

DETECÇÃO DE EXOPLANETAS AO REDOR DE ESTRELAS FRACAS
OBSERVADAS PELA MISSÃO KEPLER

Pedro Henrique Soares da Silva de Pinho Nogueira

Dissertação apresentada ao Programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório Nacional, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Mestre em Astronomia.

Orientador(a): Dr. Luan Ghezzi
(OV/UFRJ)

Coorientador(a): Dr. Benjamin Montet
(UNSW)

Rio de Janeiro
Junho de 2020

DETECÇÃO DE EXOPLANETAS AO REDOR DE ESTRELAS FRACAS
OBSERVADAS PELA MISSÃO KEPLER

Pedro Henrique Soares da Silva de Pinho Nogueira

DISSERTAÇÃO SUBMETIDA AO PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM
ASTRONOMIA DO OBSERVATÓRIO NACIONAL COMO PARTE DOS
REQUISITOS NECESSÁRIOS PARA A OBTENÇÃO DO TÍTULO DE MESTRE
EM ASTRONOMIA.

Examinada por:

Dr. Luan Ghezzi

Dra. Adriana Valio

Dr. Marcelo Borges

Dr. Rodrigo Bouffleur

RIO DE JANEIRO, RJ – BRASIL
JUNHO DE 2020

*A todos os jovens acadêmicos
que incessantemente seguem
batalhando para conquistar seus
sonhos, contribuindo com a
ciência e com o futuro e
desenvolvimento da humanidade.*

Agradecimentos

Agradeço aos meus amigos, familiares e ao meu amor, Ana Carolina, que me apoiaram neste processo árduo, porém recompensador.

Aos professores do Observatório Nacional pelas aulas e, portanto, por parte do conhecimento que adquiri durante meu mestrado.

Aos profissionais trabalhadores do ON, principalmente à Dona Ana, pessoa tão querida com quem eu pude ter boas conversas e dar boas risadas, e aos porteiros, sempre solícitos e cordiais.

Aos meus apoiadores no projeto de financiamento coletivo por me permitirem ir à minha primeira conferência internacional, contribuindo imensamente para minha experiência como pesquisador e futuro doutor em Astrofísica.

Aos professores Fernando Roig, Simone Daflon, Luan Ghezzi e Daniela Lázaro pelas cartas de recomendação que me possibilitaram entrar no doutorado em um local que eu almejava.

À Rebeca, Uendert, Cintia e Dailer, meus amigos com quem eu tive o prazer de morar junto e compartilhar apoio profissional e emocional, dia após dia.

Aos *Astrotubers* e aos colaboradores dos projetos *AstroThreadBR* e *AstroMiniBR*, que me permitiram respirar novamente os ares da divulgação científica, que eu tanto prezo e tenho prazer em atuar.

Ao meu orientador Luan Ghezzi, que me deu suporte emocional, científico e profissional, fundamentais para a conclusão deste trabalho e para o meu crescimento e amadurecimento como pesquisador.

To my co-advisor Benjamin Montet, who enlightened our work with his research experience, answering our questions and giving fundamental scientific support.

To Lucas Cieza, Alice Zurlo and UDP members who were so nice and comprehensive when I was finishing this work.

Aos profissionais da saúde que em tempos tão nefastos tanto se arriscam para nos garantir o direito mais fundamental, a vida.

O presente trabalho foi realizado com apoio da Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior - Brasil (CAPES) - Código de Financiamento 001

Agradeço ao suporte financeiro do programa Mestrado Nota 10 da Fundação Carlos Chagas Filho de Amparo à Pesquisa do Estado do Rio de Janeiro (FAPERJ).

RESUMO

A missão Kepler foi projetada para detectar planetas com dimensões próximas às da Terra orbitando estrelas de sequência principal. Para cumprir seu objetivo, ela utilizou a técnica de trânsito fotométrico, analisando as curvas de luz das estrelas observadas à procura de quedas temporárias de fluxo potencialmente causadas pela passagem de corpos celestes em frente aos discos estelares. O campo de visão do telescópio Kepler contém $\sim 4,5$ milhões de estrelas, porém apenas $\sim 150\,000$ estrelas com magnitude $K_p < 16$ foram analisadas de forma contínua e com a produção de curvas de luz. As demais estrelas foram observadas apenas 53 vezes em uma série de observações conhecidas como Full Frame Images (FFIs), das quais as 8 primeiras foram distribuídas por um período de 36 horas e as demais foram produzidas com cadência aproximadamente mensal, até o fim da missão. Nosso estudo é baseado na fotometria precisa e obtenção de curvas de luz para 137 209 estrelas com magnitudes $16,0 \leq K_p \leq 16,5$ com o objetivo de detectarmos exoplanetas, anãs marrons e binárias eclipsantes. Amostras maiores e mais completas destes objetos são fundamentais para diversos estudos estatísticos como, por exemplo, a estimativa da taxa de ocorrência de Júpiteres quentes ao redor de estrelas de diferentes tipos espectrais. Para realizarmos este trabalho, utilizamos o algoritmo *f3*, que permite que façamos fotometria de abertura adaptável, e o aplicamos para as estrelas selecionadas, separando os casos de curvas de luz que apresentassem possíveis trânsitos com significância estatística maior do que 15σ . Depois de verificarmos manualmente as aberturas utilizadas para as estrelas selecionadas, obtivemos as curvas de luz finais, inferimos os raios mínimos dos objetos que causam os possíveis trânsitos e os classificamos como planetas e anãs marrons ou binárias eclipsantes. Nossa análise resultou em 230 estrelas com 236 possíveis trânsitos. Caso consideremos cada trânsito correspondente a um objeto celeste, encontramos 30 candidatos a planetas ou anãs marrons, 179 candidatos a binárias eclipsantes e 27 objetos celestes para os quais não pudemos inferir o raio e, portanto, classificá-los. Dado o grande número de estrelas observadas apenas nas FFIs da missão Kepler, nosso estudo preliminar possui um grande potencial para revelar milhares de possíveis novos planetas, anãs marrons e binárias eclipsantes, que deverão ser confirmados e caracterizados posteriormente através de estudos mais detalhados. Estes dados podem ser muito importantes para a estimativa da frequência de Júpiteres quentes, caracterização do deserto das anãs marrons e o aprimoramento de modelos de evolução estelar.

Palavras-chave: planetas e satélites: detecção – planetas e satélites: parâmetros fundamentais – (estrelas:) binárias: eclipsantes – (estrelas:) anãs marrons – técnicas: fotometria

ABSTRACT

The Kepler mission was designed to search for Earth-sized planets orbiting main-sequence stars. To achieve its goal, it used the transit method, analyzing light curves and searching for periodic decreases in flux that could be caused by celestial bodies passing in front of the stellar disks. The Kepler field of view contains ~ 4.5 million stars, although only $\sim 150\,000$ stars with magnitudes $K_p < 16$ were continuously analyzed with the production of light curves. The remaining stars were only observed 53 times in a series of observations known as Full Frame Images (FFIs) of which the first 8 were distributed over a period of 36 hours and the remaining were produced with an approximately monthly-cadence, until the end of the mission. Our study relies on precise photometry to obtain light curves for 137 209 stars with $16.0 \leq K_p \leq 16.5$ with the goal of detecting exoplanets, brown dwarfs and eclipsing binaries. Larger and more complete samples of these objects are fundamental to many statistical studies, such as the estimation of the occurrence rate of hot Jupiters around stars of different spectral types. To develop this work, we used the $f\beta$ algorithm, which allows us to make adaptive aperture photometry, and applied it to stars in our sample selecting light curves that present possible transits with statistical significance higher than 15σ . After manually checking the apertures used for the selected stars, we obtained the final light curves, inferred the minimum radius of the candidates and classified them as planets and brown dwarfs or eclipsing binary stars. Our analysis resulted in 230 stars with 236 possible transits. If we consider that each transit corresponds to a different celestial object, we found 30 planets or brown dwarf candidates, 179 eclipsing binary candidates and 27 celestial objects for which we could not infer the radius and, therefore, a classification. Given the large number of stars only observed in the Kepler mission FFIs, our preliminary study has a great potential to reveal thousands of possible new planets, brown dwarfs and eclipsing binaries, which will have to be confirmed and characterized later by more detailed studies. These data can be very important to estimate the frequency of hot Jupiters, characterization of the brown dwarf desert and improvement of stellar evolution models.

Keywords: planets and satellites: detection – planets and satellites: fundamental parameters – (stars:) binaries: eclipsing – (stars:) brown dwarfs – techniques: photometric

Sumário

1	Introdução	1
1.1	Técnica de trânsito	3
1.2	Missão Kepler	9
1.3	Corpos celestes de interesse	11
1.3.1	Binárias eclipsantes	11
1.3.2	Anãs Marrons	12
1.3.3	Exoplanetas	12
1.4	Motivação científica e objetivos	15
2	Dados	18
2.1	As Full Frame Images	18
2.2	Obtenção das FFIs	20
2.3	O Catálogo de entrada do Kepler - KIC	22
2.3.1	Magnitude	23
2.3.2	Temperatura efetiva e raio estelar	25
2.4	Limitações dos dados e efeitos sistemáticos	25
3	Metodologia	32
3.1	Metodologia 1: imageamento diferencial	32
3.1.1	Corte e limpeza	34
3.1.2	Combinação e criação de imagens de referência	36
3.1.3	Fotometria de abertura	37
3.1.4	Imageamento diferencial	38
3.1.5	Criação das curvas de luz	38
3.2	Metodologia 2: fotometria de abertura adaptável	40
3.2.1	Corte em magnitude	41
3.2.2	Determinação das aberturas para as estrelas alvo	42
3.2.3	Determinação das aberturas para as estrelas de referência	46
3.2.4	Fotometria de abertura e obtenção das curvas de luz	48
3.2.5	Cálculo dos centroides	50
3.2.6	Seleção de candidatas com potenciais trânsitos	53

3.2.7	Validação das candidatas	56
4	Resultados	64
4.1	Amostra selecionada	64
4.2	Classificação e parâmetros físicos dos objetos celestes	65
4.2.1	Inferência de raio mínimo	66
4.2.2	Classificação dos corpos celestes	67
4.3	Discussão de candidatos interessantes	71
5	Conclusões e Perspectivas	79
	Referências Bibliográficas	83
A:	Tabela de resultados finais	94

Lista de Figuras

1.1	Distribuição acumulada do número de detecções de exoplanetas	3
1.2	Esquema representativo de um trânsito	4
1.3	Representação de curva de luz sem escurecimento do limbo	6
1.4	Representação de um trânsito planetário na linha de visada	7
1.5	Região do céu observada pela missão Kepler e a disposição espacial dos 42 CCDs	10
1.6	Gráfico de luminosidade (L/L_{\odot}) versus idade (anos)	13
1.7	Gráfico de raio planetário (raios terrestres) em função do período orbital (dias).	16
2.1	Representação esquemática de todas as estrelas presentes no campo de visão observado pela missão Kepler.	19
2.2	Representação da configuração dos módulos e canais de saída do Kepler.	22
2.3	Esquema representativo de um canal de saída do CCD do telescópio Kepler.	23
2.4	Curvas de transmissão para as bandas presentes no Sloan Digital Sky Survey (SDSS) e no Kepler	24
2.5	Exemplo de aberração estelar	27
2.6	Curvas de luz obtidas a partir da fotometria de FFIs para três estrelas que apresentam algumas das limitações e dos efeitos sistemáticos citados.	28
2.7	Exemplo de um pedaço de imagem FFI mostrando uma borda lateral à direita.	30
2.8	Exemplo de píxeis mortos e da perda do módulo 3	30
2.9	Curva de luz das estrelas KIC 3216296 e KIC 7969832.	31
3.1	Representação dos canais de saída do Kepler (esquerda) e do TESS (direita)	34
3.2	Exemplo de uma imagem de ruído	36
3.3	Exemplo de comparação entre duas imagens das FFIs do Kepler, uma de referência e outra original	37
3.4	Exemplo de imagem diferenciada	39

3.5	Comparação das curvas de luz da estrela KIC 8462852, produzidas pela Metodologia 1 e por Montet & Simon (2016).	40
3.6	Esquema representativo da atuação dos parâmetros de seleção de abertura do $f\beta$ em um caso hipotético.	44
3.7	Aberturas da estrela KIC 1429938, de magnitude $K_p = 16,5$, para diferentes parâmetros valor de corte	46
3.8	Etapas automáticas de seleção de abertura da estrela alvo (KIC 11133186) e estrelas de referência.	48
3.9	Curva de luz da estrela KIC 12404698 e suas incertezas.	51
3.10	Gráficos de Fluxo relativo vs Posições dos centroides para a estrela KIC 11517779	52
3.11	Histograma de valores de desvio padrão a partir do fluxo normalizado de todas as estrelas pré-selecionadas	54
3.12	Curva de luz da estrela KIC 5477695, com espalhamento alto na orientação correspondente aos pontos azuis.	55
3.13	Curva de luz da estrela KIC 10709015 que apresenta um ponto muito acima dos demais, devido a uma provável incidência de raio cósmico ou flare, e um ponto abaixo dos demais, um possível caso de trânsito.	56
3.14	Aberturas e respectivas curvas de luz da estrela KIC 12365557, mostrando a presença ou não de um trânsito dada a adição ou retirada de 1 píxel.	58
3.15	Abertura da estrela KIC 7599088 que demonstra um exemplo de interferência de PSF de estrelas vizinhas na abertura da estrela alvo.	59
3.16	Aberturas e respectivas curvas de luz da estrela KIC 4732087, que demonstram um exemplo de interferência de PSF de estrelas vizinhas na abertura da estrela alvo.	60
3.17	Abertura da estrela KIC 6122340 que demonstra um exemplo de estrela alvo, situada entre 16 e 23 píxeis das bordas.	61
3.18	Abertura da estrela KIC 6041341 que demonstra um exemplo de estrela alvo, situada entre 15 e 23 píxeis das bordas.	61
3.19	Curva de luz da estrela KIC 4050371.	63
4.1	Histograma mostrando a distribuição de raios mínimos que inferimos em nosso trabalho	68
4.2	Relação massa-raio para planetas rochosos (Earth-like planets), planetas gasosos (gaseous planets), anãs marrons (brown dwarfs), e estrelas na sequência principal (stars)	69
4.3	Curva de luz da estrela KIC 5364561.	73
4.4	Curva de luz da estrela KIC 6045783.	73

4.5	Curva de luz da estrela KIC 8154697.	74
4.6	Curva de luz da estrela KIC 7037565.	74
4.7	Curva de luz da estrela KIC 5790733.	75
4.8	Curva de luz da estrela KIC 5298713.	76
4.9	Curva de luz da estrela KIC 10019623.	76
4.10	Curva de luz da estrela KIC 8561192 disponível na página do Kepler Eclipsing Binary Catalog.	77
4.11	Curva de luz da estrela KIC 8561192.	78

Lista de Tabelas

2.1	Tabela de referência das FFIs, com os dias e horários correspondentes aos finais de cada observação e a que orientação e trimestre correspondem	21
2.2	Tabela de contagem de estrelas em função dos parâmetros magnitude K_p , temperatura efetiva T_{eff} e logaritmo da gravidade superficial $\log(g)$ para as 150 000 estrelas priorizadas pela missão Kepler.	26
3.1	Exemplo de tabela contendo posição (em píxeis na imagem) e fluxo de abertura para cada estrela.	38
3.2	Tabela contendo os três parâmetros manipuláveis pelo usuário: valor de corte, porcentagem de corte e valor de extensão	46
A.1	Tabela de estrelas com possíveis trânsitos	96

Capítulo 1

Introdução

There are infinite worlds both like and unlike this world of ours. For the atoms being infinite in number, as was already proven, (...) there nowhere exists an obstacle to the infinite number of worlds.

