

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL  
INSTITUTO DE FÍSICA  
CURSO DE FÍSICA - BACHARELADO EM ASTROFÍSICA

**INVESTIGANDO SISTEMAS  
PLANETÁRIOS ATRAVÉS DO MÉTODO  
DE TRÂNSITOS**

Marcelo Aron Fetzner Keniger

Porto Alegre, Rio Grande do Sul

2019



Marcelo Aron Fetzner Keniger

**INVESTIGANDO SISTEMAS PLANETÁRIOS  
ATRAVÉS DO MÉTODO DE TRÂNSITOS**

Trabalho de Conclusão de Curso como um dos pré-requisitos para a obtenção de grau de Bacharel em Física, apresentado ao curso de bacharelado em Física - Astrofísica do Instituto de Física da Universidade Federal do Rio Grande do Sul.

Orientador: José Eduardo da Silveira Costa

Porto Alegre, Rio Grande do Sul

2019



**Marcelo Aron Fetzner Keniger**

# **INVESTIGANDO SISTEMAS PLANETÁRIOS ATRAVÉS DO MÉTODO DE TRÂNSITOS**

Trabalho de Conclusão de Curso como um dos pré-requisitos para a obtenção de grau de Bacharel em Física, apresentado ao curso de bacharelado em Física - Astrofísica do Instituto de Física da Universidade Federal do Rio Grande do Sul.

---

**José Eduardo da Silveira Costa**  
UFRGS

---

**Ana Leonor Chies Santiago Santos**  
UFRGS

---

**Kepler de Souza Oliveira Filho**  
UFRGS

Porto Alegre, Rio Grande do Sul

2019



# Resumo

O telescópio espacial TESS é o sucessor do telescópio Kepler na busca de exoplanetas pelo método de trânsitos, tendo como objetivo primário encontrar planetas menores do que Netuno em estrelas de tipo espectral M, brilhantes, e próximas à vizinhança solar. Neste trabalho, é apresentado um algoritmo que faz o *download* do *Alert Data* do TESS no site do MAST e aplica uma série de métodos para extrair informações das curvas de luz das estrelas observadas, de modo automatizado. De um total de 158 estrelas estudadas, 33 constituem a amostra final. Um teste do algoritmo foi realizado comparando os resultados dessa amostra final com valores publicados pela equipe do TESS em seus relatórios sumários. Os parâmetros comparados foram o período orbital, o raio do planeta e o semieixo maior, havendo um bom acordo entre os resultados do algoritmo e aqueles da equipe do TESS. Um dos planetas da amostra final, TIC 267263253b, está entre os planetas observados pelo TESS que já foram confirmados, e os resultados do algoritmo também estão de acordo com os valores no artigo publicado. Foi realizada também a análise dos resultados com o intuito de extrair informações físicas sobre os sistemas. Baseado nas distribuições de raios planetários e de períodos encontradas, é provável que a amostra final consista majoritariamente de Júpiteres quentes.

**Palavras-chave:** Exoplanetas - TESS - Trânsitos planetários - Método de trânsitos.



# Abstract

The TESS space telescope is telescope Kepler's successor on the search for exoplanets using the transit method, having as its main goal finding planets smaller than Neptune around stars of spectral type M, bright, and close to the solar neighbourhood. In this report, it is presented an algorithm which downloads the TESS Alert Data from the MAST website and applies a series of methods to extract information from the light curves of the observed stars, in an automated way. From a total of 158 stars that were studied, 33 make up the final sample. A test for the algorithm was performed by comparing the results from the final sample with the values published by the TESS team on their summary reports. The compared parameters were the orbital period, the planetary radius and the semimajor axis, and a good agreement was found between the results from the algorithm and those from the TESS team. One of the planets from the final sample, TIC 267263253b, is amongst the planets observed by TESS that were already confirmed, and the results from the algorithm are also in agreement with the values from the published article. An analysis of the results was also carried out in order to extract physical information about the systems. Based on the distributions of planetary radius and period, it is likely that the final sample is mainly composed of hot Jupiters.

**Keywords:** Exoplanets - TESS - Planetary transits - Transit method.



# Sumário

|       |   |    |
|-------|---|----|
| 1     | INTRODUÇÃO . . . . .  | 2  |
| 2     | O SATÉLITE ESPACIAL TESS E OS DADOS UTILIZADOS              | 10 |
| 2.1   | Características e especificações técnicas do TESS . . . . . | 10 |
| 2.2   | Os dados do TESS . . . . .                                  | 14 |
| 2.3   | Notas individuais de cada setor . . . . .                   | 16 |
| 2.3.1 | Setor 1 . . . . .   | 17 |
| 2.3.2 | Setor 2 . . . . .   | 18 |
| 2.3.3 | Setor 3 . . . . .   | 18 |
| 3     | EMBASAMENTO TEÓRICO . . . . .                               | 19 |
| 3.1   | A órbita de exoplanetas . . . . .                           | 19 |
| 3.2   | O método de trânsitos . . . . .                             | 27 |
| 4     | O ALGORITMO . . . . .                                       | 36 |
| 4.1   | 1º Passo: Obtenção dos dados . . . . .                      | 36 |
| 4.2   | 2º Passo: Processamento dos dados . . . . .                 | 37 |
| 4.3   | 3º Passo: O Método BLS . . . . .                            | 41 |
| 4.4   | 4º Passo: Ajustando uma curva de luz modelo . . . . .       | 44 |
| 5     | DISCUSSÃO DOS RESULTADOS . . . . .                          | 51 |
| 5.1   | Teste do algoritmo . . . . .                                | 51 |
| 5.2   | Análise dos resultados . . . . .                            | 56 |
| 6     | CONSIDERAÇÕES FINAIS . . . . .                              | 67 |
|       | REFERÊNCIAS . . . . .                                       | 70 |

# 1 Introdução

A existência de planetas no Sistema Solar já era conhecida desde as civilizações antigas. A origem da palavra “planeta” vem do grego e significa “astro errante” [25]. No entanto, por muito tempo as informações que tínhamos sobre esses corpos eram muito limitadas. Apenas após a invenção do telescópio foi-se capaz de conhecer a vizinhança da Terra em maior detalhe. Com o avanço das tecnologias de observação e com novas descobertas, se tornou necessário o refinamento da definição de planeta. Em 2006, uma resolução da União Astronômica Internacional (IAU, a sigla em inglês) afirma que para ser considerado um planeta, um corpo no Sistema Solar deve [47]:

1. orbitar ao redor do Sol;
2. ter massa suficientemente grande para que atinja o equilíbrio hidrostático, ou seja, possua formato quase esférico;
3. ter limpado a vizinhança ao redor da sua órbita.

Nessa mesma resolução, há a definição de “planeta-anão”, que são corpos celestes que satisfazem as primeiras duas condições acima, porém não satisfazem a última delas. Os demais corpos do Sistema Solar que orbitam o Sol, com exceção dos satélites, foram classificados como “Corpos Menores do Sistema Solar”. Essa resolução deixa o Sistema Solar com oito planetas: Mercúrio, Vênus, Terra, Marte, Júpiter, Saturno, Urano e Netuno.

Na medida em que desvendamos a estrutura do Sistema Solar, uma pergunta que surge naturalmente é se as inúmeras estrelas que observamos no céu noturno apresentam um sistema planetário semelhante. O problema em responder essa indagação é que planetas são muito menores e muito menos luminosos do que suas estrelas hospedeiras, o que torna a sua detecção muito difícil. A primeira detecção clara de um planeta fora do Sistema Solar se deu em 1995 por Michel Mayor & Didier Queloz [28], descoberta que os laureou com o Prêmio Nobel de Física de 2019 [49], junto com James Peebles. Desde então, milhares desses “exoplanetas” ou “planetas extrassolares” foram descobertos, com mais

---

de 4000 planetas confirmados até Novembro de 2019, segundo o *NASA Exoplanet Archive* [50].

Antes mesmo da resolução de 2006 da IAU, mencionada anteriormente, já havia discussão a respeito da definição de exoplanetas. O “*Working Group on Extrasolar Planets*”, ou WGESP, foi criado para agir como um ponto focal para a pesquisa internacional em exoplanetas. Em 2003, o WGESP lançou uma declaração que tinha como objetivo criar uma definição de “planeta” com base nos planetas encontrados até então. Ela dizia que [1]:

1. Objetos com massas menores do que a massa limitante para a queima de deutério (aproximadamente 13 vezes a massa de Júpiter para objetos com metalicidade solar) que orbitam estrelas ou remanescentes estelares são “planetas” (independente de como se formaram). O tamanho/massa mínimo requerido para um objeto extrasolar ser considerado um planeta deve ser o mesmo utilizado para o nosso Sistema Solar.
2. Objetos subestelares com massas acima da massa limitante para a fusão de deutério são “anãs marrons”, independentemente de como se formaram ou onde estão localizados.
3. Objetos flutuando livremente em aglomerados estelares com massas abaixo da massa limitante para a queima de deutério não são “planetas”, mas sim “sub-anãs marrons” (ou qualquer nome que seja mais apropriado).

Um relatório sobre essa decisão foi submetido em Setembro de 2005, e nele está escrito que o WGESP pretende aceitar quaisquer decisões feitas pelo “*Working Group on the Definition of a Planet*” (WGDP) a respeito da definição de “planeta” [1], portanto podemos considerar que corpos extrassolares também devem satisfazer as condições mencionadas anteriormente para corpos do Sistema Solar para serem considerados exoplanetas.

Como os planetas são muito menores e muito menos luminosos do que estrelas, não conseguimos observá-los diretamente na maioria dos casos, portanto dependemos de técnicas indiretas para detectar exoplanetas. O método utilizado por Mayor e Queloz em seu artigo de 1995 usa observações espectrais da estrela hospedeira para calcular sua velocidade

radial e assim inferir a existência de um planeta orbitando ao redor dela. Assim como ocorre no Sistema Solar, a presença de outros corpos em um sistema estelar desloca a posição do centro de massa do sistema, e todos os corpos desse sistema orbitarão esse ponto, inclusive a estrela. Portanto, a estrela também terá uma velocidade orbital, e esse movimento pode ser percebido pelo deslocamento das linhas espectrais, que por sua vez nos permitem calcular a velocidade radial da estrela. As estrelas, no geral, apresentam uma velocidade radial com relação ao Sol, podendo estar se afastando ou se aproximando dele. A presença de uma velocidade orbital ao redor de um centro de massa “local”<sup>1</sup> irá resultar em um termo adicional na velocidade radial da estrela. Dependendo da parte da órbita que a estrela está na hora da observação, poderemos detectar um deslocamento Doppler nas suas linhas espectrais causado por essa velocidade orbital.

Além do método de velocidades radiais, o método de trânsitos é o mais popular dentre as maneiras de detecção de exoplanetas. Esse método consiste em observar a curva de luz de uma estrela e procurar por quedas periódicas nela, causadas quando um planeta passa em frente à estrela. A primeira detecção de um exoplaneta por este método só foi feita em 2003 [30], oito anos depois do primeiro exoplaneta ser descoberto, porém desde então a grande maioria dos exoplanetas detectados foram encontrados pelo método de trânsitos [50]. É este método que estaremos aplicando neste trabalho, por isso ele será abordado em maiores detalhes nos capítulos seguintes.

A descoberta do primeiro exoplaneta respondeu a pergunta de que o Sistema Solar não é único no universo. O próximo passo seria descobrir se o Sistema Solar é comum ou não. Em outras palavras, seria o Sistema Solar um caso comum dentre os sistemas planetários ou seria ele um caso à parte? A dificuldade em responder essa pergunta reside no fato de os métodos de detecção disponíveis estarem sujeitos a vieses de seleção, ou seja, alguns tipos de planeta são mais prováveis de serem descobertos do que outros. O método de trânsitos, por exemplo, é mais sensível a planetas grandes em órbitas próximas à sua estrela hospedeira. Planetas maiores obstruem uma área maior do disco da estrela, portanto resultarão em trânsitos mais profundos, enquanto o fato de terem um período orbital pequeno significa que poderemos observar seu trânsito mais vezes. Para um planeta de raio semelhante ao da Terra ao redor de uma estrela tipo o Sol, por exemplo, a queda

---

<sup>1</sup> Dizemos local para deixar claro que é dentro do sistema estelar, assim como temos um centro de massa do Sistema Solar, para evitar confusão com o centro de massa galáctico.

---

observada no fluxo da estrela é de apenas  $8.4 \times 10^{-5}$ , enquanto para um planeta como Júpiter é de  $1.1 \times 10^{-2}$  [30]. No entanto, para termos a confirmação de um planeta transitante é necessário, na maioria dos casos, dois ou três trânsitos. Se observássemos exoplanetas com períodos semelhantes ao da Terra e de Júpiter, necessitaríamos de anos de observação, o que não é algo muito prático. O método das velocidades radiais, da mesma maneira, favorece detecções de planetas massivos em órbitas próximas. Planetas com mais massa deslocam mais o centro de massa do sistema, assim aumentando a velocidade orbital da estrela hospedeira, o que resulta em um deslocamento Doppler maior. Planetas mais distantes, por mais que aumentem o raio orbital da estrela, ao mesmo tempo diminuem a sua velocidade orbital, portanto o seu deslocamento Doppler é reduzido.

Podemos ver, então, que os métodos de detecção de exoplanetas mais populares tendem a detectar planetas diferentes dos que observamos no Sistema Solar. Além disso, esses métodos nos mostraram que planetas são bem comuns. Para as estrelas mais estudadas na procura de exoplanetas, anãs na sequência principal com massas entre  $0.5 - 1.2M_{\odot}$ , há uma probabilidade de quase 100% de encontrarmos um planeta ao redor de uma estrela qualquer [45]. No entanto, para obtermos uma taxa de ocorrência completa dos diferentes tipos de planetas, precisamos levar esses vieses de seleção em consideração. Em estudos como de Fressin et al. (2013), que leva em consideração a taxa de planetas verdadeiros e a taxa de falso-positivos, um modelo para a distribuição real de planetas por classe de raio como função de seus períodos orbitais é atingido usando uma correção para as probabilidades geométricas de trânsitos e a incompletude da amostra [12]. Eles mostram que, apesar de planetas gigantes serem mais propensos a serem descobertos pelos métodos de detecção, planetas menores são, na verdade, mais comuns [12]. Essa discrepância pode ser visualizada através dos gráficos de Winn & Fabrycky (2015) (Figuras 1.1 e 1.2), que mostram a distribuição dos planetas descobertos até Outubro de 2014 disponíveis na enciclopédia “*The Extrasolar Planet Encyclopaedia*” (disponível em <http://exoplanet.eu>, e desde então atualizada), e as propriedades da amostra hipotética de acordo com as taxas de ocorrência calculadas por Fressin et al. (2013) para as estrelas FGK mais próximas de nós.

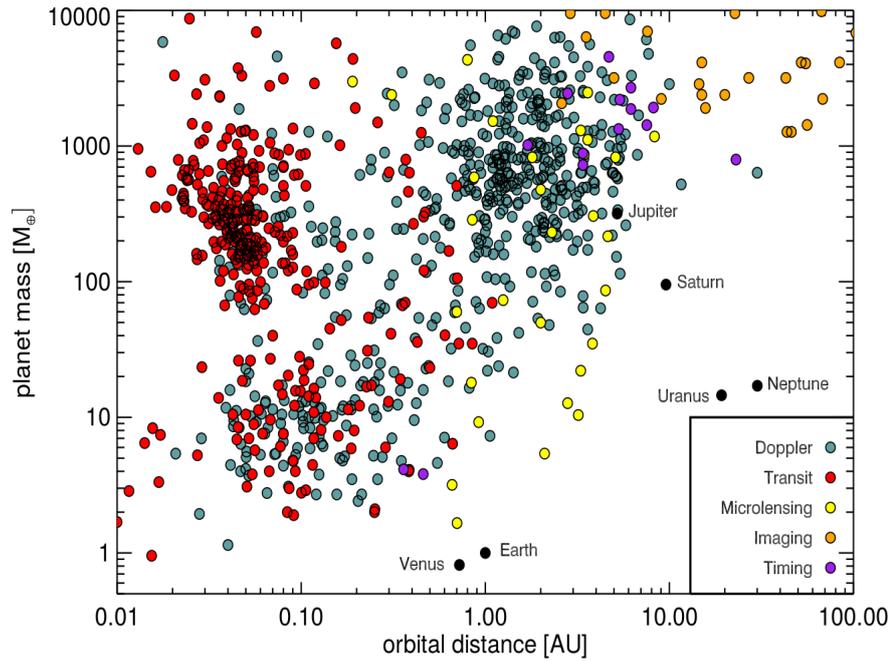


Figura 1.1 – Massas aproximadas e separações orbitais de planetas conhecidos até Outubro de 2014, disponíveis em <http://exoplanet.eu>, separados pelo método de detecção. Este gráfico não leva em consideração os vieses de seleção presentes nos métodos de detecção. As massas para os planetas descobertos pelo método Doppler são na verdade  $M_p \sin i$ . Para planetas descobertos por imageamento, a massa foi obtida teoricamente a partir de modelos relacionando a idade, a luminosidade e a massa do planeta. Para microlentes e imageamento, a distância orbital é na verdade a distância orbital projetada no plano do céu. Além disso, muitos planetas descobertos por trânsitos foram omitidos por não haverem determinações de massa, e muitos planetas detectados por variações de tempo nos trânsitos são casos duvidosos de planetas circumbinários ao redor de estrelas evoluídas. Fonte: Winn & Fabrycky (2015) [45].

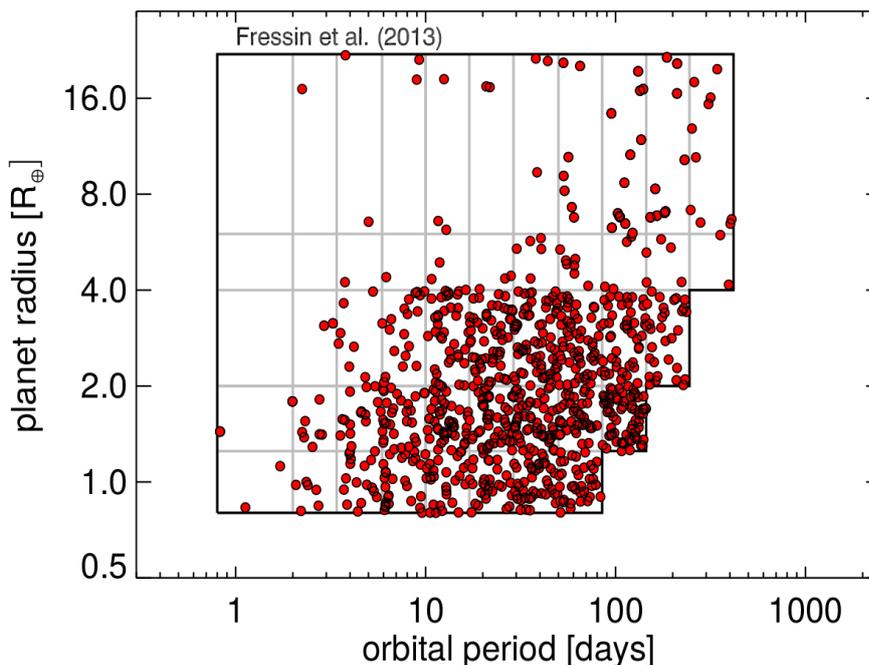


Figura 1.2 – Raio e período orbital de uma amostra hipotética de exoplanetas ao redor das mil estrelas FGK mais próximas, baseados em observações de taxas de ocorrência e na análise de dados obtidos com o telescópio Kepler por Fressin et al. (2013). A grade corresponde ao intervalo de tamanho e período correspondente a cada elemento na matriz de taxa de ocorrência planetária calculada pelos autores. Fonte: Winn & Fabrycky (2015) [45].

Por mais que as descobertas realizadas pelos métodos de detecção de exoplanetas tenham vieses de seleção, não podemos ignorar o fato de que existem sistemas planetários vastamente distintos do nosso. Antes da descoberta de exoplanetas, a teoria em vigor sobre formação planetária, que tinha apenas o Sistema Solar como objeto de estudo, dizia que os planetas eram formados a partir do processo de formação estelar, em que uma nuvem molecular se torna instável e se condensa, formando então um disco de acreção devido ao seu momentum angular [13]. Nas regiões perto da protoestrela, a temperatura era maior, portanto elementos mais leves eram encontrados apenas em seu estado gasoso e não eram acumulados nos planetesimais que estavam se formando. A partir da chamada **linha de gelo** esses elementos podiam ser encontrados em seu estado sólido, e podiam então ser incrementados na composição de futuros planetas. É por essa razão que vemos uma abundância de hidrogênio e hélio nos planetas gigantes do Sistema Solar, porém o mesmo não é observado nos planetas terrestres, que possuem distâncias orbitais menores [13] [7]. Os planetesimais mais próximos da protoestrela alcançam massas aproximadamente terrestres, enquanto aqueles mais distantes conseguem atingir massas bem maiores,

o que os permite acretar uma quantidade significativa de gases. As diversas interações e perturbações gravitacionais entre os planetesimais também tendem a planificar os movimentos no disco, razão pela qual os planetas do Sistema Solar se encontram praticamente no mesmo plano orbital, com inclinações mútuas baixas [7] [45]. Outra consequência disso são órbitas praticamente circulares (a excentricidade média das órbitas do Sistema Solar é de 0.06) [45].

Esse cenário para a formação planetária se tornou um problema logo que o primeiro exoplaneta foi descoberto, pois este possuía o tamanho e a massa semelhantes à de Júpiter, porém orbitava sua estrela hospedeira a uma distância muito menor que o conhecido gigante gasoso. Tais exoplanetas ficaram conhecidos como **Júpiters quentes**. As teorias de formação e evolução planetária agora também teriam que considerar esses e outros tipos de planetas descobertos nos anos que se seguiram. A ligação entre formação estelar e formação planetária ainda continua, porém agora precisamos descrever mecanismos que sejam capazes de criar configurações planetárias com inclinações e excentricidades, por exemplo, bem diferentes das observadas no Sistema Solar. Uma extensa revisão sobre os mecanismos que poderiam originar Júpiters quentes foi feita por Dawson & Johnson (2018) [6]. Eles definem Júpiters quentes como sendo gigantes gasosos com massas maiores ou iguais a  $0.25 M_{\text{Júpiter}}$  e períodos inferiores a 10 dias. Segundo eles, há três cenários possíveis para o surgimento desses planetas: um deles afirma que eles se formam *in situ*, ou seja, já se formam perto da estrela hospedeira; os outros dois descrevem formações *ex situ*, ou seja, o planeta é formado longe da estrela hospedeira, e através de perturbações e migrações durante a sua evolução, acaba com uma órbita próxima da estrela. Eles concluem que apenas um cenário evolutivo não é suficiente para descrever todas as propriedades observadas de Júpiters quentes, e que pelo menos dois cenários são necessários.

Com isso, podemos ver como o advento de exoplanetas remodelou os conhecimentos vigentes sobre formação e evolução planetária. É crucial que continuemos com as missões de detecção de exoplanetas para termos uma ideia cada vez mais completa da arquitetura e estrutura de sistemas planetários, de maneira que as novas teorias abranjam a maioria de casos possíveis. Para isso, precisamos refinar os métodos de detecção para nos livrarmos de vieses de seleção e obtermos uma amostra completa da distribuição de exoplanetas. O

---

telescópio espacial TESS, que será explicado em maior detalhe no próximo capítulo, tem como objetivo observar planetas menores que Netuno orbitando estrelas do tipo M, que são mais sensíveis a planetas menores, com o intuito de conseguirmos detectar planetas pequenos mesmo com um método mais adequado para a descoberta de planetas maiores.

O estudo de exoplanetas é uma área muito jovem ainda na Astrofísica, e em apenas duas décadas e meia de pesquisa seus resultados tiveram um crescimento exponencial. Em Setembro de 2010, Cumming [4] reportava que o “*Extrasolar Planets Encyclopedia*” listava um total de 469 planetas confirmados. Em Novembro de 2019, esse número passava de 4000 [50] [53]. Neste trabalho, estaremos tratando com dados do mais novo telescópio espacial que tem como missão principal a detecção de exoplanetas pelo método de trânsitos, o TESS. Vamos mostrar como são feitas as primeiras análises dos dados recolhidos pelo satélite, e quais ferramentas são utilizadas para extrair informações sobre os sistemas planetários observados. O intuito deste trabalho é desenvolver um método automatizado para adquirir os dados disponíveis do TESS e fornecer como produto final um relatório com as informações calculadas sobre os candidatos estudados. O trabalho está organizado da seguinte maneira: no capítulo 2, a missão TESS é explicada em detalhe, bem como suas características técnicas e individualidades das observações dos setores cujos dados foram incluídos; no capítulo 3, apresentamos um embasamento teórico sobre órbitas planetárias e o método de trânsitos, para que o leitor fique familiarizado com os conceitos físicos por trás dos métodos utilizados; no capítulo 4, o algoritmo desenvolvido é explicado passo a passo, desde a obtenção dos dados pelo site do MAST até a criação do relatório final, junto com a descrição de todos os métodos utilizados para retirar informações sobre os alvos estudados; no capítulo 5, apresentamos os resultados, realizando uma comparação com os dados disponibilizados pela equipe do TESS, bem como uma análise dos dados, que é feita com o uso de ferramentas estatísticas. A partir dos resultados da análise faz-se a interpretação física do que foi analisado; por fim, no capítulo 6 apresentamos as considerações finais.

