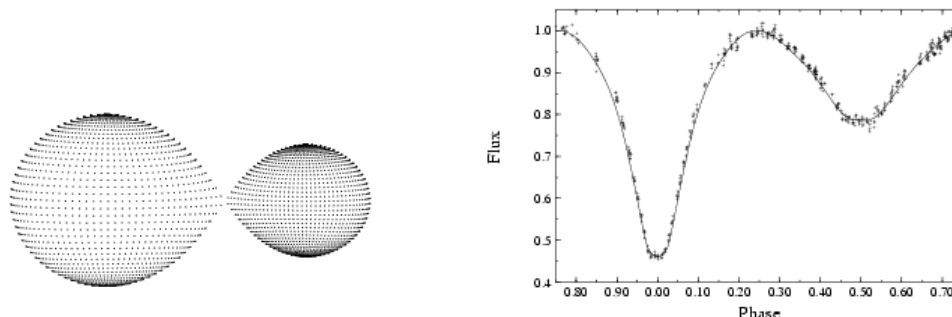
tema estar localizado na constelação de Lyra) pertence à classe espectral B7, é menos massiva do que a estrela secundária (observações mostram que esta estrela secundária também pertence à classe espectral B); porém possui uma luminosidade superior no óptico (motivo de ser a estrela primária). Da mesma forma como acontece em outros sistemas binários, no sistema Beta Lyrae cada membro exerce sua influência gravitacional dentro de uma região conhecida como lóbulo de Roche: esta região do lóbulo de Roche é definida como sendo uma superfície equipotencial com densidade e temperatura constante. A massa de uma estrela influencia diretamente o tamanho do lóbulo de Roche; de fato para um objeto estelar mais massivo, essa região será maior. Em um sistema Beta Lyrae, o ponto onde o lóbulo da estrela₁ se encontra com o lóbulo da estrela₂ é determinado como sendo o ponto de Lagrange L_1 , que é por onde ocorre a transferência de matéria de uma estrela para a outra. Tal como ocorre em um sistema do tipo Algol, no que diz respeito à ejeção de matéria para a estrela companheira, em uma Beta Lyrae é a estrela primária que expande suas camadas externas de tal modo que preenche o seu lóbulo de Roche, que ao atingir o ponto de Lagrange L_1 , transfere massa para a estrela secundária, que é a mais massiva. A transferência de matéria cria um espesso disco de acreção em torno da estrela secundária (secundária por possuir uma luminosidade inferior ao da primária); por causa deste disco de matéria, a luz proveniente da estrela é parcialmente bloqueada, fazendo com que a estrela secundária aparente ter um brilho inferior (HUANG, 1963; LINNELL, 2000). Na figura 11 temos a representação de uma binária eclipsante do tipo Beta Lyrae e suas principais características.

Figura 11 – A figura superior do esquema mostra o plano da órbita (visto de "cima") evidenciado pelas setas em P e S; em que P é a estrela primária e S a estrela secundária. Também mostra o sentido que o disco de acreção gira em torno da estrela secundária. A figura inferior mostra o sistema em corte e de perfil, com as setas representando as direções em que o material vindo da estrela primária cai na estrela secundária. Note que a estrela primária preencheu o seu lóbulo de Roche.



Fonte: Huang (1963).

Figura 12 – A figura da esquerda representa a morfologia característica de uma binária do tipo Beta Lyrae: note que ambas as estrelas estão "deformadas" devido à forte interação gravitacional a que estão submetidas. A figura da direita é o diagrama de fase ou curva de luz para este sistema conhecido como RZ Dra.



Fonte: Kreiner et al. (1994).

A possível forma das estrelas em uma binária do tipo Beta Lyrae e a curva de luz característica estão representadas na figura 12; a diferença básica de um sistema do tipo Beta Lyrae para outros tipos de sistema, é que ambas as estrelas alteram a geometria (ambas são elipsoidais). Na figura que representa o diagrama de fase (imagem da direita), é fácil notar a diferença de profundidade entre os eclipses primário e secundário; isso ocorre porque as temperaturas das estrelas não são iguais. Dada à contínua variação representada na curva de luz, nesses casos não é possível determinar com exatidão o início e o término de cada eclipse (sem começo ou fim dos eclipses). Alguns autores classificam os sistemas Beta Lyrae como sendo binárias de contato.

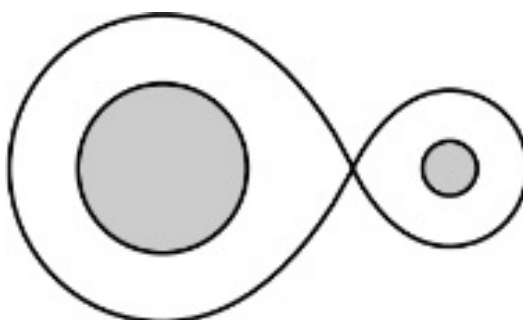
1.5.3 Binária eclipsante de Não-Contato

As estrelas que fazem parte desta classe, geralmente, se encontram na sequência principal do diagrama H-R e são objetos estáveis (KOPAL, 1955). A observação das curvas de luz para estas estrelas não revela indícios de transferência de matéria através do ponto de Lagrange L_1 , e nem distorções por forças de marés; portanto, nenhuma das estrelas ainda preencheu o seu lóbulo de Roche. A figura 13 representa a geometria de Roche para a binária.

As estrelas nesse tipo de sistema são fontes importantes para obter informações precisas a cerca da massa dos objetos, luminosidade, raio, temperatura efetiva etc (RATAJCZAK et al., 2010; SOUTHWORTH et al., 2005). Se os membros do sistema estiverem relativamente próximos, então poderá ocorrer a transferência de momento angular, tornando circulares as órbitas das estrelas (LIRA, 2015). A figura 14 representa a característica das estrelas em uma binária de não-contato e também seu diagrama de fase.

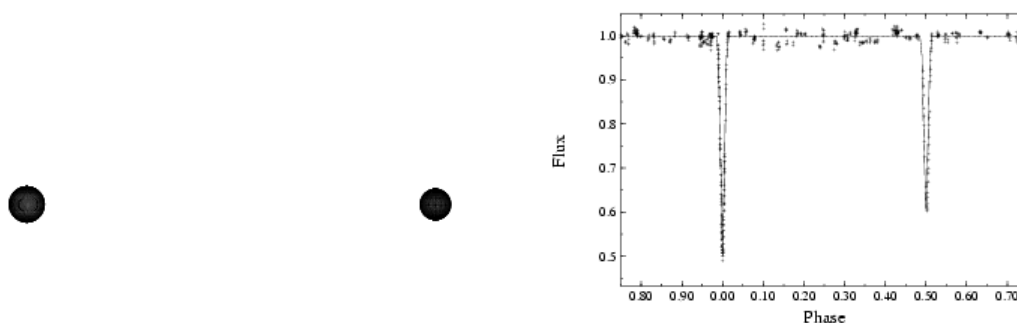
No geral as estrelas estão separadas por grandes distâncias muito maiores do que o tamanho de seus raios, e a única troca de matéria entre os membros é realizada através dos ventos estelares; o que não é suficiente para alterar as características físicas do sistema e tampouco sua

Figura 13 – Na imagem temos a geometria de Roche para a binária de não-contato. Observe que as estrelas (círculos cinzas) não ultrapassaram a superfície equipotencial gravitacional que é o lóbulo de Roche.



Fonte: Carroll e Ostlie (1996).

Figura 14 – A figura da esquerda representa a morfologia característica de uma binária eclipsante de não contato: note que as estrelas não estão "deformadas". Em binários com esta configuração, não há transferência significativa de matéria. A figura da direita é o diagrama de fase ou curva de luz para este sistema conhecido como HS Aur.



Fonte: Popper et al. (1986).

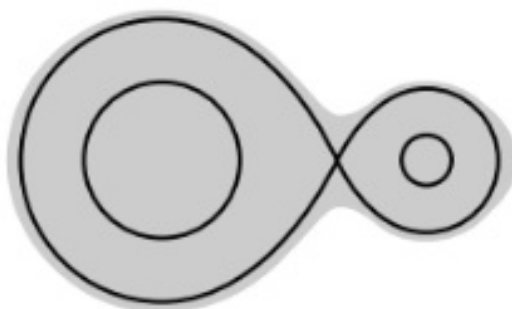
evolução (LIRA, 2015). É importante destacar que, as diferenças básicas de um sistema com esta natureza comparado com outros tipos de sistemas, é que, ambas as estrelas preservam o formato esférico e a curva de luz mostra claramente o início e o fim dos eclipses.

1.5.4 Binária eclipsante do tipo W UMa

A estrela protótipo para esta classe é a W Ursae Majoris do tipo espectral (para a estrela primária) G2V, com magnitude máxima no visível de 7,75 e magnitude mínima no visível de 8.48. Binárias eclipsantes do tipo W UMa geralmente pertencem aos tipos espectral que vai de F a K; são sistemas binários em que os dois objetos estelares preenchem seus lóbulos de Roche e em alguns casos até ultrapassam demasiadamente essa região. A figura 15 representa a geometria de Roche para um sistema do tipo W UMa.

As estrelas em uma binária eclipsante do tipo W UMa estão em contato e chegam a

Figura 15 – Na imagem temos a geometria de Roche para a binária do tipo W UMa. Observe que as estrelas (círculos cinzas) já ultrapassaram a superfície equipotencial gravitacional que é o lóbulo de Roche e compartilham um envelope comum.



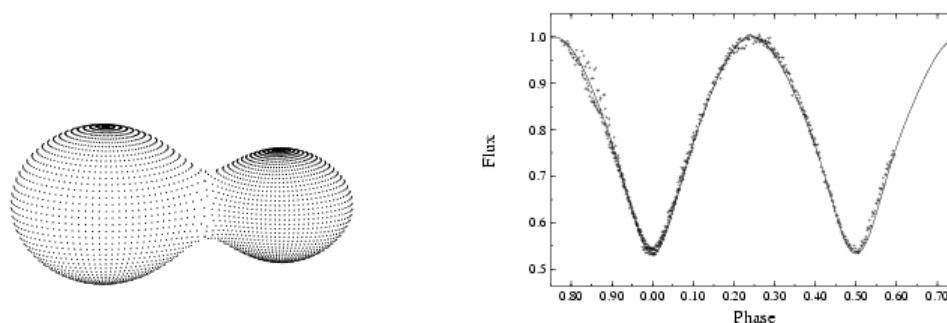
Fonte: Carroll e Ostlie (1996).

compartilhar um envelope comum, ficando envoltas pela mesma atmosfera (JIANG; HAN; LI, 2014; MACIEL, 2011). Já que as estrelas compartilham o mesmo envelope, isso significa que a luminosidade é transferida de um objeto para outro, o que leva as estrelas a compartilharem temperaturas de superfície bem semelhantes mas não iguais (JIANG et al., 2009; MACIEL, 2011). Os diagramas de fase (curva de luz) geralmente apresentam mínimos primários e secundários com profundidades bem similares, mas dificilmente com profundidades idênticas; isso ocorre porque as temperaturas e luminosidades têm valores similares; embora as massas das estrelas no sistema binário possam ser distintas (MACIEL, 2011). As estrelas de um sistema do tipo W UMa têm o período orbital bem curto, que varia entre 0,2 a 1,0 dias, e dada a proximidade entre os membros, distorções de marés e rotação, a curva de luz mostra que as estrelas possuem comportamento elipsoidal; as amplitudes nesses casos são geralmente < 1 mag (V), (PERCY, 2007; OGLE, 2018).

Buscando uma melhor compreensão para estes sistemas complexos, binárias do tipo W UMa são subdivididas em duas classes: sistemas do tipo W e sistemas do tipo A. Os sistemas do tipo W possuem o período orbital mais curto (de 0,22 a 0,4 dias), e são constituídos por estrelas menos massivas do tipo espectral entre G e K; sendo que, nesse tipo de sistema, a estrela de maior massa é a que tem a menor temperatura (MACIEL, 2011). Os sistemas do tipo A são conhecidos por terem período orbital entre 0,4 e 0,8 dias, e são compostos por estrelas mais massivas do tipo espectral que vai de A a F; sendo que nesse tipo de sistema, a estrela com maior massa é a que tem a temperatura maior (BINNENDIJK, 1970; STERKEN; JASCHEK, 1996; MACIEL, 2011). Outra característica desse tipo de binária eclipsante, é que podem variar o período orbital, isso provavelmente está relacionado com a intensa troca de matéria entre os objetos (STERKEN; JASCHEK, 1996). Em alguns sistemas W UMa pode haver emissão de raios-x, o que indica atividade magnética (PRIBULLA; KREINER; TREMKO, 2003; PI et al., 2017). A figura 16 mostra a morfologia e o diagrama de fase.

Na literatura, a classificação morfológica para estes sistemas é de supercontato. É im-

Figura 16 – A figura da esquerda representa a morfologia característica de uma binária eclipsante de supercontato do tipo W UMa: as estrelas compartilham a mesma atmosfera. Em binários com esta configuração, há intensa troca de matéria e atividade magnética elevada. A figura da direita é o diagrama de fase ou curva de luz para este sistema; em que as profundidades dos mínimos são aproximadamente iguais devido as temperaturas e luminosidades ser semelhantes. Assim como no caso da curva de luz em uma binária eclipsante do tipo Beta Lyrae, em binárias do tipo W UMa a curva de luz também mostra que não é possível saber com exatidão o início e o término do eclipse primário e secundário. Este sistema é conhecido como V508 Cyg.



Fonte: Goderya, Leung e Schmidt (1995).

portante frisar que, as características que diferem um sistema binário do tipo W UMa dos outros tipos de sistemas mencionados anteriormente, é que, ambas as estrelas alteram fortemente suas geometrias (ambas elipsoidais); compartilham o mesmo envelope (estão em contato térmico); não é possível saber exatamente o início e o fim dos eclipses e a curva de luz apresenta mínimos com profundidades quase iguais. O estudo de binárias de supercontato é de suma importância na astrofísica estelar, buscando uma melhor compreensão de parâmetros físicos estelares; da evolução das estrelas em binárias de curto período orbital; dos altos níveis de atividade magnética; da perda de momento angular; da transferência de matéria entre as estrelas; etc (PI et al., 2017).

1.6 VARIÁVEIS CATACLÍSMICAS

Variáveis cataclísmicas fazem parte de uma outra classe de estrelas binárias. Esses sistemas são compostos em sua maioria por uma estrela anã vermelha (estrela de sequência principal) e por uma anã branca (estrela evoluída) (KNIGGE, 2011). Tais estrelas estão bem próximas, a distância entre os membros é de aproximadamente a medida do diâmetro da anã vermelha (a partir daqui vamos tratar a anã vermelha como sendo a estrela secundária do sistema) ou da ordem do raio do Sol (SMITH; DHILLON, 1998); isto significa que o período orbital é pequeno e varia entre 1,3 a 12 horas (SOUTHWORTH et al., 2008; AMORIM, 2011). Dada a curta distância, a interação gravitacional é tamanha que faz com que a estrela secundária do sistema tenha uma alteração em sua geometria, ocasionada pelas intensas distorções de marés (de fato a estrela não tem um formato esférico, o que seria esperado para uma estrela com baixa rotação

e sem outra estrela em suas proximidades) e como consequência, suas camadas externas são atraídas em direção da anã branca (a partir daqui será tratada como sendo a estrela primária do sistema) que tem um intenso campo gravitacional que faz com que a estrela secundária fique "deformada" (AMORIM, 2011; SMITH, 2007).

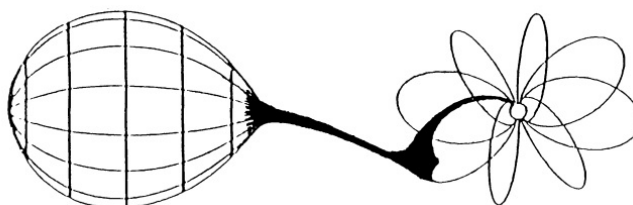
Em variáveis cataclísmicas, o brilho do sistema pode variar repentinamente; o motivo deste fenômeno é devido à matéria extraída da estrela secundária estar sendo gradualmente depositada na superfície da estrela primária, e com o aumento da densidade crítica e da temperatura superficial, isto levará ao desencadeamento de reações de fusão do Hidrogênio e do Hélio; responsável pela variação no brilho do sistema (NELEMANS et al., 2016). Quando a transferência de matéria da secundária para a primária é feita de maneira controlada, poderão ocasionalmente ocorrer "explosões" termonucleares na superfície da estrela degenerada (anã branca), provocando uma variação na magnitude aparente do sistema na ordem de $10^5 L_{\odot}$ sem destruir o objeto estelar, e a estrela é chamada de nova. Se o fenômeno ocorrer diversas vezes e de forma periódica, então a estrela é denominada de nova recorrente (TOWNSLEY; BILDSTEN, 2004). Quando a transferência de matéria para a anã branca não ocorre de maneira controlada, a massa da estrela poderá superar o limite de massa de Chandrasekhar, que é de $1,4M_{\odot}$, então a pressão de degenerescência eletrônica já não é mais capaz de sustentar o colapso gravitacional e a estrela desaba sobre si mesma (HACHISU; KATO; NOMOTO, 2008). Outro processo que ocorre é o aumento da temperatura no interior da estrela, levando à fusão nuclear do elemento carbono; processo chamado de detonação do carbono (SION, 1999). A consequência deste momento turbulento é a "explosão" da estrela em uma supernova do tipo 1A; também conhecida como vela-padrão, que são fontes para as quais a luminosidade emitida L_e é bem conhecida e não varia com grandes distâncias; sendo usadas às vezes para determinar precisamente as distâncias de suas galáxias (para casos em que tais sistemas estejam localizados fora da Via-Láctea) e também de parâmetros cosmológicos (HACHISU; KATO; NOMOTO, 2008). O mecanismo de transferência de matéria da secundária para a primária em sistemas com variáveis cataclísmicas é semelhante ao que ocorre em outros tipos de sistemas binários. A estrela secundária, ao preencher seu lóbulo de Roche, passa a transferir matéria para a primária através do ponto interno de Lagrange L_1 ; a corrente de plasma até a superfície da anã branca, produz uma trajetória balística (SELLWOOD, 2004; GILLILAND, 1985).

Variáveis cataclísmicas são divididas em duas classes: variáveis cataclísmicas magnéticas e variáveis cataclísmicas não-magnéticas. A intensidade do campo magnético na estrela primária é o fator principal para esta classificação. Na classe das variáveis magnéticas, é necessário fazer a subdivisão em variáveis cataclísmicas polares e polares intermediárias (GIOVANNELLI, 2008).

1.6.1 Variável cataclísmica do tipo Polar

Em uma variável cataclísmica do tipo polar, a estrela primária, apresenta um campo magnético superficial na ordem de 11 a 200 MG (mega Gaus), que o plasma que flui da anã vermelha até a anã branca em trajetória balística é injetado diretamente nas linhas do campo magnético (AMORIM, 2011). Este intenso campo magnético da estrela primária impede a formação do disco de acreção à sua volta. O local onde as partículas ionizadas se chocam com as linhas de campo é chamada de coluna de acréscimo; uma vez capturadas neste ponto, as partículas seguem as linhas de campo e são finalmente depositadas na superfície da anã branca (AMORIM, 2011). Para uma classificação em polar, a estrela primária não basta apenas ter um intenso campo magnético superficial; é necessário que tal estrela possua um sincronismo com o sistema, ou seja, seu período de rotação deverá ser idêntico ao seu período orbital; o que de fato ocorre (CROPPER, 1990; AMORIM, 2011). O período orbital para as variáveis magnéticas é em torno de 80 minutos e no máximo de algumas horas (CROPPER, 1990; AMORIM, 2011). A figura 17 representa uma variável cataclísmica magnética do tipo polar.

Figura 17 – O esquema representa o fluxo de matéria desde a anã vermelha (objeto da esquerda) até a estrela anã branca. Em virtude do intenso campo magnético da estrela primária, não é possível gerar um disco de acreção e a matéria se choca com as linhas do campo magnético para finalmente ser depositado na superfície da anã branca.

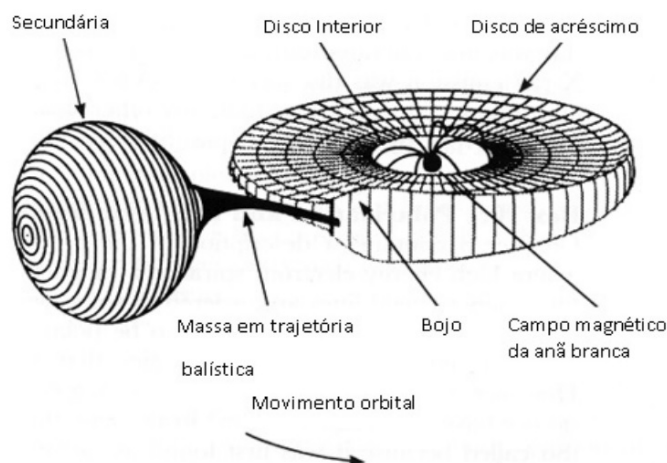


Fonte: Cropper (1990).

1.6.2 Variável cataclísmica do tipo Polar Intermediária

Em variáveis cataclísmicas do tipo polar intermediária, o campo magnético na superfície da anã branca tem uma intensidade entre 0,5 MG a 10,0 MG (AMORIM, 2011). Em variáveis cataclísmicas com esta característica, o disco de acreção é formado até uma certa distância da anã branca; isso ocorre porque o campo magnético não é tão forte ao ponto de impedir totalmente a formação do disco ao redor da estrela (AMORIM, 2011). No entanto, mais próximo da anã branca, as linhas de campo magnético capturam material da região interna do disco e injetam nos polos da estrela (PABICH; BEDNAREK, 2011; AMORIM, 2011). Neste tipo de variável cataclísmica, o período de rotação da anã branca não é sincronizado com o período orbital tal como ocorre no tipo polar (PATTERSON, 1994). A figura 18 representa como o processo ocorre em uma polar intermediária.

Figura 18 – Modelo teórico do disco de acreção em torno de uma polar intermediária.



Fonte: Adaptado de Nasa (2017).

1.6.3 Variável cataclísmica Não-Magnética

Em sistemas de variáveis cataclísmicas não-magnéticas, o campo magnético na superfície da anã branca é relativamente fraco e apresenta valor de aproximadamente $B \leq 0,5$ MG (AMORIM, 2011). Em variáveis não-magnética, o fraco campo magnético da estrela primária, permite a formação de um disco de matéria que orbita à sua volta (BASKILL; WHEATLEY; OSBORNE, 2005). A explicação para a formação do disco de acreção, é devido ao gás que escapa da estrela anã vermelha através do ponto de Lagrange L_1 possuir alto momento angular (gerado a partir da rotação do sistema) para ser depositado diretamente sobre a superfície da estrela primária (WARNER, 1995). Quando a matéria que cai no disco tem densidade elevada, as colisões das partículas nessa região fazem com que a energia cinética seja convertida em energia térmica responsável por aquecer o gás que ao irradiar perderá energia, e entrará em órbita da anã branca (OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). O ponto que a matéria oriunda da estrela secundária toca o disco de acreção é conhecido como "bright spot"; local de maior densidade (ROBINSON, 1976; AMORIM, 2011). O gás que agora está em órbita na região do disco, continuará convertendo energia cinética em calor; isso ocorre devido o atrito com as partículas do meio; isso levará o disco a irradiar energia e conseqüentemente entrará em uma órbita mais interna com um raio r menor (WARNER, 1995; OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). As partículas do gás em órbita da estrela primária tem velocidade dada por (AMORIM, 2011):

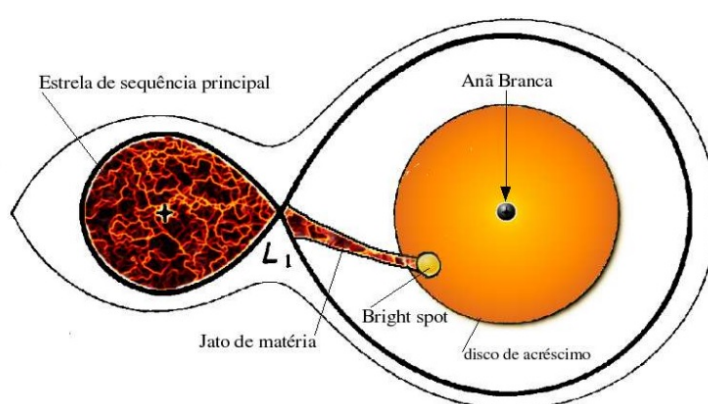
$$v = \sqrt{\frac{GM_1}{r}}. \quad (1.7)$$

em que G é a constante gravitacional; r é o raio do centro da partícula até o centro da estrela anã branca e M_1 é a massa da anã branca. Note que a velocidade das partículas é inversamente proporcional à raiz quadrada do raio.

A fricção no disco é responsável por carregar gás para fora, neste ponto ocorre transporte de momento angular, o que levará parte do material estelar a ser acretado na estrela (LINNELL

et al., 2010; OLIVEIRA; SARAIVA, 2013). A parte com maior brilho no disco de acreção em torno do objeto primário (objeto compacto) é a região interna denominada como "boundary layer", local em que o disco atinge a velocidade equatorial da estrela primária (POPHAM; NARAYAN, 1995; BELLONI et al., 1991). Esta região se encontra bem próxima da anã branca, e portanto está sujeita a um maior aquecimento; esse aquecimento é suficiente pra fazer com que essa região emita em raios-x e em ultravioleta (MASON, 1985; BELLONI et al., 1991). A figura 19 mostra um esquema para uma variável cataclísmica não-magnética.

Figura 19 – Abaixo temos um modelo simplificado para uma variável do tipo não-magnética. Observe que a estrela anã vermelha (objeto da esquerda) já preencheu o lóbulo de Roche, passando a transferir matéria através do ponto de Lagrange L1 e formando um disco de matéria. O "bright spot" é o ponto em que a matéria da secundária toca o disco.



Fonte: Moraes-Junior (2006).

1.6.4 Estimativa do tipo espectral e a classe de luminosidade da estrela secundária em sistemas de variáveis cataclísmicas

Através da 3ª lei de Kepler é possível fazer uma estimativa do tipo espectral e a classe de luminosidade da estrela secundária em variáveis cataclísmicas do tipo polar, polar intermediária e não-magnética utilizando as seguintes equações (SMITH; DHILLON, 1998; PACZYŃSKI, 1971; ALMEIDA, 2009):

$$\left(\frac{4\pi^2 a^3}{GP^2}\right) = M_1 + M_2 \left(\frac{1+q}{q}\right), \quad (1.8)$$

em que $q = M_2/M_1$; $a = a_1 + a_2$; a_1 e a_2 estão representando os semi-eixos principais para as órbitas das estrelas; G é a constante gravitacional; P é o período orbital do sistema e M_1 e M_2 são as massas das estrelas. O volume total do lóbulo de Roche pode ser obtido pela seguinte equação (ALMEIDA, 2009):

$$\frac{R_2}{a} = 0,47 \left(\frac{q}{q+1}\right). \quad (1.9)$$

Usando a equação que faz a relação entre massa-raio abaixo (SMITH; DHILLON, 1998; ALMEIDA, 2009):

$$\left(\frac{R}{R_{sol}}\right) = (0,91 \pm 0,09) \left(\frac{M}{M_{sol}}\right)^{(0,75 \pm 0,04)}, \quad (1.10)$$

e fazendo as combinações necessárias, é possível chegar em uma relação entre a densidade média e o período orbital do sistema em uma variável cataclísmica (EGGLETON, 1983; ALMEIDA, 2009):

$$\frac{\rho}{\rho_{sol}} = \left(\frac{M_2}{M_{sol}}\right) \left(\frac{R_2}{R_{sol}}\right)^{-3} = 75,5P^{-2}(h). \quad (1.11)$$

As equações mostram que, quando o período orbital para o sistema binário está entre $1h \leq P \leq 10h$, a estrela que transfere massa (secundária) é de fato uma anã vermelha que ainda se encontra na sequência principal do diagrama H-R do tipo espectral M,K ou ainda G, e a densidade média do objeto estelar está entre $50 \geq \rho_{\odot} \geq 1$ (AMORIM, 2011). Para períodos orbitais maiores do que 10 horas, a estrela secundária pode ser um objeto estelar que já se encontra fora da região da sequência principal, portanto já é uma estrela evoluída ($\rho_{\odot} < 1$) (ALMEIDA, 2009; SMITH; DHILLON, 1998).

1.6.5 Origem das variáveis cataclísmicas

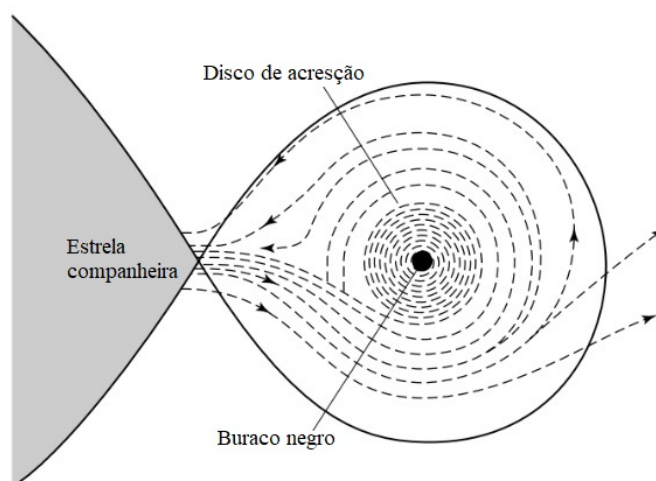
As observações mostram que esses sistemas podem ter sua origem em duplas físicas com período orbital que varia entre 1 a 10 anos (PUEBLA, 2005). A evolução do sistema ocorre quando a estrela mais massiva (estrela primária) esgota toda sua reserva de Hidrogênio e começa a se expandir até atingir o estágio de gigante vermelha (PUEBLA, 2005). Com estas características, a estrela acaba por preencher o seu lóbulo de Roche, iniciando a transferência de matéria para a estrela secundária. A transferência de matéria para a companheira não é estável, pois temos $q > 1$. Segundo Webbink, Horn e Weidemann (1979), Puebla (2005), ao receber aproximadamente $0,1M_{\odot}/\text{ano}$, a estrela secundária também começa a expandir suas camadas externas o que também leva ao preenchimento do seu lóbulo de Roche, e o que vem a seguir é a formação de um envelope comum ao redor dos objetos. O atrito sobre as duas estrelas, criado a partir desse envelope comum, tende a provocar uma perda de energia do par e posteriormente a perda de momento angular (PUEBLA, 2005). A fase de envelope comum dura aproximadamente 10.000 anos; quando as estrelas ejetam o envelope comum, o resultado é a formação de uma binária composta por uma anã branca e uma estrela secundária da sequência principal, que pode evoluir para um sistema de variável cataclísmica (PUEBLA, 2005). Variáveis cataclísmicas também podem ser binárias eclipsantes, desde que sua órbita esteja de perfil para um observador na terra. O estudo de variáveis cataclísmicas é de suma importância, pois as estrelas estão submetidas a condições extremas, como por exemplo a alta densidade da estrela primária que não pode ser reproduzida em laboratórios terrestres; campos magnéticos na ordem de 10^6

a 10^9 Gauss, e que fornecem oportunidade única para o estudo desses campos de alta intensidade, além de outras propriedades da matéria que só podem ser estudadas teoricamente na terra, mas que podem ser comprovadas através de observações de sistemas que contém anãs brancas. Sendo assim, estas estrelas constituem um verdadeiro "laboratório de Física" para analisar e testar parâmetros físicos que exigem altas energias (KOESTER; CHANMUGAM, 1990).

1.7 BINÁRIAS DE RAIOS-X

Binárias de raios-x são sistemas formados geralmente por uma estrela que ainda se encontra na sequência principal do diagrama H-R e um objeto ultra-denso e compacto, que pode ser um buraco negro ou uma estrela de nêutrons (LIU; PARADIJS; HEUVEL, 2001). Em um sistema de estrelas binárias, a primária deve ter massa entre $8,0 < M < 25M_{\odot}$ ou $25 < M < 100M_{\odot}$, durante o período de sequência principal, para que forme uma binária de raios-x. Após exaurir o combustível e acabar em uma supernova, restará um caroço ultra-denso e que, dependendo da massa, evoluirá para algum objeto compacto: estrela de nêutrons no primeiro caso e buraco negro no segundo caso. Um buraco negro também poderá ser formado a partir do colapso direto de uma estrela massiva sem passar pela fase de supernova (MIRABEL, 2017). A estrela secundária do sistema continuará a sua evolução, mesmo após uma violenta ejeção de massa por parte da companheira (estrela primária ao passar pelo estágio de supernova); então, ao deixar a sequência principal e evoluir para o ramo das gigantes vermelhas, passará por uma expansão em seu envelope, e poderá se estender para além da região do seu lóbulo de Roche; essa expansão levará a estrela secundária a perder massa para o objeto compacto através do ponto interno de Lagrange L_1 (PSALTIS, 2004). A figura 20 representa a transferência de matéria.

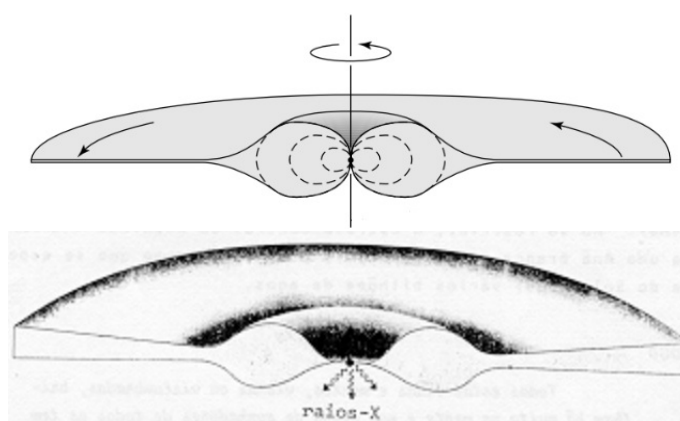
Figura 20 – O modelo simplificado abaixo, mostra a estrela companheira transferindo matéria para um objeto compacto que no caso é um buraco negro. A figura mostra os lóbulos de Roche para ambos os objetos. Note que a estrela companheira já preencheu o seu lóbulo de Roche.



Fonte: Adaptado de Carroll e Ostlie (1996).

O gás que escapa da estrela secundária não poderá cair diretamente na superfície da estrela de nêutrons ou no buraco negro; então formará um espesso disco de matéria que orbitará o denso objeto. O fluxo de gás oriundo da estrela secundária contém momento angular, criado a partir da rotação do sistema; por este motivo é que há a formação do disco de acreção e não o depósito direto de matéria na superfície do objeto compacto (CHAMEL; HAENSEL, 2008). A viscosidade do gás no disco faz com que o momento angular seja aos poucos transferido para fora, como consequência o material passa a orbitar cada vez mais próximo do centro; a perda em partes do momento angular através da fricção entre as partículas do gás acarreta no aquecimento do disco em aproximadamente 10^7K ; este aquecimento é suficiente para que as camadas mais internas do disco de acreção emitam onda eletromagnética de alta frequência. A contínua transformação de energia potencial gravitacional (presente na matéria em queda para o objeto compacto) em energia cinética e posteriormente em energia térmica, gera uma forte emissão de raios-x que são observados; por isso que tais sistemas recebem o nome de binárias de raios-x (REIG, 2011; VERBUNT, 1993). Parte do gás presente no disco de acreção é capturado pela estrela de nêutrons ou buraco negro. No caso de uma estrela de nêutrons, a matéria capturada se chocará com a superfície da estrela a altas velocidades, produzindo os feixes relativísticos de radiação observados nos polos destas estrelas (MEIER, 2003). No caso de um buraco negro, a matéria que não desaparece pelo horizonte de eventos é ejetada formando os jatos de partículas que se deslocam com velocidades próximas a da velocidade da luz (MEIER, 2003). A figura 21 mostra o esquema do disco de acreção para BN e EN.

Figura 21 – Os esquemas abaixo em corte e de perfil representam a formação do disco de acreção em torno de objetos compactos. Em cima orbitando uma estrela de nêutrons; note as linhas do campo magnético. Abaixo orbitando um buraco negro. Em ambos os casos, a região interna do disco emite raios-x.



Fonte da imagem superior: Carroll e Ostlie (1996). Fonte da imagem inferior: Usp (1999).

Em sistemas binários com estas características, é possível determinar se o objeto compacto é um buraco negro ou uma estrela de nêutrons. Através do estudo da deflexão da órbita da estrela secundária, pode-se estimar a massa do objeto responsável por esta alteração (HAAF-

TEN et al., 2012; BERGMANN, 2011). Se a massa encontrada for $M \leq 2M_{\odot}$, o objeto compacto é uma estrela de nêutrons; se a massa encontrada for $M > 2M_{\odot}$, o objeto será um buraco negro. Outra maneira para determinar a natureza do objeto compacto é a observação direta da forte emissão de raios-x criados através da matéria espiralando para o centro, juntamente com a observação indireta do disco de acreção (dada à grande separação destes objetos à terra e suas pequenas dimensões) (HAAFTEN et al., 2012; BERGMANN, 2011). Para um disco de acreção que esteja inclinado em relação a um observador terrestre, este poderá observar um lado do disco se aproximando com uma determinada velocidade, e o outro lado do disco se afastando com a mesma velocidade. A velocidade de um disco de acreção orbitando um buraco negro é superior à velocidade de um disco orbitando uma estrela de nêutrons; para um buraco negro, a velocidade do disco é estimada em milhares de Km/s. Através do efeito Doppler, a velocidade do gás em movimento no disco de matéria pode ser descoberta (BERGMANN, 2011). De acordo com este efeito, a luz emitida por uma fonte se movendo com velocidade V experimentará um desvio em seu comprimento de onda. Se um lado do disco se aproxima do observador, a luz sofrerá um desvio para o azul (comprimento de onda menor); se o outro lado se afasta do observador, a luz sofrerá um desvio para o vermelho (comprimento de onda maior). As equações do efeito Doppler, que relacionam velocidade com comprimento de onda para discos de acreção com alta rotação, são dadas por (BERGMANN, 2011):

$$\lambda = \sqrt{\frac{1 + v/c}{1 - v/c}} \lambda_0,$$

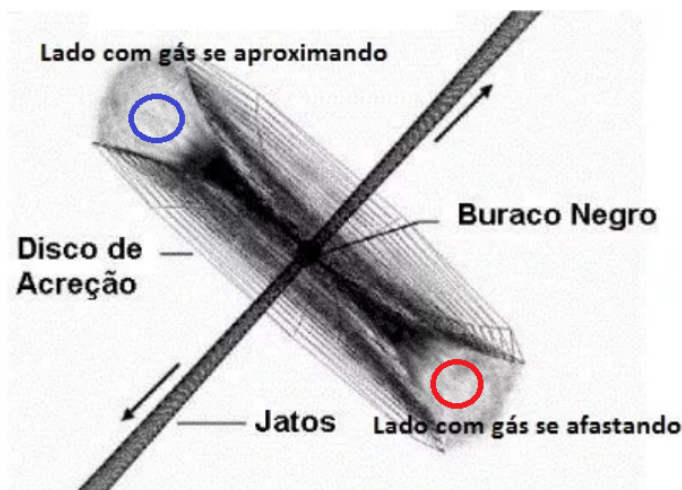
$$z \equiv \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} \cos \theta \left(\frac{1}{1 - \frac{v^2}{c^2}} \right)^{\frac{1}{2}}. \quad (1.12)$$

Em que na segunda equação $\Delta\lambda$ é a diferença entre o comprimento de onda (λ) de uma raia espectral para um determinado elemento químico observada no espectro obtido para o disco de acreção e o comprimento de onda (λ_0) da mesma raia espectral obtido em um laboratório (sistema em repouso); v é a velocidade com que um lado do disco se aproxima ou se afasta de um observador; c é a velocidade da luz no vácuo e z é o desvio espectral.

Conhecendo os valores para os comprimentos de onda λ e λ_0 , é possível estimar a velocidade do gás no disco de acreção. A velocidade terá valor negativo quando um lado do disco se aproxima (blueshift) e positiva quando o lado se afasta (redshift). A equação 1.12 permite calcular a velocidade a partir dos comprimentos de onda observados (BERGMANN, 2011).

Obtendo a velocidade do disco de acreção e confrontando com os valores de velocidades para um disco orbitando uma estrela de nêutrons ou um buraco negro, é possível chegar a conclusão de qual objeto compacto se trata. A figura 22 mostra um esquema de um disco de acreção em volta de um buraco negro do tipo estelar.

Figura 22 – Através do estudo da linha espectral H-alfa (produzida quando um elétron cai do terceiro nível para o segundo nível no átomo de Hidrogênio e com um comprimento de onda de 656,28 nm) por exemplo, é possível descobrir a velocidade com que o gás gira em um disco de acreção (velocidade entre 5.000-10.000 km/s). Isso é possível graças ao efeito Doppler relativístico que a luz está sujeita. O lado do disco que se aproxima do observador (círculo azul) terá velocidade negativa; enquanto o lado do disco que se afasta do observador (círculo vermelho) terá velocidade positiva. As dimensões de um disco de acreção em volta de um buraco negro estelar é da ordem de milissegundos-luz. A imagem traz uma concepção artística de um disco em torno de um buraco negro.



Fonte: Adaptado de Bergmann (2011).

1.8 CÁLCULOS DE PARÂMETROS ORBITAIS E ESTELARES DE SISTEMAS BINÁRIOS

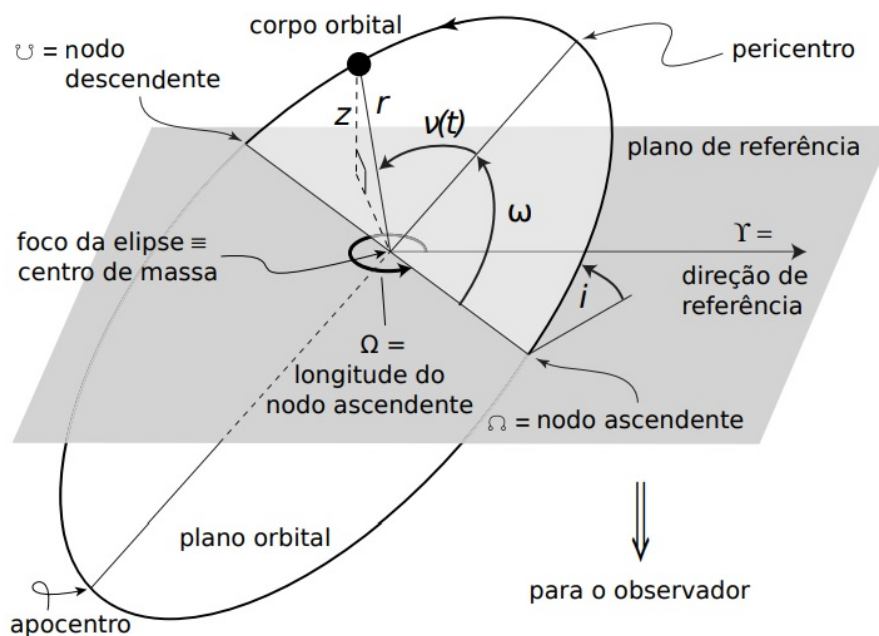
Em um sistema de estrelas binárias, é sabido que cada estrela descreve sua órbita em torno de um centro de massa. Dada à universalidade das leis de Kepler, podemos estendê-las para o estudo da órbita traçada por uma estrela em um sistema binário distante. Os elementos orbitais que caracterizam a posição de uma estrela em sua órbita, são: semi-eixo maior da órbita a ; excentricidade da órbita e ; inclinação entre o plano de projeção e a órbita verdadeira i ; argumento do periastro (ω); ascensão reta do nodo ascendente (Ω); período orbital P e tempo de passagem pelo periastro (T_0) (DANBY, 1962; HEINTZ, 1978). A seguir uma melhor definição destes elementos orbitais.

- a : caracteriza o semi-eixo principal da órbita verdadeira.
- e : caracteriza a excentricidade da elipse e é um valor que está entre 0 e 1. Quando a excentricidade se aproxima de zero, a elipse tende para a circunferência.
- i : caracteriza o ângulo de inclinação entre a órbita projetada e a órbita verdadeira. O valor desse ângulo varia entre 0° e 180° .

- ω : é caracterizado como sendo o ângulo (no plano da órbita verdadeira) que se desenvolve desde o nodo ascendente até o periastro e é calculado na direção do movimento do astro, sendo que o valor para este ângulo varia entre 0° a 360° . Para órbitas circulares em que a excentricidade é igual a zero, este elemento orbital não existe.
- Ω : é caracterizado como sendo o ângulo de posição da linha de intersecção entre o plano tangencial de projeção e o plano orbital verdadeiro. Existem dois nodos que diferem em um ângulo de 180° : nodo ascendente e nodo descendente.
- P : o período orbital é caracterizado como sendo o tempo gasto para a estrela completar uma revolução.
- T_0 : é caracterizado como sendo o tempo de passagem pelo periastro.

Os graus de liberdade espacial de uma órbita são dados por cinco elementos orbitais keplerianos. Para situar no tempo uma estrela ao descrever uma determinada órbita em torno do centro de massa, existem dois elementos orbitais: P e T_0 (HEINTZ, 1978). A figura 23 representa os elementos orbitais.