Epicuro (341-270 a.C.)

Nos séculos 5 a 3 a.C., filósofos gregos atomistas¹, como Demócrito (460-370 a.C.) e Epicuro, já ponderavam sobre a possível existência de outros mundos localizados em sistemas planetários distintos ao nosso. É interessante notar que essa hipótese era discutida por estes grandes pensadores apesar da ampla aceitação do modelo geocêntrico, que dizia que a Terra mantinha uma posição fixa como o centro do Universo.

Aristarco de Samos (320-250 a.C.) foi o primeiro a propor um modelo heliocêntrico, no século III a.C., embora as bases matemáticas para tal modelo só tenham sido estabelecidas por Nicolau Copérnico (1478-1543 d.C.) no início do século XVI. O heliocentrismo afirma que a Terra não é um corpo celeste estável no centro do Universo mas sim um planeta como os demais do Sistema Solar, orbitando o Sol. Hoje, sabemos que os planetas de um sistema planetário orbitam o centro de massa de seu sistema, comumente localizados no interior das estrelas (caso o sistema possua apenas uma estrela).

Contemporâneo a Copérnico, o filósofo italiano Giordano Bruno (1548-1600 d.C.) também se manifestaria favorável à ideia da existência de infinitas estrelas hospedando infinitos planetas ao seu redor. Além disso, os trabalhos teóricos e observacionais de Johannes Kepler (1571-1630 d.C.) e Galileu Galilei (1564-1642 d.C.) viriam a aprimorar e dar maior suporte ao modelo heliocêntrico. Desta forma, podemos dizer que a partir deste período histórico e principalmente devido ao heliocentrismo,

¹O atomismo é uma corrente filosófica pré-socrática iniciada por Leucipo e seu discípulo Demócrito. Para os atomistas, o mundo físico é composto de blocos pequenos, indivisíveis e indestrutíveis denominados átomos. Estes elementos podem se movimentar pelo vazio (negação de matéria), colidirem entre si e se aglutinar em aglomerações.

houve o resgate dos preceitos discutidos pelos antigos atomistas sob a alcunha de que podemos viver em um sistema planetário comum perante a tantos outros no Universo. Essa corrente de pensamento só começaria a ser cientificamente comprovada a partir do final do século XX, com as primeiras descobertas de exoplanetas.

Os primeiros exoplanetas (Seager, 2010)², planetas que se encontram fora do Sistema Solar, foram descobertos por Wolszczan & Frail (1992) e Wolszczan (1994). Dois deles foram descobertos pelo primeiro estudo e mais um pelo segundo, quando os autores estudaram as irregularidades no período de pulsação do pulsar PSR B1257+12. O sistema, portanto, é composto por 3 planetas orbitando o remanescente de uma estrela massiva (estrela de nêutrons). Desta forma, os primeiros planetas detectados ocupavam um sistema completamente distinto ao nosso.

Em 1995, Mayor & Queloz (1995) identificaram o primeiro exoplaneta orbitando uma estrela similar ao Sol: 51 Pegasi. Ela é uma estrela de sequência principal e hospeda um planeta gigante gasoso chamado 51 Pegasi b, que possui 0,47 massas de Júpiter e está localizado a 0,05 UA. Esses objetos são denominados Júpiteres quentes e são caracterizados por serem planetas gigantes gasosos com períodos orbitais menores que dez dias (Petigura et al., 2018). A descoberta intrigou os astrônomos e rendeu, no ano de 2019, o Prêmio Nobel de Física para os autores (Gibney & Castelvetti, 2019).

Planetas do tipo Júpiter quente não eram esperados com base nos modelos que explicavam a formação do Sistema Solar (e.g., Boss, 1995; Lissauer, 1995). Porém, nos anos seguintes, cada vez mais exoplanetas assim classificados foram sendo encontrados (e.g., Butler et al., 1997), a partir da utilização da técnica de detecção chamada velocidade radial³. Dentre estes, encontra-se o planeta HD 209458 b (Charbonneau et al., 2000; Henry et al., 2000), posteriormente confirmado com a técnica do trânsito. Destacamo-lo pois ele foi o primeiro a ser observado por este método que é de grande interesse para o nosso trabalho e que será descrito em mais detalhes na próxima seção. O primeiro exoplaneta que viria a ser descoberto por trânsito seria OGLE-TR-56 b (Konacki et al., 2003).

Desde estas primeiras evidências da existência de planetas externos ao Sistema Solar, as pesquisas focadas na descoberta, caracterização físico-química, dinâmica e em modelos de formação planetária ganharam novo impulso. Atualmente, contamos com diversas missões e projetos dedicados a estes estudos, resultando na descoberta

²Atualmente, ainda podemos encontrar discussões sobre quais foram os primeiros exoplanetas descobertos. Por exemplo, parte desta discussão pode ser resumida em <https://blogs.scientificamerican.com/observations/who-really-discovered-the-first-exoplanet/>.

³A técnica de velocidade radial consiste em medir a variação da velocidade radial da estrela através do deslocamento Doppler das linhas espectrais que ocorre quando ela se afasta ou aproxima do observador, devido ao movimento que ela realiza em torno do centro de massa do sistema. Para mais detalhes sobre o método, consultar Perryman (2018).

e confirmação de pouco mais de 4100 exoplanetas até o momento⁴.

Na Figura 1.1, podemos observar o número acumulado de detecções por ano, separados por cores correspondentes às técnicas utilizadas para a detecção de cada planeta. Também vemos que as detecções de exoplanetas pela técnica de velocidade radial representam a maior fração de objetos detectados até o ano de 2013. A partir de 2014, a técnica de trânsito planetário se tornou o método que mais apresenta descobertas. Esse grande crescimento deve-se, principalmente, aos dados fornecidos pela missão Kepler (Borucki et al., 2010), encerrada no ano de 2018 e que será descrita em mais detalhes na Seção 1.2. Em 2019, a NASA lançou o telescópio espacial TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite, Ricker 2015), o que possivelmente fará com que esta predominância seja mantida ao longo dos próximos anos.

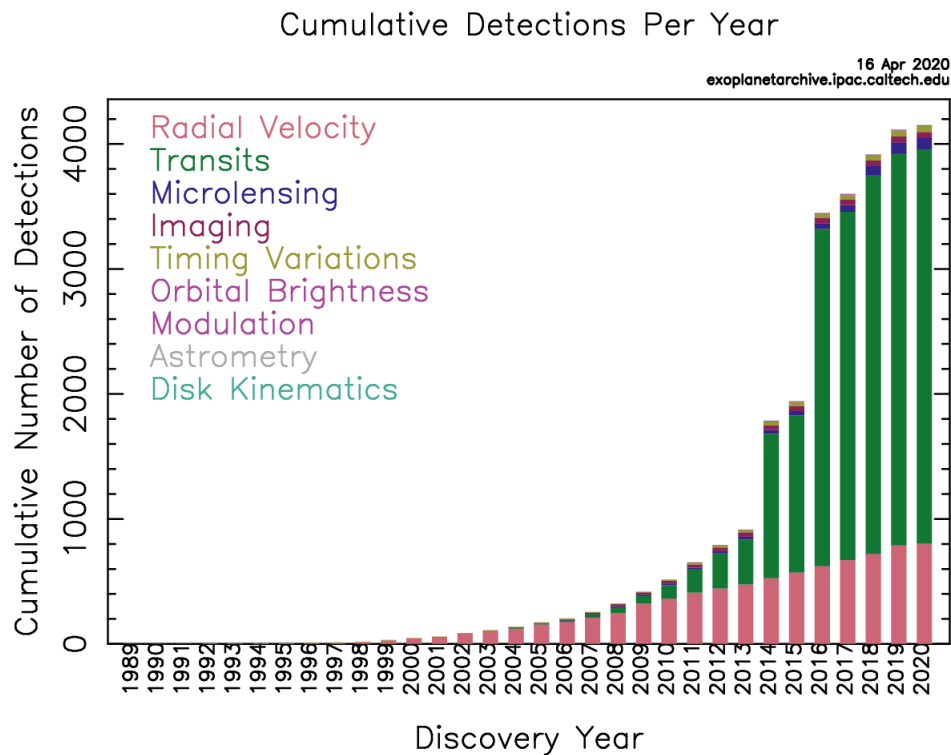


Figura 1.1: Distribuição acumulada do número de detecções de exoplanetas até 16 de abril de 2020. Cada cor equivale a um diferente método de detecção, com destaque à cor verde referente ao trânsito.

Fonte: Nasa Exoplanet Archive

1.1 Técnica de trânsito

Como descrito na seção anterior, a primeira utilização de trânsito para confirmar a detecção de um planeta (Charbonneau et al., 2000; Henry et al., 2000) e a primeira descoberta através deste método (Konacki et al., 2003) são marcos importantes pois

⁴O número de exoplanetas confirmados é frequentemente atualizado e disponibilizado no repositório NASA Exoplanet Archive (<https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>).

demonstraram a promissora possibilidade de identificação de sistemas exoplanetários através desta técnica.

Um trânsito planetário ocorre quando um planeta passa em frente ao disco da estrela projetado no plano do céu, desde que haja um alinhamento favorável do ponto de vista do observador (inclinação entre plano orbital e plano do céu $i \simeq 90^\circ$), resultando em uma diminuição temporária do brilho observado. Caso esse comportamento seja observado periodicamente, podemos supor que a estrela hospeda um corpo celeste (planeta, anã marrom ou até mesmo outra estrela) ao seu redor.

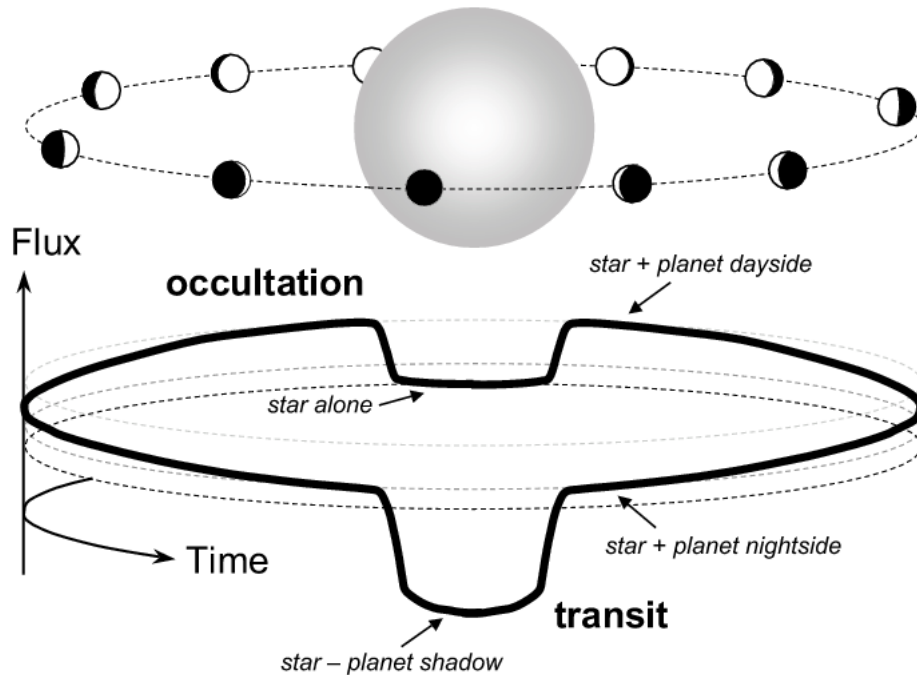


Figura 1.2: Parte superior: Representação espacial de um trânsito, onde o corpo central (esfera cinza) representa a estrela e as pequenas esferas que a orbitam representam um planeta em diferentes instantes de sua órbita. Parte inferior: Representação do comportamento do fluxo do sistema estrela + exoplaneta com o tempo. A linha sólida preta representa os valores de fluxo observados alinhados com a posição do exoplaneta na parte superior da figura. Notamos que existem dois momentos principais nos quais ocorre uma diminuição do fluxo do sistema. Durante o trânsito (*transit*), o planeta está bloqueando parcialmente a luz da estrela. Durante a ocultação (*occultation*), o planeta é ocultado pela estrela e, portanto, não há uma contribuição da luz refletida por ele nas medições de fluxo. Fonte: [Winn \(2010\)](#)

Podemos caracterizar o comportamento de um trânsito analisando a curva de luz da estrela hospedeira, ou seja, a variação de seu brilho aparente com o tempo. Na Figura 1.2, parte superior, observamos a configuração geométrica da estrela e planeta durante uma órbita completa. Na parte inferior da Figura 1.2, observamos o comportamento do fluxo do sistema medido para cada instante apresentado na parte superior da figura.

Enquanto o planeta não se posiciona à frente ou atrás da estrela em nossa linha de visada, o fluxo medido resulta da composição da energia emitida pela estrela e

da luz refletida pelo planeta⁵. Durante o trânsito, o planeta inicia sua passagem à frente do disco da estrela, causando uma diminuição abrupta do fluxo observado. O brilho permanece diminuto até o planeta sair completamente da frente deste disco.

É importante citar que, idealmente, a curva de luz, durante o trânsito, teria o formato aproximado de um trapézio isósceles, com uma diminuição e um aumento constantes devido à entrada e saída do planeta da frente do disco projetado da estrela e um fluxo constante após o objeto estar totalmente sobreposto a ele (vide Figura 1.3, à esquerda). Porém, observamos um arredondamento da curva, principalmente em comprimentos de ondas mais azuis, devido ao efeito de escurecimento do limbo.