## 2 O satélite espacial TESS e os dados utilizados

### 2.1 Características e especificações técnicas do TESS

A vasta maioria dos exoplanetas detectados pelo método de trânsitos são resultado das observações do telescópio espacial Kepler, lançado pela NASA em 2009. Com uma missão planejada para operar durante três anos e meio, o satélite espacial Kepler permaneceu realizando observações durante quase uma década, e ainda há alvos observados por ele que ainda requerem confirmação de sua candidatura a planeta. O sucessor do Kepler é o “*Transiting Exoplanet Survey Satellite*”, ou **TESS**, lançado em Abril de 2018, também pela NASA (em parceria com o MIT). Na Figura 2.1, estão ilustrados os campos de busca dos dois satélites espaciais mencionados:

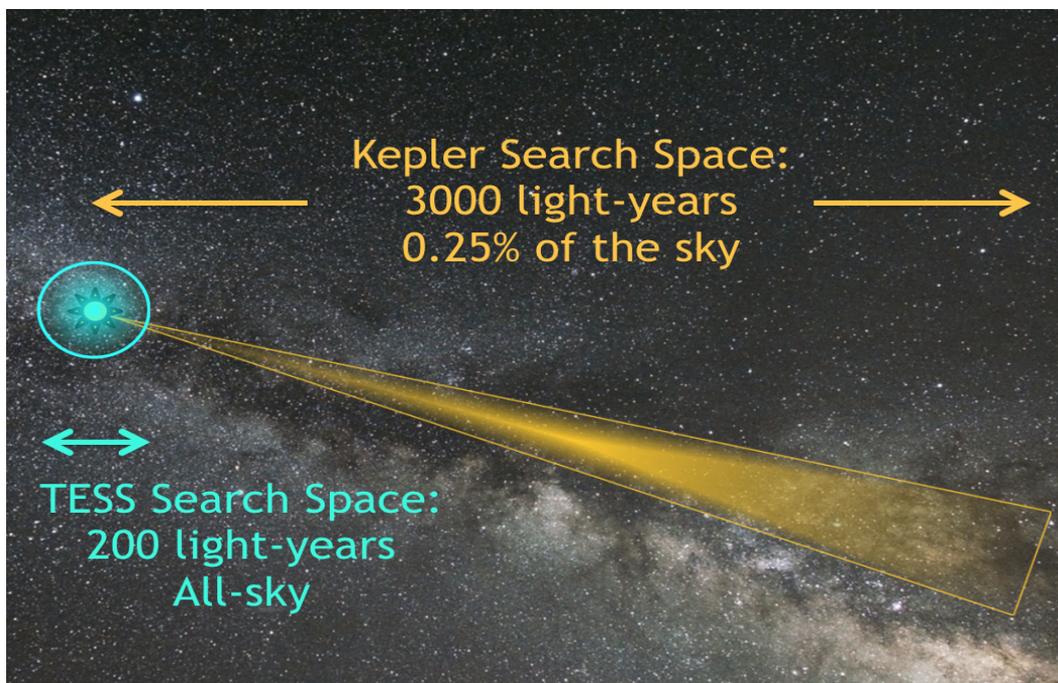


Figura 2.1 – Comparação dos campos de busca dos satélites espaciais TESS (região azul) e Kepler (região laranja). Enquanto a abertura do telescópio Kepler era de 0.95 m, cada câmera do TESS tem uma abertura de apenas 10.5 cm. Sendo assim, o Kepler era capaz de coletar mais luz, e como consequência conseguia observar estrelas mais distantes ou mais fracas. Créditos: Zach Berta-Thompson. Fonte: (<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/tess/primary-science.html>).

Como podemos ver na Figura 2.1, enquanto Kepler sempre observava a mesma faixa do céu noturno, o TESS irá monitorar toda a esfera celeste, porém apenas estrelas na vizinhança do Sol. O objetivo primário da missão TESS é descobrir planetas em trânsito menores do que Netuno com estrelas hospedeiras suficientemente luminosas para que observações espectroscópicas subsequentes possam ser realizadas para obter a massa planetária e a composição atmosférica [33]. A maioria das estrelas na vizinhança solar são anãs vermelhas (estrelas do tipo espectral M) [51], e em função disso o detector do TESS é mais sensível a comprimentos de onda menores, tendendo ao vermelho. Na Figura 2.2 há uma comparação das bandas espectrais da missão Kepler e da missão TESS, junto com uma amostra do espectro de estrelas do tipo G e do tipo M:

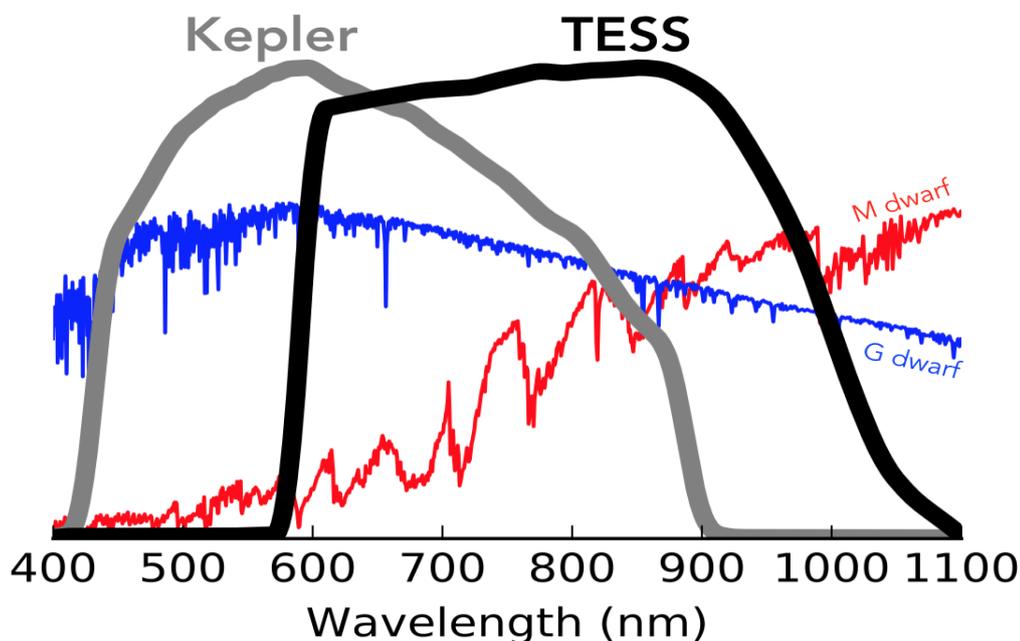


Figura 2.2 – Comparação das bandas espectrais dos satélites espaciais TESS e Kepler. Espectros típicos de estrelas anãs do tipo G e M da sequência principal são mostrados no fundo. Créditos: Zach Berta-Thompson, com dados de Sullivan et al. (2015) [40]. Fonte: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/tess/the-tess-space-telescope.html> [51].

Além da maioria das estrelas na vizinhança do Sol serem do tipo M, outro motivo para o TESS observar essas estrelas é devido à maior facilidade de detectar planetas pelo método de trânsitos. Como essas estrelas são menos luminosas, os planetas induzem um sinal de trânsito maior do que aquele que seria originado caso a estrela fosse mais brilhante.

Tendo em vista as razões mencionadas anteriormente, a banda de comprimentos de onda escolhida para o TESS foi de 600 – 1000 nm, centralizada na banda  $I_C$  do sistema fotométrico Cousins ( $\lambda_C = 786.5$  nm). O extremo superior representa o limite para a sensibilidade dos CCDs, e a largura de 400 nm foi a maior possível para o design ótico [33].

O TESS está equipado com quatro câmeras refratoras idênticas com um campo de visão combinado de  $24^\circ \times 96^\circ$ , o que define um **setor de observação**. Cada câmera possui uma montagem de lentes, um capuz de lente e uma montagem de detectores CCDs. Temos um total de 16 CCDs, que formam um detector de pixels de tamanho  $4096 \times 4096$  e que operam a uma temperatura de  $-75^\circ\text{C}$  para reduzir a corrente de escuro [33]. A meia largura da “energia enquadrada” (do inglês, “*ensquared energy*”) antecipada de 50% é 15  $\mu\text{m}$ , calculada a média sobre o campo de visão, o que corresponde a um pixel ou  $\approx 21$  segundos de arco no céu [37].

Sendo um satélite especializado na detecção de exoplanetas pelo método de trânsitos, o TESS necessita realizar observações constantes durante longos períodos de tempo. Em função disso, sua órbita é uma **órbita terrestre alta**<sup>1</sup> que evita longos eclipses da Lua e da Terra e está acima dos cinturões de radiação terrestres, assim sendo um ambiente térmico estável para o funcionamento dos CCDs [33]. Além disso, a órbita possui ressonância 2:1 com a Lua, portanto as perturbações lunares são efetivamente canceladas. O perigeu e o apogeu da órbita são de  $17 R_\oplus$  e  $59 R_\oplus$ , respectivamente, e seu período orbital é de 13.7 dias. Quando o satélite atinge o perigeu, as observações são cessadas por não mais do que 16 horas e a antena do satélite é apontada para a Terra para o “*downlink*” dos dados. Esse processo dura cerca de 3 ou 4 horas<sup>2</sup>. Essa reorientação da espaçonave e *downlink* de dados causa uma perturbação na temperatura das câmeras. Além disso, ocasionalmente é necessário usar os propulsores do TESS para descarregar momentum acumulado pela pressão de radiação solar, o que pode introduzir artefatos nos dados.

Como o intuito da missão é observar estrelas brilhantes, e estas estão distribuídas quase homogeneamente pelo céu noturno, foi decidido que o campo de observação do

<sup>1</sup> Uma órbita terrestre alta é uma órbita geocêntrica de altitude maior do que aquela da órbita geossíncrona, que por sua vez é definida como uma órbita cujo período é o mesmo que o da rotação da Terra, porém pode ter excentricidade e inclinação diferentes de zero.

<sup>2</sup> Os períodos de tempo citados são as estimativas feitas no artigo explicando a missão TESS [33] e podem diferir dos valores reais (como discutido na seção 2.3).

TESS iria cobrir o céu inteiro [33]. As áreas de observação foram distribuídas em 26 setores, 13 por hemisfério, e cada setor será observado por duas órbitas, com o telescópio sempre apontando aproximadamente na direção antissolar [33]. Como foi mencionado anteriormente, a cada perigeu as observações são interrompidas para *downlink* de dados. Na Figura 2.3 estão ilustrados como as câmeras do TESS estão estruturadas e como estão distribuídos os setores de observação:

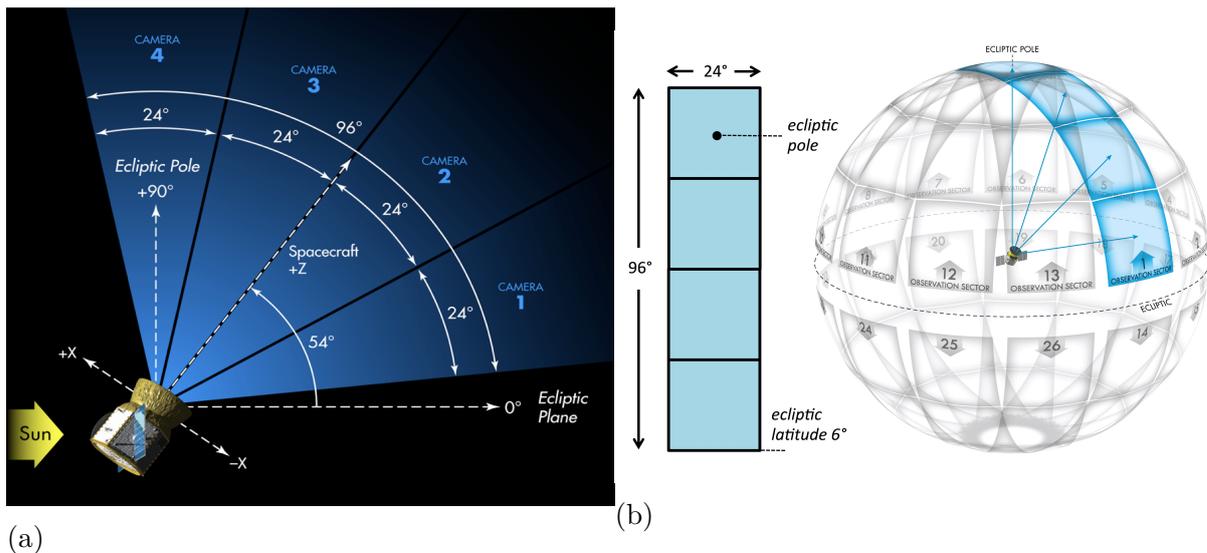


Figura 2.3 – (a) Representação de como as câmeras do telescópio TESS estão distribuídas e sua orientação com relação às coordenadas eclípticas. (b) Ilustração dos setores de observação do telescópio TESS. Fonte: <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/tess/operations.html> [52].

O satélite TESS já completou o primeiro ano de sua missão, observando todos os setores no hemisfério eclíptico sul, e atualmente (Dezembro 2019) está observando o setor 19, no hemisfério eclíptico norte. Como pode ser notado na Figura 2.3b, os setores de observação do TESS estão parcialmente sobrepostos, o que permite a observação de estrelas por mais de um setor, consequentemente possibilitando a detecção de exoplanetas com períodos orbitais mais longos. Além disso, as regiões próximas aos polos eclípticos fazem parte da zona de observação contínua do “*James Webb Space Telescope*” (JWST) [37], como está ilustrado na Figura 2.4, portanto os alvos ali localizados são candidatos interessantes para observações subsequentes pelo JWST.

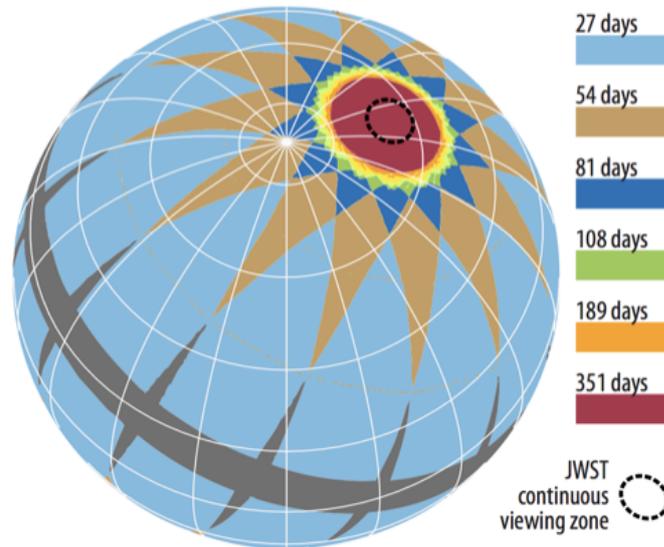


Figura 2.4 – Esquema ilustrando as sobreposições entre as áreas de observação dos diferentes setores e o período no qual essas áreas poderão ser observadas. A linha preta tracejada no polo eclíptico representa a zona de observação contínua do JWST. Fonte: Schlieder (2017) [37].

Para a missão TESS, foi construído um catálogo de estrelas para permitir a seleção de alvos favoráveis para a busca de trânsitos planetários e que possui medições de raios estelares confiáveis, possibilitando o cálculo de raios planetários [39]. Esse catálogo é conhecido como “*TESS Input Catalog*”. Uma versão inicial desse catálogo foi criada logo antes do lançamento do satélite TESS, e reunia informações de diversas fontes, como Gaia DR1 e 2MASS, por exemplo, e continha cerca de 470 milhões de objetos [38]. Uma versão atualizada desse catálogo foi introduzida com os dados do Gaia DR2 como base, possuindo cerca de 1.7 bilhão de objetos [39]. Infelizmente, essa lista atualizada só entraria em vigor no segundo ano de atividades do satélite TESS [38] [39].

## 2.2 Os dados do TESS

Durante as operações, as câmeras do TESS são constantemente cronometradas e possuem um tempo de integração de dois segundos [42]. O “*Data Handling Unit*” (DHU)<sup>3</sup>, então, soma essas integrações de dois segundos para formar dois produtos básicos de dados: arquivos de alvos individuais de dois minutos e imagens completas de 30 minutos.

<sup>3</sup> O DHU providencia o hardware, software e firmware para controle de câmera, processamento de dados, armazenamento de dados, controle do satélite e comunicações com a base terrestre [37].

Os arranjos com dois minutos de cadência são formados combinando 60 integrações consecutivas de dois segundos e estão centralizados em estrelas com potencial para descoberta de exoplanetas, alvos para asterosismologia e fontes de calibração. Essas estrelas são identificadas pelo “*Candidate Target List*” (CTL) [37] [38] [39]. As imagens completas, por outro lado, possuem dados de 900 imagens de dois segundos consecutivas e podem ser usadas para encontrar planetas ao redor de estrelas não especificadas pelo CTL [42]. Ambos os processos estão esquematizados na Figura 2.5:

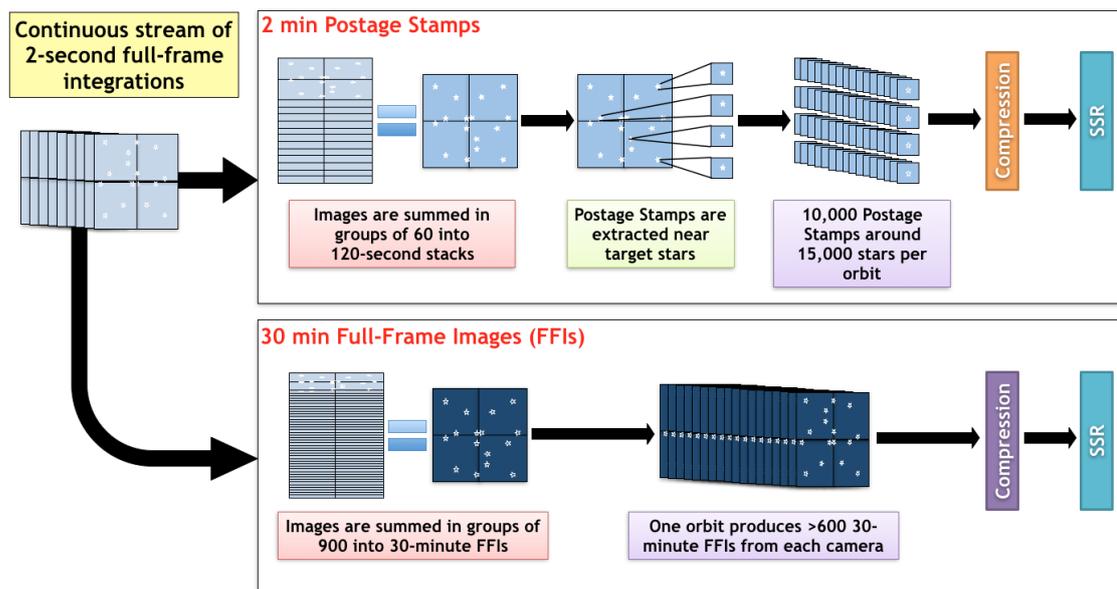


Figura 2.5 – Esquematização da amostragem, processamento e armazenamento de dados do TESS. Fonte:

<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/tess/operations.html> [52].

Os dados do TESS são processados pela *pipeline* SPOC (de “*Science Processing Operations Center*”), que possui muitos atributos semelhantes à *pipeline* utilizada pelo Kepler<sup>4</sup>. Dentre os processos realizados pela *pipeline*, estão incluídos a calibragem dos níveis dos pixels, a subtração da luz de fundo, fotometria de abertura, a identificação e remoção de erros sistemáticos, e a busca por sinais de trânsitos, também chamados de “eventos de passagem do limite” (TCE, do inglês “*Threshold Crossing Events*”). Todos os TCEs também são ajustados por uma curva de luz modelo que inclui escurecimento de borda e são sujeitos a testes de diagnóstico para avaliar o nível de confiança da sua natureza planetária [37]. Os pixels calibrados dos alvos, as curvas de luz dos dados de dois minutos de cadência e os TCEs são enviados para o “*TESS Science Office*” (TSO), que é

<sup>4</sup> Mais detalhes sobre a *pipeline* SPOC podem ser encontrados em [17].

responsável pela análise detalhada dos TCEs e pela identificação dos “*TESS Objects of Interest*” (TOIs). O TSO deve fornecer listas de TOIs regularmente, e esses dados estão disponíveis para o público no site do MAST (“*Mikulski Archive for Space Telescope*”) [56]. É com esses dados que estaremos lidando neste trabalho.

Um dos produtos do processamento do SPOC são as curvas de luz dos alvos observados. É nesse tipo de arquivo que estamos interessados. Cada arquivo contém a curva de luz para um alvo para apenas um setor. Caso o alvo seja observado em mais de um setor, múltiplos arquivos desse alvo serão criados [41]. Esses arquivos são disponibilizados no formato FITS e possuem quatro HDUs (“*Header Data Unit*”) ou *headers*. Estamos interessados somente nos primeiros dois *headers*. O primeiro *header* contém informações básicas sobre a estrela alvo, como sua luminosidade, coordenadas, e eventuais informações adicionais como temperatura, raio, metalicidade e gravidade superficial. Além disso, esse *header* identifica o setor em que a estrela foi observada, bem como qual câmera e qual CCD realizaram a observação. No segundo HDU estão os dados de interesse, isto é, o tempo da observação e o fluxo medido. Esse fluxo consiste na soma dos pixels em uma abertura que otimiza a razão entre sinal e ruído (SNR, do inglês “*Signal to Noise Ratio*”) para o alvo [9]. Esse fluxo, denotado por “SAP\_FLUX” no arquivo FITS, já está corrigido para a luz de fundo. Além disso, há um outro fluxo disponibilizado, “PDCSAP\_FLUX”, que utiliza a *pipeline* PDC (“*Presearch Data Conditioning*”) para identificar sinais instrumentais que dependem do tempo e também remover o excesso de luz de outras estrelas (“*crowding*”). Devemos tomar cuidado, no entanto, pois a *pipeline* PDC pode erroneamente adicionar efeitos nos extremos das curvas de luz, portanto a comparação com o SAP\_FLUX pode nos dizer se esse efeito tem origem astrofísica ou se foi implantado pelo PDC [9].

## 2.3 Notas individuais de cada setor

Até Novembro de 2019, no site do MAST estavam disponibilizados dados dos TOIs apenas dos três primeiros setores de observação do TESS. Ao todo, são 240 arquivos FITS de 158 estrelas observadas (esses números diferem pois podemos ter estrelas observadas em múltiplos setores). Esses dados podem ser encontrados em <https://archive.stsci.edu/prepds/tess-data-alerts/index.html>. Nesta seção, iremos discutir as características observacionais de cada setor de observação e destacar eventuais problemas

ou peculiaridades presentes durante a coleta de dados. Como algumas características se aplicam a mais de um setor, elas serão discutidas apenas para o Setor 1. Mais detalhes sobre as observações de cada setor podem ser encontrados nas notas de cada lançamento de dados, disponíveis em [http://archive.stsci.edu/tess/tess\\_drn.html](http://archive.stsci.edu/tess/tess_drn.html).

### 2.3.1 Setor 1

O Setor 1 foi observado de 25 de Julho de 2018 até 22 de Agosto de 2018. Foram 27.9 dias de observação, com uma pausa de 1.13 dia durante o perigeu para o envio dos dados para a base terrestre. Ao todo, 15 889 alvos foram submetidos ao módulo “Busca por Planetas em Trânsitos” (TPS, do inglês “*Transiting Planet Search*”) da *pipeline* SPOC. Nas observações do Setor 1, houve um intervalo (entre os dias 16 e 18 de Agosto) em que a espaçonave sofreu um problema de apontamento e suas medidas apresentaram um ruído maior do que o normal. O PDCSAP\_FLUX consegue retirar satisfatoriamente o ruído na maioria dos casos, porém continua evidente que este intervalo apresenta um nível de ruído anormal [9].

Outro fator que deve ser levado em consideração em satélites espaciais é a presença de luz refletida pela Terra e pela Lua. No Setor 1, os efeitos mais dominantes foram a presença de uma oscilação na luz de fundo com um período de um dia, devido à rotação da Terra, e o fato de que a Lua fica bem próxima do campo de visão da Câmera 1 no final do setor, o que causa um aumento na quantidade de luz difusa absorvida pelos CCDs [9]. Além disso, no início das observações Marte estava dentro do campo de visão da Câmera 1, e isso pode ter afetado a confiabilidade das medições do fluxo de alguns alvos próximos.

Durante o Setor 1, e pelo menos durante os Setores 2 e 3 também, a espaçonave realiza os chamados “despejos de momentum”. A cada 2.5 dias, o satélite usa seus propulsores para retornar a velocidade das rodas de reação a valores baixos. Durante esse processo, a espaçonave não está com o apontamento refinado (“*Fine Pointing mode*”), e como consequência alguns sinais periódicos podem ser interpretados como falso-positivos, mas que na verdade são resultado desse ajuste.

