Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Elielson Soares Pereira

Em busca de candidatos a exoplanetas ao redor de binárias evoluídas - QS Vir: um estudo piloto

São Paulo
2017

Elielson Soares Pereira

Em busca de candidatos a exoplanetas ao redor de binárias evoluídas - QS Vir: um estudo piloto

Trabalho de Final de Graduação apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Bacharel em Astronomia.

Área de Concentração: Astronomia
Orientador: Prof. Sylvio Ferraz Mello

São Paulo

2017

Dedico com muito carinho este trabalho aos meus familiares que sempre me apoiaram e, genuinamente, acreditaram nos meus estudos; ao meu orientadore Prof. Sylvio Ferraz Mello e meu colaborador Dr. Leonardo Almeida e à todos que me incentivaram ao longo do percurso. Finalmente, e não menos importante, dedico este trabalho à minha querida companheira Jessica Maria de Jesus Ferreira (Lufa) e à sua família pelo apoio emocional, amor, carinho e por compartilhar grandes momentos comigo nesta estadia em São Paulo nos últimos tempos.

Agradecimentos

Agradeço ao meu orientador Sylvio Ferraz-Mello e meu colaborador Leonardo A. Almeida. Em um tom descontraído, deixo registrados meus cumprimentos aos dois nos parágrafos que se seguem.

Em um passado mais recente, é de se salientar a paciência do Leonardo em ensinar os primeiros passos da utilização de softwares como o IRAF na redução de dados, bem como no uso de técnicas avançadas de tratamento e análise de dados. Além de assistir no desenvolvimento técnico-científico do ponto de vista da Astrofísica Observacional, explicando como planejar uma campanha para observar um determinado objeto seja no Observatório quanto remotamente e fazer pedido de tempo de telescópio. Ah, não posso esquecer das partidas de sinuca nos finais de algumas reuniões de sexta-feira. É meu freguês, hein Léo! A culpa não é da mesa... apesar dela não ser tão boa.

O Prof. Sylvio desenvolveu um papel extremamente importante na minha formação científica e pessoal. Foram pelo menos três anos de trabalho juntos. Sou muito agradecido pelo tempo dedicado a ler meus primeiros textos muitas vezes repletos de erros de concordância. Confesso que em momentos julgava estar sendo um peso para o senhor dado os reflexos de uma formação básica insólita em Português, Matemática e Física. Ao invés de corrigir erros conceituais, discutir ciência, quase que pegando na mão, me ensinava a escrever, a redigir um texto acadêmico sobre *Tidal Effects* e sempre me dava bons conselhos. O conteúdo científico, para ter reflexo e impacto, depende da forma, da precisão e da assertividade no uso das palavras. Hoje entendo e, levo isso comigo. Qualquer dia marquemos uma pescaria. Me lembro de um depoimento do senhor, em uma de muitas de suas palestras que tive o privilégio de assistir, que não sabes percar!? Talvez como bom interiorano das Minhas Gerais possa te ensinar.

Deixo também, um agradecimento especial àquela que me orientava e me guiava no curso de Astronomia, a Professora Jane Hetem! Sempre que precisava de um conselho e direcionamento, não tinha dúvidas, ia sempre à sala G-204. Obrigado Professora! Tinha uma segurança e um conforto que, extrapolo dizendo, enfaticamente, nenhuma outra Unidade da USP tem: o acesso direto à Coordenação de curso. Vejo isso como um amor ao que se faz. Uma das nuances do amor é a dedicação e isso é uma assinatura da senhora ao IAG, em especial à Graduação em Astronomia.

Esta tese/dissertação foi escrita em LaTeX com a classe IAGTESE, para teses e dissertações do IAG.

. . . "Não é sobre chegar no topo do mundo.

E saber que venceu.

É sobre escalar e sentir.

Que o caminho te fortaleceu.

É sobre ser abrigo.

E também ter morada em outros corações.

E assim ter amigos contigo.

Em todas as situações. . .

A gente não pode ter tudo.

Qual seria a graça do mundo se fosse assim?

Por isso, eu prefiro sorrisos.

E os presentes que a vida trouxe.

Pra perto de mim." . . .

Trem Bala – Ana Vilela

Resumo

O presente trabalho foi desenvolvido com o intuito de identificar e caracterizar exoplanetas ao redor de sistemas binários compactos e evoluídos a partir da variação dos instantes dos eclipses. Como um projeto piloto, nós escolhemos o sistema QS Vir. Este sistema é constituído por uma anã branca, como primária, com massa de $0,78 \pm 0,04\, M_{\odot}$ e por uma anã vermelha da sequência principal, de tipo espectral M e massa de $0,43 \pm 0,04\, M_{\odot}$. A binária possui uma órbita cerrada de $P_{\mathrm{orb;bin}} = 3,168\, horas$. Observações fotométricas do alvo foram realizadas entre 2010 a 2017 pelo nosso grupo usando as facilidades do Observatório do Pico dos Dias (OPD/LNA). Curvas de luz do sistema foram então obtidas usando ferramentas padrões em Astronomia. A medida essencial para o nosso estudo, o instante do eclipse do primária, foi determinada usando um código de geração de curva de luz de binária (Wilson-Devinney) e um algoritmo de minimização (MCMC). Usando-se uma efeméride linear para ajustar aos instantes de eclipses foi possível verificar a variação do período orbital do sistema ao longo do tempo. Os resíduos desse ajuste, também conhecido diagrama período orbital observado menos o calculado (O-C), foram então utilizados para verificar a existência de possíveis corpos circumbinários, e além disso, para determinar os elementos orbitais desses corpos. A partir do diagrama O-C fica evidente que os eclipses hora acontecem antes ou depois do previsto com duas variações cíclicas e amplitude que chega até $200\, s$. Desta maneira, obtivemos como melhor solução dois corpos circumbinários, uma anã marron ($\sim$0.05 $\mathrm{M}_{\odot}$) com período orbital de $\sim$19 anos e um super Júpiter ($\sim$6 $\mathrm{M}_{\mathrm{Jup}}$) com período orbital de $\sim$4.8 anos. O próximo passo será refinar a solução e testar a estabilidade dinâmica.

Lista de Figuras

2.1 Gráfico do potencial gravitacional efetivo Φ para $M_2/M_1 = 0.2$. 24

2.2 Secções no plano orbital dos equipotenciais de Roche ($\Phi = constante$). . . 25

2.3 Ilustração (numérica) das regiões de máximo, mínimo e regiões de equilíbrios estáveis e instável. 26

2.4 Representação de um sistema binário compacto. 27

2.5 Superfície do potencial de Roche para um sistema binário 27

2.6 Transferência de massa através do Lagrangeano L_1 28

2.7 Principal cenário de evolução para a formação de binárias de curto período (anã branca + estrela de sequência principal.) 29

2.8 Representação do efeito tempo-luz. 32

3.1 Telescópios *Perkin-Elmer* $(1,6\,m)$ e Zeiss $(0,6\,m)$ do OPD. 36

3.2 Eclipse da anã branca de QS Vir sobreposta com o melhor ajuste 40

3.3 Fluxograma dos procedimentos de ajuste e análise estatística das curvas de luz 41

4.1 Concepção artística do sistema QS Vir 44

4.2 Amostra de curvas de luz normalizada de QS Vir. É possível ver os eclipses da anã branca, a variação eclipsoidal devido a deformação da estrela secundária e dois flares mostrando que a secundária apresenta atividade magnética. 46

4.3 Diagrama O-C do sistema QS Vir 50

Lista de Tabelas

3.1 Parâmetros ajustados pelo código Wilson-Devinney 40

4.1 Parâmetros físicos e geométricos do sistema QS Vir 45
4.2 Log das observações fotométricas de QS Vir. 45
4.3 Instantes do eclipse de QS Vir 47
4.4 Parâmetros ajustados da efeméride linear e dois termos do efeito tempo-luz aos instantes de eclipse de QS Vir. 51

5.1 Sistemas binários candidatos a hospedarem exoplanetas ao seu redor. . . . 54

Sumário

1. Introdução 17

2. Contextualização 21

2.1 Alguns conceitos gerais sobre binárias 21

2.1.1 Geometria de Roche 22

2.1.2 Transferência de massa em Sistemas Binários 25

2.1.3 Classificação morfológica das binárias 26

2.2 Evolução de sistemas binários compactos 28

2.3 Formação de exoplanetas ao redor de binárias compactas 30

2.4 Efeito Tempo-Luz 32

3. Metodologia 35

3.1 Obtenção das imagens 36

3.1.1 Imagens de *flat-field* e *bias* 37

3.2 Redução dos dados 37

3.3 Obtenção das curvas de luz 38

3.3.1 Fotometria Diferencial 38

3.4 Obtenção dos tempos de eclipse 39

3.5 Obtenção do diagrama O-C 41

3.6 Obtenção dos parâmetros dos planetas 41

4. Resultados e Discussão 43

4.1 Introdução sistema ao QS Vir 43

4.2 Observação e redução de dados 45

4.3 Instantes de eclipse 46
4.4 Análise do diagrama O-C 49

5. Conclusões 53
5.1 Perspectivas futuras 53

Referências 55

Capítulo 1

Introdução

A formação e evolução de planetas em torno de sistemas binários é uma das questões em aberto no campo de pesquisa em exoplanetas. Graças à missão Kepler, agora sabe-se que algumas binárias não evoluídas (ambas estrelas de sequência principal) hospedam exoplanetas. Por exemplo, a binária Kepler 47 tem dois planetas que orbitam o sistema com semi-eixos maiores que 1 AU (Orosz et al., 2012) e o sistema binário Kepler 16 abriga um planeta do tipo Saturno, com semi-eixo de 3,9 AU (Doyle et al., 2011).

No entanto, as questões que se levantam são: os exoplanetas conseguem sobreviver às fases mais enérgicas na evolução da binária hospedeira? Se sim, como seria a evolução dinâmica desses corpos?

As respostas para algumas dessas perguntas se mostram próximas, haja visto que, nos últimos anos, a presença de alguns candidatos subestelares têm sido indiretamente inferidos em torno de sistemas binários pós-envelope comum (BPEC), ou seja, sistemas binários evoluídos, utilizando a técnica de variação do instante de eclipses (veja por exemplo, Almeida et al., 2012). No entanto, há muito ainda o que ser feito para o entendimento destes sistemas, que são compostos, em geral, por uma anã branca ou uma estrela sub-anã quente como estrela principal e uma companheira anã vermelha, em uma órbita próxima ($P < 1$ dia), conhecidas também como binárias compactas.

O método que tem sido aplicado neste cenário, consiste na busca de pequenas, mas significativas variações nos instantes de eclipses das estrelas (eclipse da primária, comumente). Estas variações são geralmente explicadas pelo efeito tempo-luz (ETL), que é um efeito periódico provocado pela interação gravitacional entre a binária hospedeira e corpos circumbinários[1]. Por um lado, estas últimas detecções indiretas de candidatos subestelar

[1] Sistemas circumbinários são aqueles onde as estrelas estão muito próximas uma da outra de tal forma

ao redor BPEC estão levantando questões sobre sua origem. A partir de uma perspectiva teórica, há três cenários possíveis para a formação dos corpos circumbinários (veja por exemplo, Bear e Soker, 2014, 2015):

- Eles terem sido formados junto com a binária e terem sobrevivido a fase de envelope comum (CE) (quase) inalterados;
- Eles terem sido formados junto com a binária, mas posteriormente, terem acretado mais material através do estágio de envelope comum;
- Os candidatos subestelar terem sido formados a partir de material ejectado durante a fase de CE.

Por outro lado, alguns autores têm argumentado que as variações do período orbital de sistemas binários compactos podem ser produzidas por ciclos de atividade magnética, (veja por exemplo Parsons et al., 2010). Este efeito, conhecido como mecanismo Applegate (Applegate, 1992), consiste no acoplamento entre a órbita binária e à alterações na forma de uma componente magneticamente ativa. Estas mudanças na forma da estrela são geradas por variações no momento de quadrupolo que conduzem às variações cíclicas no período orbital da binária. Além disso, a existência de sistemas binários com exoplanetas ao redor têm sido questionada por vários autores devido ao fato de que, na maioria das vezes, as órbitas dos planetas são instáveis em escalas de tempo de poucos milhares de anos, que é pouquíssimo tempo considerando o tempo de vida desses sistemas.

Portanto, este trabalho visa, inicialmente, usar o sistema pós-envelope comum QS Vir como estudo de caso para buscar evidências sobre qual dos cenários acima apontados é o mais adequado para a variação do período orbital desses sistemas.

Esse estudo está também inserido no contexto mais geral da formação planetária ao redor de sistemas binários, como também na dinâmica planetária ao longo da evolução da binaria, e.g, (i) saber se os exoplanetas sobrevivem às fases dramática da binária (ejeção e troca de matéria) e; (ii) verificar a existência de uma segunda geração de exoplanetas após a ejeção de material de uma (ou das) componente(s) do sistema binário.