Figura 23 – Esquema simplificado de uma órbita elíptica em três dimensões e os elementos orbitais keplerianos.



Fonte: Adaptado de Perryman (2011).

A forma das órbitas é adquirida a partir do estudo da mecânica clássica, levando em conta conceitos físicos da conservação do momento angular e da energia (ABRAHAM, 2016). A geometria da órbita para cada estrela em um sistema binário pode ser obtida a partir da

solução da expressão a seguir (ABRAHAM, 2016):

$$F = \frac{dp}{dt} = \frac{GM_1M_2}{r^2}. \quad (1.13)$$

Em que na equação 1.13, p representa o momento linear que é uma grandeza vetorial. Se a geometria da órbita resultar em uma elipse podemos supor que um dos objetos do sistema binário (estrela primária) com massa M_1 ocupa um dos focos dessa elipse (ABRAHAM, 2016). A expressão para a órbita elíptica levando em consideração a separação linear r entre os objetos estelares do sistema pode ser escrita da seguinte maneira (ABRAHAM, 2016):

$$r = \frac{a(1 - e^2)}{1 + e \cos \theta}. \quad (1.14)$$

Em que, na equação, a representa o semi-eixo principal de uma elipse, e a excentricidade da órbita elíptica é representada por e na expressão. Por sua vez, a excentricidade e da elipse pode ser determinada pela seguinte equação abaixo (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$b^2 = a^2(1 - e^2). \quad (1.15)$$

Em que b na expressão representa o semi-eixo menor de uma órbita elíptica. A área total ocupada por uma órbita com natureza elíptica é determinada pela seguinte equação (BONNEAU; MILLOUR; MEILLAND, 2014; ABRAHAM, 2016):

$$A = \pi ab. \quad (1.16)$$

Considerando que a estrela primária do sistema binário estar localizada de fato no foco da órbita elíptica, a velocidade radial v_r e a velocidade transversal ou tangencial v_θ da estrela secundária (estrela com massa m_2) em cada posição da órbita elíptica podem ser obtidas através das seguintes equações abaixo (KAMP, 1961; ABRAHAM, 2016):

$$\begin{aligned} v_r &\equiv \frac{dr}{dt} = \left(\frac{2\pi a}{P} \right) (e \sin \theta) (1 - e^2)^{-1/2} \\ v_\theta &\equiv r \frac{d\theta}{dr} = \left(\frac{2\pi a}{P} \right) (1 + e \cos \theta) (1 - e^2)^{-1/2}. \end{aligned} \quad (1.17)$$

em que P nas equações, representa o período orbital. As equações apresentadas em 1.17 são derivadas da equação 1.14.

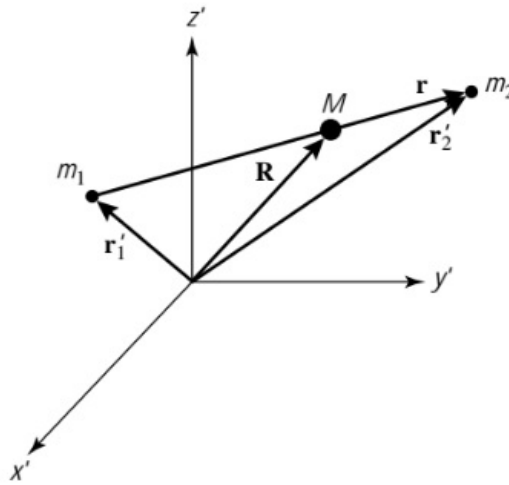
Considerando um referencial na Terra, a observação das órbitas traçadas pelas estrelas em um sistema binário pode ser descrita segundo Abraham (2016, p. 35), da seguinte maneira:

Mas em estrelas binárias, o que se observa não é a órbita, mas sua projeção no plano do céu. A projeção de uma elipse continua sendo uma elipse, mas o foco aparente da nova elipse não coincide com o foco da elipse verdadeira, e a posição da estrela primária não coincide com a posição do foco aparente. Medindo o deslocamento da estrela primária do foco aparente é possível determinar a inclinação da órbita com relação à esfera celeste, a excentricidade e o semi-eixo maior da órbita verdadeira

1.9 CÁLCULO DA MASSA PARA BINÁRIAS VISUAIS

Considere dois corpos interagindo gravitacionalmente, como no caso de duas estrelas em um sistema de binárias visuais separadas por uma distância r . O esquema abaixo da figura 24 mostra duas estrelas de massas m_1 e m_2 posicionadas em r'_1 e r'_2 em relação à origem do sistema de coordenadas cartesianas.

Figura 24 – A figura mostra um esquema simplificado de um sistema de coordenadas cartesianas para estrelas binárias em que m_1 , m_2 representam as massas dos objetos e M representa o centro de massa.



Fonte: Carroll e Ostlie (1996).

E sabendo que a distância \mathbf{r} (vetor de deslocamento) entre m_1 e m_2 é dada pela diferença de \mathbf{r}'_2 e \mathbf{r}'_1 , temos (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\mathbf{r} = \mathbf{r}'_2 - \mathbf{r}'_1, \quad (1.18)$$

Em que na equação \mathbf{r}'_2 e \mathbf{r}'_1 são as distâncias das massas até a origem do sistema de coordenadas. O vetor de posição \mathbf{R} é uma média ponderada dos vetores de posição das massas m_1 e m_2 . O centro de massa (ou a posição) do centro de massa é definido como (KALLRATH; MILONE; WILSON, 2009; CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\mathbf{R} \equiv \frac{m_1 \mathbf{r}'_1 + m_2 \mathbf{r}'_2}{m_1 + m_2}. \quad (1.19)$$

Em que na equação m_1 e m_2 são as massas para as estrelas. Se o centro de massa (dado por M) no esquema não se encontra em movimento, ou seja, sem a atuação de forças externas, o que torna o referencial associado ao centro de massa um referencial inercial; o que simplifica o problema de dois corpos. Escolhendo um sistema de coordenadas em que o centro de massa do sistema esteja em repouso em $R = 0$; podemos reescrever a equação 1.19 da seguinte maneira (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\frac{m_1 \mathbf{r}_1 + m_2 \mathbf{r}_2}{m_1 + m_2} = 0, \quad (1.20)$$

e que \mathbf{r}_2 e \mathbf{r}_1 podem ser escritos da seguinte maneira (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\mathbf{r}_2 = \mathbf{r}_1 + \mathbf{r}, \quad (1.21)$$

$$\mathbf{r}_1 = \mathbf{r}_2 - \mathbf{r}. \quad (1.22)$$

De posse dessas definições matemáticas, podemos reescrever a equação 1.20 das seguintes formas (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\begin{aligned} \frac{m_1 \mathbf{r}_1 + m_2 (\mathbf{r}_1 + \mathbf{r})}{m_1 + m_2} &= 0 \\ m_1 \mathbf{r}_1 + m_2 \mathbf{r}_1 + m_2 \mathbf{r} &= 0 \\ \frac{m_2 \mathbf{r}_2 + m_1 (\mathbf{r}_2 - \mathbf{r})}{m_1 + m_2} &= 0 \\ m_2 \mathbf{r}_2 + m_1 \mathbf{r}_2 - m_1 \mathbf{r} &= 0, \end{aligned} \quad (1.23)$$

Podemos reescrever \mathbf{r}_1 e \mathbf{r}_2 em termos do vetor deslocamento \mathbf{r} da seguinte forma (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\mathbf{r}_1 = -\frac{m_2}{m_1 + m_2} \mathbf{r}, \quad (1.24)$$

$$\mathbf{r}_2 = \frac{m_1}{m_1 + m_2} \mathbf{r}. \quad (1.25)$$

A equação 1.24 vem da parte superior da equação 1.23; enquanto a equação 1.25 vem da parte inferior da equação 1.23. Também podemos reescrever \mathbf{r}_1 e \mathbf{r}_2 em termos do vetor deslocamento \mathbf{r} , de uma outra maneira; mas primeiro vem a seguinte definição (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\mu \equiv \frac{m_1 m_2}{m_1 + m_2}. \quad (1.26)$$

Então \mathbf{r}_1 e \mathbf{r}_2 é reescrito como:

$$\mathbf{r}_1 = -\frac{\mu}{m_1}, \quad (1.27)$$

$$\mathbf{r}_2 = \frac{\mu}{m_2}. \quad (1.28)$$

Usando as definições encontradas para as equações 1.27 e 1.28, através da razão entre \mathbf{r}_2 e \mathbf{r}_1 podemos chegar na seguinte relação:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{\mathbf{r}_2}{\mathbf{r}_1}. \quad (1.29)$$

A relação encontrada em 1.29 pode ser reescrita da seguinte maneira:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{\mathbf{r}_2}{\mathbf{r}_1} = \frac{a_2}{a_1}. \quad (1.30)$$

Em que, na relação 1.30, a_1 e a_2 representam os semi-eixo principal das elipses para as duas estrelas do sistema (CARROLL; OSTLIE, 1996). Se a distância do sistema binário até um

observador posicionado na terra for d , então os ângulos formados pelo semi-eixo maior a partir da órbita de cada estrela são:

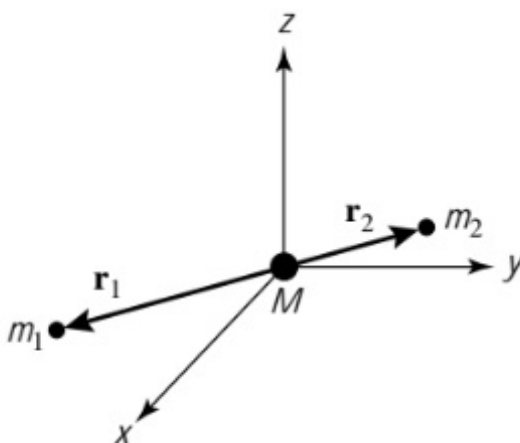
$$\begin{aligned}\alpha_1 &= \frac{a_1}{d}, \\ \alpha_2 &= \frac{a_2}{d}.\end{aligned}\quad (1.31)$$

Substituindo os termos da equação 1.31 na equação 1.30, podemos obter a seguinte relação:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{\alpha_2}{\alpha_1}.\quad (1.32)$$

Em que os ângulos α_1 e α_2 são medidos em radianos. A relação mostra que se a distância d até o sistema não for conhecida, ainda assim a razão das massas poderá ser calculada através da proporção dos ângulos (CARROLL; OSTLIE, 1996). A figura 25 traz um esquema simplificado de coordenadas, para o caso em que o centro de massa do sistema esteja em repouso em $R = 0$; ou seja, quando não existem forças externas agindo no sistema binário. Através dessa consideração, foi possível chegar à equação 1.32 que fornece a razão das massas para as estrelas em um sistema de binárias visuais.

Figura 25 – O esquema simplificado mostra o referencial do centro de massa para um sistema binário, em que o centro de massa está em repouso em $R = 0$ e se encontra na origem do sistema de coordenadas cartesianas.



Fonte: Carroll e Ostlie (1996).

A soma das massas das duas estrelas pode ser determinada, desde que o valor de a seja conhecido. Neste caso, $a = a_1 + a_2$ em que a_1 e a_2 representam os semi-eixo principal das elipses. A figura 26 mostra um esquema simplificado em que é possível visualizar os semi-eixo maior de cada órbita. A soma total a dos semi-eixo maiores das elipses para os dois objetos estelares só pode ser determinada diretamente se a distância d até o sistema for conhecida (CARROLL; OSTLIE, 1996). Se o valor da distância d for de fato conhecido, a soma das massas $m_1 + m_2$ pode ser combinada com a razão das massas m_1/m_2 para resolver cada massa estelar m separadamente (CARROLL; OSTLIE, 1996). A soma das massas das estrelas pode

ser obtida através da terceira lei de Kepler (HEINTZ, 1978; KAMP, 1961). De acordo com a primeira lei de Kepler, a órbita das estrelas (órbitas descritas em torno de um centro de massa) em um sistema binário são elípticas. Para obter a terceira lei de Kepler convém considerar que as órbitas são circulares; na realidade observa-se que a maioria dos sistemas binários possuem órbitas circulares, o que facilita a dedução da lei. Supondo em um caso específico de sistema binário em que uma estrela de massa M encontra-se orbitando um centro de massa realizando uma órbita circular (o centro de massa estar localizado muito próximo do centro da estrela de massa M), e que outra estrela de massa inferior m , também descreve uma órbita circular em torno do centro de massa; (considerando que o centro de massa estar muito próximo do centro da estrela de massa M , podemos dizer que a estrela de massa menor m , orbita a estrela de massa maior, M) tal órbita possui um raio a . Já que a estrela de massa m perfaz sua órbita realizando um movimento circular, isto implica dizer que o movimento circular tem a ele associado uma velocidade angular dada por ω . Podemos concluir que existe uma força resultante agindo no corpo de massa m ; esta força é conhecida como força centrípeta. Matematicamente a força centrípeta pode ser escrita da seguinte maneira:

$$F_c = m\omega^2 a. \quad (1.33)$$

Em que m na equação é a massa da estrela, ω representa a velocidade angular da estrela e a o raio da órbita desta estrela. A expressão da velocidade angular da estrela de massa m é escrita da seguinte maneira:

$$\omega = \frac{2\pi}{P}. \quad (1.34)$$

Em que P na equação é o período. Realizando as substituições necessárias da equação 1.34 na equação 1.33 e fazendo as operações matemáticas, a força centrípeta que a estrela de massa m está sujeita pode ser reescrita da seguinte forma:

$$F_c = \frac{m4\pi^2 a}{P^2}. \quad (1.35)$$

A força resultante centrípeta que é uma grandeza vetorial, é na realidade a mesma força que mantém os corpos unidos gravitacionalmente. A equação que permite obter a força de atração entre as duas estrelas no sistema binário, é escrita da seguinte forma:

$$F_a = \frac{GMm}{a^2}. \quad (1.36)$$

considerando uma órbita circular, a na equação acima representa a distância entre as duas estrelas do sistema. Igualando a força resultante centrípeta dada pela equação 1.35 com a força de atração entre os objetos estelares dada pela equação 1.36, obtemos a seguinte igualdade:

$$\frac{m4\pi^2a}{P^2} = \frac{GMm}{a^2}. \quad (1.37)$$

O raciocínio para obter a igualdade acima na equação 1.37, é válido para casos em que a massa de uma das estrelas no sistema é muito maior do que a massa da estrela companheira ($M \gg m$). Para casos em que ambas as massas são aproximadamente iguais ou diferentes, podemos seguir um raciocínio que difere ligeiramente do anterior; a começar pelo centro de massa do sistema que não se encontra muito próximo do centro de uma das estrelas, mas sim próximo do corpo de maior massa (para sistemas de estrelas com massas diferentes) ou localizado ao centro de uma linha imaginária que une os dois objetos estelares (sistemas com massas iguais). Considerando novamente uma órbita circular e que o centro de massa está livre de forças externas (se encontra em repouso), o período orbital para ambas as estrelas pode ser escrito da seguinte maneira (DAL-PINO, 2019):

$$P = \frac{2\pi r}{v}. \quad (1.38)$$

A velocidade orbital de cada estrela no sistema é escrita de acordo com a seguinte expressão (DAL-PINO, 2019):

$$v = \frac{2\pi r}{P}. \quad (1.39)$$

Em que na equação $2\pi r$ é o comprimento da órbita circular de cada objeto. A força centrípeta que as estrelas estão submetidas ao descrever a órbita circular em torno do centro de massa, pode ser expressa na seguinte equação (DAL-PINO, 2019):

$$F_c = \frac{mv^2}{r}. \quad (1.40)$$

Em que r na equação representa a distância medida a partir do centro da estrela até o centro de massa. Substituindo a equação 1.39 na equação 1.40 obtemos a seguinte expressão para a força centrípeta que a estrela₁ está submetida (DAL-PINO, 2019):

$$F_{c_1} = \frac{4\pi^2 r_1 m_1}{P^2}. \quad (1.41)$$

A força centrípeta que a estrela₂ está submetida é escrita como:

$$F_{c_2} = \frac{4\pi^2 r_2 m_2}{P^2}. \quad (1.42)$$

Igualando as forças centrípetas $F_{c_1} = F_{c_2}$ referentes aos dois objetos estelares do sistema binário e fazendo as devidas operações, obtemos a seguinte expressão (DAL-PINO, 2019):

$$\frac{r_1}{r_2} = \frac{m_2}{m_1}. \quad (1.43)$$

A soma total a das distâncias r_1 e r_2 determinadas a partir do centro das estrelas até o centro de massa do sistema, pode ser escrita como (DAL-PINO, 2019):

$$a = r_1 + r_2. \quad (1.44)$$

Relacionando as equações 1.43 e 1.44 e realizando as operações matemáticas necessárias, obtemos as igualdades a seguir (DAL-PINO, 2019):

$$r_1 = (a - r_1) \frac{m_2}{m_1}, \quad (1.45)$$

$$r_1 = a \frac{m_2}{m_1} - r_1 \frac{m_2}{m_1}, \quad (1.46)$$

$$r_1 \frac{(m_1 + m_2)}{m_1} = a \frac{m_2}{m_1}, \quad (1.47)$$

$$r_1 = a \frac{m_2}{m_1 + m_2}. \quad (1.48)$$

Em que nas igualdades r representa a distância do centro da estrela até o centro de massa; m_1 e m_2 são as massas das estrelas e a representa a soma total das distâncias r .

Como mencionado anteriormente, a força centrípeta é a mesma força responsável por manter os corpos unidos gravitacionalmente. A força de atração gravitacional entre dois objetos estelares que orbitam um centro de massa (CM) em comum, considerado em repouso, e que se encontra fora do centro de uma das estrelas, é representada pela seguinte equação:

$$F_g = G \frac{m_1 m_2}{(r_1 + r_2)^2}. \quad (1.49)$$

Lembrando que na equação 1.49, $r_1 + r_2$ é igual a a . Igualando as forças centrípetas dadas pelas equações 1.41 e 1.42, com a força de atração gravitacional entre as duas estrelas do sistema dada pela equação 1.49, e relacionando com a equação 1.48 podemos escrever que (DAL-PINO, 2019):

$$P^2 = \frac{4\pi^2 r_1 m_1}{F_{c_1}}, \quad (1.50)$$

$$P^2 = \frac{4\pi^2 a m_2 m_1 a^2}{(m_1 + m_2) G m_1 m_2}. \quad (1.51)$$

Realizando as operações matemáticas pertinentes, obtemos a terceira lei de Kepler a partir da força de atração gravitacional entre duas massas. A forma dessa lei é então (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{G(m_1 + m_2)} a^3. \quad (1.52)$$

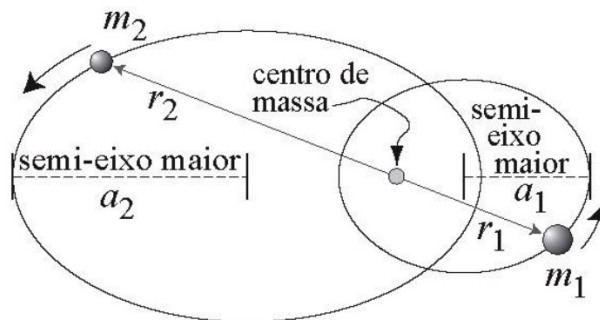
Em que considerando um sistema binário de estrelas, P é o período orbital; $(m_1 + m_2)$ neste caso pode ser representado por M ; a neste caso é a soma do semi-eixo principal r_1 e r_2 ou a_1 e a_2 (como desejar representar o semi-eixo principal de cada elipse), considerando a órbita uma elipse (lembrando que deduzimos a equação da terceira lei de Kepler para um sistema binário

assumindo uma órbita circular; mas o raciocínio é genuíno para uma órbita elíptica) e G é a constante gravitacional. A forma geral da terceira lei de Kepler pode ser escrita da seguinte maneira (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$P^2 = ka^3. \quad (1.53)$$

Em que na equação $k = \frac{4\pi^2}{G(m_1+m_2)}$ e representa uma constante. As equações em 1.37 e 1.51 mostram que a terceira lei de Kepler para diferentes tipos de sistemas binários, pode ser deduzida a partir da teoria da gravitação universal formulada por Isaac Newton.

Figura 26 – O esquema abaixo mostra os semi-eixo maiores de cada órbita em que são representados por a_1 e a_2 . O centro de massa está localizado próximo da estrela mais massiva. As distâncias de cada estrela até o centro de massa são representados pelos vetores \mathbf{r}_2 e \mathbf{r}_1 .



Fonte: Jatenco-Pereira (2017).

Dado o ângulo de inclinação i entre o plano de uma determinada órbita e o plano do céu de acordo com a figura 27, é possível notar que a órbita real e sua projeção estão no mesmo plano; em que, em um caso ideal, o plano da órbita e o plano do céu forme um ângulo de 90° . Supondo que o plano orbital e o plano do céu se cruzem ao longo de uma linha paralela ao semi-eixo menor, um observador posicionado na terra, não será capaz de medir os ângulos reais formados pelos semi-eixos maiores, α_1 e α_2 (a figura 27 traz a órbita verdadeira e a sua projeção para uma única estrela; mas o raciocínio para a outra estrela do sistema binário é o mesmo); mas medirá as projeções desses ângulos no plano do céu, $\tilde{\alpha}_1 = \alpha_1 \cos i$ e $\tilde{\alpha}_2 = \alpha_2 \cos i$ (CARROLL; OSTLIE, 1996; COUTEAU, 1981). Para o cálculo da razão entre as massas das estrelas, este efeito geométrico não é relevante, pois o termo $\cos i$ será cancelado na equação (CARROLL; OSTLIE, 1996). Podemos escrever que:

$$\alpha_1 = \frac{\tilde{\alpha}_1}{\cos i},$$

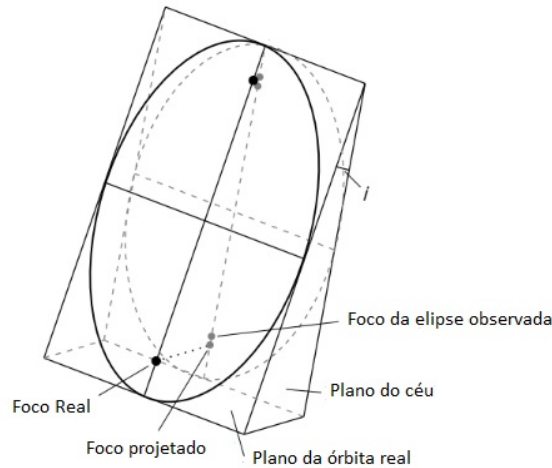
$$\alpha_2 = \frac{\tilde{\alpha}_2}{\cos i}. \quad (1.54)$$

Substituindo os termos α_2 e α_1 da equação 1.32 pelos termos do lado direito da equação 1.54, podemos reescrever a equação 1.32 da seguinte maneira:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{\tilde{\alpha}_2}{\tilde{\alpha}_1}. \quad (1.55)$$

Se no caso da obtenção da razão entre as massas das estrelas o termo $\cos i$ não é de fato rele-

Figura 27 – O esquema representa uma órbita real e a sua projeção no plano do céu. É possível observar que os focos da elipse real não coincidem com os focos da elipse observada. A projeção é feita em coordenadas esféricas



Fonte: Adaptado de Carroll e Ostlie (1996).

vante, isso muda quando é usada a terceira lei de Kepler para obter a soma das massas (POPPER, 1980; CARROLL; OSTLIE, 1996). No caso da soma das massas, o efeito de projeção faz uma diferença significativa na precisão do cálculo (EGGEN, 1967; CARROLL; OSTLIE, 1996). Foi definido na equação 1.31 que $\alpha = ad$ (em que α é dado em radianos). Também foi definido que $\alpha = \tilde{\alpha}/\cos i$, exemplo mostrado na equação 1.54. De acordo com essas definições, podemos reescrever a equação 1.52 das seguintes formas (HEINTZ, 1978; CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$m_1 + m_2 = \frac{4\pi^2 (\alpha d)^3}{G P^2}, \quad (1.56)$$

$$m_1 + m_2 = \frac{4\pi^2}{G} \left(\frac{d}{\cos i} \right)^3 \frac{\tilde{\alpha}^3}{P^2}. \quad (1.57)$$

Em que $\tilde{\alpha} = \tilde{\alpha}_1 + \tilde{\alpha}_2$, m_1 e m_2 são as massas das duas estrelas e $\tilde{\alpha}$ é igual a M , G é a constante gravitacional, d é a distância do observador até o sistema binário, i é a inclinação entre a órbita verdadeira e sua projeção no plano do céu tal como definido na figura 27, $\tilde{\alpha}$ é a projeção do ângulo real α e P é o período orbital.

Para um valor adequado para a soma das massas, o ângulo de inclinação i deverá ser determinado, analisando corretamente a posição aparente do centro de massa do sistema de estrelas (EGGEN, 1967). A projeção de uma órbita que tenha uma certa inclinação i em relação

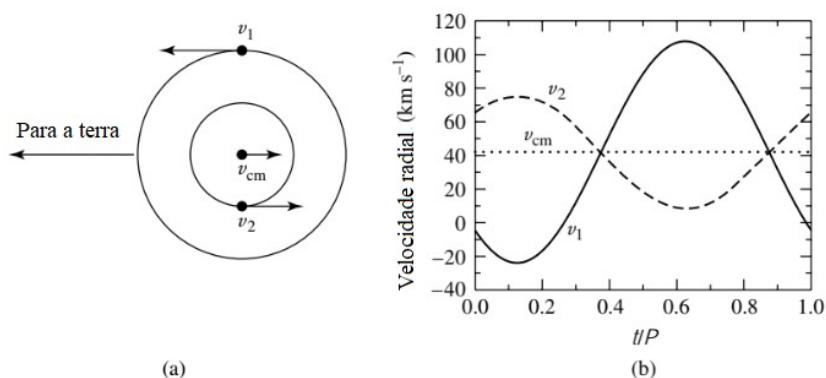
ao plano do céu resultará em uma órbita observada com uma excentricidade que difere da órbita real; neste caso o centro de massa não estará localizado em um dos focos da elipse projetada neste plano, o que não está de acordo com o enunciado da primeira lei de Kepler (CARROLL; OSTLIE, 1996; BONNEAU; MILLOUR; MEILLAND, 2014). Existe outra maneira para determinar as massas individuais das estrelas em um sistema de binárias visuais, mesmo que a distância d até o sistema seja desconhecida. Neste caso é preciso conhecer com precisão a velocidade radial dos objetos estelares (POPPER, 1980; CARROLL; OSTLIE, 1996).

1.10 CÁLCULO DA MASSA PARA BINÁRIAS ESPECTROSCÓPICAS E ECLIPSANTES

Em sistemas de binárias espectroscópicas e eclipsantes, é possível determinar as massas individuais das estrelas, entre outros parâmetros; como o raio, razão dos seus fluxos e a razão das temperaturas efetivas, por exemplo (POPPER, 1967; CARROLL; OSTLIE, 1996). Como definido anteriormente na seção 1.4, neste tipo de sistema, os espectros das duas estrelas podem ser vistos (há casos em que só um espectro é visto) formando um conjunto de linhas. Nos sistemas em que é possível extrair ambos os espectros, são conhecidos como binário espectroscópico de linha dupla (BATTEN; FLETCHER; MACCARTHY, 1989; MATIJEVIČ et al., 2010). As estrelas estão tão próximas uma da outra, que não é mais possível resolvê-las separadamente; então o raciocínio usado para determinar a orientação e a excentricidade das órbitas em sistemas de binárias visuais não pode ser usado aqui (CARROLL; OSTLIE, 1996). O ângulo de inclinação i é um dos fatores principais na determinação das massas em binárias espectroscópicas, pois influencia diretamente nos valores obtidos para as velocidades radiais (CARROLL; OSTLIE, 1996). A velocidade de uma estrela na direção da linha de visada, ou seja, a velocidade com que esta estrela se aproxima ou se afasta em relação a um observador e que pode ser determinada através do efeito Doppler é conhecida como velocidade radial (POPPER, 1967). Considerando que v_1 é a velocidade para a estrela de massa m_1 e que v_2 é a velocidade para a estrela de massa m_2 , com base na figura 27, as velocidades radiais máximas observadas para ambas as estrelas em algum instante são $v_{1r}^{max} = v_1 \sin i$ e $v_{2r}^{max} = v_2 \sin i$ (CARROLL; OSTLIE, 1996). As medidas das velocidades radiais em um dado instante dependerá das posições das estrelas. Se as direções do movimento das estrelas forem perpendiculares à linha de visão, o valor obtido para as velocidades radiais observadas será zero. Na figura 28 as estrelas descrevem órbitas circulares em torno do centro de massa; ao lado o gráfico que representa a velocidade radial v_1 , v_2 e a velocidade do centro de massa v_{cm} .

Em um sistema estelar em que as órbitas são circulares, a velocidade para cada estrela será constante. Se o plano das órbitas das estrelas se encontra na linha de visão de um observador na terra ($i = 90^\circ$), então as velocidades radiais medidas produzirão graficamente curvas senoidais de velocidade (MATIJEVIČ et al., 2010; KARAMI; MOHEBI, 2007). Quando as órbitas das estrelas possuírem excentricidade e diferente de zero (quando não forem órbitas cir-

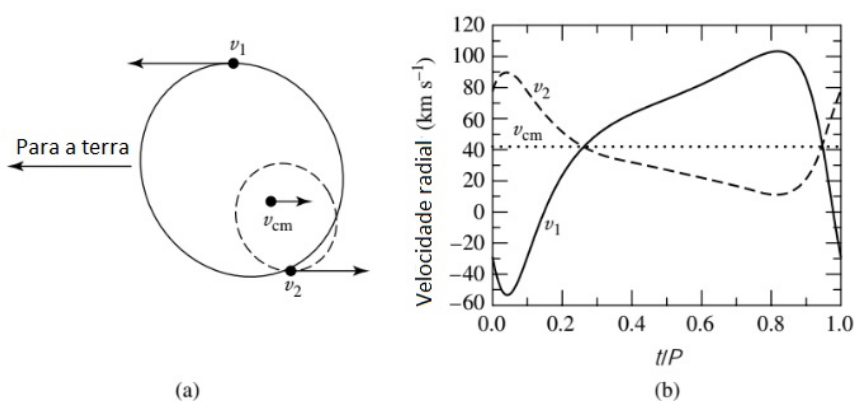
Figura 28 – Na figura (a) temos uma órbita circular ($e = 0$) para as duas estrelas. As velocidades orbitais são constantes. O plano das órbitas está localizado ao longo da linha de visada. Na figura (b) temos as curvas de velocidade radial para ambas as estrelas e a velocidade do centro de massa v_{cm} . A figura (b) mostra que as velocidades radiais variam ao longo do tempo, pois as estrelas se afastam e se aproximam de um observador posicionado na terra.



Fonte: Adaptado de Carroll e Ostlie (1996).

culares), as curvas de velocidades radiais tomam formas distorcidas de acordo com a figura 29 (MATIJEVIĆ et al., 2010). As características exatas das curvas de velocidade radial dependem bastante da orientação das órbitas das estrelas em relação a um observador posicionado na terra, mesmo para um determinado ângulo de inclinação i (CARROLL; OSTLIE, 1996).

Figura 29 – Na figura (a) temos órbitas elípticas ($e \neq 0$) para ambas as estrelas. Neste caso, as velocidades orbitais não são mais constantes. O plano das órbitas está localizado ao longo da linha de visada. A figura (b) representa as velocidades radiais v_1 , v_2 e a velocidade do centro de massa v_{cm} .



Fonte: Adaptado de Carroll e Ostlie (1996).

Muitos sistemas de binárias espectroscópicas e binárias eclipsantes contam com órbitas praticamente circulares, o que facilita no estudo do sistema. O principal motivo das órbitas serem praticamente circulares tem resposta nas fortes interações de maré a que os componentes estão submetidos; que em curto prazo (em comparação com o tempo de vida das estrelas do

sistema binário) a transferência de momento angular permite a circularização da órbita (TOUT; HURLEY; POLS, 2002; CARROLL; OSTLIE, 1996). Se a excentricidade da órbita for muito pequena ($e \ll 1$), então podemos assumir que as velocidades das estrelas do sistema são constantes e podem ser escritas como (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$v_1 = \frac{2\pi a_1}{P}, \quad (1.58)$$

$$v_2 = \frac{2\pi a_2}{P}. \quad (1.59)$$

Em que nas equações acima v_1 e v_2 representam as velocidades das duas estrelas, a_1 e a_2 representam os raios (semi-eixos maiores), o produto $2\pi a$ é o comprimento da órbita circular e P é o período orbital. Podemos escrever a_1 e a_2 da seguinte maneira:

$$a_1 = \frac{Pv_1}{2\pi}, \quad (1.60)$$

$$a_2 = \frac{Pv_2}{2\pi}. \quad (1.61)$$

Dada a definição de a_1 e a_2 na equação 1.61, podemos substituir na equação 1.30, então a razão entre a massa das duas estrelas se torna:

$$\begin{aligned} \frac{m_1}{m_2} &= \frac{Pv_2}{2\pi} \frac{2\pi}{Pv_1}, \\ \frac{m_1}{m_2} &= \frac{v_2}{v_1}. \end{aligned} \quad (1.62)$$

Na equação acima, v_1 e v_2 representam as velocidades orbitais reais; mas podemos escrevê-las em termos das velocidades radiais observadas. A velocidade radial para cada estrela é dada pelas seguintes equações:

$$v_{1r} = v_1 \sin i, \quad (1.63)$$

$$v_{2r} = v_2 \sin i. \quad (1.64)$$

Dadas as definições na equação 1.62 e nas equações 1.63 e 1.64 e fazendo as substituições necessárias; obtemos:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{v_{2r}/\sin i}{v_{1r}/\sin i} = \frac{v_{2r}}{v_{1r}}. \quad (1.65)$$

A equação 1.65 mostra que a razão das massas pode ser escrita em termos das velocidades radiais das estrelas. Semelhante ao que ocorre em sistemas de binárias visuais, a razão entre as massas de binárias espectroscópicas e eclipsantes também pode ser determinada sem o conhecimento do ângulo de inclinação i . Para o cálculo das somas das massas nesses tipos de sistema, é necessário também que o ângulo de inclinação seja conhecido. Sabemos que a é dado pela soma dos semi-eixos maiores a_1 e a_2 , e que os semi-eixos maiores foram definidos nas equações 1.60 e 1.61; então podemos escrever a seguinte relação (POPPER, 1980):

$$a = a_1 + a_2 = \frac{P}{2\pi}(v_1 + v_2). \quad (1.66)$$

A forma geral da terceira lei de Kepler é dada na equação 1.52. Podemos unir a equação 1.66 com a 1.52 para obter a soma das massas das estrelas; então vem que:

$$G(m_1 + m_2)P^2 = 4\pi^2 \left(\frac{P}{2\pi}\right)^3 (v_1 + v_2)^3. \quad (1.67)$$

Reorganizando alguns termos e fazendo as operações matemáticas necessárias, a soma das massas fica:

$$\begin{aligned} m_1 + m_2 &= \frac{4\pi^2 P^3}{8\pi^3 P^2 G} (v_1 + v_2)^3, \\ m_1 + m_2 &= \frac{P}{2\pi G} (v_1 + v_2)^3. \end{aligned} \quad (1.68)$$

Reescrevendo a equação 1.68 em termos de velocidade radial, podemos expressar a soma das massas da seguinte maneira:

$$\begin{aligned} m_1 + m_2 &= \frac{P}{2\pi G} \left(\frac{v_{1r}}{\sin i} + \frac{v_{2r}}{\sin i} \right)^3, \\ m_1 + m_2 &= \frac{P}{2\pi G} \left(\frac{v_{1r} + v_{2r}}{\sin i} \right)^3, \\ m_1 + m_2 &= \frac{P}{2\pi G} \frac{(v_{1r} + v_{2r})^3}{\sin^3 i}. \end{aligned} \quad (1.69)$$

Na equação, m_1 e m_2 são as massas das estrelas, P é o período orbital, G é a constante gravitacional e v_{1r} mais v_{2r} são as velocidades radiais das estrelas.

A equação 1.69 mostra que a soma das massas das estrelas só pode ser obtida se as velocidades radiais (v_{1r}) e (v_{2r}) forem determinadas. No caso de binárias espectroscópicas, nem sempre é possível determinar a velocidade radial para as duas componentes; pois há casos na natureza em que uma das estrelas tem o brilho maior, então o espectro da companheira de menor brilho não será determinado e portanto a velocidade radial não poderá ser medida. Sistemas com estas características são conhecidos como binários espectroscópicos de linha única (POPPER, 1980). Se for o caso em que o espectro da *estrela*₁ é determinável, enquanto o espectro da *estrela*₂ não é observável, é possível substituir v_{2r} na equação que fornece a razão das massas para as estrelas, o que fornecerá uma quantidade que depende tanto das massas do sistema, bem como do ângulo de inclinação i (CARROLL; OSTLIE, 1996). Podemos isolar o componente v_{2r} da equação 1.65 da seguinte forma:

$$\begin{aligned} \frac{m_1}{m_2} &= \frac{v_{2r}}{v_{1r}}, \\ v_{2r} &= \frac{v_{1r} m_1}{m_2}. \end{aligned} \quad (1.70)$$

Substituindo o componente v_{2r} na equação 1.69 pelo termo do lado direito da equação 1.70, obtemos a seguinte equação:

$$m_1 + m_2 = \frac{P}{2\pi G} \frac{1}{\sin^3 i} \left(v_{1r} + \frac{v_{1r} m_1}{m_2} \right)^3. \quad (1.71)$$

Reorganizando alguns termos e fazendo as operações matemáticas necessárias, obtemos:

$$\begin{aligned}
 m_1 + m_2 &= \frac{P}{2\pi G} \frac{1}{\sin^3 i} \left[v_{1r}^3 \left(1 + \frac{m_1}{m_2} \right) \right]^3, \\
 m_1 + m_2 &= \frac{P}{2\pi G} \frac{v_{1r}^3}{\sin^3 i} \left(1 + \frac{m_1}{m_2} \right)^3, \\
 m_1 + m_2 &= \frac{P}{2\pi G} \left(\frac{v_{1r}}{\sin i} \right)^3 \left(1 + \frac{m_1}{m_2} \right)^3, \\
 m_1 + m_2 &= \frac{P}{2\pi G} \frac{v_{1r}^3}{\sin^3 i} \left(\frac{m_2 + m_1}{m_2} \right)^3.
 \end{aligned} \tag{1.72}$$

Reorganizando os termos, obtemos as seguintes expressões:

$$\begin{aligned}
 \frac{(m_1 + m_2)m_2^3}{(m_2 + m_1)^3} &= \frac{P}{2\pi G} \frac{v_{1r}^3}{\sin^3 i}, \\
 \frac{m_2^3}{(m_1 + m_2)^{-1}(m_2 + m_1)^3} &= \frac{P}{2\pi G} \frac{v_{1r}^3}{\sin^3 i}.
 \end{aligned} \tag{1.73}$$

Reorganizando os termos, por fim obtemos a seguinte equação matemática que relaciona período e velocidade radial (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\frac{m_2^3}{(m_1 + m_2)^2} \sin^3 i = \frac{P}{2\pi G} v_{1r}^3. \tag{1.74}$$

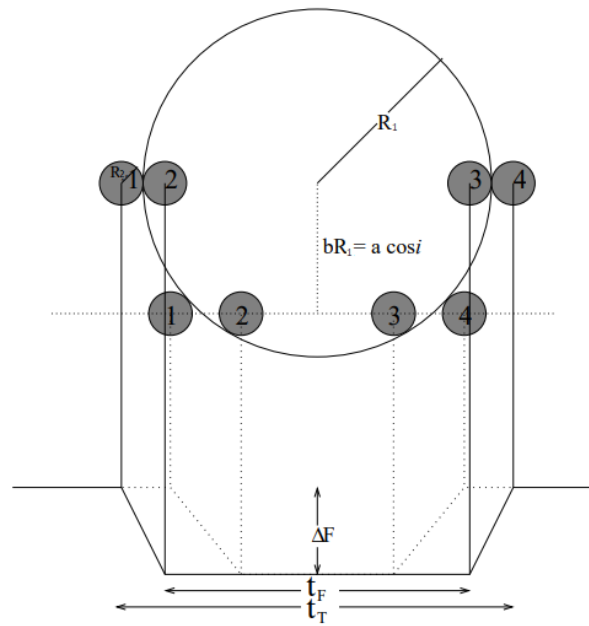
em que m_1 e m_2 são as massas das estrelas, i é o ângulo de inclinação entre o plano da órbita e o plano do céu, P é o período orbital, G é a constante gravitacional e v_{1r} é velocidade radial para uma estrela.

O lado direito da equação 1.74 é conhecido como **função de massa**, e que depende essencialmente de medida da velocidade radial e o período orbital (POPPER, 1967; CARROLL; OSTLIE, 1996). Para a medida precisa de m_1 e m_2 , é necessário conhecer com exatidão o valor do ângulo de inclinação i (CARROLL; OSTLIE, 1996; POPPER, 1980).

1.11 TRÂNSITO DE ESTRELAS BINÁRIAS

A quantidade de sistemas binários na nossa galáxia é gigantesca, tal como revelam os estudos; mas para que um trânsito estelar seja detectado, é necessário que a posição do sistema binário coincida com a linha de visada de um observador na terra; o que de fato não ocorre para todos os sistemas (KALLRATH; MILONE; WILSON, 2009). Em sistemas em que a posição coincide com a linha de visada de um observador, periodicamente uma estrela passará na frente da sua companheira, o que levará um bloqueio parcial ou total do fluxo de luz oriunda da estrela. Um trânsito estelar poderá ser identificado através da curva de luz, e sua análise leva a obtenção de parâmetros estelares (MILONE, 1993). Um trânsito estelar é mostrado na curva de luz, através do surgimento de um vale; então o evento do trânsito estelar é definido em quatro etapas. A figura 30 mostra um esquema simplificado para estas etapas.

Figura 30 – O esquema abaixo representa os elementos puramente geométricos de dois trânsitos estelares em que os objetos estão se movendo da esquerda para a direita. As curvas de luz teóricas para cada estrela são mostradas na parte inferior do esquema (linhas pontilhadas e sólidas) e a geometria relacionada com a estrela maior e menor está mostrada na parte superior. t_F representa o tempo de ingresso e saída da estrela menor, por de "trás" do disco da estrela maior (representado em 2 e 3 para ambos os casos) e t_T representa o tempo total, que compreende as etapas de 1 e 4 para ambos os casos.



Fonte: Adaptado de Seager e Mallen-Ornelas (2003).

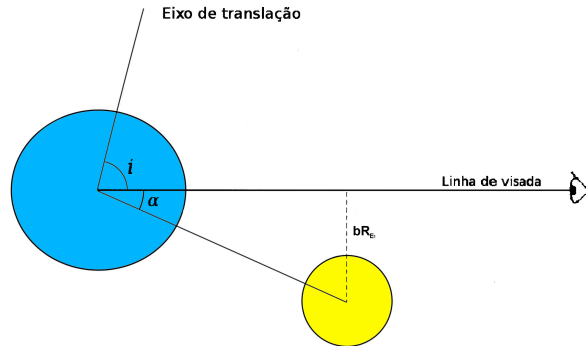
O esquema mostra a forma trapezoidal que uma curva de luz assume durante um trânsito estelar. A geometria por trás do fenômeno do trânsito leva em conta elementos essenciais em sua descrição; como o raio R_2 da estrela menor (no esquema apresentado) e R_1 da estrela maior (como mostra o esquema), o semi-eixo maior da elipse que é representado por a e também o parâmetro de impacto b (ANDRONOV, 2012). Para o parâmetro de impacto b , há uma relação geométrica representada pela seguinte equação (SEAGER; MALLEN-ORNELAS, 2003; DE GOIS, 2017):

$$\begin{aligned} \sin(\alpha) = \sin(90^\circ - i) &= \frac{b}{a} R_1 = \cos(i), \\ b R_1 &= a \cos(i). \end{aligned} \quad (1.75)$$

Em que na equação $i + \alpha = 90^\circ$, b é o parâmetro de impacto, R_1 o raio da estrela maior tal como representado no esquema da figura 30 e a é o semi-eixo maior da órbita. É importante ressaltar que diferentes valores para o parâmetro b ou para valores de i levarão a diferentes formas de trânsito. Considerando a equação 1.75, a figura 31 mostra o parâmetro de impacto.

Outro fator importante a ser definido durante um trânsito é a variação no fluxo luminoso

Figura 31 – A geometria de um parâmetro de impacto. Os objetos em azul e amarelo representam as estrelas primária e secundária, nesta ordem.



Fonte: Adaptado de de Gois (2017).