Como foi mencionado anteriormente, a *pipeline* utilizada para o processamento de dados do TESS é muito semelhante à utilizada pelo satélite Kepler. No entanto, há

algumas diferenças que merecem ser destacadas. Enquanto o período mínimo para a busca de trânsitos do Kepler era de 0.5 dias, para o TESS é de 0.2 dias. Além disso, o TCE do Kepler necessitava de três trânsitos para realizar uma detecção, enquanto o TCE do TESS necessita de apenas dois. Isso nos permite detectar planetas com períodos mais longos, porém abre espaço para uma maior detecção de falso-positivos. Outra diferença é que a cadência do TESS é de apenas dois minutos, 15 vezes menor do que a cadência longa do Kepler, porém duas vezes maior do que a cadência curta do Kepler.

### 2.3.2 Setor 2

O Setor 2 foi observado de 23 de Agosto de 2018 até 20 de Setembro de 2018. Foram 27.4 dias de coleta de dados, com uma pausa de 1.44 dia durante o perigeu para o *downlink* dos dados.

Durante as observações, ao final de cada órbita, houve um aumento na luz difusa recebida pelos CCDs causadas pela saída da Terra da região de sombra. Há também uma elevação na metade da primeira órbita detectada pela Câmera 1 decorrente da aproximação da Lua, porém em menor magnitude do que o efeito anterior [10].

### 2.3.3 Setor 3

O Setor 3 inclui as órbitas 13 e 14 do TESS, que vão de 20 de Setembro até 17 de Outubro de 2018. No entanto, foram realizados experimentos para melhorar o apontamento da espaçonave, e, apesar de imagens e curvas de luz terem sido coletadas durante esse intervalo, esses dados não são utilizados para análise científica. Dados “úteis” foram coletados durante 20.4 dias, com 1.12 dia de pausa durante o perigeu para o seu download [11].

Na metade das observações, há um aumento na luz de fundo de céu capturada pelos CCDs causado pela Terra saindo da região de sombra.

## 3 Embasamento teórico

### 3.1 A órbita de exoplanetas

Antes de entrarmos na discussão a respeito de trânsitos planetários, precisamos entender alguns conceitos do movimento dos planetas ao redor de suas estrelas hospedeiras. Para fins de simplicidade, podemos considerar que os astros descrevem órbitas keplerianas. A discussão aqui apresentada seguirá a abordagem proposta por Murray & Correia em “*Keplerian Orbits and Dynamics of Exoplanets*”, capítulo do livro “*Exoplanets*”, de Sara Seager [29].

O movimento de um planeta orbitando ao redor de uma estrela é regido pela atração gravitacional entre eles. Podemos utilizar o tratamento clássico para a gravidade derivado por Isaac Newton em sua obra “*Principia*”. Segundo sua lei da gravitação universal, a força gravitacional entre dois corpos de massas  $m_1$  e  $m_2$ , separados por uma distância  $r$ , é dada por:

$$F = G \frac{m_1 m_2}{r^2} \quad , \quad (3.1)$$

onde  $G = 6.67260 \times 10^{-11} \text{ Nm}^2\text{kg}^{-2}$  é a chamada **constante gravitacional universal**.

Vamos considerar um sistema de apenas dois corpos, sendo eles uma estrela de massa  $m_1$  e um planeta de massa  $m_2$ , com vetores de posição  $\mathbf{r}_1$  e  $\mathbf{r}_2$ , respectivamente, com relação a uma origem  $O$ , como está representado na Figura 3.1:

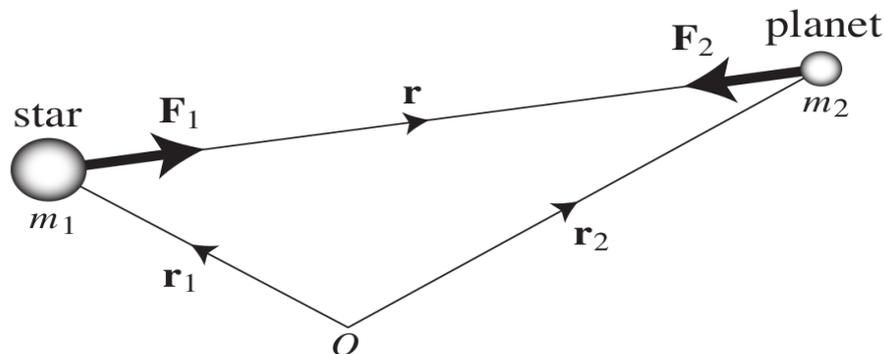


Figura 3.1 – Representação das forças gravitacionais que atuam em um planeta de massa  $m_2$  e uma estrela de massa  $m_1$  e suas posições com relação a uma origem  $O$ . Fonte: Murray & Correia (2010) [29].

A posição do planeta com respeito à estrela é dada pelo vetor  $\mathbf{r} = \mathbf{r}_2 - \mathbf{r}_1$ . As forças gravitacionais que atuam na estrela e no planeta são, respectivamente:

$$\mathbf{F}_1 = m_1 \ddot{\mathbf{r}}_1 = +G \frac{m_1 m_2}{r^3} \mathbf{r} \quad \text{e} \quad (3.2)$$

$$\mathbf{F}_2 = m_2 \ddot{\mathbf{r}}_2 = -G \frac{m_1 m_2}{r^3} \mathbf{r} \quad . \quad (3.3)$$

A partir dessas equações, podemos escrever uma expressão para a aceleração  $\ddot{\mathbf{r}}$ :

$$\ddot{\mathbf{r}} = \ddot{\mathbf{r}}_2 - \ddot{\mathbf{r}}_1 = -G m_1 \frac{\mathbf{r}}{r^3} - G m_2 \frac{\mathbf{r}}{r^3} \longrightarrow \ddot{\mathbf{r}} + G(m_1 + m_2) \frac{\mathbf{r}}{r^3} = 0 \quad . \quad (3.4)$$

Se fizermos o produto vetorial de  $\mathbf{r}$  com a equação (3.4), ficamos com  $\mathbf{r} \times \ddot{\mathbf{r}} = 0$ , que pode ser reescrito como  $\mathbf{r} \times \ddot{\mathbf{r}} = \frac{d}{dt} (\mathbf{r} \times \dot{\mathbf{r}})$ , pois  $\dot{\mathbf{r}} \times \dot{\mathbf{r}} = 0$ . Essa expressão pode ser integrada diretamente para obtermos:

$$\mathbf{r} \times \dot{\mathbf{r}} = \mathbf{h} \quad , \quad (3.5)$$

onde  $\mathbf{h}$  é um vetor constante que é perpendicular a tanto  $\mathbf{r}$  quanto  $\dot{\mathbf{r}}$ , ou seja, o movimento de um planeta ao redor da estrela permanece em um plano, chamado de plano orbital. Para resolver a equação (3.4), é recomendado mudarmos para um sistema de coordenadas polares  $(r, \theta)$  relativos a uma origem no centro da estrela com uma linha de referência arbitrária correspondendo a  $\theta = 0$ . Em coordenadas polares, as expressões para a posição, para a velocidade e para a aceleração são, respectivamente:

$$\mathbf{r} = r \hat{\mathbf{r}} \quad , \quad (3.6)$$

$$\dot{\mathbf{r}} = \dot{r} \hat{\mathbf{r}} + r \dot{\theta} \hat{\boldsymbol{\theta}} \quad \text{e} \quad (3.7)$$

$$\ddot{\mathbf{r}} = (\ddot{r} - r \dot{\theta}^2) \hat{\mathbf{r}} + \left[ \frac{1}{r} \frac{d}{dt} (r^2 \dot{\theta}) \right] \hat{\boldsymbol{\theta}} \quad , \quad (3.8)$$

onde  $\hat{\mathbf{r}}$  e  $\hat{\boldsymbol{\theta}}$  denotam os vetores unitários ao longo do raio e perpendicular ao raio, respectivamente. Substituindo as equações (3.6) e (3.7) na equação (3.5), obtemos:

$$\mathbf{r} \times \dot{\mathbf{r}} = r \hat{\mathbf{r}} \times (\dot{r} \hat{\mathbf{r}} + r \dot{\theta} \hat{\boldsymbol{\theta}}) = r \dot{r} \underbrace{\hat{\mathbf{r}} \times \hat{\mathbf{r}}}_0 + r^2 \dot{\theta} \underbrace{\hat{\mathbf{r}} \times \hat{\boldsymbol{\theta}}}_{\hat{\mathbf{z}}} = r^2 \dot{\theta} \hat{\mathbf{z}}$$

$$\mathbf{r} \times \dot{\mathbf{r}} = \mathbf{h} = r^2 \dot{\theta} \hat{\mathbf{z}} \longrightarrow h = r^2 \dot{\theta} \quad . \quad (3.9)$$

Nas equações acima,  $\hat{\mathbf{z}}$  é o vetor unitário na direção perpendicular a  $\hat{\mathbf{r}}$  e  $\hat{\boldsymbol{\theta}}$  de maneira que eles formam um sistema de coordenadas dextrogiro. Se substituirmos as expressões (3.6) e (3.8) na equação (3.4), obtemos uma equação diferencial que possui termos na direção  $\hat{\mathbf{r}}$  e na direção  $\hat{\boldsymbol{\theta}}$ . Pela expressão dependente de  $\hat{\mathbf{r}}$ , obtemos a seguinte equação diferencial escalar:

$$\ddot{r} - r\dot{\theta}^2 = -\frac{G(m_1 + m_2)}{r^2} \quad . \quad (3.10)$$

Para encontrarmos  $r$  em função de  $\theta$ , precisamos fazer a substituição  $u = \frac{1}{r}$ . Vamos diferenciar  $r$  com respeito ao tempo e fazer uso da equação (3.9):

$$\begin{aligned} r = \frac{1}{u} \rightarrow \dot{r} &= \frac{d}{dt} \left( \frac{1}{u} \right) = \frac{d}{d\theta} \left( \frac{1}{u} \right) \frac{d\theta}{dt} = \frac{d}{du} \left( \frac{1}{u} \right) \frac{du}{d\theta} \dot{\theta} = -\frac{1}{u^2} \frac{du}{d\theta} \dot{\theta} = -\frac{h}{\dot{\theta}} \frac{du}{d\theta} \dot{\theta} = -h \frac{du}{d\theta} \\ \ddot{r} &= \frac{d}{dt} \left( -h \frac{du}{d\theta} \right) = -\underbrace{\dot{h}}_0 \frac{du}{d\theta} - h \frac{d}{dt} \left( \frac{du}{d\theta} \right) = -h \frac{d}{d\theta} \left( \frac{du}{d\theta} \right) \frac{d\theta}{dt} = -h \frac{d^2 u}{d\theta^2} \dot{\theta} = -h^2 u^2 \frac{d^2 u}{d\theta^2} \quad . \end{aligned}$$

Substituindo esses resultados na equação (3.10), ficamos com:

$$\frac{d^2 u}{d\theta^2} + u = \frac{G(m_1 + m_2)}{h^2} \quad . \quad (3.11)$$

Essa equação diferencial linear de segunda ordem é geralmente referida como **equação de Binet**, e possui a seguinte solução geral:

$$u = \frac{G(m_1 + m_2)}{h^2} [1 + e \cos(\theta - \varpi)] \quad . \quad (3.12)$$

Na equação acima,  $e$  é uma amplitude e  $\varpi$  é uma fase, e ambas são contantes de integração. A expressão para  $r$  fica:

$$r = \frac{p}{1 + e \cos(\theta - \varpi)} \quad , \quad (3.13)$$

onde  $p = \frac{h^2}{G(m_1 + m_2)}$ . Essa expressão é a solução geral em coordenadas polares para um conjunto de curvas conhecido como **seções cônicas**. Nesse contexto,  $e$  é chamado de **excentricidade** e  $p$  é o **semilatus rectum**. As condições iniciais do sistema irão determinar se a curva descrita pelo planeta será um círculo, uma elipse, uma parábola ou uma

hipérbole. No caso de órbitas planetárias, a curva de interesse é a elipse, para a qual a seguinte relação é válida:

$$p = a(1 - e^2) \quad , \quad (3.14)$$

onde  $a$  é o **semieixo maior** da órbita elíptica. Portanto, para um determinado valor de  $\theta$ , o raio orbital é calculado pela expressão:

$$r = \frac{a(1 - e^2)}{1 + e \cos(\theta - \varpi)} \quad . \quad (3.15)$$

O ângulo  $\theta$  é conhecido como **longitude verdadeira**, e determina a posição do planeta com relação à uma direção de referência. Note que os valores mínimo e máximo da equação (3.15) são atingidos quando  $\theta = \varpi$  e  $\theta = \varpi + \pi$ , respectivamente, e são chamados de **periastro** e **apoastro**. O ângulo  $\varpi$  é chamado de **longitude de periastro**, e determina a posição angular do periastro com relação à direção de referência. Podemos também definir a **anomalia verdadeira** como sendo  $f = \theta - \varpi$ , de maneira que  $f$  é medida com respeito à direção do periastro. Com isso, a equação (3.15) se torna:

$$r = \frac{a(1 - e^2)}{1 + e \cos f} \quad . \quad (3.16)$$

Uma representação da órbita de um planeta ao redor de uma estrela, com todos os ângulos mencionados anteriormente, está ilustrada na Figura 3.2:

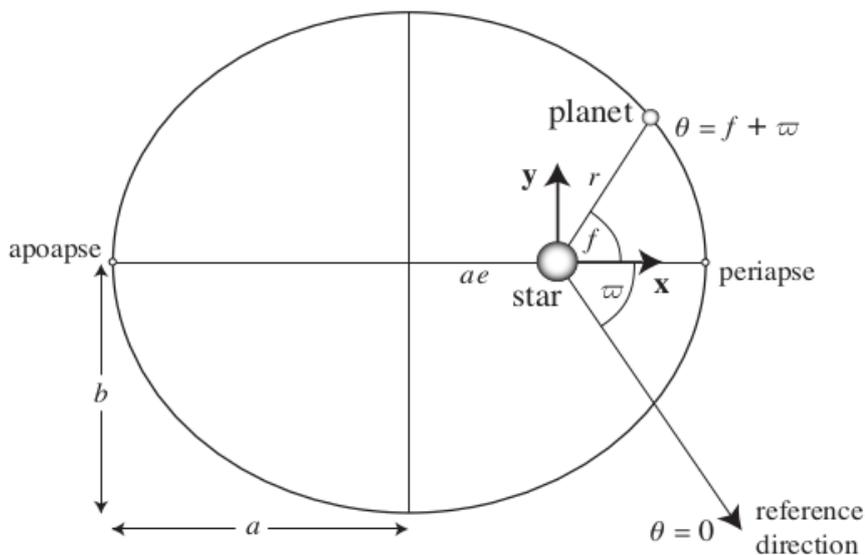


Figura 3.2 – Geometria de uma órbita elíptica com semieixo maior  $a$ , semieixo menor  $b$ , excentricidade  $e$  e longitude de periastro  $\varpi$ . Fonte: Murray & Correia (2010) [29].

Com a equação (3.16), encontramos a distância orbital do planeta em função da anomalia verdadeira, mas não temos nenhuma informação sobre essa quantidade em função do tempo, e é nisso que estamos interessados agora. Primeiramente, vamos definir o **movimento médio**  $n$  como sendo:

$$n = \frac{2\pi}{P} \quad , \quad (3.17)$$

onde  $P$  é o período orbital do planeta. Com essa definição, podemos reescrever a terceira lei de Kepler como:

$$G(m_1 + m_2) = n^2 a^3 \quad . \quad (3.18)$$

Pela segunda lei de Kepler, sabemos que a reta que liga o planeta e a estrela varre áreas iguais em tempos iguais. Matematicamente,  $\dot{A} = \frac{h}{2} = \text{constante}$ . Combinando esse resultado com a equação para a área de uma elipse ( $A = \pi ab$ ) e com os resultados anteriores, conseguimos obter as seguintes relações:

$$h = na^2\sqrt{1 - e^2} = \sqrt{G(m_1 + m_2)a(1 - e^2)} \quad . \quad (3.19)$$

Agora, podemos partir para a tarefa de encontrar  $r$  em função do tempo. Primeiro, voltamos para a equação (3.4) e tiramos seu produto escalar com  $\dot{\mathbf{r}}$ :

$$\dot{\mathbf{r}} \cdot \ddot{\mathbf{r}} + G(m_1 + m_2)\frac{\dot{r}}{r^2} = 0 \quad .$$

Essa equação pode ser integrada para obtermos a chamada **integral de vis viva**:

$$\frac{1}{2}v^2 - \frac{G(m_1 + m_2)}{r} = C \quad , \quad (3.20)$$

onde  $C$  é a constante de integração e  $v^2 = \dot{\mathbf{r}} \cdot \dot{\mathbf{r}}$  é a velocidade ao quadrado. Essa equação nos diz que a energia orbital por unidade de massa é mantida constante. Pela definição de  $\dot{\mathbf{r}}$  em coordenadas polares (equação 3.7), podemos escrever:

$$v^2 = \dot{r}^2 + r^2 \dot{f}^2 \quad . \quad (3.21)$$

Na equação acima, utilizamos a definição de  $f$  e o fato de que  $\varpi$  é constante, logo  $\dot{\theta} = \dot{f}$ . Podemos diferenciar a equação (3.16) para obter:

$$\dot{r} = \frac{r \dot{f} e \sin f}{1 + e \cos f} \quad . \quad (3.22)$$

Utilizando as equações (3.9), (3.15) e (3.19), podemos reescrever a equação acima:

$$\dot{r} = \frac{na}{\sqrt{1-e^2}} e \operatorname{sen} f \quad .$$

Comparando as duas, ficamos com:

$$r\dot{f} = \frac{na}{\sqrt{1-e^2}} (1 + e \cos f) \quad . \quad (3.23)$$

Com essas equações, podemos reescrever a expressão para a velocidade, de maneira que ela reflita a dependência de  $v$  com  $r$ :

$$v^2 = G(m_1 + m_2) \left( \frac{2}{r} - \frac{1}{a} \right) \quad . \quad (3.24)$$

Juntando as expressões (3.16), (3.21), (3.23) e (3.24) obtemos, após alguns rearranjos:

$$\dot{r} = \frac{na}{r} \sqrt{a^2 e^2 - (r-a)^2} \quad . \quad (3.25)$$

Para resolver essa equação diferencial, vamos introduzir uma nova variável, chamada de **anomalia excêntrica**  $E$ , definida como:

$$r = a(1 - e \cos E) \quad . \quad (3.26)$$

Com essa substituição, a equação diferencial tem uma forma bem mais simples:

$$\dot{E} = \frac{n}{1 - e \cos E} \quad . \quad (3.27)$$

A solução para essa equação diferencial pode ser obtida por integração, e pode ser escrita como:

$$n(t - t_0) = E - e \operatorname{sen} E \quad . \quad (3.28)$$

onde  $t_0$  é a constante de integração que satisfaz a condição  $t = t_0$  quando  $E = 0$ . Essa constante é conhecida como **tempo da passagem de periastro**, ou seja, é a época em que o planeta passa pelo seu periastro. Por fim, vamos definir mais uma grandeza, chamada de **anomalia média**  $M$ , definida como:

$$M = n(t - t_0) \quad . \quad (3.29)$$

Com isso, nossa solução tem a forma:

$$M = E - e \operatorname{sen} E \quad . \quad (3.30)$$

A equação acima é chamada de **equação de Kepler**, e é ela que devemos resolver para obter a distância orbital do planeta em função do tempo. Geralmente, sua solução é obtida numericamente.

Pela equação (3.5), vimos que a órbita de um planeta ao redor de uma estrela se limita a um plano. Em função disso, a discussão até agora abordou apenas ângulos e distâncias contidos nesse plano. No entanto, ao observarmos esse sistema, surge a necessidade de estendermos a discussão para um espaço tridimensional.

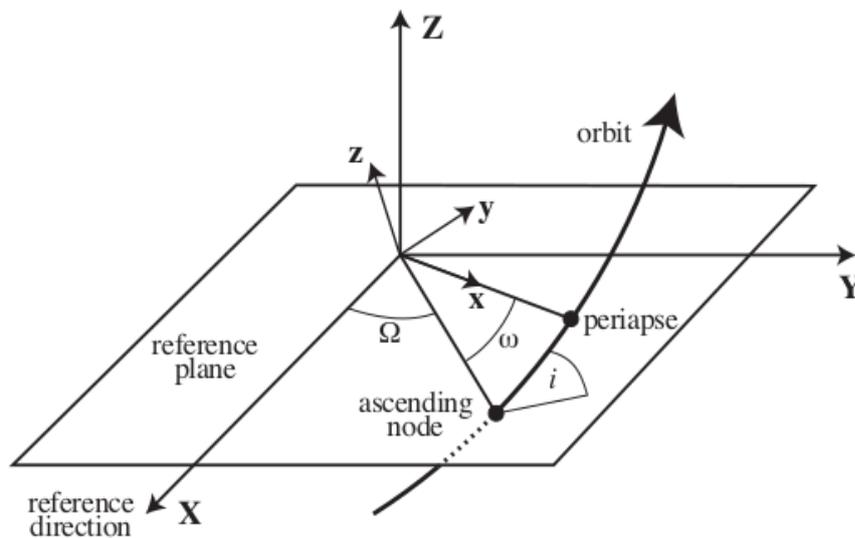


Figura 3.3 – Representação da órbita em três dimensões, com os sistemas de coordenadas  $x, y, z$  e  $X, Y, Z$  indicados, assim como os ângulos  $\omega, \Omega$  e  $i$ . Fonte: Murray & Correia (2010) [29].

Para analisarmos a órbita em três dimensões, vamos definir dois sistemas de coordenadas, ambos centrados na estrela. O sistema minúsculo tem o eixo  $x$  apontando na direção do semieixo maior da órbita, no sentido do periastro, o eixo  $y$  aponta na direção do semieixo menor da órbita, fazendo um ângulo direito com  $x$ , e o eixo  $z$  é perpendicular ao plano orbital de maneira a formar um sistema dextrogiro. O sistema maiúsculo tem a direção  $X$  apontando no sentido da linha de referência, o eixo  $Y$  está no plano de referência, é perpendicular ao  $X$  e forma um ângulo direito com ele, e o eixo  $Z$  é perpen-

dicular ao plano de referência, novamente de maneira a formar um sistema dextrogiro. Esses sistemas estão ilustrados na Figura 3.3.

Temos dois planos importantes: o plano orbital e o plano de referência. O ângulo entre esses dois planos é chamado de **inclinação**, denotado pela letra  $i$ . A inclinação pode ter valores entre  $0^\circ$  e  $180^\circ$ . Se  $i < 90^\circ$ , dizemos que a órbita é **prógrada**. Se  $i \geq 90^\circ$ , dizemos que a órbita é **retrógrada**. A linha formada pela intersecção entre esses planos é chamada de **linha dos nodos**, e o **nodo ascendente** é o ponto em que o planeta cruza o plano de referência, vindo de baixo do plano (da mesma forma, poderíamos definir o nodo descendente). O ângulo entre a linha de referência e o vetor que liga o nodo ascendente é chamado de **longitude do nodo ascendente**, denotada pela letra grega  $\Omega$ . O ângulo entre esse mesmo vetor e o periastro é chamado de **argumento de periastro**, denotado pela letra grega  $\omega$ . A soma desses dois ângulos resulta na longitude de periastro:

$$\varpi = \Omega + \omega \quad . \quad (3.31)$$

Naturalmente, conseguimos estabelecer uma relação entre as coordenadas maiúsculas e as minúsculas. Percebe-se que as coordenadas minúsculas podem se tornar coincidentes com as maiúsculas com apenas três rotações: primeiro uma rotação ao redor do eixo  $z$  em um ângulo  $\omega$ , para que o eixo  $x$  esteja no plano  $(X, Y)$ ; depois uma rotação ao redor do eixo  $x$  em um ângulo  $i$ , dessa vez para que o eixo  $y$  esteja no plano  $(X, Y)$  e para que os eixos  $z$  e  $Z$  coincidam; e por fim uma rotação novamente ao redor do eixo  $z$ , agora em um ângulo de  $\Omega$ , para alinhar os eixos  $x$  e  $y$  com  $X$  e  $Y$ , respectivamente. Essas rotações podem ser representadas matematicamente por matrizes de rotação. Uma matriz de rotação ao redor do eixo  $x$  tem a seguinte forma:

$$\mathbf{P}_x(\phi) = \begin{pmatrix} 1 & 0 & 0 \\ 0 & \cos \phi & -\text{sen } \phi \\ 0 & \text{sen } \phi & \cos \phi \end{pmatrix} \quad . \quad (3.32)$$

enquanto uma matriz de rotação ao redor do eixo  $z$  tem a seguinte forma:

$$\mathbf{P}_z(\phi) = \begin{pmatrix} \cos \phi & -\text{sen } \phi & 0 \\ \text{sen } \phi & \cos \phi & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix} \quad . \quad (3.33)$$

Assim, a transformação de coordenadas  $(x, y, z)$  em  $(X, Y, Z)$  pode ser representada por:

$$\begin{pmatrix} X \\ Y \\ Z \end{pmatrix} = \mathbf{P}_z(\Omega)\mathbf{P}_x(i)\mathbf{P}_z(\omega) \begin{pmatrix} x \\ y \\ z \end{pmatrix} . \quad (3.34)$$

Como o movimento do planeta está limitado ao plano orbital, suas coordenadas são  $x = r \cos f$ ,  $y = r \sin f$  e  $z = 0$ . Sendo assim, as coordenadas no sistema maiúsculo ficam:

$$X = r [\cos \Omega \cos (\omega + f) - \sin \Omega \sin (\omega + f) \cos i] , \quad (3.35)$$

$$Y = r [\sin \Omega \cos (\omega + f) - \cos \Omega \sin (\omega + f) \cos i] \quad \text{e} \quad (3.36)$$

$$Z = r \sin (\omega + f) \cos i . \quad (3.37)$$

Com isso, temos as ferramentas necessárias para iniciarmos nossa discussão sobre trânsitos planetários, assunto da próxima seção.