No Capítulo 2 é apresentado, resumidamente, conceitos relacionados à binárias de curto período (quanto aos mecanismos de formação), os possíveis cenários capazes de possibilitar

que movimentos estáveis ocorrem apenas para o caso onde o terceiro corpo (ou demais) executa(m) o(s) movimento(s) de translação ao redor das duas estrelas simultaneamente.

a formação de exoplanetas ao redor de binárias e, por fim, os efeitos observacionais desses exoplanetas na dinâmica orbital da binária (efeito tempo-luz). No Capítulo 3 é apresentada a metodologia aplicada em nosso trabalho desde a obtenção, calibração e redução dos dados, passando pela extração da curva de luz e determinação efeméride linear da binária e, finalmente, no contexto dos exoplanetas, na derivação dos parâmetros físicos das componentes circumbinárias. No Capítulo 4 é descrito o sistema de interesse QS Vir, os principais resultados obtidos no nosso trabalho aplicando a metodologia descrita no Capítulo 3. Por fim, no Capítulo 5 apresento a nossa contribuição e avanços obtidos no presente trabalho com relação ao cenário geral dos exoplanetas ao redor de sistemas binários evoluídos e as perspectivas futuras nessa linha de pesquisa.

Capítulo 2

Contextualização

Neste capítulo é apresentado: (i) uma descrição matemática geral de sistemas binários estelares (de curto período); (ii) a caracterização da evolução desses sistemas visando explicar o cenário atual do objeto de interesse QS Vir; (iii) os possíveis cenários de formação de exoplanetas ao redor de binárias (primeira e segunda geração); e, por fim, (iv) a descrição e caracterização do método indireto de inferir a presença desses exoplanetas (efeito tempo-luz).

2.1 Alguns conceitos gerais sobre binárias

É sabido atualmente que mais da metade ($50 - 60\,\%$) de todas as estrelas do céu são, na verdade, componentes de sistemas múltiplos constituídos de duas ou mais estrelas orbitando um centro de massa comum, ou seja, não estão isoladas como é o caso do nosso Sol (Han et al., 2007). Essa taxa aumenta atingindo 100% para os sistemas binários de alta massa (Sana et al., 2012, 2014).

Uma fração das estrelas em sistemas binários não estão em rota de colisão, apresentando períodos orbitais longos, ou seja, elas estão muito distantes umas das outras, de tal forma que, sua evolução pode ser tratada de maneira individual e independente. Entretanto, para o caso de sistemas binários de curto período, como é o caso do nosso objeto de estudo QS Vir, a trajetória evolutiva ocorre de uma maneira mais complexa, gerando fenômenos físicos, tais como: (i) efeitos devido às forças de marés causam as deformações dos corpos, circularização e sincronização orbital; (ii) troca de massa entre as componentes muda dramaticamente a evolução individual de cada componente; (iii) uma fase de envelope comum pode ser gerada quando a transferência de massa ocorre de maneira instável e (iv)

fusão das componentes quando o momento angular inicial do sistema não é suficiente para ejetar o envelope comum antes da fusão.

Abaixo descrevemos matematicamente alguns desses fenômenos físicos associados à binárias cerradas.

2.1.1 Geometria de Roche

Antes de definir o que é o Lóbulo de Roche, faz-se necessário estabelecer algumas termologias e realizar algumas análises qualitativas, além de definir, rigorosamente, o problema de três corpos restrito.

Sejam dois corpos de massas M_1 e M_2 girando em círculos sob a ação da atração gravitacional mútua em torno do centro de massa comum. O terceiro corpo, partícula de massa desprezível por ter massa muito pequena m, move-se no campo gravitacional de M_1 e M_2. Assim, supondo-se que m seja tão pequeno que a perturbação introduzida no movimento de M_1 e M_2 pode ser desprezada, o problema se apresenta de uma forma muito mais simplificado. Supondo-se, ainda, que m permaneça coplanar ao plano das duas massas, ou seja, o terceiro corpo esteja no mesmo plano que M_1 e M_2, o problema se reduz em determinar o movimento de corpo de massa m num campo gravitacional (em movimento) devido aos outros dois corpos.

Esta consideração nada mais é que o problema de 3 corpos restrito (veja por exemplo, Symon, 1971; Moulton, 2012; Murray e Dermott, 1999). Este modelo consiste numa redução dos graus de liberdade das partículas envolvidas, de tal maneira que, o transforma em um sistema de apenas de dois graus de liberdade (movimento planar). Matematicamente, se M_1 e M_2 estiverem separados por uma distância a (r_{12})[1], então, de acordo com a terceira lei de Kepler, suas velocidades angulares podem ser determinadas pela igualdade,

$$\omega^2 = \frac{(M_1 + M_2)}{a^3} G, \tag{2.1}$$

cujo centro de massa (CM) entre M_1 e M_2 divide a distância a em segmentos proporcionais às massa. Introduzindo um sistema de coordenadas que giram com velocidade angular ω em relação ao centro de massa, onde as massas M_1 e M_2 estão em repouso, chamando-se

[1] No geral, é adotado a convenção de notação onde r_{12} representa a distância entre as partículas i e j. Caso apareça apenas r_i, refere-se à distância entre qualquer partícula à de massa m (partícula de prova).

de x o eixo sobre o qual estão tais pontos, obtém-se,

$$x_1 = \frac{M_2}{M_1 + M_2}a, \qquad x_2 = -\frac{M_1}{M_1 + M_2}a, \tag{2.2}$$

onde, a velocidade angular $\vec{\omega}$ é tomada ao longo do eixo z. Logo, m se move no plano xy[2] e sua equação de movimento para partícula m será, em todas as componentes (geral), com origens entre os sistemas inercial e girante coincidentes e o centro de massa na origem do sistema:

$$\begin{aligned} \ddot{x} - 2\dot{y} &= x - (1-\mu)\frac{(x-x_1)}{r_1^3} - \mu\frac{(x-x_2)}{r_2^3} = \frac{\partial U}{\partial x} \\ \ddot{y} + 2\dot{x} &= y - (1-\mu)\frac{y}{r_1^3} - \mu\frac{y}{r_2^3} = \frac{\partial U}{\partial y} \\ \ddot{z} &= -(1-\mu)\frac{z}{r_1^3} - \mu\frac{z}{r_2^3} = \frac{\partial U}{\partial z} \end{aligned} \tag{2.3}$$

$$\begin{aligned} r_1^2(x,y) &= (x+x_1)^2 + y^2 + z^2 \\ r_2^2(x,y) &= (x-x_2)^2 + y^2 + z^2. \end{aligned} \tag{2.4}$$

Logo, o potencial (efetivo) associado é a função U, por unidade de massa[3], é

$$U(x,y,z) = \frac{1}{2}(x^2+y^2) + \frac{\mu_1}{r_1} + \frac{\mu_2}{r_2}; \qquad \mu_i = Gm_i \tag{2.5}$$

Para entender como a gravidade opera em sistemas binários próximos adotou-se o modelo para o qual se define, a partir do potencial deduzido e expresso pela Eq. 2.5 um potencial Φ efetivo dependente das unidades do problema:

$$\Phi = -G\left(\frac{M_1}{r_1} + \frac{M_1}{r_2}\right) - \frac{1}{2}\omega^2 r^2, \tag{2.6}$$

[2] Vale ressaltar, neste momento que, quando é mencionado x, y e z se refiro a um sistema no qual as massas M_1 e M_2 estão em repouso, mas, as mesmas giram com velocidade ω, de tal maneira que, as novas coordenadas no sistema girante são obtidas por uma transformação de coordenadas envolvendo apenas uma matriz de rotação

[3] A unidade de massa foi escolhida de modo que a soma das massas de M_1 e M_2 seja unitária; Então elas podem ser representados por $1-\mu$ e μ, respectivamente, de tal forma que, assim $\mu \leq \frac{1}{2}$. Além disso, a unidade de distância escolhida foi de modo que a distância entre as duas massas fosse a unidade ($a = r_{12} = 1$)

onde $r^2 = x^2 + y^2$.

Faz-se necessário, definir o conceito de superfície equipotencial. Neste contexto, uma superfície equipotencial é uma superfície que envolve um corpo, ou grupo de corpos, sobre o qual o campo gravitacional é de força constante e, em todos os pontos, é dirigido perpendicularmente à superfície. Em termos matemáticos, estas superfícies equipotenciais são definidas como curvas de níveis para as quais,

$$\nabla\Phi = 0. \tag{2.7}$$

O que leva à regiões de força nula ou as chamadas *curvas de velocidade zero*, como conhecidas na Mecânica Celeste (Murray e Dermott, 1999). Nas Figs. 2.1 e 2.2 é apresentada a estrutura ou simplesmente o gráfico do potencial efetivo sob diversas perspectivas.

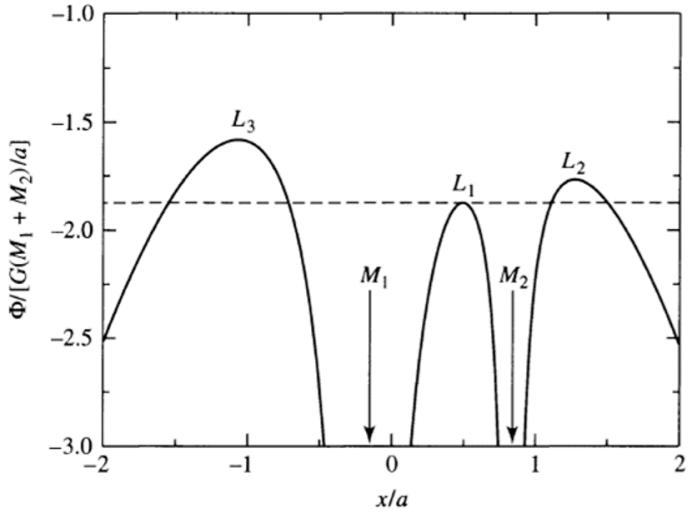

Figura 2.1: Gráfico do potencial gravitacional efetivo Φ para $M_2/M_1 = 0.2$. Na verdade, a figura é a mesma para qualquer razão de massa q. Fonte: Figura adaptada de Carroll e Ostlie (1996).

A linha tracejada na Fig. 2.1 é o valor de Φ no ponto Lagrange interno (L_1). Se a energia total por unidade de massa da partícula exceder este valor de Φ a matéria (no caso tratada como partícula) pode fluir através do ponto Lagrangeano interno entre as duas estrelas.

Para o caso do potencial de Roche, tem-se a superfície equipotencial denominada *Lóbulos de Roche*. Esta superfície define uma fronteira aproximada dentro da qual a camadas da estrela em evolução pode se expandir enquanto ainda permanece um objeto distintamente separado. Se esse limite é excedido, a camada em expansão terá acesso ao domínio que contém ambas as estrelas (vide Fig. 2.2).

Esta superfície equipotencial crítica surge da solução do problema restrito de três corpos. Ela descreve o campo gravitacional experimentado por um corpo com massa desprezível na vizinhança de duas massas pontuais que orbitam de maneira circular um centro de massa comum (na ausência de qualquer outra força, como a pressão de radiação ou vento estelar).

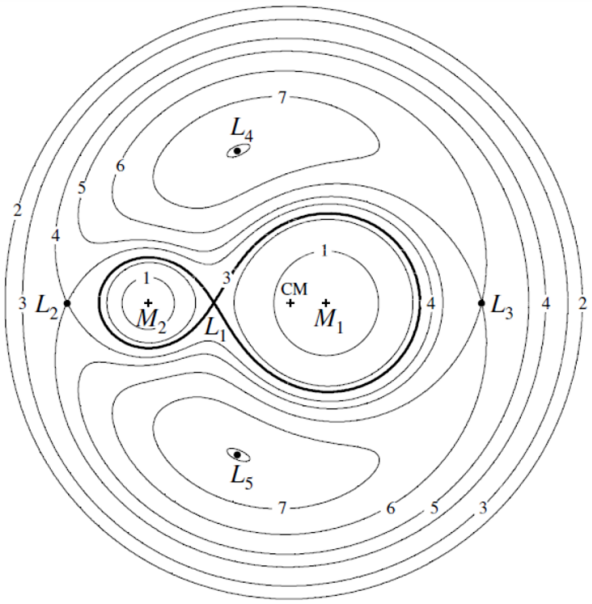

Figura 2.2: Secções no plano orbital dos equipotenciais de Roche ($\Phi = constante$). São mostrados o centro de massa (CM), os cinco pontos de Lagrange $L_1 - L_5$. As equipotenciais são rotuladas $1 - 7$ em ordem crescente do potencial Φ. Assim, o ponto de sela L_1 (o ponto interno de Lagrange) forma um "passagem" entre os dois "lóbulos Roche", formando uma estrutura em forma de "8"ña superfície equipotencial com rótulo 3. Fonte: Figura adaptada de Carroll e Ostlie (1996).

Com o exemplo numérico representado na Fig. 2.3 fica clara a noção das regiões[4] de máximo, mínimo e regiões de equilíbrios estáveis e instável, além, claro, da superfície de Roche.

2.1.2 Transferência de massa em Sistemas Binários

A transferência de matéria entre um sistema binário compacto, por vezes, ocorre através do ponto de Lagrange interno L_1 e em casos extremos ejeta massa pelos L_2 e L_3, que pode ser, eventualmente, reciclada na formação de um disco circunstelar. Em muitos casos, ocorrem ainda de se formar a estrutura geométrica $3D$, com a aglomeração de matéria nos pontos Lagrangeanos $L4$ e $L5$. Tanto a transferência de matéria como o entendimento dos

[4] Vale ressaltar que o cálculo dessas regiões é realizado no tratamento formal do problema de três corpos restrito (Murray e Dermott, 1999).