$\Delta\phi$. O fluxo luminoso é definido como sendo a intensidade luminosa por área, em que ϕ_T é o fluxo total e o fluxo bloqueado é ϕ_B . Então matematicamente fica (SEAGER; MALLEEN-ORNELAS, 2003; DE GOIS, 2017):

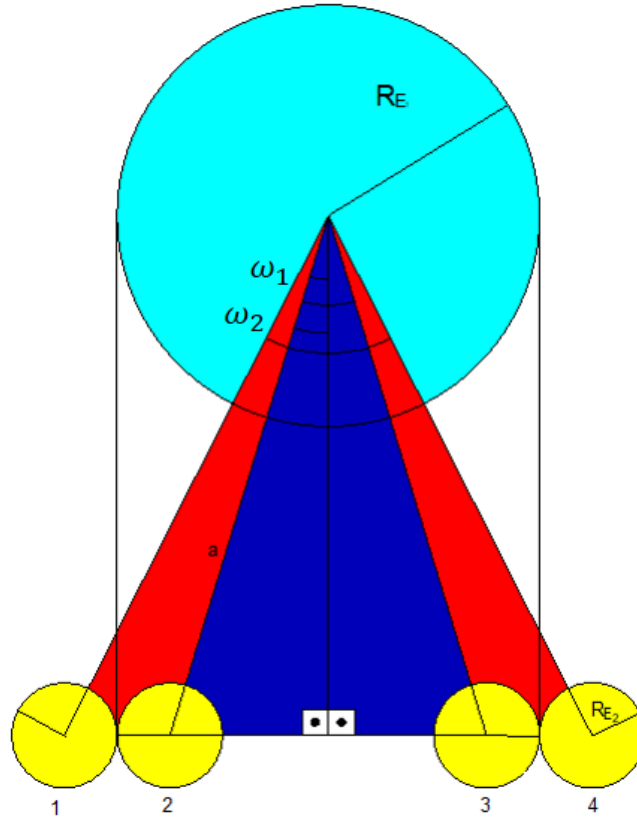
$$\begin{aligned}\Delta\phi &\equiv \frac{\phi_B}{\phi_T} = \frac{A_2}{A_1}, \\ \frac{\phi_B}{\phi_T} &= \frac{\pi R_2^2}{\pi R_1^2}, \\ \frac{\phi_B}{\phi_T} &= \frac{R_2^2}{R_1^2} = \Delta\phi.\end{aligned}\tag{1.76}$$

Em que, na primeira expressão, A representa as áreas das estrelas; e R , na segunda expressão, representa o raio das estrelas. A última expressão é usada para determinar a razão dos raios entre as estrelas e a razão entre o fluxo bloqueado ϕ_B e o fluxo total ϕ_T o que é igual a variação do fluxo luminoso $\Delta\phi$.

Através da geometria de um trânsito estelar, outro fator importante na descrição do fenômeno que pode ser obtido é a relação de tempo de duração do trânsito (CONROY et al., 2014). O trânsito ocorre em quatro etapas, tal como evidenciado na figura 30; é possível notar também o tempo total da duração do trânsito t_T e o tempo de duração t_F em que a estrela de raio R_2 está ingressando e saindo do disco da estrela de raio R_1 , o que representa a parte do platô presente na curva de luz (SEAGER; MALLEEN-ORNELAS, 2003; DE GOIS, 2017). O esquema simplificado a seguir da figura 32 ilustra o tempo total t_T e o tempo correspondente ao platô t_F .

É possível observar, no esquema apresentado da figura 32, a formação de dois triângulos (azul e vermelho) gerados a partir da passagem da estrela de raio R_2 pelo disco da estrela de raio maior. O de abertura ω_1 mostra a etapa de 2 a 3; e o de abertura ω_2 mostra a etapa de 1 a 4. As etapas equivalem ao tempo de duração do platô na curva de luz e o tempo total de duração do ingresso e saída t_F e t_T respectivamente.

Figura 32 – Elementos geométricos presentes durante as etapas da duração de um trânsito. O objeto azul é considerado a estrela primária do sistema; enquanto o objeto amarelo é a estrela secundária.



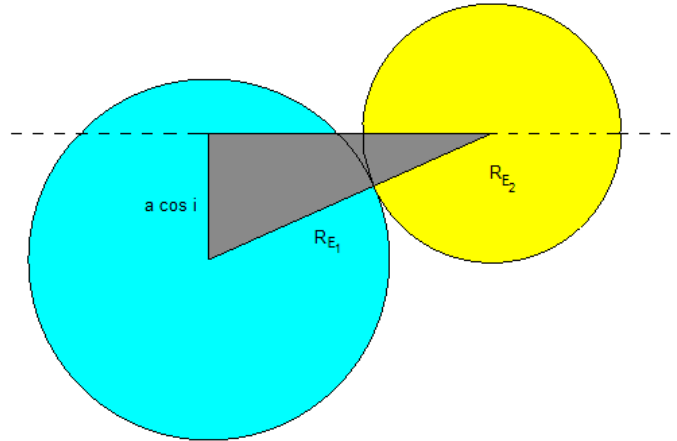
Fonte: Adaptado de de Gois (2017).

Fazendo a divisão dos triângulos em sua maior altura, obtemos outros triângulos que são definidos pela metade dos ângulos dos triângulos iniciais; já que os triângulos são isósceles, como mostrado na figura 32. Pela conservação do momento angular, as velocidades angulares n são constantes tanto na etapa de 2 a 3, como na etapa de 1 a 4. As equações que definem as velocidades angulares podem ser escritas como (SEAGER; MALLÉN-ORNELAS, 2003; DE GOIS, 2017):

$$\begin{aligned}
 n &= \frac{2\pi}{P} = \frac{\omega_1}{t_F} = \frac{\omega_2}{t_T}, \\
 \omega_1 &= \frac{2\pi t_F}{P}, \\
 \omega_2 &= \frac{2\pi t_T}{P}.
 \end{aligned}
 \tag{1.77}$$

o que permite vincular os tempos com alguma relação geométrica; como, por exemplo, um seno dos triângulos (DE GOIS, 2017). A passagem da estrela, deve estar relacionada intimamente com o parâmetro de impacto b . Na figura 33 observamos o impacto do trânsito e sua relação com a geometria.

Figura 33 – O fenômeno do impacto de trânsito observado de perfil.



Fonte: Adaptado de Harwit (1999).

O sistema de estrelas está descrito através da figura 30 e da figura 33. As hipotenusas dos triângulos da figura 30 podem conter uma determinada profundidade no plano da figura, que só é visualizada quando observamos o início do trânsito de perfil, como mostrado na figura 33, o que está relacionado ao parâmetro de impacto b . Isolando o cateto oposto do triângulo da figura 33 e fazendo o uso do teorema de Pitágoras para sua determinação, obtemos $\sqrt{(R_1 + R_2)^2 - a^2 \cos^2(i)}$ e que será usado como sendo um cateto oposto comum para os triângulos das figuras 30 e 33. A hipotenusa para os triângulos da figura 30 é a (definido como o semi-eixo maior da órbita). As equações a seguir fornecem os senos dos ângulos de abertura (SEAGER; MALLEEN-ORNELAS, 2003; DE GOIS, 2017):

$$\begin{aligned} \sin\left(\frac{\omega_1}{2}\right) &= \sin\left(\frac{t_F \pi}{P}\right) = \frac{\sqrt{(R_1 - R_2)^2 - a^2 \cos^2(i)}}{a}, \\ \sin\left(\frac{\omega_2}{2}\right) &= \sin\left(\frac{t_T \pi}{P}\right) = \frac{\sqrt{(R_1 + R_2)^2 - a^2 \cos^2(i)}}{a}. \end{aligned} \quad (1.78)$$

através das definições em 1.78, se faz necessário estimar uma previsão teórica para o elemento de tempo. A equação fica (SEAGER; MALLEEN-ORNELAS, 2003; DE GOIS, 2017):

$$t_T = \frac{P}{\pi} \arcsin \left[\frac{\sqrt{(R_1 - R_2)^2 - a^2 \cos^2(i)}}{a} \right]. \quad (1.79)$$

Através das equações apresentadas em 1.78, podemos obter a seguinte razão (SEAGER; MALLEEN-ORNELAS, 2003; DE GOIS, 2017):

$$\frac{\sin(t_F \pi / P)}{\sin(t_T \pi / P)} = \frac{\sqrt{(R_1 - R_2)^2 - a^2 \cos^2(i)}}{a} \frac{a}{\sqrt{(R_1 + R_2)^2 - a^2 \cos^2(i)}}, \quad (1.80)$$

$$\frac{\sin(t_F\pi/P)}{\sin(t_T\pi/P)} = \frac{\sqrt{(R_1 - R_2)^2 - a^2 \cos^2(i)}}{\sqrt{(R_1 + R_2)^2 - a^2 \cos^2(i)}}. \quad (1.81)$$

Em que na equação, t_F é o tempo de ingresso e saída da estrela com raio R_2 ao passar pelo disco da estrela com raio R_1 (o mesmo tempo que representa a parte do platô na curva de luz, para casos em que o ângulo de inclinação ($i = 90^\circ$)), t_T é o tempo total do trânsito, P é o período orbital, R_1 e R_2 são os raios das estrelas e a representa o semi-eixo maior da órbita.

1.12 CÁLCULO DO RAIOS ESTELAR

Através de medidas da duração dos eclipses em uma curva de luz, é possível determinar o raio de cada estrela em um sistema de binárias espectroscópicas e eclipsantes (MAXTED et al., 2015; CARROLL; OSTLIE, 1996). O tempo medido entre o início do eclipse T_a e o mínimo primário T_b como mostra a figura 35, junto com a medida das velocidades das estrelas, leva ao conhecimento da medida do raio da estrela menor do sistema (HEINTZ, 1978; KALLRATH; MILONE; WILSON, 2009). Se o semi-eixo maior a da órbita da estrela menor for bastante longo em comparação com o seu raio e se a órbita for aproximadamente circular (o que é real, pois em sistemas binários em que as estrelas estão bem próximas, a tendência é a circularização da órbita), podemos considerar que a estrela menor esteja se movendo perpendicularmente à linha de visão para um observador na terra, tal como mostra o esquema da figura 34. O raio da estrela levando em consideração a duração do eclipse ao descrever sua órbita, é dado por (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\begin{aligned} \Delta S &= d_2 = 2R_2, \\ \Delta t &= t_b - t_a, \\ v &= \frac{2R_2}{t_b - t_a}, \\ R_2 &= \frac{v}{2}(t_b - t_a). \end{aligned} \quad (1.82)$$

A última expressão determina o raio da estrela menor; em que $v = v_1 + v_2$ representa a velocidade relativa para as duas estrelas, v_1 e v_2 são as velocidades para a estrela maior e a menor, nesta ordem, t_a representa o tempo para o início do eclipse e t_b é o tempo para o mínimo primário evidenciado na curva de luz da figura 35.

O mesmo raciocínio pode ser empregado para o cálculo do raio da estrela maior (KALLRATH; MILONE; WILSON, 2009). Se considerarmos a quantidade de tempo transcorrido entre t_b e t_c , tal como mostra a figura 35, podemos determinar o raio da estrela. As seguintes expressões são (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\begin{aligned} \Delta S &= d_1 = 2R_1, \\ \Delta t &= t_c - t_a, \end{aligned}$$

$$\begin{aligned}
 v &= \frac{2R_1}{t_c - t_a}, \\
 R_1 &= \frac{v}{2}(t_c - t_a).
 \end{aligned}
 \tag{1.83}$$

Sabendo que $v = v_1 + v_2$, podemos obter o raio da estrela maior, fazendo o uso do raio da estrela menor (caso seja determinado). As seguintes equações são (CARROLL; OSTLIE, 1996):

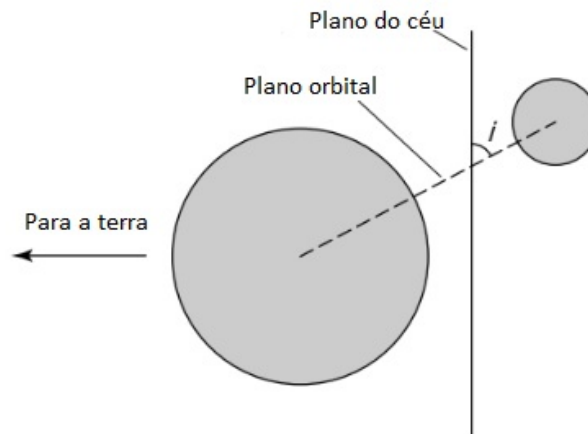
$$\begin{aligned}
 \Delta S &= d_1 - d_2 = 2R_1 - 2R_2, \\
 \Delta t &= t_c - t_b, \\
 v &= \frac{d_1 - d_2}{t_c - t_b}, \\
 v_1 + v_2 &= \frac{2(R_1 - R_2)}{(T_c - t_b)}, \\
 R_1 - R_2 &= \frac{(v_1 + v_2)}{2}(t_c - t_b).
 \end{aligned}
 \tag{1.84}$$

Reorganizando os termos e fazendo as operações matemáticas necessárias, a equação 1.84 simplesmente fica (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$R_1 = \frac{v}{2}(t_c - t_a) = R_2 + \frac{v}{2}(t_c - t_b),
 \tag{1.85}$$

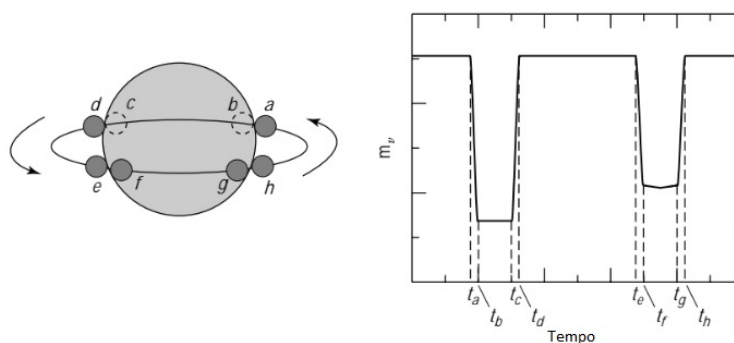
em que na equação t_a é o tempo que marca o início do eclipse, t_c é o tempo em que a estrela de menor raio está saindo de "trás" do disco da estrela de maior raio, t_b é o tempo em que a estrela de menor raio está ingressando no disco da estrela de maior raio (tal como mostra a sequência de tempo na figura 35), R_1 e R_2 são os raios da estrela maior e menor respectivamente e v (velocidade relativa de ambas as estrelas) é a soma das velocidades da estrela maior e menor respectivamente (CARROLL; OSTLIE, 1996).

Figura 34 – Geometria simplificada para um binário espectroscópico eclipsante, em que o ângulo de inclinação i está próximo de 90° .



Fonte: Adaptado de Carroll e Ostlie (1996).

Figura 35 – A imagem da esquerda representa as posições da estrela de menor raio em relação à estrela de maior raio; a órbita é de natureza circular. Neste esquema, assumimos que o ângulo de inclinação i é igual a 90° ; o que implica que a estrela de menor raio está se movendo perpendicularmente à linha de visão para um observador na terra. A imagem da direita mostra a curva de luz para um sistema binário com estas características. Os tempos marcados na curva de luz indicam as posições da estrela menor ao ingressar e sair do disco da estrela maior. Para este esquema, a estrela menor tem temperatura e luminosidade maior.



Fonte: Adaptado de Carroll e Ostlie (1996).

1.13 CÁLCULO DA RAZÃO ENTRE AS TEMPERATURAS DAS ESTRELAS EM UM SISTEMA BINÁRIO

A relação entre as temperaturas efetivas para as duas estrelas em sistemas de binárias espectroscópicas e eclipsantes pode ser determinada a partir da análise da curva de luz (KALLRATH; MILONE; WILSON, 2009; CARROLL; OSTLIE, 1996). Para obter a relação, é preciso considerar a quantidade de luz que é recebida durante a ocorrência de um eclipse, com a quantidade de luz recebida quando as duas estrelas estão totalmente visíveis (BÖHM-VITENSE, 1989; CARROLL; OSTLIE, 1996). A figura 35, mostra que o mínimo primário (parte da curva de luz mais profunda) é obtido quando a estrela menor (considerada a estrela mais luminosa e com maior temperatura neste esquema), passa por "trás" da estrela companheira. A ocorrência desse fenômeno na curva de luz é melhor entendido através da seguinte equação (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$F_r = F_{sup} = \sigma T_e^4. \quad (1.86)$$

em que na equação F representa o fluxo da superfície, σ é uma constante e T_e representa a temperatura da estrela. A equação mostra que quando maior for a temperatura de uma estrela, maior será seu fluxo irradiado (CARROLL; OSTLIE, 1996).

Podemos assumir que a mesma área total é eclipsada, o que independe se a estrela menor do sistema passe "atrás" ou na "frente" da estrela maior. Assumindo que o fluxo observado permanece constante através dos discos, quando as duas estrelas estão visíveis, a quantidade

de luz que chega do sistema binário é revelada pelos seguintes passos (JORDI et al., 1997; CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\begin{aligned} B_1 &= kA_1F_{r_1}, \\ B_2 &= kA_2F_{r_2}. \end{aligned} \quad (1.87)$$

Em que nas expressões acima B_1 e B_2 representam a quantidade de luz da estrela maior e menor respectivamente, k é uma constante que depende da distância da terra ao sistema binário e depende também da natureza do detector dos fótons, A_1 e A_2 representam as áreas dos discos da estrela maior e menor respectivamente e F representa os fluxos detectados para ambas as estrelas. A área do disco para cada estrela é dada por (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\begin{aligned} A_1 &= \pi R_1^2, \\ A_2 &= \pi R_2^2. \end{aligned} \quad (1.88)$$

em que R_1 e R_2 representam o raio da estrela maior e o raio da estrela menor do sistema. A quantidade de luz total, é dada pela soma das duas quantidades independentes; então temos (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\begin{aligned} B_0 &= B_1 + B_2, \\ B_0 &= kA_1F_{r_1} + kA_2F_{r_2}, \\ B_0 &= k(\pi R_1^2F_{r_1} + \pi R_2^2F_{r_2}). \end{aligned} \quad (1.89)$$

A última expressão determina a quantidade de luz oriunda do sistema binário. Assumindo que a estrela menor do esquema da figura 35 é a mais luminosa e de maior temperatura; então é verdade que esta estrela possui o maior fluxo de superfície, o que se pode ver pela equação 1.86, então a quantidade de luz detectada a partir do mínimo primário (mínimo mais profundo da curva de luz) é dada pela seguinte equação (CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$B_p = k\pi R_1^2F_{r_1}. \quad (1.90)$$

Em que a equação dar a quantidade de luz B_p do mínimo mais profundo, em termos do raio e fluxo da estrela maior, já que a estrela menor (mais luminosa e com maior temperatura) passa por "trás" da estrela maior (menos luminosa e com temperatura menor) durante o eclipse que revela o mínimo primário. A quantidade de luz detectada a partir do mínimo secundário (mínimo com menor profundidade na curva de luz) é dada pela seguinte equação (RIBAS et al., 1998; CARROLL; OSTLIE, 1996):

$$\begin{aligned} B_s &= B_1 - B_1^s + B_2, \\ B_s &= kA_1F_{r_1} - kA_2F_{r_1} + kA_2F_{r_2}, \\ B_s &= k(\pi R_1^2F_{r_1} - \pi R_2^2F_{r_1} + \pi R_2^2F_{r_2}). \end{aligned} \quad (1.91)$$

A última expressão representa a quantidade de luz detectada do mínimo secundário. Note que a expressão depende dos elementos de ambas as estrelas; tais como a combinação dos fluxos de superfície dos membros do sistema.

Geralmente o valor da constante k não é determinado com exatidão; então convém aplicar as proporções. Levando em consideração a relação entre a profundidade do trânsito primário e a profundidade do trânsito secundário (CARROLL; OSTLIE, 1996). Fazendo o uso das equações encontradas para a quantidade de luz do sistema binário (B_0), juntamente com as profundidades dos trânsitos (B_p) e (B_s), e fazendo as operações matemáticas necessárias; encontramos (BÖHM-VITENSE, 1989; JORDI et al., 1997):

$$\begin{aligned} \frac{B_0 - B_p}{B_0 - B_s} &= \frac{(B_1 + B_2) - (B_1)}{(B_1 + B_2) - (B_1 - B_1^s + B_2)} = \frac{B_2}{B_1^s}, \\ \frac{B_0 - B_p}{B_0 - B_s} &= \frac{k\pi R_2^2 F_{r_2}}{k\pi R_2 F_{r_2}} = \frac{F_{r_2}}{F_{r_1}} = \frac{\sigma T_2^4}{\sigma T_1^4} = \left(\frac{T_2}{T_1}\right)^4, \\ \frac{B_0 - B_p}{B_0 - B_s} &= \left(\frac{T_2}{T_1}\right)^4. \end{aligned} \quad (1.92)$$

A última expressão mostra que a relação entre a profundidade do mínimo primário B_p e a profundidade do mínimo secundário B_s , combinada com a quantidade de luz detectada do sistema binário B_0 , é igual a razão entre as temperaturas T_2 e T_1 das estrelas elevada à quarta potência.

2 A MISSÃO COROT

A missão CoRoT (francês: *Convection, Rotation et Transits Planétaires*) foi lançada em 27 de Dezembro de 2006, através de um foguete Soiuz-Fregat a partir da base de Baikonur no Cazaquistão e começou a operar de fato em Janeiro de 2007 (DELEUIL et al., 2018). A missão foi idealizada e liderada pela agência espacial francesa (CNES, sigla em francês para *Centre National d'Etudes Spatiales*), em parceria com a agência espacial europeia (ESA, sigla em inglês para *European Space Agency*) que foi responsável por projetar a ótica do satélite e testar a carga útil do sistema. Outros parceiros incluíram a Áustria, Espanha, Bélgica e o Brasil. O centro de controle da missão estava localizado em Toulouse (França), e contava com redes de comunicação e estações terrestres localizadas nas cidades de Kiruna (Suécia), Assuaguel (França), Hartebeesthoek (África do Sul) e Kourou (Guiana Francesa). Na Áustria, na cidade de Viena, também havia uma estação terrestre, equipada para transmitir e receber dados do CoRoT; o Brasil cedeu a base de Alcântara localizada no Maranhão, com a mesma finalidade.

O satélite CoRoT foi posto em uma órbita aproximadamente circular (excentricidade e de 0,00127) polar ao redor do planeta Terra a uma altitude de aproximadamente 896 km, realizando uma revolução a cada 103 minutos (1 h e 43 min) (BOISNARD et al., 2006). O satélite foi programado para observar em duas direções diferentes da galáxia, dentro de um cone com uma abertura circular de cerca de 10° de raio cada, localizados no plano da eclíptica, separados por 180° e perpendicular à órbita; isso garantia que o satélite ficasse fora de ocultações terrestres; ocultações que impediriam as observações dos campos (DELEUIL et al., 2018). Após aproximadamente 150 dias, os raios solares também começavam a interferir nas observações, devido ao movimento da Terra ao redor do Sol; isso levava a equipe a girar a nave em 180° e a outra região do céu era então observada. A figura 36 mostra como era a órbita do satélite CoRoT. A figura 37 mostra o campo de visão máximo para qual o satélite foi projetado.

O satélite CoRoT observou vários campos (dentro das duas regiões permitidas) do céu no sentido do centro da Via-Láctea (direção da constelação de Aquila), também observou vários campos do céu no sentido do anticentro da Via-Láctea (direção da constelação de Monoceros). As regiões de observação do satélite ficaram conhecidas como "olhos" do CoRoT (DELEUIL et al., 2018). A figura 38 ilustra as duas regiões. O satélite contava com dois regimes de tempos de observação para o campo de exoplanetas: 512 segundos para a maioria das estrelas e 32 segundos para até 2.000 estrelas. Essas 2.000 estrelas foram monitoradas durante o "modo de alarme"; alvos em que o satélite detectava algum sinal em potencial de possuir um eclipse. No campo de astrossismologia, o modo de monitoramento contava com uma taxa de amostragem de 60 segundos.

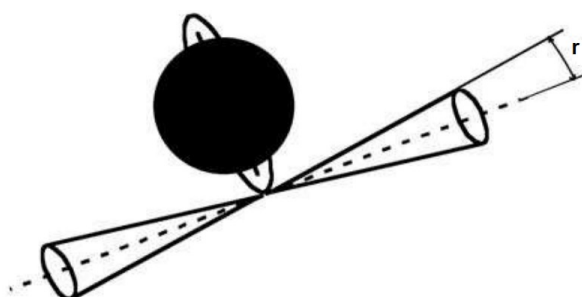
No que diz respeito à duração das observações realizadas pelo satélite, no começo da missão eram executadas em duas categorias chamadas de longo prazo (LR, acrônimo do inglês para *Long Run*) que durava aproximadamente 140 dias, e curto prazo (SR, acrônimo do inglês

Figura 36 – O esquema mostra o satélite em sua órbita polar e sua posição perpendicular em relação à órbita.



Fonte: Boisnard et al. (2006).

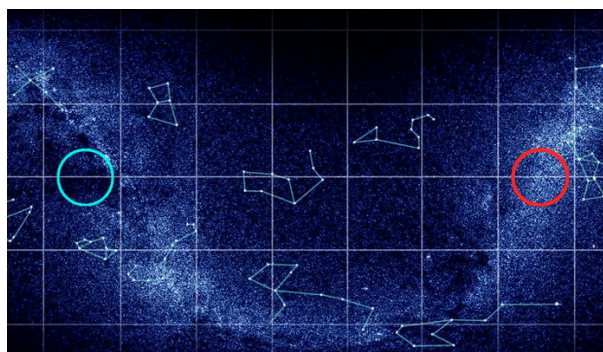
Figura 37 – O esquema abaixo mostra a Terra (círculo preto) e a órbita do CoRoT. Os cones representam as duas diferentes regiões de observação do satélite que contavam com um raio (r) máximo de 10° .



Fonte: Boisnard et al. (2006).

para *Short Run*) que durava entre 20 e 30 dias, a cada semestre. Posteriormente foi adicionada mais uma categoria de observação chamada de prazo intermediário (IR, acrônimo do inglês para *Intermediate Run*) que durava entre 60 a 90 dias e inserida após a falha em uma unidade de processamento de dados que inviabilizou a operação de algumas CCD's (Dispositivo de Carga Acoplada) (DELEUIL et al., 2018). O CoRoT era equipado com um telescópio afocal com 27cm de diâmetro, juntamente com uma câmera composta por quatro CCD's de 2.048 pixels x 2.048 pixels (cada pixel tinha $13,5 \times 13,5 \mu m^2$) e operava no visível no modo MPP. Estes instrumentos eram resfriados a uma temperatura de $-40^\circ C$ submetidos a uma variação menor do que $0,05^\circ C$ a cada hora. O telescópio afocal de 27cm também era constituído por dois espelhos parabólicos, o que possibilitava uma distância focal de 1,2m; contava com um campo de visão de aproximadamente $2^\circ, 8 \times 2^\circ, 8$; sendo que metade deste campo de visão era destinada ao estudo da sismologia estelar e a outra metade dedicada ao estudo de exoplanetas. Todos esses equipa-

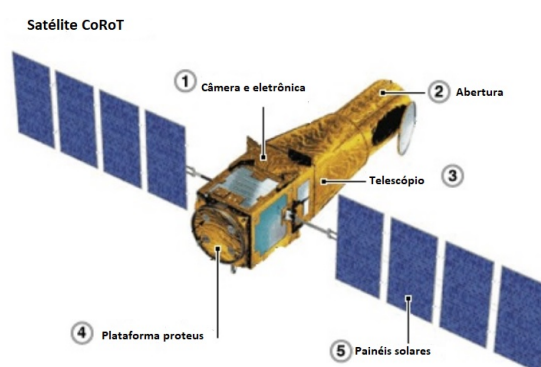
Figura 38 – A figura representa os "olhos" do CoRoT no céu. O círculo azul mostra a região no sentido do centro da Galáxia (direção da constelação de Aquila) enquanto o círculo vermelho mostra a região no sentido anticentro da Galáxia (direção da constelação de Monoceros).



Fonte: Esa (2006).

mentos, eram montados em torno de uma plataforma PROTEUS (*Plate-forme Reconfigurable pour l'Observation, pour les Télécommunications et les Usages Scientifiques*) que dispunha de todos os aparatos tecnológicos necessários para a operação da missão CoRoT. Em 4 de Março de 2009, ocorreu a falha da primeira unidade de processamento de dados (DPU1); o que causou a perda de um CCD no canal destinado à sismologia e também no canal destinado à exoplaneta (DELEUIL et al., 2018). A massa do conjunto era de aproximadamente 630 Kg no lançamento, diâmetro total de 1,98 metros, comprimento de 4,10 metros, telemetria de 1,5 Gbit/dia e armazenamento à bordo de até 2 Gigabits de dados. Uma descrição geral da missão CoRoT, pode ser encontrada em (BAGLIN et al., 2016). A figura 39 mostra onde estão localizados os principais instrumentos do CoRoT.

Figura 39 – Componentes do satélite CoRoT que permitiram explorar a região do centro e anticentro da galáxia.



Fonte: Adaptado de Cnes (2006).

A missão CoRoT foi projetada para dois objetivos principais (BAGLIN et al., 2006): 1- Analisar e estudar a convecção e a rotação das estrelas, usando a sismologia estelar (análise de pulsações não-radiais das estrelas), sendo o primeiro satélite europeu designado para o estudo da

astrossismologia. 2- Detecção de planetas (incluindo os telúricos que são rochosos como a terra; desde que, estes planetas orbitassem em torno de estrelas pequenas) ao redor de outras estrelas, usando a técnica de trânsito planetário, sendo a primeira missão espacial do mundo a realizar um pesquisa deste nível. A missão também forneceu dados valiosos para outros programas adicionais mas não menos importantes, como o objeto de estudo desta dissertação; as estrelas binárias, por exemplo.

Durante o tempo em que operou, o telescópio monitorou fotometricamente 163.665 estrelas dentro da região do centro e anticentro da Galáxia; produziu cerca de 177.454 curvas de luz com duração entre 21 e 152 dias. Detectou aproximadamente 4.123 sinais do que parecia ser de trânsito planetário ao analisar mais de 170.000 curvas de luz produzidas através da observação de 26 campos estelares (DELEUIL et al., 2018; BAGLIN et al., 2006). As curvas de luz produzidas na missão CoRoT eram organizadas através de um canal monocromático (MON) e um canal cromático (CHR). Segundo Barge et al. (2006), para obter esta organização, foi preciso instalar um prisma bi-refringente entre a objetiva e os detectores, o que levava a formação de um espectro para cada alvo analisado e que permitia distinguir uma atividade estelar de um trânsito planetário, em estrelas mais brilhantes. Os fótons ao passarem pelo prisma, eram defletidos e levados a formar uma PSF alongada, em que 20 % dos fótons com menor comprimento de onda ficavam alocados no canal de cor azul; 65 % dos fótons com maior comprimento de onda ficavam alocados no canal de cor vermelha e os fótons restantes ficavam alocados no canal de cor verde; isto formava a fotometria de "três cores" (ROUAN et al., 1999). A fotometria de "três cores" era diferente para cada alvo analisado; isso ocorria porque a forma da máscara de leitura para cada estrela dependia de vários parâmetros, incluindo a magnitude (BARGE et al., 2006). A fotometria colorida era obtida através da soma do fluxo de pixels em cada uma das três partes conhecidas como "vermelho", "verde" e "azul" (BARGE et al., 2006). As informações produzidas a bordo do CoRoT eram enviadas até as estações terrestre para análise.

No que se refere as descobertas, até o momento existem 34 exoplanetas confirmados (a maioria faz parte da classe de planetas gigantes com período orbital curto) e vários outros aguardam medidas precisas de velocidade radial para a confirmação; também foi responsável por fazer a detecção do primeiro planeta rochoso; o CoRoT-7b, conhecido como uma super-terra (LÉGER et al., 2009; QUELOZ et al., 2009; HATZES et al., 2011). Também merece destaque o exoplaneta CoRoT-32b descoberto pelo nosso grupo de pesquisa (BOUFLEUR et al., 2018). No momento também existem dois objetos classificados como anãs marrons: CoRoT-15b e CoRoT-33b (BOUCHY et al., 2011; CSIZMADIA et al., 2015). No campo da sismologia estelar, os estudos dos interiores estelares através da detecção de ondas que se espalham pela superfície da estrela permitiram que os astrônomos calculassem a massa precisa, raio, idade e a composição química das estrelas analisadas (HEKKER et al., 2009; MOSSER et al., 2010). Uma revisão satisfatória sobre o fenômeno de sismologia estelar realizada com o satélite CoRoT pode ser encontrada em (GROTSCH-NOELS; DEHEUVELS; TEAM, 2016). A missão foi dada como encerrada em Abril de 2013 (DELEUIL et al., 2018).

3 METODOLOGIA, OBTENÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

Neste capítulo descrevemos o algoritmo que possibilitou inicialmente encontrar o período orbital para cada alvo de sistema binário estudado; também permitiu estimar o valor do período de pulsação das estrelas variáveis encontradas e o algoritmo usado para o tratamento das curvas de luz (o algoritmo de correção usa como parâmetro inicial, o período encontrado por Boufleur (2017); após a correção, o algoritmo retorna um período aprimorado). Durante a seção 3.3 descrevemos como os dados foram obtidos, bem como as análises executadas durante a pesquisa. Para o algoritmo de correção, empregamos a ideia proposta por Plavchan et al. (2008). Por fim a subseção 3.3.5 descreve um algoritmo de modelagem baseado na técnica *elle* que foi aplicado nas curvas de luz corrigidas com a finalidade de determinar parâmetros estelares dos sistemas binários desacoplados.

3.1 ALGORITMO DE BUSCA BLS - *BOX-FITTING LEAST SQUARES*.

No capítulo 4 apresentamos os resultados de período para 58 alvos, sendo que, 54 desses alvos são estrelas binárias que apresentam eventos em forma de "U" e "V" durante o trânsito estelar. Considerando um sistema binário em que uma estrela é significativamente menor que a companheira (raio inferior), pode ocorrer um eclipse total quando a estrela com menor raio passa por "trás" da estrela de raio maior e o eclipse anular que acontece quando a estrela de menor raio passa na "frente" da estrela de maior raio; o evento em forma de "u" (ou quando há a formação do platô nos mínimos), ocorre quando o ângulo de inclinação da órbita dos objetos é de 90 graus (ABRAHAM, 2016). O evento em forma de "v" durante o trânsito, ocorre quando uma estrela do sistema não é ocultada totalmente pela estrela companheira; neste caso temos um eclipse parcial e o ângulo de inclinação da órbita das estrelas não é de 90 graus (ABRAHAM, 2016). O algoritmo BLS é empregado com maior precisão nos casos de sistemas desacoplados e semi-acoplados que apresentam eventos de "caixa" (eventos formados por eclipses totais em que o ângulo de inclinação da órbita das estrelas é de 90 graus) na ocasião dos eclipses, o que permite mensurar o período orbital. O *Box-Fitting Least Squares* é um algoritmo projetado para atuar nas buscas de trânsitos planetários e trânsitos estelares, já que esta técnica leva em conta o aspecto aproximado do mínimo primário e secundário durante as ocultações (ocorrência dos trânsitos estelares). O algoritmo procura diminuir as incertezas durante a procura de um trânsito estelar, e para isto, emprega-se o ajuste de uma função caixa durante o cálculo, o que permite fazer o uso da técnica de mínimos quadrados ponderados (BOUFLEUR, 2012; BOUFLEUR, 2017). Fazendo o uso de mínimos quadrados ponderados, o BLS considera o estado em que não há a formação do trânsito e o estado em que ocorre a formação de um mínimo (trânsito estelar). O algoritmo não leva em consideração detalhes importantes durante a fase em que uma estrela ingressa e sai do disco da outra estrela; o que permitiria a determinação de uma quantidade maior de parâmetros físicos para as estrelas (KOVÁCS; ZUCKER; MAZEH, 2002;

BOUFLEUR, 2012). Portanto ao considerar a existência de dois estados (durante o trânsito e na ausência do trânsito), o algoritmo tende a ser flexível e rápido o suficiente na busca de trânsitos estelares em sistemas binários (BOUFLEUR, 2012; BOUFLEUR, 2017).

Buscando compreender a técnica BLS descrita por Kovács, Zucker e Mazeh (2002) e empregada no algoritmo de busca de trânsito estelar e planetário, convém assumir um agrupamento de dados em que os elementos estão relacionados com a região que se encontra dentro e fora dos mínimos primário e secundário (regiões que evidenciam os trânsitos estelares) (BOUFLEUR, 2012; BOUFLEUR, 2017). A região da curva de luz referente ao trânsito estelar, é o estado que será intitulado por L (que chamaremos de estado Low); a região da curva de luz que se encontra fora do trânsito, é o estado intitulado por H (que chamaremos de estado High) (BOUFLEUR, 2012; BOUFLEUR, 2017). A figura 40 ilustra os estados L e H em que o algoritmo BLS se baseia. A técnica BLS assume que o período orbital do sistema binário é representado por P_0 , enquanto que a metade do período orbital do sistema (fração do trânsito) é representada por q (BOUFLEUR, 2012; BOUFLEUR, 2017). Através desses parâmetros, é possível medir o tempo de duração para o trânsito estelar de ambas as estrelas no sistema binário (estado L na curva de luz) que é representado por qP_0 (BOUFLEUR, 2012; BOUFLEUR, 2017). Também é possível determinar a época do trânsito, dada por t_0 . A equação 3.1 relaciona o estado durante o trânsito estelar L , o estado H da região fora do trânsito e a fração q referente ao trânsito estelar. A relação é mostrada na seguinte expressão (KOVÁCS; ZUCKER; MAZEH, 2002):

$$\sum_{i=1}^n x_i = n(1 - q)H + n(q)L. \quad (3.1)$$

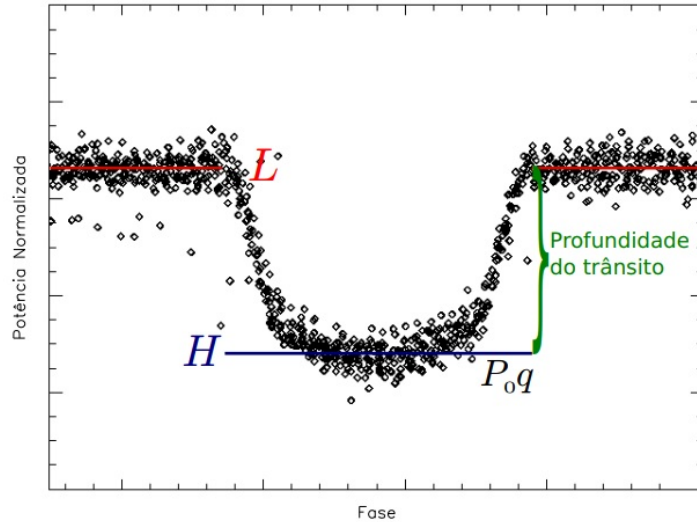
O lado esquerdo da equação representa a média usada na técnica BLS, em que x_i representa o conjunto de dados; no lado direito da expressão n representa o número de elementos presentes no conjunto de dados. Considerando que a média aplicada na técnica é nula, podemos reescrever de maneira simplificada a expressão 3.1 (BOUFLEUR, 2012). A expressão então se torna (KOVÁCS; ZUCKER; MAZEH, 2002):

$$H = -\frac{Lq}{(1 - q)}, \quad (3.2)$$

Esta simplificação na expressão da média, nos permite excluir uma variável. Em cada ponto dos estados L e H que mostram as regiões dentro e fora do trânsito respectivamente, existe um peso relacionado denominado por ω_i ; sendo que este peso está restritamente associado com o ruído que se encontra nos dados das curvas de luz (BOUFLEUR, 2012; BOUFLEUR, 2017). Então podemos escrever que $\omega_i = \sigma_i^{-2}(\sum_{j=1}^n \sigma_j^{-2})^{-1}$, em que σ representa o desvio padrão do ruído que se encontra nos dados fotométricos do satélite CoRoT (BOUFLEUR, 2012).

Escolhendo um período orbital de entrada que se deseja testar, surge uma série temporal dobrada em fase; em que quanto mais próximo o valor estiver do período correto, notar-se-á

Figura 40 – Abaixo temos uma curva de luz representando um trânsito estelar e os parâmetros levados em consideração pelo BLS: estado L e H . Também está evidenciado a duração do estado L mostrado pelo parâmetro P_0q .



Fonte: Boufleur (2012).

uma superposição (encaixe) da série temporal (curva de luz). A série temporal dobrada em fase através do novo período, contém um agrupamento de dados que podemos denotar por \tilde{x}_i , o novo agrupamento de dados passará então a ter um peso associado denominado por $\tilde{\omega}_i$ (BOUFLEUR, 2012; BOUFLEUR, 2017). Dessa maneira, o algoritmo usando a técnica BLS realiza o ajuste através da função caixa, utilizando para tal fim, as variáveis que representam as regiões fora e dentro do trânsito estelar; \hat{L} e \hat{H} respectivamente (BOUFLEUR, 2012). Para o parâmetro \hat{L} , o intervalo é $[i_1, i_2]$; para o parâmetro \hat{H} , o intervalo é $[1, i_1]$ e $(i_2, n]$ (BOUFLEUR, 2017). Fazendo o uso do intervalo (i_1, i_2) , é possível obter a expressão na sua forma reduzida; a equação então se torna (KOVÁCS; ZUCKER; MAZEH, 2002):

$$S = \sum_{i=1}^{i_1-1} \tilde{\omega}_i (\tilde{x}_i - \hat{H})^2 + \sum_{i=i_2+1}^n \tilde{\omega}_i (\tilde{x}_i - \hat{H})^2 + \sum_{i=i_1}^{i_2} \tilde{\omega}_i (\tilde{x}_i - \hat{L})^2. \quad (3.3)$$

A fração para a série temporal (série que representa a curva de luz no período teste) na região que mostra o estado \hat{L} (região dentro do trânsito estelar) é regida pela equação $r = \sum_{i=i_1}^{i_2} \tilde{\omega}_i$ (BOUFLEUR, 2012). Podemos escrever que o estado \hat{L} é descrito matematicamente pela seguinte expressão (KOVÁCS; ZUCKER; MAZEH, 2002):

$$\hat{L} = \frac{s}{r}, \quad (3.4)$$

e o estado \hat{H} pode ser escrito da seguinte maneira (KOVÁCS; ZUCKER; MAZEH, 2002):

$$\hat{H} = -\frac{s}{1-r}. \quad (3.5)$$

em que o parâmetro $s = \sum_{i=i_1}^{i_2} \tilde{\omega}_i \tilde{x}_i$.

Realizando as expansões necessárias de todos os termos na expressão 3.3 e efetuando as devidas substituições das expressões 3.4 e 3.5 em 3.3, encontramos uma equação responsável por reduzir o erro em uma série temporal (curva de luz do satélite CoRoT) (BOUFLEUR, 2012; BOUFLEUR, 2017). A equação pode então ser reescrita da seguinte maneira (KOVÁCS; ZUCKER; MAZEH, 2002):

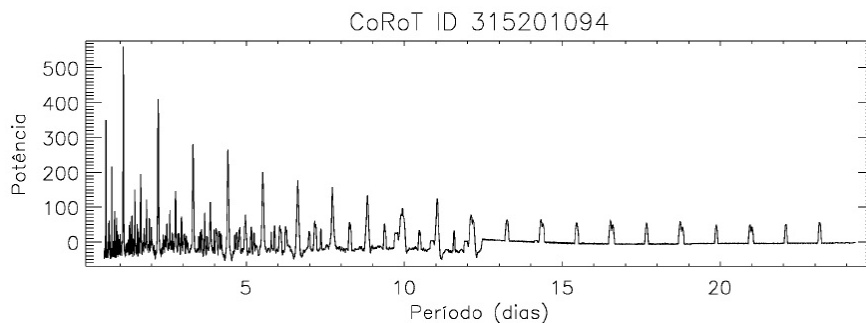
$$S = \sum_{i=1}^n \tilde{\omega}_i \tilde{x}_i^2 - \frac{s^2}{r(1-r)}. \quad (3.6)$$

O segundo termo da expressão 3.6 mostra que o primeiro termo independe do período usado como entrada para efetuar o teste (BOUFLEUR, 2012). Dessa maneira, o desvio poderá ser determinado usando apenas o segundo termo da expressão, o qual depende inteiramente do intervalo fixado em $[i_1, i_2]$ (BOUFLEUR, 2012; BOUFLEUR, 2017). Portanto o ajuste de maior precisão para a superposição de uma série temporal, é adquirido através da seguinte equação (KOVÁCS; ZUCKER; MAZEH, 2002):

$$SR = MAX \left[\frac{s^2(i_1, i_2)}{r(i_1, i_2)[1 - r(i_1, i_2)]} \right]^{\frac{1}{2}}. \quad (3.7)$$

Para a procura de trânsitos estelares, é necessário inserir alguns parâmetros de entrada no BLS. A procura então é feita inserindo o intervalo relacionado com o período, o intervalo relacionado com a fração do trânsito estelar; inicialmente estas variáveis são usadas como parâmetros de teste (BOUFLEUR, 2012). Também é necessário inserir uma resolução temporal, importante para os parâmetros de saída determinados pelo BLS (BOUFLEUR, 2012). De acordo com Boufleur (2012), na procura de trânsito estelar, o uso do BLS ocorre através de “passo de frequência”, isto garante ao algoritmo uma alta performance e flexibilidade na determinação de períodos orbitais pequenos. A figura 41 mostra um periodograma determinado pelo BLS.