Uma estrela não possui um brilho uniforme em toda a sua superfície aparente. Ao invés disso, ela é mais brilhante na sua região central e menos brilhante à medida que consideramos regiões mais próximas da borda. Isto ocorre por dois motivos: profundidade óptica e temperatura. A profundidade óptica é relacionada à opacidade da atmosfera estelar. Fixemos uma profundidade óptica unitária, como pode ser vista pelas setas na parte direita da Figura 1.3. Perto das bordas do disco da estrela, essa profundidade óptica (representada pela seta vermelha) corresponde às camadas mais superficiais e mais frias da atmosfera estelar, ao passo que nas regiões centrais do disco estelar, o mesmo valor de profundidade óptica (representada pela seta azul) corresponde às camadas mais profundas e mais quentes. De acordo com a Lei de Stefan-Boltzmann, que estabelece a proporcionalidade $F \propto T^4$ entre o fluxo F emitido por um corpo negro e sua temperatura T , há um gradiente do fluxo total emitido em função da distância do centro do disco estelar. Desta forma, o observador verá um menor fluxo proveniente das bordas em relação ao centro do disco, caracterizando o escurecimento do limbo. Portanto, este efeito molda os trânsitos nas curvas de luz observadas em um formato mais arredondado, próximo à forma de “U”.

A ocultação⁶ ocorre durante o período em que o planeta se encontra atrás da estrela hospedeira, segundo a linha de visada do observador. Durante esse tempo, não observamos a luz refletida pelo planeta e a única fonte de brilho é a estrela, o que causa uma diminuição do fluxo total medido. Para este caso, a variação de fluxo é muito menor do que a observada em um trânsito planetário, conforme identificada pela linha sólida da Figura 1.2.

Algumas condições físicas e orbitais do sistema podem maximizar a probabilidade de detecção de um trânsito e, conseqüentemente, da descoberta de um exoplaneta.

⁵Aqui, tratamos apenas dos casos de fotometria realizada na faixa do óptico, desconsiderando possíveis emissões de energia por parte do planeta, que podem ser medidas principalmente no infravermelho. Essa emissão é observada, por exemplo, para planetas jovens que ainda possuem temperaturas relativamente altas resultantes do seu processo de formação.

⁶Não entraremos em detalhes sobre este processo e os parâmetros físicos que podem ser inferidos através dele. No entanto, o leitor pode encontrar mais informações em [Seager \(2010\)](#) e [Perryman \(2018\)](#).

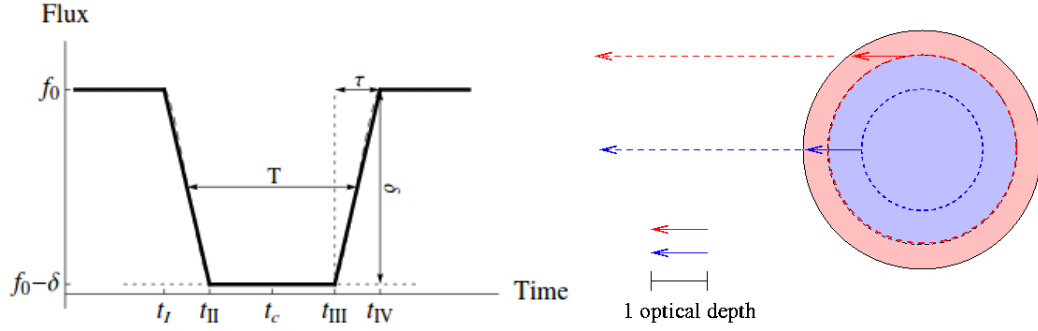


Figura 1.3: Esquerda: Representação de um modelo de curva de luz de um trânsito caso não seja levado em consideração o escurecimento do limbo. Fonte: Carter et al. (2009). Direita: Representação dos caminhos de fótons advindos da região central do disco da estrela (seta azul) e de uma região próxima à borda da estrela (seta vermelha), ambas à mesma profundidade óptica. Conforme explicamos no texto, o observador verá um fluxo menor nas bordas em comparação ao centro, configurando o efeito de escurecimento do limbo. Fonte: Material da disciplina de Astrofísica I, dada por Michael Richmond (<http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/limb/limb.html>).

A seguir, listamo-nas:

1. A técnica de detecção por trânsito planetário é intrinsecamente dependente da orientação da órbita do planeta em relação ao plano do céu. Para ser detectado, o sistema deve possuir uma configuração *edge-on* ou quase *edge-on*, na qual o plano orbital planetário é, aproximadamente, perpendicular ao plano do céu em relação à linha de visada.
2. Um parâmetro geométrico importante que altera o tempo de duração do trânsito observado é o parâmetro de impacto b . Este é definido como a distância, em unidades de fração do raio estelar R_* , entre as projeções do centro do disco estelar e do centro do disco planetário, quando ambas estão no ponto máximo de alinhamento em relação ao observador (vide Figura 1.4).

Para uma órbita circular (excentricidade $e = 0$), é dado por:

$$b = \frac{a \cos i}{R_*} \quad (1.1)$$

onde a é o semi-eixo maior da órbita do planeta, i a inclinação da órbita do planeta em relação ao plano do céu e R_* o raio da estrela observada (representado por R_S na Figura 1.4).

Também, pressupondo uma órbita circular, temos que o tempo de duração total de um trânsito t_T é dado por:

$$t_T = \frac{P}{\pi} \sin^{-1} \left(\frac{\sqrt{(R_* + R_P)^2 - (bR_*)^2}}{a} \right) \quad (1.2)$$

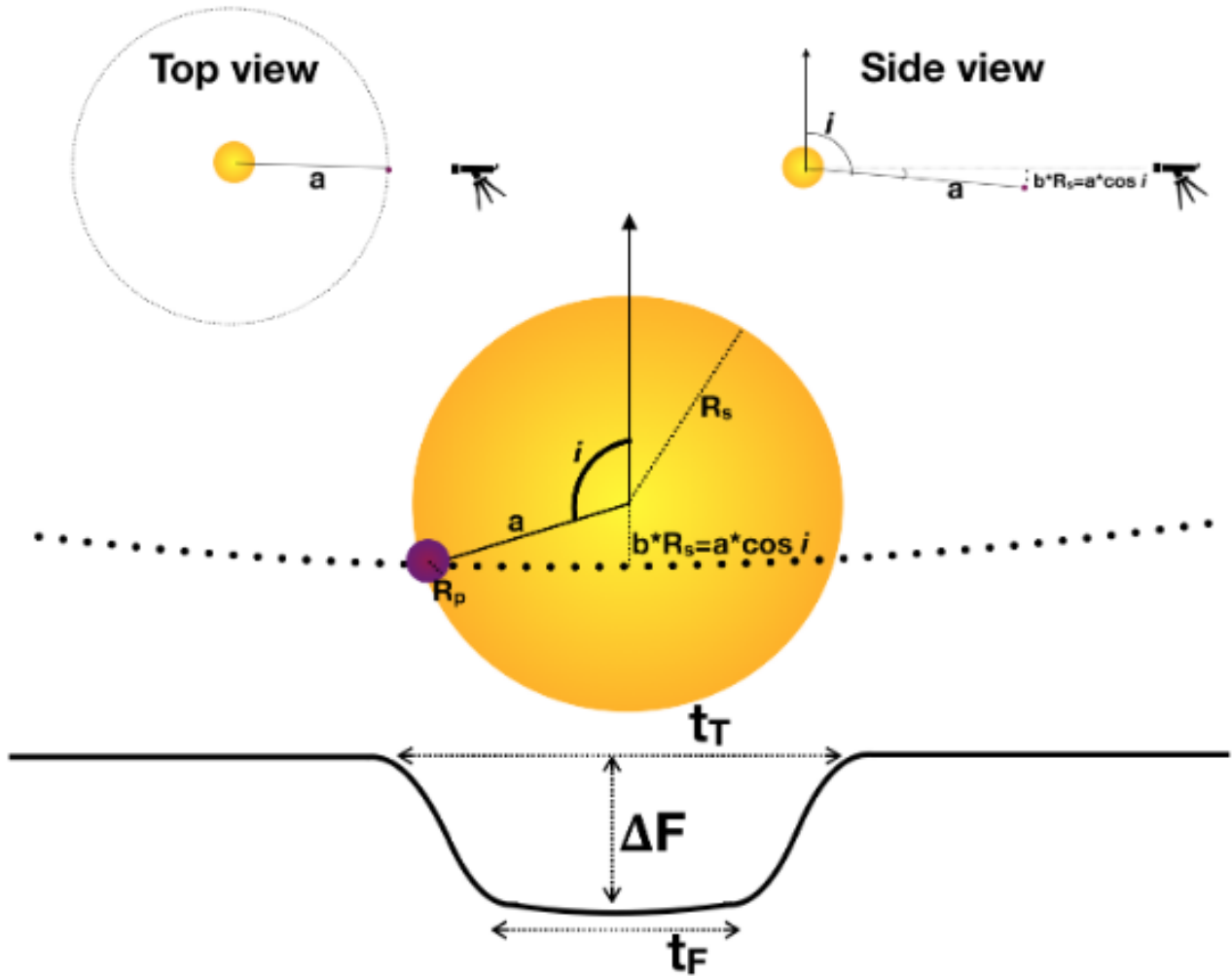


Figura 1.4: Representação de um trânsito planetário visto de cima (*Top view*) na figura superior, à esquerda; visto de lado (*Side view*) na figura superior, à direita; e visto na linha de visada do observador, na figura inferior. Na figura inferior, por exemplo, podemos observar que o planeta possui uma certa inclinação i em relação ao plano do céu e, portanto, o planeta não passa em frente ao disco estelar de acordo com a linha de visada do observador. Os parâmetros observados ou calculados são: a profundidade ΔF , o raio estelar R_s , raio planetário R_P , inclinação da órbita i , semi-eixo maior a , o parâmetro de impacto b , o tempo total de duração de um trânsito t_T e o tempo de duração de um trânsito calculado somente quando o planeta está totalmente dentro do disco estelar t_F (estes parâmetros são discutidos em detalhe no texto). Fonte da figura: [Deeg & Alonso \(2018\)](#)

sendo P o período orbital do planeta e R_P o raio planetário. Assim, o tempo total de duração de trânsito (t_T) é maior quando $b = 0$ e igual a 0 quando $b = 1$ e assumimos que $R_P \ll R_s$.

Quando utilizamos as aproximações de órbitas circulares e $i = 90^\circ$, podemos obter a relação aproximada entre o período orbital do planeta e o tempo de duração de seu trânsito, dada por:

$$\frac{t_T}{P} \approx \frac{2R_\star}{2\pi a} \quad (1.3)$$

Então, quando utilizamos a terceira lei de Kepler, podemos chegar na relação aproximada dada por:

$$\frac{t_T}{P} = \frac{R_\star}{\pi} \left(\frac{4\pi^2}{GM_\star P^2} \right)^{1/3} \quad (1.4)$$

onde G é a constante gravitacional universal.

Manipulando a Equação 1.4, utilizando o valor de $G = 5,1075 R_\odot^3 M_\odot^{-1} \text{h}^{-2}$ (em unidades de massa e raio solar e tempo em horas) e considerando que a estrela é uma esfera perfeita (ou seja, $\rho_\star = 3M_\star/4\pi R_\star^3$), para um período orbital expresso em horas, finalmente temos que:

$$t_T \approx \left(\frac{0,25 P \rho_\odot}{\rho_\star} \right)^{1/3} \text{ h} \quad (1.5)$$

ou

$$t_T \approx 2,88 \text{ h} \left(\frac{P}{4 \text{ d}} \right)^{1/3} \left(\frac{\rho_\star}{\rho_\odot} \right)^{-1/3} \quad (1.6)$$

onde h e d equivalem a horas e dias, respectivamente, e ρ_\star e ρ_\odot à densidade da estrela e à densidade solar, respectivamente. Ou seja, para uma estrela de densidade próxima à solar, um planeta que possui um período orbital de 4 dias apresentará uma duração de trânsito de aproximadamente 3 horas. Portanto, temos uma maior probabilidade de detectar um exoplaneta com parâmetro de impacto próximo a 0 e, quanto maior seu período orbital, maior será seu tempo de trânsito.

3. Considerando uma órbita aproximadamente circular, a probabilidade geométrica de trânsito planetário $P_{tr\grave{a}nsito}$ é dada por [Borucki & Summers \(1984\)](#) e [Sackett \(1999\)](#):

$$P_{tr\grave{a}nsito} = \frac{(R_\star + R_P)}{a} \quad (1.7)$$

Portanto, podemos concluir que a probabilidade de observarmos um trânsito cresce para maiores raios, tanto do planeta quanto da estrela, e para órbitas menores (planetas mais próximos à estrela hospedeira).

4. A profundidade do trânsito é definida como a fração do fluxo estelar bloqueada pelo planeta, conforme descrito por [Seager & Mallén-Ornelas \(2003\)](#):

$$\frac{F - F_{tr\grave{a}nsito}}{F} = \left(\frac{R_P}{R_\star} \right)^2 \quad (1.8)$$

onde F é o fluxo total do sistema quando não há trânsito e $F_{tr\grave{a}nsito}$ é o fluxo mínimo medido na curva de luz.

É interessante observar que o tamanho do planeta relativo ao tamanho da estrela pode ser obtido, simplesmente, pela medida da variação de brilho que ocorreu durante o trânsito. Além disso, essa variação determina a precisão fotométrica que um instrumento necessita alcançar para que o trânsito seja detectado (por exemplo, um planeta de raio igual ao de Júpiter orbitando uma estrela de raio solar pode causar até $\sim 1\%$ de decréscimo de fluxo durante o trânsito). Portanto, concluímos que observaremos uma maior variação de brilho quando um trânsito ocorrer em um sistema cujo planeta tenha grandes dimensões e/ou a estrela hospedeira seja menor.

Em suma, a discussão anterior mostra que a técnica de trânsito depende da configuração geométrica entre a estrela, o planeta e o observador; sua probabilidade de detectar exoplanetas aumenta para maiores planetas e estrelas hospedeiras e pela distância entre os dois e mostra que trânsitos apresentam quedas de fluxo mais acentuadas quanto maiores forem a razão entre os raios do planeta e sua estrela hospedeira. Assim, a técnica nos permite derivar o raio de um planeta relativo ao de sua estrela hospedeira, seu período orbital, seu semi-eixo maior (através da terceira lei de Kepler) e sua inclinação (através de modelos correspondentes ao formato da curva de luz).