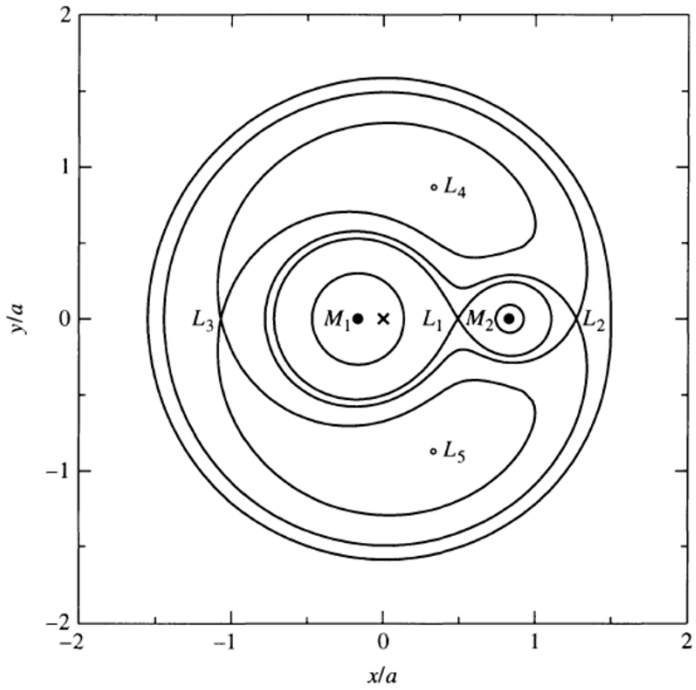

Figura 2.3: Começando no topo da figura e movendo-se para baixo em direção ao centro de massa, os valores de $\Phi = -1,875$, $1,768$, $-1,583$, $-1,583$, $-1,768$ (o "haltere"), $-1,875$ (o Lóbulo de Roche) e -3 (as esferas). L_4 e L_5 são máximos locais, com $\Phi = -1,431$. Fonte: Figura adaptada de Carroll e Ostlie (1996).

Lóbulos de Roche podem ser tratados sob o ponto de vista do problema de três corpos restrito.

Para descrever a transferência de massa em binárias, são consideradas duas estrelas de massas M_1 e M_2, cuja órbitas são círculos ao redor do centro de massa comum; a massa transferida m é desprezível se comparada às massas das estrelas ($M_1 >> m$ e $M_2 >> m$).

Neste modelo, além do tratamento adotado para o problema de três corpos restrito, é assumido que o sistema está sincronizado (por efeitos de marés); são desprezadas perdas significativas de massas por ventos estelares (conservação do momento angular). Uma representação artística do problema tratado é apresentada na Fig. 2.4 e o potencial gravitacional do sistema é mostrado na Fig. 2.5.

2.1.3 Classificação morfológica das binárias

As binárias, de uma maneira geral, podem ser classificadas em 3 tipos de acordo com a separação entre as componente, são elas: Separadas, Parcialmente Separadas e de Contato.

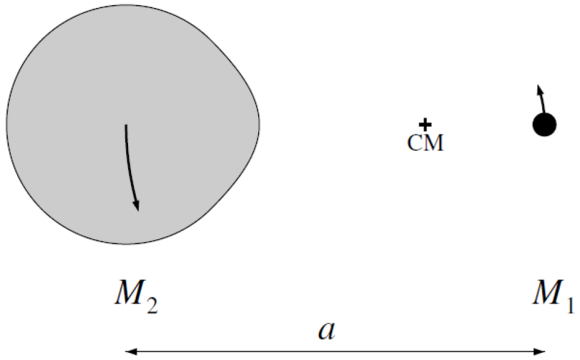

Figura 2.4: Sistema binário com uma estrela compacta de massa M_1 e uma estrela 'normal' de massa M_2 orbitando seu centro de massa comum (CM) com separação a. Fonte: Figura adaptada de Frank et al. (2002).

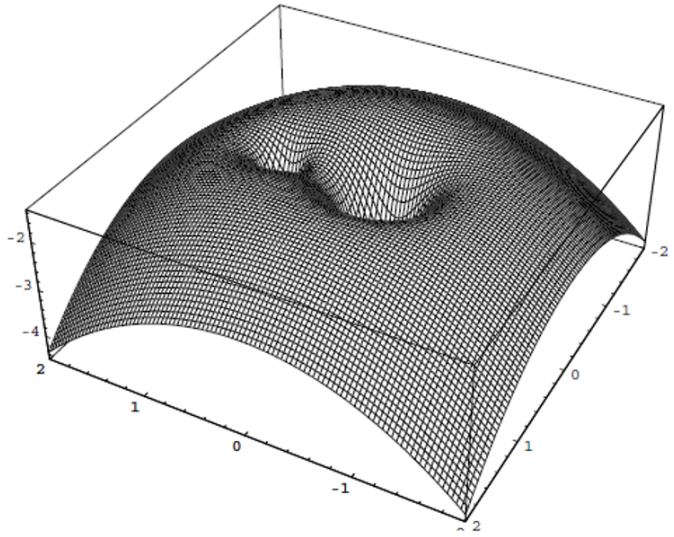

Figura 2.5: Superfície do potencial de Roche para um sistema binário cuja razão de massa (M_2/M_1) é $q = 0,20$. O poço de potencial gravitacional maior está em torno da estrela mais massiva. A curvatura para baixo perto das bordas é devido ao termo da forçã centrífuga gerada pela translação orbital do sistema; Uma partícula de teste que tenta co-rotar com o binário nessas distâncias experimenta uma força externa líquida. Fonte: Figura adaptada de Frank et al. (2002).

1. **Separada:** nenhuma das estrelas preenche seu lóbulo de Roche, de modo que não há transferência de massa entre os componentes;

2. **Parcialmente separada:** uma das estrelas preenche seu lóbulo de Roche, o que resulta em perda de material dessa estrela para sua companheira, o que usualmente forma um disco de acreção e;

3. **Binária de Contato:** ambos as componentes preenchem seus lóbulos de Roche ou, mais frequentemente, transbordam e formam um envelope comum.

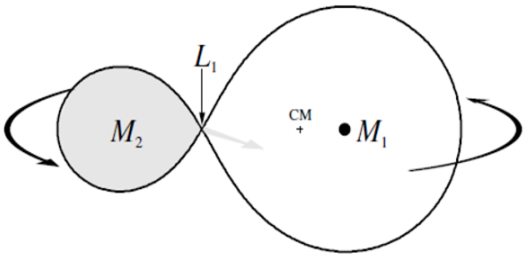

Figura 2.6: Sistema binário com a estrela secundária preenchendo todo o lóbulo de Roche e transferindo massa através de L_1 para lóbulo do primário compacto. Fonte: Figura adaptada de Frank et al. (2002).

A proximidade das estrelas em binários próximas tipicamente deforma uma ou as duas componentes na forma de "gota". Essa deformação é traduzida em uma variação elipsoidal do brilho do sistema ao longo da sua órbita. Se uma estrela em um sistema binário próximo evoluir para o ponto em que ele preenche o seu lóbulo Roche, o material dessa estrela transbordará tanto para a estrela companheira (através do ponto L_1, vide Fig. 2.6) quanto em casos extremos de sobre contato, para o ambiente em torno do sistema binário.

Como provavelmente há binários com órbitas aproximadamente circulares, as soluções restritas de três corpos são, ótimas aproximações de binários reais. De de tal maneira que, explorando o conceito de superfície de Roche foi possível descrever o problema de maneira adequada e isso ajuda, sem dúvidas na compreensão dos processos evolutivos em estrelas binárias próximas, já que considera tanto a dinâmica quanto os fenômenos astrofísicos das estrelas em evolução.

As dimensões físicas do lóbulo de Roche foi inferida empiricamente por Eggleton (1983), com uma precisão fantástica de maior que 99% e depende, basicamente, da razão de massas dos corpos ($q = M_2/M_1$) e da separação (a) das duas componentes, como segue,

$$\frac{R_L}{a} = \frac{0,49q^{-2/3}}{0,6q^{-2/3} + \ln(1 + q^{-1/3})} \quad \text{p/} \quad 0 < q < \infty. \tag{2.8}$$

2.2 *Evolução de sistemas binários compactos*

De acordo com Han et al. (2007); Podsiadlowski et al. (2008), a trajetória evolutiva de um sistema cuja a razão de massa inicial é maior que o intervalo $1,2 - 1,5$ pode ser dividida em três fases: *Roche-Lobe OverFlow* (RLOF), Envelope Comum (EC) e formação do sistema binário compacto composto por uma sub-anã do tipo B inicialmente a qual evolui para a fase de anã branca e uma estrela de Sequência Principal (SP) não degenerada

de período compreendido entre $P_{\mathrm{orb;bin}} = 0,1 - 10\,dias$.

De acordo com Eggleton et al. (1976), o mecanismo ilustrado na Fig.(2.7) é o principal meio para formação de binárias compactas de curto período compostas por uma anã branca e uma estrela de Sequência Principal (SP).

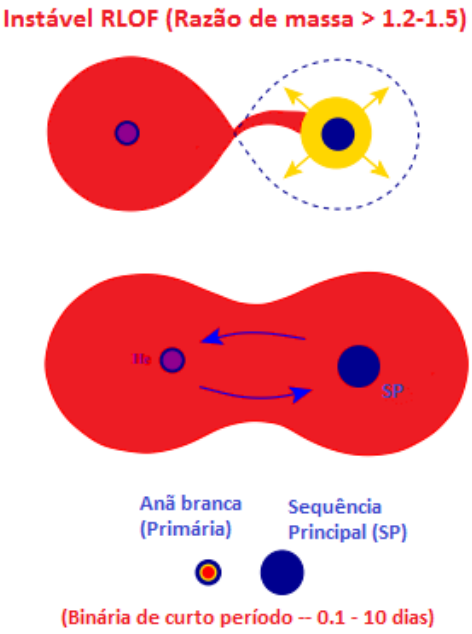

Figura 2.7: Principal cenário de evolução para a formação de binárias de curto período compostas por uma anã branca e uma estrela de sequência principal. Fonte: Figura adaptada de Han et al. (2007).

Durante a fase RLOF, a transferência de massa ocorre pelo ponto de Langrange interno L_1 de maneira instável. A secundária não consegue comportar todo o material transferido de maneira desenfreada da estrela doadora (primária) que, por possuir maior massa, evoluiu mais rápido que sua companheira, indo assim para a fase de gigante primeiro. Ou seja, o invólucro convectivo tende a expandir-se ao invés de encolher quando perde massa muito rapidamente (adiabaticamente), enquanto, o raio do lóbulo de Roche encolhe devido à massa transferida da estrela mais massiva para menos massiva. Isso faz com que a estrela doadora encha demais seu lóbulo por uma quantidade cada vez maior e provoca a transferência de massa desenfreada em um período de tempo dinâmico.

Após um certo tempo, a primária não só preenche o seu respectivo lóbulo como também ocorre o preenchimento total dos dois lóbulos, ou seja, atingiu-se a fase de envelope comum, onde ocorre a troca mútua de matéria entre as estrelas.

Atingida a fase de envelope comum, o atrito entre o binária imersa e o envelope faz com que as duas componentes inicie um movimento em espiral para dentro (fase bastante

curta) até que a energia orbital (momento angular total do sistema) transformada em energia cinética do material comum consiga expulsar o envelope, resultando assim numa binária compacta com um período orbital tipicamente entre $\sim 0,1$ e ~ 10 dias (Eggleton et al., 1976).

2.3 *Formação de exoplanetas ao redor de binárias compactas*

Já se passaram 25 anos desde a descoberta dos primeiros planetas ao redor do pulsar PSR B1257+12 (Wolszczan e Frail, 1992). Com essa descoberta ficou evidenciado não só o fato da existência de corpos planetares orbitando outro corpo além do Sol, mas, de que é possível ter planetas ao redor de objetos em estágios finais de sua evolução. Três anos depois foi descoberto o primeiro exoplaneta ao redor de uma estrela da sequência principal, 51 Pegasi-*b* (Mayor e Queloz, 1995). Após estas descobertas muito tem sido feito no estudo de exoplanetas, seja no âmbito de novas descobertas (empírico), quanto na parte teórica da formação e evolução desses objetos.

Neste sentido, as missões espaciais *CoRoT*[5] e *KEPLER*, têm tido grande impacto no estudo dos planetas extrassolares, uma vez que, obtiveram e tem obtido grandes levantamentos fotométricos (curvas de luz). Isso tem favorecido, de maneira significativa, a obtenção de dados cada vez mais precisos, que, combinado com outras observações feitas em terra possibilitam a caracterização física e geométrica dos planetas e de suas estrelas mães.

Ao contrário do que se pensava, os exoplanetas recém-descobertos se mostraram muito diferentes dos presentes no Sistema Solar, seja em massa, quantidade de planetas, excentricidade, distância do planeta à estrela, planetas ao redor de pulsares e ao redor de sistemas estelares múltiplos (binárias, por exemplo).

O primeiro candidato a exoplaneta (um super Júpiter) orbitando um sistema binário foi proposto por Campbell et al. (1988), quando estudaram as variações de velocidade radial de γ Cephei. Na época deste histórico feito, nem sequer havia sido descoberto um planeta fora do Sistema Solar e, desde então, já era um sistema peculiar. A estrela-mãe é a componente principal do sistema binário com uma separação de menos de 19 UA (órbita do tipo-S), o que representa uma distância comparável às distâncias planetárias do nosso

[5] Abreviação de *COnvection ROtation and planetary Transits*.

Sistema Solar (e.g., distância do Sol à Urano).

Os estudos daquela época foram de extrema importância, pois, alavancaram esforços para tentar explicar a formação e a existência de exoplanetas ("tão exóticos") orbitando sistemas de estrelas binárias com pequenas separações, já que não seriam lugares favoráveis dinamicamente.