## 3.2 O método de trânsitos

Para compreender o estudo aqui apresentado, é necessário estabelecermos um conhecimento mais profundo sobre o método de trânsitos. Nesta seção, a geometria e a física do método de trânsitos serão discutidas, bem como os métodos utilizados para retirar informações de observações de trânsitos. A discussão aqui apresentada irá seguir uma abordagem semelhante à feita por Joshua Winn em seu capítulo do livro “*Exoplanets*”, de Sara Seager, intitulado “*Transits and Occultations*” [44].

Um trânsito nada mais é do que um eclipse, que é a obscuração de um corpo celeste por outro. O termo “trânsito” é usado nos casos em que há uma grande diferença de tamanho entre os dois corpos, particularmente quando o corpo menor passa na frente do corpo maior. O caso contrário é comumente chamado de “ocultação”, mas outras nomenclaturas na literatura incluem “trânsito secundário” ou “eclipse secundário”. Quando a silhueta do corpo menor, durante um trânsito, não passa completamente pelo disco do corpo maior,

o trânsito é dito “*grazing*”, que poderia ser traduzido como “de raspão”. Por falta de uma palavra mais apropriada, vamos dar preferência ao termo em inglês.

Assim como na seção anterior, vamos definir um sistema de coordenadas centrado na estrela, com o céu estando no plano  $X - Y$  e a direção  $+Z$  apontando para o observador, como está ilustrado na Figura 3.4. A orientação da linha dos nodos geralmente é desconhecida e de pouco interesse, portanto vamos alinhá-la com a direção  $+X$ , ou seja,  $\Omega = 180^\circ$ .

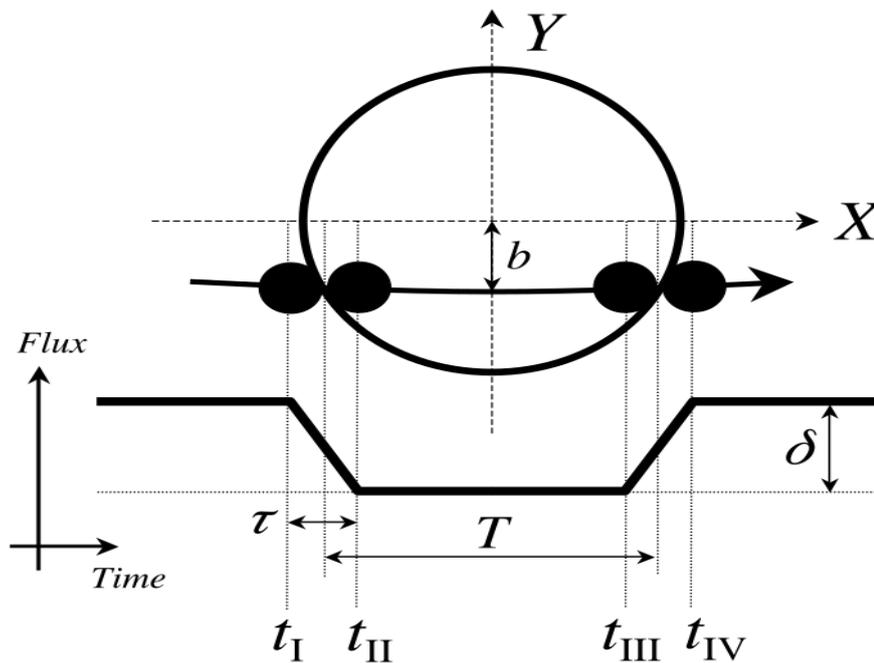


Figura 3.4 – Representação de um trânsito, com os quatro pontos de contato e outras características de trânsitos. O significado de cada marcação na figura está explicado no corpo do texto. Fonte: Winn (2010) [44].

Em um trânsito, geralmente temos quatro pontos de contato: primeiro, quando o disco do planeta encosta no disco da estrela (ponto  $t_I$  na Figura 3.4); segundo, quando a outra extremidade do disco do planeta encosta no disco da estrela, ou seja, quando o disco do planeta está completamente dentro do disco da estrela (ponto  $t_{II}$  na Figura 3.4); o terceiro ponto é quando o planeta está prestes a sair do disco da estrela (ponto  $t_{III}$  na figura 3.4); e o quarto ponto é quando o disco planetário saiu completamente da frente do disco estelar (ponto  $t_{IV}$  na Figura 3.4), marcando o final do trânsito. Note que os pontos  $t_{II}$  e  $t_{III}$  não ocorrem para trânsitos *grazing*. A **duração total** é definida como  $T_{\text{tot}} = t_{IV} - t_I$ , a **duração completa** ou **cheia** é definida como  $T_{\text{com}} = t_{III} - t_{II}$  (“completa” no sentido de

que o planeta inteiro está dentro do disco da estrela). Ainda podemos definir o **tempo de ingresso** e o **tempo de egresso**,  $\tau_{\text{ing}} = t_{II} - t_I$  e  $\tau_{\text{eg}} = t_{IV} - t_{III}$ , respectivamente, que marcam os intervalos em que o planeta está entrando e saindo completamente do disco da estrela. Para órbitas circulares, esses intervalos são iguais, mas mesmo para órbitas excêntricas a diferença é pequena [44]. Por esta razão, vamos usar o símbolo  $\tau$  para ambos os casos.

A partir da geometria de um eclipse, podemos encontrar uma expressão para a duração total de um trânsito. Vamos seguir o tratamento apresentado em Sacket (1999) [34]. Para isso, vamos considerar que a órbita do planeta ao redor da estrela é circular. A duração irá corresponder à fração do período orbital que o planeta passa obstruindo o disco da estrela. Vide a Figura 3.5:

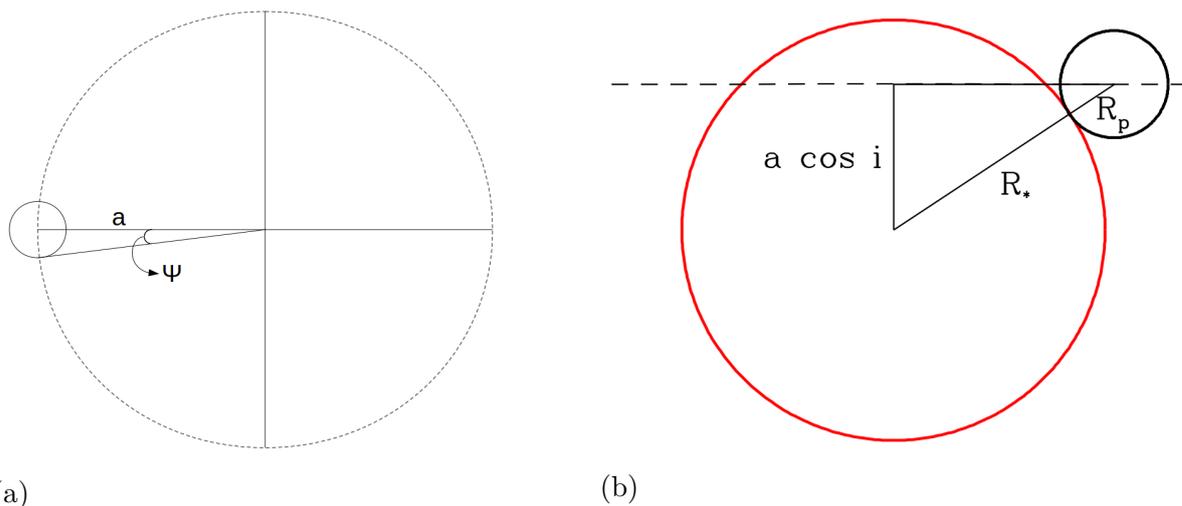


Figura 3.5 – (a) Representação da órbita do planeta ao redor da estrela. (b) Geometria de um trânsito planetário. Fonte: Sacket(1999) [34].

Desde o momento em que o disco do planeta encosta no disco estelar até a conjunção ( $X = 0$ ), passaram-se metade da duração de um trânsito. Nesse intervalo, o vetor radial que liga a estrela ao planeta traçou um ângulo  $\Psi$ , como está ilustrado na Figura 3.5a. Como a órbita é circular, podemos relacionar a duração do trânsito  $t_T$  com o período orbital com base nos ângulos percorridos durante esses intervalos:

$$\frac{t_T}{2} = \frac{P}{2\pi} \rightarrow t_T = \frac{2P}{2\pi} \Psi = \frac{P}{\pi} \Psi \quad . \quad (3.38)$$

Supondo que a duração do trânsito é muito menor do que o período orbital, podemos

aproximar a trajetória do planeta nesse intervalo como uma linha reta de comprimento  $l$ , assim formando um triângulo retângulo. Dessa forma, temos a seguinte relação:

$$\text{sen } \Psi = \frac{l}{a} \longrightarrow \Psi = \arcsin\left(\frac{l}{a}\right) = \arcsin\left(\frac{\sqrt{(R_\star + R_p)^2 - a^2 \cos^2 i}}{a}\right) . \quad (3.39)$$

Na equação acima, utilizamos o fato de que  $l$  na Figura 3.5a corresponde ao lado superior do triângulo retângulo da Figura 3.5b e aplicamos o Teorema de Pitágoras para escrever  $l$  em função dos outros lados do triângulo. Substituindo  $\Psi$  na equação (3.38), obtemos:

$$t_T = \frac{P}{\pi} \arcsin\left(\frac{\sqrt{(R_\star + R_p)^2 - a^2 \cos^2 i}}{a}\right) . \quad (3.40)$$

Para os casos em que  $a \gg R_\star \gg R_p$ , podemos usar as aproximações  $\arcsin(x) \approx x$  e  $R_\star + R_p \approx R_\star$ , logo ficamos com:

$$t_T = \frac{P}{\pi} \sqrt{\left(\frac{R_\star}{a}\right)^2 - \cos^2 i} \leq \frac{PR_\star}{\pi a} . \quad (3.41)$$

Na equação acima, o valor máximo é referente a um sistema visto “*edge-on*”, ou seja,  $i = 90^\circ$ . Portanto, para tais sistemas, temos uma estimativa para o seu semieixo maior (em termos do raio da estrela):

$$\frac{a}{R_\star} = \frac{P}{\pi t_T} . \quad (3.42)$$

Outra característica de um trânsito que pode nos dar informações sobre o planeta e a estrela é a profundidade da depressão observada na curva de luz da estrela. Ao observarmos o fluxo de uma estrela que possui um planeta transitante, teremos a seguinte sequência de acontecimentos: primeiro observamos a luz da estrela mais a luz refletida pelo planeta, esta que vai diminuindo na medida em que vemos uma fração cada vez menor da parte iluminada do planeta; depois vemos a luz da estrela menos a parte que está sendo obstruída pelo planeta durante o trânsito; novamente vemos a luz da estrela, agora desobstruída, mais a luz refletida pelo planeta, que agora vai aumentando na medida em que a fração iluminada do planeta que conseguimos ver aumenta; por fim, vemos apenas a luz da estrela, visto que o planeta agora está sendo obstruído por ela na ocultação. Essas fases estão ilustradas na Figura 3.6:

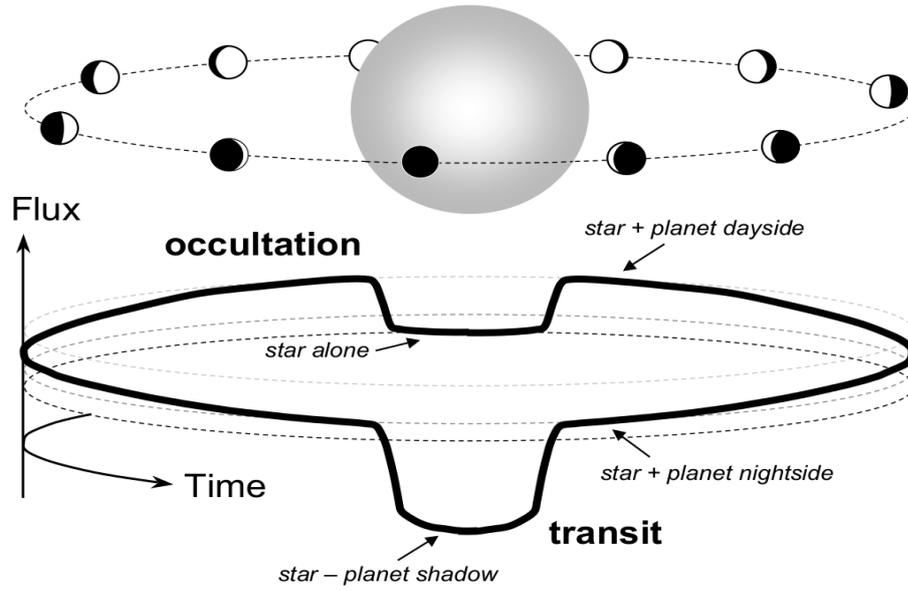


Figura 3.6 – Representação de um trânsito e do fluxo observado durante as diferentes fases. Fonte: Winn (2010) [44].

Matematicamente, podemos descrever essas situações da seguinte forma:

$$F(t) = F_{\star}(t) + F_p(t) - \begin{cases} k^2 \alpha_{\text{tra}}(t) F_{\star}(t), & \text{em trânsitos,} \\ 0, & \text{fora de eclipses,} \\ \alpha_{\text{oc}}(t) F_p(t), & \text{em ocultações.} \end{cases} \quad (3.43)$$

onde  $k = \frac{R_p}{R_{\star}}$  é a razão entre os raios do planeta e da estrela,  $F_{\star}(t)$  é o fluxo do disco estelar,  $F_p(t)$  é o fluxo do disco planetário, e os  $\alpha$ 's são funções sem dimensão que dependem da área de sobreposição entre os discos estelar e planetário, e possuem valores perto da unidade. Como uma primeira aproximação, vamos considerar que o fluxo do disco estelar permanece constante e definir  $I_p$  e  $I_{\star}$  como as intensidades médias por todo o disco do planeta e da estrela, respectivamente. Logo,  $\frac{F_p}{F_{\star}} = k^2 \frac{I_p}{I_{\star}}$ , e a razão entre o fluxo combinado e o fluxo estelar  $f(t) = \frac{F(t)}{F_{\star}}$  pode ser escrita como:

$$f(t) = 1 + k^2 \frac{I_p(t)}{I_{\star}} - \begin{cases} k^2 \alpha_{\text{tra}}(t), & \text{em trânsitos,} \\ 0, & \text{fora de eclipses,} \\ k^2 \frac{I_p(t)}{I_{\star}} \alpha_{\text{oc}}(t), & \text{em ocultações.} \end{cases} \quad (3.44)$$

As variações em  $I_p$  são causadas pela mudança na área iluminada do planeta vista pelo observador, assim como possíveis mudanças ligadas a características atmosféricas.

Se considerarmos que essas mudanças são longas comparadas com a duração do eclipse, podemos considerar  $I_p$  constante também, logo as únicas variações dependentes do tempo vêm das funções  $\alpha$ . Como uma aproximação inicial, os  $\alpha$ 's são trapezoides, e o trânsito é descrito pela sua profundidade  $\delta$ , sua duração  $t_T$ , seu tempo de ingresso e egresso  $\tau$ , e o tempo de conjunção  $t_c$ , que é quando os discos do planeta e da estrela estão mais próximos no céu noturno (ou seja, sua distância projetada é a menor possível). Essa distância é chamada de **parâmetro de impacto**  $b$  (não confundir com o semieixo menor de uma elipse, que possui o mesmo símbolo), e está indicada na Figura 3.4.

Durante um trânsito, temos a luz do disco estelar, menos a parte proveniente da fração bloqueada pelo planeta, mais a luz proveniente do planeta. Geralmente, a luz do planeta é desprezível comparada com a luz da estrela, portanto a queda no fluxo observado da estrela é proporcional à fração do disco estelar que está sendo obstruído pelo planeta. Matematicamente, temos a aproximação:

$$\delta \approx \left(\frac{R_p}{R_\star}\right)^2 . \quad (3.45)$$

Ou seja, a partir da profundidade do trânsito, temos uma estimativa para o raio do planeta (em função do raio da estrela):

$$\frac{R_p}{R_\star} = \sqrt{\delta} . \quad (3.46)$$

Até agora, estávamos tratando a estrela como algo que possui um fluxo uniforme. No entanto, este não é um cenário muito realístico. Há muitos fatores que podem alterar o fluxo de luz através do disco estelar, como manchas, erupções (“*flares*”), e a própria variabilidade da estrela, caso ela seja uma estrela variável. Contudo, o fenômeno que estamos interessados, e que tem o maior impacto em curvas de trânsitos planetários, é chamado de “escurecimento de borda” (tradução do termo mais comum “*limb darkening*”). Como o nome já diz, seu efeito é a estrela aparentar ser mais escura nas bordas do que no centro, e como consequência o fundo do trânsito não é plano, mas possui uma certa curvatura. A origem desse fenômeno vem do gradiente de temperatura na estrela e da diferença de profundidade ótica no disco estelar.

As estrelas possuem um gradiente de temperatura no seu interior, com um comportamento decrescente do centro até a superfície. No entanto, a radiação emitida pelas

diferentes camadas da estrela nem sempre chega até a superfície, pois ela é desviada e absorvida ao longo do seu caminho. A profundidade ótica descreve a opacidade da estrela, ou seja, o quão livremente os fótons conseguem se movimentar no seu interior. Ela pode ser entendida como o número de livres caminhos médios<sup>1</sup> desde a posição original do raio de luz até a superfície, medido ao longo da trajetória do raio de luz [2]. Geralmente, a luz que observamos das estrelas vem de um ponto cuja profundidade ótica tem valor próximo da unidade [2]. Se nossa linha de visada está alinhada com a direção radial da estrela, uma profundidade ótica próxima de valor unitário corresponderá a uma certa distância do centro da estrela. No entanto, se estamos observando outro ponto, cujo vetor normal à superfície da estrela faz um ângulo  $\theta_{LD}$  (o subscrito foi adicionado para evitar confusão com o ângulo  $\theta$  definido como a longitude verdadeira na discussão sobre órbitas planetárias) com a nossa linha de visada, a distância do centro da estrela em que uma profundidade ótica de valor unitário é atingida será maior, justamente por causa dessa obliquidade entre a linha de visada e a normal à superfície (Figura 3.7). A luz vista perto das bordas do disco estelar, então, será proveniente de camadas mais externas da atmosfera da estrela, que possuem temperaturas menores do que camadas mais internas, e como consequência veremos as bordas mais escuras e mais avermelhadas do que as regiões centrais.

---

<sup>1</sup> O livre caminho médio é a distância média que uma partícula, seja ela um átomo ou um fóton, percorre antes de sofrer colisões sucessivas.

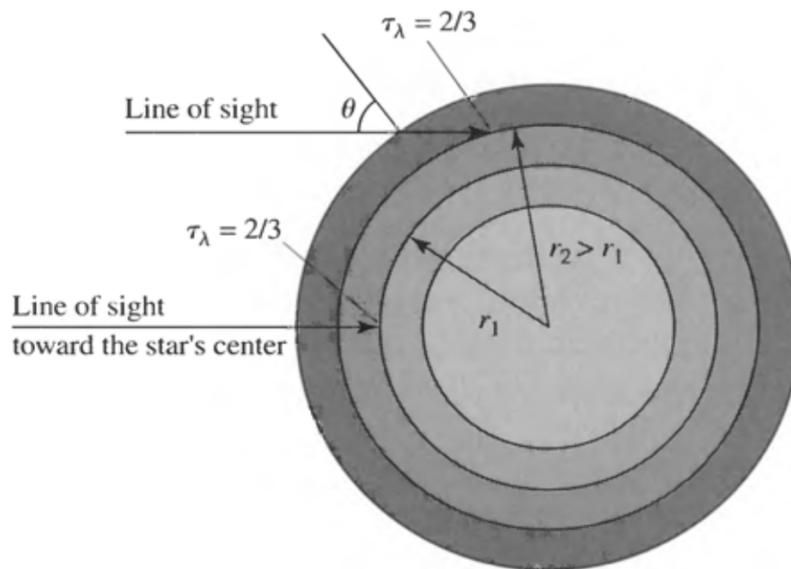


Figura 3.7 – O fenômeno de escurecimento de borda. A distância atravessada na atmosfera estelar atinge distâncias radiais diferentes dependendo do alinhamento da linha de visada com a normal à superfície. Ou seja, para atingir uma profundidade ótica de  $2/3$  (no corpo do texto, nos referimos a esse valor como “próximo à unidade”, porém este valor é uma aproximação melhor para o ponto de origem médio dos fótons observados [2]), a nossa linha de visada termina em pontos cada vez mais distantes do centro da estrela na medida o ângulo  $\theta$  aumenta (denotado como  $\theta_{LD}$  no corpo do texto). Fonte: Carroll & Ostile (2007) [2].

Vale ressaltar também que o escurecimento de borda é dependente do comprimento de onda da radiação que estamos observando, pois a profundidade ótica varia com o comprimento de onda. Como consequência, trânsitos planetários observados em comprimentos de onda menores terão seu fundo mais arredondado do que aqueles observados em comprimentos de onda maiores, como está ilustrado na Figura 3.8:

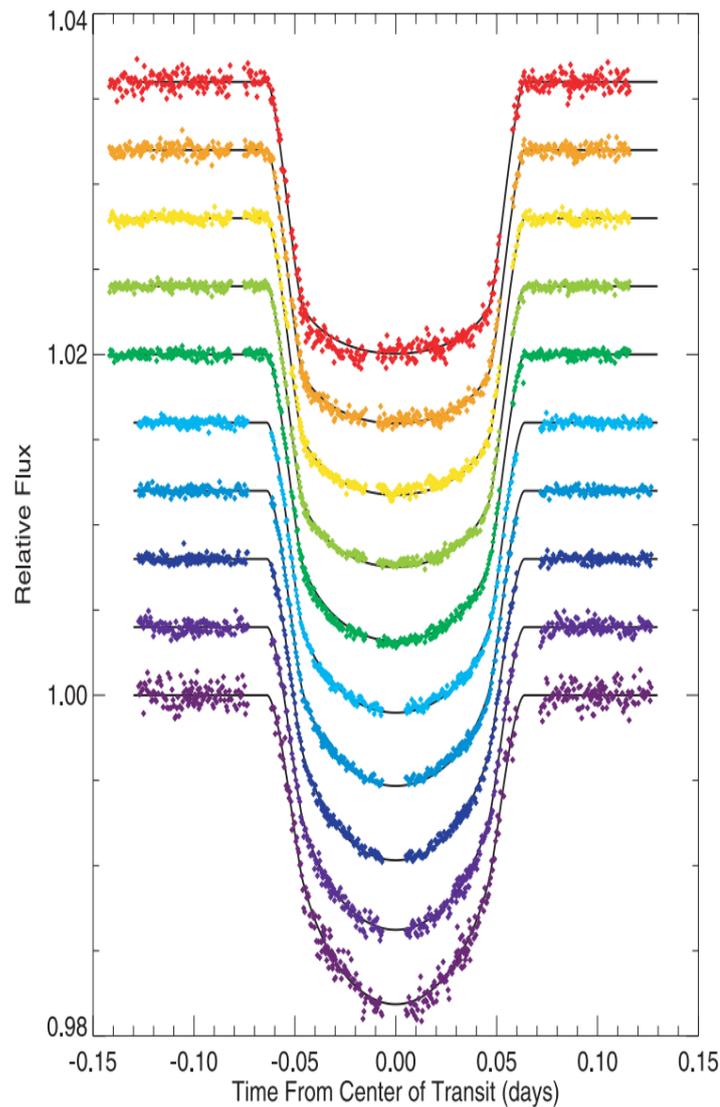


Figura 3.8 – Dados de trânsito normalizados pra 10 filtros centrados em (de cima para baixo)  $0.97\mu\text{m}$ ,  $0.87\mu\text{m}$ ,  $0.78\mu\text{m}$ ,  $0.68\mu\text{m}$ ,  $0.58\mu\text{m}$ ,  $0.54\mu\text{m}$ ,  $0.49\mu\text{m}$ ,  $0.43\mu\text{m}$ ,  $0.38\mu\text{m}$  e  $0.32\mu\text{m}$ , junto com o melhor ajuste teórico calculado por Knutson et al. (2007) utilizando as expressões de Mandel & Agol (2002). A radiação com comprimento de onda menor interage mais com a matéria, portanto o efeito do escurecimento de borda é mais pronunciado. Fonte: Knutson et al. (2007) [22].