Além disso, variações do período encontrado em torno de um valor médio estão normalmente associadas à presença de mais corpos no sistema. Estes podem ser detectados e, seus parâmetros físicos, citados no parágrafo anterior, podem ser inferidos através da técnica de detecção de exoplanetas chamada de “variação de tempo de trânsito” (transit-timing variation ou TTV, em inglês). Desta forma, as técnicas de trânsito e TTVs se mostram eficientes métodos para detecção e caracterização de exoplanetas, sendo responsáveis por mais de 76,6% das descobertas realizadas até o momento, de acordo com o NASA Exoplanet Archive.

1.2 Missão Kepler

O método do trânsito (descrito em detalhes na seção anterior) foi utilizado pela missão Kepler (Borucki et al., 2010) na busca por exoplanetas. Dentre os principais objetivos desta missão⁷, podemos mencionar: determinação das taxas de ocorrência e dos raios de planetas terrestres ou maiores dentro ou próximos das zonas habitáveis de estrelas de diferentes tipos espectrais; estimativa das distribuições de semi-eixo

⁷<https://www.nasa.gov/kepler/overview/aboutgoals>

maior, albedo, raio, massa e densidade de planetas terrestres e gigantes de curto período; estudo das propriedades das estrelas que hospedam sistemas planetários.

Para alcançar estes e outros objetivos, a missão Kepler realizou o monitoramento regular de estrelas de uma única região do céu, de 115,6 graus quadrados, localizada próxima às constelações de Cisne e Lira (vide Figura 1.5). Estas observações fizeram parte da missão principal, realizada durante um período de 4 anos (2009-2013), permitindo o estudo de aproximadamente 150 000 estrelas. Para manter o campo de observação fixo durante os ciclos orbitais do telescópio, o instrumento contava com 4 giroscópios, com funcionamento mínimo necessário de 3. Porém, em 2013, a missão Kepler teve um fim precoce pelo não funcionamento de 2 deles.

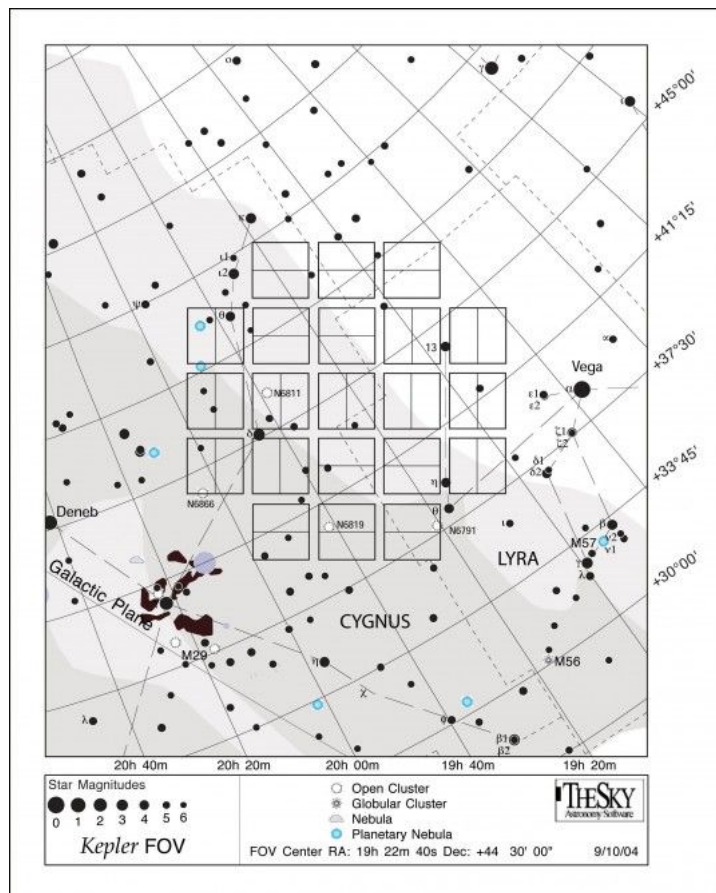


Figura 1.5: Região do céu observada pela missão Kepler e a disposição espacial dos 42 CCDs, indicados pelos retângulos dentro dos quadrados pretos e descritos em mais detalhes na Seção 2.1. Fonte: Kepler Mission Team⁸.

Como solução, a missão Kepler transformou-se na missão K2 (Howell et al., 2014). Devido à impossibilidade de estabilização com apenas dois giroscópios, a equipe responsável utilizou a pressão de radiação do Sol para manter o telescópio fixo, limitando-o a observar campos próximos à região da eclíptica e mudar seu campo de visão a cada ~ 80 dias. Para essa nova etapa, a missão não se restrin-

⁸<https://archive.stsci.edu/kepler/>

giu apenas à busca de exoplanetas já que suas campanhas de observações e alvos científicos atenderam a pedidos da comunidade astronômica. A lista detalhada dos programas e alvos selecionados pode ser encontrada na página da missão K2⁹ que inclui, por exemplo, supernovas, aglomerados estelares e objetos celestes da Via Láctea. Por fim, o telescópio Kepler encerrou suas atividades em novembro de 2018, por falta de combustível (usado para reorientação e controle de posição, incluindo virá-lo para Terra para envio dos dados coletados).

A missão Kepler foi muito bem sucedida, sendo responsável por detectar 2347 exoplanetas confirmados (NASA Exoplanet Archive), o que corresponde a cerca de 57% do número total de planetas descobertos até hoje. Além disso, permitiu a detecção de pouco mais de uma dúzia de anãs marrons (e.g. Johnson et al., 2011; Díaz et al., 2013; Moutou et al., 2013), 2878 binárias eclipsantes (Kirk et al., 2016) e estrelas variáveis (e.g. Kato & Osaki, 2013), além de fornecer dados que levam a outras descobertas como, por exemplo, discos *debris* (e.g. Lawler & Gladman, 2012).

1.3 Corpos celestes de interesse

Como foi dito na seção anterior, a missão Kepler foi responsável pela descobertas de milhares de exoplanetas, anãs marrons e binárias eclipsantes. Como estas classes de corpos celestes são importantes para a discussão dos nossos resultados no Capítulo 4, a seguir apresentaremos brevemente suas definições e principais características.

1.3.1 Binárias eclipsantes

Estrelas são caracterizadas pela fusão termonuclear de hidrogênio no seu núcleo, resultando na produção de hélio, durante a fase da sequência principal. Além disso, seu estágio inicial de formação e evolução ocorre através do colapso e fragmentação de uma nuvem de gás molecular, que por sua vez pode gerar sistemas com mais de uma estrela. Sistemas binários estelares, por exemplo, são compostos por duas estrelas que orbitam em torno de um centro de massa comum devido à atração gravitacional.

De grande interesse para este trabalho, destacamos as binárias eclipsantes: sistemas cujo plano orbital é aproximadamente perpendicular ao plano do céu e no qual as estrelas passam periodicamente uma em frente à outra, causando eclipses que podem ser detectados através da técnica de trânsito. Para estes sistemas, o comportamento da curva de luz apresenta dois intervalos de tempo nos quais ocorrem diminuições do brilho cujas amplitudes não são necessariamente semelhantes. A

⁹<https://keplerscience.arc.nasa.gov/k2-approved-programs.html>

partir da análise desta curva de luz, é possível estimar, de forma precisa, raios (Torres et al., 2010) e razões de temperaturas efetivas (Carroll & Ostlie, 2006). Ainda, caso haja dados espectroscópicos, as massas dos dois corpos também poderão ser inferidas (Carroll & Ostlie, 2006).

1.3.2 Anãs Marrons

Anãs marrons, durante seu processo de formação, não atingem a massa mínima necessária para a fusão de hidrogênio em seu núcleo, como as estrelas. Suas massas compreendem o intervalo de $\sim 0,013$ a $\sim 0,075 M_{\odot}$ (e.g. Chabrier & Baraffe, 2000; Spiegel et al., 2011), ou em termos de massas de Júpiter, ~ 13 a $\sim 75 M_J$.

No núcleo de anãs marrons, ocorre apenas a fusão de um isótopo do hidrogênio, o deutério (^2H), resultando na produção do isótopo ^3He do hélio. Para anãs marrons mais massivas (massas superiores a $0,06 M_{\odot}$), ocorre também a fusão do isótopo ^7Li do lítio no isótopo ^4He do hélio (e.g., Chabrier et al., 1996; Chabrier & Baraffe, 2000; Basri, 2000). Isto faz com que a evolução de uma anã marrom envolva esfriamento e diminuição de seu brilho conforme vá esgotando sua reserva de deutério e lítio (vide Figura 1.6). Portanto, devido às suas baixas temperaturas e luminosidades, normalmente anãs marrons são detectadas, de forma direta, através de observações na faixa de comprimento de onda do infravermelho ou através de técnicas de detecção indireta, como o trânsito, quando estas orbitam estrelas mais brilhantes.

1.3.3 Exoplanetas

Devido ao colapso de parte da nuvem molecular que dá origem à(s) estrela(s) e um possível sistema planetário, o material que se desprenderá rotacionará cada vez mais rapidamente, ao passo que em seu interior haverá a formação da proto-estrela. Esta dinâmica, por sua vez, achata o material circundante à estrela em formação em um disco circunstelar de poeira e gás, chamado de disco protoplanetário: o berço dos possíveis planetas que se formarão (e.g., Williams & Cieza, 2011).

Embora detecções diretas de planetas em formação nos discos tenham sido reportadas (e.g., Currie et al., 2015; Reggiani et al., 2014), elas não são conclusivas e eventualmente são contestadas (e.g., Rameau et al., 2017; Ligi et al., 2018), o que cria dificuldades em confirmarmos modelos de formação planetária propostos. No entanto, há um mecanismo mais aceito para a formação de gigantes gasosos: o mecanismo de “acrecção de núcleo” (e.g., Ida & Lin, 2004a,b), através do qual partículas sólidas começam a se juntar através de coagulação e colisões, dando origem a corpos

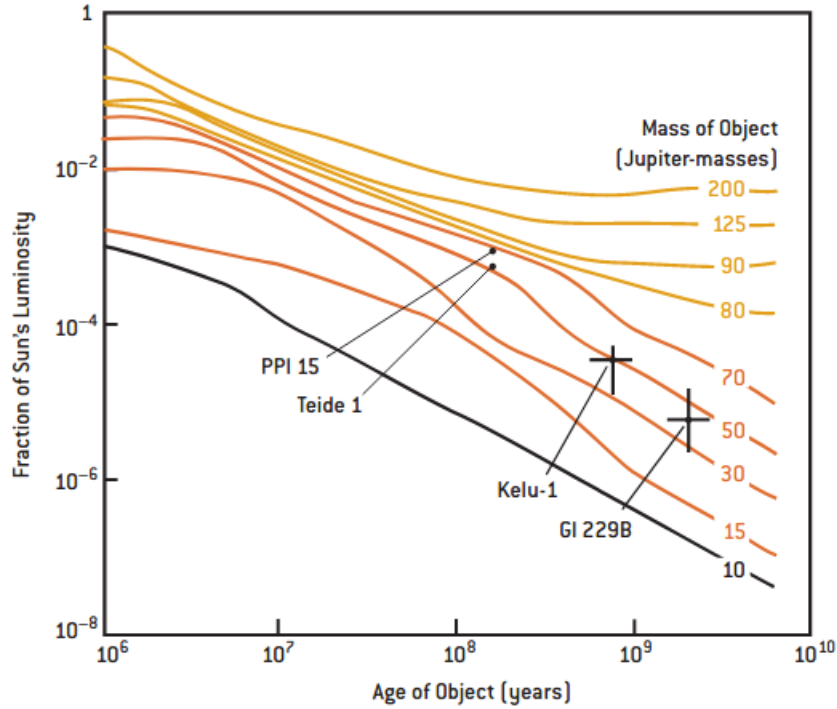


Figura 1.6: Gráfico de luminosidade (L/L_{\odot}) versus idade (anos) para estrelas de baixa massa (linhas amarelas), anãs marrons (linhas laranja) e planetas (linha preta). Notamos que cada linha corresponde a uma massa inicial (em massas de Júpiter) destes objetos e que todas decrescem, até um certo momento. No entanto, para anãs marrons e objetos de menor massa, as linhas não se estabilizam em momento algum. Fonte: [Basri \(2000\)](#)

cada vez maiores¹⁰. Em regiões além da linha de gelo (distância mínima da estrela a partir da qual compostos voláteis¹¹ – por exemplo, a água – são encontrados no estado sólido), a maior disponibilidade de partículas sólidas para a formação de grãos e a menor influência gravitacional da estrela permitem a formação de embriões planetários maiores do que aqueles que estão em regiões mais próximas da estrela hospedeira. Ao atingir cerca de 10 massas terrestres, estes embriões planetários possuirão gravidade suficiente para acumular uma atmosfera espessa através da acreção de gás do disco ao seu redor, eventualmente dando origem aos planetas gigantes gasosos. Ainda, neste processo, planetas ou planetesimais poderão migrar através da troca de momento angular entre eles e o disco, podendo se aproximar ou se afastar da estrela (e.g., [Kley & Nelson, 2012](#)). Este modelo, portanto, é condizente com a existência de Júpiteres quentes: exoplanetas gasosos encontrados em regiões próximas às suas estrelas hospedeiras ([Dawson & Johnson, 2018](#)). Assim, após a

¹⁰O processo de coagulação dos grãos até se tornarem planetesimais (escala de centímetros a quilômetros) ainda não é bem compreendida, devido as escalas de tempo necessárias para que o processo ocorra quando comparadas às dos modelos de formação planetária ([Perryman, 2018](#)).

¹¹Voláteis são elementos ou compostos químicos com baixo ponto de ebulição. Este termo, em Ciências Planetárias, refere-se, por exemplo, a hidrogênio, hélio, nitrogênio, água, amônia, gás carbônico, metano, dióxido de enxofre, entre outros.

dissipação de todo o gás do disco e término do processo colisional e de migração, o sistema planetário originado se estabilizará e apresentará tanto planetas quanto demais corpos, tais como luas, cometas e asteroides. Portanto, ao estudarmos por completo tais sistemas, além da modelagem do processo de formação e estudo da migração e evolução dinâmica, é importante que estabeleçamos como definimos e classificamos seus componentes.