Ao longo dos anos, acumulou-se novas e novas evidências de exoplanetas semelhantes a Júpiter em torno de binárias (GL 86, HD 41004, HD 196885, Muterspaugh et al., 2010, entre outras) e, assim, definiu-se um novo paradigma: passou-se do cenário de não existência de exoplanetas ao redor de sistemas binários para possíveis candidatos. Quando então, os primeiro exoplanetas foram descobertos diretamente (método de trânsito fotométrico) pelo satélite Kepler ao redor de sistemas binários, (e.g., Gies et al., 2012; Matijevič et al., 2012; Bass et al., 2012; Conroy et al., 2012; Orosz et al., 2012; Doyle et al., 2011; Welsh et al., 2012, etc), abriram-se novos desafios para a ciência planetária.

Portanto, leva a crer que é necessário um entendimento bastante amplo de vários aspectos particulares destes sistemas exoplanetares, a fim de explicar como se deram a sua formação e sua possível evolução. Não parece haver um único mecanismo capaz de ditar a evolução dinâmica do sistema a ponto de poder explicar, em grande maioria, as configurações orbitais observadas hoje.

Neste trabalho, o interesse principal encontra-se na busca de candidatos a planetas ao redor de sistemas binários evoluídos e compactos. Esse cenário tem se mostrado bastante comum, mesmo que ainda com apenas evidências observacionais indiretas, ao longo dos últimos anos (veja por exemplo, Almeida e Jablonski, 2011; Almeida et al., 2013; Beuermann et al., 2011, 2012; Qian et al., 2010, entre outros). Uma vez confirmados, esses exoplanetas indicariam dois possíveis cenários para sua formação chamadas de 1ª e 2ª geração.

Os planetas de primeira geração são formados de um disco proto-planetário contemporâneo à formação da binária hospedeira (Bear e Soker, 2015). Enquanto que, os planetas de segunda geração são aqueles que se formaram a partir do material ejetado da componente primária após esta e sua companheira passar por uma a fase de envelope comum Bear e Soker (2015, 2014); Schleicher et al. (2015a,b). Essa fase ocorre quando a estrela primária evolui para o ramo das gigantes vermelhas transferindo matéria para secundaria de uma maneira instável e consequentemente 'engolindo' a sua companheira, veja seção 2.2

para mais detalhes.

2.4 Efeito Tempo-Luz

O efeito tempo-luz (ETL) ocorre quando a distância do centro de massa da binária ao observador varia devido à interação gravitacional entre ela e outro(s) corpo(s) externo(s). A presença desse(s) corpo(s) faz com que a binária hora se aproxime, hora se afaste do observador.

Esse efeito se manifesta então, como uma variação no período orbital do sistema binário como consequência de natureza puramente geométrica. Uma forma eficiente de medir esse efeito se dá cronometrando os instantes de eclipses[6] entre a componente primária (estrela mais quente) e a secundária (estrela mais fria) do sistema binário.

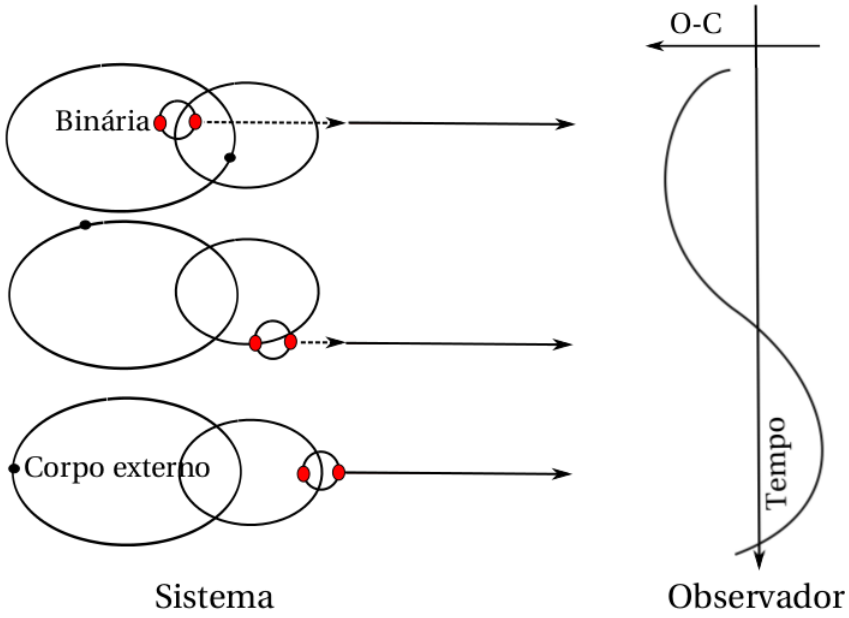

Figura 2.8: Representação do efeito tempo-luz. A presença de um terceiro corpo faz com que a binária oscile entorno do centro de massa comum. O período da binária tem variação periódica ao longo do tempo e essa variação pode ser vista no diagrama O-C. Fonte: Figura adaptada Almeida (2009).

O ETL pode ser totalmente separado de efeitos dinâmicos que, em geral, estão associados a perturbações de curto prazo. Neste sentido, para analisar as variações no período orbital da binária é necessário ajustar aos instantes dos eclipses medidos uma equação

[6] Para que ocorra eclipse deve haver uma configuração especial em termos da inclinação do plano orbital do sistema com respeito à linha de visada. O ângulo deve ser próximo de 90^o.

linear dada por,

$$T_{min} = T_0 + E \times P_{\text{orb;bin}}, \tag{2.9}$$

onde T_{min} são os instantes do centro dos eclipses, T_0 é a época inicial, E é o número de ciclos contados a partir de T_0 e $P_{\text{orb;bin}}$ é o periodo orbital da binária interna. Ou seja, a Eq. 2.9 expressa uma efeméride linear. Os resíduos obtidos a partir desse ajuste é chamado, então, de diagrama O-C (o período observado menos o calculado).

Para analisar a possibilidade de haver componentes adicionais ao redor de um sistema binário faz-se necessário a utilização da Eq. 2.10:

$$T_{min} = T_0 + E \times P_{\text{orb;bin}} + \sum_{i}^{N} \tau_i, \tag{2.10}$$

onde τ_i representa o efeito tempo-luz gerado pelo $i-$ésimo corpo no período orbital da binária interna e é expressado por:

$$\tau_i = \frac{z_i}{c} = K_i \left[\frac{1 - e_i^2}{1 + e_i \cos(f_i)} \sin(f_i + \omega_i) \right] \tag{2.11}$$

onde z_i é o deslocamento projetado da binária no plano do céu, $K_i = a_{bin} \sin(I)/c$ é a semi-amplitude do ELT, e_i, f_i e ω_i são, nesta ordem, a excentricidade, a anomalia verdadeira e o argumento do periastro da órbita do planeta (Irwin, 1952). Os parâmetros a_{bin}, I e c na relação da semi-amplitude são o semi-eixo da órbita da binária ao redor do centro de massa comum, a inclinação da órbita do planeta e a velocidade da luz, respectivamente.

Como a velocidade da luz é constante, é medido um período orbital aparente mais curto quando o sistema se aproxima do observador e mais longo quando o sistema se afasta. Essa variação de período orbital devido ao corpo externo pode ser representada por uma senoide quando a excentricidade da órbita do planeta for zero, como ilustrado na Fig. 2.8.

Capítulo 3

Metodologia

De uma forma direta e resumida, pretende-se desenvolver a partir do estudo do sistema QS Vir, uma ferramenta automática para análise de estabilidade orbital de sistemas binários compactos, que possuem evidências de exoplanetas circumbinários. Assim, para esse projeto foram realizados os seguintes passos:

1. Coleta de dados usando as facilidades do Observatório do Pico dos Dias (OPD/LNA) no semestre 2017A. Foram feitas no `IRAF` (*Image Reduction and Analysis Facility*)[1] as reduções desses dados e compilados também os dados obtidos entre 2010 a 2017 pelo nosso grupo. Desse passo, obtidas as curvas de luz de QS Vir as quais foram essenciais para a medida dos instantes dos eclipses do sistema.

2. Em posse das curvas de luz e das quantidades físicas e geométricas de QS Vir (inclinação, raios, temperaturas e massas), obtidas por O'Donoghue et al. (2003), usou-se o código do Wilson-Devinney (Wilson e Devinney, 1971) e um algoritmo de minimização (MCMC), para obter os instantes dos eclipses bem como suas incertezas (veja por exemplo, Almeida e Jablonski, 2011; Almeida et al., 2012).

3. Usando uma efeméride linear para ajustar os instantes de eclipses verificou-se se o período orbital do sistema em estudo estava variando ao longo do tempo. Os resíduos desse ajuste, também conhecido diagrama (O-C), diagrama do período orbital observado menos o calculado, foram então usados para verificar a existência de possíveis corpos circumbinários, e além disso, para determinar os elementos orbitais desses corpos.

[1] http://www.iraf.noao.edu

4. Finalmente, com as soluções dos corpos circumbinários, pretende-se num trabalho futuro testar a estabilidade do sistema (QS Vir)[2], ou seja, analisar a evolução temporal da solução orbital para os corpos circumbinários encontrados.

Sendo assim, neste capítulo é delineada uma metodologia geral e cuidadosa que vai desde a obtenção e redução de imagens ao emprego de técnicas de ajustes e análises estatísticas extremamente poderosas para a obtenção dos instantes de eclipse e determinação dos parâmetros orbitais de possíveis planetas orbitando binárias evoluídas.

3.1 Obtenção das imagens

Os dados fotométricos tratados e reduzidos neste trabalho foram obtidos com as facilidades do Observatório Pico dos Dias (OPD) que é operado pelo Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA) e está localizado em Brazópolis-MG em observações realizadas entre 2010 e 2017 com os telescópios *Perkin-Elmer* (de $1,6\,m$) e *Zeiss* de ($0,60\,m$).

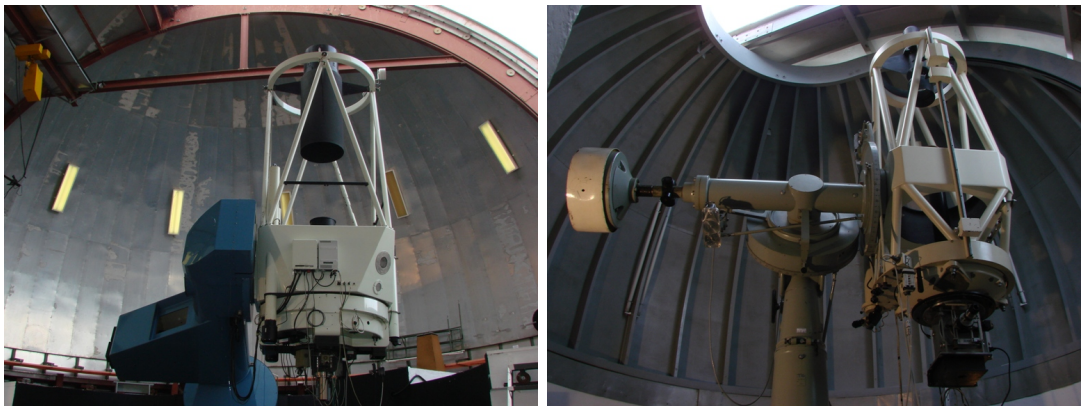

Figura 3.1: Telescópios disponíveis no OPD/LNA utilizados na obtenção dos dados. Tem-se o *Perkin-Elmer* ($1,6\,m$) e Zeiss ($0,6\,m$), à esquerda e à direita, respectivamente. Fonte: Imagens obtidas do site do OPD (http://www.lna.br/opd).

Todas imagens astronômicas possuem sistemáticos que podem ser corrigidos a partir do uso de dados de calibração. Neste sentido, no início e no final de cada noite, foram tomadas as imagens de *flat field* e *bias* para calibrar as imagens obtidas pelas câmeras CCDs, sigla do inglês para *Charge-Coupled Device*.

[2] Esse teste não constará neste trabalho.

3.1.1 Imagens de *flat-field* e *bias*

Do ponto de vista técnico o *bias* é um ruído aditivo que advém da leitura do CCD. Assim, combinando-se as imagens de bias e supondo-se que esse viés está presente em todas as imagens, subtrai-se da imagem de interesse esse erro sistemático.

Isso é necessário, uma vez que, a eletrônica de leitura dos CCDs produz sinais mesmo na ausência de luz (na verdade, mesmo na ausência do próprio detector). Trata-se de uma componente aditiva, comum em circuitos que utilizam amplificadores operacionais, caracterizada por um valor médio e com flutuações em torno dele. Para evitar que valores negativos de tensão sejam submetidos ao sistema de conversão analógico-digital, costuma-se deslocar o ponto zero do sistema de modo a que somente valores positivos (em torno deste nível) sejam registrados. As flutuações em torno do nível mínimo são chamados de "ruído de leitura" e costumam ser expressas em termos do valor RMS equivalente que um sinal luminoso apresentaria (Almeida, 2009).

Por outro lado, o *flat-field*, por se tratar de um efeito multiplicativo, é realizado para corrigir a não uniformidade da sensibilidade pixel a pixel do detector. Para tanto, foi necessário combinar todas as imagens e, daí, obter uma imagem estatisticamente melhor.