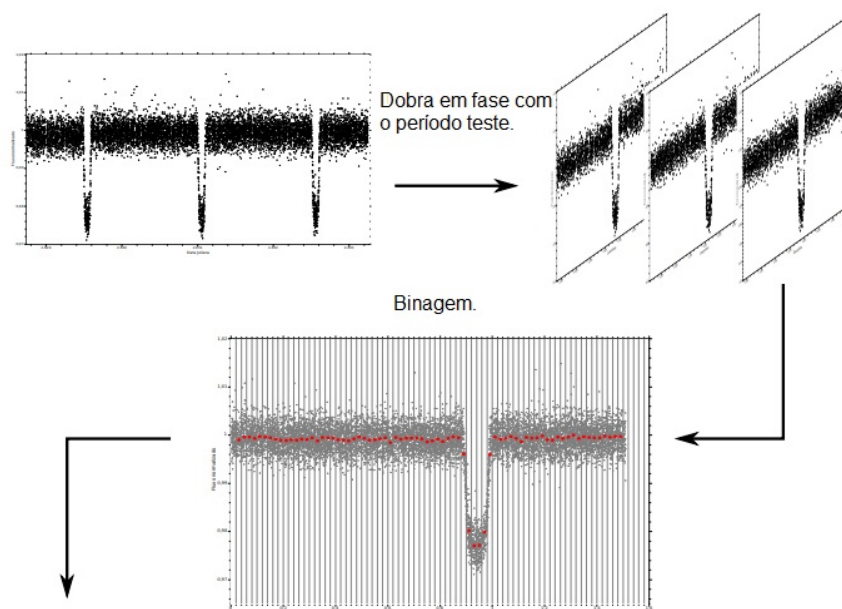
Figura 41 – Periodograma do sistema binário CoRoT ID 315201094 gerado com o algoritmo BLS. O BLS é utilizado em passo de frequência.



Fonte: Boufleur (2017).

Ainda segundo Boufleur (2012), Kovács, Zucker e Mazeh (2002), para o cálculo de períodos orbitais ainda maiores convém aplicar o “passo de período fixo”, responsável pela determinação de um período longo com maior precisão. Na determinação dos períodos orbitais, foi utilizada no trabalho de Boufleur (2012) uma resolução de 10 minutos; tal resolução é tida como padrão para a busca de trânsitos estelares. Durante a determinação dos períodos orbitais, foi escolhido um valor invariável de 1200 *bins* (BOUFLEUR, 2012; BOUFLEUR, 2017). O algoritmo empregado para o tratamento das curvas de luz usa como parâmetro inicial os períodos encontrados em Boufleur (2017) usando o BLS; como resultado, o algoritmo de correção recalcula um período orbital com maior precisão, que é mostrado como um dos resultados no capítulo 4. O código BLS foi escrito através da linguagem C. A figura 42 e 43 mostra o esquema simplificado de funcionamento do BLS. A imagem 43 é uma continuação da imagem 42.

Figura 42 – As duas imagens abaixo representam respectivamente a dobra com o período desejado e a binagem dos dados sobrepostos, em que cada *bin* representa a média dos pontos.

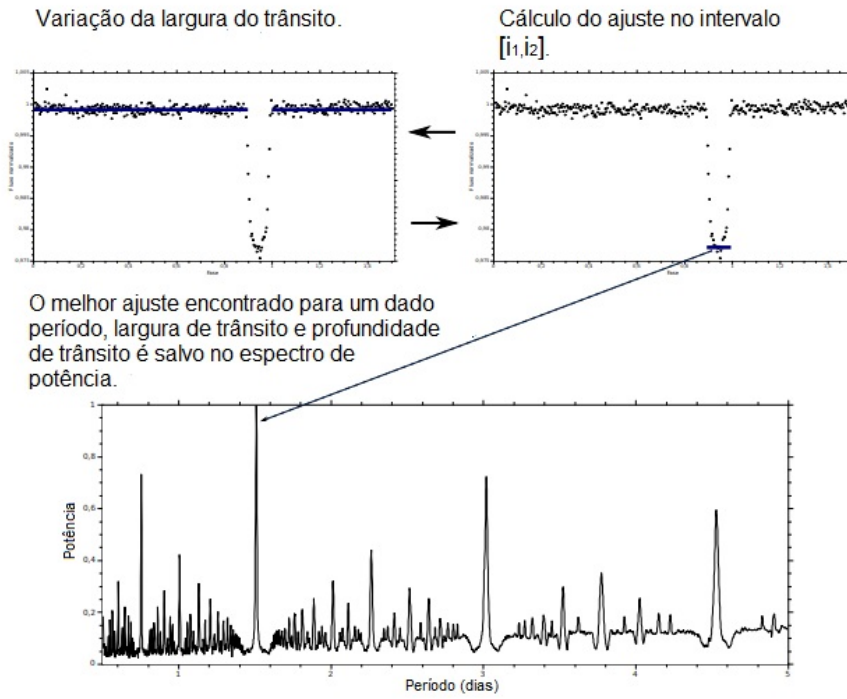


Fonte: Boufleur (2012).

3.2 UMA FERRAMENTA PARA REMOVER EFEITOS SISTEMÁTICOS EM SINAIS PERIÓDICOS SIMÉTRICOS: ALGORITMO DE CORREÇÃO

De maneira geral, quando se obtém medidas de alguma fonte emissora de qualquer tipo de sinal, a presença de algum tipo de ‘ruído’ ou mesmo algum sinal que difere daquele que se pretende medir é um fator comum e decorrente tanto das características da fonte emissora quanto do detector utilizado para medir este sinal. Portanto, é necessário distinguir antes de mais nada o que definimos como ‘ruído’ e sinal. Há diferentes efeitos contaminantes em uma curva de

Figura 43 – A primeira imagem mostra que para cada intervalo de largura de trânsito estabelecido, é calculado o resíduo no intervalo $[i_1, i_2]$ (BOUFLEUR, 2012). A segunda imagem (espectro) mostra que para o maior pico é definido o melhor ajuste para a curva de luz em um sistema binário.



Fonte: Boufleur (2012).

luz, por exemplo. Detectores também possuem suas limitações e estão sujeitos a efeitos térmicos entre outros fatores que limitam sua capacidade em resolver o sinal medido, ou seja, existe a presença de outros sinais que, em geral, por terem um perfil aleatório, denominamos ruído. O ruído branco é a presença de um sinal perfeitamente aleatório, ou seja, não há correlação com o tempo ou outro fator. Por isso, se fizermos um histograma desse sinal, seu perfil será gaussiano. Esta é a razão pela qual é comum dizer que há um ruído branco (ou gaussiano) associado ao sinal medido. Em um exemplo simples, podemos descrever matematicamente que, a exemplo, um modelo de um sinal linear no tempo seria algo do tipo (PLAVCHAN et al., 2008):

$$y(x) = ax + b + \varepsilon, \quad (3.8)$$

Em que a e b são coeficientes da função linear e ε é o ruído associado. Ou seja, para cada medida do hipotético modelo $y(x)$ existe um ruído aleatório ε associado.

É preciso considerar que há outras fontes que podem introduzir desvios sistemáticos nas medidas que se pretende estudar. Quando dizemos que o efeito é sistemático, estamos antes de mais nada dizendo que ele não se origina na fonte medida. Ele, portanto, pode ter origem externa ao detector ou pode ser algum tipo de desvio, aleatório ou não, produzido pelo próprio

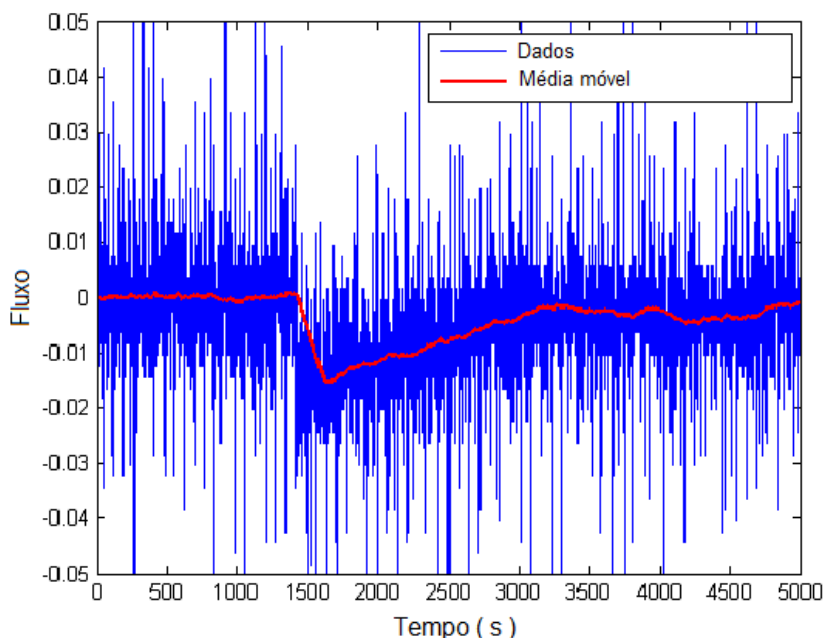
detector. Por exemplo, no caso das medidas obtidas pelo satélite CoRoT eventualmente ocorria a incidência de raios cósmicos no detector CCD. O resultado era um deslocamento da medida (adição de fluxo) que poderia durar um tempo curto ou longo, sem um perfil de decaimento definido e que poderia afetar o píxel permanentemente ou mesmo queimar este sensor do CCD. Uma variação com esta característica afeta, por exemplo, a detecção de fenômenos periódicos, especialmente aqueles onde é esperada uma variação ligeira, como exoplanetas ou sistemas de estrelas binárias. Um outro tipo de ruído menos popular é o ruído vermelho (também chamado de marrom) e que apresenta variações com escalas de tempo maiores que a frequência medida no detector. Por exemplo, quando geramos curvas de luz a partir de imagens de estrelas, pode ocorrer ao longo da noite em observatórios terrestres variações que são devidas às mudanças de temperatura da atmosfera, que por essa razão introduz variabilidade da ordem de dezenas de minutos, que possui uma escala de tempo razoavelmente definida, ou seja, é relativamente periódica embora seu perfil também tenha um aspecto aleatório com respeito à recorrência.

Feitas tais considerações podemos começar a construir uma ideia de como poderíamos minimizar os efeitos do ruído vermelho e dos desvios sistemáticos nas medidas. O ruído branco, por ser aleatório, trata das incertezas na medida e por essa razão não precisa de correção. É intrínseco ao que estamos medindo e seu perfil aleatório não afeta a ‘forma’ ou ‘perfil’ do modelo subjacente. Por outro lado, a característica do ruído vermelho permite que ele seja filtrado utilizando técnicas como a *média móvel*, que é uma filtragem ou atenuação do sinal e que remove variações de baixa frequência, ou seja, tudo aquilo que varia lentamente com respeito à dependência da medida, que no nosso caso geralmente é o tempo. No entanto, a técnica de média móvel não é capaz de remover de maneira eficaz variações súbitas. A figura 44 mostra o comportamento da média móvel em uma descontinuidade.

Uma melhoria para esse tipo de problema é o uso de suavização com Savitzky-Golay. Esta é uma técnica de filtragem aplicada a sinais digitais que ajusta polinômios localmente e utiliza os coeficientes do ajuste para estimar a ‘suavização’ subjacente do sinal. No entanto, para soluções analíticas, as medidas precisam ser equiespaçadas. O uso da técnica como método de suavização de uma tendência não depende dessa restrição, de espaçamento uma vez que não estamos interessados nos coeficientes em si, mas na ‘retificação’ das medidas. A figura 45 mostra um exemplo da suavização Savitzky-Golay em comparação com uma suavização obtida através da técnica de média móvel.

Vemos, portanto, que aparentemente o uso de uma suavização do tipo Savitzky-Golay produz uma modelagem daquilo que chamamos de ‘sistemático’ muito mais adequada para aquilo que pretendemos remover das curvas de luz de modo a deixar o sinal dos sistemas binários mais evidente. Mas, para fazer este tipo de afirmação é necessário ter muito claro que conhecemos muito bem o problema que estamos estudando e também o sinal subjacente esperado da medida. A principal característica que conhecemos acerca do sinal que pretendemos analisar é o fato de ele ser periódico e, na grande maioria dos casos, também possuir simetria.

Figura 44 – Em azul as medidas obtidas em um sinal e em vermelho a suavização obtida com a média móvel. Pode-se verificar que na descontinuidade a média móvel se comporta de maneira suavizada, não sendo eficaz, portanto, para esse tipo de modelagem.

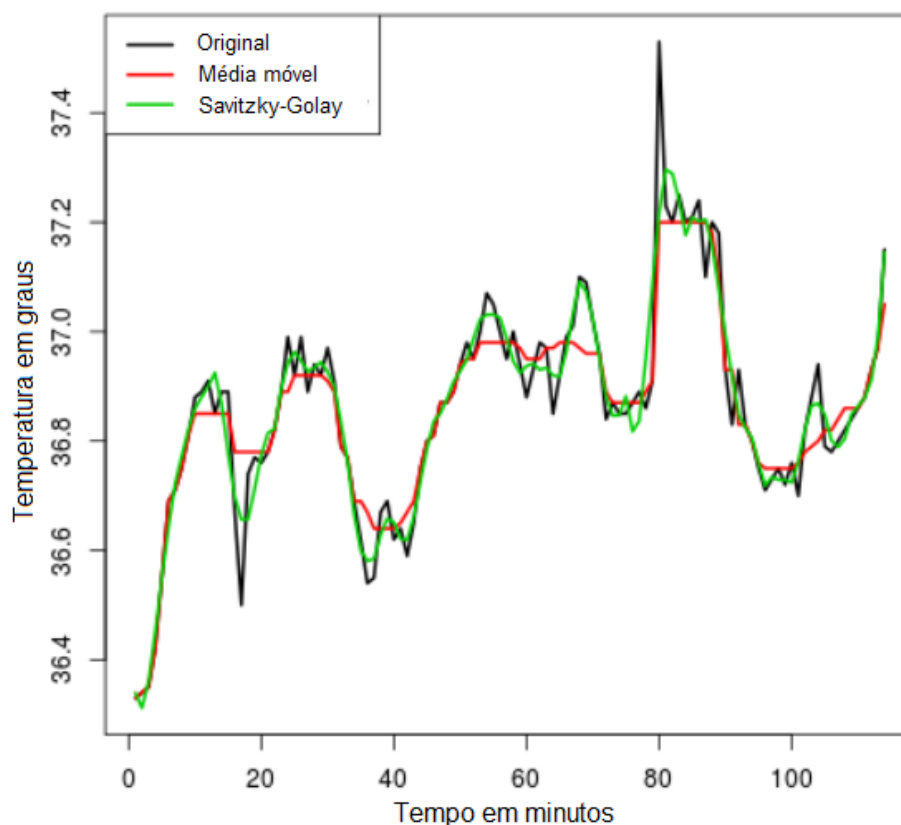


Fonte: Adaptado de MathWorks (2016).

Isso significa que podemos utilizar essas duas características para, de maneira dinâmica, modelar o perfil sistemático da curva de luz. Ao seguir esta linha de raciocínio estamos chamando de ‘efeito sistemático’ tudo aquilo que não faz parte de nosso modelo subjacente e, para não enviesar o modelo subjacente, precisamos utilizar alguma técnica que seja insensível a qualquer ‘forma’ proposta para não introduzirmos informação espúria.

Para entender melhor o que dizemos por ‘técnica que seja insensível’ vamos rapidamente falar sobre detecção de sinais periódicos. Existem várias técnicas disponíveis para procurar sinais periódicos em curvas de luz e cada uma delas possui um domínio em que seu uso é mais adequado. Simplificando, podemos dizer que a forma que o sinal possui e a amostragem do sinal (no tempo ou não) são os dois fatores que definem a técnica que será mais adequada para detectar um sinal que seja periódico, mas do qual não se tenha informações paramétricas. Quando o sinal subjacente tem uma forma aproximadamente senoidal, técnicas como a Transformada de Fourier (a FFT para o caso de medidas equiespaçadas) e Lomb-Scargle são, em geral, as mais indicadas. Um sinal equiespaçado facilita a resolução do problema de maneira analítica, o que permite implementá-lo computacionalmente de maneira mais eficiente. Quando o sinal deixa de ter forma senoidal ainda é possível aplicar tais técnicas, porém o indício da detecção do sinal será menor (utilizando FFT, por exemplo) ou será necessária a utilização de mais termos (ou seja, em uma soma de Fourier o número de coeficientes precisará ser maior) para se chegar a uma forma aproximada do sinal que se pretende detectar (como seria no caso

Figura 45 – Em preto o sinal original. Em vermelho o resultado de uma suavização utilizando a técnica média móvel. Em verde a suavização obtida com o filtro Savitzky-Golay, que é mais sensível em instantes de variação súbita ou descontinuidades, tornando-o mais interessante para modelar esse tipo de comportamento.



Fonte: Adaptado de Findling (2017).

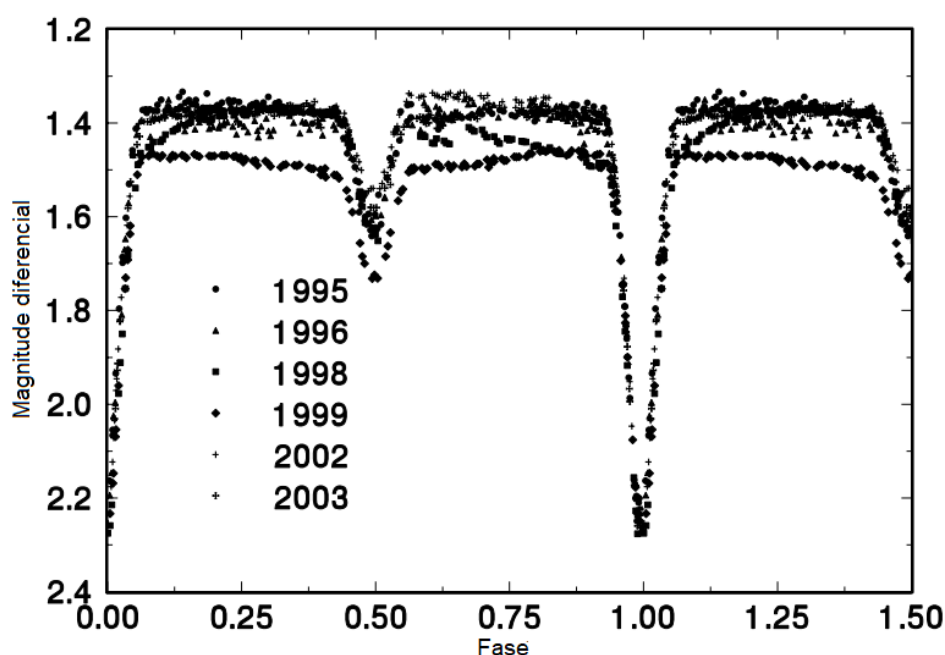
de construir um periodograma de Lomb-Scargle). Porém, adicionar mais termos à função subjacente significa também que efeitos sistemáticos e demais tipos de ruído também serão melhor ajustados, é uma decorrência estatística, e portanto o periodograma resultante será mais ruidoso. Estas técnicas, que podemos dizer paramétricas pois envolvem os parâmetros de uma função subjacente, não seriam muito interessantes para modelar um efeito sistemático pois inevitavelmente incorreríamos na possibilidade de introduzir valores equivocados aos parâmetros da função. Precisamos então utilizar uma outra classe de métodos disponíveis para detectar a periodicidade de um conjunto de medidas que sejam independentes da ‘forma’ do sinal subjacente. Há outros métodos ainda como o BLS, ou métodos bayesianos, mas que não convém a discussão detalhada neste trabalho e que a título de exemplo podem ser alocados com os métodos anteriores.

O método mais tradicional e amplamente utilizado em Astronomia que possui essa característica, digamos, amorfa, é o PDM (*phase dispersion minimization*). O PDM é uma técnica que testa qual a dispersão total que uma determinada curva de fase possui quando é dobrada

em um determinado período teste. A figura 46 mostra um exemplo de superposição de uma série temporal. Dobrar algo em determinado período é o equivalente a ‘fatiar’ uma determinada série temporal em pedaços cujo comprimento é igual ao período (que no caso se deseja testar) e sobrepor ou justapor todos estes segmentos.

É relativamente simples verificar que quando encontramos o período correto de uma determinada variabilidade periódica haverá o ‘encaixe’ adequado ao longo da fase do período. Isso significa que se dividirmos este espaço de fase em pequenas partes, que normalmente chamamos de *bins*, e na ausência de fatores sistemáticos, se medirmos o desvio padrão dentro de cada *bin*, ele será o menor possível quando o período testado for o período correto da variabilidade. Podemos então produzir um diagrama da soma dos resíduos de todos os *bins* como uma função do período testado e então verificar qual o período teste que possui a menor dispersão.

Figura 46 – Exemplo de superposição de uma série temporal em que cada segmento foi obtido em anos diferentes.



Fonte: Adaptado de Kjurkchieva et al. (2005).

Tendo feito esta breve discussão, temos as duas ferramentas necessárias para buscar minimizar os efeitos sistemáticos das curvas de luz: uma suavização utilizando Savitzky-Golay em conjunto com o PDM (ou outra técnica similar, como é o caso da variação desenvolvida por (PLAVCHAN et al., 2008)). Iremos portanto explorar a simetria do problema em conjunto com o fato de já conhecermos relativamente bem o período. Na ausência de simetria, o algoritmo não é adequado e também sinais não simétricos mesmo que sejam oriundos da fonte serão filtrados pela natureza da técnica. Considere a seguinte função (PLAVCHAN et al., 2008):

$$y(t) = G(t) + \varepsilon + \xi. \quad (3.9)$$

em que $G(t)$, é o modelo periódico subjacente desconhecido, ε a componente gaussiana do ruído e ξ a componente sistemática que desejamos modelar. Uma vez que tal modelo periódico não depende de parâmetros a ser modelados uma minimização clássica não é aplicável, porém podemos buscar o menor resíduo conforme melhoramos nossa estimativa para ξ (PLAVCHAN et al., 2008). Ou seja,

$$\min[\varepsilon] = \max[y(t) - G(t) - \xi]. \quad (3.10)$$

ou ainda podemos escrever (PLAVCHAN et al., 2008):

$$\min[\varepsilon] = y(t) - \max[G(t) + \xi]. \quad (3.11)$$

quando a dispersão for mínima a estimativa do efeito sistemático é ótima pois elimina a dispersão do modelo subjacente.

A implementação da técnica é feita utilizando-se uma combinação de PDM e Savgol (Uma contração do termo Savitzky-Golay). A técnica poderia ser aplicada mesmo com o desconhecimento a priori do período, porém seria computacionalmente muito custosa. O fato de estar próximo da solução periódica auxilia no fato de que estamos interessados apenas em otimizar o período encontrado. A descrição que segue assume que já se conhece, pelo menos aproximadamente, o valor do período da variabilidade (PLAVCHAN et al., 2008):

1. Dobra-se no período teste a curva de luz (que dá origem à nossa função inicial $G(t)$);
2. Aplica-se um filtro Savgol na curva dobrada na fase do período. O filtro é aplicado com passo pequeno para manter as características da função e será utilizado como ‘um chute inicial’ para o formato da função subjacente.
3. Escalona-se o filtro computado para a série temporal não dobrada em fase e subtrai-se dos dados originais $y(t)$.
4. O resultado da subtração é uma aproximação do perfil sistemático ξ . Uma vez que desejamos o perfil de baixa frequência ou das variações de longo termo, utiliza-se um passo maior no filtro Savgol sobre este resto de subtração. Este novo filtro iremos utilizar como modelo do perfil sistemático.
5. Subtraindo-se o perfil sistemático da curva de luz original recalcula-se o PDM (ou a minimização da dispersão na fase) de modo a recalcular o período e medir o resíduo ε .
6. Utiliza-se o modelo anterior como no passo 1 e repete-se a operação enquanto for observada a redução nos resíduos.

Não existe exatamente uma garantia de convergência para a melhor combinação de modelo subjacente e modelo sistemático, porém, uma vez estando-se próximo à solução do

período, e tendo-se uma razoável razão sinal-ruído do evento, é pouco provável que ao menos uma pequena melhoria não ocorra. O teste de correção das curvas de luz se mostrou bastante eficaz e até o momento não há indícios de que efeitos sistemáticos tenham sido incluídos no perfil do evento de trânsito e ocultação das binárias, pelo menos visualmente. Um teste que poderia ser feito adiante é gerar curvas de luz sintéticas em conjunto com efeitos sistemáticos sintéticos e testar suas limitações. A técnica em si tende a otimizar sinais de variabilidade que possuam simetria, independente da forma. A aplicação recorrente do PDM é uma maneira de otimizar o período que pode estar afetado da presença de efeitos sistemáticos.

3.3 OBTENÇÃO E ANÁLISE DOS DADOS

O trabalho de Boufleur (2017) reuniu dados relacionados com todas as curvas de luz cromáticas adquiridas com o satélite CoRoT (o trabalho usou os dados *systematic* do satélite); um total de 65.655 curvas de luz do campo de exoplanetas. Estas curvas de luz, foram extraídas do *IAS CoRoT Public Archive*¹, geradas quando o CoRoT observou o céu em duas diferentes regiões em diferentes campanhas de observação. O objetivo do trabalho de Boufleur (2017), era a identificação de potenciais trânsitos planetários. Além de produzir dados relativos à trânsitos planetários, o levantamento identificou 457 prováveis candidatos à sistemas binários; parte desses alvos (um pouco mais de 280 alvos), foram usados nesta dissertação. Dessa maneira, a obtenção e análise dos dados, foram realizadas de acordo com os seguintes passos:

3.3.1 CoRoT ID e período

Organização dos identificadores do satélite CoRoT (CoRoT ID) e o período fotométrico de cada alvo do campo de sistemas binários presentes no trabalho de Boufleur (2017) em uma tabela.

3.3.2 Vizier e simbad

Identificar na literatura todas as informações de dados estelares disponíveis para cada alvo. Para isto, empregou-se o catálogo *VizieR*². Inserindo todos os identificadores do satélite CoRoT e escolhendo um raio para a busca (valor de 2 segundos de arco), o *VizieR* retornou uma tabela com vários ID's (identificadores) contendo os parâmetros de busca relacionados com estrelas binárias identificadas pelo CoRoT. Uma seleção dos alvos de interesse desta dissertação, foi então realizada, o que permitiu encontrar uma série de dados. Entre os dados estavam as coordenadas (obtidas em J2000) para cada sistema binário ou estrela pulsante, a campanha de observação (*RUN*) de cada alvo, o tipo espectral, temperatura efetiva de cada estrela, etc. O catálogo *VizieR* também foi usado na checagem dos trânsitos estelares. Este catálogo disponibiliza

¹ <http://idoc-corot.ias.u-psud.fr>

² <http://vizier.u-strasbg.fr>

todas as curvas de luz em outros canais, tais como: azul, vermelho e verde; canais constituintes do satélite CoRoT. Para uma checagem precisa, cada curva de luz "branca" ou cromática, foi investigada nas outras três cores; o objetivo era se certificar que as curvas representavam de fato trânsito estelar e não apenas efeitos contaminantes de outros fenômenos astrofísicos. É importante destacar que, a investigação do sinal de trânsito nas três cores, ocorreu de modo visual. Uma vez verificado o trânsito nas outras cores, a curva de luz era marcada como positiva. À priori todas as curvas de luz cromáticas usadas neste trabalho, eram de fato curvas de luz de estrelas binárias. A figura 47 mostra diagramas de fase nos três canais do CoRoT; estes diagramas representam um "pseudo" sistema binário e um genuíno sistema binário. Outra base de dados consultada, foi o *Simbad*³; para a procura, foram inseridas as coordenadas de cada alvo, o que possibilitou encontrar o período para aproximadamente 58 alvos, além de outros dados. Posteriormente, mais dados foram encontrados no trabalho de Deleuil et al. (2018), incluindo a maioria dos períodos orbitais dos sistemas binários; o que levou à comparação com os períodos orbitais já determinados pelo algoritmo de correção. Todos esses dados disponíveis na literatura, foram tabelados para serem consultados quando necessário.

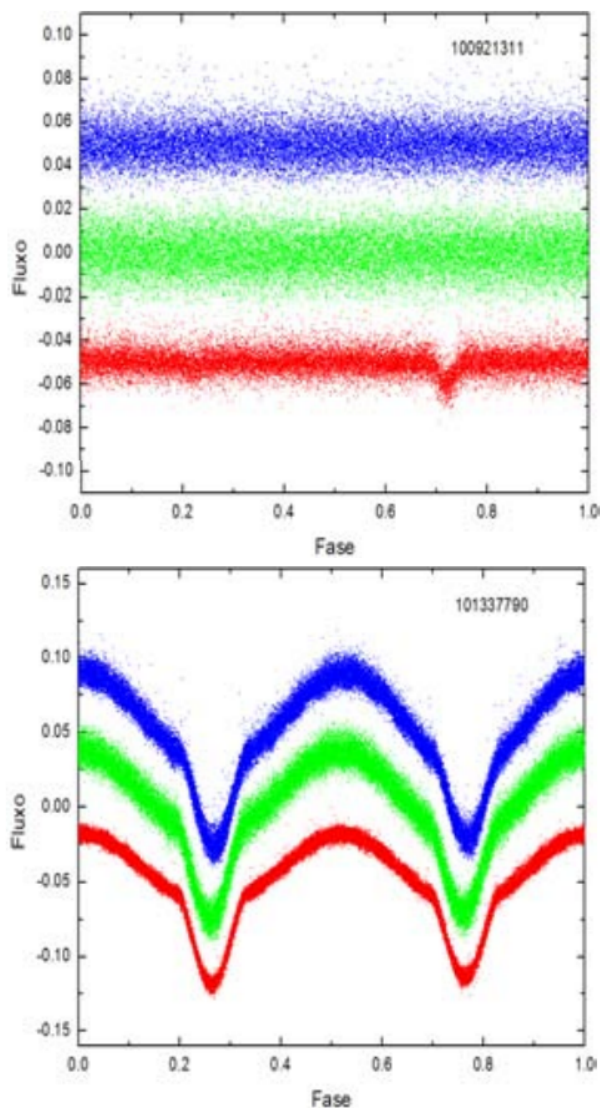
3.3.3 Algoritmo de correção

Implementação de um algoritmo. Uma ferramenta para remover efeitos sistemáticos em sinais periódicos simétricos em curvas de luz cromáticas dos sistemas de binárias eclipsantes. A curva de luz 'bruta' apresenta 'ruídos' que podem ser de origem interna, como por exemplo as limitações que os detectores *CCD's* possuem e que também estão sujeitos a efeitos de origem térmica ou 'ruídos' de origem externa à natureza do CCD; como a incidência de raios cósmicos nos detectores. Por isso a necessidade de separar 'ruído' do sinal que precisa ser medido e analisado. A técnica usada no algoritmo de correção foi a suavização de Savitzky - Golay em conjunto com a técnica *PDM (Phase Dispersion Minimization)*. O algoritmo foi escrito em *IDL (Interactive Data Language)*. Ao término da implementação do código, deu-se início à correção das curvas de luz de cada alvo. As figuras 48 e 49 mostram a comparação entre uma curva de luz bruta e sua correção. Para a correção, era necessário inserir o período (o período inserido foi calculado pelo código *BLS*) e o identificador do CoRoT; tal identificador servia para localizar o arquivo para uma determinada curva de luz que se encontrava em meio aos dados do satélite previamente baixados em um 'supercomputador'. Também era necessário especificar, através de comandos inseridos na chamada do algoritmo, o tipo de arquivo de saída; o comando '*plot*' que plotava o gráfico da curva de luz com a suavização obtida através do filtro Savitzky - Golay, e também o diagrama de fase e por último a escolha do modo de correção.

A princípio o tempo de observação (o tempo que o satélite fornecia os dados estelares, a chamada cadência de tempo) para a maioria dos alvos (no campo de exoplanetas) era de 512s, mas às vezes esse tempo de monitoramento era alterado quando o satélite identificava um

³ <http://simbad.u-strasbg.fr>

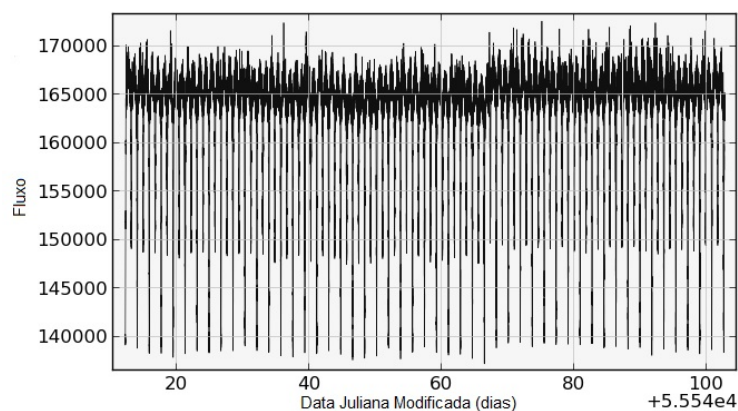
Figura 47 – A imagem mostra gráficos para curvas de luz dobrados em fase nos três filtros do satélite CoRoT: azul, verde e vermelho. No lado esquerdo temos um dígrama de fase de um "falso" sistema binário; note que os mínimos primário e secundário não aparecem igualmente nos três filtros, fica evidente apenas no vermelho. O lado direito mostra um diagrama de fase para um sistema binário considerado verdadeiro; note a ocorrência dos mínimos nos três filtros.



Fonte: Maciel (2011).

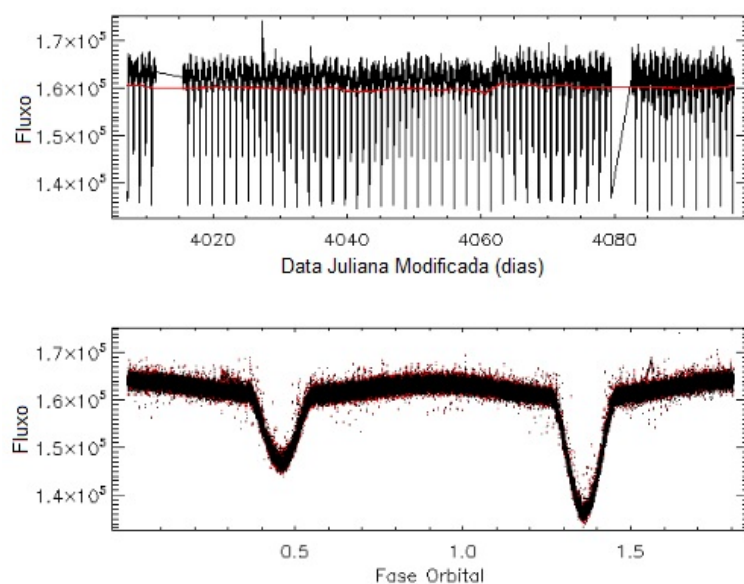
trânsito; então as curvas de luz obtidas com o satélite apresentavam variação na quantidade de pontos (PARVIAINEN et al., 2014). Na análise dos dados, foram encontradas curvas de luz com 3.000 pontos, 5.000 pontos, 200.000 pontos e até 380.000 pontos. Escolher o modo de correção da curva de luz era fundamental, já que a escolha influenciava no desempenho do algoritmo. No modo 'normal', uma curva de luz com 3.000 medidas demorava cerca de 60 segundos para ser corrigida; enquanto uma curva com até 380.000 medidas demorava aproximadamente 4,5 horas para a correção; uma diferença significativa de tempo. Sendo assim, curvas de luz que apresentavam poucas medidas eram corrigidas com o modo 'normal'; já curvas de luz com

Figura 48 – A imagem abaixo mostra a curva de luz bruta para o sistema CoRoT ID 603306331. Dessa maneira, tal curva apresenta ruídos; sendo assim, não é possível determinar com precisão a natureza do alvo.



Fonte: VizieR (2016).

Figura 49 – Os painéis abaixo representam a curva de luz da figura 48. No painel superior temos os dados (em preto) e a suavização (em vermelho) com o filtro Savitzky-Golay e a técnica PDM, que permite a retirada de uma boa parte dos ruídos. O painel inferior mostra o diagrama de fase, em que é possível determinar que o alvo é um sistema binário eclipsante. Para o diagrama de fase, os pontos vermelhos representam os dados originais e os pontos pretos mostram os dados corrigidos; em que é possível notar um bom ajuste. O período do sistema binário é de aproximadamente 1,8068922 dias.



Fonte: O autor.

várias medidas eram corrigidas usando o modo "fast", inserido como comando de entrada. A escolha desse modo para estas curvas de luz em específico reduzia o tempo de correção para aproximadamente 3-10 minutos; durante esta etapa, a quantidade de pontos da curva original, era então reduzida; resultando em uma curva de luz com bem menos pontos. Ao fim do processo

de correção, o algoritmo havia recalculado o período, obtendo um valor de maior precisão; fornecia um arquivo .txt com um identificador do CoRoT, tal arquivo continha uma coluna representando a época da observação dada em termos da data juliana modificada ⁴; a segunda coluna representando o fluxo normalizado (fluxo obtido com o satélite e corrigido através das técnicas de suavização) e a terceira coluna representando o erro; por último o código fornecia um arquivo.PS que trazia consigo o gráfico da curva de luz corrigida. Posteriormente, esses arquivos de curvas de luz foram transformados em pdf, facilitando a leitura dos mesmos. Uma vez subtraídos os ruídos nessas curvas de luz com a correção, o arquivo resultante estava pronto para ser modelado com o intuito de extrair parâmetros importantes das estrelas em um sistema binário.

3.3.4 Classificação dos alvos

Analisar e classificar os sistemas. Uma vez obtido os gráficos a partir do algoritmo, foi possível fazer a classificação dos sistemas em binária eclipsante do tipo Algol, W Ursae Majoris, Beta Lyrae e sem-contato. Isso foi possível graças à comparação com gráficos de curvas de luz para sistemas já conhecidos com algumas destas características; para isto, vários artigos na literatura foram sistematicamente consultados. Estrelas variáveis pertencentes à outra classe (no caso das variáveis intrínsecas) também foram classificadas em um tipo específico, e em alguns casos reclassificadas corretamente, pois foram encontrados indícios de variáveis intrínsecas classificadas incorretamente na literatura e que neste trabalho sugerimos que seja um outro tipo de estrela variável. As figuras 50, 51 e 52 mostram comparações entre diagramas de fase encontrados na literatura e os diagramas obtidos na correção. Os diagramas de fase não são iguais, mas são semelhantes, indicando que provavelmente os sistemas pertencem ao mesmo tipo.

⁴ Que significa a data juliana menos o dia primeiro de Janeiro ao meio dia do ano 2000 dada em dias julianos.

Figura 50 – 1-Diagrama de fase para o sistema binário eclipsante do tipo Algol DI Peg. Fonte: Lu (1992). 2-Diagrama de fase para o sistema binário eclipsante do tipo Algol CoRoT ID 605144423. A comparação mostra que os sistemas são do mesmo tipo.

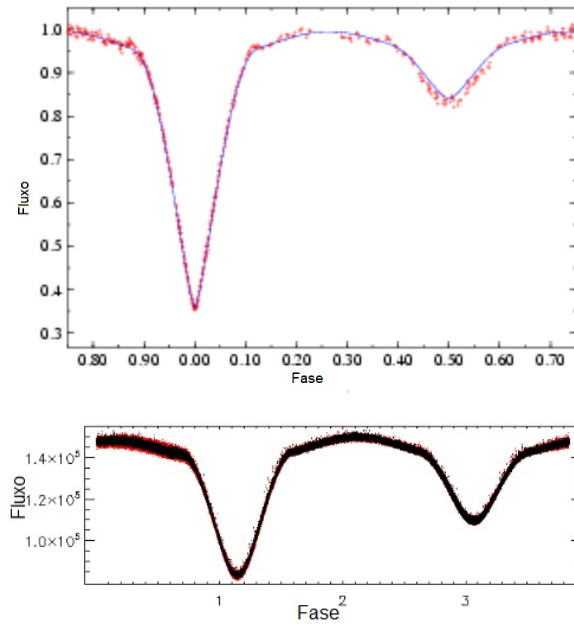


Figura 51 – 1-Diagrama de fase para o binário do tipo W UMa. O sistema é conhecido como AW UMa. Fonte: Pribulla et al. (1999). 2-Diagrama de fase para o sistema binário do tipo W UMa CoRoT ID 659476101. A comparação mostra que os sistemas são do mesmo tipo.

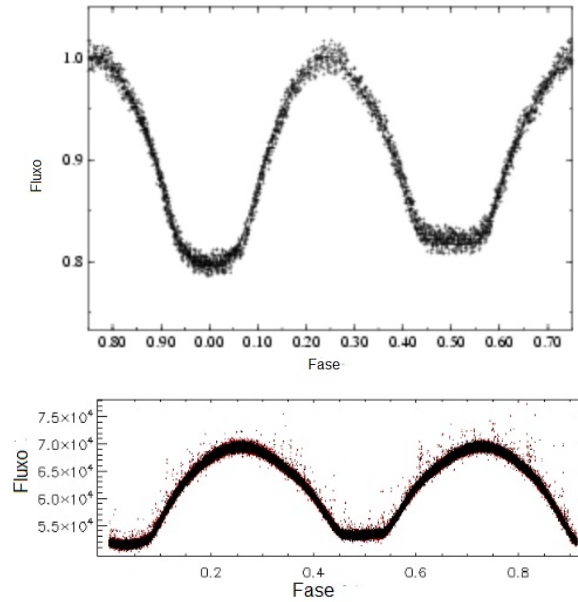
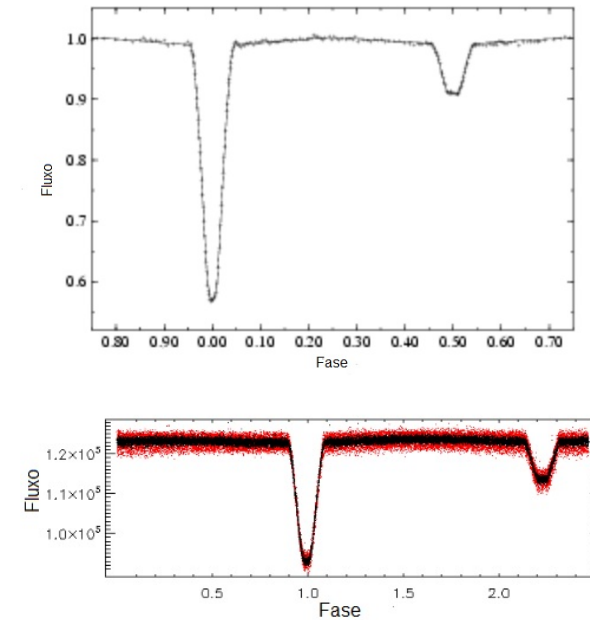


Figura 52 – 1- Diagrama de fase para o sistema binário de Não-contato EE Peg Fonte: Lacy e Popper (1984). 2- Diagrama de fase para o sistema binário de Não-contato CoRoT ID 106073467. A comparação entre os diagramas de fase revela que os sistemas são da mesma natureza.



Fonte: O autor.

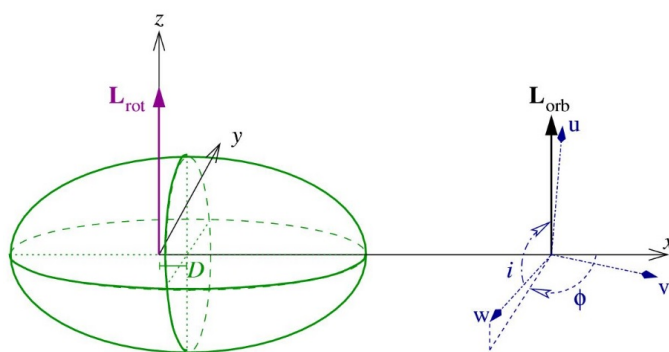
3.3.5 Algoritmo de modelagem

Implementação de um algoritmo escrito em Python, usando o método *ellc* responsável pela modelagem das curvas de luz, em que o objetivo principal do código é a criação de uma curva de luz sintética que obtenha o melhor ajuste para uma curva de luz real. O algoritmo é baseado na técnica de modelagem proposta por (MAXTED, 2016). O modelo representa as estrelas como elipsoides triaxiais, ou seja, um elipsoide tridimensional com três eixos capaz de levar em conta o achatamento por rotação. A figura 53 representa a estrela como sendo um elipsoide triaxial (objeto da esquerda) e o sistema de coordenadas usado no *ellc*. O fluxo aparente é calculado usando uma integração de Gauss-Legendre sobre as elipses que são projeções desses elipsoides no céu. A integral utilizada no *ellc* para determinar o fluxo aparente pode ser escrita da seguinte maneira (MAXTED, 2016):

$$F_\lambda = \int \int \mathcal{I}_\lambda(s, t) df dg \approx \sum_{j=1}^{N_j} w_j \mathcal{I}_\lambda(s_j, t_j) \frac{\int \int df dg}{\sum_{j=1}^{N_j} w_j}. \quad (3.12)$$

Em que, na equação, o primeiro somatório mostra a quadratura de Gauss-Legendre, aproximando a região observada da superfície estelar para uma superfície geométrica composta por duas dimensões com formato que difere do retangular com N_j pontos localizados em (s_j, t_j) , em que cada ponto conta com um peso w_j . A equação também mostra que o somatório presente no denominador representa uma estimativa da área da superfície observável da estrela. Para determinar a área real da superfície observada do elipsoide triaxial, convém usar a integral que se encontra no numerador da equação 3.12 (MAXTED, 2016).