Para incluir escurecimento de borda no tratamento de trânsitos planetários, geralmente são utilizadas expressões que descrevem o fluxo de luz no disco estelar como uma função de  $\mu = \cos \theta_{LD} = \sqrt{1 - X^2 - Y^2}$ . Tais expressões são derivadas, por exemplo, em Mandel & Agol (2002) [27], e serão abordadas em maior detalhe no capítulo seguinte.

# 4 O algoritmo

O objetivo principal deste trabalho é o desenvolvimento de uma maneira automática de se adquirir os dados do TESS e extrair informações sobre eles. Para este fim, diversos códigos em *Python* foram escritos. Este trabalho, primeiramente, foi iniciado como parte do curso “*Projects in Exoplanets*” (“Projetos em Exoplanetas”) da Universidade de Aarhus, lecionado no segundo semestre do ano de 2018, onde o autor trabalhou em parceria com Emil Knudstrup sob a orientação do professor Simon Albrecht. Os códigos foram inicialmente escritos nessa época, e em 2019 foram modificados para satisfazer as necessidades e propostas deste trabalho de conclusão de curso. O conjunto de programas utilizados para fornecer o resultado final será referido como “o algoritmo”, e seu passo a passo será explicado em maior detalhe nas próximas seções.

## 4.1 1º Passo: Obtenção dos dados

Como já foi mencionado no capítulo 2, os dados do TESS estão disponíveis para o público no site do MAST. Lá, pode-se adquirir os dados de todas as observações feitas em cada setor, que somam até 16 000 candidatos por setor, ou apenas os alvos selecionados como possíveis candidatos a planeta, também conhecidos como “*Alert Data*”. Esta é a amostra de interesse. Até Novembro de 2019, o *Alert Data* compreendia observações apenas dos três primeiros setores observados pelo TESS. No total, são 240 arquivos FITS que compreendem 158 estrelas (algumas são observadas em mais de um setor, por isso têm mais de um arquivo FITS). Esses dados podem ser obtidos pela tabela disponível em <https://archive.stsci.edu/prepds/tess-data-alerts/index.html>, onde há um link para realizar o *download* de todos os arquivos FITS, junto com arquivos em formato PDF contendo validações dos dados dos candidatos e arquivos CSV contendo tabelas com informações sobre os sistemas. O algoritmo acessa e realiza o *download* dos dados automaticamente, apenas para os integrantes da tabela que possuem arquivos FITS com a sua curva de luz, separando os diferentes tipos de arquivos em diretórios distintos. Com os dados já em mãos, podemos prosseguir para o próximo passo.

## 4.2 2º Passo: Processamento dos dados

Os arquivos com os quais iremos trabalhar estão em formato FITS, que é um dos formatos padrões utilizados em dados astronômicos. Geralmente, estão divididos em um *header* primário e um *header* com os dados. No caso dos dados do TESS, o *header* primário contém informações sobre a estrela alvo e sobre sua observação, tais como ascensão reta, declinação, magnitude, qual câmera e em qual setor ela foi observada, data da observação e, quando disponível, raio, temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade. Do *header* com os dados, estamos interessados somente no tempo das observações e no fluxo, e em suas respectivas incertezas. O fluxo utilizado é o `PDCSAP_FLUX`, mencionado anteriormente, pois ele possui calibrações adicionais que retiram alguns efeitos sistemáticos das observações.

Antes de iniciarmos a extração de informações dos dados, é necessário “limpá-los”. Um processo semelhante já é feito pela equipe do TESS, porém ao o realizarmos novamente temos mais controle sobre a amostra com a qual estamos trabalhando e também conseguimos entender exatamente por quais razões estamos realizando tais procedimentos. Primeiramente, é preciso remover quaisquer “zeros” ou “NaNs” presentes nos dados da curva de luz. Esses pontos são dados considerados problemáticos pela equipe do TESS [41] e podem causar problemas no decorrer do código.

Outro procedimento necessário é a normalização da curva de luz. Durante uma observação, a quantidade de luz que é absorvida pelos detectores não permanece constante, e inúmeros fatores podem ser responsáveis por isso, como variações na luz difusa de origem solar ou lunar, da própria Terra, de origem zodiacal, ou ainda luz de estrelas de fundo que estejam no campo de visão. Outra causa pode estar na própria estrela hospedeira, caso seja uma estrela variável ou possua eventos de superfície, como manchas e ventos estelares. Uma análise mais detalhada é necessária para sabermos ao certo a origem dessas variações. Independente da fonte, o resultado é uma curva de luz que não está normalizada e que pode apresentar alguma variabilidade.

Para remover essa variabilidade, aplicamos um “filtro mediano” que age da seguinte maneira: ao definir um tamanho para a “janela” do filtro (este número deve ser ímpar), para cada ponto da curva de luz, o filtro usa o mesmo número de pontos antes e depois

do ponto em questão e calcula a mediana dessa distribuição. Por exemplo, se o tamanho da janela desejada for 51, então o filtro mediano inclui os 25 pontos à esquerda e os 25 pontos à direita do ponto em questão, e usa esses 51 pontos para calcular a mediana. Essa mediana corresponderá ao valor para o filtro mediano nesse dado ponto. Esse processo é feito para todos os pontos da curva de luz. Dessa forma, o filtro mediano tende a seguir o comportamento da curva de luz sem incluir os trânsitos, e ao dividirmos os seus dados por esse filtro mediano, conseguimos definir um contínuo unitário para a curva de luz. Esse processo está ilustrado na Figura 4.1, junto com o resultado após a sua aplicação.

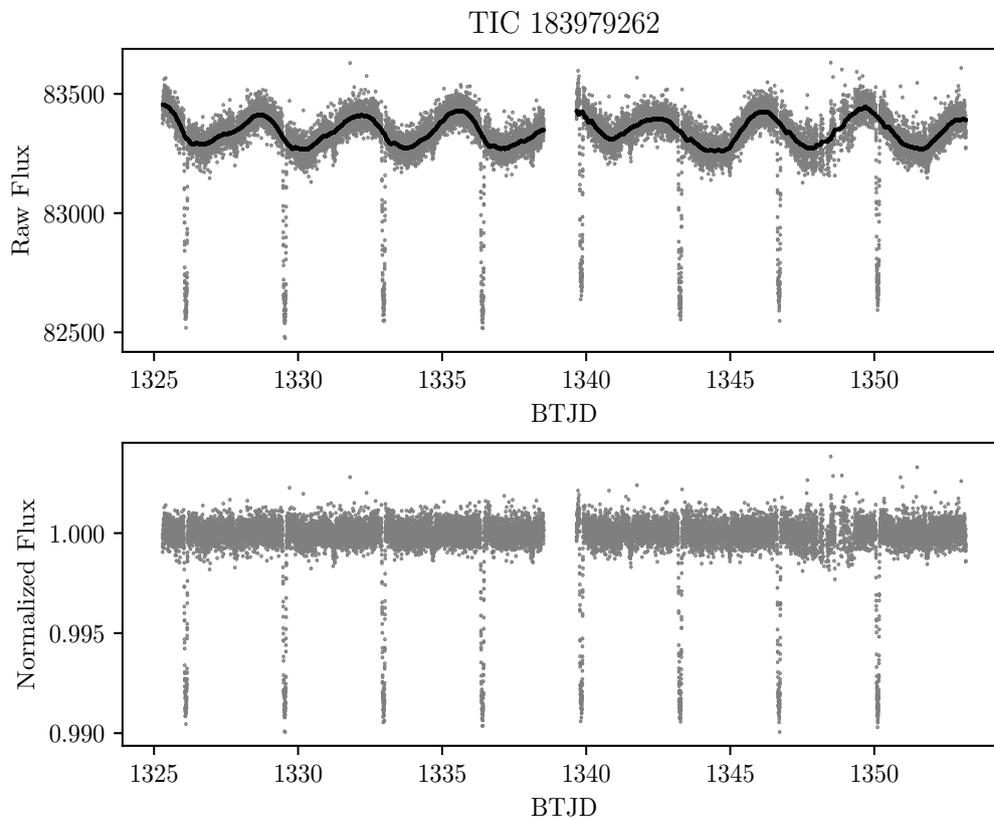


Figura 4.1 – *Acima*: A curva de luz da estrela TIC 183979262 com seu fluxo bruto, como é dado pelo arquivo FITS, já com os “zeros” e “NaNs” removidos, e com o primeiro filtro mediano sobreposto a ela. *Abaixo*: Curva de luz normalizada, após a divisão do fluxo bruto pelo filtro mediano.

Há uma função incluída em *Python* para calcular a mediana de uma matriz de pontos, porém foi percebido pelo autor que esta função falhava nos extremos da curva de luz. Para resolver esse problema, foi desenvolvido um filtro mediano próprio, que cria duas cópias da curva de luz e as coloca nas duas extremidades, de trás pra frente, de maneira

que um comportamento semelhante ao da curva real seja seguido além das extremidades. Ou seja, à esquerda do primeiro ponto há o primeiro ponto novamente, e o segundo, e assim por diante, e à direita do último ponto há o último ponto, e o penúltimo, e assim por diante. Essa escolha foi feita pois o início e o final das observações podem apresentar oscilações que não são características de todo o período observacional, apenas desses pequenos intervalos, sem contar que entre o início e o final das observações já se passaram muitos dias, portanto muito já aconteceu com o satélite, e o nível da curva de luz pode ter mudado drasticamente. Além disso, já foi mencionado que na metade das observações de cada setor uma pausa é feita para o *downlink* de dados. Como essa pausa sofre do mesmo problema do início e do final de uma observação, optamos por aplicar os filtros medianos separadamente em intervalos antes e depois do *downlink*<sup>1</sup>, visto que foram observados um número grande de variações anormais perto desses pontos.

Após normalizar a curva, ainda é necessário remover alguns pontos identificados como “*outliers*”. Estes pontos são considerados apenas ruído e não agregam informação adicional ao nosso estudo. Parte dos *outliers* decorrem de erros sistemáticos nas observações e em muitos casos são inevitáveis. Como o satélite TESS foi lançado recentemente, seus dados ainda contém muito ruído, porém com o passar do tempo métodos podem ser desenvolvidos para limpar e diminuir o nível de ruído dos dados, assim como foi feito para o satélite Kepler [15].

O processo de remoção de *outliers* é semelhante ao processo de normalização, no sentido de que também é utilizado um filtro mediano. Dessa vez, no entanto, a janela do filtro deve ser bem menor, pois queremos seguir o comportamento de todos os sinais da curva, que no caso são os trânsitos. O filtro mediano, então, deve seguir apropriadamente a tendência do trânsito. Ao dividirmos os dados por esse novo filtro mediano, em teoria apenas os dados que estamos interessados seriam deslocados para o contínuo, enquanto os *outliers* permaneceriam espalhados, já que estamos considerando que o filtro mediano não acompanha o seu comportamento. É possível, no entanto, que haja algum comportamento sistemático que não possui nenhum valor físico para a nossa análise seja incluído na passagem do filtro mediano, e em alguns casos algumas exceções devem ser feitas para manter o algoritmo o mais geral possível. Uma possibilidade seria analisar cada alvo

---

<sup>1</sup> Essa medida provavelmente seria necessária também caso trabalhássemos com arquivos de múltiplos setores.

individualmente e decidir qual seria o melhor tamanho para a janela de ambos os filtros medianos, mas essa medida é impraticável quando se trabalha com um grande número de dados.

Com todos os pontos úteis no contínuo, deslocamos todos para zero, para termos uma distribuição com pontos positivos e negativos. Então, calculamos o **desvio absoluto da mediana** (MAD, do inglês “*median absolute deviation*”), que é uma medida da variabilidade de dados quantitativos. Se tivéssemos um conjunto de dados sem ruído, esse valor seria zero, porém este não é o caso. Consideramos como *outliers* todos os pontos que estão além de  $\pm 5$  MAD. Esses pontos, então, foram removidos da curva de luz. Esse processo está ilustrado na Figura 4.2:

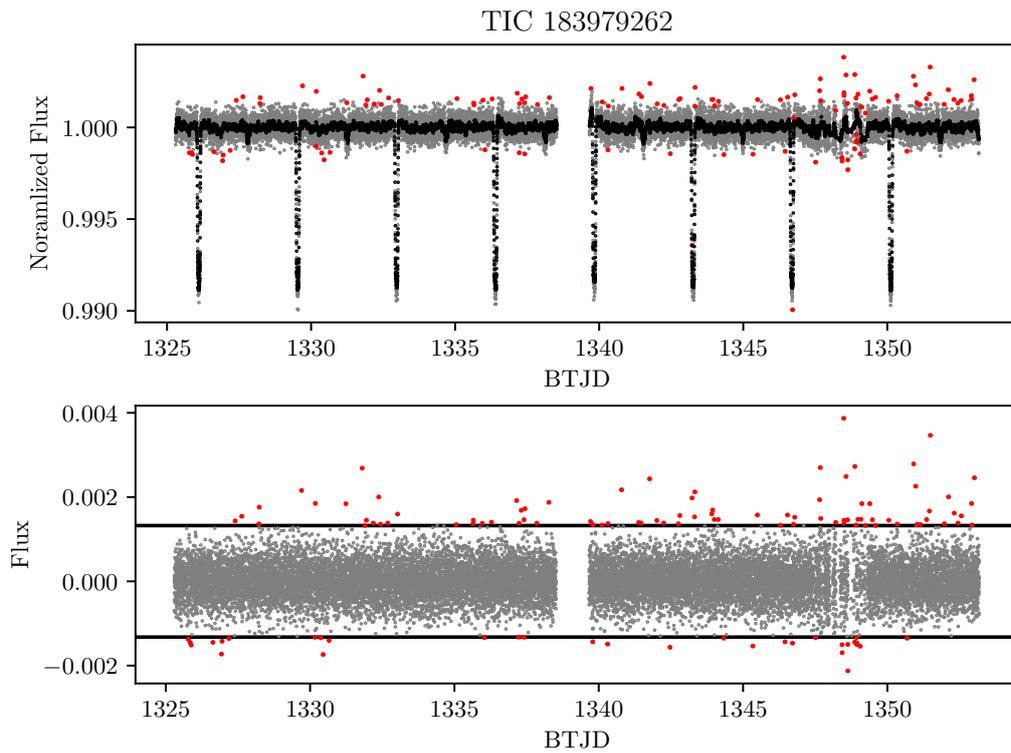


Figura 4.2 – *Acima*: Curva de luz da estrela TIC 183979262 com o fluxo normalizado e com o segundo filtro mediano sobreposto. *Abaixo*: Dados divididos pelo filtro mediano, com as duas retas horizontais indicando os limites  $\pm 5$  MAD, respectivamente. Em ambos os painéis, os pontos vermelhos representam os dados que foram removidos da curva de luz.

Com esse procedimento, estamos preparados para iniciar a extração de informações da curva de luz. Como já foi mencionado, os valores escolhidos para as janelas dos

filtros medianos tiveram como intuito manter o algoritmo o mais geral possível, para que pudéssemos analisar apropriadamente o maior número de candidatos. Para o primeiro filtro mediano, a janela escolhida corresponde a 5% do número de pontos, enquanto para o segundo a janela é de 0.1%. Naturalmente, alguns candidatos seriam melhor analisados com valores diferentes, porém foram escolhidos esses valores com o intuito de otimizar a análise da maioria dos candidatos.

### 4.3 3º Passo: O Método BLS

Pelo gráfico de uma curva de luz, três características sobre o trânsito são aparentes: o período orbital do planeta, a duração do trânsito e a sua profundidade. O período pode ser encontrado comparando os pontos mínimos entre dois trânsitos subsequentes, enquanto a profundidade é calculada comparando um desses pontos mínimos com o contínuo, e a duração é o tempo desde o início até o final do trânsito. Como já foi mencionado na seção 3.2, a existência de escurecimento de borda torna difícil uma definição exata da duração de um trânsito. Precisamos de um método que seja capaz de explorar essas características para gerar resultados. Um desses métodos é o “*Box Least Squares*” (BLS), desenvolvido por Kovács et al. (2002) [23]. Esse método analisa uma curva de luz e busca pela melhor função degrau que se ajusta a ela.

Para descobrir o período orbital de um exoplaneta, pelo menos dois trânsitos são necessários, e geralmente esta é o primeiro parâmetro que precisamos medir para retirar mais informações sobre um trânsito. O período é encontrado simplesmente comparando os pontos mínimos de trânsitos subsequentes (quaisquer pontos no trânsito poderiam ser usados, mas o ponto mínimo é de mais fácil identificação). Com o período em mãos, podemos analisar a curva de luz “dobrada em fase” (do inglês, “*phase folded*”). Vamos nos referir a esta curva como “curva dobrada”. A curva dobrada é gerada sobrepondo todos os trânsitos observados. Isso é feito a partir do resto da divisão entre os tempos das observações e o suposto período. Como os trânsitos estão separados apenas por múltiplos do período, o resto da sua divisão pelo período será o mesmo, portanto teremos como resultado todos os trânsitos sobrepostos. Se o valor do período orbital não estiver correto, a sobreposição dos trânsitos não será adequada.

O método BLS é baseado nesta técnica. Vários períodos são testados, e para cada período uma série de intervalos são avaliados afim de minimizar uma expressão que descreve o quanto a função degrau se assemelha aos dados dobrados. Esses intervalos determinam os tempos dentro do trânsito e fora do trânsito. Os parâmetros a serem ajustados são o nível superior (o contínuo), o nível inferior (o trânsito), o período orbital, a duração do trânsito, que é expressada como uma fração do período orbital, e o tempo de meio trânsito. Um exemplo dos resultados fornecidos pelo BLS está ilustrado na Figura 4.3:

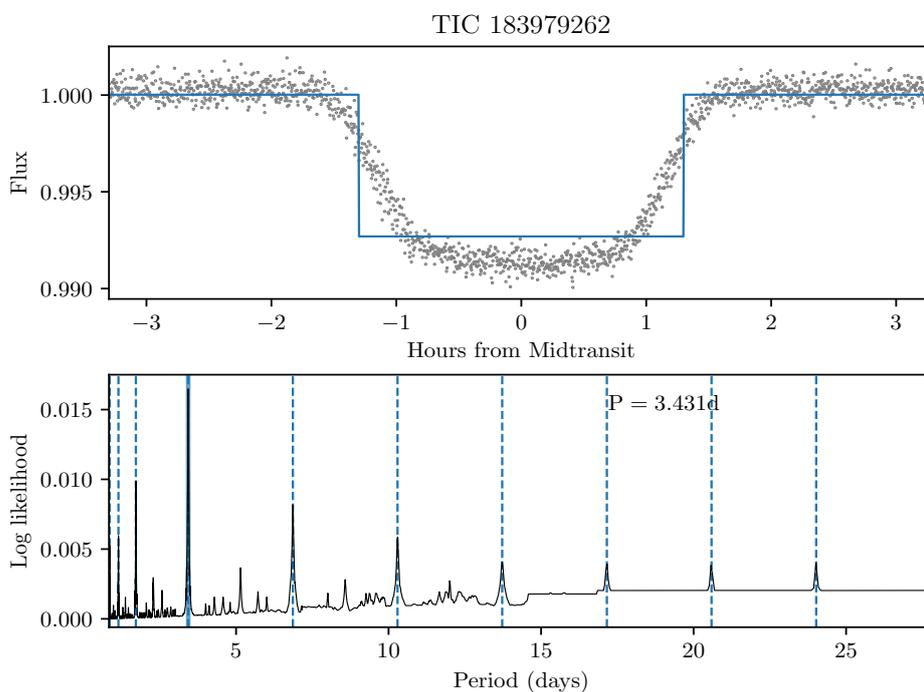


Figura 4.3 – Resultado da aplicação do método BLS para a estrela TIC 183979262. O painel superior mostra a curva dobrada com a função degrau julgada como melhor ajuste. No painel inferior, há um periodograma indicando o período orbital mais provável para o planeta. Os demais picos são múltiplos e submúltiplos do período orbital.

Como pode ser visto, uma função degrau claramente não é um bom ajuste para um perfil de trânsito, porém fornece estimativas iniciais para alguns parâmetros orbitais, que precisam agora ser corrigidos para adquirirmos um ajuste melhor para uma curva de luz modelo.

O método BLS é capaz de detectar trânsitos planetários mesmo quando o ruído é grande [23], e é uma ferramenta muito útil, mesmo que tenha suas limitações. Uma

característica que foi observada dentre os resultados foi a presença de um platô no periodograma de alguns candidatos, na região de longos períodos. Esse platô surge quando tentamos ajustar uma função degrau com um período muito grande, de maneira que nos aproximamos a um “degrau infinito”, que nada mais é do que uma reta. Em função disso, ele foi usado como via de regra para indicar se um resultado do método BLS era bom ou não. No entanto, devemos ter em mente que um candidato não apresentar esse platô em seu periodograma não necessariamente significa que ele apresente um resultado bom, assim como pode haver casos em que o candidato apresenta o platô no periodograma mas também tem um resultado satisfatório (essa situação não é muito frequente). Essa classificação do candidato em “bom” ou “ruim” é o critério “*Flag*” na Figura 4.5. A regra para ser considerado “ruim” é se a altura do periodograma após um período de 20 dias é superior ao maior pico do periodograma. A escolha de 20 dias é arbitrária, sendo baseada na região onde o platô ocorre.

O método BLS também fornece as profundidades dos trânsitos pares e ímpares. Podemos usar essas informações para determinar se um sistema realmente se trata de um planeta transitando uma estrela ou se é apenas um sistema binário *grazing*, que pode apresentar um sinal parecido. A diferença é que os trânsitos observados em um sistema binário correspondem aos trânsitos primário e secundário, alternadamente. Ou seja, um dos trânsitos corresponde à estrela B passando na frente da estrela A, enquanto o trânsito seguinte corresponde à estrela B passando atrás da estrela A. Nesses dois cenários, a queda na curva de luz geralmente não é a mesma, mas pode ser semelhante dependendo do tipo espectral das estrelas. Para trânsitos planetários, espera-se que a queda na curva de luz seja sempre a mesma, portanto se compararmos as profundidades dos trânsitos pares com as profundidades dos trânsitos ímpares, podemos ter uma noção se é provável estarmos lidando com um sistema binário ou não. A regra utilizada para verificar isso foi analisando se as profundidades dos trânsitos pares e ímpares diferiam por mais de 25%. Caso positivo, o candidato era classificado como um possível sistema binário.

O terceiro e último critério de classificação dos candidatos era baseado no nível do sinal do trânsito. Basicamente, comparamos a profundidade do trânsito com o ruído dos dados experimentais. Isso foi quantizado definindo um “*signal-to-noise ratio*” (SNR):

$$\text{SNR} = \frac{\delta}{\sigma} \quad . \quad (4.1)$$

Na equação acima,  $\delta$  é a profundidade do trânsito, fornecida pelo BLS, e  $\sigma$  é o desvio padrão dos dados. A detecção do trânsito é considerada “positiva” caso  $\text{SNR} \geq 3$ . Se  $\text{SNR} < 3$ , então a detecção é considerada “negativa”, pois estatisticamente a probabilidade de ser um falso positivo é maior. Esse critério é apenas um indicador, visto que o processo de tratamento de dados do TESS é aprimorado a cada lançamento de dados e reaplicado aos dados de lançamentos anteriores, com possível redução do nível de ruído. Idealmente, uma análise individual seria necessária para determinar a validade de cada detecção, porém essas regras são necessárias para classificar uma grande quantidade de dados de maneira que seja mais simples de identificar os bons candidatos para observações e análises subsequentes.

## 4.4 4º Passo: Ajustando uma curva de luz modelo

Como resultado do BLS, temos estimativas iniciais para o período orbital, a duração do trânsito, sua profundidade e o tempo de meio trânsito. Com a profundidade, podemos utilizar a equação (3.46) para obter o raio do planeta em termos do raio da estrela. Com a duração do trânsito e o período, podemos usar a equação (3.42) para obter o semieixo maior da órbita, também em função do raio da estrela. Com essas informações, podemos prosseguir para a geração de um modelo para a curva de luz.

Uma curva de luz modelo pode ser gerada utilizando equações que descrevem o fluxo de uma fonte luminosa que é obstruída por algum corpo, apresentadas, por exemplo, em Mandel & Agol (2002) [27], e explicadas em maior detalhe a seguir. Por ora, vamos apenas dizer que essas expressões demandam a distância projetada no céu entre o planeta e a estrela, e este é o primeiro problema que devemos resolver.