As imagens de *flat-field* são obtidas expondo o CCD, com a mesma óptica usada para obter as imagens dos alvos, à uma superfície branca, plana e iluminada uniformemente. Com estas imagens tem-se o objetivo de quantificar as variações *pixel* a *pixel* na sensibilidade do CCD, causadas por fatores intrínsecos ao detector. A deposição de poeira na janela do criostato também é corrigida pelo procedimento de *flat-fielding*. Este aspecto enfatiza a necessidade de se tomar imagens de *flat-field* a cada noite de observação (Almeida, 2009).

3.2 Redução dos dados

A redução dos dados, consistiu em subtrair o *bias* de cada imagem de interesse e dividir o resultado por uma imagem de *flat-field* normalizada.

Este procedimento foi feito utilizando-se as tarefas básicas do IRAF tais como *imcombine*, usada para combinar usando a média dos valores pixel a pixel todas as imagens de *flat-field* e *bias*. Depois, para normalizar o *flat-field* utilizou-se a ferramenta *imstatistics* para encontrar o valor médio de contagem por pixel em todo a imagem, o qual seria

o parâmetro normalizador. Finalmente, com *imarith* foi feita essa divisão e obteve-se o *flat-field* normalizado.

3.3 Obtenção das curvas de luz

Uma curva de luz é a variação do fluxo observado de um objeto em função do tempo. Este tipo de informação é de extrema utilidade em diversas áreas da Astronomia e pode ser obtido por meio da técnica denominada fotometria diferencial.

3.3.1 Fotometria Diferencial

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

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

$$m = -2,5 \log \frac{F}{F_0} \tag{3.1}$$

onde m é a magnitude, F é o fluxo medido do objeto e F_0 é o fluxo absoluto que corresponde a magnitude zero.

No caso da fotometria diferencial, é feito uma comparação entre o fluxo de dois objetos, o que representa em magnitudes a diferença entre magnitudes,

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \frac{F_1}{F_2} \tag{3.2}$$

assim uma diferença de 5 magnitudes corresponde a uma razão de 100 em fluxo, isto é, o objeto de fluxo F_1 é 100 vezes mais brilhante que o objeto F_2.

Há alguns fatores que favorecem o uso desse sistema de escala logarítmica. O primeiro relaciona-se à atenuação da radiação pela atmosfera terrestre, cujo comportamento se apresenta de forma linear num gráfico de magnitude versus massa de ar. Assim, o sistema de magnitude adapta-se bem à fotometria diferencial. Além disso, variações globais nos fluxos dos objetos, associados com variações na transparência da atmosfera de noite a noite e com os desvios temporais na resposta do detector, afetam de forma igual ambos os termos da Eq. 3.2 (Almeida, 2012).

3.4 Obtenção dos tempos de eclipse

Após a redução dos dados, a partir da fotometria diferencial, que consistia em basicamente fazer uma análise comparativa dos fluxos dos objetos, foram obtidas as curvas de luz.

Em posse das curvas de luz de todas as observações, e das quantidades físicas e geométricas da binária eclipsante (inclinação, raios, temperaturas e massas das estrelas, etc) usou-se o código do Wilson-Devinney (WD) e o PIKAIA Charbonneau (1995) para obtenção do melhor ajuste dos dados utilizando um modelo tipo *box*. Tais códigos foram integrados por Almeida (2012) numa mesma rotina do IRAF. Tipicamente as curvas de luz obtidas de QS Vir tem basicamente a mesma forma do eclipse da anã branca como a representada na Fig. 3.2.

O algoritmo PIKAIA é baseado na evolução natural, gerando indivíduos (parâmetros) ao longo das gerações, que a princípio estão cada vez mais adaptados (próximos da solução global). Enquanto que, em uma segunda etapa o código WD, implementado com o método de Monte Carlo com Cadeia de Markov (MCMC, sigla em inglês para *Markov Chain Monte Carlo*) gera valores aleatórios dos parâmetros das binárias e testa a validade das soluções. O resultado é a distribuição a posteriori de cada parâmetro ajustado. A partir dessa distribuição, determina-se o erro em cada parâmetro.

De maneira simplificada, a análise da qualidade dos ajustes, segue basicamente a estrutura representada no fluxograma expresso na Fig. 3.3.

No fluxograma é apresentada a sequência do uso das rotinas no processo de modelagem

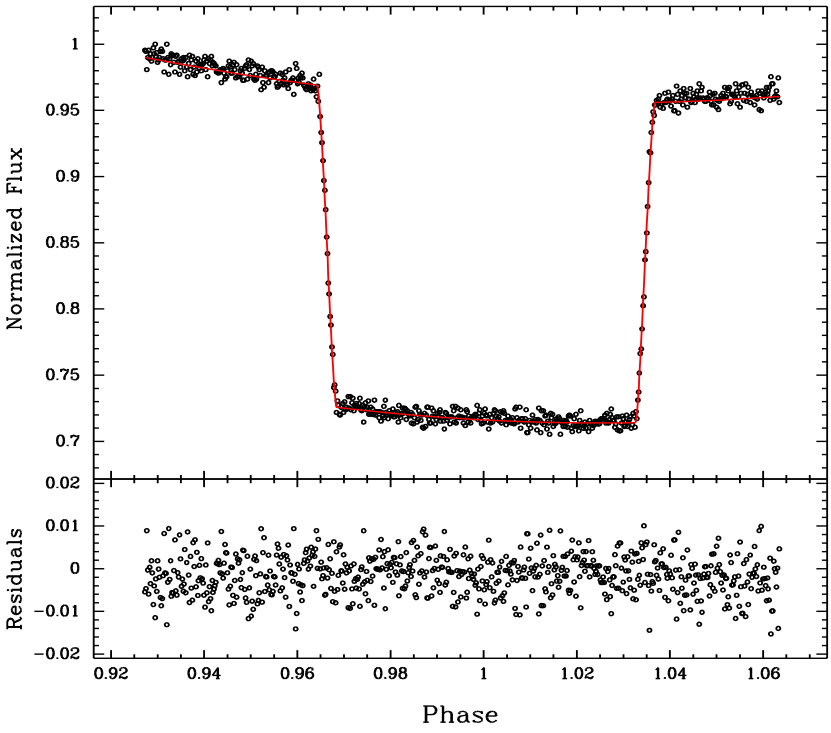

Figura 3.2: Painel superior: eclipse da anã branca de QS Vir sobreposta com o melhor obtido com o código do Wilson-Devinney. Painel inferior: resíduos do ajuste do meoelo do eclipse aos dados observados.

e como são realizados os testes de validade das soluções por meio do χ^2 e obtenção do erro estatístico associado ao *fit*.

Esta sequência é realizada repetidas vezes até obter o instante do centro do eclipse (saída da rotina) associado ao menor χ^2 obtido nesse procedimento. Os principais parâmetro ajustados utilizando o código WD são os presentes na Tab. 3.1.

Tabela 3.1 - Parâmetros ajustados pelo código Wilson-Devinney Wilson e Devinney (1971)

Parâmetro	Nome/Característica
q	Razão de massa
$\mathrm{T_{min}}$	Tempo de mínimo do eclipse
T_1	Temperatura da estrela primária
T_2	Temperatura da estrela secundária
I	Inclinação orbital
Φ_1	Potencial da primária
Φ_2	Potencial da secundária
$P_{\mathrm{orb;bin}}$	Período orbital da binária

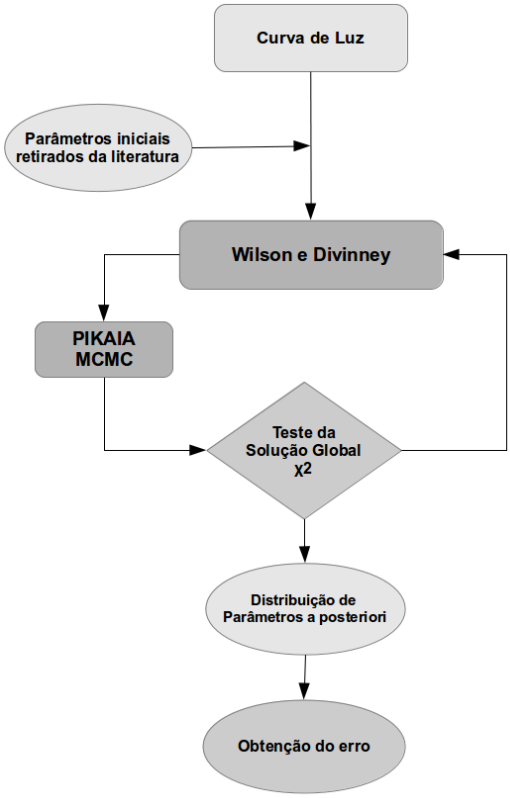

Figura 3.3: Fluxograma dos procedimentos de ajuste e análise estatística das curvas de luz e, determinação dos erros associados. Fonte: Figura extraída de Oliveira (2013).

3.5 Obtenção do diagrama O-C

Na posse dos instantes dos eclipses é necessário ver se (e como) o período orbital do sistema varia ao longo do tempo. Com este intento, utiliza-se a Eq.(2.9), que representa uma efeméride linear, ou seja, considera-se o período orbital do sistema constante.

As variações no período orbital, se existir, são percebidas no gráfico dos resíduos do ajuste da Eq. 3.3 da efeméride linear, conhecido como diagrama O-C.

3.6 Obtenção dos parâmetros dos planetas

Construído o diagrama O-C é feita uma análise na amplitude das variações do período orbital de tal forma que caso haja corpo(s) externo(s) à binária, poderá(ão) ser notado(s) neste diagrama variação(ões) periódica(s), cujas causas já foram paulatinamente discutidos na Seção 2.4, sobre o efeito tempo-luz.

Assim, com base na Eq. 2.10 são ajustados por meio do MCMC quantos corpos forem necessários para justificar as amplitudes residuais e, daí então, com analisando o χ^2

reduzido, obtém-se os parâmetros do(s) corpo(s) externo(s) com seus respectivos erros.

Capítulo 4

Resultados e Discussão

Neste capítulo é feita uma introdução do sistema QS Virginis (QS Vir) e são apresentados os resultados obtidos para as curvas de luz medidas com as facilidades do OPD no período compreendido entre 2010 à 2017 e os instantes de eclipses empregados na construção do diagrama O-C utilizando efeméride linear e o ajuste para dois exoplanetas circumbinários orbitando QS Vir. Além disso é feita, detalhadamente, a análise dos resultados obtidos.

4.1 Introdução sistema ao QS Vir

Um caso ainda em aberto na literatura é o cenário atual do sistema QS Vir. Esse sistema que faz parte de uma classe de binárias chamadas de variáveis cataclísmicas[1] (VCs), passando por um estágio de hibernação (O'Donoghue et al., 2003). Para os sistema se configurar dessa maneira, acredita-se que ele tenha evoluído tal como descrito na Seção 2.2, isto é, passado por três fases: binárias na sequência principal, *Roche-Lobe OverFlow* e envelope comum (Han et al., 2007; Podsiadlowski et al., 2008).

O'Donoghue et al. (2003) fizeram uma caracterização completa do sistema binário. Segundo os autores, QS Vir é constituído por uma anã branca (AB), como primária, com massa de $M_1 = 0,78 \pm 0,04\, M_\odot$ e por uma anã vermelha (AV) da sequência principal, de tipo espectral M e massa de $M_2 = 0,43 \pm 0,04\, M_\odot$. A binária possui uma órbita cerrada de $P_{\mathrm{orb;bin}} = 3,168$ horas. Uma concepção artistica do sistema é apresentado na Fig. 4.1.

O'Donoghue et al. (2003) observaram que os dados de instante de eclipses apresentaram uma variação cíclica com relação a uma efeméride linear. Qian et al. (2010) encontraram

[1] Variáveis cataclísmicas são sistemas binários cerrados, formados por uma anã branca mais uma anã vermelha, onde ocorre transferência de matéria entre as componentes do sistema (Warner, 2003).

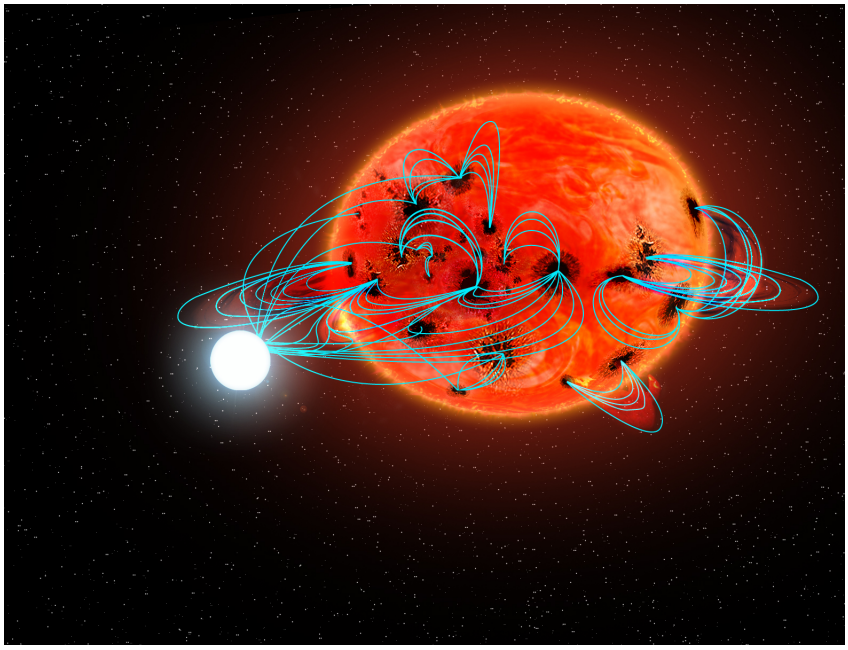

Figura 4.1: Concepção artística do sistema QS Vir. Fonte: https://www.noao.edu/outreach/press/pr07/pr0701.html

uma variação periódica do período orbital desse sistema e justificaram com a presença de um planeta gigante com massa de $6,4\,M_{\rm Jup}$ e período orbital de $7,86$ anos. Em seguida, Almeida e Jablonski (2011) adicionaram dados ao longo de 3 anos e propuseram uma solução preliminar com a existência de dois corpos circumbinários para justificar a variação excêntrica e anormal do período orbital de QS Vir, cuja amplitude chega a quase $200\,s$ (veja Fig. 4.3).