A resolução B5 de 2006 da União Astronômica Internacional¹², estabeleceu apenas a definição de planetas no Sistema Solar. De acordo com ela, planetas do Sistema Solar são corpos celestes que estão em órbita ao redor do Sol, possuem uma forma aproximadamente esférica determinada pelo equilíbrio hidrostático e limpam a vizinhança em suas órbitas. Porém, ainda não há definição similar da IAU para os exoplanetas. Há apenas uma recomendação feita, em 2003, pelo Grupo de Trabalho em Planetas Extrassolares¹³: de acordo com ela, exoplanetas são corpos celestes que, independentemente de como se formaram, orbitam estrelas ou remanescentes estelares e possuem massas inferiores a $\sim 13 M_J$, limite abaixo do qual não há fusão termonuclear do deutério para metalicidades solares. Algumas propostas para unificar as definições de planetas e exoplanetas foram feitas (e.g., Margot, 2015), porém ainda não foram avaliadas em detalhes.

Além disso, podemos verificar, na literatura, que diferentes critérios de classificação baseados nos parâmetros físicos e químicos dos exoplanetas são utilizados, sem que haja uma padronização estabelecida. Portanto, aqui destacamos os critérios que utilizamos, retirados de Petigura et al. (2018). Nele, os autores classificaram os planetas, baseados em seus raios R_P , da seguinte forma:

- Júpiter: $R_P = 8-24 R_{\oplus}$
- Mini-Saturno: $R_P = 4-8 R_{\oplus}$
- Mini-Netuno: $R_P = 1,7-4 R_{\oplus}$
- Super-Terra: $R_P = 1-1,7 R_{\oplus}$

Também classificaram os planetas baseados em seu período orbital P :

- Quente: $P = 0-10$ dias
- Morno: $P = 10-100$ dias
- Frio: $P = 100-350$ dias

Assim, como veremos na próxima seção, os planetas de maior interesse para nosso trabalho serão os classificados como Júpiteres quentes.

¹²https://www.iau.org/static/resolutions/Resolution_GA26-5-6.pdf

¹³A descrição do grupo e a recomendação quanto a definição de exoplanetas são encontradas, em detalhes, em Boss et al. (2007)

1.4 Motivação científica e objetivos

Os dados fornecidos pela missão Kepler são o alicerce de diversos estudos exoplanetários. A seguir, listamos alguns de seus resultados:

- [Petigura et al. \(2013\)](#) estimou que cerca de 22% das estrelas de tipo solar devem possuir um planeta terrestre na zona habitável.
- Foram identificados diversos tipos de planetas não encontrados no Sistema Solar como as super-Terras ($1-1,7 R_{\oplus}$), mini-Netunos ($1,7-4 R_{\oplus}$) e Júpiteres quentes e mornos ($8-24 R_{\oplus}$, com período orbital menor que 100 dias), de acordo com as definições propostas por [Petigura et al. \(2018\)](#). Embora a técnica de trânsito encontre mais facilmente planetas gigantes de períodos curtos, o maior número de detecções foi de super-Terras e mini-Netunos (vide Figura 1.7).
- Existe um vale na distribuição dos raios planetários em $\sim 1,8-1,9 R_{\oplus}$ e esta localização varia em função do período orbital ([Fulton & Petigura, 2018](#); [Martinez et al., 2019](#)).
- Há evidências de que a correlação planeta-metalicidade observada para planetas gigantes (e.g., [Fischer & Valenti, 2005](#); [Ghezzi et al., 2010, 2018](#)) não é válida para planetas terrestres (e.g., [Buchhave et al., 2012, 2014](#); [Petigura et al., 2018](#)).

Apesar destes avanços, ainda não temos uma amostra de objetos suficiente para definirmos, com uma estatística robusta, diversas propriedades desses corpos celestes. Por exemplo, apesar de podermos inferir a frequência de Júpiteres quentes e planetas rochosos que orbitam estrelas do tipo solar na Galáxia (e.g. [Silburt et al., 2015](#); [Fulton et al., 2017](#); [Petigura et al., 2018](#)) e utilizarmos os dados para validação dos modelos de formação e migração planetária (e.g. [Benz et al., 2014](#)), essas questões são constantemente revisitadas cada vez que novos exoplanetas são encontrados. Mais do que isso, ainda existem diferenças significativas entre estimativas de taxas de ocorrência de exoplanetas em função de sua classificação, das propriedades de suas estrelas hospedeiras e do método de detecção utilizado ([Winn, 2018](#)). Portanto, a continuidade das buscas por novos sistemas planetários é crucial para que a comunidade solucione estas e outras questões.

Apesar do sucesso da missão Kepler, os planetas descobertos foram identificados através da observação contínua de apenas $\sim 3\%$ das estrelas presentes em seu campo de visão: devido à capacidade de armazenamento e transmissão de dados do Kepler, somente pouco mais de 150 000 das $\sim 4,5$ milhões de estrelas presentes no seu campo foram analisadas. Logo, existe uma grande quantidade de estrelas ignoradas pela missão, embora haja dados disponíveis em suas imagens.

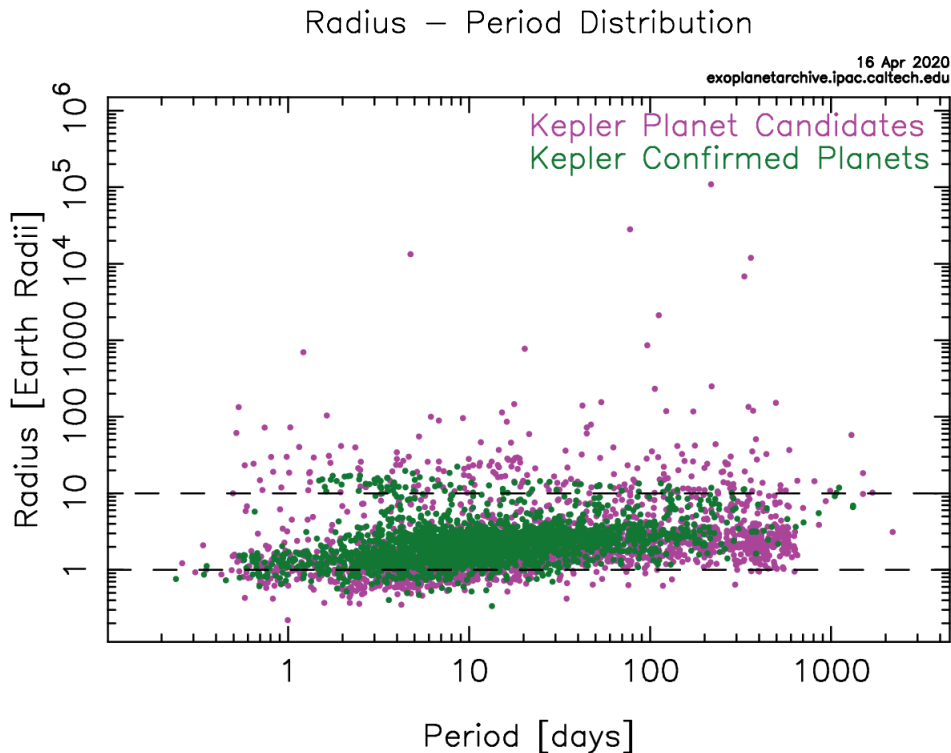


Figura 1.7: Gráfico de raio planetário (raios terrestres) em função do período orbital (dias). No gráfico, são mostrados os planetas confirmados pela missão Kepler (em verde) e os candidatos ainda não confirmados por ela (rosa). Notamos que a maioria dos planetas se concentra entre 1 raio terrestre e 10 raios terrestres, o que indica que foram encontrados muito mais planetas dos tipos Terra, super-Terra e mini-Netuno do que planetas gigantes. Fonte: NASA Exoplanet Archive

O trabalho desenvolvido e apresentado nesta dissertação de mestrado, portanto, é um estudo que consiste na seleção de possíveis candidatos a planetas ou anãs marrons ao redor de estrelas cuja análise fotométrica não havia sido feita até o momento. Nosso objetivo principal é a descoberta de novos Júpiteres quentes e anãs marrons com períodos relativamente curtos para fornecer vínculos mais precisos para as taxas de ocorrência destes objetos ao redor de estrelas de tipos espectrais FGKM.

A cadência e qualidade dos nossos dados, no entanto, impedem a detecção de planetas menores e uma caracterização mais detalhada dos sistemas encontrados. Desta forma, nossos resultados servirão de base para posteriores análises mais aprofundadas através de validação e acompanhamento destes candidatos.

Esta dissertação está organizada da seguinte forma. O Capítulo 2 descreve as Full Frame Images (FFIs) utilizadas no trabalho, o catálogo Kepler Input Catalog (KIC) e as limitações dos nossos dados. O Capítulo 3 apresenta uma seção dedicada à breve discussão sobre a metodologia de imageamento diferencial e porque não a utilizamos para produção de nossos resultados. Também descreve a metodologia de fotometria de abertura adaptável, que utilizamos para produzir as curvas de luz e procurar por trânsitos. O Capítulo 4 trata da amostra de candidatos a planetas

que descobrimos e os resultados provenientes de sua análise. O Capítulo 5 contém as nossas conclusões e perspectivas futuras. Por fim, o Apêndice apresenta uma tabela com estimativas aproximadas dos parâmetros físicos dos possíveis objetos encontrados e suas estrelas.

Capítulo 2

Dados

2.1 As Full Frame Images

O telescópio espacial Kepler, um instrumento que consiste em um fotômetro de abertura de 0,95 metros com um espelho primário de 1,4 metros de diâmetro, até o fim da missão em 2013, observou o céu com um campo de visão fixo de 115,6 graus quadrados. Apesar dele rotacionar em um ângulo de 90° a cada ~ 3 meses, mudando sua orientação, esta área se conservava. Desta forma, quase todas as 4,5 milhões de estrelas em seu campo foram observadas por toda a missão. Houve exceções, como estrelas localizadas nas bordas dos canais de saída (regiões dos CCDs onde eram geradas as imagens que, conjuntamente, formavam as FFIs) por movimentação dos píxeis e pelo movimento das estrelas (vide Figura 2.1) ou por efeitos sistemáticos, como a perda de funcionamento do módulo 3 durante a missão.

Todas estas estrelas se encontram dentro do campo de visão do telescópio. No entanto, devido à capacidade de armazenamento e transmissão de dados do Kepler, apenas $\sim 150\,000$ estrelas foram pré-selecionadas (Batalha et al., 2010) para análise fotométrica contínua por observações de cadência curta (58,85 segundos) e longa (29,4 minutos), com posterior produção de curvas de luz. Destas estrelas, a maioria se encontra entre magnitudes 14 e 16 na banda fotométrica do Kepler (K_p), embora também haja exemplos de estrelas mais brilhantes. Assim, as demais estrelas mais fracas ($K_p > 16$) só foram observadas através das imagens de campo inteiro, chamadas de Full Frame Images ou FFIs.

No total, a missão Kepler produziu 53 FFIs das quais as 8 primeiras, também chamadas de “golden FFIs”, foram observadas durante o período de comissionamento do telescópio de ~ 36 horas, com tempo de exposição de $\sim 29,4$ minutos cada.

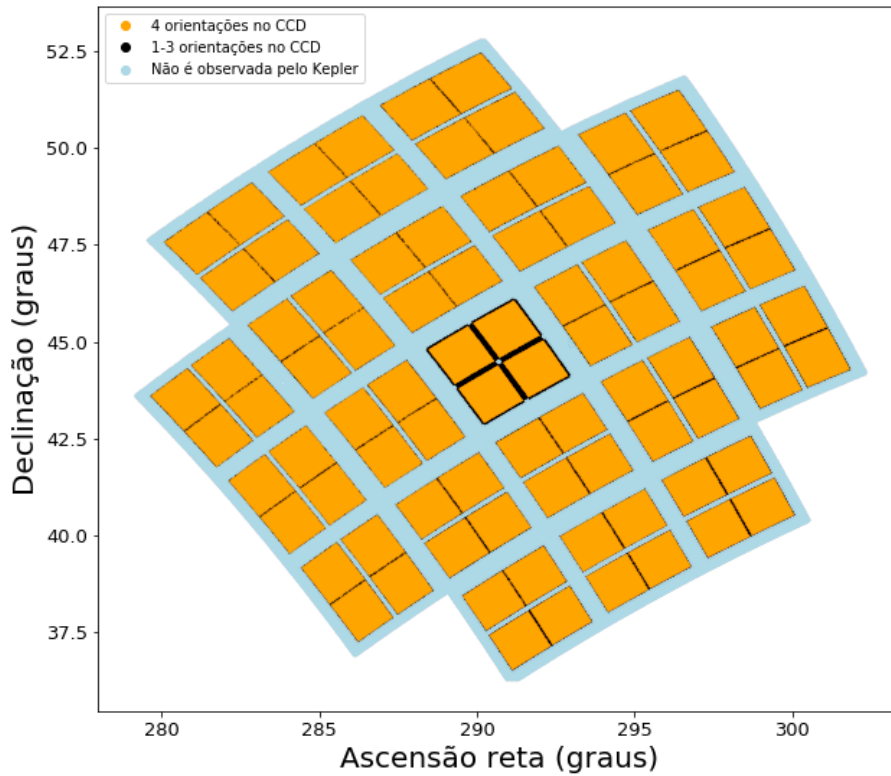


Figura 2.1: Representação esquemática de todas as estrelas presentes no campo de visão observado pela missão Kepler. Os pontos em laranja são correspondentes às estrelas que foram observadas durante toda a missão, os pontos em preto às estrelas que não foram observadas em algumas orientações (angulação do telescópio) e em azul as estrelas que não foram detectadas por se encontrarem no espaço vazio entre dois CCDs vizinhos ou exterior às bordas de cada módulo. Notamos que os pontos pretos correspondem às bordas, afetadas pelo movimento aparente das estrelas e aberração estelar, conforme melhor explicamos na Seção 2.4.

As demais foram produzidas em intervalos aproximados de 1 mês¹, com mesmo tempo de exposição, até o fim da missão Kepler.

Estas 45 FFIs eram geradas após o telescópio se reorientar para a Terra para enviar os dados coletados durante o período de observação contínua de quase 1 mês. Ao se direcionar novamente ao campo de visão inicial, o Kepler gravava uma FFI para fins de calibração e alinhamento. Após esse processo, finalmente voltava ao procedimento padrão de observação e acompanhamento exclusivo das estrelas selecionadas.