Primeiro, calculamos a anomalia média  $M$  usando a equação (3.29). Depois, precisamos resolver a equação de Kepler (3.30). Para isso, utilizamos o método de Newton-Raphson, que serve para encontrar as raízes de uma função. Reescrevemos a equação de Kepler (equação 3.30) como:

$$f(E) = E - e \sin E - M \tag{4.2}$$

e buscamos encontrar as raízes de  $f(E)$  calculando iterativamente:

$$E_{\text{atual}} = E_{\text{anterior}} - \frac{E_{\text{anterior}} + e \operatorname{sen} E_{\text{anterior}} - M}{1 + e \cos E_{\text{anterior}}} . \quad (4.3)$$

Resolvendo a equação de Kepler, obtemos a anomalia excêntrica. O próximo passo é igualar as duas expressões para  $r$  (as equações 3.26 e 3.16), para obter expressões para  $\cos(f)$  e  $\operatorname{sen}(f)$ . Após alguns rearranjos matemáticos, ficamos com:

$$\cos f = \frac{\cos E - e}{1 - e \cos E} \quad e \quad (4.4)$$

$$\operatorname{sen} f = \frac{\sqrt{1 - e^2} \operatorname{sen} E}{1 - e \cos E} . \quad (4.5)$$

Agora, basta calcular a distância projetada no céu entre o planeta e a estrela, que é dada por [44]:

$$r_{\text{céu}} \equiv \sqrt{X^2 + Y^2} = \frac{a(1 - e^2)}{1 + e \cos f} \sqrt{1 - \operatorname{sen}^2(\omega + f) \operatorname{sen}^2 i} . \quad (4.6)$$

Na equação acima, utilizamos as expressões para  $X$  e  $Y$  (equações 3.35 e 3.36) com  $\Omega = 180^\circ$ .

Com a distância projetada no céu em mãos, podemos seguir para a modelagem. Em seu artigo, Mandel & Agol (2002) [27] apresentam equações que descrevem o fluxo de uma fonte uniforme e também considerando leis de escurecimento de borda quadrática e não linear. A expressão para a fonte luminosa uniforme tem a forma  $F_{\text{uni}}(p, z) = 1 - \lambda_{\text{uni}}(p, z)$ , onde

$$\lambda_{\text{uni}}(p, z) = \begin{cases} 0, & 1 + p < z \quad , \\ \frac{1}{\pi} \left[ p^2 \kappa_0 + \kappa_1 - \sqrt{\frac{4z^2 - (1 + z^2 - p^2)}{4}} \right], & |1 - p| < z \leq 1 + p \quad , \\ p^2, & z \leq 1 - p \quad , \\ 1, & z \leq p - 1 \quad , \end{cases} \quad (4.7)$$

com  $\kappa_1 = \cos^{-1}\left(\frac{1 - p^2 + z^2}{2z}\right)$  e  $\kappa_0 = \cos^{-1}\left(\frac{p^2 + z^2 - 1}{2pz}\right)$ . Na equação acima,  $p = R_p/R_\star$  e  $z = r_{\text{céu}}/R_\star$  é a separação normalizada dos centros. O caso 1 da equação (4.7) ocorre quando o planeta ainda não obstruiu a estrela, ou seja,  $r_{\text{céu}} > R_\star + R_p$ , logo não há decréscimo no fluxo. No caso 2, o planeta já começou a obstruir a estrela, porém não está

completamente dentro do disco estelar. No caso 3, o planeta está completamente dentro do disco estelar. O caso 4 representa um em que todo o disco estelar está obstruído, algo que não acontece em trânsitos planetários, mas foi adicionado por uma questão de completude.

A curva de luz incluindo o efeito de escurecimento de borda tem a seguinte forma:

$$F(p, z) = \left[ \int_0^1 2rI(r)dr \right]^{-1} \int_0^1 I(r) \frac{d[F_{\text{uni}}(p/r, z/r)r^2]}{dr} dr \quad . \quad (4.8)$$

Na equação acima,  $I(r)$  é a intensidade específica, e é neste termo que está incluído o efeito de escurecimento de borda. Para uma lei de escurecimento de borda quadrática,

$$I(r) = 1 - c_1(1 - \mu) - c_2(1 - \mu)^2 \quad , \quad (4.9)$$

onde  $\mu = \cos \theta_{LD} = \sqrt{1 - X^2 - Y^2}$ . A expressão final para o fluxo de uma fonte luminosa considerando uma lei de escurecimento de borda quadrática é apresentada por Mandel & Agol (2002) [27] e será omitida nessa discussão, em função de conter muitas equações e definições de variáveis que já são claramente explicadas no artigo.

O algoritmo gera uma curva de luz para uma fonte uniforme utilizando as expressões (4.7) e utilizamos o pacote `f2py` para aplicarmos a rotina em FORTRAN de Mandel & Agol (2002) para gerarmos a curva de luz para uma fonte variável com escurecimento de borda quadrático. Os coeficientes  $c_1$  e  $c_2$  da equação (4.9) são obtidos da tabela disponibilizada por Claret (2017) [3] desenvolvida especialmente para as estrelas a serem observadas pelo TESS. Esta tabela está disponível no catálogo *VizieR*. O algoritmo lê as informações estelares contidas no *header* primário do arquivo FITS e procura na tabela pelos coeficientes associados a características estelares (temperatura, metalicidade, gravidade superficial) que mais se aproximam da estrela em questão. Com eles, conseguimos gerar uma curva de luz modelo. Agora, resta somente otimizar a curva para obter o melhor ajuste possível aos dados.

Para encontrar a curva modelo que melhor se ajusta aos dados, vamos utilizar uma técnica muito popular na análise de dados, os mínimos quadrados. Os métodos que utilizam mínimos quadrados têm como base conceitual a minimização da diferença entre os dados  $y_i$  e o modelo  $\tilde{y}_i$ . Neste trabalho, vamos utilizar o algoritmo de Levenberg-Marquardt (LM). O algoritmo de LM é usado em problemas de mínimos quadrados não

lineares e aplica dois métodos de minimização, o algoritmo de Gauss-Newton e o algoritmo do declínio gradiente. O algoritmo do declínio gradiente minimiza a soma do quadrado da diferença atualizando os parâmetros no sentido contrário ao gradiente da função, enquanto o algoritmo de Gauss-Newton supõe que a função é localmente quadrática e encontra o seu mínimo [14]. A escolha de qual método aplicar é feita a partir de um parâmetro de amortecimento, que começa alto, o que significa uso do declínio gradiente, e na medida em que a solução melhora, vai ficando cada vez menor, de maneira que vamos transitando para o método de Gauss-Newton [14].

O algoritmo de LM progride da seguinte maneira: começamos com estimativas iniciais dos parâmetros de interesse (neste caso, são os parâmetros orbitais) e analisamos como a curva de luz modelo se assemelha aos dados; então, um passo é dado a partir das estimativas iniciais, uma nova curva modelo é gerada e sua semelhança é avaliada com respeito aos dados; caso sua semelhança com os dados seja maior do que a da curva modelo antiga, então o passo é dado e o parâmetro de amortecimento é diminuído; caso contrário, o parâmetro de amortecimento é aumentado e um passo diferente é testado. A maneira de avaliar a semelhança entre o modelo e os dados experimentais é através da função  $\chi^2$ :

$$\chi^2(\mathbf{p}) = \sum_{i=1}^m \frac{(y_i - \tilde{y}_i(\mathbf{p}))^2}{\sigma_i^2} . \quad (4.10)$$

Na equação acima,  $m$  é o número de pontos da curva de luz,  $y_i$  é o  $i$ -ésimo dado observacional,  $\tilde{y}_i(\mathbf{p})$  é o  $i$ -ésimo ponto da curva modelo,  $\mathbf{p}$  é um vetor de  $n$  parâmetros e  $\sigma_i$  é a incerteza do  $i$ -ésimo dado observacional. O propósito de cada iteração do algoritmo de LM é minimizar o  $\chi^2$ . Quando o tamanho do passo de uma iteração ou a redução do  $\chi^2$  são menores do que um limite pré-definido, o algoritmo para e o parâmetro  $\mathbf{p}$  resultante é considerado a solução [14]. A qualidade do ajuste final é avaliada pelo  $\chi^2$  reduzido:

$$\chi_{\text{red}}^2 = \frac{\chi^2}{m - n} . \quad (4.11)$$

Se  $\chi_{\text{red}}^2 \gg 1$ , o ajuste é ruim. Se  $\chi_{\text{red}}^2 \approx 1$ , o ajuste é bom, e isso significa que o erro no ajuste é da mesma ordem que o erro na medida. Se  $\chi_{\text{red}}^2 < 1$ , isso indica que o modelo está ajustando excessivamente bem os dados, ou seja, estamos ajustando o ruído também [14].

Transformar o algoritmo de LM em um código de programação seria um trabalho árduo. Felizmente, há uma implementação em *Python* desse método que pode ser facilmente utilizada, chamada `lmfit` [31]. Essa ferramenta nos permite definir a função a ser minimizada e os parâmetros a serem ajustados. Os parâmetros são o período orbital, o tempo do meio trânsito, o semieixo maior, o raio do planeta, a inclinação, a excentricidade, o argumento de periastro e os dois coeficientes de escurecimento de borda. No entanto, para um maior controle do ajuste, os últimos quatro parâmetros foram mantidos constantes, com  $e = 0$ ,  $\omega = 90^\circ$  e os coeficientes  $c_1$  e  $c_2$  de acordo com o catálogo *VizieR*. A Figura 4.4 mostra o resultado obtido da otimização da curva de luz modelo comparado com os dados observacionais e com a curva modelo gerada a partir das estimativas iniciais para os parâmetros:

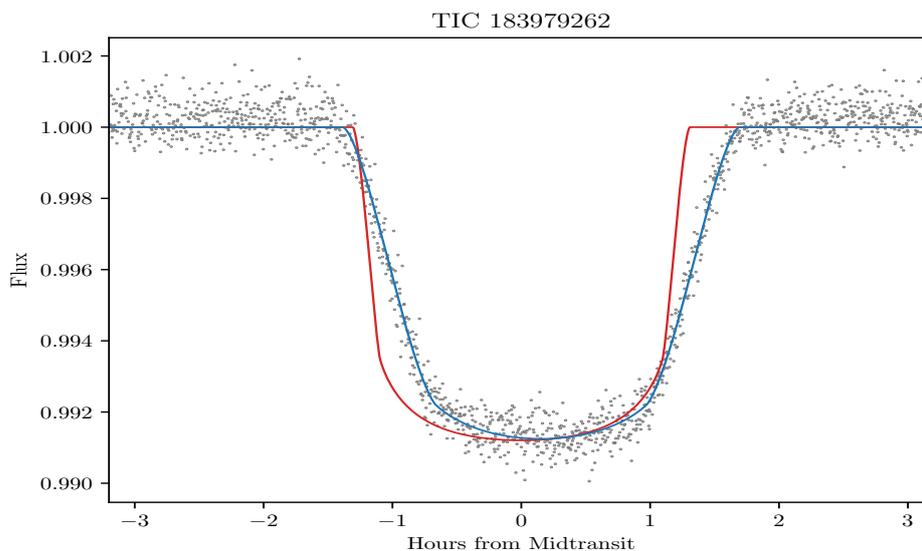


Figura 4.4 – Dados observacionais expostos como uma “curva dobrada”, com o melhor ajuste em azul e a curva gerada com as primeiras estimativas dos parâmetros orbitais em bordô.

Como podemos ver, as estimativas iniciais não resultam em um bom ajuste para os dados, e a otimização dos parâmetros orbitais é essencial para gerarmos uma curva que reflita o comportamento real do trânsito. Como resultado, obtemos estimativas para diversos parâmetros orbitais e físicos do sistema, sendo eles o período da órbita, o tempo de meio trânsito, o raio do planeta, o semieixo maior e a inclinação da órbita. O raio do planeta e o semieixo maior são obtidos em termos do raio da estrela hospedeira, porém essa informação muitas vezes está contida no *header* primário do arquivo FITS, o que

nos possibilita obter um resultado absoluto para essas quantidades. Esses resultados são expostos na forma de gráficos e tabelas, e um relatório em formato PDF é emitido com todos os candidatos analisados, um para cada setor. Um exemplo de uma página desses arquivos é mostrado na Figura 4.5:

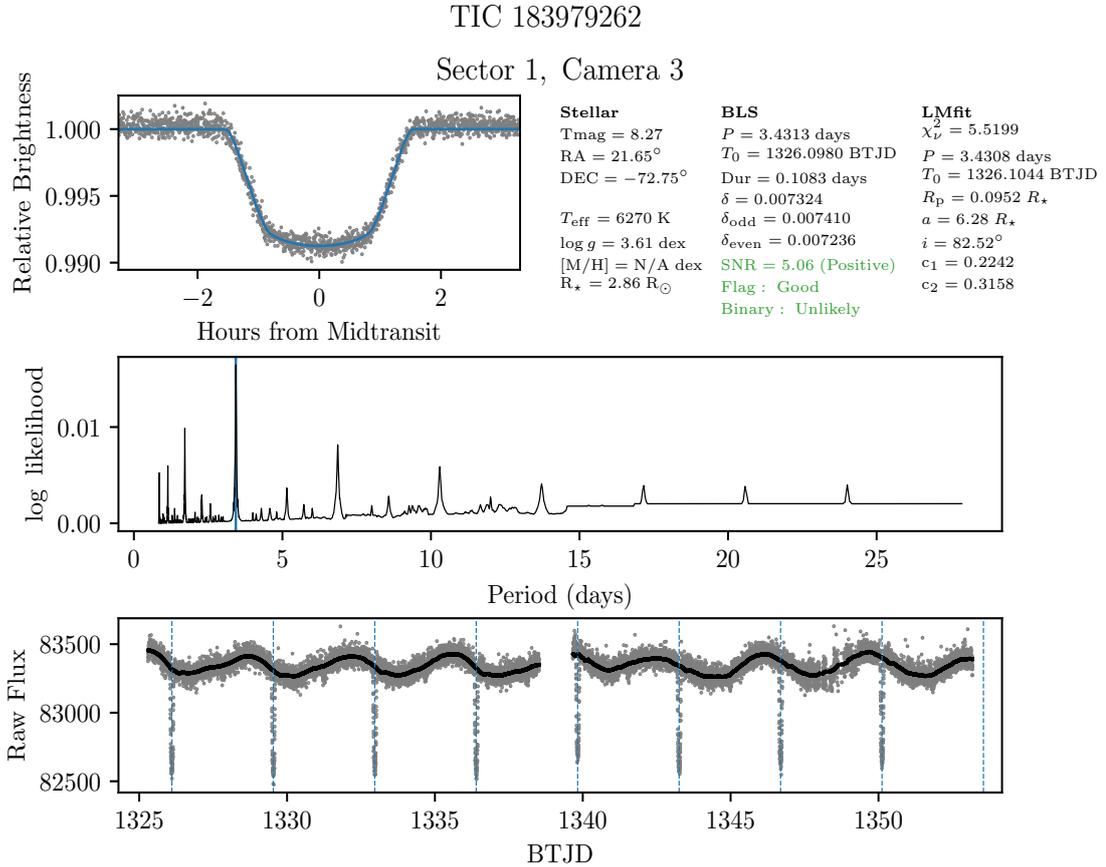


Figura 4.5 – Exemplo de relatório final fornecido pelo algoritmo, para a estrela TIC 183979262. No canto superior esquerdo, temos a curva de luz dobrada com o melhor ajuste encontrado. À sua direita, há três colunas que contém informações sobre o sistema investigado: a primeira coluna contém informações sobre a estrela, disponíveis no *header* primário; a segunda coluna contém informações da aplicação do método BLS, junto com as classificações de qualidade do candidato; e a terceira coluna contém as informações resultantes da aplicação do algoritmo de LM. No painel central está o periodograma resultante do método BLS. No painel inferior, é apresentada a curva de luz não normalizada com o primeiro filtro mediano, em que as linhas tracejadas indicam a posição dos trânsitos.

O algoritmo ainda fornece como resultado uma tabela em formato CSV e uma tabela no formato .txt contendo todas as informações de todos os candidatos analisados. Sempre que possível, o `lmfit` fornece as incertezas dos parâmetros ajustados. As incertezas podem

não ser calculadas caso tenhamos alguma variável que não tem nenhum efeito prático na curva que está sendo ajustada, ou quando são impostas restrições nos valores possíveis para alguma variável [54]. O propósito do relatório PDF é providenciar um resultado visual e apresentar as informações de cada candidato de uma maneira de fácil visualização e interpretação. O propósito das tabelas é reunir todas as informações em um formato de fácil acesso e manipulação, para podermos trabalhar com esses dados e explorar os resultados.

## 5 Discussão dos resultados

Ao todo, foram analisados 240 arquivos FITS de 158 estrelas. Desses 240 arquivos, 79 são de observações feitas durante o Setor 1, 96 são do Setor 2 e 65 são do Setor 3. Pelo critério do platô no periodograma, 203 candidatos foram classificados como “bons” e 37 candidatos foram classificados como “ruins”. Além disso, 69 sistemas foram classificados como prováveis sistemas binários. Por fim, o teste do SNR resultou em 70 detecções “positivas” e 170 resultados “negativos”. Esse grande número de detecções negativas provavelmente está associado ao fato de que os dados do TESS ainda possuem muito ruído, logo planetas pequenos têm um sinal de trânsito comparável ao ruído. Juntando esses diagnósticos, foram 55 candidatos que obtiveram resultados positivos nos três testes, e 185 candidatos com resultados negativos em ao menos um. Adicionalmente, vamos eliminar da nossa amostra aqueles candidatos que tenham período orbital, raio do planeta ou semieixo maior com incertezas muito grandes ( $\gtrsim 33\%$  do valor do parâmetro) ou que não possuam incertezas. Com esse corte, ficamos com uma amostra final contendo 46 candidatos<sup>1</sup>.

A análise da amostra final está dividida em duas etapas: primeiro, o bom funcionamento do algoritmo é testado através da comparação dos seus resultados com os resultados publicados pela equipe do TESS; depois, realizamos a análise dos dados. Através de histogramas, investigamos como são as distribuições dos períodos orbitais, dos raios planetários e dos semieixos maiores. Com o auxílio desses e de outros gráficos, interpretamos os resultados obtidos, buscando extrair informações físicas sobre os planetas estudados e comparando-os com resultados encontrados na literatura.

### 5.1 Teste do algoritmo

O primeiro aspecto que precisamos explorar nos resultados obtidos é se eles são consistentes com os resultados publicados pela equipe do TESS. Para os candidatos do *Alert Data*, a equipe do TESS publica relatórios sumários contendo informações sobre cada pla-

<sup>1</sup> Estamos nos referindo como “candidatos” cada um dos arquivos FITS analisados, por mais que alguns deles pertençam à mesma estrela, e, conseqüentemente, ao mesmo planeta. Na verdade, desses 46 candidatos da amostra final, temos apenas 33 planetas diferentes, pois alguns desses planetas foram observados em mais de um setor.

neta detectado. Esses resultados são arranjados em um arquivo PDF como está ilustrado na Figura 5.1:

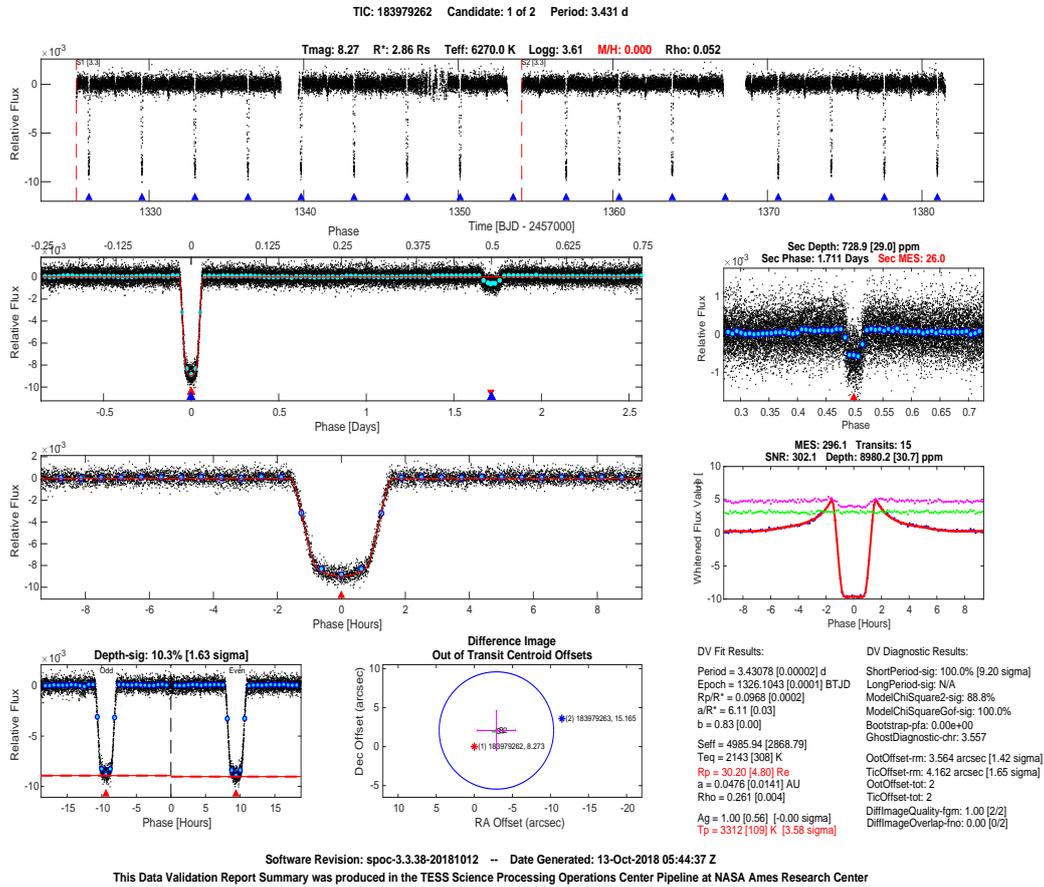


Figura 5.1 – Exemplo de um relatório sumário da equipe do TESS para a estrela TIC 183979262. O gráfico superior ilustra a curva de luz com os trânsitos indicados, e os parâmetros orbitais estão indicados no canto inferior direito. Mais detalhes sobre esse relatório podem ser encontrados em Tenenbaum & Jenkins (2018) [41] ou em [https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/docs/DVSummaryPageCompanion\\_q1\\_q16.html](https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/docs/DVSummaryPageCompanion_q1_q16.html) [55].

Os arquivos PDF contendo os relatórios sumários podem ser encontrados na mesma tabela onde estão disponibilizados os arquivos FITS, e o algoritmo realiza o *download* de ambos. Os dados orbitais de cada candidato, então, são obtidos desses arquivos PDF e reunidos em um arquivo .txt para que sejam manipulados com maior facilidade. Após rodar o algoritmo, podemos comparar os resultados com aqueles da equipe do TESS como uma forma de testar o algoritmo. Para isso, construímos gráficos comparando seus resultados com os resultados do TESS. Esse teste foi realizado para o período orbital, para o raio planetário e para o semieixo maior. A duração não foi incluída pois os sumários da

equipe do TESS não incluem a duração do trânsito. Quanto ao tempo de meio trânsito  $T_0$ , este não foi incluído pois muitas vezes os sumários da equipe do TESS apresentam observações de múltiplos setores e nem sempre há um sumário para apenas um único setor. O valor de  $T_0$  dado corresponde àquele do primeiro trânsito, portanto discrepâncias podem ocorrer simplesmente pelo fato de termos uma definição diferente do  $T_0$ , já que poderíamos estar comparando o  $T_0$  do primeiro setor com o  $T_0$  do segundo setor, por exemplo. Para os dados calculados pelo algoritmo, vamos usar o subscrito “ $c$ ”, enquanto para os dados da equipe do TESS será usado o subscrito “ $T$ ”. Nas Figuras 5.2, 5.3 e 5.4 estão os gráficos de comparação do período orbital, do raio planetário e do semieixo maior, respectivamente:

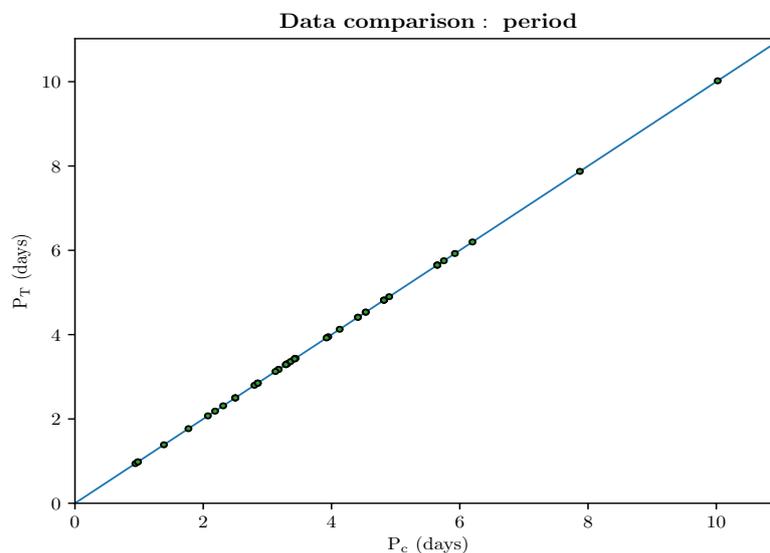


Figura 5.2 – Comparação entre os valores para o período orbital obtidos pelo algoritmo ( $P_c$ ), no eixo  $x$ , e aqueles fornecidos pela equipe do TESS ( $P_T$ ), no eixo  $y$ , com suas respectivas incertezas (as incertezas no período geralmente são muito pequenas, por isso não podem ser visualizadas no gráfico).