Figura 53 – Esquema do elipsoide triaxial (objeto estelar e o sistema de coordenadas usadas no *ellc* indicando a posição das estrelas em um sistema binário. Note que o objeto estelar estar localizado no eixo x positivo. A inclinação que representa o eixo orbital é dado por i . O sistema de coordenadas (u, v, w) tem sua origem assumida no centro de massa relacionado às duas estrelas do sistema (MAXTED, 2016). L_{rot} e L_{orb} é o vetor referente ao momento angular rotacional da estrela e o vetor de momento angular orbital respectivamente.



Fonte: Maxted (2016).

O modelo também pode ser usado para prever o fluxo (ponderado) da velocidade radial ponderada das estrelas durante um eclipse (efeito Rossiter-McLaghlin). As principais ca-

racterísticas do modelo foram testadas por comparação com dados observados e outros modelos de curva de luz presentes na literatura. O algoritmo em questão é flexível o suficiente para modelar uma ampla gama de estrelas binárias eclipsantes, e rápido o suficiente para permitir o uso de métodos de Monte Carlo para análise de dados e teste de modelos. A técnica também permite incluir os efeitos de manchas estelares, Doppler boosting e o tempo de viagem da luz em sistemas binários com órbitas excêntricas. O `ellc`, portanto, fornece um modelo de curva de luz baseado nos parâmetros de entrada dados para a função. Em nosso caso estamos assumindo o modelo mais simples possível: uma órbita circular. Apesar de ser possível fazer estimativas sobre a excentricidade orbital, baseando-se na duração dos tempos de entrada e saída dos eclipses, existiria a necessidade de se igualmente com maior precisão inserir os efeitos de escurecimento do limbo. É fácil perceber, a partir de esboço das órbitas dos sistemas binários, que na ocorrência de uma órbita excêntrica a duração do instante da entrada do eclipse (ou trânsito) será ligeiramente diferente da duração do instante de saída. Isso ocorre devido à diferença da velocidade orbital que o corpo possui em diferentes pontos da órbita (2ª Lei de Kepler). Existe, no entanto, dois instantes degenerados: quando a linha de visada do observador coincide com o instante do periastro ou do apoastro não é possível medir essa diferença. Em geral, para os dados do CoRoT, tendo em conta sua cadência a razão sinal-ruído, para o caso de exoplanetas a precisão desses instantes é da ordem de minutos. Para um sistema binário com um período típico de 5 dias, essa duração teria aproximadamente 1% (em termos de deslocamento angular) do comprimento orbital. Em tal cenário, provavelmente só seria possível medir diferenças acima da incerteza em momentos próximos do instante do periastro, onde a taxa de variação da velocidade orbital chega ao seu máximo. Em todo caso esse tipo de conjectura precisa de investigação e é importante dizer que depende também de conhecer com razoável precisão o tipo espectral da estrela de modo a adotar coeficientes de escurecimento do limbo estelar que descrevam com maior retidão a atenuação observada na entrada e saída dos eclipses.

Para a modelagem, é necessário a inserção do arquivo.txt (curva de luz corrigida) no comando de entrada; a data (dada em dias julianos) do primeiro trânsito (mínimo mais profundo da curva de luz); o valor da inclinação da órbita; valores aproximados para o raio₁ e raio₂ das estrelas; razão entre os brilhos dos objetos; CoRoT ID e o período orbital recalculado com o algoritmo de correção. Quanto maior for a precisão dos parâmetros inicialmente inseridos, mais rapidamente a curva de luz sintética converge em relação aos dados reais. O algoritmo de modelagem trabalha com três modelos de curva: modelo A, modelo B e modelo C. O modelo A representa o modelo de curva de luz mais simples possível e leva em consideração a inclinação da órbita das estrelas e os mínimos formados quando uma estrela passa na frente da outra; o modelo B representa um modelo de curva de luz intermediário, ou seja, com um pouco mais de complexidade e leva em consideração mais fatores estelares como manchas em uma das estrelas, formação dos mínimos, efeito do aquecimento estelar por irradiação e a inclinação da órbita, e por último o modelo C; este modelo complexo para curva de luz sintética, leva em consideração fenômenos estelares como a rotação assíncrona da estrela, manchas, inclinação

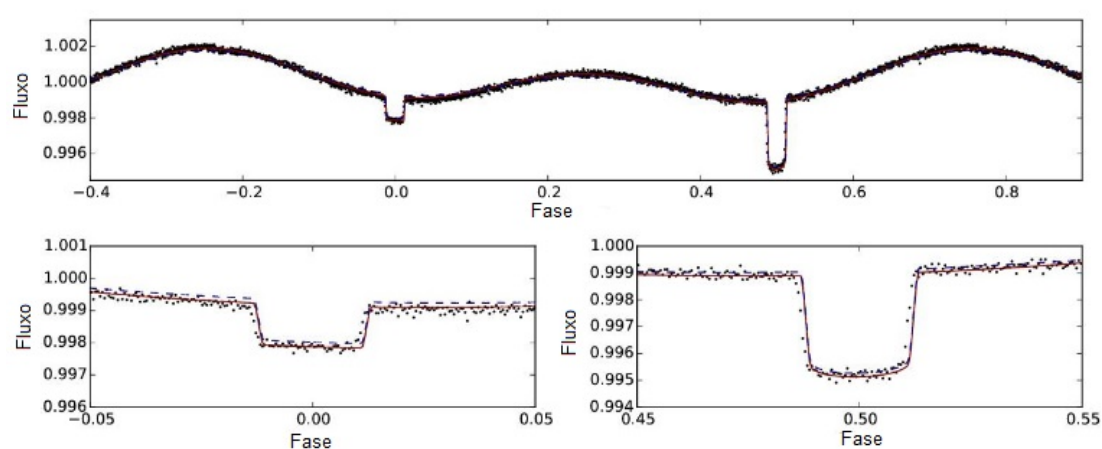
das órbitas, formação dos mínimos e aquecimento dos objetos estelares por irradiação. Após a inserção da curva de luz corrigida (arquivo.txt), automaticamente o algoritmo procura um dos três modelos (A,B ou C) que produza o melhor ajuste com os dados reais. Por exemplo, se o modelo C for mais significativo que o modelo B, o algoritmo calcula os parâmetros usando o modelo C; por outro lado se o algoritmo identificar que para uma determinada curva de luz o modelo C for pouco significativo em relação ao modelo B, o algoritmo calcula os parâmetros usando o modelo B. Quanto mais complexo o modelo de curva de luz sintética escolhido para ajustes de dados reais, mais parâmetros serão determinados. Em resumo a análise e modelagem segue os seguintes passos:

1. Ler os arquivos de entrada corrigidos de efeitos sistemáticos;
2. A localização do instante do primeiro eclipse mais profundo (o `elc` utiliza esse instante como referência para os cálculos);
3. Uma primeira aproximação para encontrar uma solução inicial utilizando um número menor de medidas selecionadas aleatoriamente ao longo da curva de luz;
4. A modelagem da curva utilizando o modelo `elc` através do método de Nelder-Mead de acordo com Baudin (2010), para a escolha de um dos modelos abaixo:
 - a. Modelo simples sem modulação devido às variabilidades intrínsecas das estrelas ou de reflexão por reemissão de radiação absorvida pela estrela companheira (o aquecimento devido a irradiação da estrela companheira).
 - b. Modelo mais complexo, onde leva-se em conta a modulação devido à presença de manchas na superfície estelar e o efeito da reemissão da radiação absorvida. É importante salientar que a posição obtida das manchas, ou mesmo o número de manchas, é uma informação degenerada e serve apenas como suposição para o modelo.
 - c. Modelo complexo com rotação assíncrona. Neste modelo leva-se em conta a possível existência de uma modulação assimétrica presente na curva de luz.
5. Considerando o fato de que os modelos são hierárquicos, ou seja, pode-se decair do modelo mais complexo para o mais simples anulando-se os coeficientes ajustados nos casos mais complexos, realizamos um teste Fisher-Snedecor (ARCHDEACON, 1994; PROKHOROV, 2011), para testar a significância de cada modelo conforme ele aumenta em complexidade analisando os resíduos;
6. Já tendo o modelo mais significativo definido, utilizamos simulações MCMC (Markov Chain Monte Carlo), para estimar as incertezas do modelo (FOREMAN, 2012; HOGG; BOVY; LANG, 2010).

Finalizando a modelagem da curva de luz, o algoritmo retorna um arquivo de texto contendo o raio da estrela₁; raio da estrela₂ (ambos os raios dados em função do semi-eixo

maior da órbita); razão entre o brilho das estrelas; inclinação da órbita do sistema, etc e as respectivas incertezas. A modelagem é feita inteiramente de forma automática. A figura 54 mostra a comparação da modelagem da curva de luz de um sistema binário feita com o `ellc` e outro algoritmo da literatura.

Figura 54 – A imagem superior mostra a curva de luz completa para o sistema binário KPD 1946 + 4340, em que é possível observar o mínimo secundário (esquerda) e o mínimo primário (direita). Os dados reais são representado pelos pontos. As duas imagens abaixo, mostra os mínimos separados e como é a modelagem feita pelo `ellc` através da linha contínua (curva de luz sintética) e a modelagem feita por outro algoritmo da literatura, representado aqui pela linha tracejada.

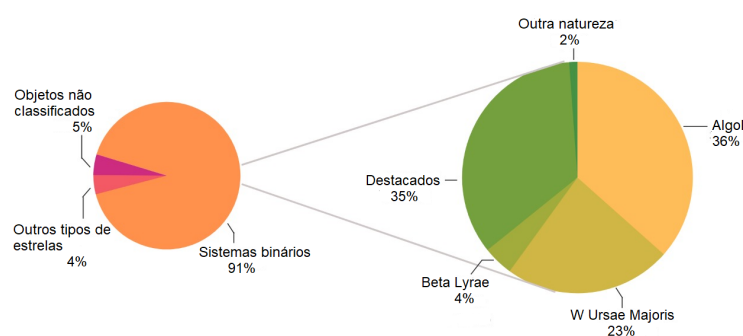


Fonte: Maxted (2016).

4 RESULTADOS E DISCUSSÕES

Neste capítulo, apresentamos os resultados obtidos a partir da análise de vários objetos observados em diferentes campanhas do satélite CoRoT. Os objetos estudados, foram selecionados do trabalho de Bouffeur (2017) de candidatos a exoplanetas que foram identificados como sistemas binários em curvas de luz cromáticas do satélite CoRoT (GRZIWA; PÄTZOLD; CARONE, 2012; BARGE et al., 2008). Ao todo foram analisados neste trabalho 286 alvos, sendo que 261 são sistemas de binárias eclipsantes (muitas vezes chamadas neste trabalho de variáveis extrínsecas), compostas por binárias separadas (Não-contato); binárias de semi-contato (tipo Algol); binárias de contato (tipo Beta Lyrae); binárias de supercontato (tipo W Ursae Majoris ou W UMa) e outros tipos de binárias eclipsantes. Dos 25 alvos restantes, 12 são variáveis intrínsecas do tipo RR Lyrae; Cefeida; Delta Scuti etc. Por fim, 13 objetos não foram classificados em nenhum tipo de estrela. A figura 55 mostra a estatística obtida.

Figura 55 – O lado esquerdo da imagem mostra que a maioria dos objetos encontrados ao longo da análise pertencem a sistemas binários. O lado direito da imagem mostra a porcentagem e o tipo desses sistemas.



Fonte: O autor.

Dos 286 alvos estudados, 273 tiveram o período orbital ou o período de pulsação medidos e também foram classificados de acordo com sua natureza. Dos 13 alvos sem classificação, 3 objetos tiveram o seu período calculado; portanto o número total de objetos com os períodos encontrados foram de 276 alvos. Os períodos usados nos resultados foram obtidos através do algoritmo feito em IDL, que também foi responsável pelo tratamento das curvas de luz de todos os alvos. A seguir (seções 4.1, 4.2, 4.3, 4.4, 4.5 e 4.8) dissertamos e apresentamos valores de período orbital, período de pulsação e classificação para 58 alvos; sendo que, 15 desses alvos são binárias eclipsantes de não-contato; 15 sistemas foram identificados como sendo binárias eclipsantes de semi-contato. Também apresentamos resultados de período orbital e classificação para mais 24 alvos; sendo que, 6 alvos são de binárias eclipsantes de contato; 15 alvos de binárias eclipsantes de supercontato e 3 sistemas classificados como sendo objetos de outra natureza,

por não haver informação suficiente para uma classificação adequada. Na seção 4.7 dissertamos e apresentamos os resultados de parâmetros físicos estelares determinados para oito sistemas binários desacoplados; parâmetros adquiridos com um algoritmo escrito em Python baseado na técnica *ellc* (MAXTED, 2016). Por último e não menos importante, destacamos 4 alvos que são variáveis pulsantes e que, duas delas foram provavelmente classificadas incorretamente por trabalhos anteriores. A tabela 1 apresenta 29 sistemas estelares em que seus períodos orbitais foram determinados de forma inédita neste trabalho. O **APÊNDICE A** contém duas tabelas: a tabela 6 contém a determinação do período orbital para os sistemas binários; a classificação para o tipo de sistema binário; a classificação morfológica dos sistemas binários estudados neste trabalho, além de outros parâmetros determinados na literatura. É importante destacar que, para os objetos estelares (objetos localizados apenas em sistemas binários) apresentados neste trabalho, não existem ainda dados espectroscópicos de alta precisão publicados na literatura, portanto o tipo espectral da estrela primária apresentado no apêndice, é apenas uma estimativa que se encontra disponível nos dados fotométricos do satélite CoRoT. O tipo espectral é determinado conseguindo o melhor ajuste (menor qui-quadrado) para um espectro sintético levando em consideração os dados reais de bandas espectrais. Também é importante destacar que, as temperaturas efetivas das estrelas primárias de alguns sistemas, não estão em total acordo com o tipo espectral apresentado; futuramente espera-se que, dados espectroscópicos estejam disponíveis; sendo assim, parâmetros físicos que dependem do espectro poderão ser determinados com uma precisão superior. A tabela 7 traz o período de variabilidade para as variáveis intrínsecas encontradas durante a correção das curvas de luz; o tipo da variável, além de outros parâmetros determinados na literatura. A tabela 2 mostra parâmetros da literatura para a maioria dos 54 sistemas binários descritos neste capítulo.

Tabela 1 – A tabela abaixo mostra os CoRoT ID's de 29 sistemas binários inéditos na literatura que foram encontrados neste trabalho. A classificação dos sistemas bem como os períodos são encontrados na tabela 6, no apêndice A.

CoRoT ID	CoRoT ID	CoRoT ID
104123826	221630866	620829193
653529149	221651996	312630186
221666058	659711841	315218485
221712994	223934244	315227731
223963528	223970350	315241256
224009552	651399127	315247312
310144545	315299354	315257900
616802827	651331676	315278129
651399168	652414218	315278707
652379041	601310027	-

Fonte: O autor.

Tabela 2 – A tabela mostra parâmetros encontrados na literatura para a maioria dos 54 sistemas binários que foram inseridos neste capítulo. A primeira coluna representa o identificador do satélite CoRoT; a segunda mostra a campanha de observação; a terceira traz o período orbital (em dias) de cada sistema binário; enquanto a quarta mostra o erro na medida de cada período orbital; a quinta coluna representa a profundidade do trânsito primário em porcentagem; enquanto a sexta coluna mostra o erro para esta medida; a sétima coluna mostra a duração do trânsito primário (em horas); a oitava coluna representa a incerteza na medida da duração do trânsito; a nona coluna traz a magnitude da estrela primária na banda **R** e a décima coluna indica o tipo espectral da estrela primária. Estes parâmetros (ID's do CoRoT que não estão em negrito) foram determinados por Deleuil et al. (2018). O período orbital para cada sistema binário determinado por Deleuil et al. (2018), pode ser usado para servir de comparação com os períodos orbitais apresentados nos resultados. Os ID's do CoRoT em negrito representam os sistemas binários em que não existe período orbital determinado no trabalho de Deleuil et al. (2018). Para alguns desses sistemas binários existem períodos determinados na literatura em trabalhos de outros autores; enquanto para outros sistemas binários, os períodos foram determinados pela primeira vez neste trabalho.

(continua)

CoRoT ID	Run	P.(d)	E.(P.)	Prof.(%)	E.Prof.(%)	Dur.(h)	E.Dur.(h)	Mag. (R)	T. Esp.
105386846	LRc06	1,843415	±0,000009	71,120	±0,967	9,910	-	14,11	A5IV
110757380	LRa02	0,670185	±0,000001	11,003	±0,016	3,281	±0,003	15,90	A2V
102609164	LRa01	0,907673	-	57,044	±0,042	3,790	±0,002	14,39	A5IV
224013042	SRa05 e SRa01	1,513884	±0,000010	18,468	±0,057	4,287	±0,016	14,40	A0IV
102786471	LRa01 e LRa06	1,064904	±0,000003	55,936	±0,096	12,728	±0,024	15,37	F8IV
104632443	LRc04	2,966965	±0,000007	15,456	±0,024	7,690	±0,011	15,01	G0III
105012729	LRc02	3,930243	±0,000023	32,373	±0,031	16,979	±0,014	14,75	K2V
105299142	LRc06	2,281338	±0,000008	3,406	±0,005	5,475	±0,007	14,98	A5V
105343369	LRc06	2,032381	±0,000004	54,249	±0,069	6,439	±0,009	14,98	A5IV
105477027	LRc05 e LRc06	1,565399	±0,000015	1,393	±0,005	6,763	±0,024	15,68	K3II
211669440	SRc01	1,073383	±0,000085	14,128	±0,031	4,431	±0,009	15,46	A0IV
221650319	SRa02	2,201761	±0,000016	11,983	±0,031	5,601	±0,013	15,13	O9V
221651647	SRa02	0,399449	±0,000010	12,256	±0,033	1,189	±0,009	14,19	G0IV
221685038	SRa02	4,179770	±0,000014	78,631	±0,102	11,235	±0,013	15,83	A5IV

(continuação)

CoRoT ID	Run	P. (d)	E.(P.)	Prof. (%)	E.Prof.(%)	Dur.(h)	E.Dur.(h)	Mag.(R)	T.Esp.
221704769	SRa02	5,010356	$\pm 0,000130$	83,006	$\pm 0,152$	17,075	$\pm 0,034$	14,39	A7V
104123826	LRc04	0,745334	-	-	-	-	-	-	F0V
105065745	LRc05	1,136206	$\pm 0,000017$	19,334	-	-	-	11,87	A5V
101173963	LRc01	0,331208	-	-	-	-	-	-	G8V
102760539	LRa01 e LRa06	0,227565	-	17,603	-	-	-	15,52	G2IV
103798065	LRc04	0,407559	-	36,179	-	-	-	14,68	F5V
104649068	LRc06	1,146146	$\pm 0,000019$	17,480	-	-	-	-	G8V
105680194	LRc02 e SRc03	0,382004	-	-	-	-	-	-	G8IV
221630866	SRa02	0,348042	-	-	-	-	-	-	A5IV
221651996	SRa02	0,303555	-	-	-	-	-	-	G8IV
221671949	SRa02	0,607331	$\pm 0,002019$	0,229	-	-	-	13,36	G2I
221712994	SRa02	0,553442	-	-	-	-	-	-	-
223935677	SRa01	0,233842	-	4,595	-	-	-	14,19	A5IV
310144545	LRc03	1,014133	-	-	-	-	-	-	O9V
310151999	LRc03	0,859386	$\pm 0,000003$	29,808	-	-	-	12,61	B3V
315278129	SRa03	0,423394	-	-	-	-	-	-	G2V
105812602	LRc02	2,276536	$\pm 0,000001$	34,553	$\pm 0,022$	5,792	$\pm 0,003$	15,00	G8IV
315298027	SRa03	2,814394	$\pm 0,000027$	21,551	$\pm 0,037$	5,269	$\pm 0,008$	14,27	F8IV
102307740	LRa03	2,909498	$\pm 0,000004$	6,873	$\pm 0,014$	3,491	$\pm 0,007$	15,39	F6V
102341633	LRa03	12,403874	$\pm 0,000702$	32,596	$\pm 0,555$	5,954	-	14,33	G8V
102332227	LRa03	2,869294	$\pm 0,000002$	19,603	$\pm 0,017$	7,162	$\pm 0,006$	15,33	F0V

(conclusão)

CoRoT ID	Run	P.(d)	E.(P.)	Prof.(%)	E.Prof.(%)	Dur.(h)	E.Dur.(h)	Mag. (R)	T. Esp.
102595682	LRa01 e LRa06	11,541953	-	-	-	-	-	-	G2V
102617617	LRa01 e LRa06	5,491214	$\pm 0,000007$	12,322	$\pm 0,011$	6,326	$\pm 0,006$	14,82	F8IV
102693162	LRa01	6,287593	$\pm 0,000012$	8,627	$\pm 0,027$	3,622	$\pm 0,011$	15,04	G8V
102870613	IRa01	7,137310	$\pm 0,000544$	55,538	$\pm 0,092$	8,907	$\pm 0,015$	14,39	F6V
104108751	LRc04 e LRc10	8,335119	$\pm 0,000028$	9,279	$\pm 0,027$	8,402	$\pm 0,023$	14,11	G8V
105976157	LRc02	3,668979	$\pm 0,000002$	12,906	$\pm 0,024$	3,698	$\pm 0,011$	14,70	G8V
221625883	SRa02	1,577150	$\pm 0,000096$	0,942	$\pm 0,010$	4,996	$\pm 0,050$	15,17	G2V
221646787	SRa02	3,274587	$\pm 0,000018$	25,468	$\pm 0,057$	4,873	$\pm 0,012$	15,31	A0IV
221702600	SRa02	5,828142	$\pm 0,000078$	9,493	$\pm 0,026$	4,196	$\pm 0,015$	15,39	A5IV
315180882	SRa03	4,286222	$\pm 0,000057$	24,127	$\pm 0,052$	8,641	$\pm 0,016$	13,91	A0V
223937373	SRa01	0,516205	$\pm 0,000003$	35,324	-	-	-	14,09	O9V
102735868	LRa01 e IRa01	1,647076	$\pm 0,000014$	1,871	$\pm 0,010$	5,850	$\pm 0,034$	15,59	A5V
102868457	IRa01	0,979699	-	-	-	-	-	-	A5IV
106085712	LRc02	0,734069	-	-	-	-	-	-	A5IV
223947077	SRa05 e SRa01	0,379795	$\pm 0,000002$	11,162	-	-	-	14,17	A5IV
312584359	LRc03	0,599906	$\pm 0,000002$	32,027	-	-	-	14,10	K0V
223946171	SRa01 e SRa05	7,707517	$\pm 0,000259$	9,408	$\pm 0,068$	4,809	$\pm 0,037$	14,40	A7V
500007022	SRa01	5,200099	$\pm 0,000157$	3,553	$\pm 0,013$	6,240	$\pm 0,023$	12,77	F6V
110829335	LRa02	8,930352	$\pm 0,000035$	5,378	$\pm 0,016$	3,429	$\pm 0,010$	12,36	A5IV

Fonte: Períodos com IDs em negrito determinados pelo autor e, para as demais IDs, os parâmetros foram determinados por Deleuil et al. (2018).

4.1 SISTEMAS DO TIPO ALGOL

Como descrito anteriormente, tais sistemas são conhecidos como sendo de semi-contato, ou seja, existe a transferência de matéria da estrela secundária para a estrela primária. Outra característica deste grupo, é que os trânsitos se mostram bem evidentes na curva de luz de tal forma, que é possível notar o começo e o término dos eclipses primário (mínimo mais profundo) e secundário (mínimo menos profundo). Portanto as características principais que distinguem uma curva de luz de um sistema do tipo Algol de outros tipos de curvas de luz para outros sistemas, são: região fora dos mínimos não é plana (indica a transferência de matéria de uma estrela para outra), o início e o fim dos eclipses são bem definidos e os mínimos primário e secundário podem apresentar formato "U" e formato "V" dependendo do ângulo de inclinação da órbita dos objetos. A seguir apresentamos 15 curvas de luz corrigidas de sistemas do tipo Algol. Para os gráficos da curva de luz (gráfico superior de cada imagem) podemos observar a tendência (em vermelho) relacionada com a correção da curva de luz. Para todos os diagramas de fase (gráfico inferior de cada imagem), os pontos em vermelho indicam os dados originais; enquanto os pontos em preto mostram os dados corrigidos. A análise e correção das curvas de luz revelou 95 sistemas semi-acoplados. Da figura 56 até a figura 70 mostramos os dados para binárias eclipsantes do tipo Algol. A figura 61 mostra o diagrama de fase de um sistema binário em que provavelmente existe forte atividade estelar e/ou rotação dos objetos.

Figura 56 – Binária Algot CoRoT ID 105386846. Período orbital de 1,8434478 dias.

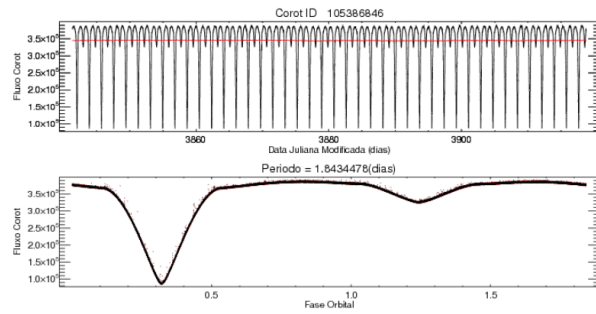


Figura 57 – Binária Algot CoRoT ID 110757380. Período orbital de 0,67023833 dias.

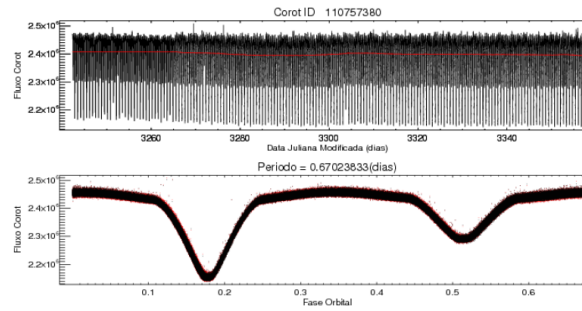


Figura 58 – Binária Algot CoRoT ID 102609164. Período orbital de 0,90767967 dias.

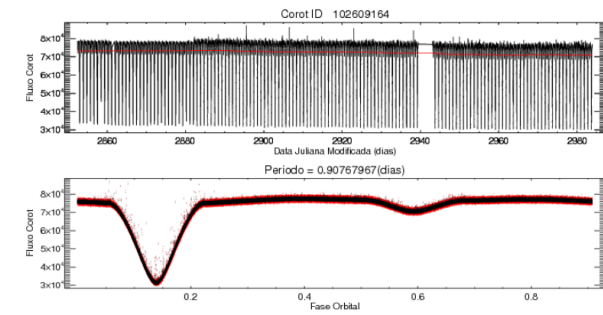


Figura 59 – Binária Algot CoRoT ID 224013042. Período orbital de 1,5141060 dias.

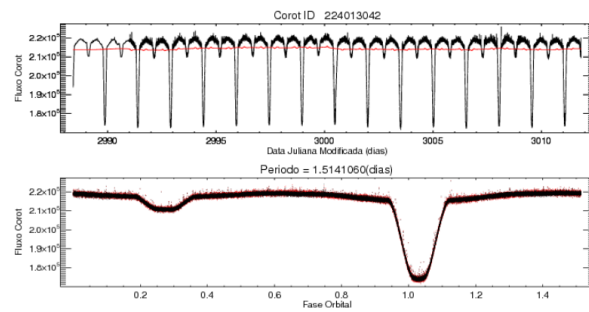


Figura 60 – Binária Algot CoRoT ID 102786471. Período orbital de 1,0650309 dias.

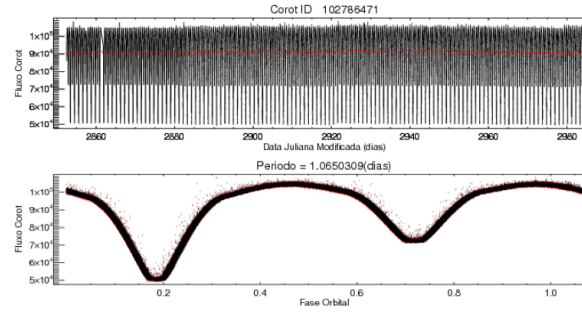


Figura 61 – Binária Algot CoRoT ID 104632443. Período orbital de 2,9676214 dias.

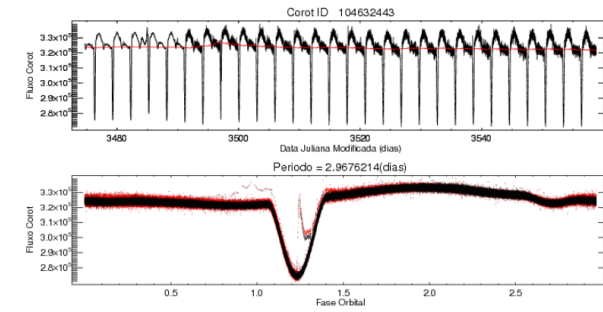


Figura 62 – Binária Algol CoRoT ID 105012729. Período orbital de 3,9305200 dias.

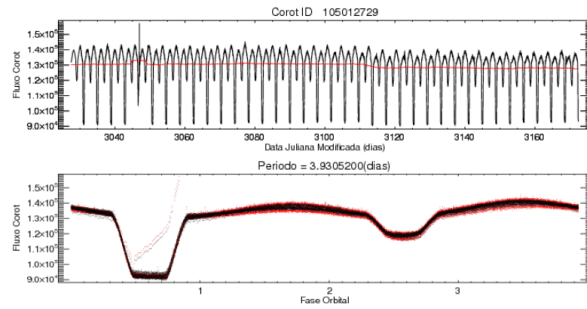


Figura 63 – Binária Algol CoRoT ID 105299142. Período orbital de 2,2832106 dias.

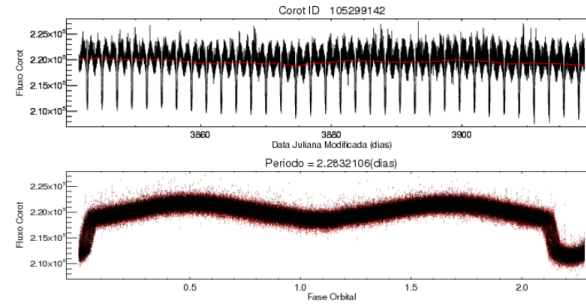


Figura 64 – Binária Algol CoRoT ID 105343369. Período orbital de 2,0325281 dias.

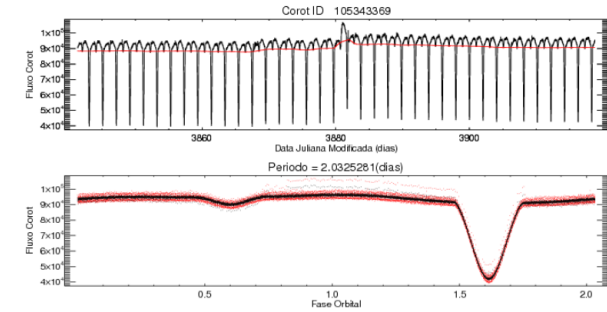


Figura 65 – Binária Algol CoRoT ID 105477027. Período orbital de 1,5652840 dias.

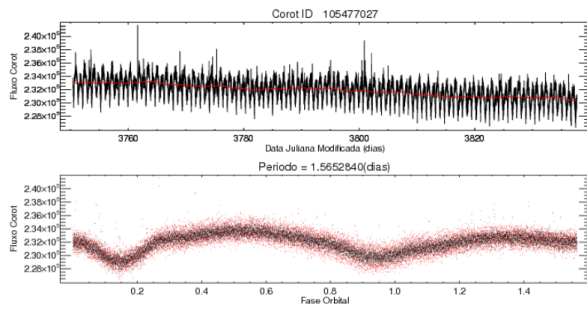


Figura 66 – Binária Algol CoRoT ID 211669440. Período orbital de 1,0734200 dias.

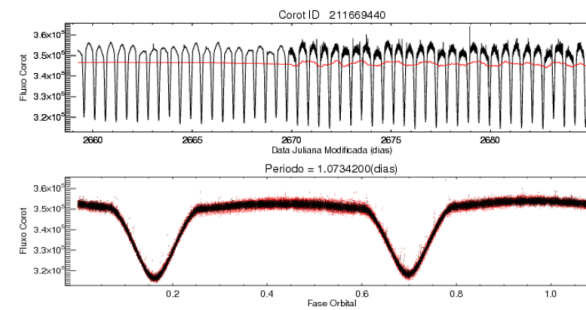


Figura 67 – Binária Algol CoRoT ID 221650319. Período orbital de 2,2016321 dias.

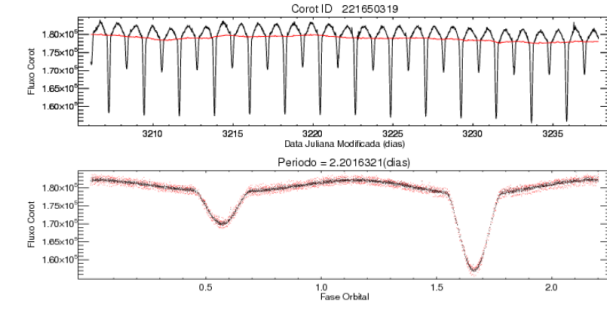


Figura 68 – Binária Algol CoRoT ID 221651647. Período orbital de 0,39932080 dias.

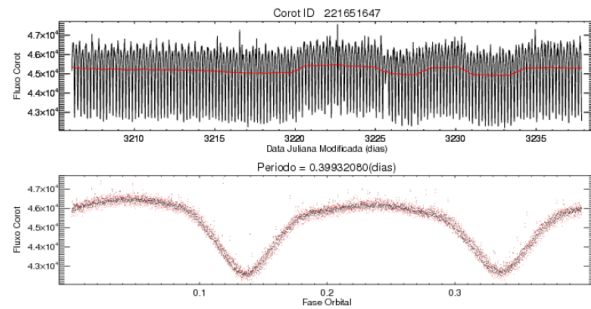


Figura 69 – Binária Algol CoRoT ID 221685038. Período orbital de 4,1793514 dias.

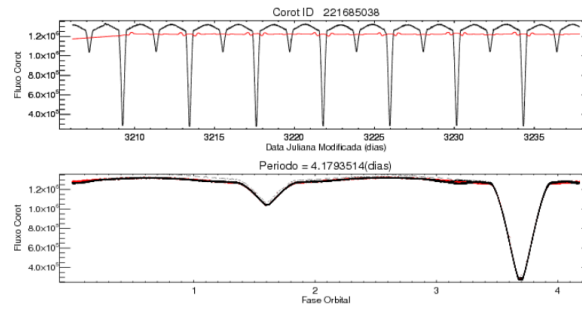


Figura 70 – Binária Algol CoRoT ID 221704769. Período orbital de 5,0103768 dias.

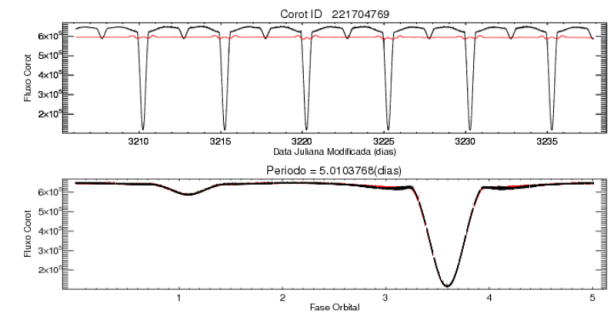


Figura 71 – Binária W UMa CoRoT ID 104123826. Período orbital de 0,74533448 dias.

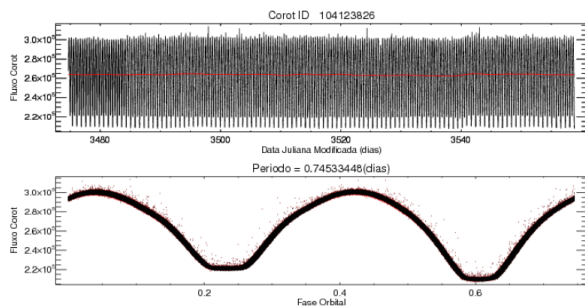


Figura 72 – Binária W UMa CoRoT ID 105065745. Período orbital de 1,1358642 dias.

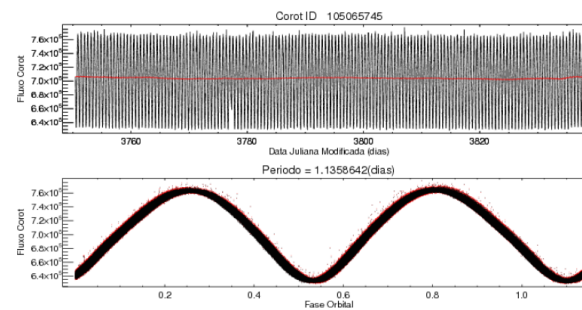
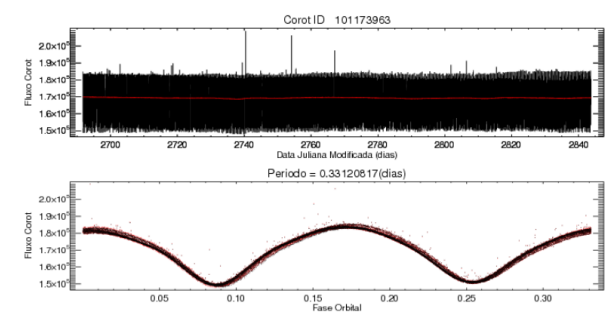


Figura 73 – Binária W UMa CoRoT ID 101173963. Período orbital de 0,33120817 dias.



4.2 SISTEMA DO TIPO W URSAE MAJORIS OU W UMa

Tal como mencionado anteriormente, estes sistemas estão fortemente acoplados e a classificação na literatura para um sistema com esta natureza é de supercontato. Os diagramas de fase mostram a contínua variação durante a fase orbital; isto deriva em partes das distorções de marés e também tem origem nas rotações dos objetos estelares, uma característica conhecida como variação elipsoidal. Portanto as características principais que distinguem uma curva de luz de um sistema binário do tipo W UMa que se encontra fortemente acoplado para curvas de luz características de outros sistemas binários, são: início e fim dos eclipses não estão definidos no diagrama de fase e os mínimos apresentam profundidades parecidas. Durante a correção das curvas de luz do satélite CoRoT identificamos 61 sistemas binários com períodos orbitais bem curtos e com estas características e que, provavelmente são todas binárias eclipsantes do tipo W Ursae Majoris. A seguir apresentamos 15 curvas de luz para o tipo W UMa. No gráfico superior de cada imagem temos a curva de luz (em preto) e a tendência (em vermelho) relacionada com a correção. No gráfico inferior pode-se observar o diagrama de fase para cada sistema. Para o diagrama de fase os pontos em vermelho indicam os dados originais do CoRoT; enquanto os pontos em preto mostram os dados corrigidos com o algoritmo. Da figura 71 até a figura 85 mostramos os dados das curvas de luz corrigidas e os valores dos períodos orbitais dos sistemas.

Figura 74 – Binária W UMa CoRoT ID 102760539. Período orbital de 0,22758244 dias.

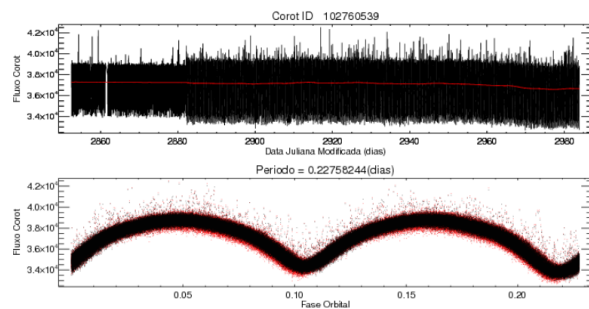


Figura 75 – Binária W UMa CoRoT ID 103798065. Período orbital de 0,40757000 dias.

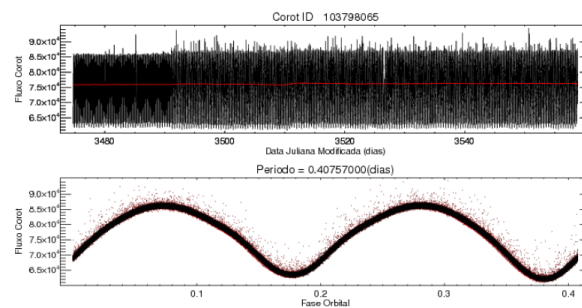


Figura 76 – Binária W UMa CoRoT ID 104649068. Período orbital de 1,1462196 dias.

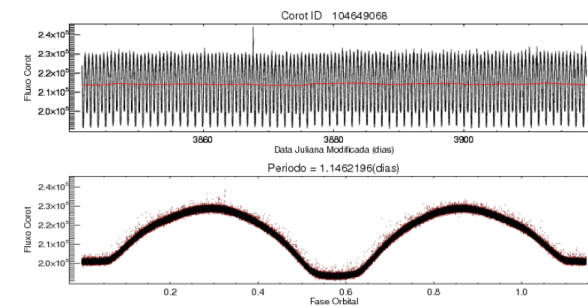


Figura 77 – Binária W UMa CoRoT ID 105680194. Período orbital de 0,38200463 dias.

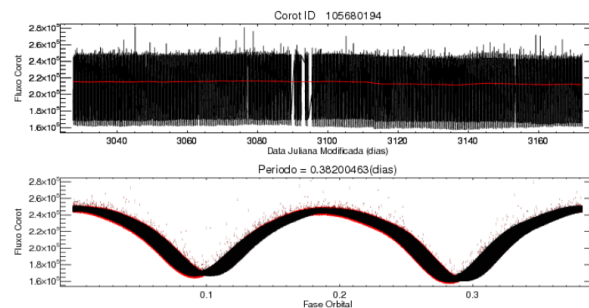


Figura 78 – Binária W UMa CoRoT ID 221630866. Período orbital de 0,34804300 dias.

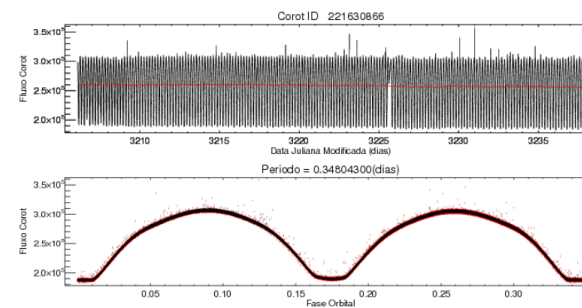


Figura 79 – Binária W UMa CoRoT ID 221651996. Período orbital de 0,30355511 dias.

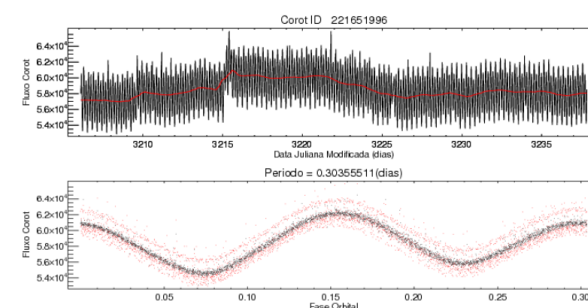


Figura 80 – Binária W UMa CoRoT ID 221671949. Período orbital de 0,6072390 dias.

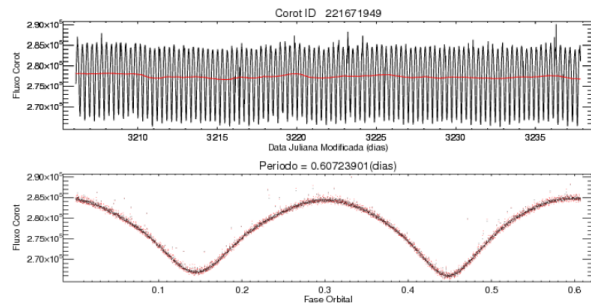


Figura 81 – Binária W UMa CoRoT ID 221712994. Período orbital de 0,55344267 dias.

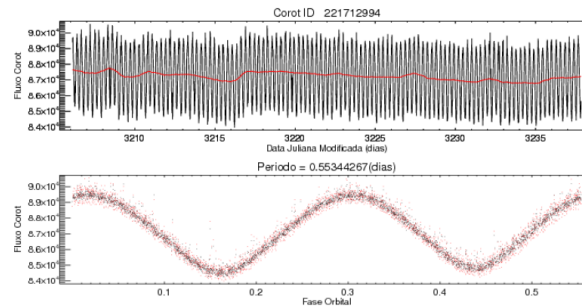


Figura 82 – Binária W UMa CoRoT ID 223935677. Período orbital de 0,23387324 dias.

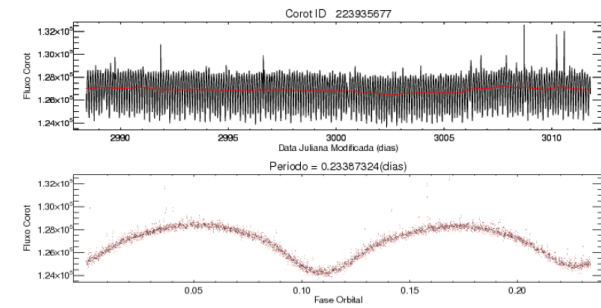


Figura 83 – Binária W UMa CoRoT ID 310144545. Período orbital de 1,0141333 dias.