No entanto, Horner et al. (2013, 2014) argumentaram que os possíveis planetas ao redor desses sistema não só apresentam órbitas instáveis como não podem nem sequer existir. Porém, esses autores usaram uma solução preliminar apresentadas por Almeida e Jablonski (2011) e não exploraram todas as configurações possíveis para os dois corpos circumbinários. Além disso, não havia cobertura temporal completa da ordem dos períodos desses corpos.

Assim, a partir deste sistema almeja-se como resultados a definição e desenvolvimento de uma sistemática de análise que possibilite o estudo de outros sistemas como QS Vir. A presença confirmada de exoplanetas orbitando binárias que já mantiveram envelope comum levaria e exigiria uma reinterpretação da própria evolução estelar de binárias tanto do ponto de vista teórico quanto observacional. Além de necessitar de uma explicação/modelização para a formação de tais exoplanetas.

As quantidades físicas e geométricas da binária QS Vir obtidas por O'Donoghue et al. (2003) estão resumidas na Tab. 4.1.

Tabela 4.1 - Parâmetros físicos e geométricos do sistema QS Vir retirados de O'Donoghue et al. (2003). Os subscritos 1 e 2 representam os parâmetros da anã branca e da estrela secundária, respectivamente.

Parâmetro	Valor	Unidade
$P_{\rm orb}$	$0,150757525 \pm 0,000000001$	dias
T_1	14220 ± 350	K
T_2	3100 ± 75	K
i	$75,5 \pm 2,0$	UA
e	0	
R_1	$0,011 \pm 0,01$	$R_\odot$
R_2	$0,42 \pm 0,02$	$R_\odot$
M_1	$0,78 \pm 0,04$	$M_\odot$
M_2	$0,43 \pm 0,04$	$M_\odot$

4.2 Observação e redução de dados

Os dados fotométricos de QS Vir foram coletados com as facilidades do Observatório do Pico dos Dias em observações realizadas no período entre 2010 e 2017. A Tab. 4.2 resume as características dos dados coletados para o sistema QS Vir.

Tabela 4.2 - Log das observações fotométricas de QS Vir.

Data	t_{exp}(s)	Telescópio	Filtro
30/07/2010	4	0.6-m	Sem Filtro
15/07/2011	4	0.6-m	Sem Filtro
04/08/2011	4	0.6-m	Sem Filtro
07/08/2011	2	1.6-m	Sem Filtro
25/04/2012	1.5	0.6-m	Sem Filtro
13/08/2013	2	1.6-m	Sem Filtro
17/08/2013	1	1.6-m	Sem Filtro
12/08/2014	2	1.6-m	Sem Filtro
28/04/2015	2	0.6-m	Sem Filtro
29/04/2015	2	0.6-m	Sem Filtro
22/03/2017	2	0.6-m	Sem Filtro
23/03/2017	2	0.6-m	Sem Filtro
01/04/2017	2	0.6-m	Sem Filtro
02/04/2017	2	0.6-m	Sem Filtro
04/04/2017	2	0.6-m	Sem Filtro
05/04/2017	2	0.6-m	Sem Filtro

A redução dos dados foi realizada usando as tarefas padrão do IRAF e consistiu em subtrair a imagem de *bias* combinada de cada imagem do programa, e dividir o resultado por uma imagem de *flat-field* normalizada (como descrito na Seção 3.2 do Capítulo 3).

Fotometria diferencial foi utilizada para obter o fluxo relativo entre o alvo e uma estrela do campo considerada com fluxo constante. Como o campo de QS Vir não é rico em estrelas, ou seja, não havia sobreposição de fontes, a extração dos fluxos foi realizada usando fotometria de abertura. Este procedimento foi feito várias vezes usando aberturas e tamanhos diferentes do anel do céu para escolher os valores que fornecem a razão sinal/ruído ótima. Uma amostra de curvas de luz obtidas neste trabalho é apresentada na Fig. 4.2.

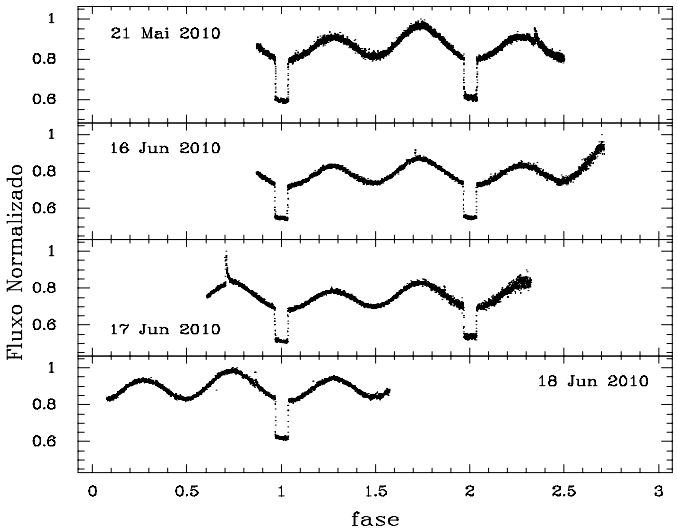

Figura 4.2: Amostra de curvas de luz normalizada de QS Vir. É possível ver os eclipses da anã branca, a variação eclipsoidal devido a deformação da estrela secundária e dois flares mostrando que a secundária apresenta atividade magnética.

4.3 *Instantes de eclipse*

Em posse das curvas de luz, usou-se o código do Wilson-Devinney (Wilson e Devinney, 1971), e as quantidades físicas e geométricas da binária QS Vir obtidas por O'Donoghue et al. (2003), veja Tab. 4.1, para obter os instantes dos eclipses bem como suas incertezas. Os resultados obtidos neste procedimento são os apresentados na Tab. 4.3 e um exemplo do ajuste é mostrado na Fig. 3.2. Na tabela são apresentados também todos os instantes de eclipse desse objeto coletados na literatura.

Tabela 4.3 - Instantes do eclipse de QS Vir.

Ciclo	$T_{eclipse}$(BJD)	$T_{calculado}$ (BJD)	(O-C)	**Referência**
171	48715, 42068 ± 0, 00001	48715,41974	81,2	O'Donoghue et al. (2003)
172	48715, 57146 ± 0, 00001	48715,57050	83,2	O'Donoghue et al. (2003)
212	48721, 60174 ± 0, 00001	48721,60080	81,5	O'Donoghue et al. (2003)
225	48723, 56158 ± 0, 00001	48723,56064	80,8	O'Donoghue et al. (2003)
535	48770, 29641 ± 0, 00001	48770,29547	81,6	O'Donoghue et al. (2003)
542	48771, 35174 ± 0, 00001	48771,35077	84,0	O'Donoghue et al. (2003)
2347	49043, 46923 ± 0, 00001	49043,46803	103,7	O'Donoghue et al. (2003)
2354	49044, 52454 ± 0, 00001	49044,52333	104,3	O'Donoghue et al. (2003)
2367	49046, 48439 ± 0, 00001	49046,48318	104,6	O'Donoghue et al. (2003)
2705	49097, 44046 ± 0, 00001	49097,43921	108,0	O'Donoghue et al. (2003)
3122	49160, 30638 ± 0, 00001	49160,30508	112,2	O'Donoghue et al. (2003)
4497	49367, 59801 ± 0, 00001	49367,596663	119,7	O'Donoghue et al. (2003)
4855	49421, 56921 ± 0, 00001	49421,56781	121,4	O'Donoghue et al. (2003)
5471	49514, 43584 ± 0, 00001	49514,43442	123,0	O'Donoghue et al. (2003)
7230	49779, 61826 ± 0, 00001	49779,61683	123,2	O'Donoghue et al. (2003)
7249	49782, 48267 ± 0, 00001	49782,48123	124,7	O'Donoghue et al. (2003)
7778	49862, 23339 ± 0, 00001	49862,23194	125,5	O'Donoghue et al. (2003)
7826	49869, 46976 ± 0, 00001	49869,46830	126,5	O'Donoghue et al. (2003)
7831	49870, 22354 ± 0, 00001	49870,22208	125,8	O'Donoghue et al. (2003)
9425	50110, 53102 ± 0, 00001	50110,52951	129,9	O'Donoghue et al. (2003)
9591	50135, 55677 ± 0, 00001	50135,55526	130,5	O'Donoghue et al. (2003)
9611	50138, 57193 ± 0, 00001	50138,57041	131,4	O'Donoghue et al. (2003)
10551	50280, 28400 ± 0, 00001	50280,28245	134,3	O'Donoghue et al. (2003)
11966	50493, 60590 ± 0, 00001	50493,60429	139,2	O'Donoghue et al. (2003)
15625	51045, 22777 ± 0, 00001	51045,22593	158,9	O'Donoghue et al. (2003)
17014	51254, 62992 ± 0, 00001	51254,62808	159,1	O'Donoghue et al. (2003)
17391	51311, 46554 ± 0, 00001	51311,46365	163,2	O'Donoghue et al. (2003)
24520	52386, 21558 ± 0, 00001	52386,21377	156,4	Kawka et al. (2002)
24715	52415, 61330 ± 0, 00001	52415,61148	157,3	Parsons et al. (2010)
27135	52780, 44628 ± 0, 00001	52780,44460	145,5	Parsons et al. (2010)
27149	52782, 55688 ± 0, 00002	52782,55520	145,1	Parsons et al. (2010)
27162	52784, 51673 ± 0, 00001	52784,51504	145,3	Parsons et al. (2010)
33948	53807, 55532 ± 0, 00001	53807,55535	-2,5	Parsons et al. (2010)
34742	53927, 25633 ± 0, 00002	53927,25680	-40,8	Parsons et al. (2010)
34749	53928, 31161 ± 0, 00002	53928,31209	-41,9	Parsons et al. (2010)
34762	53930, 27156 ± 0, 00002	53930,27194	-33,0	Parsons et al. (2010)
34795	53935, 24645 ± 0, 00003	53935,24694	-42,3	Parsons et al. (2010)
34802	53936, 30181 ± 0, 00003	53936,30224	-37,3	Parsons et al. (2010)
34808	53937, 20625 ± 0, 00009	53937,20679	-46,4	Parsons et al. (2010)
34868	53946, 25182 ± 0, 00002	53946,25224	-35,9	Parsons et al. (2010)
38560	54502, 84916 ± 0, 00001	54502,84887	23,8	Parsons et al. (2010)
38566	54503, 75372 ± 0, 00002	54503,75342	25,9	Parsons et al. (2010)
38573	54504, 80896 ± 0, 00003	54504,80872	20,6	Parsons et al. (2010)
38580	54505, 86431 ± 0, 00001	54505,80872	24,7	Parsons et al. (2010)
41270	54911, 40213 ± 0, 00004	54911,40166	39,6	Qian et al. (2010)
41296	54915, 32183 ± 0, 00004	54915,32136	40,9	Qian et al. (2010)
41296	54915, 32192 ± 0, 00004	54915,32135	48,7	Qian et al. (2010)
41302	54916, 22643 ± 0, 00004	54916,22590	45,6	Qian et al. (2010)
41495	54945, 32256 ± 0, 00004	54945,32210	40,0	Qian et al. (2010)
43342	55223, 77183 ± 0, 00002	55223,77117	56,7	Parsons et al. (2010)
43349	55224, 82710 ± 0, 00003	55224,82648	53,9	Parsons et al. (2010)
43362	55226, 78689 ± 0, 00003	55226,78632	49,0	Parsons et al. (2010)
43369	55227, 84225 ± 0, 00003	55227,84162	54,0	Parsons et al. (2010)
43415	55234, 77710 ± 0, 00003	55234,77647	54,4	Parsons et al. (2010)
43422	55235, 83243 ± 0, 00001	55235,83177	56,8	Parsons et al. (2010)
43906	55308, 799072 ± 0, 000001	55308,79840	58,4	(Bours et al., 2016)
44063	55332, 96800 ± 0, 00002	55332,46732	58,2	Almeida (2012)
44064	55332, 61876 ± 0, 00002	55332,61808	59,0	Almeida (2012)
44103	55338, 49835 ± 0, 00001	55338,49762	61,1	Almeida (2012)
44104	55338, 64909 ± 0, 00001	55338,64838	61,4	Almeida (2012)
44177	55349, 65437 ± 0, 00003	55349,65367	59,7	Almeida (2012)

(Continua...)

Tabela 4.3 – Instantes do eclipse de QS Vir.