As FFIs foram separadas por classificação quanto às suas orientações e às quais

¹O espaço de tempo entre FFIs consecutivas não é constante devido a problemas técnicos e de manutenção que ocorreram durante a missão, com casos extremos de duas FFIs consecutivas separadas por ~ 2 horas e outro com intervalo de 64,7 dias. No entanto, em média, podemos dizer que foram equiespaçadas mensalmente.

trimestres foram produzidas. A nomenclatura utilizada para orientação na base de dados é *season*, correspondente a um número inteiro de 0 a 3 que se repete a cada ano (lembramos que cada vez que o telescópio rotaciona 90° em relação ao eixo fixo de observação, ele muda sua orientação). A nomenclatura para trimestre é *quarter*, que corresponde aos números 0 a 16 até o final da missão. Por exemplo, as primeiras imagens produzidas (golden FFIs) correspondem a mesma orientação de valor 3 e trimestre 0. Os detalhes de cada FFI em relação a sua orientação, trimestre e data de produção podem ser conferidos na Tabela 2.1.

Uma FFI é composta por 21 módulos, onde cada um contém 2 CCDs e 4 canais de saída cada (vide Figura 2.2). Assim, para cada FFI, temos 84 imagens correspondentes a uma determinada posição da FFI, produzida por metade de um CCD. Caso haja uma falha em um módulo, há a perda de 2 CCDs e 4 imagens, fato que ocorreu para os módulos 3, 4 e 7 (representados pelos módulos com cor de fundo cinza na Figura 2.2) durante as missões Kepler e K2.

Cada canal de saída do CCD (*channel*), por sua vez, consiste em 1070 linhas e 1132 colunas de píxeis sendo que apenas uma parte, equivalente a uma matriz de 1024×1100 píxeis, é utilizada para fotometria (o sensor de detecção de imagem é um mosaico composto por 42 CCDs cujo tamanho de cada unidade é de 50×25 mm, contendo 2200×1024 píxeis). Dizemos, então, que estes são os píxeis científicos do CCD, ou seja, eles convertem o fluxo recebido das observações em informação eletrônica e posteriormente em contagens, utilizadas para visualização e ciência. É importante notar que cada píxel contém lados equivalentes a aproximadamente $4''$ de projeção no céu. Na Figura 2.3, podemos ver o esquema representativo de um canal de saída do telescópio Kepler.

2.2 Obtenção das FFIs

As 53 Full Frame Images se encontram para uso livre e para download no repositório do MAST³ (*Mikulski Archive for Space Telescopes*). Ao entrarmos na página, há duas opções de FFIs para cada observação: as sem calibração de flat-field, corrente de escuro, ruído eletrônico do próprio CCD (*bias*) e contendo “smear”⁴ (orig FFIs) e as já calibradas (cal FFIs). Optamos pelas imagens já calibradas. As imagens são provenientes de um telescópio espacial com excelente estabilidade, de forma que não houve a necessidade de fazer procedimentos adicionais de redução de dados.

Cada FFI corresponde a um arquivo *fits* de 389 MB que abriga 85 arquivos *fits*, sendo o primeiro o *header* da observação (contém dados relevantes à observação

²<https://keplerscience.arc.nasa.gov/the-kepler-space-telescope.html>

³<https://archive.stsci.edu/pub/kepler/ffi/>

⁴“Smear” é um efeito de saturação de toda uma coluna de píxeis causado por estrelas muito brilhantes.

FFI (nome)	Fim da observação (UTC)	Fim da observação (MJD)	Orientação (season)	Trimestre (Quarter)
kplr2009114174833	2009-04-24 17:48:33,984	54945,74206		
kplr2009114204835	2009-04-24 20:48:35,997	54945,8670833		
kplr2009115002613	2009-04-25 00:26:13,888	54946,0182163		
kplr2009115053616	2009-04-25 05:36:16,637	54946,2335259		
kplr2009115080620	2009-04-25 08:06:20,494	54946,3377372	3	0
kplr2009115131122	2009-04-25 13:11:22,459	54946,5495655		
kplr2009115173611	2009-04-25 17:36:11,626	54946,7334679		
kplr2009116035924	2009-04-26 03:59:24,077	54947,1662509		
kplr2009170043915	2009-06-19 04:39:15,180	55001,1939257		
kplr2009231194831	2009-08-19 19:48:31,173	55062,8253608	0	2
kplr2009260000800	2009-09-17 00:08:00,435	55091,0055606		
kplr2009292020429	2009-10-19 02:04:29,997	55123,0864583		
kplr2009322233047	2009-11-18 23:30:47,064	55153,9797114	1	3
kplr2009351005245	2009-12-17 00:52:45,082	55182,0366329		
kplr2010019225502	2010-01-19 22:55:02,729	55215,9548927		
kplr2010020005046	2010-01-20 00:50:46,887	55216,0352649		
kplr2010049182302	2010-02-18 18:23:02,564	55245,7660019	2	4
kplr2010078174524	2010-03-19 17:45:24,068	55274,7398619		
kplr2010111125026	2010-04-21 12:50:26,877	55307,5350333		
kplr2010140101631	2010-05-20 10:16:31,650	55336,4281441	3	5
kplr2010174164113	2010-06-23 16:41:13,660	55370,695297		
kplr2010203012215	2010-07-22 01:22:15,133	55399,0571196		
kplr2010234192745	2010-08-22T19:27:45,146	55430,8109392	0	6
kplr2010265195356	2010-09-22T19:53:56,607	55461,8291274		
kplr2010296192119	2010-10-23T19:21:19,103	55492,8064711		
kplr2010326181728	2010-11-22T18:17:28,489	55522,7621353	1	7
kplr2010356020128	2010-12-22T02:01:28,557	55552,0843583		
kplr2011024134926	2011-01-24T13:49:26,538	55585,5760016		
kplr2011053174401	2011-02-22T17:44:01,167	55614,7389024	2	8
kplr2011116104002	2011-04-26T10:40:02,743	55677,4444762		
kplr2011145152723	2011-05-25T15:27:23,526	55706,6440223	3	9
kplr2011177110110	2011-06-26T11:01:10,067	55738,4591443		
kplr2011208112727	2011-07-27T11:27:27,273	55769,477399		
kplr2011240181752	2011-08-28T18:17:52,880	55801,7624176	0	10
kplr2011271191331	2011-09-28T19:13:31,722	55832,8010616		
kplr2011303191211	2011-10-30T19:12:11,370	55864,8001316		
kplr2011334181008	2011-11-30T18:10:08,515	55895,757043	1	11
kplr2012004204112	2012-01-04T20:41:12,704	55930,8619526		
kplr2012032101442	2012-02-01T10:14:42,354	55958,4268791		
kplr2012060123308	2012-02-29T12:33:08,193	55986,5230115	2	12
kplr2012088132324	2012-03-28T13:23:24,149	56014,5579184		
kplr2012121122500	2012-04-30T12:25:00,551	56047,5173675		
kplr2012151105138	2012-05-30T10:51:38,056	56077,4525238	3	13
kplr2012179140901	2012-06-27T14:09:01,215	56105,5895974		
kplr2012211123923	2012-07-29T12:39:23,523	56137,5273556		
kplr2012242195726	2012-08-29T19:57:26,913	56168,8315615	0	14
kplr2012277203051	2012-10-03T20:30:51,125	56203,8547584		
kplr2012310200152	2012-11-05T20:01:52,982	56236,834641		
kplr2012341215621	2012-12-06T21:56:21,661	56267,9141396	1	15
kplr2013011160902	2013-01-11T16:09:02,776	56303,6729488		
kplr2013038133130	2013-02-07T13:31:30,633	56330,563549		
kplr2013065115251	2013-03-06T11:52:51,542	56357,495041	2	16
kplr2013098115308	2013-04-08T11:53:08,571	56390,4952381		

Tabela 2.1: Tabela de referência das FFIs, com os dias e horários correspondentes aos finais de cada observação (estes são os momentos em que as FFIs foram produzidas e correspondem aos dias julianos modificados – MJDs, que veremos mais adiante nas curvas de luz) e a que orientação e trimestre correspondem. Utilizamos cores nas orientações (3-verde; 0-preto; 1-vermelho; 2-azul) pois elas correspondem às mesmas cores e orientações que serão apresentadas nas curvas de luz e gráficos nesta dissertação. A região cinza corresponde à FFI que está desalinhada em relação às demais e que, portanto, foi excluída de nossa análise.

Kepler Focal Plane Layout

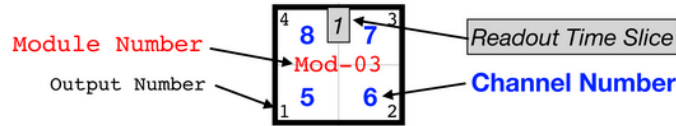
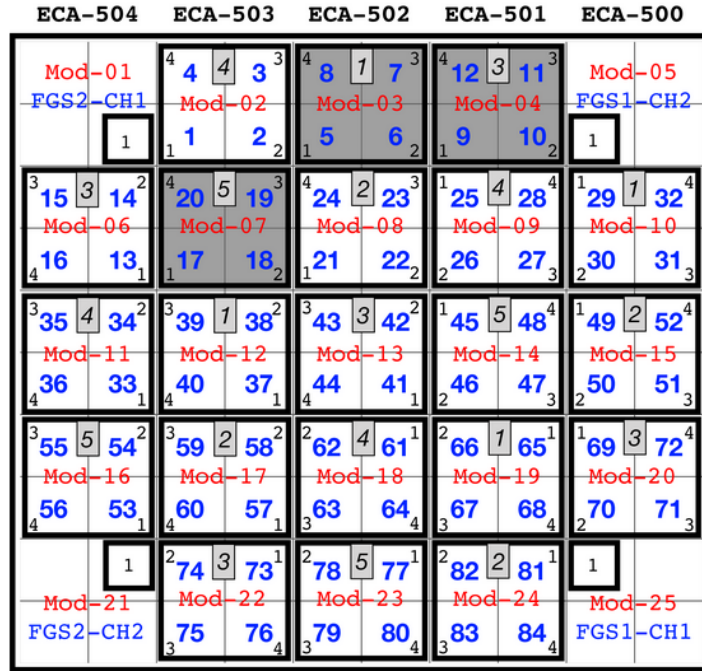


Figura 2.2: Representação da configuração dos módulos e canais de saída do Kepler. Os módulos cinza correspondem aos módulos que pararam de funcionar durante o período das missões Kepler e K2. Fonte: Kepler & K2 Science Center².

da FFI) e os demais referentes às imagens para cada canal de saída (contendo informações de cada canal de saída observado e as contagens de cada píxel). No entanto, uma das FFIs (**kplr2009170043915**) está desalinhada em relação às demais por aproximadamente 4 píxeis ($\sim 16''$) e, portanto, não a incluímos em nossa análise. Assim, para nosso estudo, utilizamos 20,288 GB de dados correspondentes a 4368 imagens.

2.3 O Catálogo de entrada do Kepler - KIC

No processo de planejamento da missão Kepler, a equipe responsável pela seleção do campo de visão e das estrelas a serem observadas pelo telescópio criou um catálogo chamado “Catálogo de entrada do Kepler” ou KIC (*Kepler Input Catalog*).

O KIC é um catálogo que contém dados físicos e fotométricos das estrelas presentes no campo de visão da missão Kepler ($\sim 4,5$ milhões) e de estrelas vizinhas à área observada. No total, o KIC possui informações sobre 13,3 milhões de objetos.

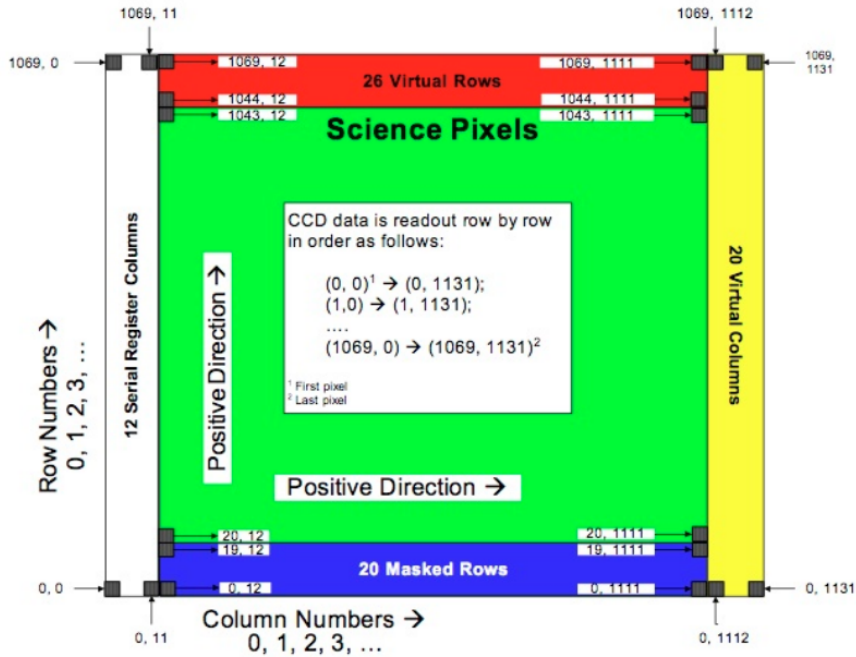


Figura 2.3: Esquema representativo de um canal de saída do CCD do telescópio Kepler. Vemos que as colunas 0-11 e 1112-1131 e as linhas 0-19 e 1044-1069 não são utilizadas para as imagens científicas. Os pixels científicos se concentram na parte verde da figura e equivalem a 1024 linhas e 1100 colunas. Fonte: Kepler & K2 Science Center.

Quando o catálogo foi produzido, a missão o utilizou para selecionar seus 150 000 alvos prioritários a partir, principalmente, de três parâmetros: magnitude, raio estelar e temperatura efetiva. Apesar de o catálogo conter diversos outros parâmetros físicos, nesta seção apenas discutiremos superficialmente os critérios de seleção baseados nestes três parâmetros e a forma como foram calculados. Mais detalhes podem ser encontrados em [Brown et al. \(2011\)](#).

2.3.1 Magnitude

As magnitudes K_p utilizadas no KIC foram derivadas, principalmente, das magnitudes g , r , i presentes no levantamento astronômico Sloan Digital Sky Survey (SDSS; [Fukugita et al., 1996](#); [Smith et al., 2002](#)). O processo de conversão de magnitudes ou cores entre sistemas fotométricos distintos consiste em utilizar os valores de magnitudes do objeto celeste de interesse, ajustar um espectro teórico baseado nestes pontos e integrar este espectro sobre a curva de transmissão do instrumento para o qual queremos fazer a transformação. Podemos ver a curva de transmissão dos filtros do SDSS na Figura 2.4, à esquerda, e a curva de transmissão do Kepler, que apresenta sensibilidade espectral no intervalo de comprimento de onda de 420 a 905 nm e que chamaremos de $K_I(\lambda)$, à direita.