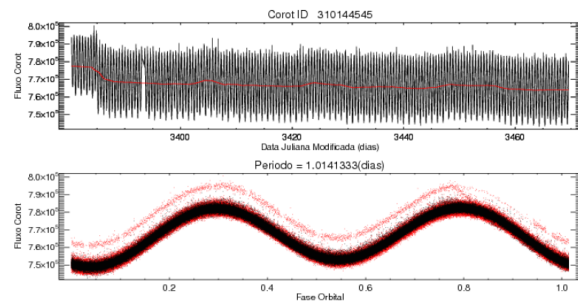


Figura 84 – Binária W UMa CoRoT ID 310151999. Período orbital de 0,85926000 dias.

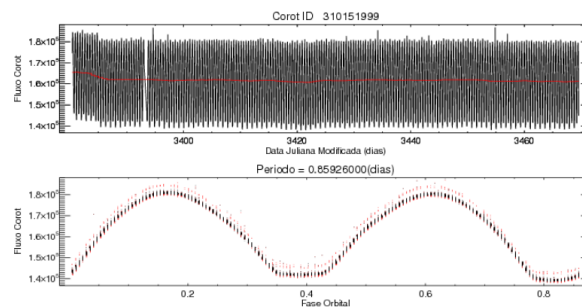
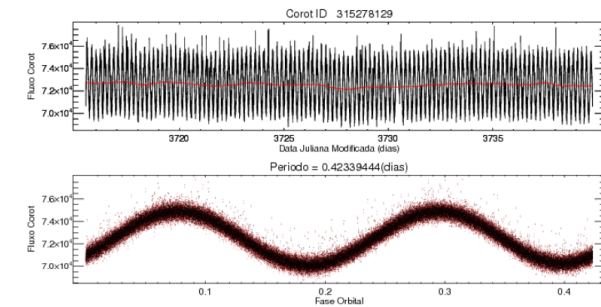


Figura 85 – Binária W UMa CoRoT ID 315278129. Período orbital de 0,42339444 dias.



4.3 SISTEMAS DE NÃO-CONTATO

A principal característica dos sistemas deste grupo, é a não transferência de matéria para a estrela companheira. A não transferência de matéria entre os objetos implica dizer que nem uma das estrelas preencheu o seu lóbulo de Roche. O não preenchimento desta região significa que os objetos são estáveis e se encontram na região da sequência principal do diagrama H-R; ou seja, estrelas que ainda realizam a "queima" do Hidrogênio em seu núcleo. A distância que separa uma estrela da outra em um sistema de não-contato, é bem maior do que a medida dos seus raios. A seguir apresentamos 15 sistemas binários que provavelmente pertencem a este grupo. As curvas de luz foram encontradas durante a análise e correção dos dados brutos do satélite CoRoT. Ao todo encontramos 90 sistemas binários de não-contato. As curvas de luz são bem características deste grupo; é fácil identificar o formato "V" e "U" durante os trânsitos estelares. Também é possível verificar que, fora das regiões dos mínimos, a curva de luz se comporta de maneira suavizada (platô), indicando que os sistemas estão desacoplados. Portanto o que diferencia uma curva de luz de um sistema de não-contato de curvas de luz dos sistemas semi-acoplado e acoplado, é o comportamento plano da curva de luz fora das regiões dos mínimos. Para os gráficos da curva de luz (gráfico superior de cada imagem) podemos observar a tendência (em vermelho) relacionada com a correção da curva de luz. Para todos os diagramas de fase (gráfico inferior de cada imagem), os pontos em vermelho indicam os dados originais; enquanto os pontos em preto mostram os dados corrigidos. Da figura 86 até a figura 100 mostramos os dados das curvas de luz corrigidas e os valores dos períodos orbitais dos sistemas. O diagrama de fase da figura 99 está em baixa resolução devido a curva de luz conter poucos pontos.

Figura 86 – Binária de Não-contato CoRoT ID 105812602. Período orbital de 2,2765393 dias.

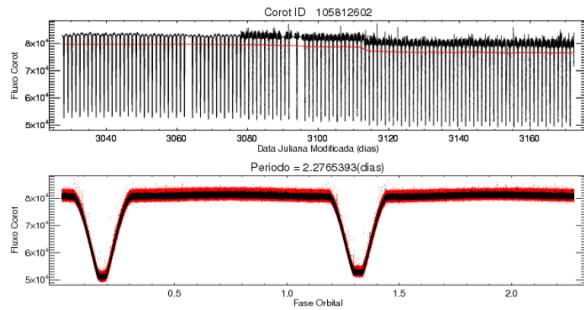


Figura 87 – Binária de Não-contato CoRoT ID 315298027. Período orbital de 2,8146470 dias.

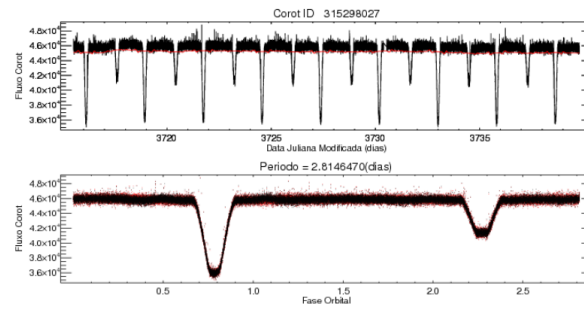


Figura 88 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102307740. Período orbital de 2,9094174 dias.

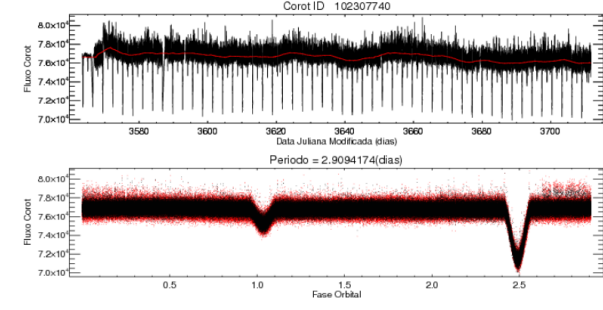


Figura 89 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102341633. Período orbital de 12,405277 dias.

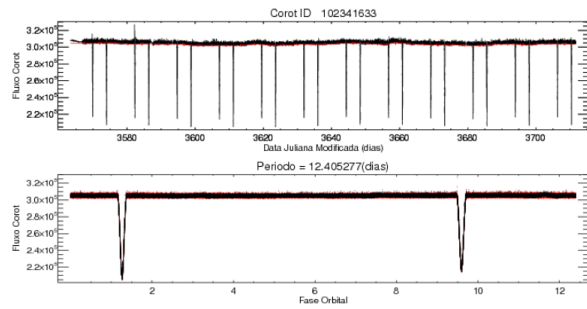


Figura 90 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102332227. Período orbital de 2,8692066 dias.

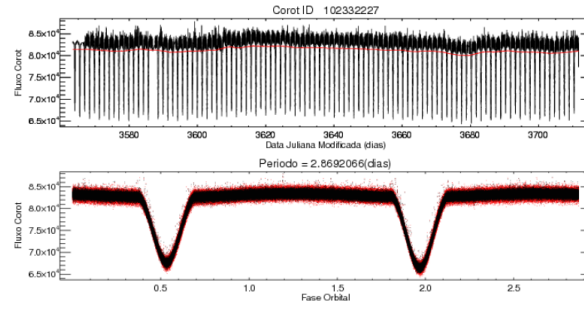


Figura 91 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102595682. Período orbital de 11,541953 dias.

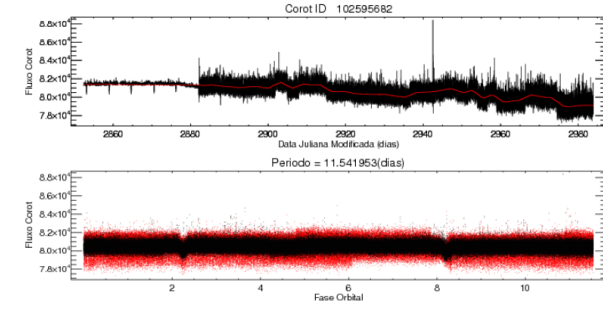


Figura 92 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102617617. Período orbital de 5,4893906 dias.

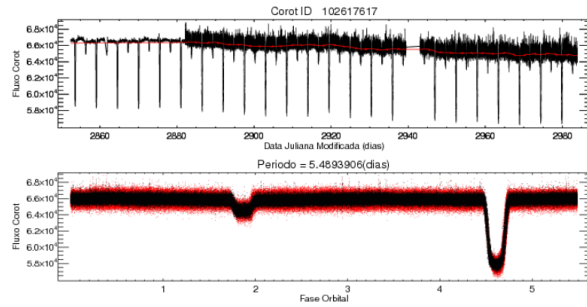


Figura 93 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102693162. Período orbital de 6,2924906 dias.

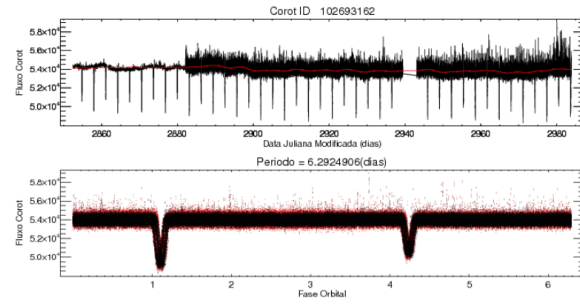


Figura 94 – Binária de Não-contato CoRoT ID 102870613. Período orbital de 7,1458363 dias.

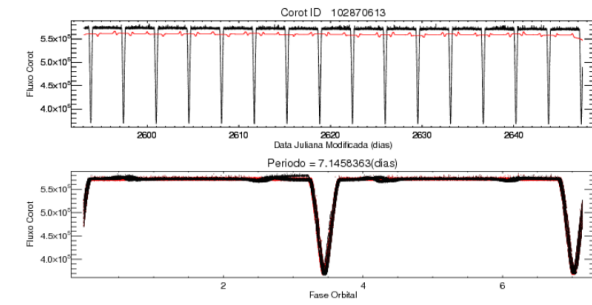


Figura 95 – Binária de Não-contato CoRoT ID 104108751. Período orbital de 8,3326216 dias.

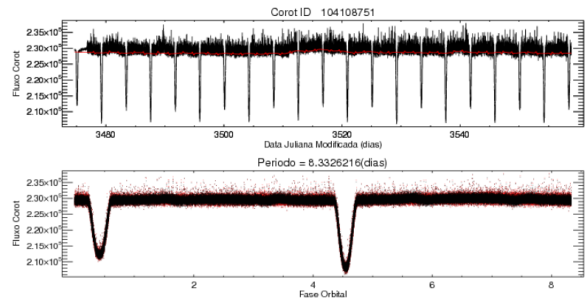


Figura 96 – Binária de Não-contato CoRoT ID 105976157. Período orbital de 3,6698356 dias.

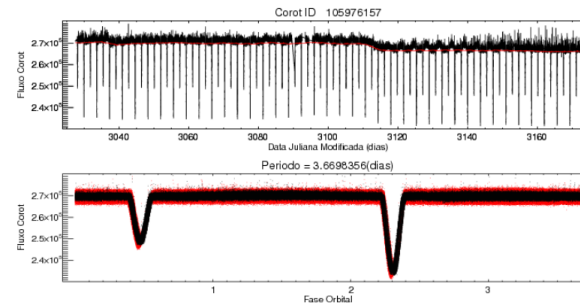


Figura 97 – Binária de Não-contato CoRoT ID 221625883. Período orbital de 3,1542214 dias.

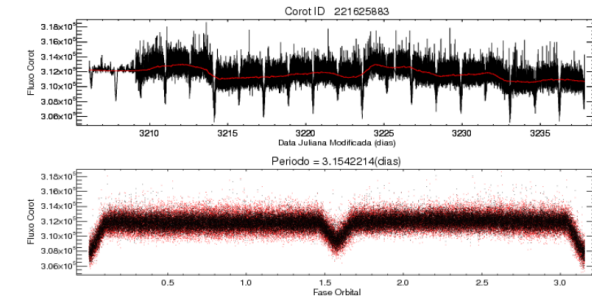


Figura 98 – Binária de Não-contato CoRoT ID 221646787. Período orbital de 3,2739332 dias.

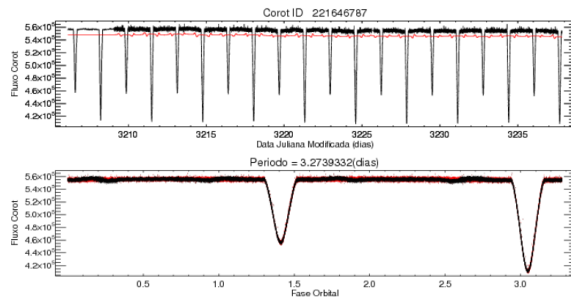


Figura 99 – Binária de Não-contato CoRoT ID 221702600. Período orbital de 5,8222100 dias.

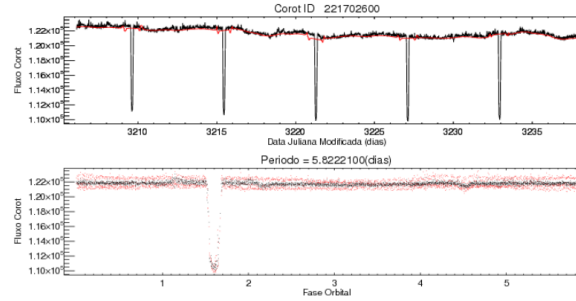


Figura 100 – Binária de Não-contato CoRoT ID 315180882. Período orbital de 4,2858031 dias.

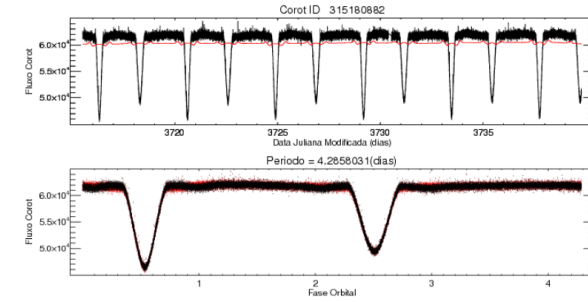


Figura 101 – Binária Beta Lyrae CoRoT ID 223937373. Período orbital de 0,51628007 dias.

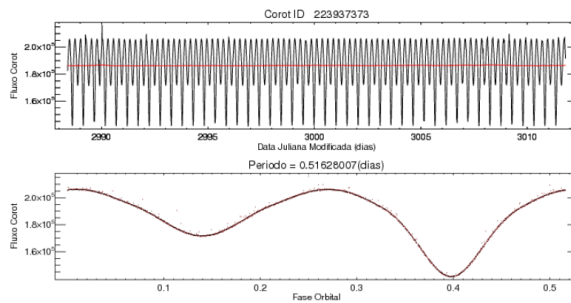


Figura 102 – Binária Beta Lyrae CoRoT ID 102735868. Período orbital de 1,6469392 dias.

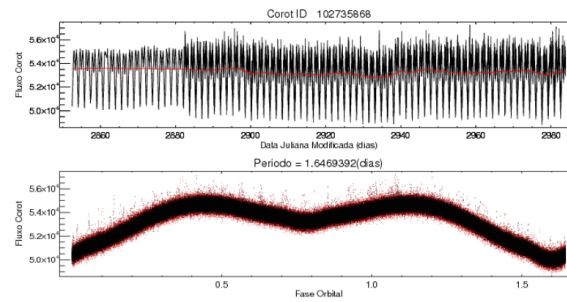
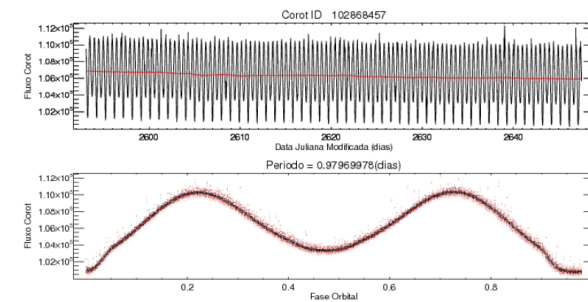


Figura 103 – Binária Beta Lyrae CoRoT ID 102868457. Período orbital de 0,97969978 dias.



4.4 SISTEMAS DO TIPO BETA LYRAE

Sistemas binários do tipo Beta Lyrae estão acoplados. A estrela primária é o objeto que transfere matéria para a estrela secundária. Na literatura a classificação é de contato. Como no caso do tipo W UMa, as curvas de luz desta classe mostram que há troca intensa de matéria e também variação elipsoidal gerada a partir da rotação dos objetos estelares. A diferença básica entre uma curva de luz para um sistema do tipo W Ursae Majoris e do tipo Beta Lyrae, é que a curva de luz para uma Beta Lyrae apresenta uma clara diferença entre as profundidades dos mínimos primários e secundários; isto mostra que as estrelas não compartilham uma atmosfera em comum como no caso de uma W UMa. Portanto a diferença principal da curva de luz de um sistema do tipo Beta Lyrae para sistemas desacoplados (não-contato) e semi-acoplados (Algol) é a não identificação precisa do início dos eclipses no diagrama de fase; porém este comportamento é igual ao observado em diagramas de sistemas do tipo W UMa. A diferença básica de um sistema do tipo Beta Lyrae para um sistema do tipo W UMa, também reside no diagrama de fase, é que no sistema do tipo Beta Lyrae as profundidades dos mínimos são bem diferentes. Durante a análise e correção das curvas de luz encontramos 11 sistemas binários que, provavelmente fazem parte deste grupo. A seguir apresentamos curvas de luz corrigidas para 6 sistemas com estas características. Para os gráficos da curva de luz (gráfico superior de cada imagem) podemos observar a tendência (em vermelho) relacionada com a correção da curva de luz. Para todos os digramas de fase (gráfico inferior de cada imagem), os pontos em vermelho indicam os dados originais; enquanto os pontos em preto mostram os dados corrigidos. Da figura 101 até a figura 106 mostramos os dados das curvas de luz corrigidas e os valores dos períodos orbitais dos sistemas.

Figura 104 – Binária Beta Lyrae CoRoT ID 106085712. Período orbital de 0,73406947 dias.

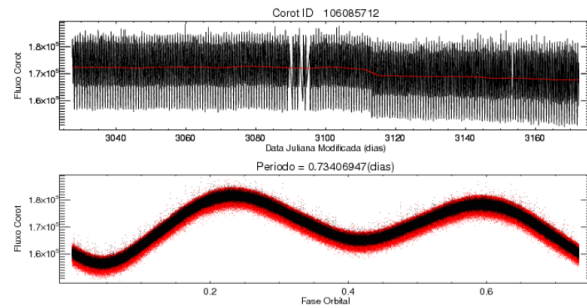


Figura 105 – Binária Beta Lyrae CoRoT ID 223947077. Período orbital de 0,37987164 dias.

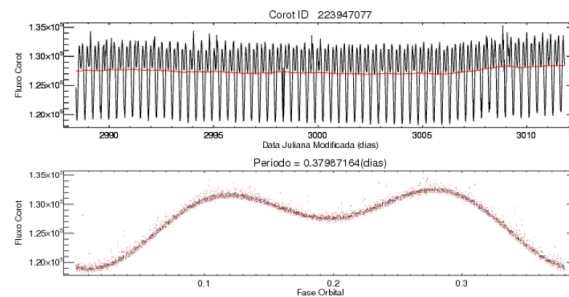


Figura 106 – Binária Beta Lyrae CoRoT ID 312584359. Período orbital de 0,59982261 dias.

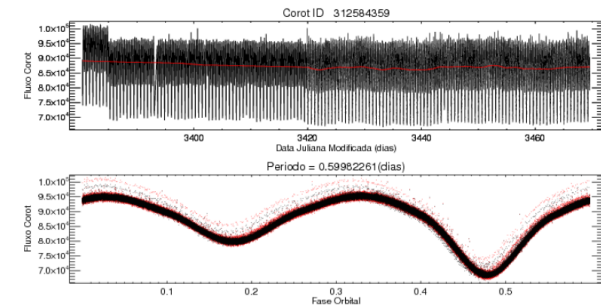


Figura 107 – Binária com outra natureza CoRoT ID 223946171. Período orbital de 7,7091136 dias.

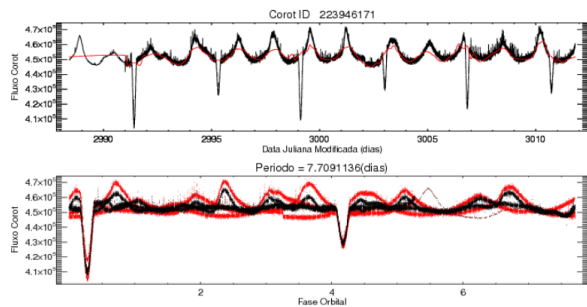


Figura 108 – Binária com outra natureza CoRoT ID 500007022. Período orbital de 10,394639 dias.

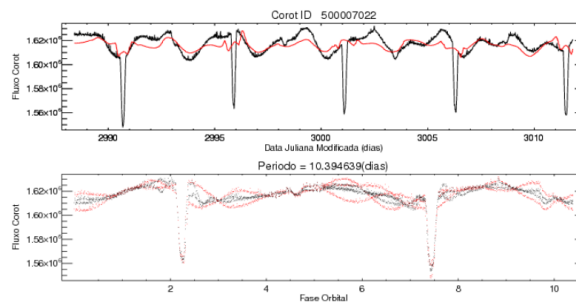
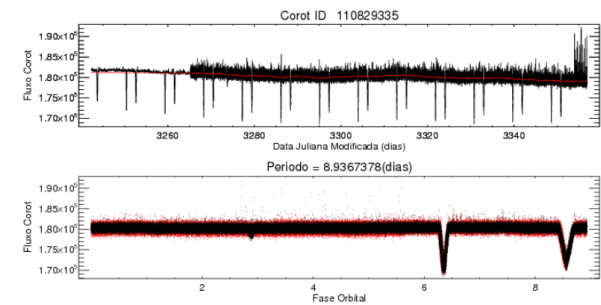


Figura 109 – Sistema com outra natureza CoRoT ID 110829335. Período orbital relacionado com os dois trânsitos mais evidentes de 8,9367378 dias.



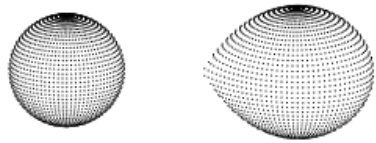
4.5 SISTEMAS DE OUTRA NATUREZA

Nesta seção apresentamos sistemas de estrelas em que, não foi possível estabelecer uma conclusão para a classificação. Durante a análise e correção das curvas de luz encontramos 4 sistemas neste grupo. A seguir apresentamos dois sistemas em que é possível verificar os trânsitos estelares, mas dada a intensa variação da curva de luz, não se sabe ao certo o tipo de estrelas presentes nestes sistemas, tampouco se tal variabilidade é causada por forte atividade estelar, rotação elevada ou outro fenômeno. O outro sistema contém dois trânsitos mais evidentes e um terceiro trânsito que pode ser referente à uma terceira estrela ou até mesmo um exoplaneta. Esse sistema foi estudado por Hajdu et al. (2017) e apresenta órbitas excêntricas. Para os gráficos da curva de luz (gráfico superior de cada imagem) podemos observar a tendência (em vermelho) relacionada com a correção da curva de luz. Para todos os digramas de fase (gráfico inferior de cada imagem), os pontos em vermelho indicam os dados originais; enquanto os pontos em preto mostram os dados corrigidos. Da figura 107 até a figura 109 mostramos os dados das curvas de luz corrigidas e os valores dos períodos orbitais dos sistemas.

4.6 REPRESENTAÇÃO DAS MORFOLOGIAS E SUPERFÍCIES LAGRANGIANAS PARA OS TIPOS DE SISTEMAS BINÁRIOS APRESENTADOS NESTE TRABALHO

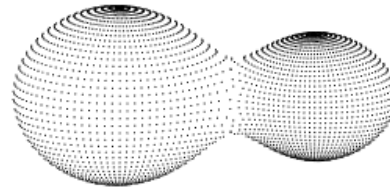
A figura 110 mostra a morfologia característica de uma binária eclipsante do tipo Algol, enquanto a figura 113 representa os objetos estelares e suas respectivas superfícies lagrangianas; a figura 111 mostra a morfologia característica de uma binária eclipsante do tipo W Ursae Majoris, enquanto a figura 114 representa os objetos estelares e suas respectivas superfícies lagrangianas; a figura 116 mostra a morfologia característica de uma binária eclipsante do tipo de não-contato (sistema destacado); enquanto a figura 117 representa os objetos estelares e suas respectivas superfícies lagrangianas; a figura 112 mostra a morfologia característica de uma binária eclipsante do tipo Beta Lyrae; enquanto a figura 115 representa os objetos estelares e suas respectivas superfícies lagrangianas.

Figura 110 – Morfologia de uma binária eclipsante do tipo Algol.



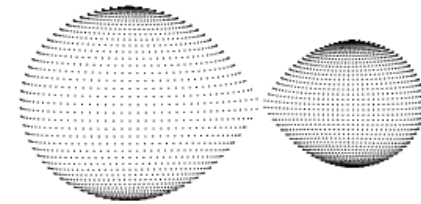
Fonte: Narita, Schroeder e Smith (2001).

Figura 111 – Morfologia de uma binária eclipsante do tipo W UMa.



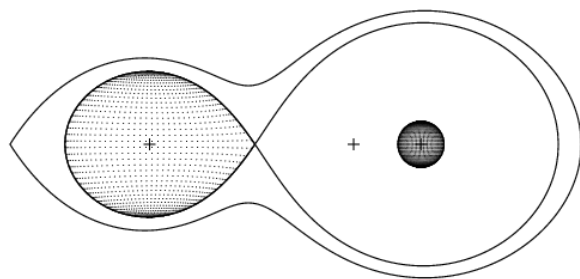
Fonte: Goderya, Leung e Schmidt (1995).

Figura 112 – Morfologia de uma binária eclipsante do tipo Beta Lyrae.



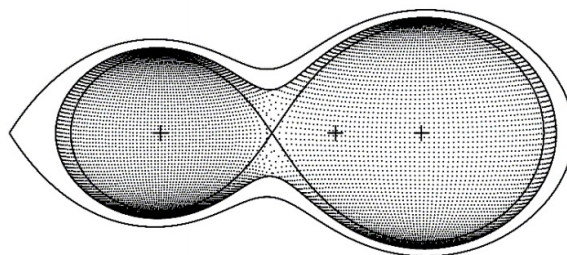
Fonte: Caleb (2004).

Figura 113 – Superfícies lagrangianas para um sistema do tipo Algol. A superfície interna é o lóbulo de Roche. A estrela secundária (objeto da esquerda) preenche se lóbulo de Roche.



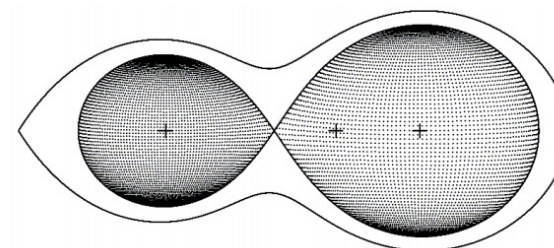
Fonte: Bradstreet (2005).

Figura 114 – Superfícies lagrangianas para um sistema do tipo W Uma. A superfície interna é o lóbulo de Roche. Ambas as estrelas ultrapassam o lóbulo de Roche.



Fonte: Bradstreet (2005).

Figura 115 – Superfícies lagrangianas para um sistema de contato do tipo Beta Lyrae. O lóbulo de Roche é a superfície interna. Neste tipo de sistema binário, a estrela primária preenche seu lóbulo de Roche.



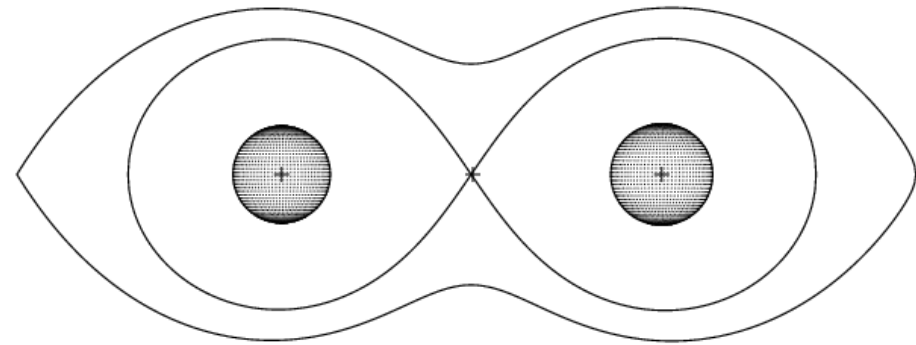
Fonte: Mardirossian et al. (1980).

Figura 116 – Morfologia de uma binária eclipsante de Não-contato. Os objetos nestes sistemas geralmente não alteram sua geometria.



Fonte: Ibanoglu e Gülmen (1974).

Figura 117 – Superfícies lagrangianas para um sistema de Não-contato. A superfície interna é o lóbulo de Roche. Ambas as estrelas ainda não preencheram o seu lóbulo de Roche.



Fonte: Ibanoglu e Gülmen (1974).

4.7 PARÂMETROS FÍSICOS ESTELARES DETERMINADOS PELO ALGORITMO DE MODELAGEM ELLC

As tabelas 3 e 4 mostram parâmetros físicos determinados para oito sistemas binários desacoplados, ou seja, sem troca de matéria entre as estrelas. Os sistemas são identificados na tabela por meio do identificador do CoRoT; CoRoT ID. Os parâmetros foram determinados fazendo o uso da técnica ellc descrita em detalhes no artigo de Maxted (2016), através do algoritmo escrito em Python. Os parâmetros determinados estão divididos em duas categorias: parâmetros ajustados e parâmetros derivados. Para os parâmetros ajustados temos o período orbital dado em dias; o raio da *estrela*₁ referente ao primeiro trânsito da curva de luz, cuja unidade de medida é dada em relação ao semi-eixo maior; raio da *estrela*₂ também dado em função do semi-eixo maior; razão do brilho superficial que é uma grandeza adimensional; instante do trânsito mais profundo que mostra o trânsito primário em que a unidade de medida é dada em termos da data juliana e por último temos a inclinação da órbita medida em graus. Para os parâmetros derivados temos a excentricidade da órbita que é uma grandeza adimensional e o argumento do periastro cuja unidade de medida é dada em função do ângulo. A tabela também mostra as incertezas nas medidas de cada parâmetro. As incertezas foram estimadas utilizando MCMC (Markov Chain Monte Carlo). Cada modelo foi simulado com o MCMC cerca de 100 mil vezes, o que garantiu determinar o erro de cada medida realizada pelo ajuste. Os ajustes (linhas contínuas em vermelho) são mostrados nos gráficos que vão do 118 ao 125. É importante destacar que, para cada caso de sistema binário, o modelo mais simples (modelo a) de curva de luz (modelo brevemente descrito na subseção 3.3.5) foi o mais significativo.

Tabela 3 – A tabela traz os valores determinados para os parâmetros de oito sistemas binários eclipsantes destacados. Da esquerda para a direita temos o identificador do satélite CoRoT; o período orbital seguido pelo erro na medida; raio da estrela-1 seguido pelo erro na medida; o raio da estrela-2 seguido pelo erro na medida; a razão do brilho superficial das estrelas seguido pelo erro na medida e o início do trânsito seguido pelo erro na medida.

CoRoT ID	P	E.	Raio-1	E.	Raio-2	E.	R.b.surp.	E.	I.d.trâns.	E.
102617617	5,4922	±0, 0005	0,12298	±0, 00001	0,042996	±0, 000004	0,18033	±0, 00002	2454397.4670462	±0, 0000004
221646787	3,2744	±0, 0003	0,12968	±0, 00001	0,09135	±0, 00001	0,69027	±0, 00007	2454751.1246176	±0, 0000006
315298027	2,8147	±0, 0003	0,17876	±0, 00002	0,087629	±0, 000009	0,47495	±0, 00005	2455260.5162521	±0, 0000003
104108751	8,3355	±0, 0009	0,12851	±0, 00001	0,042855	±0, 000004	0,86812	±0, 00009	2455019.711011	±0, 000002
102332227	2,8692	±0, 0002	0,21278	±0, 00002	0,16141	±0, 00002	0,92892	±0, 00008	2455108.4532974	±0, 0000004
105812602	2,2765	±0, 0003	0,19982	±0, 00002	0,14893	±0, 00002	0,9726	±0, 0001	2454572.4786580	±0, 0000004
105976157	3,6690	±0, 0002	0,10926	±0, 00007	0,06715	±0, 00004	0,5991	±0, 0004	2454572.506329	±0, 000006
315180882	4,2867	±0, 0005	0,19648	±0, 00002	0,11114	±0, 00001	0,91422	±0, 00009	2455260.4964991	±0, 0000007

Fonte: O autor.

Tabela 4 – Esta tabela é uma continuação da tabela 3. Da esquerda para a direita temos o identificador do satélite CoRoT; a inclinação da órbita do sistema binário em relação a um observador na terra seguida pelo erro na medida; a excentricidade da órbita seguida pelo erro na medida e o argumento do periastro seguido pelo erro na medida.

CoRoT ID	i	E.	e	E.	ω	E.
102617617	86,951	$\pm 0,009$	0,00017687	$\pm 0,00000007$	15,997	$\pm 0,007$
221646787	84,773	$\pm 0,008$	0,002774	$\pm 0,000001$	-87,48237	$\pm 0,00002$
315298027	84,750	$\pm 0,008$	0,04456	$\pm 0,00002$	1,7081	$\pm 0,0007$
104108751	84,377	$\pm 0,009$	0,007047	$\pm 0,000003$	13,945	$\pm 0,005$
102332227	79,368	$\pm 0,007$	0,00022174	$\pm 0,00000008$	-70,995	$\pm 0,008$
105812602	88,084	$\pm 0,008$	0,0003954	$\pm 0,0000002$	56,09	$\pm 0,04$
105976157	83,52	$\pm 0,02$	0,0000751	$\pm 0,0000001$	-7,2973	$\pm 0,0001$
315180882	83,916	$\pm 0,008$	0,13562	$\pm 0,00003$	63,40	$\pm 0,03$

Fonte: O autor.

Figura 118 – Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 102617617 .

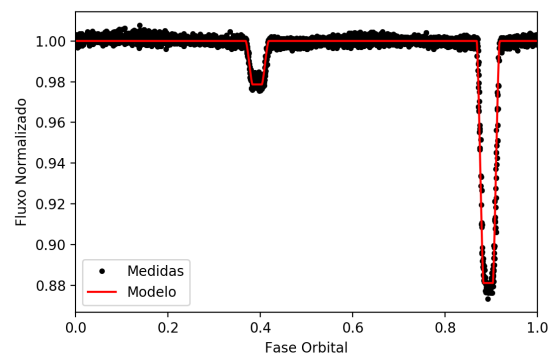


Figura 119 – Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 221646787.

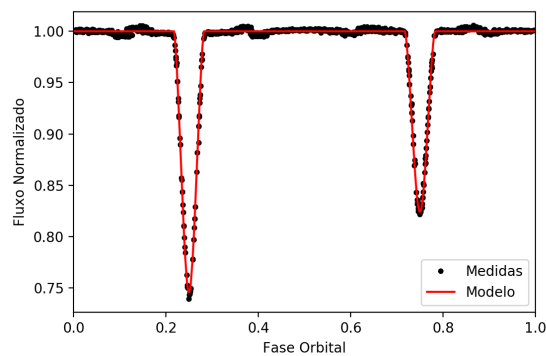


Figura 120 – Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 315298027.

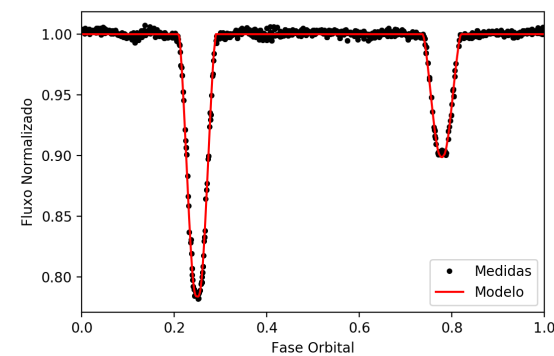


Figura 121 – Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 104108751.

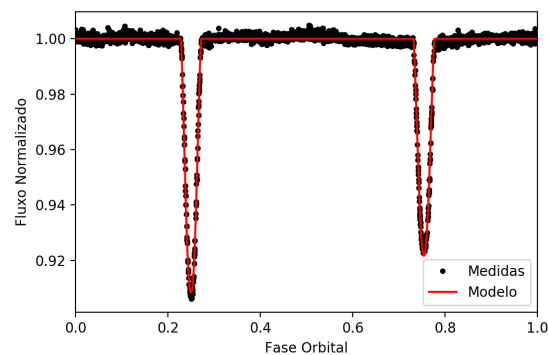


Figura 122 – Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 102332227.

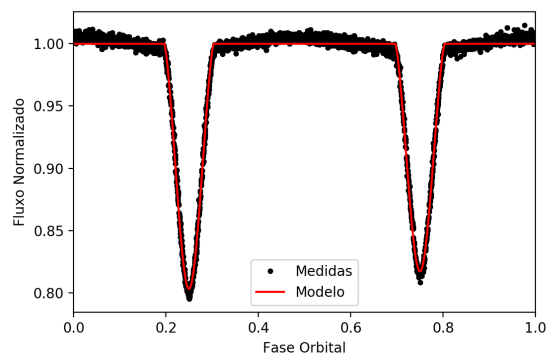


Figura 123 – Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 105812602.

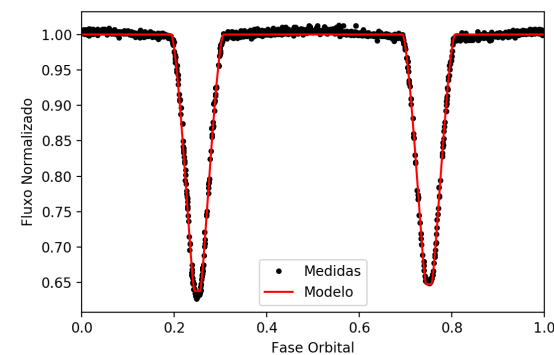


Figura 124 – Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 105976157.

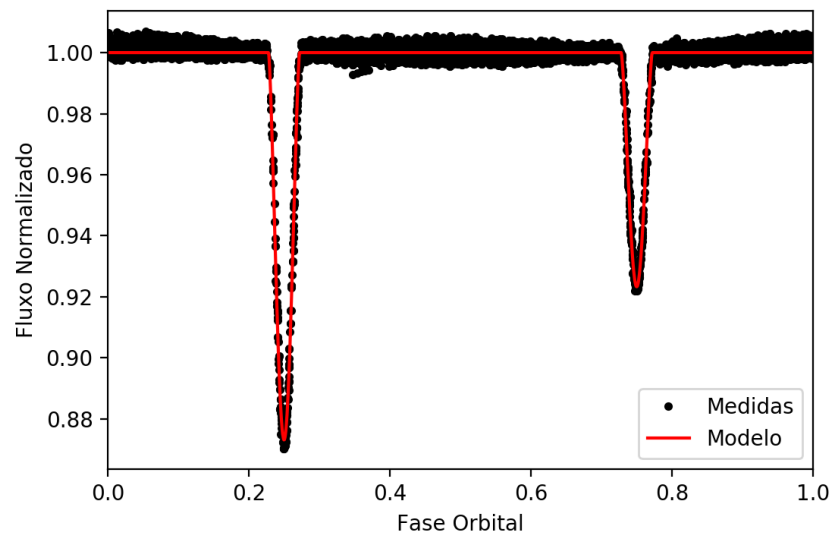
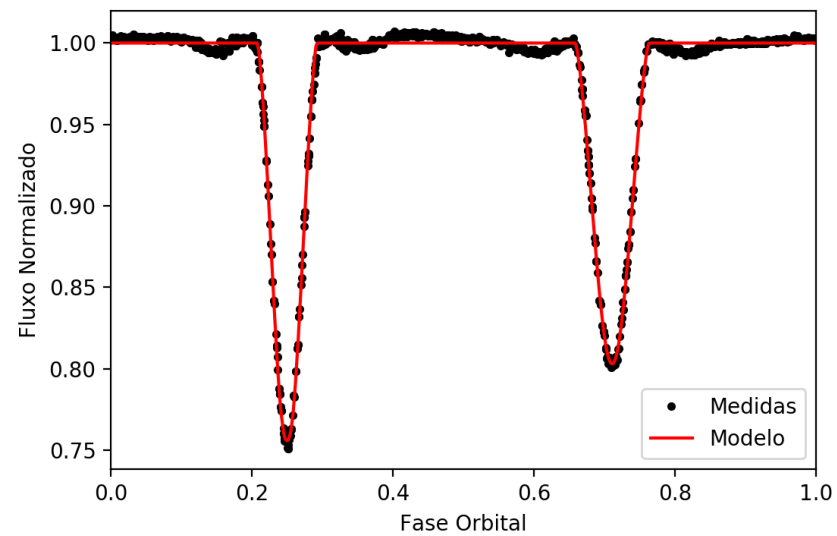


Figura 125 – Curva de luz (pontos em preto) e o ajuste para esta curva (linha vermelha) do sistema binário CoRoT ID 315180882.



4.8 VARIÁVEIS INTRÍNSECAS

Encontramos estrelas pertencentes a classe de variáveis intrínsecas. Nestes objetos ocorrem pulsações que podem ter caráter radial ou não radial e modos mistos de pulsação (BALONA; DASZYŃSKA-DASZKIEWICZ; PAMYATNYKH, 2015). As pulsações são responsáveis pela variação na luminosidade destes objetos. Variáveis com esta natureza alteram a temperatura e raio de forma periódica; isto é uma propriedade intrínseca do objeto (por isso conhecidas como variáveis intrínsecas) (JOSHI; JOSHI, 2015). Fazem parte deste grupo as RR Lyrae, Cefeida, Delta Scuti, etc (SIMONSEN, 2012). As variáveis intrínsecas se encontram na região conhecida como "faixa de instabilidade" do diagrama H-R (BAGLIN et al., 1973). A análise e tratamento das curvas de luz revelou um total de 12 variáveis neste grupo. Embora o objetivo central deste trabalho seja o estudo e a classificação de variáveis extrínsecas (binárias eclipsantes, por exemplo) descobrimos que dois objetos com características de variáveis intrínsecas do tipo RR Lyrae foram classificados na literatura como sendo objetos do tipo Mira Cet segundo Kukarkin et al. (1971); o objeto é a estrela CoRoT ID 104190253. O outro objeto foi classificado como Beta Lyrae, e é a estrela CoRoT ID 223977531 (KLAGYIVIK et al., 2013). Outras duas variáveis foram confirmadas como Cefeida de acordo com Khruslov (2009), sendo o objeto CoRoT ID 223989566 e Delta Scuti, sendo o objeto CoRoT ID 223929249 (KLAGYIVIK et al., 2013). Também determinamos o período de variabilidade para estes objetos. A tabela 5 mostra o identificador do CoRoT; as coordenadas de cada sistema; a campanha de observação; os períodos de pulsação e a classificação dos 4 objetos citados acima. A seguir detalhamos estes objetos.

4.8.1 CoRoT ID 104190253

A estrela CoRoT ID 104190253, também conhecida pelo identificador do GAIA DR2 44 79359695263289216 foi observada pelo satélite CoRoT durante a quarta campanha de longa duração, sentido centro da Via-Láctea e na direção da constelação de Áquila. No catálogo geral de estrelas variáveis de 1971 e 2017 de Kukarkin et al. (1971), Samus et al. (2017) respectivamente, este objeto aparece como sendo uma estrela variável do tipo Mira Cet, com um período em sua variação de 103,1 dias; já o trabalho de Benko (2016), mostra que possivelmente esta estrela foi classificada incorretamente. O algoritmo que possibilitou a correção da curva de luz dessa estrela calculou um período em sua variação que está com uma diferença significativa em relação com o que foi determinado em Kukarkin et al. (1971), mas está aproximadamente de acordo com o período encontrado por Sesar et al. (2017), que é cerca de 0,501735 dias. O tipo espectral para esta estrela de acordo com o catálogo Vizier, é A7V e sua magnitude aparente na banda R é 14,58. A figura 126 representa os gráficos que mostram a curva de luz e o diagrama de fase para esta estrela variável.

4.8.2 CoRoT ID 223977531

O objeto CoRoT ID 223977531 também conhecido por outros nomes de catálogo tais como, o 2MASS J06404832+0749393 e GAIA DR2 3133863642477172096 foi observado pelo CoRoT durante a primeira operação de curta duração, sentido anti-centro da galáxia e na direção da constelação de Monoceros. Usando o método de paralaxe a colaboração Gaia (2018), encontrou uma distância para o objeto (dada em Parsec) de 461,3610 pc, com um erro na medida de $\pm 7,5350$ pc. Na literatura, o período de variabilidade desta estrela, é de aproximadamente 0,617 dias e sua época de observação (BJD), é de aproximadamente 2454808,135 dias julianos (KLAGYIVIK et al., 2013). Ainda segundo Klagyivik et al. (2013), a provável classificação para este objeto, é que seja uma binária eclipsante do tipo Beta Lyrae. A figura 127 mostra os gráficos referentes à curva de luz para este objeto.