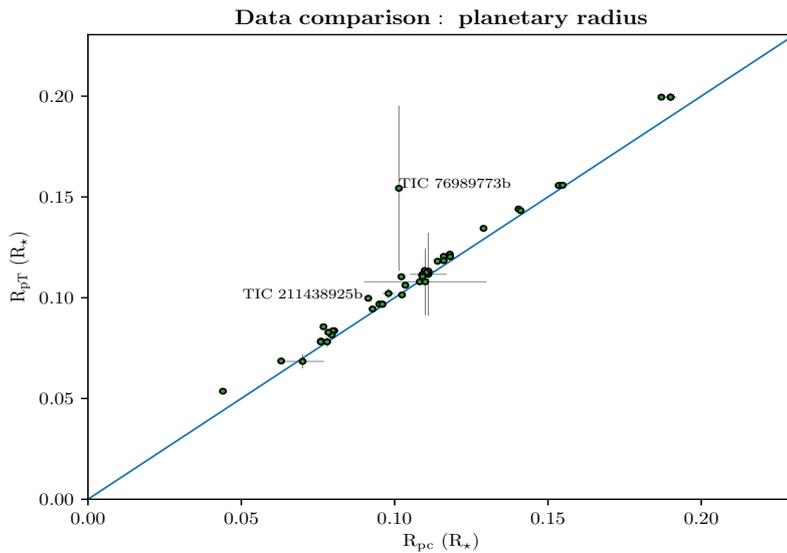


Figura 5.3 – Comparação entre os valores para o raio do planeta obtidos pelo algoritmo ( $R_{pc}$ ), no eixo  $x$ , e os valores de raio planetário fornecidos pela equipe do TESS ( $R_{pT}$ ), no eixo  $y$ . Os raios planetários estão expressos em unidades do raio da sua estrela hospedeira. Para alguns pontos, as incertezas são muito pequenas a ponto das barras de erro não poderem ser visualizadas no gráfico.

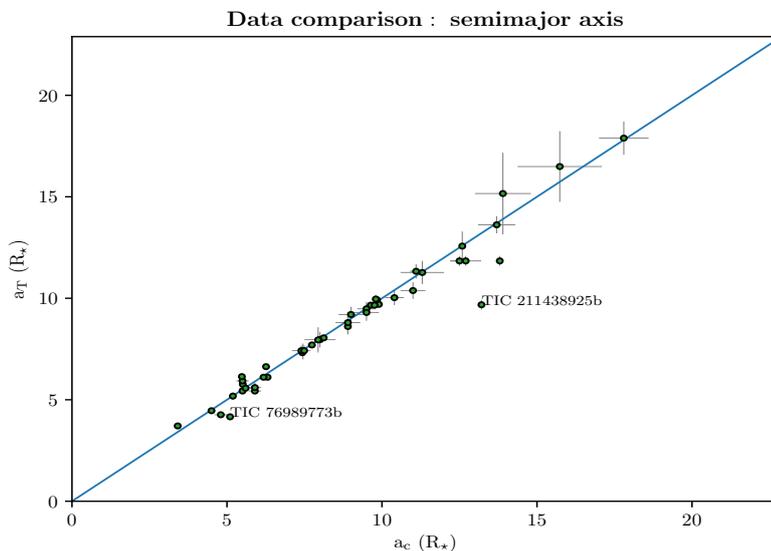


Figura 5.4 – Comparação entre os valores de semieixo maior obtidos pelo algoritmo ( $a_c$ ), no eixo  $x$ , e os valores de semieixo maior fornecidos pela equipe do TESS ( $a_T$ ), no eixo  $y$ . Assim como para o raio dos planetas, o semieixo maior está expresso em unidades do raio da estrela hospedeira, e novamente temos alguns pontos cujas incertezas são muito pequenas para serem visualizadas no gráfico.

O período orbital, no método de trânsitos, é determinado comparando as épocas em

que ocorrem as depressões máximas na curva de luz normalizada, o que se pode determinar com alta precisão. Como esperado, para os candidatos da amostra final, há uma excelente consistência entre os valores e incertezas do período orbital calculados pelo algoritmo e os resultados fornecidos pela equipe do TESS, como pode ser visto pela Figura 5.2.

Para os raios planetários e para o semieixo maior, no entanto, há uma dispersão maior. Na Figura 5.3, a maioria dos pontos está próxima à reta de igualdade, com exceção de um ponto, que possui a maior incerteza em  $R_{pT}$ . Contudo, mesmo levando em consideração a incerteza, esse candidato (TIC 76989773b<sup>2</sup>, observado no Setor 2, indicado nas Figuras 5.3 e 5.4) não atinge a reta de identidade. A discrepância entre os valores pode ser causada pelo fato de o trânsito ter um formato semelhante a um “V” característico de trânsitos *grazing*. Trânsitos *grazing* podem ser problemáticos para o algoritmo por dois motivos: primeiro, as expressões utilizadas para calcular as estimativas iniciais do raio e do semieixo maior (equações 3.42 e 3.46, respectivamente) não são válidas para esse tipo de trânsito<sup>3</sup>; segundo, durante a aplicação do algoritmo de LM, um valor mínimo de  $i = 80^\circ$  é imposto para a inclinação da órbita do planeta, e é possível que alguns planetas com trânsitos *grazing* apresentem valores mais baixos do que esse limite. Com exceção do candidato TIC 76989773b, todos os outros pontos estão localizados próximos à reta de identidade.

Para o semieixo maior, também temos a maioria dos pontos localizados perto da reta de igualdade na Figura 5.4, embora haja um ponto que está um pouco mais afastado que os outros (TIC 211438925b, observado no Setor 2, indicado nas Figuras 5.3 e 5.4). A diferença no semieixo maior é decorrente do limite imposto nos valores da inclinação. Diminuindo o limite inferior, o algoritmo consegue encontrar um valor mais próximo ao da equipe do TESS.

No geral, aplicando os critérios de classificação e os cortes baseados nas incertezas para remover os pontos com determinações incertas, o algoritmo obteve um bom acordo com as determinações da equipe do TESS. No entanto, é válido ressaltar que por mais que os relatórios sumários da equipe do TESS sejam fontes confiáveis, não são livres de

<sup>2</sup> Neste trabalho, vamos usar a notação usual para denominar planetas ao redor de estrelas, que vai em ordem alfabética desde “b” em ordem de descoberta [30]. Estamos considerando que os planetas aqui mencionados são os primeiros descobertos ao redor de suas respectivas estrelas.

<sup>3</sup> A equação (3.42) não é válida pois trânsitos *grazing* não satisfazem a condição  $i \sim 90^\circ$ , enquanto a equação (3.46) não é válida pois a profundidade é calculada supondo que o planeta inteiro está obstruindo a estrela, o que não acontece para trânsitos *grazing*.

erros, por isso não podemos tratar suas determinações como verdades absolutas.

## 5.2 Análise dos resultados

Uma vez testada a consistência dos dados, agora o interesse é analisar a distribuição de valores dos parâmetros estudados. Primeiro, vamos examinar as estrelas hospedeiras dos candidatos restantes, limitando a amostra final apenas para os sistemas que possuíam informações do raio, da temperatura efetiva e da gravidade superficial das suas estrelas hospedeiras. Quatro candidatos da amostra de 46 foram retirados, correspondendo a apenas dois planetas (um dos planetas possuía observações nos três setores). A figura 5.5 mostra a massa<sup>4</sup> em função do raio das estrelas, com as cores dos pontos indicando sua temperatura efetiva.

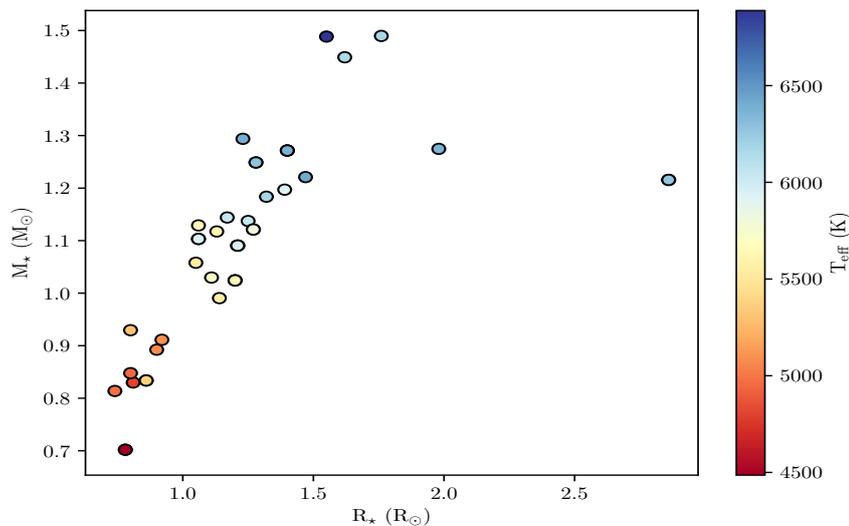


Figura 5.5 – Massas e raios das estrelas hospedeiras de 42 candidatos da amostra final. As cores dos pontos correspondem à temperatura efetiva das estrelas, em Kelvin, com os valores indicados na barra lateral.

O tipo espectral de uma estrela depende da sua temperatura. No entanto, os limites exatos de cada tipo espectral podem variar na literatura, e a metalicidade da estrela também afeta essa classificação, algo que não possuímos para todas as estrelas da Figura 5.5. O objetivo do TESS é observar preferivelmente estrelas no intervalo espectral entre

<sup>4</sup> A massa das estrelas foi obtida a partir da gravidade superficial, que é fornecida no *header* primário dos arquivos FITS.

M5 e F5. Segundo a classificação de Damiani et al. (2016) para estrelas alvo do CoRoT [5], o intervalo de temperaturas observado na Figura 5.5 corresponde a estrelas de tipos espectrais entre K3 e F2, aproximadamente, ou seja, um pouco mais quente do que as estrelas preferíveis pelo TESS, porém a diferença não é muito grande. Segundo as relações entre massa e temperatura e entre raio e temperatura obtidas para estrelas do TIC em Stassun et al. (2018) [38], este mesmo intervalo de temperatura corresponderia a estrelas de tipos espectrais entre K5 e algo entre F5 e F0<sup>5</sup>.

Para analisar a distribuição de valores do período orbital, do raio planetário e do semieixo maior, foram construídos histogramas desses parâmetros. Para o raio do planeta e para o semieixo maior, dois histogramas foram construídos: um com esses parâmetros em função do raio da estrela hospedeira; e outro em função de raios terrestres e unidades astronômicas, respectivamente. Esses histogramas estão ilustrados nas Figuras 5.6, 5.7 e 5.8:

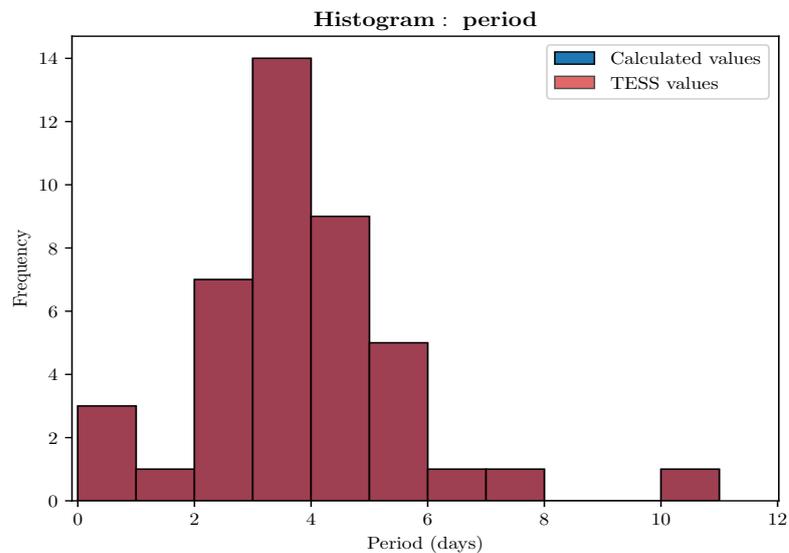


Figura 5.6 – Histograma para o período orbital. As barras azuis correspondem aos valores calculados pelo algoritmo, enquanto as barras vermelhas correspondem aos valores da equipe do TESS.

<sup>5</sup> Pelos valores da tabela, podemos apenas afirmar que o tipo espectral está entre este intervalo, porém a temperatura máxima da amostra está mais perto de F5, portanto provavelmente teria um tipo espectral F4.

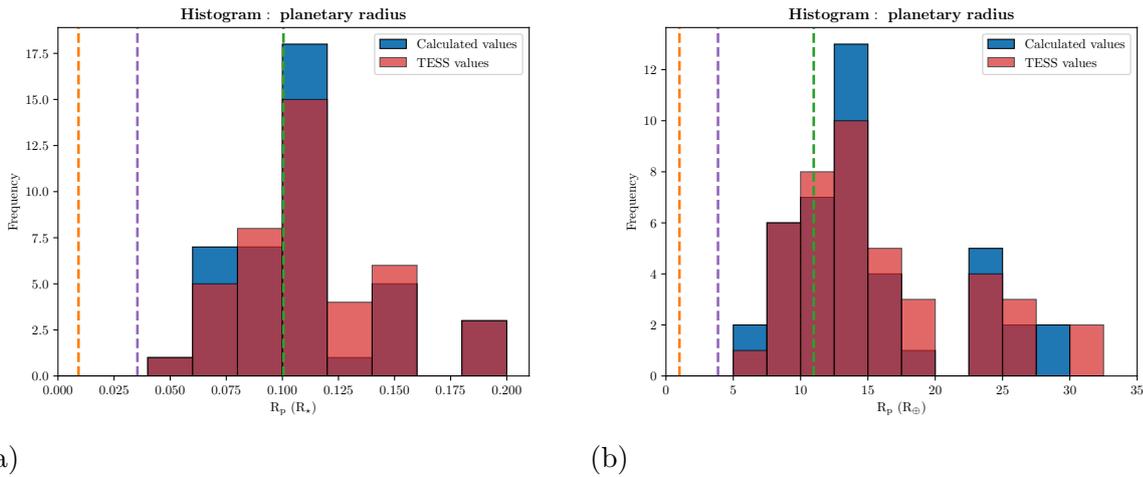


Figura 5.7 – (a) Histograma para o raio do planeta em termos do raio da estrela hospedeira. (b) Histograma do raio do planeta em termos de raios terrestres. As barras azuis correspondem aos valores calculados pelo algoritmo, enquanto as barras vermelhas correspondem aos valores da equipe do TESS. As linhas tracejadas laranja, roxa e verde representam os raios dos planetas Terra, Netuno e Júpiter, respectivamente, relativos ao raio solar, em (a). Em (b), as linhas representam os raios desses mesmos planetas relativos ao raio da Terra.

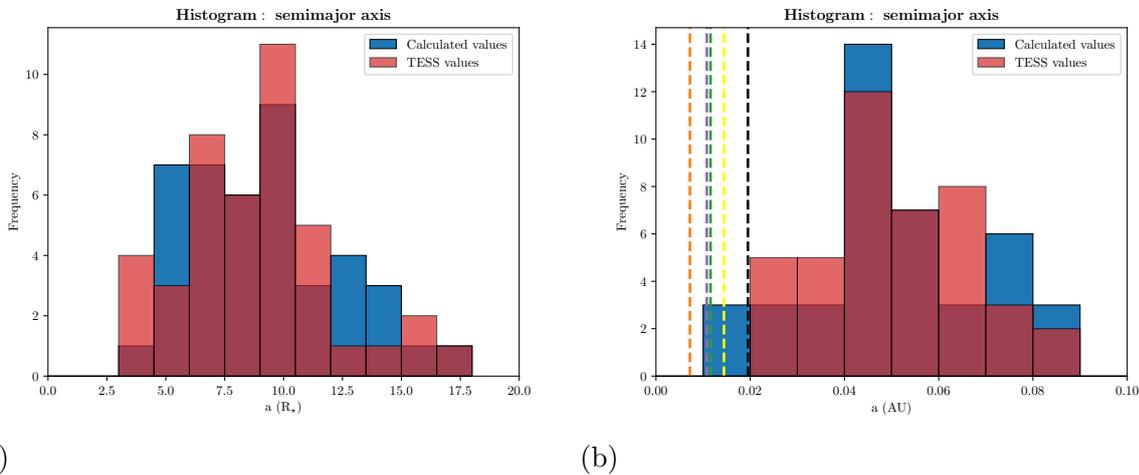


Figura 5.8 – (a) Histograma do semieixo maior em função do raio da estrela hospedeira. (b) Histograma do semieixo maior em termos de unidades astronômicas. As linhas tracejadas laranja, roxa e verde correspondem aos limites de Roche para a Terra, Netuno e Júpiter, respectivamente, calculados pela equação (5.1). A linha tracejada amarela corresponde ao limite de Roche para Saturno, que foi adicionado por conter o maior limite de Roche entre os planetas do Sistema Solar. A linha tracejada preta corresponde ao valor mínimo de semieixo maior encontrado, que foi incluída pra não termos a falsa noção de que encontramos planetas com semieixos inferiores aos limites de Roche indicados. As barras azuis correspondem aos valores calculados pelo algoritmo, enquanto as barras vermelhas correspondem aos valores da equipe do TESS.

Infelizmente, a amostra final não contém nenhum planeta de raio semelhante ao da Terra e também não há nenhum planeta menor do que Netuno, cuja detecção é o objetivo primário da missão TESS. Isso está dentro do esperado, pois pela taxa de detecção de super-Terras ( $1.25\text{-}2 R_{\oplus}$ ) seria necessário observar pelo menos 500 estrelas para cada detecção de uma super-Terra [33].

Conseguimos detectar, no entanto, diversos planetas cujos tamanhos reais e relativos à sua estrela são comparáveis ao de Júpiter, o que é evidenciado pela linha tracejada verde estar próxima aos picos de ambos os histogramas da Figura 5.7. Como foi mencionado no capítulo introdutório, o método de trânsitos possui um viés de seleção para planetas maiores, pois estes apresentam um sinal de trânsito maior. Por mais que o objetivo do TESS seja encontrar planetas menores do que Netuno, não há como escapar das detecções desses planetas gigantes. Analisando a Figura 5.6, vemos que o período orbital máximo encontrado é de  $\sim 10$  dias, típico de Júpiter-quentes.

A distribuição de períodos encontrada segue um comportamento semelhante à distribuição atual de exoplanetas confirmados (detectados pelo método de trânsitos) no catálogo *The Extrasolar Planets Encyclopedia* (<http://exoplanet.eu> nesta mesma faixa de períodos. No entanto, o intervalo de valores aqui apresentado é bem menor, pois há uma limitação para os períodos orbitais que podem ser observados. O limite superior é imposto pelo tempo de observação de um setor do TESS. Para os Setores 1 e 2, foram quase 27 dias de coleta de dados, enquanto para o Setor 3 foram apenas 19. Pela maneira como o BLS calcula o período orbital do planeta, é necessário que ao menos dois trânsitos ocorram durante o tempo de observação. Sendo assim, os valores máximos para os períodos orbitais que conseguiríamos determinar são aproximadamente iguais aos intervalos de observação de cada setor. Para exoplanetas com períodos mais longos, o número de trânsitos em um dado intervalo de observação é menor, e isso diminui as chances de detecção. Uma maior quantidade de trânsitos diminui o efeito de trânsitos parcialmente observados, que ocorrem próximos ao início ou ao final das observações ou próximos a lacunas no tempo de observação (no caso do TESS, o intervalo de *downlink*) e podem distorcer o formato do trânsito na curva dobrada [16]. No entanto, há também uma limitação para planetas com períodos orbitais muito curtos. O método BLS requer a seleção de um valor mínimo e de um valor máximo para a duração do trânsito, e o período mínimo suportado pelo

método deve ser ao menos o dobro dessa duração máxima. Pelas decisões feitas nesse trabalho, o período mínimo que poderia ser detectado pelo BLS era de aproximadamente 0.83 dias. No histograma, esse fato é obscurecido pela largura das barras. Essas limitações nos valores possíveis para os períodos também se traduzem em limitações para os valores de semieixo maior que podem ser encontrados, pois essas quantidades estão relacionadas pela 3ª Lei de Kepler.

A distribuição de raios planetários destoa da distribuição atual de exoplanetas confirmados pelo catálogo mencionado anteriormente. Isso se deve provavelmente ao viés de seleção presente no método de trânsitos, que favorece a descoberta de planetas maiores. A razão pela falta de planetas  $< 5 R_{\oplus}$  pode estar relacionada ao alto nível de ruído ainda presente nas observações do TESS, que pode ser comparável ao sinal de trânsito de planetas menores. Pelo fato de os sinais de trânsito serem da mesma magnitude que o desvio padrão da curva de luz, estatisticamente não se pode determinar como positiva a detecção do planeta, por mais que o trânsito seja visível na curva de luz.

Além de não terem sido detectados planetas pequenos, a proporção de planetas grandes detectados também está em desacordo com a distribuição encontrada no *Extrasolar Planets Encyclopedia*, cuja quantidade de planetas maiores do que  $23 R_{\oplus}$  é zero. Os planetas após a lacuna no histograma da Figura 5.7b são quase três vezes maiores do que Júpiter, e, se supormos uma densidade semelhante à do planeta joviano, um dos planetas da amostra final (o que possui o maior raio) ultrapassaria a massa necessária para fundir o deutério, que é cerca de  $13 M_{\text{Júpiter}}$ , constituindo assim uma anã marrom. O planeta em questão é justamente TIC 183979262b, que foi utilizado como exemplo durante a discussão do capítulo 4. Se observarmos a curva de luz na Figura 4.1, podemos ver que há outro sinal periódico aproximadamente a meio período dos trânsitos assinalados no painel inferior da Figura 4.5, porém muito mais fraco. Esse sinal pode ser a ocultação de um planeta transitante ou pode ser uma indicação de que estamos lidando com um sistema binário. Pela coluna com as informações estelares na Figura 4.5, vemos que a estrela hospedeira tem um raio quase três vezes maior do que o raio solar e uma temperatura relativamente elevada, se compararmos com anãs vermelhas. É possível que uma anã marrom cause o segundo sinal periódico presente na curva de luz, no entanto é necessária uma análise mais detalhada para obtermos conclusões mais concretas.

A Figura 5.8b indica que os planetas encontrados orbitam suas estrelas hospedeiras a distâncias muito menores do que os planetas do Sistema Solar (Mercúrio, o planeta mais próximo do Sol, está a uma distância orbital de 0.387 UA). Orbitando tão próximo de suas estrelas, esses planetas correm o risco de serem despedaçados pelas forças de maré causadas pela estrela hospedeira. Isso ocorre quando a distância orbital do planeta atinge o chamado **limite de Roche**, que marca o ponto em que as forças de maré da estrela se tornam tão grandes que a gravidade própria do planeta não consegue mais manter a sua composição e o planeta é desintegrado rapidamente [32]. O cálculo do limite de Roche é bastante complexo, mas há uma aproximação para um fluido incompressível e com resistência à tração desprezível em uma órbita circular ao redor da sua estrela hospedeira [32]:

$$a_{\text{Roche}} \simeq 2.44 R_{\star} \left( \frac{\rho_{\star}}{\rho_p} \right)^{\frac{1}{3}}, \quad (5.1)$$

onde  $\rho_{\star}$  e  $\rho_p$  são as densidades médias da estrela hospedeira e do planeta, respectivamente, e  $R_{\star}$  é o raio da estrela. Utilizando essa equação, foram calculados os limites de Roche para quatro planetas do Sistema Solar, cujos resultados estão indicados pelas linhas tracejadas coloridas na Figura 5.8b. A linha tracejada preta corresponde ao valor mínimo encontrado para o semieixo maior, e foi incluída para eliminar a falsa noção (causada pela largura das barras do histograma) de que encontramos planetas cujos semieixos maiores são inferiores aos limites de Roche apresentados. No entanto, os semieixos calculados estão de fato bem próximos aos limites de Roche para os planetas do Sistema Solar. Infelizmente, sem a massa ou a densidade dos planetas estudados, não é possível calcular o seu limite de Roche. Rappaport et al. (2013) [32] estudaram o limite de Roche para planetas com períodos muito curtos, da ordem de algumas horas, e utilizam uma variação da equação (5.1)<sup>6</sup> para determinar uma densidade mínima para os planetas, de maneira que é possível também inferir a sua composição. Contudo, esta análise não será feita aqui, pois os períodos orbitais dos planetas na amostra final não são pequenos o suficiente para serem restringidos pelo limite de Roche (o planeta estudado por eles possui um período orbital de apenas 4.2 horas, enquanto o menor período orbital encontrado pelo algoritmo foi de 22.6 horas). Ainda que os planetas da amostra final não estejam dentro dos seus limite de Roche, a proximidade de suas estrelas hospedeiras pode ter causado (ou poderá causar)

<sup>6</sup> Utilizando a 3ª Lei de Kepler, é possível reescrever a equação (5.1) como um período mínimo em termos apenas da densidade do planeta, dessa forma eliminando qualquer dependência das propriedades estelares.

com que seus períodos orbitais e seus períodos rotacionais estejam sincronizados, assim como ocorreu para a Lua devido à ação das forças de maré da Terra [2]. No entanto, Levrard et al. (2007) [24] concluíram, com base em simulações numéricas, a ressonância spin-órbita é pouco provável para Júpiteres quentes a uma distância de 0.05 AU, mas pode ser possível para distâncias maiores, tipicamente acima de 0.1 AU.