Para o cálculo de K_p , são usados os fluxos estelares de modelos atmosféricos de estrelas de diversas classificações espectrais apresentados em [Castelli & Kurucz \(2004\)](#). Depois, a taxa de detecção fotoeletrônica por filtro (baseada na curva de transmissão do telescópio Kepler, descrita em [Koch et al. 2010](#)), dependente das classificações espectrais (funções de temperatura, gravidade superficial e metalicidade), é calculada. Em suma, para um conjunto de estrelas; usando valores numéricos de magnitudes nas bandas g , r , i ; definindo quais são as classificações espectrais e produzindo seus espectros com os modelos teóricos selecionados, podemos calcular a conversão das magnitudes anteriores para as magnitudes K_p . Para casos onde não havia magnitudes g , r , i disponíveis para a estrela analisada, outros catálogos foram utilizados. Para casos onde só uma das magnitudes do SDSS estava disponível, elas eram utilizadas sem qualquer conversão.

[Brown et al. \(2011\)](#) apresentam as relações matemáticas de conversão entre as magnitudes do SDSS e discutem que os valores de K_p apresentam incertezas de até 0,2 mag para estrelas de temperatura efetiva T_{eff} maior que 3500 K que possuem as magnitudes g , r , i . Também afirmam que as incertezas são maiores quando há menos magnitudes do SDSS presentes. No entanto, o catálogo não apresenta estas incertezas. Por serem altamente dependentes das magnitudes disponíveis no SDSS e outros catálogos, as magnitudes K_p devem ser utilizadas com cuidado pelo leitor. São recomendáveis apenas para estudos estatísticos e análises automatizadas de grandes quantidades de estrelas contidas na região observada pela missão Kepler.

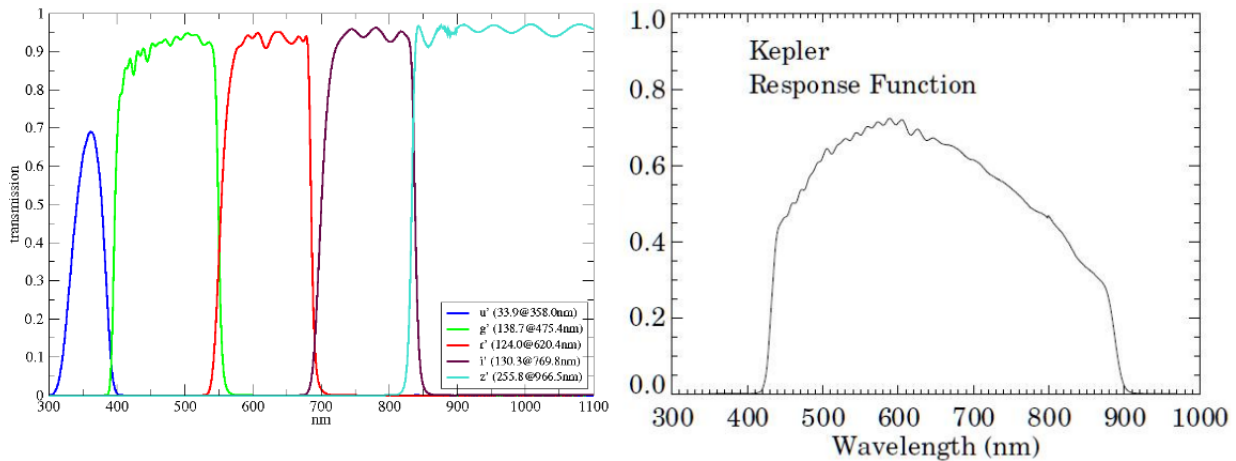


Figura 2.4: Esquerda: curvas de transmissão para as bandas presentes no Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Para o cálculo das magnitudes K_p , foram utilizadas as magnitudes das estrelas nas bandas g , r , i . Fonte: Leibniz-Institut für Astrophysik Potsdam⁵.

Direita: curva de transmissão para a única banda da missão Kepler. Fonte: Kepler & K2 Science Center.

⁵<https://www.aip.de/en/research/facilities/stella/instruments/data/sloanugriz-filter-curves>

O cálculo da magnitude é importante para se mensurar a precisão necessária para se detectar trânsitos pelo instrumento pois há maior dificuldade de detecção de pequenas mudanças de brilho causadas por trânsitos quanto mais fracas as estrelas observadas forem. A fotometria de estrelas fracas é problemática pela detecção da estrela alvo e de sua separação do ruído de fundo, ou seja, é altamente dependente da razão sinal-ruído. Além disso, estrelas fracas são problemáticas para acompanhamento (*follow-up*) por outras técnicas e instrumentos de observação. Assim, o critério utilizado pela missão Kepler foi selecionar apenas estrelas mais brilhantes que $K_p = 16$, apesar de o KIC conter estrelas mais fracas, de magnitude até 21.

2.3.2 Temperatura efetiva e raio estelar

Como mencionado na subseção anterior, os modelos de classificação espectral utilizados foram os apresentados por [Castelli & Kurucz \(2004\)](#), que são dependentes de parâmetros físicos estelares. Para a definição de temperatura efetiva T_{eff} , gravidade superficial g e metalicidade Z (fração de elementos presentes na estrela em exceção ao hidrogênio e hélio) foram usadas, a priori, metalicidades Z baseadas na distribuição de estrelas na vizinhança solar retiradas do levantamento Geneva-Copenhagem ([Nordström et al., 2004](#)), T_{eff} e $\log g$ provenientes do catálogo Hipparcos ([van Leeuwen, 2007](#)) e densidade numérica estelar baseada na latitude galáctica ([Cox, 2000](#)). Assim, as estrelas do KIC foram limitadas aos valores $3500 \text{ K} < T_{eff} < 50000 \text{ K}$, $0 < \log g < 5,5$ e $-3,5 < \log Z < 0,5$. Depois, massas foram calculadas através das isócronas apresentadas em [Girardi et al. \(2000\)](#) e raios estelares foram calculados através das temperaturas efetivas e luminosidades.

O parâmetro temperatura efetiva é necessário, portanto, para identificarmos as classificações espectrais das estrelas alvo. Dados os objetivos da missão Kepler, a priorização de alvos selecionou mais estrelas do tipo solar (estrelas tipo G, com temperatura efetiva $\sim 5500 \text{ K}$) na sequência principal, como podemos ver na Tabela 2.2. Encontrar os raios das estrelas foi necessário para que pudessem restringir os raios mínimos planetários a serem priorizados pela seleção. Também são imprescindíveis para o cálculo destes parâmetros quando forem encontrados trânsitos, como podemos ver na Equação 1.8. No entanto, assim como as magnitudes K_p , os parâmetros T_{eff} e raio estelar não possuem incertezas descritas no KIC.

2.4 Limitações dos dados e efeitos sistemáticos

A fotometria das FFIs pode revelar diversos casos astrofisicamente interessantes, principalmente trânsitos e/ou variabilidade de objetos celestes. No entanto, ela também está sujeita a algumas limitações, que serão discutidas brevemente.

Star Counts As a Function of Effective Temperature and Apparent Magnitude (K_p) for the 150,000 Highest Priority Target Stars

Mag	10500	9500	8500	7500	6500	5500	4500	3500	Total
$\log g \geq 3.5$									
6.50	1	0	1	2	0	1	0	0	5
7.50	1	8	9	6	8	6	0	0	38
8.50	8	20	25	24	49	15	7	8	156
9.50	9	31	81	66	116	88	11	4	406
10.50	27	37	100	209	405	359	40	9	1186
11.50	24	58	171	398	1499	1356	158	37	3701
12.50	30	44	231	676	4146	4760	626	62	10575
13.50	34	53	170	747	9279	15866	2213	157	28519
14.50	3	0	0	0	4855	29352	4227	554	38991
15.50	7	4	0	0	4449	42627	12093	1961	61141
Total	144	255	788	2128	24806	94430	19375	2792	144718
$\log g < 3.5$									
6.50	0	0	0	0	0	0	0	0	0
7.50	0	0	1	1	2	2	7	0	13
8.50	0	0	1	2	2	9	80	2	96
9.50	0	0	2	15	2	27	220	1	267
10.50	1	0	5	21	7	99	452	2	587
11.50	0	0	1	25	11	186	674	2	899
12.50	0	0	1	12	14	347	1114	0	1488
13.50	0	0	0	6	5	518	1403	0	1932
14.50	0	0	0	0	0	0	0	0	0
15.50	0	0	0	0	0	0	0	0	0
Total	1	0	11	82	43	1188	3950	7	5282

Tabela 2.2: Tabela de contagem de estrelas em função dos parâmetros magnitude K_p , temperatura efetiva T_{eff} e logaritmo da gravidade superficial $\log g$ para as 150 000 estrelas priorizadas pela missão Kepler. Estas foram as estrelas que foram observadas continuamente durante toda a missão. Esta tabela e mais detalhes sobre o processo de seleção das estrelas podem ser vistos em [Batalha et al. \(2010\)](#).

Podemos verificar variações nas posições dos centroides ao longo de toda missão (centroides são calculados a partir do fluxo e píxeis de abertura da estrela alvo, correspondendo a uma posição exata nos eixos x e y das imagens, como discutiremos na Subseção 3.2.5). A posição dos centroides, portanto, pode estar associada a alterações de fluxo observado da estrela ou a algum deslocamento aparente da estrela. Essa movimentação, que ocasionalmente resulta em estrelas não observadas em todas as FFIs da missão pois estas podem sair do campo de visão, está associada a dois fenômenos principais: a aberração estelar e o movimento próprio das estrelas.

A aberração estelar é definida como o desvio de posição aparente dos objetos astronômicos devido à velocidade relativa entre o observador e a fonte. Este efeito é ligado ao fato de a velocidade da luz ser finita. Portanto, pelo fato de o observador se mover conforme a luz da fonte está chegando, há uma pequena distorção angular de posição observada. Podemos ver um exemplo na Figura 2.5, onde a própria rotação da Terra com velocidade v produz uma certa variação angular aparente α para um observador no equador terrestre. No caso das estrelas no campo de visão do Kepler, a aberração estelar anual (causada pelo movimento do telescópio em sua órbita) pode chegar a até aproximadamente $6''$ ($\sim 1,5$ píxeis).

Já o movimento próprio é o deslocamento das estrelas em relação a objetos mais distantes e não é um efeito de deslocamento devido à velocidade e/ou posição do observador. Para as estrelas presentes nas FFIs, esse deslocamento oscila em torno de milissegundos de arco e pode chegar $\sim 0,1$ píxel, ou seja, é comumente causa de variação de posição a nível intrapíxel.

É importante ressaltar que estes deslocamentos de posição, juntamente às variações a nível intra e inter píxel sobre o *flat-field* por todo o detector (Van Cleve et al., 2016), manifestam-se de forma conjunta, possivelmente produzindo variações de fluxo periódicas ou associadas a tendências de longo período. No entanto, estes casos podem ser detectados nas curvas de luz quando os comportamentos observados forem diferentes para cada uma das orientações, dado que cada uma delas contém distintos efeitos de *flat-field*. Por exemplo, vemos que a curva de luz da estrela KIC 6542321, representada na Figura 2.6, painel superior, apresenta um crescimento do valor médio de fluxo trimestral para a orientação correspondente aos diamantes vermelhos, enquanto há um decréscimo a taxas diferentes para as demais orientações. Esta estrela possui um movimento próprio anual de $0,026''$ e, por isso, desloca o centroide na escala intrapíxel, alterando fluxos observados de forma dependente da época das observações. Isto demonstra uma correlação entre fluxo e a posição da estrela no detector causada pela sua movimentação.

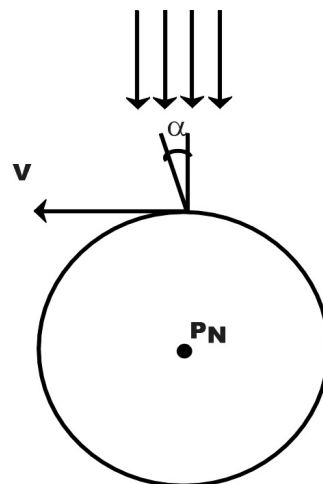


Figura 2.5: Exemplo de aberração estelar, onde o movimento de rotação da Terra produz um pequeno ângulo α entre a posição real da estrela e a observada por um observador no equador. Na figura, “ P_N ” significa pólo norte da Terra. Fonte: Instituto de Física da Universidade Federal do Rio Grande do Sul ⁶.