4.8.3 CoRoT ID 223989566

Essa estrela também tem como identificadores, 2MASS J06413457+0756396, GSC 00746-01186, [KCP2013] SR_a 01b16229 e GAIA DR2 3134229741190203520. Foi observada pelo CoRoT durante a primeira campanha de curta duração, sentido anti-centro da Via-Láctea e na direção da constelação de Monoceros. O período de variabilidade para esta estrela encontrado na literatura, é de 1,289 dias (KLAGYIVIK et al., 2013). A magnitude aparente da estrela na banda R é 11,92 (KLAGYIVIK et al., 2013). Segundo Khruslov (2009), este objeto estelar é uma Cefeida. A figura 128 mostra a curva de luz e o diagrama de fase para esta estrela variável.

4.8.4 CoRoT ID 223929249

Essa estrela também tem como identificadores 2MASS J06380305+0919016, [KCP2013] SR_a 01a12132 e GAIA DR2 3326788075853584128. Foi observada pelo satélite CoRoT durante duas campanhas (primeira e quinta operação e ambas de curta duração, sentido anti-centro da Via-Láctea e na direção da constelação de Monoceros). Através do método de paralaxe, Gaia (2018) encontrou uma distância para a estrela (medida em Parsec) de 2.096,8757 pc, com uma incerteza na medida de $\pm 136,3035$ pc. Na literatura, o período de variabilidade para este objeto é de 0,1348 dias; sua época de observação (BJD), é de 2.454.807,635 dias julianos (KLAGYIVIK et al., 2013). A magnitude aparente para a estrela na banda R de acordo com Klagyivik et al. (2013) é 13,60, e o seu tipo espectral é A5IV. De acordo com os resultados obtidos com o satélite GAIA, esta estrela tem um raio (dado em relação ao raio do Sol) de aproximadamente $5,08R_{\odot}$. O trabalho de Klagyivik et al. (2013) classifica esta variável como Delta Scuti. A figura 129 mostra a curva de luz e o diagrama de fase para esta estrela variável do tipo Delta Scuti.

Figura 126 – Curva de luz do objeto CoRoT ID 104190253. O objeto é provavelmente uma estrela do tipo RR Lyrae.

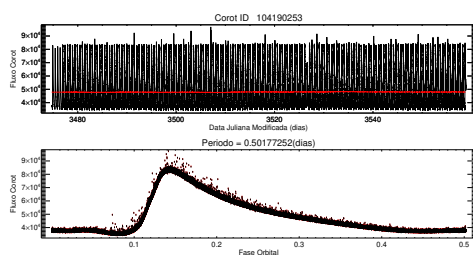


Figura 127 – Curva de luz de uma provável estrela do tipo RR Lyrae. O Objeto tem CoRoT ID 223977531.

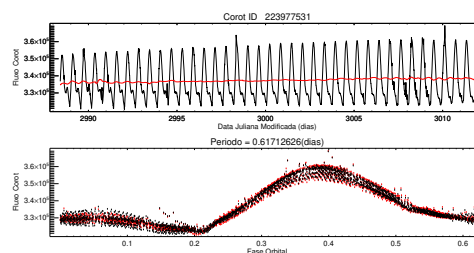


Figura 128 – A imagem representa a curva de luz do objeto CoRoT ID 223989566. Este objeto é provavelmente uma estrela do tipo Cefeida.

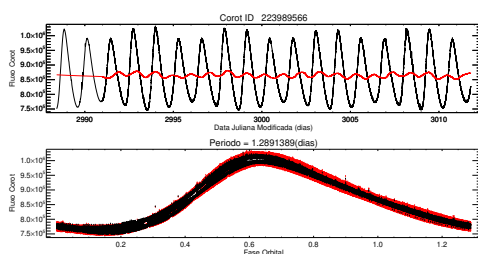


Figura 129 – Curva de luz do objeto CoRoT ID 223929249. A estrela é uma provável Delta Scuti.

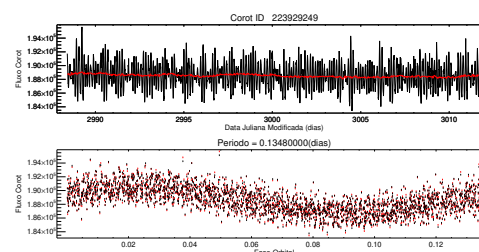


Tabela 5 – Variáveis intrínsecas encontradas pelo CoRoT e utilizadas nessa dissertação.

CoRoT ID	RA	DEC	Run	$P_{pul}(dias)$	Tipo
104190253	18:33:47,35	+09:06:58,56	LR_c04	0,50177252	RR Lyrae
223977531	06:40:48,32	+07:49:39,31	SR_a01	0,61712626	RR Lyrae
223989566	06:41:34,57	+07:56:39,57	SR_a01	1,2891389	Cefeida
223929249	06:38:03,04	+09:19:01,72	SR_a01 e SR_a05	0,13480000	Delta scuti

Fonte: O autor.

CONCLUSÃO

O objetivo central deste trabalho foi a elaboração de um catálogo de sistemas binários com as curvas de luz cromáticas da missão CoRoT. O problema se mostrou mais complexo do que o previsto. Para lidar com a catalogação, se faz necessário aplicar algoritmos rigorosos, seja para remover efeitos sistemáticos presentes nas curvas de luz, ou para fazer a modelagem das curvas de luz que foram corrigidas com a finalidade de obter parâmetros físicos dos objetos estelares. No que diz respeito à correção das curvas foi utilizado o algoritmo de "remoção de efeitos sistemáticos em sinais periódicos simétricos"¹, baseado no modelo de (PLAVCHAN et al., 2008). Esse algoritmo se mostrou robusto frente ao problema encontrado. O algoritmo de correção foi capaz de produzir resultados satisfatórios em comparação com outros códigos presentes na literatura que são empregados com a mesma finalidade. Também é importante destacar que, o algoritmo de modelagem², produziu resultados esperados de parâmetros físicos para os sistemas de binárias eclipsantes do tipo destacado. O algoritmo que foi escrito na linguagem Python, usa a técnica *ellc* para a modelagem das curvas de luz de sistemas binários sem troca de matéria (MAXTED, 2016). A vantagem da técnica consiste em sua rapidez e eficiência para a obtenção de parâmetros físicos das estrelas em um sistema binário eclipsante, já que a modelagem é feita de forma automática.

A determinação do período orbital relacionado com binárias eclipsantes, e também o período de pulsação para estrelas variáveis intrínsecas, os quais somados, totalizam 276 alvos, foi um dos objetivos alcançados neste trabalho. Também é importante destacar que, deste total, 29 sistemas binários eclipsantes determinados neste trabalho eram inéditos na literatura. Pretendemos estudá-los com mais ênfase no futuro. Outro objetivo importante alcançado, foi a classificação de 273 alvos. A classificação permitiu determinar o tipo de sistema binário em que as estrelas se encontram e também conhecer a provável morfologia do sistema. É importante frisar que, para a maioria desses sistemas binários, ainda não existe uma classificação criteriosa na literatura. Neste trabalho reclassificamos duas estrelas variáveis como do tipo RR Lyrae, são elas: CoRoT ID 104190253 e CoRoT ID 223977531. Elas estão classificadas como Mira Cet e Beta Lyrae respectivamente na literatura.

Testamos o uso do *PHOEBE* (acrônimo em inglês para PHysics Of Eclipsing BinariEs) proposto por Prša et al. (2016), um algoritmo que foi criado exclusivamente para a modelagem de sistemas binários eclipsantes do tipo Algol, Sem-contato, W UMa, e Beta Lyrae; em que, consiste basicamente na formação de uma curva de luz sintética que será ajustada aos dados originais através da alteração nos valores de parâmetros físicos estelares inicialmente inseridos e que quanto maior a precisão dos valores para os parâmetros, mais rapidamente é feito

¹ Algoritmo de autoria do Dr. Rodrigo Carlos Bouffleur. O algoritmo foi obtido por meio de comunicação pessoal em 15 de Novembro de 2018.

² Algoritmo de autoria do Dr. Rodrigo Carlos Bouffleur. O algoritmo foi obtido por meio de comunicação pessoal em 10 de Agosto de 2019.

o ajuste; sendo que, não é necessário inserir de imediato como parâmetro de entrada o valor da velocidade radial. Para testar a robustez da determinação da soma das massas sem o uso da velocidade radial, foi feito então a modelagem da curva de luz para um sistema binário conhecido da plataforma CALEB, que possuía o valor de ambas as massas; os resultados obtidos para outros parâmetros foram similares, já o resultado para a soma das massas não foi o esperado. O algoritmo *PHOEBE* é bem confiável para extrair resultados, desde que todos os parâmetros essenciais sejam inseridos para uma boa modelagem. A versão do *PHOEBE* utilizada para a modelagem, continha uma desvantagem. A desvantagem da técnica está associada com o tempo gasto para a modelagem de cada curva de luz, haja vista que tal modelagem é feita de forma mecânica; é preciso alterar sucessivas vezes os parâmetros de entrada até que seja adquirido um bom ajuste. Futuramente está previsto uma versão do *PHOEBE* que realiza a modelagem de uma curva de luz de forma automática; sendo assim, o *PHOEBE* se tornará uma ferramenta importante, pois o algoritmo pode ser usado sem restrições tanto em sistemas binários desacoplados quanto em sistemas binários fortemente acoplados. Como perspectiva futura (trabalho de doutorado), pretendemos medir a velocidade radial de alguns alvos, de modo a determinar a massa individual de cada estrela nestes sistemas binários.

REFERÊNCIAS

- ABRAHAM, Z. *Astrofísica Estelar*. 2016. Disponível em: <http://www.astro.iag.usp.br/~damireli/aga293/Cap3.pdf>. Acesso em: 16 de julho 2019.
- AITKEN, R. G. Spectroscopic Binary Stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 10, n. 60, p. 26, fev. 1898.
- ALMEIDA, L. A. d. *Atividade nas secundárias de variáveis Cataclísmicas*. Dissertação (Mestrado) — INPE, São Paulo, 2009.
- AMORIM, R. R. *Candidatos a variáveis Cataclísmicas magnéticas com polarização baixa*. Dissertação (Mestrado) — INPE, São Paulo, 2011.
- ANDRONOV, I. L. Phenomenological modeling of the light curves of algol-type eclipsing binary stars. *Astrophysics*, v. 55, n. 4, p. 536–550, dez. 2012.
- ARCHDEACON, T. J. *Correlation and regression analysis: a historian's guide*. [S.l.]: Univ of Wisconsin Press, 1994.
- ARGYLE, R. W. *Observing and measuring visual double stars*. [S.l.]: Springer, 2012.
- BAGLIN, A. et al. Scientific Objectives for a Minisat: CoRoT. In: Fridlund, M. et al. (Ed.). *The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding*. [S.l.: s.n.], 2006. (ESA Special Publication, v. 1306), p. 33.
- BAGLIN, A. et al. Delta Scuti stars. *Astronomy and Astrophysics*, v. 23, p. 221, mar. 1973.
- BAGLIN, A. et al. II.1 The CoRoT observations. In: _____. *The CoRoT Legacy Book: The Adventure of the Ultra High Precision Photometry from Space*. [S.l.: s.n.], 2016. p. 29.
- BALONA, L. A.; DASZYŃSKA-DASZKIEWICZ, J.; PAMYATNYKH, A. A. Pulsation frequency distribution in δ Scuti stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 452, n. 3, p. 3073–3084, set. 2015.
- BARBLAN, F. et al. Physical parameters of the Algol system TZ Eridani from simultaneous analysis of Geneva 7-colour light curves. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, v. 132, p. 367–379, nov. 1998.
- BARGE, P. et al. CoRoT: pioneer space mission for exoplanet transit search. In: Sun, Y.-S.; Ferraz-Mello, S.; Zhou, J.-L. (Ed.). *Exoplanets: Detection, Formation and Dynamics*. [S.l.: s.n.], 2008. (IAU Symposium, v. 249), p. 3–16.
- BARGE, P. et al. Photometric Search for Transiting Planets. In: Fridlund, M. et al. (Ed.). *The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding*. [S.l.: s.n.], 2006. (ESA Special Publication, v. 1306), p. 83.
- BASKILL, D. S.; WHEATLEY, P. J.; OSBORNE, J. P. The complete set of ASCA X-ray observations of non-magnetic cataclysmic variables. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 357, n. 2, p. 626–644, fev. 2005. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2005.08677.x>>.
- BATTEN, A. H. *Binary and multiple systems of stars*. [S.l.: s.n.], 1973.

- BATTEN, A. H. Two Centuries of Study of Algol Systems. *Space Science Reviews*, v. 50, n. 1-2, p. 1–8, jun. 1989.
- BATTEN, A. H.; FLETCHER, J. M.; MACCARTHY, D. G. Catalogue of the orbital elements of spectroscopic binary systems : 8 : 1989. *Publications of the Dominion Astrophysical Observatory Victoria*, v. 17, p. 1, jan. 1989.
- BAUDIN, M. *Nelder-Mead User's Manual*. 2010. Disponível em: <https://www.scilab.org/sites/default/files/neldermead.pdf>. Acesso em: 30 de julho 2019.
- BEER, A. The masses of spectroscopic binaries. *Vistas in Astronomy*, Elsevier, v. 2, p. 1387–1407, 1956.
- BELLONI, T. et al. ROSAT observation of the boundary layer between the white dwarf and the accretion disk of VW Hydri. *Astronomy and Astrophysics*, v. 246, p. L44, jun. 1991.
- BENKO, J. M. V620 Oph = CoRoT 104190253 - a misclassified RR Lyrae star. *Information Bulletin on Variable Stars*, v. 6189, p. 1, nov. 2016.
- BERGMANN, T. S. *Buracos negros*. 2011. Disponível em: <http://www.if.ufrgs.br/~thaisa/buracos-negros/>. Acesso em: 02 de abril 2019.
- BINNENDIJK, L. The orbital elements of W Ursae Majoris systems. *Vistas in Astronomy*, v. 12, p. 217–256, jan. 1970.
- BISCHOFF, R. et al. Radial velocity measurements and orbit determination of eight single-lined spectroscopic binary systems. *Astronomische Nachrichten*, v. 338, n. 6, p. 671–679, jul. 2017.
- BÖHM-VITENSE, E. *Introduction to Stellar Astrophysics: Volume 1, Basic Stellar Observations and Data*. [S.l.]: Cambridge University Press, 1989.
- BOISNARD, L. et al. Mission Profile. In: Fridlund, M. et al. (Ed.). *The CoRoT Mission Pre-Launch Status - Stellar Seismology and Planet Finding*. [S.l.: s.n.], 2006. (ESA Special Publication, v. 1306), p. 465.
- BONNEAU, D.; MILLOUR, F.; MEILLAND, A. Observation of Double Star by Long Baseline Interferometry. In: *EAS Publications Series*. [S.l.: s.n.], 2014. (EAS Publications Series, v. 69-70), p. 335–372.
- BOUCHY, F. et al. Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. XV. CoRoT-15b: a brown-dwarf transiting companion. *Astronomy and Astrophysics*, v. 525, p. A68, jan. 2011.
- BOUFLEUR, R. C. *A busca de exoplanetas com as curvas de luz do CoRoT*. Dissertação (Mestrado) — Programa de Pós Graduação em Astronomia, Observatório Nacional, Rio de Janeiro, 2012.
- BOUFLEUR, R. C. *Procura de exoplanetas em curvas de luz cromáticas do satélite CoRoT*. 135 f. Tese (Doutorado em Astronomia) — Programa de Pós Graduação em Astronomia, Observatório Nacional, Rio de Janeiro, 2017.
- BOUFLEUR, R. C. et al. A modified CoRoT detrend algorithm and the discovery of a new planetary companion. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 473, n. 1, p. 710–720, jan. 2018.

- BRADSTREET, D. H. Fundamentals of Solving Eclipsing Binary Light Curves Using Binary Maker 3. *Society for Astronomical Sciences Annual Symposium*, v. 24, p. 23, maio 2005.
- BRAGA, M. *Efeito Doppler*. 2018. Disponível em: http://www.if.ufrgs.br/mpef/mef008/mef008_02/Marcia/index%20html%20pg3.html. Acesso em: 17 março 2019.
- BRAU, J. E. *Spectroscopy*. 2016. Disponível em: <https://pages.uoregon.edu/jimbrau/astr122/Notes/Chapter4.html>. Acesso em: 18 de junho 2019.
- CALEB. *Stars by Binary Type*. 2004. Disponível em: http://caleb.eastern.edu/query_stars_by_type.php. Acesso em: 23 de junho 2019.
- CAMENZIND, M. *Compact objects in astrophysics*. [S.l.]: Springer, 2007.
- CARROLL, B. W.; OSTLIE, D. A. *An Introduction to Modern Astrophysics*. [S.l.: s.n.], 1996.
- CHAISSON, E.; MCMILLAN, S. *Astronomy: a beginner's guide to the universe*. [S.l.]: Prentice Hall, 1998.
- CHAMEL, N.; HAENSEL, P. Physics of neutron star crusts. *Living Reviews in Relativity*, v. 11, n. 1, p. 10, dez. 2008. ISSN 1433-8351. Disponível em: <<https://doi.org/10.12942/lrr-2008-10>>.
- CNES. *Corot*. 2006. Disponível em: <https://corot.cnes.fr/en/COROT/index.htm>. Acesso em: 23 de junho 2019.
- COLUMBIA, U. *Identifying Elements in the Sun Using Spectral Lines*. 2019. Disponível em: <http://www.columbia.edu/~vjd1/Solar%20Spectrum%20Ex.html>. Acesso em: 21 de junho 2019.
- CONROY, K. E. et al. Kepler eclipsing binary stars. iv. Precise eclipse times for close binaries and identification of candidate three-body systems. *The Astronomical Journal*, IOP Publishing, v. 147, n. 2, p. 45, jan. 2014. Disponível em: <<https://doi.org/10.1088%2F0004-6256%2F147%2F2%2F45>>.
- CONSELICE, C. J. et al. The Evolution of Galaxy Number Density at $z < 8$ and Its Implications. *The Astrophysical Journal*, v. 830, p. 83, out. 2016.
- COROT, T. VizieR Online Data Catalog: CoRoT observation log (N2-4.4) (CoRoT 2016). *VizieR Online Data Catalog*, p. B/corot, mar. 2016.
- COUTEAU, P. *Observing visual double stars*. [S.l.: s.n.], 1981.
- CROPPER, M. The Polars. *Space Science Reviews*, v. 54, p. 195–295, dez. 1990.
- CSIZMADIA, S. et al. Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. XXVIII. CoRoT-33b, an object in the brown dwarf desert with 2:3 commensurability with its host star. *Astronomy and Astrophysics*, v. 584, p. A13, dez. 2015.
- DAL-PINO, E. M. d. G. *Sistemas binários estelares*. 2010. Disponível em: <http://astroweb.iag.usp.br/~dalpino/AGA215/APOSTILA/cap09cor.pdf>. Acesso em: 17 de março 2019.

DAL-PINO, E. M. d. G. *Leis de Kepler do movimento planetário*. 2019. Disponível em: <http://astroweb.iag.usp.br/~dalpino/AGA215/NOTAS-DE-AULA/MecSSolarII-Bete.pdf>. Acesso em: 28 de março 2019.

DANBY, J. *Fundamentals of celestial mechanics*. [S.l.: s.n.], 1962.

DE GOIS, G. *A Detecção de Exoplanetas*. 66 f. Monografia (Graduação em Bacharelado em Física) — Departamento de Física, Universidade Estadual de Ponta Grossa, Ponta Grossa, 2017.

DELEUIL, M. et al. Planets, candidates, and binaries from the CoRoT/Exoplanet programme. The CoRoT transit catalogue. *Astronomy and Astrophysics*, v. 619, p. A97, nov. 2018.

EGGEN, O. J. An eighteenth century discussion of Algol. *The Observatory*, v. 77, p. 191–197, out. 1957.

EGGEN, O. J. Masses of Visual Binary Stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 5, p. 105, jan. 1967.

EGGLETON, P. P. Approximations to the radii of Roche lobes. *Astrophysical Journal*, v. 268, p. 368–369, maio 1983.

ESA. *COROT's two eyes*. 2006. Disponível em: https://www.esa.int/spaceinimages/Images/2006/11/COROT_s_two_eyes. Acesso em: 23 de junho 2019.

FINDLING, R. *Savitzky-Golay Filters: Approximating Time Series using Polygons with an Example in R*. 2017. Disponível em: <https://geekoverdose.wordpress.com/2017/08/06/savitzky-golay-filters-approximating-time-series-with-polygons/>. Acesso em: 01 de julho 2019.

FOREMAN, D. *Fitting a Model to Data*. 2012. Disponível em: <https://emcee.readthedocs.io/en/latest/tutorials/line/>. Acesso em: 30 de julho 2019.

FOWLES, G. R. *Introduction to modern optics*. [S.l.]: Courier Corporation, 1989.

GAIA, C. VizieR Online Data Catalog: Gaia DR2 (Gaia Collaboration, 2018). *VizieR Online Data Catalog*, p. I/345, abr. 2018.

GAIA, C. et al. Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties. *Astronomy and Astrophysics*, v. 616, p. A1, ago. 2018.

GILLILAND, R. L. Hydrodynamical modeling of mass transfer from cataclysmic variable secondaries. *Astrophysical Journal*, v. 292, p. 522–534, maio 1985.

GIOVANNELLI, F. Cataclysmic Variables: A Review. *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics Supplement*, v. 8, p. 237–258, out. 2008.

GODERYA, S. N.; LEUNG, K. C.; SCHMIDT, E. G. A Photometric Study of V508 Cygni. *Astronomical Journal*, v. 110, p. 346, jul. 1995.

GROTSCH-NOELS, A.; DEHEUVELS, S.; TEAM, C. IV.1 Insights on the internal structure of stars as provided by seismology. In: _____. *The CoRoT Legacy Book: The Adventure of the Ultra High Precision Photometry from Space*. [S.l.: s.n.], 2016. p. 181.

- GRZIWA, S.; PÄTZOLD, M.; CARONE, L. The needle in the haystack: searching for transiting extrasolar planets in CoRoT stellar light curves. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 420, n. 2, p. 1045–1052, fev. 2012.
- GUINAN, E. F. Algol, Beta Lyrae, and W Serpentis: Some new results for three well studied eclipsing binaries. *Space Science Reviews*, v. 50, n. 1-2, p. 35–49, jun. 1989.
- HAAFTEN, L. M. van et al. The evolution of ultracompact X-ray binaries. *Astronomy and Astrophysics*, v. 537, p. A104, jan. 2012.
- HACHISU, I.; KATO, M.; NOMOTO, K. The delay-time distribution of type ia supernovae and the single-degenerate model. *The Astrophysical Journal*, IOP Publishing, v. 683, n. 2, p. L127–L130, jul. 2008. Disponível em: <<https://doi.org/10.1086%2F591646>>.
- HAJDU, T. et al. A search for tight hierarchical triple systems amongst the eclipsing binaries in the CoRoT fields. *Monthly Notices of the Royal Astronomy Society*, v. 471, n. 1, p. 1230–1245, out. 2017.
- HALLIDAY, D.; RESNICK, R.; WALKER, J. Fundamentos de física, vol. 4: óptica e física moderna. *Livros Técnicos e Científicos Editora*, 2009.
- HARWIT, M. The unfinished history of planet searches. In: _____. *Planets Outside the Solar System: Theory and Observations*. Dordrecht: Springer Netherlands, 1999. p. 3–12. ISBN 978-94-011-4623-4. Disponível em: <https://doi.org/10.1007/978-94-011-4623-4_1>.
- HATZES, A. P. et al. The Mass of CoRoT-7b. *Astrophysical Journal*, v. 743, p. 75, dez. 2011.
- HEINTZ, W. D. *Double stars*. [S.l.: s.n.], 1978.
- HEKKER, S. et al. Characteristics of solar-like oscillations in red giants observed in the CoRoT exoplanet field. *Astronomy and Astrophysics*, v. 506, p. 465–469, out. 2009.
- HERSCHEL, W. Catalogue of 500 New Nebulae, Nebulous Stars, Planetary Nebulae, and Clusters of Stars; With Remarks on the Construction of the Heavens. *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series I*, v. 92, p. 477–528, jan. 1802.
- HOGG, D. W.; BOVY, J.; LANG, D. Data analysis recipes: Fitting a model to data. *arXiv e-prints*, p. arXiv:1008.4686, ago. 2010.
- HUANG, S.-S. An Interpretation of Beta Lyrae. *Astrophysical Journal*, v. 138, p. 342, ago. 1963.
- IBANOGLU, C.; GÜLMEN, Ö. Photometric orbit of KP Aquilae. *Astronomy and Astrophysics*, v. 35, p. 487–490, out. 1974.
- IBEN-ICKO, J. Stellar Evolution Within and off the Main Sequence. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 5, p. 571, jan. 1967.
- JATENCO-PEREIRA, V. *Estrelas II*. 2017. Disponível em: http://www.astro.iag.usp.br/~aga210/pdf_2017a/Estrelas_2_2017.pdf. Acesso em: 17 de março 2019.
- JIANG, D. et al. Energy transfer and its effects on the secondaries in W Ursae Majoris type contact binaries. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 396, p. 2176–2182, jul. 2009.

JIANG, D.; HAN, Z.; LI, L. The detached-binary channel for the formation of contact binaries. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 438, n. 1, p. 859–868, fev. 2014.

JORDI, C. et al. Effective Temperature Determination of Eclipsing Binaries. In: Bonnet, R. M. et al. (Ed.). *Hipparcos - Venice '97*. [S.l.: s.n.], 1997. (ESA Special Publication, v. 402), p. 409–412.

JOSHI, S.; JOSHI, Y. C. Asteroseismology of Pulsating Stars. *Journal of Astrophysics and Astronomy*, v. 36, n. 1, p. 33–80, mar. 2015.

KALLRATH, J.; MILONE, E. F.; WILSON, R. *Eclipsing binary stars: modeling and analysis*. [S.l.]: Springer, 2009.

KAMP, P. van de. Double Stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 73, n. 435, p. 389, dez. 1961.

KAMP, P. van de. Unseen astrometric companions of stars. *Annual review of astronomy and astrophysics*, v. 13, p. 295–333, jan. 1975.

KARAMI, K.; MOHEBI, R. Velocity Curve Analysis of Spectroscopic Binary Stars AI Phe, GM Dra, HD 93917 and V502 Oph by Nonlinear Regression. *Chinese Journal of Astronomy and Astrophysics*, v. 7, p. 558–564, ago. 2007.

KARTTUNEN, H. et al. *Fundamental astronomy*. [S.l.]: Springer, 2016.

KATOH, N. et al. Determination of Orbital Elements of Spectroscopic Binaries Using High-dispersion Spectroscopy. *The Astronomical Journal*, v. 145, n. 2, p. 41, fev. 2013.

KHRUSLOV, A. V. Three New Double-Mode Variables, Pulsating in First and Second Overtone Modes. *Peremennye Zvezdy Prilozhenie*, v. 9, n. 31, p. 31, nov. 2009.

KJURKCHIEVA, D. P. et al. Spectroscopic and Photometric Observations of the Short-Period RS CVn-Type Star UV Piscium. *The Astronomical Journal*, v. 129, n. 2, p. 1084–1095, fev. 2005.

KLAGYIVIK, P. et al. Variability Survey in the CoRoT SRa01 Field: Implications of Eclipsing Binary Distribution on Cluster Formation in NGC 2264. *The Astrophysical Journal*, v. 773, n. 1, p. 54, ago. 2013.

KNIGGE, C. The Evolution of Cataclysmic Variables. In: Schmidtbreick, L.; Schreiber, M. R.; Tappert, C. (Ed.). *Evolution of Compact Binaries*. [S.l.: s.n.], 2011. (Astronomical Society of the Pacific Conference Series, v. 447), p. 3.

KOESTER, D.; CHANMUGAM, G. Review: Physics of white dwarf stars. *Reports on Progress in Physics*, v. 53, p. 837–915, jul. 1990.

KOPAL, Z. The classification of close binary systems. *Annales d'Astrophysique*, v. 18, p. 379, jan. 1955.

KOVÁCS, G.; ZUCKER, S.; MAZEH, T. A box-fitting algorithm in the search for periodic transits. *Astronomy and Astrophysics*, v. 391, p. 369–377, ago. 2002.

KREINER, J. M. et al. Investigation of the semidetached eclipsing binary RZ Draconis. *Astronomy and Astrophysics*, v. 285, p. 459–466, maio 1994.

- KUKARKIN, B. V. et al. The third edition containing information on 20437 variable stars discovered and designated till 1968. *General Catalogue of Variable Stars*, p. 0, Jan. 1971.
- LACY, C. H.; POPPER, D. M. Absolute dimensions and masses of eclipsing binaries. IV. EE Pegasi is a triple star. *Astrophysical Journal*, v. 281, p. 268–275, jun. 1984.
- LÉGER, A. et al. Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. VIII. CoRoT-7b: the first super-Earth with measured radius. *Astronomy and Astrophysics*, v. 506, p. 287–302, out. 2009.
- LINNELL, A. P. Progress on a model for Lyrae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 319, n. 1, p. 255–266, nov. 2000. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://dx.doi.org/10.1046/j.1365-8711.2000.03898.x>>.
- LINNELL, A. P. et al. The anomalous accretion disk of the cataclysmic variable RW sextantis. *The Astrophysical Journal*, IOP Publishing, v. 719, n. 1, p. 271–286, jul. 2010. Disponível em: <<https://doi.org/10.1088%2F0004-637x%2F719%2F1%2F271>>.
- LIRA, S. R. d. *Análise wavelet em curvas de luz estelares de sistemas binários da missão espacial CoRoT*. Dissertação (Mestrado) — Universidade Federal do Rio Grande do Norte, Natal, 2015.
- LIU, Q. Z.; PARADIJS, J. van; HEUVEL, E. P. J. van den. A catalogue of low-mass X-ray binaries. *Astronomy e Astrophysics*, v. 368, p. 1021–1054, mar. 2001.
- LU, W. A Truly Triple System DI Pegasi. *Acta Astronomica*, v. 42, p. 73–84, abr. 1992.
- MACIEL, S. C. *Sistemas binários eclipsantes na missão CoRoT*. 113 f. Tese (Doutorado em Física) — Departamento de Física Teórica e Experimental, Universidade Federal do Rio Grande do Norte, Natal, 2011.
- MARDIROSSIAN, F. et al. Revised photometric elements of five possible sd-d systems. *Astronomy and Astrophysics*, v. 39, p. 235–243, fev. 1980.
- MASON, K. O. X-Ray Emission from Cataclysmic Variables. *Space Science Reviews*, v. 40, p. 99–115, fev. 1985.
- MATHWORKS. *Fitting Data With A Sudden Discontinuity*. 2016. Disponível em: https://www.mathworks.com/matlabcentral/fileexchange/27783-fitting-data-with-a-sudden-discontinuity?s_tid=prof_contriblnk. Acesso em: 01 de julho 2019.
- MATIJEVIČ, G. et al. Double-lined Spectroscopic Binary Stars in the Radial Velocity Experiment Survey. *The Astronomical Journal*, v. 140, n. 1, p. 184–195, jul. 2010.
- MAXTED, P. F. L. ellc: A fast, flexible light curve model for detached eclipsing binary stars and transiting exoplanets. *Astronomy and Astrophysics*, v. 591, p. A111, jun. 2016.
- MAXTED, P. F. L. et al. Precise mass and radius measurements for the components of the bright solar-type eclipsing binary star V1094 Tauri. *Astronomy e Astrophysics*, v. 578, p. A25, jun. 2015.
- MCKELVEY, J. P.; GROUCH, H. Física vol. 4. *Editora Harbra*, 1981.
- MEIER, D. L. The theory and simulation of relativistic jet formation: towards a unified model for micro and macroquasars. *New Astronomy Reviews*, v. 47, p. 667–672, out. 2003.

- MILONE, E. F. *Light curve modeling of eclipsing binary stars*. [S.l.]: Springer, 1993.
- MIRABEL, F. The formation of stellar black holes. *New Astronomy Reviews*, v. 78, p. 1–15, ago. 2017.
- MORAES-JUNIOR, M. C. V. d. *Um estudo estatístico de novas clássicas*. Dissertação (Mestrado) — Universidade de São Paulo, São Paulo, 2006.
- MORGAN, N.; SAUER, M.; GUINAN, E. New Light Curves and Period Study of the Contact Binary W Ursae Majoris. *Information Bulletin on Variable Stars*, v. 4517, p. 1, set. 1997.
- MOSSER, B. et al. Red-giant seismic properties analyzed with CoRoT. *Astronomy and Astrophysics*, v. 517, p. A22, jul. 2010.
- NAKAMURA, O. *Difração*. 2015. Disponível em: <http://www2.fis.ufba.br/~ossamu/fis4/textos/Difracao.pdf>. Acesso em: 18 de março 2019.
- NARITA, E.; SCHROEDER, K. P.; SMITH, R. C. Light curve and physical parameters of the Algol-type binary TW Cas. *The Observatory*, v. 121, p. 308–315, out. 2001.
- NASA. *Astronomy Picture of the Day*. 2000. Disponível em: <https://apod.nasa.gov/apod/ap001006.html>. Acesso em: 18 de junho 2019.
- NASA. *Binary Stars*. 2015. Disponível em: https://imagine.gsfc.nasa.gov/educators/lessons/time/binary_stars.html. Acesso em: 17 de junho 2019.
- NASA. *Introduction to Cataclysmic Variables (CVs)*. 2017. Disponível em: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/objects/cvs/cvstext.html>. Acesso em: 21 de junho 2019.
- NELEMANS, G. et al. The formation of cataclysmic variables: The influence of nova eruptions. *The Astrophysical Journal*, American Astronomical Society, v. 817, n. 1, p. 69, jan. 2016. Disponível em: <<https://doi.org/10.3847%2F0004-637x%2F817%2F1%2F69>>.
- OGLE. *OGLE-III Catalog of Variable Stars*. 2018. Disponível em: <http://ogledb.astrouw.edu.pl/~ogle/CVS/>. Acesso em: 23 de junho 2019.
- OLIVEIRA, C. M. d. *Estrelas variáveis*. 2010. Disponível em: <http://www.astro.iag.usp.br/~jane/aga215/apostila/cap13.pdf>. Acesso em: 17 de março 2019.
- OLIVEIRA, K. d.; SARAIVA, M. d. F. *Astronomia e Astrofísica*. [S.l.]: São Paulo: Livraria da Física, 2013.
- OPENSTAX. *Astronomy*. 2016. Disponível em: https://cnx.org/contents/LnN76Opl@10.1:_45u6IpQ@4/Introduction. Acesso em: 18 de junho 2019.
- PABICH, J.; BEDNAREK, W. X-rays and γ -rays from cataclysmic variables: the example case of intermediate polar V1223 Sgr. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 411, n. 3, p. 1701–1706, fev. 2011. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1111/j-1365-2966.2010.17800.x>>.
- PACZYŃSKI, B. Evolutionary Processes in Close Binary Systems. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 9, p. 183, jan. 1971.

- PARVIAINEN, H. et al. Transiting exoplanets from the CoRoT space mission. XXV. CoRoT-27b: a massive and dense planet on a short-period orbit. *Astronomy and Astrophysics*, v. 562, p. A140, fev. 2014.
- PATTERSON, J. The DQ herculis stars. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, IOP Publishing, v. 106, p. 209, mar. 1994. Disponível em: <[https://doi.org/10-1086%2F133375](https://doi.org/10.1086%2F133375)>.
- PERCY, J. R. *Understanding Variable Stars*. [S.l.: s.n.], 2007.
- PEREIRA-JATENCO, V. *Estrelas variáveis*. 2010. Disponível em: <http://www.astro.iag.usp.br/~jane/aga215/apostila/cap13.pdf>. Acesso em: 17 de março 2019.
- PERRYMAN, M. *The Exoplanet Handbook*. [S.l.: s.n.], 2011.
- PI, Q.-f. et al. Magnetic Activity and Period Variation Studies of the Short-period Eclipsing Binaries. II. V1101 Her, AD Phe, and NSV 455 (J011636.15-394955.7). *Astrophysical Journal*, v. 154, p. 260, dez. 2017.
- PICKERING, E. C. Dimensions of the Fixed Stars, with especial reference to Binaries and Variables of the Algol type. *Astronomical register*, v. 19, p. 253–256, jan. 1881.
- PLAVCHAN, P. et al. Near-Infrared Variability in the 2MASS Calibration Fields: A Search for Planetary Transit Candidates. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 175, n. 1, p. 191–228, mar. 2008.
- POPHAM, R.; NARAYAN, R. Accretion Disk Boundary Layers in Cataclysmic Variables. I. Optically Thick Boundary Layers. *Astrophysical Journal*, v. 442, p. 337, mar. 1995.
- POPPER, D. M. Determination of Masses of Eclipsing Binary Stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 5, p. 85, jan. 1967.
- POPPER, D. M. Stellar masses. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 18, p. 115–164, jan. 1980.
- POPPER, D. M. et al. Properties of main-sequence eclipsing binaries : into the G stars with HS Aurigae, FL Lyrae and EW Orionis. *The Astronomical Journal*, v. 91, p. 383–404, fev. 1986.
- PRIBULLA, T. et al. The contact binary AW Ursae Majoris as a member of a multiple system. *Astronomy and Astrophysics*, v. 345, p. 137–148, maio 1999.
- PRIBULLA, T.; KREINER, J. M.; TREMKO, J. Catalogue of the field contact binary stars. *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, v. 33, p. 38–70, fev. 2003.
- PROKHOROV, A. *Fisher-F-distribution*. 2011. Disponível em: <https://www.encyclopediaofmath.org//index.php?title=Fisher-F-distribution&oldid=17380>. Acesso em: 01 de agosto 2019.
- PRŠA, A. et al. Physics Of Eclipsing Binaries. II. Toward the Increased Model Fidelity. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, v. 227, n. 2, p. 29, dez. 2016.
- PSALTIS, D. Accreting Neutron Stars and Black Holes: A Decade of Discoveries. *arXiv e-prints*, p. astro-ph/0410536, out. 2004.

- PUEBLA, R. E. P. *Sobre a Taxa de Transferência de Massa em Variáveis Cataclísmicas Quiescentes*. Tese (Doutorado) — Universidade de São Paulo, 2005.
- QUELOZ, D. et al. The CoRoT-7 planetary system: two orbiting super-Earths. *Astronomy and Astrophysics*, v. 506, p. 303–319, out. 2009.
- RATAJCZAK, M. et al. Absolute properties of the main-sequence eclipsing binary FM Leo. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 402, n. 4, p. 2424–2428, mar. 2010.
- REIG, P. Be/X-ray binaries. *Astrophysics and Space Science*, v. 332, p. 1–29, mar. 2011.
- RIBAS, I. et al. IUE Determination of Effective Temperatures in Early-Type Detached Eclipsing Binaries. In: Wamsteker, W.; Gonzalez Riestra, R.; Harris, B. (Ed.). *Ultraviolet Astrophysics Beyond the IUE Final Archive*. [S.l.: s.n.], 1998. (ESA Special Publication, v. 413), p. 349.
- ROBINSON, E. L. The structure of cataclysmic variables. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 14, p. 119–142, jan. 1976.
- ROUAN, D. et al. Searching for exosolar planets with the COROT space mission. *Physics and Chemistry of the Earth C*, v. 24, p. 567–571, out. 1999.
- SAMUS, N. N. et al. General catalogue of variable stars: Version GCVS 5.1. *Astronomy Reports*, v. 61, n. 1, p. 80–88, jan. 2017.
- SEAGER, S.; MALLEN-ORNELAS, G. A unique solution of planet and star parameters from an extrasolar planet transit light curve. *The Astrophysical Journal*, IOP Publishing, v. 585, n. 2, p. 1038–1055, mar. 2003. Disponível em: <<https://doi.org/10.1086%2F346105>>.
- SELLWOOD, J. A. *Dynamics of astrophysical discs*. [S.l.]: Cambridge University Press, 2004.
- SEAR, B. et al. Machine-learned Identification of RR Lyrae Stars from Sparse, Multi-band Data: The PS1 Sample. *The Astronomical Journal*, v. 153, n. 5, p. 204, maio 2017.
- SIMONSEN, M. *Variable Star Classification and Light Curves*. 2012. Disponível em: <https://www.aavso.org/files/Variable%20Star%20Classification%20and%20Light%20Curves%20Manual%202.1.pdf>. Acesso em: 16 de julho 2019.
- SION, E. White dwarfs in cataclysmic variables. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, [The University of Chicago Press, Astronomical Society of the Pacific], v. 111, n. 759, p. 532–555, 1999. ISSN 00046280, 15383873. Disponível em: <<http://www.jstor.org/stable/10.1086/316361>>.
- SMITH, D. A.; DHILLON, V. S. The secondary stars in cataclysmic variables and low-mass X-ray binaries. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 301, p. 767–781, dez. 1998.
- SMITH, R. C. Cataclysmic Variables. *arXiv e-prints*, p. astro-ph/0701654, jan. 2007.
- SOBRINHO, J. L. d. G. N. *Estrelas binárias e estrelas variáveis*. 2013. Disponível em: <http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/Publicacoes/Pub/Modulos/estrelas3.pdf>. Acesso em: 17 de março 2019.

SOUTHWORTH, J. Eclipsing Binary Stars: the Royal Road to Stellar Astrophysics. In: ARENOU, F.; HESTROFFER, D. (Ed.). *Orbital Couples: Pas de Deux in the Solar System and the Milky Way*. [S.l.: s.n.], 2012. p. 51–58.

SOUTHWORTH, J. et al. Orbital periods of cataclysmic variables identified by the SDSS – V. VLT, NTT and Magellan observations of nine equatorial systems. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 391, n. 2, p. 591–606, nov. 2008. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1111/j.1365-2966.2008.13932.x>>.

SOUTHWORTH, J. et al. Absolute dimensions of detached eclipsing binaries - I. The metallic-lined system WW Aurigae. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 363, n. 2, p. 529–542, out. 2005.

STAHLER, S. *The Birth of Star Clusters*. [S.l.]: Springer, 2018.

STERKEN, C.; JASCHEK, C. *Light Curves of Variable Stars, A Pictorial Atlas*. [S.l.: s.n.], 1996.

TOOKE, O. *Types of variables*. 2017. Disponível em: <https://www.aavso.org/types-variables>. Acesso em: 17 de março 2019.

TOUT, C. A.; HURLEY, J. R.; POLS, O. R. Evolution of binary stars and the effect of tides on binary populations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 329, n. 4, p. 897–928, fev. 2002. ISSN 0035-8711. Disponível em: <<https://doi.org/10.1046/j.1365-8711-2002.05038.x>>.

TOWNSLEY, D. M.; BILDSTEN, L. Theoretical modeling of the thermal state of accreting white dwarfs undergoing classical nova cycles. *The Astrophysical Journal*, IOP Publishing, v. 600, n. 1, p. 390–403, jan. 2004. Disponível em: <<https://doi.org/10.1086%2F379647>>.

UFRGS. *As anãs brancas*. 2016. Disponível em: <http://astro.if.ufrgs.br/estrelas/node8.htm>. Acesso em: 18 de junho 2019.

USP. *Parte III - A morte das estrelas*. 1999. Disponível em: <http://www.cdcc.usp.br/cda/aprendendo-superior/evolucao-estelar/estrela03.html>. Acesso em: 21 de junho 2019.

VERBUNT, F. Origin and evolution of x-ray binaries and binary radio pulsars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, v. 31, n. 1, p. 93–127, 1993. Disponível em: <<https://doi.org/10.1146/annurev.aa.31.090193.000521>>.

VIZIER. *Stars observed in the faint star mode with E(B-V)*. 2016. Disponível em: <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR-4>. Acesso em: 16 de junho 2019.

WARNER, B. *Cataclysmic Variable Stars*. [S.l.]: Cambridge University Press, 1995. (Cambridge Astrophysics).

WEBBINK, R.; HORN, H. V.; WEIDEMANN, V. White dwarfs and variable degenerate stars. In: *IAU Colloq.* [S.l.: s.n.], 1979. v. 53, p. 426.

WENGER, M. et al. The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, v. 143, p. 9–22, abr. 2000.

WILKINSON, M. H.; GIERSCH, O. D. *Guide to variable stars*. 2007. Disponível em: <https://www.spaceacademy.net.au/library/guides/varstar/varstar.htm>. Acesso em: 17 de março 2019.

WILSON, R. E. Binary Star Light-Curve Models. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 106, p. 921, set. 1994.

YOUNG, H. D.; FREEDMAN, R. A. *Física IV: ótica e física moderna*. [S.l.]: São Paulo: Pearson Prentice Hall, 2016.

ZEILIK, M.; GREGORY, S.; SMITH, E. *Introductory Astronomy and Astrophysics*. [S.l.]: Saunders College Publishing, 1998.

ZHAO, M. et al. First Resolved Images of the Eclipsing and Interacting Binary β Lyrae. *The Astrophysical Journal Letters*, v. 684, n. 2, p. L95, set. 2008.