Ciclo	$T_{observado}$(BJD)	$T_{calculado}$ (BJD)	(O-C)	Referência
44189	55351, 46347 ± 0, 00003	55351,46276	60,7	Almeida (2012)
44190	55351, 61422 ± 0, 00004	55351,61352	60,7	Este Trabalho
44249	55360, 50889 ± 0, 00005	55360,50821	59,1	Este Trabalho
44275	55364, 42863 ± 0, 00003	55364,42791	62,9	Almeida (2012)
44276	55364, 57937 ± 0, 00003	55364,57867	61,5	Almeida (2012)
44282	55365, 48394 ± 0, 00003	55365,48321	62,3	Almeida (2012)
44283	55365, 63469 ± 0, 00003	55365,63396	62,4	Almeida (2012)
44295	55367, 44377 ± 0, 00004	55367,44305	62,0	Almeida (2012)
44296	55367, 59452 ± 0, 00003	55367,59382	61,3	Almeida (2012)
44302	55368, 49909 ± 0, 00003	55368,49836	62,4	Almeida (2012)
44309	55369, 55439 ± 0, 00004	55369,55366	62,4	Almeida (2012)
44408	55384, 47940 ± 0, 00003	55384,47865	63,9	Almeida (2012)
44415	55385, 53469 ± 0, 00003	55385,53396	62,2	Almeida (2012)
44421	55386, 43924 ± 0, 00003	55386,43850	62,7	Almeida (2012)
44422	55386, 58998 ± 0, 00003	55386,58926	62,8	Almeida (2012)
44434	55388, 39908 ± 0, 00003	55388,39835	63,0	Almeida (2012)
44435	55388, 54983 ± 0, 00003	55388,54911	63,1	Almeida (2012)
44441	55389, 45439 ± 0, 00003	55389,45365	63,8	Almeida (2012)
44442	55389, 60513 ± 0, 00005	55388,54911	63,1	Este Trabalho
44567	55408, 44984 ± 0, 00003	55408,44909	64,4	Almeida (2012)
44574	55409, 50516 ± 0, 00003	55409,50440	64,9	Almeida (2012)
44693	55427, 44531 ± 0, 00003	55427,44454	65,5	Almeida (2012)
44706	55429, 40514 ± 0, 00003	55429,40438	65,4	Almeida (2012)
45631	55568, 855954 ± 0, 000001	55568.831772	77,3	(Bours et al., 2016)
45927	55613, 480210 ± 0, 000005	55613,47928	80,9	(Bours et al., 2016)
46572	55710, 718858 ± 0, 000002	55710,717854	86,8	(Bours et al., 2016)
46134	55644, 687030 ± 0, 000003	55644,68607	82,5	(Bours et al., 2016)
46339	55675, 592339 ± 0, 000003	55675,591359	84,6	(Bours et al., 2016)
46836	55750, 51908 ± 0, 00002	55750,51783	90,1	Almeida (2012)
46842	55751, 42363 ± 0, 00002	55751,42237	88,2	Almeida (2012)
46849	55752, 47896 ± 0, 00002	55752,47767	88,9	Almeida (2012)
46856	55753, 53429 ± 0, 00002	55753,53298	88,7	Almeida (2012)
46882	55757, 45391 ± 0, 00002	55757,45267	88,6	Almeida (2012)
46889	55758, 50921 ± 0, 00002	55758,50798	87,8	Almeida (2012)
47021	55778, 40899 ± 0, 00004	55778,40796	88,2	Almeida (2012)
47041	55781, 42413 ± 0, 00005	55781,42311	87,3	Este Trabalho
47094	55789, 41433 ± 0, 00001	55789,41326	92,5	Este Trabalho
48078	55937, 759787 ± 0, 000003	55937,758628	100,2	(Bours et al., 2016)
48230	55960, 674936 ± 0, 000003	55960,673766	101,1	(Bours et al., 2016)
48495	56000, 625700 ± 0, 000003	56000,624499	103,7	(Bours et al., 2016)
48707	56032, 586290 ± 0, 000003	56032,585086	104,0	(Bours et al., 2016)
50552	56310, 734018 ± 0, 000003	56310,732648	118,3	(Bours et al., 2016)
50665	56327, 769615 ± 0, 000003	56327,768244	118,4	(Bours et al., 2016)
50903	56363, 649917 ± 0, 000003	56363,648526	120,2	(Bours et al., 2016)
51930	56518, 47790 ± 0, 00006	56518,47646	123,6	Este Trabalho
51956	56522.39759 ± 0, 00003	56522,39616	123,9	Este Trabalho
53064	56689, 436910 ± 0, 000001	56689,435453	125,8	(Bours et al., 2016)
53232	56714, 764176 ± 0, 000003	56714,762711	126,7	(Bours et al., 2016)
53609	56771, 599762 ± 0, 000003	56771,598283	127,8	(Bours et al., 2016)
54344	56882.40648 ± 0, 00004	56882,40504	125,1	Este Trabalho
55474	57052, 762447 ± 0, 000004	57052,760995	125,8	(Bours et al., 2016)
55673	57082, 763182 ± 0, 000003	57082,761735	125,0	(Bours et al., 2016)
55677	57083, 366217 ± 0, 000001	57083,364765	125,5	(Bours et al., 2016)
56064	57141.70936 ± 0, 00001	57141,70791	124,7	Este Trabalho
56070	57142.61390 ± 0, 00001	57142,61246	124,8	Este Trabalho
56228	57166, 4335986 ± 0, 0000009	57166,4321396	126,1	(Bours et al., 2016)
57868	57413, 67592 ± 0, 00001	57413,67442	129,9	(Bours et al., 2016)
57869	57413, 8266770 ± 0, 000005	57413,825174	129,8	(Bours et al., 2016)
58184	57461, 3153093 ± 0, 000003	57461,313782	131,9	(Bours et al., 2016)
60595	57824.79188 ± 0, 00003	57824,79008	155,4	Este Trabalho
60667	57835.64641 ± 0, 00002	57835,64462	154,9	Este Trabalho
60668	57835.79716 ± 0, 00002	57835,79538	154,2	Este Trabalho
60674	57836.70172 ± 0, 00002	57836,69992	155,5	Este Trabalho

(Continua...)

Tabela 4.3 – Instantes do eclipse de QS Vir.

Ciclo	$T_{observado}$(BJD)	$T_{calculado}$ (BJD)	(O-C)	**Referência**
60740	$57846.65173 \pm 0,00002$	57846,64992	156,6	Este Trabalho
60760	$57849.66689 \pm 0,00002$	57849,66507	157,1	Este Trabalho

4.4 Análise do diagrama O-C

Usando-se uma efeméride linear para ajustar aos instantes de eclipses foi possível verificar a variação do período orbital do sistema ao longo do tempo. Os resíduos desse ajuste, também conhecido diagrama período orbital observado menos o calculado (O-C), foram então utilizados para verificar a existência de possíveis corpos circumbinários, e além disso, para determinar os elementos orbitais desses corpos. A partir do diagrama O-C fica evidente que os eclipses hora acontecem antes ou depois do previsto com duas variações cíclicas e amplitude que chega até $200\,s$. Desta maneira, usamos as Eq. 2.10 e Eq. 2.11 para ajustar ao diagrama (O-C), nós obtivemos como melhor solução dois corpos circumbinários, uma anã marron ($\sim$0.05 $M_{\odot}$) com período orbital de $\sim$19 anos e um super Júpiter ($\sim$6 M_{Jup}) com período orbital de $\sim$4.8 anos. Essa solução é listada na Tab. 4.4 e apresentada na Fig. 4.3.

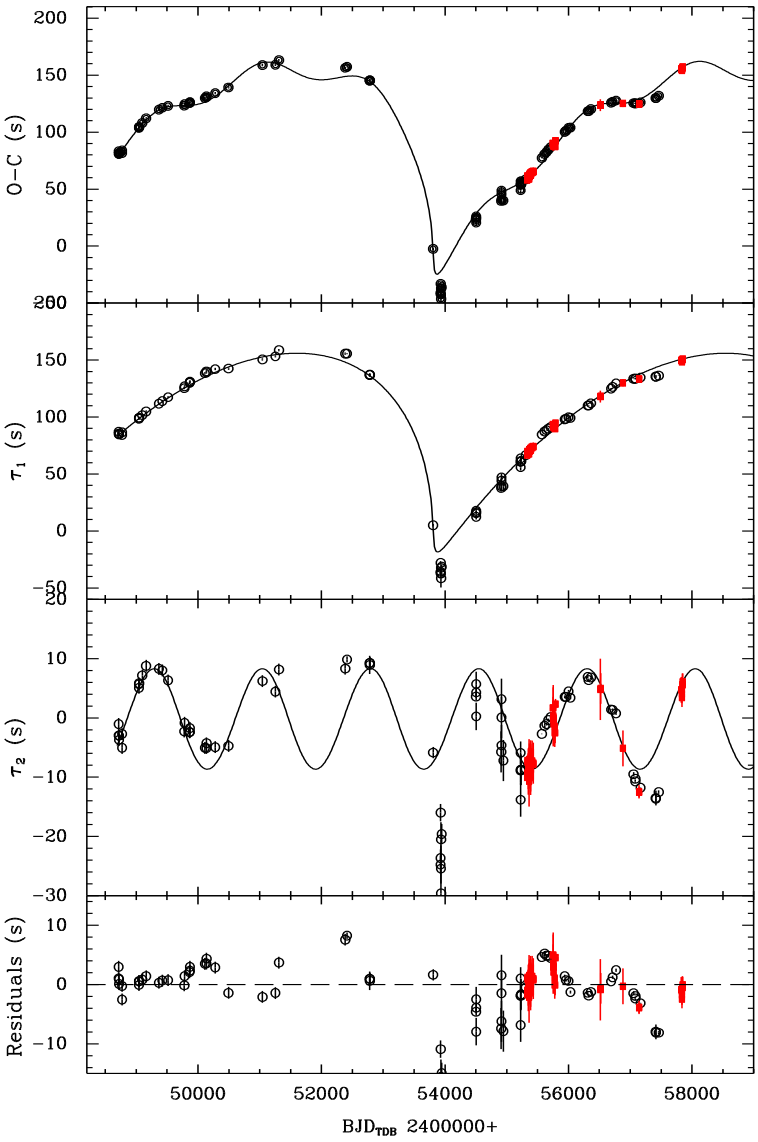

Figura 4.3: Diagrama O-C do sistema QS Vir. No painel superior é apresentado o diagrama O-C com dois termos do efeito tempo-luz sobreposto. Nos três painéis inferior são: primeiro e segundo temos do efeito tempo-luz separados e resíduos do ajuste dos dois temos aos dados do diagrama O-C, respectivamente

Tabela 4.4 - Parâmetros ajustados da efeméride linear e dois termos do efeito tempo-luz aos instantes de eclipse de QS Vir.

Efeméride Linear		
Parâmetro	Valor	Unidade
P	$0.150757486 \pm 1 \times 10^{-9}$	dia
T_0	$2448689.63996 \pm 2 \times 10^{-5}$	JD(TDB)
Termo τ_1		
Parâmetro	Valor	Unidade
P	18.96 ± 0.38	anos
T	2453831 ± 30	JD(TDB)
$a_{\rm bin} \sin i$	0.36 ± 0.01	UA
e	0.95 ± 0.02	
ω	206 ± 1	$^\circ$
$f(m)$	$(1.3 \pm 0.4) \times 10^{-4}$	$M_\odot$
$m \sin i$	52.7 ± 2.0	$M_{\rm Jup}$
$a \sin i$	7.1 ± 0.6	UA
Termo τ_2		
Parâmetro	Valor	Unidade
P	4.78 ± 0.09	anos
T	2453956 ± 70	JD(TDB)
$a_{\rm bin} \sin i$	0.017 ± 0.002	UA
e	0.10 ± 0.03	
ω	337 ± 1	$^\circ$
$f(m)$	$(2.15 \pm 0.3) \times 10^{-7}$	$M_\odot$
$m \sin i$	6.3 ± 0.6	$M_{\rm Jup}$
$a \sin i$	2.8 ± 0.8	UA

Capítulo 5

Conclusões

A partir de dados fotométricos obtidos com as facilidades do OPD para o sistema binário evoluído QS Vir e uma técnica de extrema acurácia para determinação dos instantes do eclipse da primária, notou-se variações cíclicas de amplitudes ~ 200 s. De acordo com Almeida (2012); Qian et al. (2010); Almeida e Jablonski (2011) o mecanismo mais provável para explicar as variações periódicas observadas nos instantes dos eclipses é a inferência de exoplanetas circumbinários ao redor de QS Vir.

Assim, como principais resultados obtivemos uma solução preliminar que apresenta fortes evidências da existência de dois exoplanetas na configuração ressonante de 4:1 com órbitas bastante excêntricas, como apresentado na Tab. (4.4). Os corpos circumbinários têm massas de $\sim$0.05 $M_{\odot}$ e $\sim$6 M_{Jup} com períodos orbitais de $\sim$19 e $\sim$4.8 anos, respectivamente.

Exoplanetas ao redor de binárias compactas cujas estrelas são de sequência principal é uma realidade, uma vez que, já foram confirmados via trânsito fotométrico com o satélite Kepler. Com o presente trabalho, conseguimos mostrar, ainda preliminarmente, que a variação do período orbital do sistema binário evoluído, QS Vir, pode ser explicado com a presença de dois corpos circumbinários. Uma vez confirmada essa descoberta, a pergunta a ser explorada em futuros trabalhos seria: Estes corpos são de primeira ou segunda geração?

5.1 Perspectivas futuras

Temos o intento de continuar na investigação do sistema QS Vir de maneira à torná-lo um modelo para estudo de exoplanetas ao redor de binárias evoluídas.