Um dos interesses quando se estuda exoplanetas é encontrar planetas análogos à Terra. A amostra final não possui nenhum planeta que se assemelha à Terra em termos do raio. Podemos checar se há algum que possui, por exemplo, a mesma irradiância que a Terra. A irradiância é o fluxo por unidade de área que a Terra recebe do Sol. Essa quantidade é de suma importância para determinar a habitabilidade de um planeta. Naturalmente, na busca de planetas habitáveis, buscamos em exoplanetas características semelhantes às da Terra, que permanece sendo o único lugar conhecido onde se abriga vida. Como a maioria dos seres vivos depende da água para sobreviver, a presença de água líquida na superfície é uma das maneiras de determinar a habitabilidade de um exoplaneta. A **zona de habitabilidade** ou **zona habitável** é definida como a região anelar ao redor de uma estrela em que água líquida pode ser encontrada em um estado estável na superfície de um planeta rochoso [21]. Sendo assim, procura-se por exoplanetas que possuam a mesma irradiância que a Terra, que tem o valor de  $I_{\oplus} = 1361 \text{ W m}^{-2}$  [57]. Como uma primeira aproximação, ignorando efeitos atmosféricos e outros fatores que possam alterar a temperatura de um planeta, ter uma irradiância semelhante à terrestre é um bom indicativo de que água líquida pode ser encontrada na superfície de um exoplaneta. O fluxo ou irradiância em um planeta a uma distância  $a$  de uma estrela pode ser calculado pela seguinte expressão:

$$F = \frac{L}{4\pi a^2} \quad , \quad (5.2)$$

onde a luminosidade  $L$  da estrela pode ser obtida pela **equação de Stefan-Boltzmann** para uma estrela esférica de raio  $R_{\star}$ :

$$L = 4\pi R_{\star}^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad , \quad (5.3)$$

onde  $\sigma = 5.6704 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$  é a **constante de Stefan-Boltzmann**. Juntando as duas equações, ficamos com:

$$F = \left( \frac{R_{\star}}{a} \right)^2 \sigma T_{\text{eff}}^4 \quad . \quad (5.4)$$

A Figura 5.9 mostra a distribuição das irradiâncias para os planetas da amostra final, com os raios planetários no eixo vertical e as cores correspondendo às massas das suas estrelas hospedeiras. A área sombreada verde corresponde à zona de habitabilidade conjunta de todas as estrelas da amostra final, calculada utilizando a equação e os parâmetros apresentados em Kaltenegger (2017) [21].

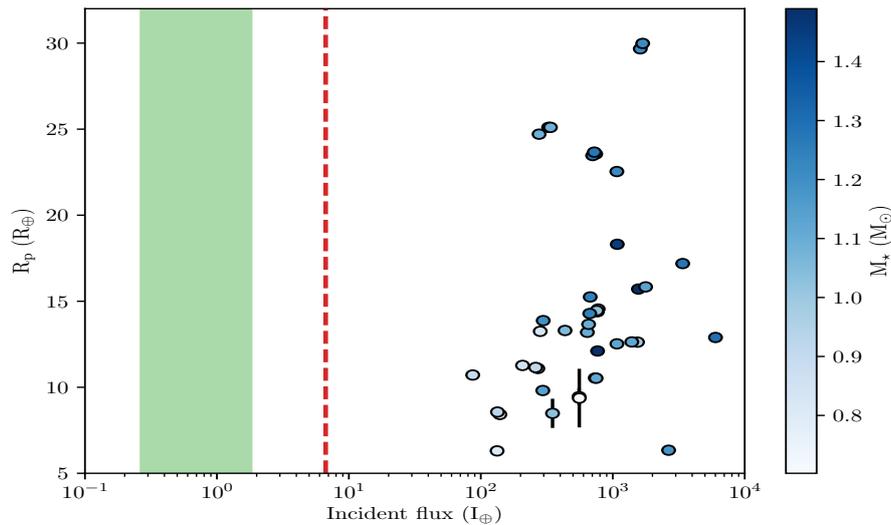


Figura 5.9 – Raios planetários em função do fluxo incidente em termos do fluxo terrestre  $I_{\oplus} = 1361 \text{ W m}^{-2}$ . A faixa verde corresponde aos limites da zona habitável conjunta de todas as estrelas da amostra final, calculados pela equação de Kaltenegger (2017). A linha tracejada vermelha representa o fluxo incidente em Mercúrio, planeta mais próximo do Sol. As cores dos pontos indicam as massas das estrelas hospedeiras.

A extrema proximidade que os planetas da amostra final estão de suas estrelas faz com que o fluxo incidente seja enorme, em média 1000 vezes maior que o fluxo incidente terrestre, posicionando-os bem longe da zona de habitabilidade das suas estrelas, como pode ser visto pela Figura 5.9. Seu fluxo incidente também é bem maior do que o de Mercúrio, planeta que está mais próximo do Sol, a 0.387 UA. Para que um planeta a 0.085 UA (maior valor de semieixo encontrado na amostra final) de sua estrela hospedeira receba o mesmo fluxo que a Terra recebe do Sol, essa estrela hospedeira teria que ter uma temperatura efetiva de apenas 1 660 K, aproximadamente. Esse valor é bem menor do que a temperatura da estrela mais fria da amostra final (4 486 K) e também é menor do que a temperatura da estrela mais fria da amostra completa de 158 estrelas (2 808 K). Provavelmente, uma estrela com uma temperatura efetiva tão baixa seria uma anã

marrom [2].

A Terra orbita o Sol, uma estrela de tipo espectral G2 e temperatura efetiva 5 772 K, em um período de 365 dias. Há estrelas do mesmo tipo espectral que o Sol na amostra final, portanto, para detectarmos planetas em suas zonas habitáveis, teríamos que observar tais estrelas por um longo intervalo de tempo. A vantagem de observar anãs vermelhas é que, por serem mais frias, sua luminosidade também é menor, logo uma irradiância semelhante à da Terra é atingida a distâncias mais próximas da estrela, o que equivale a dizer que planetas em suas zonas de habitabilidade possuem períodos orbitais menores. Sendo assim, o tempo de observação não precisa ser tão longo. No entanto, estrelas mais frias também emitem a maior parte da sua radiação em comprimentos de onda mais longos, e isso pode fazer com que a sua luz seja mais eficiente em esquentar planetas, dependendo dos gases presentes nas suas atmosferas, ou seja, os valores de irradiância estelar que permitem a presença de água líquida na superfície de um planeta podem variar dependendo da sua composição atmosférica [21].

Outra traço que pode ser identificado na Figura 5.9 é a tendência de estrelas mais massivas abrigarem planetas maiores. De fato, Lovis & Mayor (2007) [26] descobriram que a massa planetária média aumenta como função da massa estelar, o que indica que gigantes gasosos ou são mais massivos em média, ou são mais numerosos (ou ambos) na medida em que a massa estelar aumenta [19]. Não possuímos a massa dos planetas estudados, mas pelas relações de massa-raio apresentadas por Seager et al. (2007) [36], é mais provável que os planetas da amostra final, pelos seus raios grandes, tenham uma composição majoritariamente de hidrogênio e hélio, como Júpiter e Saturno. Devido ao seus períodos curtos, isso classificaria alguns planetas da amostra final como Júpiteres quentes, porém uma análise mais detalhada é necessária para que essa afirmação possa ser feita com certeza. A falta de estrelas do tipo M na amostra final pode ser explicada pelo fato de os planetas encontrados serem (provavelmente) gigantes gasosos, pois observações de planetas detectados pelo deslocamento Doppler mostraram que anãs vermelhas abrigam planetas jovianos com pouca frequência [19] [45].

Até Novembro de 2019, o *NASA Exoplanet Archive* reportava a confirmação de 34 planetas detectados pelo TESS. Desses 34 planetas, dois deles fazem parte da amostra final do estudo aqui apresentado, e são eles TIC 290131778b e TIC 267263253b, ambos

observados no Setor 1 e ambos considerados Júpiteres quentes [46] [20].

Para TIC 290131778b, a detecção foi confirmada através de medições da velocidade radial da estrela hospedeira. No entanto, houve uma discrepância entre os valores publicados em Wang et al. (2019) [46] e os valores calculados pelo algoritmo para o raio planetário e para o semieixo maior. Há duas razões para isso: a primeira delas é devido à presença de um trânsito parcialmente observado logo no início das observações junto com uma elevação no fluxo nessa mesma época, que distorceram um pouco a curva dobrada e prejudicaram a determinação correta de alguns parâmetros; o outro motivo é devido ao fato dos parâmetros estelares apresentados no *header* do arquivo FITS serem diferentes dos valores mencionados no artigo. O artigo menciona que esta estrela foi reportada como um par de estrelas em diversas pesquisas e eles realizaram observações espectroscópicas próprias para determinar os parâmetros de ambas as estrelas. É possível que os valores disponibilizados no *header* do arquivo FITS sejam de um estudo que não conseguiu resolver apropriadamente as duas estrelas. Wang et al. (2019) ainda comentam que é necessário levar em consideração a presença de ambas as estrelas para obter a profundidade correta do trânsito, e conseqüentemente o raio planetário [46]. Vale mencionar que, por mais que o candidato TIC 290131778b faça parte da amostra final, mesmo tendo esses problemas, o valor do seu  $\chi_{\text{red}}^2$  é grande (16.65), o que é um indicativo de que o ajuste encontrado não é muito bom, e poderia ter sido usado como critério para removê-lo da amostra final.

Para TIC 267263253b, a confirmação foi atingida com medições das velocidades radiais da estrela e com observações fotométricas adicionais [20]. Nesse caso, os resultados obtidos pelo algoritmo estão de acordo com os resultados publicados no artigo. Novamente, foram usadas observações espectroscópicas para derivar os parâmetros estelares, porém dessa vez não houve discrepância entre os valores do artigo e os valores do *header* do arquivo FITS.

Ambos os planetas descobertos transitam ao redor de estrelas brilhantes ( $V = 8.3$  para TIC 290131778 e  $V = 9.6$  para TIC 267263253), que estão entre as estrelas mais brilhantes que abrigam Júpiteres quentes [20] [46]. Esse é justamente um dos propósitos da missão TESS: observar estrelas brilhantes que possibilitem observações subsequentes. Com a junção das informações obtidas pela fotometria do TESS e pelas observações espectroscópicas das estrelas hospedeiras, foi possível obter uma visão mais completa

das características físicas do planeta. Com o raio obtido pelo método de trânsitos e a massa obtida pelo método de velocidades radiais, foi possível determinar a densidade dos planetas, e com isso pode-se comparar a estrutura interna desses planetas com modelos teóricos de estrutura planetária [20].

## 6 Considerações finais

O telescópio Kepler é responsável por mais da metade de todas as detecções de exoplanetas da atualidade [50]. Agora desativado, cabe ao seu sucessor, TESS, ser o próximo marco no estudo de exoplanetas. Observando estrelas brilhantes da vizinhança solar, o TESS tem como objetivo detectar planetas menores do que Netuno, por isso o foco em observar anãs vermelhas, que são mais sensíveis aos sinais de planetas pequenos que estrelas mais luminosas. A escolha de estrelas brilhantes também tem como intuito possibilitar sua observação por outros meios, como observações espectroscópicas para a medição das velocidades radiais das estrelas hospedeiras, como foi o caso dos dois planetas confirmados mencionados neste trabalho [20] [46].

Devido à importância que o satélite TESS tem para a área de exoplanetas, é crucial que haja maneiras de acessar e analisar os dados por ele obtidos. Neste trabalho, apresentamos um algoritmo que é capaz de acessar os dados observacionais das estrelas classificadas como objetos de interesse do TESS (TOIs) no site do MAST e aplicar uma série de métodos para extrair informações das suas curvas de luz.

O algoritmo é explicado em detalhe e sua consistência é verificada comparando os resultados obtidos com os relatórios sumários da equipe do TESS. Para uma amostra final de 46 candidatos que correspondem a 33 planetas diferentes, houve um bom acordo entre os valores do período orbital, do raio do planeta e do semieixo maior calculados pelo algoritmo e aqueles publicados pela equipe do TESS. Além disso, os resultados obtidos pelo algoritmo também estavam de acordo com os valores publicados em um dos artigos confirmando a detecção de um planeta observado pelo TESS [20].

Algumas limitações do algoritmo desenvolvido já foram mencionadas nas seções anteriores. Um dos melhoramentos propostos para o futuro é substituir o método BLS pelo TLS (“*Transit Least Squares*”), desenvolvido por Hippke & Heller (2019) [16]. Enquanto o BLS tenta ajustar uma função degrau à curva de luz dobrada, o TLS faz o mesmo para uma curva que imita um formato de trânsito mais realista, incluindo os tempos de ingresso e egresso, assim como escurecimento de borda [16]. Em seu artigo, Hippke &

Heller afirmam que o TLS em geral obtém resultados melhores que o BLS. Outras mudanças que visam melhorar o algoritmo incluem a análise de observações de diferentes setores simultaneamente, de maneira que seja possível detectar planetas com períodos mais longos, e o ajuste da aplicação do algoritmo de LM para podermos variar os valores da excentricidade e do argumento de periastro.

Com informações apenas sobre o período orbital, o raio e o semieixo maior dos planetas, foi possível realizar uma análise preliminar de características físicas dos planetas da amostra final. Obtivemos uma distribuição de períodos semelhante à distribuição encontrada incluindo todos os planetas confirmados detectados pelo método de trânsitos, porém a distribuição de raios está enviesada para planetas maiores, que são mais fáceis de se detectar pelo método aplicado. Dentre os planetas da amostra final, é mais provável que a maioria deles sejam Júpiteres quentes [6], em função de seus raios grandes e da proximidade com que estão das suas respectivas estrelas hospedeiras, e é possível que um dos planetas (TIC 182979262b) seja uma anã marrom, se considerarmos que ele possui uma densidade semelhante à de Júpiter.

Os semieixos maiores encontrados colocam os planetas da amostra final muito próximos de suas estrelas hospedeiras, o que pode os pôr em risco de serem destruídos pelas forças de maré da estrela. No entanto, sem a massa desses planetas, isso não pode ser determinado. Comparando os limites de Roche de planetas do Sistema Solar, foi visto que, mesmo que os planetas da amostra final tenham uma densidade semelhante à de Saturno (a menor entre os planetas do Sistema Solar), ainda sim conseguiriam evitar o rompimento pelas forças de maré, como está ilustrado na Figura 5.8b. Além disso, suas distâncias orbitais são pequenas o suficiente a ponto de ser improvável a sincronização de seus períodos orbitais e rotacionais [24].

Por último, foi analisado o fluxo incidente nos planetas da amostra final. Novamente, os baixos valores para o semieixo maior resultaram em um fluxo incidente em média 1000 vezes maior do que o fluxo incidente na Terra devido ao Sol. Sendo assim, os planetas estudados recebem um fluxo muito alto para estarem dentro das zonas de habitabilidade das suas estrelas hospedeiras, como pode ser visto pela Figura 5.9.

O método de trânsitos favorece a detecção de planetas grandes, e o resultados obtidos

neste trabalho refletem esse viés de seleção. Mesmo assim, mais da metade dos planetas confirmados pelo TESS até então possuem raios menores que o de Netuno, a maioria tendo menos que cerca de dois raios terrestres [50], mostrando que o TESS está cumprindo a sua missão primária. As curvas de luz disponibilizadas pelo TESS, no entanto, ainda possuem muito ruído para que possamos confirmar com certeza estatística a detecção de planetas tão pequenos, pelo menos com o algoritmo desenvolvido. A esperança é de que os lançamentos de dados futuros tenham gradualmente menos ruído, assim como aconteceu para o telescópio Kepler [15], de maneira que mais planetas parecidos com a Terra possam ser encontrados.

# Referências

- [1] Boss, A. P.; Butler, R. P.; Hubbard, W. B., et al. 2007, Transactions of the International Astronomical Union, Series A, 26, 183-186. *Working Group on Extrasolar Planets*.
- [2] Carroll, B. W.; Ostlie, D. A. *An Introduction to Modern Astrophysics*. 2007, segunda edição, Pearson Addison-Wesley.
- [3] Claret, A. *A&A*, 2017, 600, A30. *Limb and gravity-darkening coefficients for the TESS satellite at several metallicities, surface gravities, and microturbulent velocities*.
- [4] Cumming, A. Capítulo em “Exoplanets”, de Sara Seager, 2010. *Statistical Distribution of Exoplanets*.
- [5] Damiani, C.; Meunier, J. -C.; Moutou, C., et al. 2016, *A&A*, 595, A95. *Stellar classification of CoRoT targets*.
- [6] Dawson, R. I.; Johson, J. A. *ARAA*, 2018, 56, 175-221. *Origins of Hot Jupiters*.
- [7] de Pater, I.; Lissauer, J. *Planetary Sciences*. 2001, Cambridge University Press.
- [8] Fabrycky, D. C. Capítulo em “Exoplanets”, de Sara Seager, 2010. *Non-Keplerian Dynamics*.
- [9] Fausnaugh, M. M.; Caldwell, D. A.; Jenkins, J. M., et al. 2018, *TESS Data Release Notes: Sector 1, DR1*.
- [10] Fausnaugh, M. M.; Caldwell, D. A.; Jenkins, J. M., et al. 2018, *TESS Data Release Notes: Sector 2, DR2*.
- [11] Fausnaugh, M. M.; Caldwell, D. A.; Jenkins, J. M., et al. 2018, *TESS Data Release Notes: Sector 3, DR4*.
- [12] Fressin, F.; Torres, G.; Charbonneau, D., et al. 2013, *ApJ*, 766, 81. *The False Positive Rate of Kepler and the Occurrence of Planets*.

- [13] Gail, H.-P.; Tscharnuter, W. M. Capítulo em *Reactive Flows, Diffusion and Transport - From Experiments via Mathematical Modeling to Numerical Simulation and Optimization*, de Jäger, W., Rannacher, R., e Warnatz J. 2007, Springer-Verlag Berlin Heidelberg. *Evolution of protoplanetary disks including detailed chemistry and mineralogy.*
- [14] Gavin, H. P. 2019, Department of Civil and Environmental Engineering, Duke University. *The Levenberg-Marquardt algorithm for nonlinear least squares curve-fitting problems.*
- [15] Gilliland, R. L.; Chaplin, W. J.; Jenkins, J. M.; et al. 2015, ApJ, 150, 133. *Kepler Mission Stellar and Instrument Noise Properties Revisited.*
- [16] Hippke, M.; Heller, R. 2019, A&A, 623, A39. *Optimized transit detection algorithm to search for periodic transits of small planets.*
- [17] Jenkins, J. M.; Twicken, J. D.; McCauliff, S., et al. 2016, *The TESS Science Processing Operations Center.*
- [18] Jenkins, J. M., (ed.) 2017. *Kepler Data Processing Handbook: KSCI-19081-002.*
- [19] Johnson, J. A.; Aller, K. M.; Howard, A. W., & Crepp, J. R. 2010, PASP, 122, 905-915. *Giant Planet Occurrence in the Stellar Mass-Metallicity Plane.*
- [20] Jones, M. I.; Brahm, R.; Espinoza, N., et al. 2019, A&A, 625, A16. *HD 2685 b: a hot Jupiter orbiting an early F-type star detected by TESS.*
- [21] Kaltenegger, L. 2017, ARA&A, 55, 433-485. *How to characterize habitable worlds and signs of life.*
- [22] Knutson, H. A.; Charbonneau, D.; Noyes, R. W., et al. 2007, ApJ, 655, 564-575. *Using stellar limb-darkening to refine the properties of HD 209458b.*
- [23] Kovács, G.; Zucker, S.; Mazeh, T. 2002, A&A, 391, 369-377. *A box-fitting algorithm in the search for periodic transits.*
- [24] Levrard, B.; Correia, A. C. M.; Chabrier, G., et al. 2007, A&A, 462, L5-L8. *Tidal dissipation within hot Jupiters: a new appraisal.*

- [25] Liddell, H. G., & Scott, R. *A Greek–English Lexicon*, nona edição. Oxford. Clarendon Press. 1940.
- [26] Lovis, C., & Mayor, M. 2007, *A&A*, 472, 657. *Planets around evolved intermediate-mass stars I. Two substellar companions in the open clusters NGC 2423 and NGC 4349*.
- [27] Mandel, K., & Agol, E. 2002, *ApJ*, 580, 171-175. *Analytic Light Curves for Planetary Transit Searches*.
- [28] Mayor, M., & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355-359. *A Jupiter-mass companion to a solar-type star*.
- [29] Murray, C. D.; Correia, A. C. M. Capítulo em “Exoplanets”, de Sara Seager, 2010. *Keplerian Orbits and Dynamics of Exoplanets*.
- [30] Perryman, M. *The Exoplanet Handbook*, segunda edição. 2018, Cambridge University Press.
- [31] Newville, M.; Stensitzki, T.; Allen, D. B.; & Ingargiola, A. 2014, LMFIT: Non-Linear Least-Square Minimization and Curve-Fitting for Python. <https://doi.org/10.5281/zenodo.11813>.
- [32] Rappaport, S.; Sanchis-Ojeda, R.; Rogers, L. A.; Levine, A.; Winn, J. N. 2013, *APJ*, 773, L15. *The Roche limit for close-orbiting planets: minimum density, composition constraints, and application to the 4.2 hr planet KOI 1843.03*.
- [33] Ricker, G. R.; Winn, J. N.; Vanderspek, R.; Latham, D. W., et al. 2014, SPIE Conference Series, Vol. 9143. *Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS)*.
- [34] Sackett, P. 1999, capítulo em *Planets outside the Solar System: Theory and Observations*, ed. J.-M. Mariotti & D. Alloin. NATO Advanced Science Institutes, 532, 189-227. *Searching for Unseen Planets via Occultation and Microlensing*.
- [35] Santos-Costa, D.; Adumitroaie, V.; Ingersoll, A., et al. 2017, *Geophysical Research Letters*, 44, 17, 8676-8684. *First Look at Jupiter’s synchrotron emission from Juno’s perspective*.

- [36] Seager, S.; Kuchner, M.; Hier-Majumder, C. A., & Militzer, B. 2007, ApJ, 669, 1279-1297. *Mass-radius relationships for solid exoplanets.*
- [37] Schlieder, J. 2017, TESS Science Support Center, NASA Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD. *TESS Observatory Guide, Version 1.1.*
- [38] Stassun, K. G.; Oelkers, R. J.; Pepper, J., et al. 2018, ApJ, 156, 102. *The TESS Input Catalog and Candidate Target List.*
- [39] Stassun, K. G.; Oelkers, R. J.; Paegert, M., et al. 2019, ApJ, 158, 138. *The Revised TESS Input Catalog and Candidate Target List.*
- [40] Sullivan, P. W.; Winn, J. N.; Berta-Thompson, Z, K.; Charbonneau, D., et al. 2015, ApJ, 809, 77. *The Transiting Exoplanet Survey Satellite: Simulations of Planet Detections and Astrophysical False Positives.*
- [41] Tenenbaum, P.; Jenkins, J. M. 2018, *TESS Data Products Description Document.*
- [42] Vanderspek, R.; Doty, J. P.; Fausnaugh, M., et al. 2018, *TESS Instrument Handbook, version 0.1.*
- [43] Williams, J. P.; Cieza, L. A. 2011, ARAA, 49, 67-117. *Protoplanetary Disks and Their Evolution.*
- [44] Winn, J. N. Capítulo em “Exoplanets”, de Sara Seager, 2010. *Transits and Occultations.*
- [45] Winn, J. N. & Fabrycky, D. C. 2015, Annu. Rev. Astron. Astrophys., 53, 409-447. *The Occurrence and Architecture of Exoplanetary Systems.*
- [46] Wang, S.; Jones, M.; Shporer, A., et al. 2019, AJ, 157, 2, 51. *HD 202772A b: A Transiting Hot Jupiter around a Bright, Mildly Evolved Star in a Visual Binary Discovered by TESS.*
- [47] International Astronomical Union, Resolution B5. *Definition of a Planet in the Solar System.*
- [48] *Box Least-Squares implementation.* Último acesso em: 26/11/2019.
- [49] *The Nobel Prize in Physics.* Último acesso em: 14/10/2019.

- 
- [50] *NASA Exoplanet Archive*. Último acesso em: 04/12/2019.
- [51] *NASA TESS Telescope*. Último acesso em: 02/12/2019.
- [52] *NASA TESS Operations*. Último acesso em: 02/12/2019.
- [53] The Extrasolar Planet Encyclopedia. Último acesso em: 03/12/2019.
- [54] LMFIT package description. Último acesso em: 13/11/2019.
- [55] *Kepler Data Validation One-Page Summary Reports*. Último acesso em: 25/11/2019.
- [56] *MAST - TESS Alert Data Products*. Último acesso: 04/12/2019.
- [57] *NASA Planetary Fact Sheets*. Último acesso: 02/12/2019.