Apêndices

APÊNDICE A – CATÁLOGO DOS SISTEMAS BINÁRIOS E VARIÁVEIS INTRÍNSECAS

Tabela 6 – Da esquerda para a direita temos: identificador do satélite CoRoT (CoRoT ID); a campanha de observação dos alvos (Run); coordenadas de cada sistema representadas por (RA) (para a ascensão reta, a unidade de medida é dada em hora, minuto e segundo, respectivamente.) e (DEC) (no caso da declinação, a unidade de medida é dada em grau, arco-minuto e arco-segundo, respectivamente.); tipo espectral da estrela primária (T.E); período orbital do sistema binário dado em dias (P.Orb.(d)); tipo do sistema binário (T.S.B); classificação morfológica do sistema binário (C.Morf.); temperatura efetiva da estrela primária dada em Kelvin e o seu respectivo erro quando houver (T.Eff.(K)); gravidade superficial da estrela primária dada em cm/s^2 (Log g) e a magnitude da estrela primária na banda R.

(continua)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(K)	Log(g)	R-Mag.
101173963	LRc01	19 26 54,35	-00 25 34,2	G8V	0,331208167	W UMa	Supercontato	4754 ± 170	-	-
102285983	LRa03	06 08 57,76	+04 53 09,6	F5V	3,483278974	Destacado	Não-contato	6390 ± 181	4,23923	15,6982
102301321	LRa03	06 09 46,76	+04 26 31,8	F8IV	3,843504784	Algol	Semi-contato	5842 ± 190	-	15,5872
102307740	LRa03	06 10 04,83	+04 38 56,4	F6V	2,909417404	Destacado	Não-contato	6597	-	14,4658
102321991	LRa03	06 10 49,10	+05 10 23,2	A0V	0,094894055	-	-	8198 ± 191	4,09433	14,1533
102332227	LRa03	06 11 16,54	+05 01 27,4	F0V	2,869206658	Destacado	Não-contato	7353 ± 184	4,14159	14,4765
102341633	LRa03	06 11 42,06	+04 50 55,8	G8V	12,405276510	Destacado	Não-contato	5751 ± 180	4,35036	13,4754
102577917	LRa01	06 40 48,90	-00 39 11,1	K0V	-	-	-	4805 ± 178	-	14,4175
102578195	LRa01	06 40 49,41	+00 20 22,9	G2V	1,0173283	Destacado	Não-contato	4393 ± 174	-	-
102579996	LRa01	06 40 52,53	-00 22 23,1	F0V	2,421660554	Destacado	Não-contato	6452 ± 198	-	14,7297
102595682	LRa01	06 41 19,32	-00 39 44,0	G2V	11,541953443	Destacado	Não-contato	6046 ± 183	4,29639	14,5034
102602947	LRa01	06 41 30,73	+00 19 41,0	A5IV	2,134347310	Destacado	Não-contato	8056 ± 181	4,10018	-
102609164	LRa01	06 41 39,18	+00 17 08,1	A5IV	0,907679665	Algol	Semi-contato	6205	-	-
102614893	LRa01	06 41 46,93	-00 36 30,0	G8V	4,951916664	Destacado	Não-contato	5924 ± 180	4,31841	-
102617617	LRa01	06 41 51,04	-00 10 14,6	F8IV	5,489390552	Destacado	Não-contato	6513 ± 182	4,22150	14,82
102619084	LRa01	06 41 53,14	-01 30 01,4	G2V	2,321608332	Destacado	Não contato	4522 ± 175	-	13,92

(continuação)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(k)	Log(g)	R-Mag
102638391	LRa01	06 42 21,14	+01 04 39,3	A5IV	3,594290552	Algol	Semi-contato	4818 ± 178	-	15,94
102641637	LRa01	06 42 25,43	+00 33 03,4	A5IV	1,208776109	Algol	Semi-contato	6470 ± 198	4,22750	14,9403
102642448	LRa01	06 42 26,40	-01 02 18,5	G0IV	0,946094554	Destacado	Não-contato	4994 ± 180	-	15,38
102648679	LRa06	06 42 34,48	-01 04 18,3	G0III	-	-	-	4295 ± 173	-	-
102673845	LRa06	06 43 06,29	-00 47 40,8	A5V	1,255946664	W UMa	Supercontato	8842 ± 197	4,07889	14,2058
102693162	LRa01	06 43 30,24	+00 50 48,4	G8V	6,292490552	Destacado	Não-contato	5086 ± 181	-	15,828
102735868	IRa01	06 44 27,55	-01 19 50,7	A5V	1,646939210	Beta Lyrae	Contato	4598 ± 176	-	-
102748636	LRa01	06 44 44,70	+00 02 43,8	G2V	1,682459776	Destacado	Não-contato	5093 ± 181	-	14,9788
102760539	IRa01	06 45 00,69	-01 02 59,4	G2IV	0,227582442	W UMa	Supercontato	4536 ± 169	-	15,52
102782687	LRa01	06 45 30,42	-00 08 42,2	F8IV	4,070873331	Destacado	Não-contato	5073 ± 181	-	15,42
102786471	LRa01	06 45 35,51	-00 22 04,4	F8IV	1,065030887	Algol	Semi-contato	7335	4,07949	15,0706
102849367	IRa01	06 47 21,58	-00 50 19,8	F8IV	0,360287442	W UMa	Supercontato	6906	-	14,2334
102862363	LRa02	06 47 39,97	-03 15 39,9	A5IV	1,433898888	Algol	Semi-contato	7490	4,17436	15,45
102868457	IRa01	06 47 48,32	-02 09 54,6	A5IV	0,979699776	Beta Lyrae	Contato	7653 ± 184	4,12171	14,46
102870613	IRa01	06 47 51,37	-02 41 19,0	F6V	7,145836299	Destacado	Não-contato	7211 ± 190	4,15189	14,39
103798065	LRc04	18 31 22,64	+09 11 58,6	F5V	0,407569998	W UMa	Supercontato	6493 ± 197	4,22427	14,68
103808729	LRc04	18 31 27,26	+09 05 34,4	K2V	2,278163331	Destacado	Não-contato	6268 ± 178	4,25837	14,72
103828310	LRc04	18 31 34,37	+08 57 46,8	G5III	4,177086775	Destacado	Não-contato	5289	-	15,75
104100631	LRc04	18 33 13,80	+08 20 44,7	G2V	0,891478998	Algol	Semi-contato	5942 ± 187	4,31513	14,12
104108751	LRc04	18 33 17,06	+08 20 10,8	G8V	8,332621555	Destacado	Não-contato	5480 ± 186	-	14,11
104123826	LRc04	18 33 23,17	+08 38 57,8	F0V	0,745334482	W UMa	Supercontato	6840 ± 194	4,1833	-
104169954	LRc04	18 33 40,26	+09 08 10,7	A5IV	0,934663109	Algol	Semi-contato	7420 ± 191	4,13691	14,26
104536137	LRc04	18 35 39,98	+08 19 23,1	F8IV	7,633106330	Destacado	Não-contato	5944 ± 188	4,31477	15,38

(continuação)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(k)	Log(g)	R-Mag
104584620	LRc06	18 35 54,35	+05 42 04,5	A5IV	1,990261442	Destacado	Não-contato	6655 ± 178	4,2033	15,26
104632443	LRc04	18 36 08,27	+09 00 57,5	G0III	2,967621442	Algol	Semi-contato	4834 ± 171	-	15,01
104643687	LRc04	18 36 11,49	+08 54 17,6	F8IV	4,158954777	Destacado	Não-contato	6429	-	15,73
104649068	LRc06	18 36 13,01	+05 39 30,8	G8V	1,146219554	W UMa	Supercontato	6596 ± 179	4,21055	-
104674520	LRc06	18 36 20,31	+05 33 39,6	K0IV	0,322495442	W UMa	Supercontato	5252 ± 183	-	14,22
104775636	LRc05	18 36 48,90	+04 47 08,2	G2V	8,245071888	Destacado	Não-contato	5426	-	12,15
104923342	LRc06	18 37 36,28	+04 58 50,2	A5IV	-	-	-	9590 ± 175	4,07556	-
105012729	LRc02	18 38 02,73	+07 38 37,8	K2V	3,930519997	Algol	Semi-contato	4379 ± 167	-	14,75
105065745	LRc05	18 38 18,31	+04 27 06,9	A5V	1,135864220	W UMa	Supercontato	7865 ± 176	4,10954	11,87
105204965	LRc06	18 38 58,66	+05 25 56,1	F5V	5,539530441	Destacado	Não-contato	7312 ± 181	4,14451	15,87
105215276	LRc02	18 39 02,54	+07 01 48,9	G5III	0,847444887	Algol	Semi-contato	4088 ± 165	-	-
105299142	LRc06	18 39 34,50	+05 33 45,9	A5V	2,283210552	Algol	Semi-contato	7872 ± 180	4,10917	14,98
105313879	LRc02	18 39 39,49	+07 42 03,0	F8IV	0,996745331	Algol	Semi-contato	6554 ± 181	4,21599	-
105329964	LRc06	18 39 44,93	+05 53 24,4	K0V	2,161063554	Destacado	Não-contato	4256 ± 166	-	14,35
105343369	LRc06	18 39 49,46	+05 29 50,8	A5IV	2,032528109	Algol	Semi-contato	7331 ± 179	4,14315	14,98
105384555	LRc06	18 40 03,38	+05 49 07,2	G2V	0,478262887	Algol	Semi-contato	5606	-	15,42
105386846	LRc06	18 40 04,14	+05 41 13,2	A5IV	1,843447777	Algol	Semi-contato	7263 ± 182	4,14805	14,11
105394377	LRc02	18 40 06,71	+06 57 09,0	F8IV	-	-	-	6744 ± 181	4,1932	14,76
105477027	LRc05	18 40 34,89	+04 54 00,0	K3II	1,565284	Algol	Semi-contato	4271	-	15,68
105599373	LRc02	18 41 19,11	+06 21 52,7	A5V	1,208850554	Algol	Semi-contato	9228 ± 188	4,07589	15,92
105625280	LRc02	18 41 30,16	+05 54 57,9	G8IV	0,818780127	Algol	Semi-contato	4315 ± 167	-	14,61
105680194	LRc02	18 41 50,16	+06 03 04,1	G8IV	0,382004627	W UMa	Supercontato	5925 ± 181	4,31823	-
105776852	LRc02	18 42 24,90	+06 20 38,9	G5IV	4,631914310	Destacado	Não-contato	5308	-	-

(continuação)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(k)	Log(g)	R-Mag
105812602	LRc02	18 42 37,64	+06 09 34,9	G8IV	2,2765393	Destacado	Não-contato	6481 ± 175	4,22595	15,00
105851935	LRc02	18 42 51,23	+07 59 45,9	F8IV	0,770822664	Algol	Semi-contato	7240 ± 179	4,14973	14,79
105895502	SRc03	18 43 11,08	+06 11 44,7	G2IV	2,167844912	Destacado	Não-contato	6491 ± 188	4,22455	15,51
105958570	LRc02	18 43 44,58	+07 17 21,6	A5IV	1,277013887	Destacado	Não-contato	7131 ± 177	4,15799	-
105976157	LRc02	18 43 53,93	+05 27 49,1	G8V	3,669835554	Destacado	Não-contato	5595	4,2073	14,70
106041174	LRc02	18 44 32,26	+05 55 26,6	F8IV	3,173789104	Destacado	Não-contato	4498 ± 175	-	14,90
106054338	LRc02	18 44 40,95	+06 18 48,1	G0III	1,057769340	W UMa	Supercontato	3834 ± 164	-	-
106073467	LRc02	18 44 51,87	+06 29 04,2	F5V	2,468315701	Destacado	Não-contato	6489 ± 177	4,22483	14,74
106085712	LRc02	18 44 59,38	+05 32 26,9	A5IV	0,734069442	Beta Lyrae	Contato	7953	-	-
110682322	LRa02	06 52 48,27	-03 55 26,7	K0III	0,869666664	-	-	4814	-	-
110744261	LRa02	06 49 38,45	-05 08 11,4	K2V	4,146771638	Destacado	Não-contato	5027 ± 181	-	13,38
110757380	LRa02	06 51 30,30	-05 28 09,4	A2V	0,670238331	Algol	Semi-contato	8284 ± 223	4,09128	15,90
110829335	LRa02	06 49 04,86	-05 51 31,3	A5IV	8,936737777	Outro tipo	-	7988 ± 195	4,10333	12,36
110836615	LRa02	06 50 44,93	-04 59 06,9	A5V	0,586121446	Algol	Semi-contato	7512 ± 188	4,1307	-
211669440	SRc01	19 04 28,57	+02 40 03,4	A0IV	1,073419998	Algol	Semi-contato	9843 ± 178	4,07608	15,46
221604723	SRa02	06 23 13,03	+05 21 17,2	G0V	2,305338454	Destacado	Não-contato	5746	-	-
221613770	SRa02	06 23 47,43	+05 35 20,4	A0V	2,173854888	Algol	Semi-contato	6973 ± 190	4,17099	-
221625883	SRa02	06 24 32,76	+05 04 58,6	G2V	3,1542214	Destacado	Não-contato	5773 ± 187	4,34624	15,17
221630866	SRa02	06 24 51,66	+05 04 37,6	A5IV	0,348042998	W UMa	Supercontato	6518 ± 187	4,22082	-
221636970	SRa02	06 25 14,45	+05 03 18,1	G0IV	0,726320774	W UMa	Supercontato	5043 ± 181	-	14,34
221644003	SRa02	06 25 40,44	+06 33 31,5	A5V	1,798632331	Destacado	Não-contato	7767 ± 199	4,11495	14,78
221646787	SRa02	06 25 50,32	+05 45 41,5	A0IV	3,273933232	Destacado	Não-contato	8530 ± 197	4,08437	15,31
221649057	SRa02	06 25 58,34	+06 16 49,2	A5IV	5,788151322	Destacado	Não-contato	6940 ± 187	4,17391	15,60

(continuação)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(k)	Log(g)	R-Mag
221649266	SRa02	06 25 59,11	+05 26 28,2	F5III	1,728097221	Destacado	Não-contato	3886 ± 164	-	-
221650319	SRa02	06 23 21,07	+07 00 59,4	O9V	2,2016321	Algol	Semi-contato	8657 ± 193	4,08175	15,13
221651647	SRa02	06 26 07,86	+06 12 19,0	G0IV	0,399320804	Algol	Semi-contato	5535 ± 182	4,3923	14,19
221651996	SRa02	06 26 09,19	+06 01 23,8	G8IV	0,303555109	W UMa	Supercontato	5107 ± 181	-	-
221652902	SRa02	06 26 12,52	+04 56 25,4	A5IV	1,044910776	Destacado	Não-contato	5806 ± 181	4,34009	-
221661707	SRa02	06 26 45,69	+06 09 32,9	B8V	2,11244	Destacado	Não-contato	6830 ± 198	4,18429	14,26
221666058	SRa02	06 27 02,38	+04 49 15,5	A0V	0,2758044	W UMa	Supercontato	7248 ± 87	3,82300	-
221671949	SRa02	06 27 26,34	+06 13 27,9	G2I	0,607239018	W UMa	Supercontato	3774 ± 163	-	13,36
221672091	SRa02	06 27 26,95	+06 21 50,1	F8IV	0,333735443	Algol	Semi-contato	5493 ± 186	-	-
221685038	SRa02	06 28 22,73	+05 12 57,1	A5IV	4,179351442	Algol	Semi-contato	7376 ± 118	4,095	15,83
221688103	SRa02	06 28 36,57	+06 16 20,5	F0V	1,293364998	Algol	Semi-contato	7477 ± 180	4,13304	
221689571	SRa02	06 28 43,46	+06 39 44,6	O9V	1,945084553	Algol	Semi-contato	7700 ± 183	4,11886	15,82
221699985	SRa02	06 29 31,77	+06 52 41,3	F1IV	5,143854553	Destacado	Não-contato	7147 ± 184	4,15674	14,21
221702600	SRa02	06 29 43,67	+06 39 24,2	A5IV	5,822209997	Destacado	Não-contato	6683 ± 187	4,20001	15,39
221704769	SRa02	06 29 53,84	+06 03 19,0	A7V	5,010376762	Algol	Semi-contato	6038	-	14,39
221707281	SRa02	06 30 05,15	+06 13 21,8	K2I	2,180184064	Algol	Semi-contato	3673 ± 162	-	13,23
221712994	SRa02	06 30 31,58	+06 45 56,2	-	0,553442665	W UMa	Supercontato	7060	-	13,60
223934244	SRa01	06 38 19,91	+08 21 59,4	A0IV	1,203137683	W UMa	Supercontato	5862 ± 190	-	13,77
223935677	SRa01	06 38 24,43	+08 39 59,0	A5IV	0,233873236	W UMa	Supercontato	4861	-	14,19
223935942	SRa01	06 38 25,29	+08 04 53,3	A0V	3,636208699	Destacado	Não-contato	8337 ± 191	4,08957	14,68
223937373	SRa01	06 38 29,90	+08 46 26,3	O9V	0,516280073	Beta Lyrae	Contato	6901 ± 183	4,17747	14,09
223937598	SRa01	06 38 30,53	+08 45 24,7	K3II	1,734161664	Destacado	Não-contato	4519	-	14,69
223941278	SRa01	06 38 41,71	+10 13 10,7	F5III	1,256284970	Algol	Semi-contato	3719 ± 163	-	15,72

(continuação)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(k)	Log(g)	R-Mag
223941828	SRa01	06 38 43,50	+08 48 56,8	F8IV	2,045026975	Algol	Semi-contato	5238 ± 183	-	14,34
223941881	SRa01	06 38 43,75	+08 17 41,6	B6V	0,885786887	Destacado	Não-contato	8075 ± 194	4,09934	15,34
223942686	SRa01	06 38 46,37	+10 15 55,3	G8V	3,827645861	Algol	Semi-contato	4478 ± 168	-	14,49
223945374	SRa01	06 38 55,02	+07 44 23,2	G8V	0,298558058	W UMa	Supercontato	5295 ± 184	4,44152	13,65
223946171	SRa01	06 38 57,66	+09 56 07,3	A7V	7,709113602	Outro tipo	-	8725 ± 201	4,668	14,40
223947077	SRa01	06 39 00,39	+09 42 57,2	A5IV	0,379871644	Beta Lyrae	Contato	4590 ± 169	-	14,17
223949716	SRa01	06 39 08,82	+08 30 53,8	O9V	3,922628291	Algol	Semi-contato	8209 ± 180	4,09392	13,86
223950412	SRa01	06 39 11,06	+09 20 11,7	G0III	1,063093687	W UMa	Supercontato	4158 ± 166	-	13,74
223956532	SRa01	06 39 31,29	+08 09 54,7	A5IV	1,444576883	Algol	Semi-contato	5976 ± 189	4,30896	13,75
223958206	SRa01	06 39 36,99	+08 23 29,9	O9V	1,091938238	Algol	Semi-contato	8731 ± 216	4,08047	14,70
223963528	SRa01	06 39 55,17	+10 14 34,7	A5IV	0,341651554	W UMa	Supercontato	4484 ± 175	-	14,48
223970350	SRa01	06 40 19,71	+08 22 08,1	K0IV	0,546678132	W UMa	Supercontato	4814	-	14,89
223993566	SRa01	06 41 49,16	+10 07 19,4	B8V	1,181358803	Algol	Semi-contato	4076 ± 171	-	15,88
223998341	SRa01	06 42 05,04	+09 05 22,5	F8IV	2,876514296	Destacado	Não-contato	4025 ± 165	-	15,61
223999491	SRa01	06 42 08,74	+07 42 42,9	-	1,590049921	Destacado	não-contato	7228 ± 208	4,15062	15,65
224005111	SRa01	06 42 27,16	+08 16 25,9	B6IV	2,341495063	Destacado	Não-contato	10327 ± 202	4,07784	13,60
224005929	SRa01	06 42 29,81	+08 36 47,1	A0V	2,346473554	Destacado	Não-contato	4601 ± 176	-	14,39
224009552	SRa01	06 42 41,56	+08 48 20,5	A7V	0,537931257	W UMa	Supercontato	8904 ± 186	4,07816	11,96
224013042	SRa01	06 42 53,03	+09 54 16,1	A0IV	1,514031642	Algol	Semi-contato	6749 ± 193	4,19266	14,40
300000952	LRa02	06 47 36,78	-03 39 01,8	A5IV	1,702950898	Algol	Semi-contato	7127 ± 197	4,1583	15,03
300001375	LRa02	06 47 48,63	-03 31 17,0	G2V	2,472815998	Destacado	Não-contato	5707 ± 185	4,35867	15,80
300003226	LRa02	06 48 35,16	-05 34 14,6	O9V	0,540180225	Beta Lyrae	Contato	8367 ± 197	4,08866	12,02
310125819	LRc03	18 31 03,13	-07 03 58,0	G2V	0,335456978	W UMa	Supercontato	3767 ± 163	-	-

(continuação)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(k)	Log(g)	R-Mag
310127478	LRc03	18 30 42,27	-07 02 49,2	K5III	3,200029997	Destacado	Não-contato	3575	-	-
310136336	LRc03	18 31 28,37	-06 56 56,5	A0V	2,719296209	Algol	Semi-contato	8444	-	14,83
310136658	LRc03	18 32 38,12	-06 56 46,4	F5IV	4,571921997	Destacado	Não-contato	7494	-	14,68
310144545	LRc03	18 31 03,45	-06 52 03,9	O9V	1,014133332	W UMa	Supercontato	4086 ± 171	4,60309	-
310145771	LRc03	18 32 59,65	-06 51 18,6	F8IV	-	-	-	4250 ± 166	-	-
310149664	LRc03	18 32 58,04	-06 48 57,5	G8V	2,346147698	Destacado	Não-contato	4141 ± 166	-	15,98
310149868	LRc03	18 31 41,96	-06 48 50,3	A0IV	3,611325220	Algol	Semi-contato	8010	-	15,45
310151999	LRc03	18 30 45,85	-06 47 34,7	B3V	0,859259998	W UMa	Supercontato	4683 ± 177	-	12,61
310153863	LRc03	18 35 12,52	-06 46 30,6	A0V	4,117667886	Destacado	Não-contato	8180 ± 176	4,09502	-
310169797	LRc03	18 32 57,92	-06 38 18,3	F5V	2,041023426	Algol	Semi-contato	7204 ± 174	4,15241	14,27
310178417	LRc03	18 34 20,16	-06 33 42,7	F1IV	7,060421676	Destacado	Não-contato	8375 ± 172	4,08842	15,58
310179107	LRc03	18 30 22,36	-06 33 21,4	K2I	2,277160870	Algol	Semi-contato	4570	-	-
310180439	LRc03	18 30 11,99	-06 32 42,2	A5IV	-	-	-	4533 ± 175	-	-
310186778	LRc03	18 32 25,88	-06 29 44,4	B1I	2,195609442	Algol	Semi-contato	4144 ± 171	4,5944	15,51
310189059	LRc03	18 32 15,79	-06 28 43,1	K1IV	1,812408665	Destacado	Não-contato	4661	4,16943	15,70
310189182	LRc03	18 31 15,49	-06 28 40,5	G2IV	2,072185409	Algol	Semi-contato	6013 ± 179	4,30229	15,39
310197726	LRc03	18 34 25,38	-06 24 36,0	K3I	1,024551732	Algol	Semi-contato	4468,75	-	-
310204288	LRc03	18 32 49,47	-06 21 22,8	F5IV	1,604523664	Algol	Semi-contato	3568 ± 162	-	14,20
310206747	LRc03	18 33 41,56	-06 20 10,6	A0V	3,009836942	Destacado	Não-contato	8077 ± 180	4,09926	14,04
310218987	LRc03	18 32 07,50	-06 14 37,7	O9V	2,979061942	Algol	Semi-contato	9887 ± 183	4,0762	15,22
310219556	LRc03	18 32 53,89	-06 14 19,8	G5V	3,463239514	Destacado	Não-contato	4875 ± 179	-	15,26
310223520	LRc03	18 33 36,03	-06 12 18,4	K3III	4,359994942	Destacado	Não-contato	4249 ± 166	-	13,81
310225729	LRc03	18 30 52,58	-06 11 06,1	F0V	17,832171544	Destacado	Não-contato	7796 ± 181	4,11331	14,53

(continuação)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(k)	Log(g)	R-Mag
310231580	LRc03	18 34 06,45	-06 08 01,2	G0IV	5,964055188	Destacado	Não-contato	4082 ± 165	-	14,87
310254692	LRc03	18 33 13,23	-05 56 11,6	K0V	1,033277964	Algol	Semi-contato	5357	-	15,13
310273727	LRc03	18 34 11,84	-05 45 47,2	F5V	0,408877332	Beta Lyrae	Contato	3944 ± 164	-	13,20
310284765	LRc03	18 33 51,26	-05 39 23,5	B2IV	2,371389331	Destacado	Não-contato	9577	-	15,59
310292673	LRc03	18 33 41,32	-05 35 08,1	K2I	10,509189444	Destacado	Não-contato	4881,08	-	15,18
312584359	LRc03	18 31 41,10	-06 58 18,5	K0V	0,599822614	Beta Lyrae	Contato	5000	-	14,10
312630186	LRc03	18 33 18,05	-06 01 05,0	G8IV	0,362576078	W UMa	Supercontato	5295 ± 178	4,44152	-
315180882	SRa03	06 32 28,88	-00 18 10,5	A0V	4,285803121	Destacado	Não-contato	5394 ± 185	-	13,91
315187628	SRa03	06 27 58,07	-00 12 46,8	G5IV	1,219984598	Algol	Semi-contato	5272 ± 183	-	15,55
315201094	SRa03	06 32 32,48	-00 08 04,9	F6V	2,208647220	Destacado	Não-contato	6002 ± 185	4,30427	14,38
315218485	SRa03	06 28 55,38	+00 04 09,2	G0V	0,311771498	W UMa	Supercontato	6216 ± 186	4,26695	14,98
315227731	SRa03	06 27 47,17	+00 07 32,5	A0V	0,658477998	W UMa	Supercontato	7172 ± 181	4,15483	14,29
315227843	SRa03	06 27 55,52	+00 07 20,2	B9V	1,137628306	Algol	Semi-contato	7809 ± 188	4,11259	15,47
315229664	SRa03	06 30 28,32	+00 09 49,2	F5IV	0,941015002	W UMa	Supercontato	4824 ± 178	-	13,85
315238449	SRa03	06 29 07,31	+00 14 16,0	F8IV	1,273530552	Algol	Semi-contato	6346 ± 186	4,24596	13,67
315241256	SRa03	06 32 52,81	+00 12 04,3	A7V	0,413477998	W UMa	Supercontato	6778 ± 191	4,18958	12,41
315247312	SRa03	06 27 37,94	+00 21 00,0	A0V	1,204950554	Beta Lyrae	Contato	7452 ± 178	4,13472	14,68
315249585	SRa03	06 30 47,37	+00 23 50,2	A5IV	1,121578834	Algol	Semi-contato	4646 ± 176	-	15,73
315257900	SRa03	06 28 47,85	+00 26 22,7	G2IV	0,596787665	W UMa	Supercontato	4802 ± 178	-	15,10
315267513	SRa03	06 28 37,64	+00 33 00,8	G2V	3,849867154	Destacado	Não-contato	4731 ± 170	-	15,24
315278129	SRa03	06 29 34,34	+00 40 13,8	G2V	0,423394442	W UMa	Supercontato	4543 ± 175	-	14,65
315278707	SRa03	06 30 19,40	+00 39 34,2	F5V	0,309198998	W UMa	Supercontato	6458 ± 175	4,22922	15,00
315286518	SRa03	06 27 36,61	+00 46 47,9	G5IV	0,318669687	Algol	Semi-contato	6260 ± 181	4,25968	14,43

(continuação)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(k)	Log(g)	R-Mag
315298027	SRa03	06 29 49,71	+00 53 21,7	F8IV	2,814646998	Destacado	Não-contato	4764 ± 178	-	14,27
315299354	SRa03	06 31 21,77	+00 50 49,8	A5IV	0,383258442	W UMa	Supercontato	6302 ± 120	-	13,94
315309466	SRa03	06 31 46,97	+00 55 07,2	A5IV	3,812179444	Destacado	Não-contato	4967 ± 172	-	15,62
500007008	SRa01	06 40 37,26	+09 47 29,8	F2II	1,851809220	Algol	Semi-contato	4018 ± 165	-	14,50
500007022	SRa01	06 41 13,04	+09 27 31,9	F6V	10,394638888	Outro tipo	-	5811 ± 189	4,33916	12,77
600568529	SRa04	06 20 51,46	-04 24 49,2	G0V	1,929343887	Algol	Semi-contato	5711 ± 181	4,35791	13,33
601309619	SRa04	06 18 59,73	-04 56 54,0	G2IV	0,545739665	W UMa	Supercontato	5924	-	13,25
601310027	SRa04	06 23 41,04	-04 59 18,3	G0I	0,357944554	W UMa	Supercontato	4881 ± 179	-	-
601396452	SRa04	06 20 57,66	-04 11 57,8	A0V	5,665294440	Destacado	Não-contato	7440 ± 194	4,13554	13,91
601833294	SRa04	06 23 15,51	-05 00 42,6	F5IV	2,924086110	Destacado	Não-contato	4988 ± 180	-	15,44
601957728	LRa05	06 04 39,90	+07 00 15,8	G0IV	0,359203414	W UMa	Supercontato	5461 ± 186	-	14,70
601983689	LRa05	06 03 55,19	+07 30 53,4	G0V	1,163380877	Algol	Semi-contato	6149 ± 181	4,27832	15,64
601994101	LRa05	06 04 00,43	+07 44 41,6	F5IV	1,616710636	Algol	Semi-contato	7029 ± 182	4,16621	15,15
602095830	SRa05	06 43 12,45	+09 53 34,8	G8V	2,412686617	Algol	Semi-contato	5090 ± 173	-	15,16
602117983	SRa05	06 39 05,65	+10 22 29,0	A0IV	0,277007998	W UMa	Supercontato	7337 ± 187	4,14272	14,18
602353365	SRa04	06 19 47,34	-05 12 12,4	G0V	0,968166998	Algol	Semi-contato	6409 ± 190	4,23638	15,67
603238136	LRa05	06 00 26,17	+07 19 10,2	A7V	4,063242552	Algol	Semi-contato	7678 ± 187	4,12019	14,48
603238218	LRa05	06 01 35,76	+07 22 00,9	F0V	1,580939208	Algol	Semi-contato	6756	-	13,67
603260810	LRa05	06 03 58,13	+07 41 15,4	A7V	0,528176554	W UMa	Supercontato	6891 ± 188	4,17841	12,46
603283407	LRa05	06 02 06,05	+07 57 18,3	F6V	0,463405998	W UMa	Supercontato	6428 ± 188	4,23357	-
603306331	LRa05	06 02 01,64	+08 13 42,9	A5IV	1,806892172	Algol	Semi-contato	6509 ± 186	4,22205	14,28
603408471	SRa05	06 37 35,04	+09 41 07,5	-	1,992438332	Algol	Semi-contato	7386	-	15,36
603420279	SRa05	06 43 13,56	+09 48 48,0	A5IV	2,7715416	Algol	Semi-contato	5606 ± 214	-	15,33

(continuação)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(k)	Log(g)	R-Mag
603900751	LRa04	06 07 14,44	+06 04 17,7	A5IV	1,062993014	Algol	Semi-contato	5389 ± 185	-	14,32
604178173	LRa04	06 09 11,15	+06 31 31,1	G2IV	0,397562998	W UMa	Supercontato	4789 ± 178	-	14,73
604180919	LRa04	06 08 35,57	+06 25 25,6	A0IV	4,323931219	Algol	Semi-contato	10036 ± 200	4,07667	15,00
604183822	LRa04	06 06 33,46	+06 21 39,1	G2IV	0,299165190	W UMa	Supercontato	5443 ± 185	-	13,42
604189455	LRa04	06 05 51,14	+06 06 22,6	A7V	4,217057298	Algol	Semi-contato	6426 ± 184	4,23386	14,45
604195039	LRa04	06 04 47,74	+05 55 43,9	G8V	0,417283554	W UMa	Supercontato	5580 ± 184	4,38329	14,32
604988102	LRa04	06 06 27,68	+05 48 18,0	A5IV	1,296320712	Algol	Semi-contato	7142 ± 182	4,15713	14,33
605094807	LRa04	06 04 36,01	+06 24 45,6	G2V	1,892898047	Algol	Semi-contato	4962 ± 180	-	14,42
605143223	LRa04	06 06 23,47	+05 34 58,4	F8IV	4,924212443	Algol	Semi-contato	7019 ± 181	4,16705	13,79
605144058	LRa04	06 05 31,50	+05 57 58,3	G8IV	4,468448665	Algol	Semi-contato	5575 ± 184	4,38428	15,78
605144423	LRa04	06 05 57,80	+06 06 13,5	G0III	3,840813676	Algol	Semi-contato	4247 ± 166	-	15,00
605145237	LRa04	06 04 24,00	+06 30 12,3	A5IV	12,034829444	Destacado	Não-contato	7095 ± 190	4,16083	14,51
605303115	LRa04	06 05 29,28	+05 39 19,4	A5V	8,975585186	Destacado	Não-contato	7324 ± 184	4,14365	14,30
605305820	LRa04	06 06 59,58	+06 02 27,4	A5V	14,590075133	Destacado	Não-contato	5519 ± 186	-	14,98
605308383	LRa04	06 04 25,31	+06 24 31,1	G8V	1,793477242	Destacado	Não-contato	5173 ± 182	-	15,59
605309194	LRa04	06 08 24,25	+06 34 37,2	G5V	0,349405998	W UMa	Supercontato	5428 ± 185	-	12,85
616802827	SRa05	06 43 18,98	+10 01 16,1	B2IV	0,756069442	W UMa	Supercontato	7017 ± 164	4,081	-
617282423	LRa05	06 02 40,12	+08 14 01,0	F8V	2,583445347	Destacado	Não-contato	6792 ± 187	4,18813	14,80
617339401	LRa05	06 02 39,68	+08 05 30,1	A5IV	2,421503647	Algol	Semi-contato	7050 ± 195	4,16447	12,40
617339654	LRa05	06 01 49,14	+08 03 58,0	A7V	1,533450206	Algol	Semi-contato	7021 ± 186	4,16688	15,98
617339778	LRa05	06 01 12,46	+08 02 24,0	F0V	4,068338129	Algol	Semi-contato	6293 ± 181	4,25433	14,29
617367366	LRa05	06 06 22,99	+07 57 46,3	F6V	17,511091554	Destacado	Não-contato	6271 ± 182	4,25789	16,02
617367932	LRa05	06 04 11,59	+07 57 32,5	B6IV	2,970931087	Destacado	Não-contato	8860 ± 196	4,07867	14,69

(continuação)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(k)	Log(g)	R-Mag
617485356	LRa05	06 02 12,12	+07 33 33,4	G5V	0,642758998	Algol	Semi-contato	6193 ± 178	4,27082	15,13
617485645	LRa05	06 01 02,28	+07 35 46,3	F1IV	12,488636552	Destacado	Não-contato	7555 ± 185	4,12789	14,03
617573570	LRa05	06 03 48,09	+07 12 58,3	K0V	2,287550708	Algol	Semi-contato	5024 ± 181	4,49059	14,94
617663664	LRa05	06 03 12,41	+06 59 14,9	A5IV	4,424037560	Destacado	Não-contato	7654 ± 192	4,12165	15,72
620589194	SRa04	06 20 57,81	-04 02 18,7	G5V	1,885931109	Algol	Semi-contato	5643 ± 182	4,37094	14,92
620647925	SRa04	06 22 55,55	-04 17 40,1	F6V	0,356602554	W UMa	Supercontato	6380 ± 186	4,24074	-
620708794	SRa04	06 22 44,71	-04 28 35,0	A0V	2,468251665	Algol	Semi-contato	7548 ± 191	4,12834	15,09
620829193	SRa04	06 22 14,92	-04 50 21,4	F8IV	0,370838109	W UMa	Supercontato	4666 ± 177	-	-
620859934	SRa04	06 19 58,39	-04 57 19,7	F8V	0,466752887	Destacado	Não-contato	5949 ± 187	4,31386	13,82
623256307	SRa04	06 18 55,37	-04 06 41,2	B0V	9,166135555	Destacado	Não-contato	8421 ± 207	4,08712	15,49
631900113	LRc07	18 31 00,76	+07 08 26,3	F8IV	1,817388109	Algol	Semi-contato	6741 ± 184	4,19352	14,78
632887345	LRc07	18 30 36,39	+07 37 03,0	G8V	0,387871998	W UMa	Supercontato	6552 ± 183	4,21625	13,07
632889843	LRc07	18 32 16,00	+07 42 00,0	G2IV	3,629607220	Algol	Semi-contato	4500 ± 168	-	15,10
633285197	LRc07	18 32 27,08	+07 48 17,2	K0III	8,258574664	Outro tipo	-	5322 ± 173	4,43604	15,11
633683233	LRc07	18 33 45,19	+08 00 03,3	A5IV	0,492862998	Beta Lyrae	Contato	9160 ± 185	4,07618	14,27
651313210	LRc09	19 15 57,68	-02 53 20,2	G8III	0,821744220	Algol	Semi-contato	3750 ± 163	-	15,43
651331676	LRc09	19 15 18,17	-02 39 12,2	F8V	3,583082887	Destacado	Não-contato	6516	-	-
651340910	LRc09	19 16 42,98	-02 35 08,5	G2V	0,364119998	W UMa	Supercontato	6443 ± 178	4,23138	12,90
651399127	LRc09	19 15 39,20	-01 57 02,4	A5IV	0,841733998	Beta Lyrae	Contato	7089 ± 189	4,1613	-
651399168	LRc09	19 15 55,87	-01 55 29,4	A5IV	0,658880998	Algol	Semi-contato	6982 ± 186	4,17021	-
652229185	LRc08	18 35 02,88	+06 01 26,7	F0V	0,426848442	W UMa	Supercontato	6965 ± 181	4,17169	12,70
652249189	LRc08	18 30 59,99	+06 15 55,5	F8IV	1,698841554	Algol	Semi-contato	7309 ± 179	4,14472	15,36
652291865	LRc08	18 31 52,63	+06 36 05,7	F8IV	0,819686442	Algol	Semi-contato	6240 ± 182	4,26297	15,47

(continuação)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(k)	Log(g)	R-Mag
652356513	LRc07	18 32 04,71	+07 16 01,9	G5III	0,337676554	W UMa	Supercontato	4124 ± 166	-	13,36
652379003	LRc07	18 32 57,33	+07 29 23,2	K3II	0,420045998	W UMa	Supercontato	3996 ± 165	-	13,09
652379041	LRc07	18 33 16,41	+07 27 29,7	K3III	0,412970554	W UMa	Supercontato	3566 ± 162	-	-
652414218	LRc07	18 33 51,37	+07 47 02,5	G2V	0,321938554	W UMa	Supercontato	5399 ± 185	-	-
653529149	LRc08	18 33 17,37	+05 59 30,9	F8IV	0,427519998	W UMa	Supercontato	6223 ± 185	4,26578	-
653549255	LRc07	18 30 24,43	+07 43 42,1	G2V	4,447965444	Outro tipo	-	6368 ± 178	4,24257	14,49
655049546	LRc09	19 18 06,17	-02 43 55,7	F8IV	1,338522887	Algol	Semi-contato	7896 ± 185	4,10791	16,01
655092590	LRc09	19 14 18,51	-02 34 24,8	A5IV	0,639942442	W UMa	Supercontato	7994 ± 185	4,10304	12,54
657366408	LRc09	19 13 47,02	-03 04 03,8	K2V	0,532605554	Algol	Semi-contato	4238 ± 166	-	14,42
657372541	LRc09	19 14 42,08	-02 17 53,2	A5V	1,929994220	Destacado	Não-contato	7235 ± 180	4,1501	14,08
658647056	LRc07	18 32 22,39	+06 37 12,5	G5V	4,400495108	Destacado	Não-contato	6140	-	13,54
658735358	LRc07	18 31 23,97	+07 31 52,4	A5IV	2,178706442	Algol	Semi-contato	6011 ± 182	4,30265	15,15
659461091	LRc09	19 14 43,68	-02 39 19,8	F6V	10,322699777	Destacado	Não-contato	6943 ± 174	4,17365	14,65
659463032	LRc09	19 17 50,82	-02 30 39,5	G0III	4,072618554	Algol	Semi-contato	3964 ± 164	-	15,43
659468589	LRc09	19 16 27,77	-02 15 33,4	G2V	6,638103665	Destacado	Não-contato	6212 ± 177	4,26762	13,17
659473077	LRc09	19 14 06,83	-02 04 37,0	G2IV	3,078395887	Destacado	Não-contato	6807 ± 177	4,1866	-
659476101	LRc09	19 16 24,53	-01 56 00,7	A5V	0,914206887	W UMa	Supercontato	7490 ± 184	4,13216	14,45
659671852	LRc08	18 30 49,81	+05 30 17,6	K2V	6,690990552	Algol	Semi-contato	4557 ± 176	-	15,62
659704208	LRc07	18 33 41,79	+06 55 16,1	G0III	9,970349255	Destacado	Não-contato	4436 ± 168	-	15,28
659704223	LRc07	18 33 51,30	+06 58 09,1	F8IV	1,737348998	Algol	Semi-contato	7316 ± 190	4,14422	13,70
659710137	LRc07	18 33 55,89	+07 13 55,7	A5IV	0,612039442	W UMa	Supercontato	7907 ± 183	4,10735	13,83

(conclusão)

CoRoT ID	Run	RA	DEC	T.E	P.Orb.(d)	T.S.B	C.Morf.	T.Eff.(K)	Log(g)	R-Mag.
659711841	LRc07	18 30 57,29	+07 20 41,7	K2V	0,286490998	W UMa	Supercontato	5751 ± 175	4,35036	-
659719492	LRc07	18 33 15,58	+07 44 25,2	G2V	0,781247442	W UMa	Supercontato	6862	-	13,42
659719532	LRc07	18 33 35,74	+07 42 19,3	A0V	-	-	-	7668 ± 192	4,12079	11,44
679160109	LRc09	19 15 04,90	-02 51 07,7	F8IV	2,085916998	Outro tipo	-	6871 ± 180	4,1803	15,89
680273657	LRc09	19 15 08,90	-02 17 55,4	F8IV	5,963275108	Destacado	Não-contato	4715 ± 177	-	14,53

Fonte da campanha de observação (RUN), (RA) e (DEC): COROT (2016). Fonte do tipo espectral da estrela primária de cada sistema: COROT (2016), Deleuil et al. (2018). Fonte do período orbital, tipo do sistema binário e classificação morfológica: O autor. Fonte da temperatura efetiva da estrela primária e log g da estrela primária: Wenger et al. (2000), Gaia et al. (2018).

Tabela 7 – Da esquerda para a direita temos: identificador do satélite CoRoT (CoRoT ID); a campanha de observação dos alvos (Run); coordenadas de cada objeto estelar representadas por (RA) (para a ascensão reta, a unidade de medida é dada em hora, minuto e segundo, respectivamente.) e (DEC) (no caso da declinação, a unidade de medida é dada em grau, arco-minuto e arco-segundo, respectivamente.); período de variabilidade dado em dias (P.Var.(d)); tipo de variável; temperatura efetiva da estrela dada em Kelvin (T. Eff.(K) e a gravidade superficial da estrela (quando houver) dada em cm/s^2 (Log (g)). Fonte da campanha (RUN), (RA) e (DEC): COROT (2016).

CoRoT ID	Run	RA	DEC	P.Var.(d)	Tipo de variável	T.Eff.(K)	Log(g)
104190253	LRc04	18 33 47,35	+09 06 58,6	0,501772523	RR Lyrae	5622,75	-
223929249	SRa01 e SRa05	06 38 03,05	+09 19 01,7	0,134799998	Delta Scuti	4903,25	4,18885
223929831	SRa01 e SRa05	06 38 04,97	+09 59 24,1	0,187438887	Delta Scuti	4955	4,26512
223967324	SRa01	06 40 08,61	+08 35 30,6	0,13606944	Delta Scuti	5260,925	4,14922
223968804	SRa01 e SRa05	06 40 14,04	+09 20 28,5	1,288374998	T Tauri	5028	-
223977531	SRa01	06 40 48,33	+07 49 39,3	0,61712626	RR Lyrae	5226,35	-
223979980	SRa01 e SRa05	06 40 57,83	+09 56 29,9	0,58043055	T Tauri	4932	-
223987553	SRa01 e SRa05	06 41 27,15	+09 35 06,1	1,543152	T Tauri	4867,79	-
223989566	SRa01	06 41 34,57	+07 56 39,6	1,289138887	Variável Cefeida	4586,04	-
223994455	SRa01	06 41 52,10	+07 41 46,8	-	Outro tipo	3695,21	-
300001933	LRa02	06 48 02,97	-03 33 01,2	-	Gamma Doradus	3269,36	-
616849567	SRa05	06 40 46,08	+09 49 17,3	0,746149014	T Tauri	4946	-

Fonte do período de variabilidade e tipo da variável: O autor. Fonte da temperatura efetiva: Gaia et al. (2018). Fonte do log (g): Wenger et al. (2000). Fonte da magnitude da estrela primária na banda R: Deleuil et al. (2018).