Neste sentido, além de refinar a solução e realizar testes de estabilidade, pretendemos

construir a SED, sigla em inglês para *Spectral Energy Distribution*, que poderia indicar um excesso de fluxo nas regiões dos infravermelhos médio e próximo ao qual pode estar associado ao fluxo de corpos com características planetares (super Júpiter, anã-marrom). Assim, como o efeito tempo-luz, essa seria mais uma evidência indireta da presença de tais exoplanetas. Como ainda não é possível realizar um imageamento direto por um grande telescópio, a construção da SED se mostraria como uma boa alternativa para a confirmação dos corpos ao redor de QS Vir.

Há toda uma família de sistemas semelhantes à QS Vir, sistemas binários evoluídos candidatos a hospedarem planetas ao seu redor. Os sistemas em questão são os presentes na Tab.(5.1).

Tabela 5.1 - Sistemas binários candidatos a hospedarem exoplanetas ao seu redor.

Name	P_{orb} dias	$M_p \sin i$ M_{Jup}	$a \sin i$ UA	e	T. espectral	Referências
NSVS 1425(AB)c	1276	2.9	1.9	0.0	sdOB+dM	Almeida et al. (2013)
UZ For(AB)c	1917	7.7	2.8	0.05	DA+dM	Potter et al. (2011)
HU Aqr(AB)c	2226	4.5	3.32	0.11	DA+dM	Hinse et al. (2012)
NSVS 1425(AB)d	2506	7.4	3.1	0.52	sdOB+dM	Almeida et al. (2013)
NN Ser(AB)c	2605	4.0	3.2	0.05	DA+dM	Horner et al. (2013)
NY Vir(AB)c	2900	2.3	3.3	–	sdB+dM	Qian et al. (2010)
RR Cae(AB)c	4346	4.2	5.3	0.0	DA+dM	Qian et al. (2010)
HW Vir(AB)c	4640	14.0	4.69	0.4	sdB+dM	Beuermann et al. (2012)
HU Aqr(AB)d	5155	5.7	5.81	0.04	DA+dM	Hinse et al. (2012)
NN Ser(AB)d	5571	6.71	5.32	0.22	DA+dM	Horner et al. (2013)
UZ For(AB)d	5844	6.3	5.9	0.04	DA+dM	Potter et al. (2011)
DP Leo(AB)c	10227	6.05	8.18	0.39	DA+dM	Beuermann et al. (2011)

Pretende-se, então, selecionar uma amostra, dentre os sistemas já listados na Tab. 5.1 e outros sistemas da literatura que apresentem variações do seu período orbital e que possam estar relacionadas à presença de exoplanetas, para caracterizá-los e testar a estabilidade dinâmica com a mesma metodologia adotada para QS Vir (Seção 3).

Referências Bibliográficas

Almeida L. A., ATIVIDADE NAS SECUNDÁRIAS DE VARIÁVEIS CATACLÍSMICAS, São José dos Campos-SP: INPE, 2009, Dissertação de Mestrado, 94 p.

Almeida L. A., VARIAÇÕES NOS INSTANTES DE ECLIPSE DE SISTEMAS BINÁRIOS NO CONTEXTO DE EXOPLANETAS, São José dos Campos-SP: INPE, 2012, Tese de Doutorado, 93 p.

Almeida L. A., Jablonski F., Two bodies with high eccentricity around the cataclysmic variable QS Vir. In The Astrophysics of Planetary Systems: Formation, Structure, and Dynamical Evolution , vol. 276 of IAU Symposium, 2011, p. 495

Almeida L. A., Jablonski F., Rodrigues C. V., Two Possible Circumbinary Planets in the Eclipsing Post-common Envelope System NSVS 14256825, ApJ, 2013, vol. 766, p. 11

Almeida L. A., Jablonski F., Tello J., Rodrigues C. V., A photometric and spectroscopic study of NSVS 14256825: the second sdOB+dM eclipsing binary, MNRAS, 2012, vol. 423, p. 478

Applegate J. H., A mechanism for orbital period modulation in close binaries, ApJ, 1992, vol. 385, p. 621

Bass G., Orosz J. A., Welsh W. F., Windmiller G., Ames Gregg T., Fetherolf T., Wade R. A., Quinn S. N., Kepler Studies of Low-mass Eclipsing Binaries. I. Parameters of the Long-period Binary KIC 6131659, ApJ, 2012, vol. 761, p. 157

Bear E., Soker N., First- versus second-generation planet formation in post-common envelope binary (PCEB) planetary systems, MNRAS, 2014, vol. 444, p. 1698

Bear E., Soker N., Planetary systems and real planetary nebulae from planet destruction near white dwarfs, ArXiv e-prints, 2015

Beuermann K., Breitenstein P., Debski B., Diese J., Dubovsky P. A., Dreizler S., Hessman F. V., Hornoch K., Husser T.-O., Pojmanski G., Wolf M., Outros The quest for companions to post-common envelope binaries. II. NSVS14256825 and HS0705+6700, A&A, 2012, vol. 540, p. A8

Beuermann K., Buhlmann J., Diese J., Dreizler S., Hessman F. V., Husser T.-O., Miller G. F., Nickol N., Pons R., Ruhr D., Schmülling H., Schwope A. D., Sorge T., Ulrichs L., Winget D. E., Winget K. I., The giant planet orbiting the cataclysmic binary DP Leonis, A&A, 2011, vol. 526, p. A53

Bours M. C. P., Marsh T. R., Parsons S. G., Dhillon V. S., Ashley R. P., Bento J. P., Breedt E., Butterley T., Caceres C., Chote P., Copperwheat C. M., Hardy L. K., Hermes J. J., Outros Long-term eclipse timing of white dwarf binaries: an observational hint of a magnetic mechanism at work, MNRAS, 2016, vol. 460, p. 3873

Campbell B., Walker G. A. H., Yang S., A search for substellar companions to solar-type stars, ApJ, 1988, vol. 331, p. 902

Carroll B. W., Ostlie D. A., An Introduction to Modern Astrophysics. Reading, MA: Addison-Wesley, —c1996, 1996

Charbonneau P., Genetic Algorithms in Astronomy and Astrophysics, ApJS, 1995, vol. 101, p. 309

Conroy K. E., Prsa A., Orosz J., Welsh W., Kepler Team Eclipse Timing Variations of Short-Period Binaries in the Kepler Field. In American Astronomical Society Meeting Abstracts #220 , vol. 220 of American Astronomical Society Meeting Abstracts, 2012, p. 406.03

Doyle L. R., Carter J. A., Fabrycky D. C., Slawson R. W., Howell S. B., Winn J. N., Orosz J. A., Outros Kepler-16: A Transiting Circumbinary Planet, Science, 2011, vol. 333, p. 1602

Eggleton P., Mitton S., Whelan J., Structure and Evolution of Close Binary Systems. International Astronomical Union Symposia, Springer Netherlands, 1976

Eggleton P. P., Approximations to the radii of Roche lobes, ApJ, 1983, vol. 268, p. 368

Frank J., King A., Raine D. J., Accretion Power in Astrophysics: Third Edition, 2002, 398

Gies D. R., Williams S. J., Matson R. A., Guo Z., Thomas S. M., Orosz J. A., Peters G. J., A Search for Hierarchical Triples using Kepler Eclipse Timing, AJ, 2012, vol. 143, p. 137

Han Z., Podsiadlowski P., Lynas-Gray A. E., A binary model for the UV-upturn of elliptical galaxies, MNRAS, 2007, vol. 380, p. 1098

Hinse T. C., Lee J. W., Goździewski K., Haghighipour N., Lee C.-U., Scullion E. M., New light-travel time models and orbital stability study of the proposed planetary system HU Aquarii, MNRAS, 2012, vol. 420, p. 3609

Horner J., Wittenmyer R. A., Hinse T. C., Marshall J. P., Mustill A. J., Tinney C. G., A detailed dynamical investigation of the proposed QS Virginis planetary system, MNRAS, 2013, vol. 435, p. 2033

Horner J., Wittenmyer R. A., Tinney C., Hinse T. C., Marshall J. P., Dynamical Constraints on Exoplanets. In Exploring the Formation and Evolution of Planetary Systems , vol. 299 of IAU Symposium, 2014, p. 293

Irwin J. B., The Determination of a Light-Time Orbit., ApJ, 1952, vol. 116, p. 211

Kawka A., Vennes S., Koch R., Williams A., Optical Observations and Orbital Parameters of the Close DA plus dMe Binaries BPM 71214, EUVE J0720-31.7, BPM 6502, and EC 13471-1258, AJ, 2002, vol. 124, p. 2853

Matijevič G., Prša A., Orosz J. A., Welsh W. F., Bloemen S., Barclay T., Kepler Eclipsing Binary Stars. III. Classification of Kepler Eclipsing Binary Light Curves with Locally Linear Embedding, AJ, 2012, vol. 143, p. 123

Mayor M., Queloz D., A Jupiter-mass companion to a solar-type star, Nature, 1995, vol. 378, p. 355

Moulton F., An Introduction to Celestial Mechanics. Dover Books on Astronomy, Dover Publications, 2012

Murray C. D., Dermott S. F., Solar system dynamics, 1999

Muterspaugh M. W., Lane B. F., Kulkarni S. R., Konacki M., Burke B. F., Colavita M. M., Shao M., Hartkopf W. I., Boss A. P., Williamson M., The Phases Differential Astrometry Data Archive. V. Candidate Substellar Companions to Binary Systems, AJ, 2010, vol. 140, p. 1657

O'Donoghue D., Koen C., Kilkenny D., Stobie R. S., Koester D., Bessell M. S., Hambly N., MacGillivray H., The DA+dMe eclipsing binary EC13471-1258: its cup runneth over ... just, MNRAS, 2003, vol. 345, p. 506

Oliveira A. C., Trabalho de Conclusão de Curso: UM ESTUDO SOBRE A VARIAÇÃO DO PERÍODO ORBITAL DO SISTEMA BINÁRIO SDSS J03030+00544., Universidade Estadual de Feira de Santana - BA, 2013, Dissertação de Mestrado, 68 p.

Orosz J. A., Welsh W. F., Carter J. A., Brugamyer E., Buchhave L. A., Cochran W. D., Endl M., Ford E. B., MacQueen P., Short D. R., Torres G., Windmiller G., Agol E., Outros. The Neptune-sized Circumbinary Planet Kepler-38b, ApJ, 2012, vol. 758, p. 87

Parsons S. G., Marsh T. R., Copperwheat C. M., Dhillon V. S., Littlefair S. P., Hickman R. D. G., Maxted P. F. L., Gänsicke B. T., Unda-Sanzana E., Colque J. P., Barraza N., Sánchez N., Monard L. A. G., Orbital period variations in eclipsing post-common-envelope binaries, MNRAS, 2010, vol. 407, p. 2362

Podsiadlowski P., Han Z., Lynas-Gray A. E., Brown D., Hot Subdwarfs in Binaries as the Source of the Far-UV Excess in Elliptical Galaxies. In Hot Subdwarf Stars and Related Objects , vol. 392 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series, 2008, p. 15

Potter S. B., Romero-Colmenero E., Ramsay G., Crawford S., Gulbis A., Barway S., Zietsman E., Kotze M., Buckley D. A. H., O'Donoghue D., Siegmund O. H. W., McPhate J., Welsh B. Y., Vallerga J., Possible detection of two giant extrasolar planets orbiting the eclipsing polar UZ Fornacis, MNRAS, 2011, vol. 416, p. 2202

Qian S.-B., Liao W.-P., Zhu L.-Y., Dai Z.-B., Liu L., He J.-J., Zhao E.-G., Li L.-J., A giant planet in orbit around a magnetic-braking hibernating cataclysmic variable, MNRAS, 2010, vol. 401, p. L34

Sana H., de Mink S. E., de Koter A., Langer N., Evans C. J., Gieles M., Gosset E., Izzard R. G., Le Bouquin J.-B., Schneider F. R. N., Binary Interaction Dominates the Evolution of Massive Stars, Science, 2012, vol. 337, p. 444

Sana H., Le Bouquin J.-B., Lacour S., Berger J.-P., Duvert G., Gauchet L., Norris B., Olofsson J., Pickel D., Zins G., Absil O., de Koter A., Kratter K., Schnurr O., Zinnecker H., Southern Massive Stars at High Angular Resolution: Observational Campaign and Companion Detection, ApJS, 2014, vol. 215, p. 15

Schleicher D. R. G., Dreizler S., Völschow M., Banerjee R., Hessman F. V., Planet formation in post-common-envelope binaries, Astronomische Nachrichten, 2015a, vol. 336, p. 458

Schleicher D. R. G., Dreizler S., Völschow M., Banerjee R., Hessman F. V., Planet formation in post-common-envelope binaries, Astronomische Nachrichten, 2015b, vol. 336, p. 458

Symon K., Mechanics. Addison-Wesley World student series, Addison-Wesley Publishing Company, 1971

Warner B., Cataclysmic Variable Stars, 2003, 592

Welsh W. F., Orosz J. A., Carter J. A., Fabrycky D. C., Ford E. B., Lissauer J. J., Prša A., Quinn S. N., Ragozzine D., Short D. R., Torres G., Winn J. N., Doyle L. R., Outros. Transiting circumbinary planets Kepler-34 b and Kepler-35 b, Nature, 2012, vol. 481, p. 475

Wilson R. E., Devinney E. J., Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni, ApJ, 1971, vol. 166, p. 605

Wolszczan A., Frail D. A., A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257 + 12, Nature, 1992, vol. 355, p. 145