Um efeito sistemático na fotometria das FFIs pode ser causado pela incidência de raios cósmicos. Raios cósmicos são partículas altamente energéticas que ao atingir um píxel do CCD podem causar um abrupto aumento do número de contagens referentes ao píxel atingido (vide Figura 2.6, painel inferior). O píxel atingido também

⁶<https://www.if.ufrgs.br/oei/santiago/fis2005/textos/varcrds.htm>

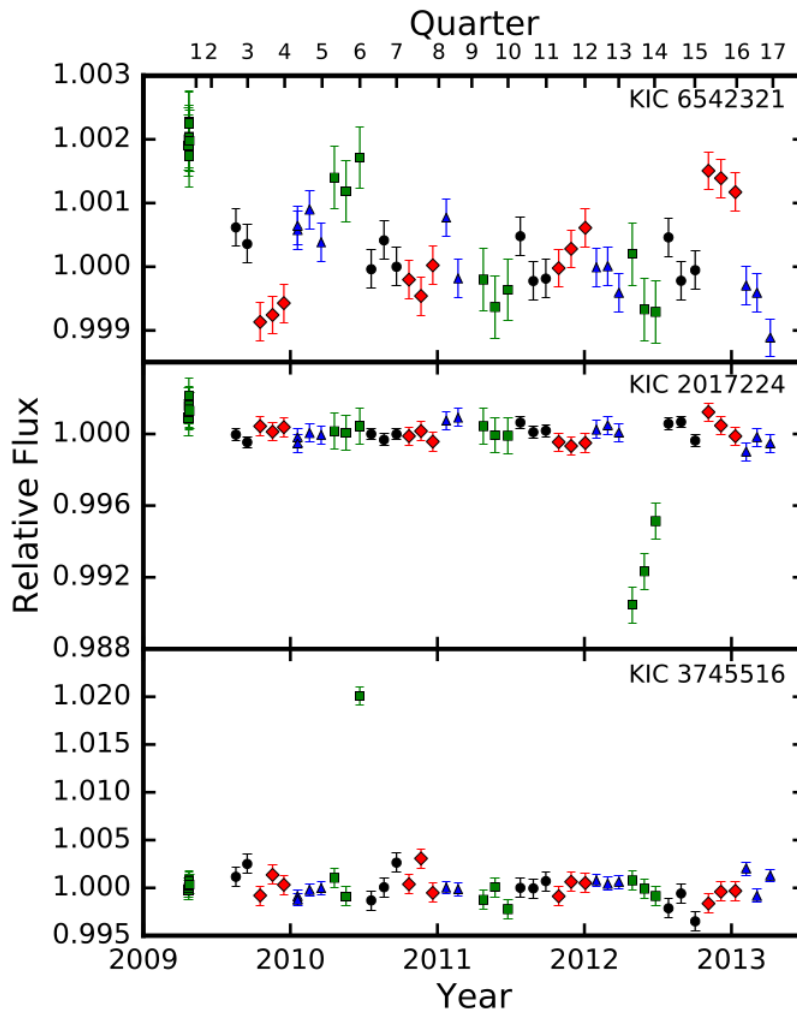


Figura 2.6: Curvas de luz obtidas (tempo em anos no eixo das abcissas e fluxo relativo no eixo das ordenadas) a partir da fotometria de FFIs para três estrelas que apresentam algumas das limitações e dos efeitos sistemáticos citados. Os quadrados verdes, triângulos azuis, círculos pretos e diamantes vermelhos correspondem às 4 diferentes orientações do telescópio. Painel superior: estrela KIC 6542321 que apresenta movimento próprio de $0,026''$ por ano. Podemos notar que cada orientação possui uma tendência diferenciada das demais. Isto ocorre devido à variação dos centroides e dos fluxos medidos para diferentes orientações do telescópio devida ao movimento próprio da estrela. Painel central: Caso de SPSD para a estrela KIC 2017224. Podemos notar o efeito ao observarmos que a queda abrupta de fluxo só ocorre em uma orientação e dura um período de meses. Painel inferior: Exemplo do efeito de um raio cósmico ou flare na fotometria da estrela KIC 3745516. Fonte: [Montet et al. \(2017\)](#).

pode sofrer uma grande perda de sensibilidade sem afetar píxeis vizinhos ([Smith et al., 2012](#)) e, portanto, pode apresentar um grande decréscimo no número de contagens. Este evento é nomeado, em inglês, como Sudden Pixel Sensitivity Dropout (SPSD) e, após ocorrer, o píxel afetado tem um tempo de recuperação da ordem de horas a meses (vide Figura 2.6, painel central). Isto é, caso o dano recebido seja reparável automaticamente, o píxel vai voltar a realizar contagens acuradas somente após esse período de tempo. Dada a cadência das observações (aproximadamente

mensal), um evento de SPSD pode produzir um efeito parecido com a detecção de um trânsito nas FFIs. Isto ocorre pois o processo de recuperação do píxel, caso a queda seja causada por um raio cósmico, é em média menor que o tempo até a próxima FFI observada. Assim, é importante reiterarmos que em nosso estudo, quando uma FFI apresentar uma queda de fluxo similar à produzida por um trânsito e quando o período entre ela e a FFI consecutiva for maior que a duração típica de um trânsito (da ordem de algumas horas para planetas de curto período), não poderemos estabelecer se a queda de fluxo é causada por um trânsito ou SPSD. Caso quedas bruscas perdurem por maiores períodos, sendo observadas em outras FFIs, provavelmente terão sido causadas por SPSD.

Citemos a terceira limitação de nossos dados: estrelas muito próximas das bordas dos módulos e CCDs das FFIs podem possuir partes de suas funções de espalhamento pontual (*point spread function* ou PSF)⁷ perdidas ou até mesmo serem cortadas na imagem (vide Figura 2.7). Para quaisquer análises das estrelas das FFIs, é recomendável evitar estrelas próximas às bordas pois, mesmo para estrelas que contenham toda sua PSF dentro da imagem e estejam presentes em todas as FFIs, é importante que para a realização da fotometria haja estrelas de referência e ruído de fundo em todo seu entorno (como veremos na Subseção 3.2.7). Esse cuidado evita enviesamento da análise devido a possíveis correlações de fluxo com posições das estrelas nas imagens. Um quarto problema acerca das limitações dos dados, também exemplificado na Figura 2.7, ocorre quando há imagens com *bleeding* ao redor de estrelas muito brilhantes, ou seja, quando há saturação de píxeis vizinhos. Portanto, ficamos impossibilitados de realizar fotometria em estrelas próximas a regiões saturadas.

Também podemos citar os casos de píxeis mortos, ou seja, píxeis que não apresentam nenhuma contagem. Caso a estrela estudada contenha píxeis mortos correspondentes à parte de sua PSF ou da abertura utilizada, a fotometria poderá ser prejudicada. Por exemplo, na Figura 2.8, à esquerda, podemos ver um exemplo de uma das 84 imagens de saída de uma FFI que contém diversos píxeis com essa condição. Já a Figura 2.8, à direita, corresponde a um exemplo de como ficaram as imagens provenientes do módulo 3 após sua pane, problema que ocorreu a partir de janeiro de 2010. Portanto, essa perda de imagens impossibilitou o acompanhamento de estrelas que pertenciam a essa parte do campo de visão da missão Kepler.

Uma limitação relacionada ao nosso trabalho é a cadência das imagens, já citada brevemente na Seção 2.1. Aproximadamente, as FFIs foram produzidas uma vez a cada mês, em exceção às 8 primeiras (golden FFIs) que foram observadas durante

⁷A PSF de um ponto em uma imagem equivale à resposta do detector, ou seja, a sua função de dispersão pontual. Resumidamente, um ponto é espalhado/“borrado” em uma imagem. Por isso, em imagens astronômicas vemos que os objetos celestes não possuem um contorno bem definido e separado do fundo de céu.



Figura 2.7: Exemplo de um pedaço de imagem FFI mostrando uma borda lateral à direita. Nesta imagem, vemos dois efeitos citados nesta seção: estrelas cortadas ou com parte de sua PSF perdidas para a região à direita da borda da imagem e a sobreposição do brilho de uma estrela brilhante nas estrelas vizinhas (*bleeding*).

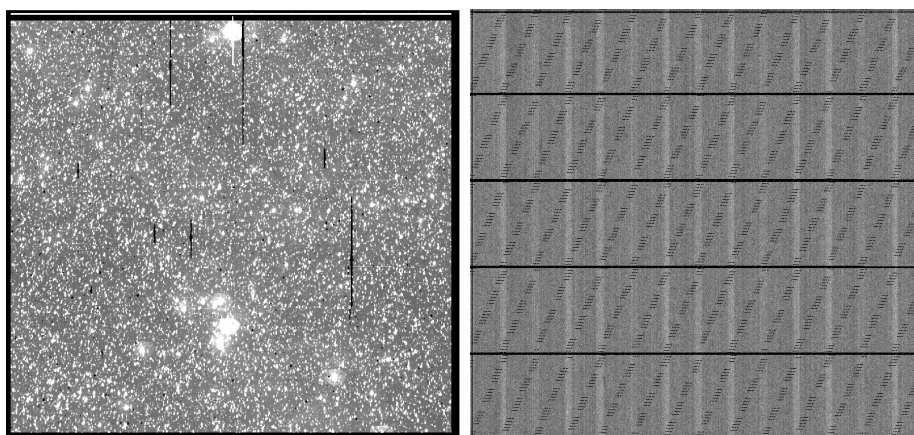


Figura 2.8: Esquerda: exemplo de uma imagem de saída de uma das FFIs mostrando exemplos de píxeis mortos (píxeis pretos em exceção às bordas que são pretas por não fazerem parte da área de píxeis científicos dos canais de saída). Direita: exemplo de uma imagem de saída correspondente ao módulo 3, após ele parar de funcionar em janeiro de 2010.

~36 horas. Desta forma, a determinação de períodos precisos para as variações de fluxo detectadas não pode ser feita, dada a cobertura temporal esparsa apresentada. Também, há alta probabilidade que trânsitos sejam “perdidos”, uma vez que podem ter ocorrido em épocas nas quais não houve observações de todo o campo de visão do Kepler.

Esta limitação da cadência também afeta diretamente a inferência de parâmetros físicos de supostos objetos em trânsito. Por haver tanto tempo entre duas FFIs consecutivas, não é possível, caso encontremos um possível trânsito, saber se o fluxo mínimo observado equivale à profundidade máxima. Isto ocorre pela impossibilidade que temos em constatar se aquele fluxo corresponde ao mínimo do trânsito ou a

situações de ingresso ou saída da configuração de trânsito. Assim, pela Equação 1.8, só poderemos inferir o raio mínimo do objeto.

Além disso, cada trimestre possui, em média, 3 imagens em 3 meses correspondentes a mesma orientação. Assim, caso haja diferenças entre valores de fluxo medidos em uma orientação, devemos ser cautelosos quanto a afirmar se há um trânsito ou se é apenas um efeito sistemático ou variação de posição da estrela que cria falsos positivos deste. Por exemplo, podemos ver os casos das curvas de luz das estrelas KIC 3216296 e KIC 7969832 (Figura 2.9), nas quais os possíveis trânsitos encontrados são contidos em orientações que apresentam muita variação de fluxo durante a missão. Nestes casos, portanto, não podemos confirmar a ocorrência de trânsitos pois os fluxos mínimos encontrados podem resultar dos problemas apresentados acima. Em suma, o caso ideal para se detectar trânsitos nas FFIs corresponde a fluxos mínimos detectados em uma orientação que apresente fluxo relativamente constante nos demais pontos. Nos demais casos, nada poderá ser afirmado sem investigações mais aprofundadas.

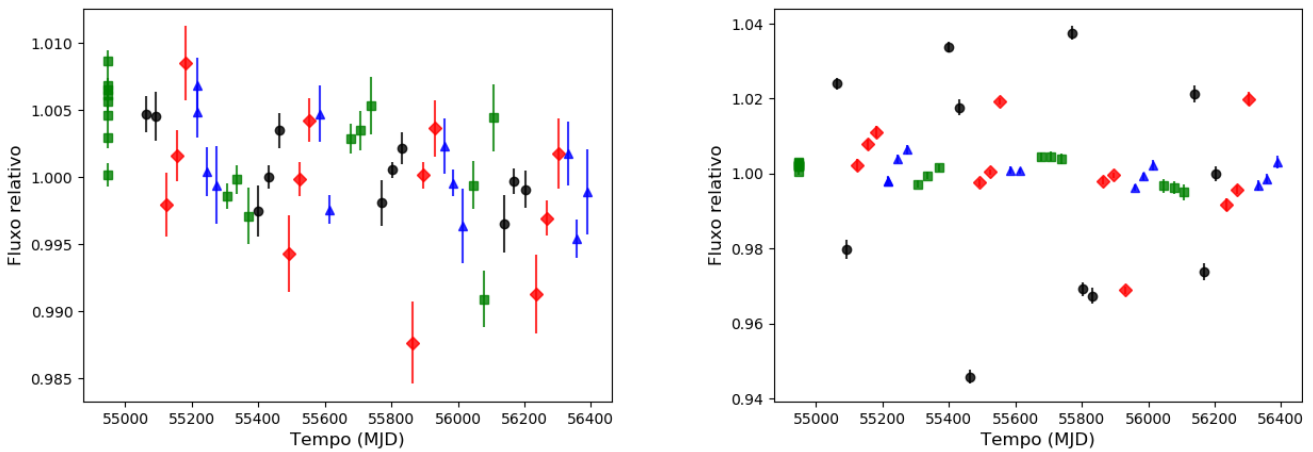


Figura 2.9: Esquerda: curva de luz da estrela KIC 3216296 ($K_p = 16,04$), que apresenta um ponto de fluxo mínimo correspondente à orientação 1 (vermelho), porém parece estar relacionado a um problema de abertura ou resposta eletrônica dos píxeis contidos nesta abertura para esta orientação. Direita: curva de luz da estrela KIC 7969832 ($K_p = 16,03$), que apresenta pontos de possíveis trânsitos na orientação 0 (preto), porém as causas parecem ser as mesmas do caso anterior.

Ainda, podemos dizer que há mais um problema relacionado a variações correspondentes a um período de um ano. Em um ano, o telescópio voltava à posição original e, portanto, a estrela alvo acabava caindo, em média, nos mesmos píxeis observados originalmente. Caso a variação medida volte a ocorrer identicamente após um ano, ela poderá estar enviesada pela diferença de resposta de píxeis específicos. Portanto, variações encontradas de um ano devem ser investigadas posteriormente para que a separação entre causas astrofísicas e sistemáticas possa ser realizada.

Capítulo 3

Metodologia

Após a apresentação dos dados referentes à amostra de estudo, descreveremos neste capítulo a metodologia adotada para a busca de exoplanetas no campo do Kepler.

Cronologicamente, neste trabalho utilizamos duas metodologias distintas. A primeira consiste na análise de imageamento diferencial das FFIs, feita automaticamente para todas as $\sim 4,5$ milhões de estrelas contidas nas imagens. A outra metodologia utilizada, que nos forneceu os resultados obtidos e aqui apresentados, foi realizada através da análise individual de algumas estrelas presentes nas FFIs com criação de curvas de luz a partir de fotometria de abertura adaptável.

A primeira metodologia foi descartada de nossa análise por questões mencionadas na próxima sessão e, portanto, descreveremos suas etapas de forma breve. É importante frisar que os resultados apresentados nesta dissertação foram oriundos da segunda metodologia.

Nomearemos as metodologias de imageamento diferencial e de fotometria de abertura adaptável como “Metodologia 1” e “Metodologia 2”, respectivamente. Ambas serão descritas nas próximas seções.

3.1 Metodologia 1: imageamento diferencial

Utilizamos, na Metodologia 1, a técnica de processamento de imagens chamada de análise de imageamento diferencial, conforme descrita por [Alard & Lupton \(1998\)](#). Resumidamente, esta técnica consiste em um estudo de comparação fotométrica entre um conjunto de observações de um mesmo campo ou de uma mesma região do céu realizadas em tempos distintos.

Usualmente, utiliza-se uma imagem de referência (ou *template*) criada a partir da combinação de todas as imagens originais através de um processo estatístico que envolva os valores de contagem dos píxeis. Assim, o ideal é que a imagem de referência possua a maior razão sinal-ruído de toda a amostra.

Após esta etapa, há a comparação e subtração entre a imagem de referência e cada uma das imagens originais. Para isso, no entanto, a imagem de referência é convoluída¹ para que ela e a imagem original selecionada apresentem semelhantes condições de observação. Esta etapa é importante pois ela previne que quaisquer efeitos de variabilidade fotométrica encontrados sejam resultados de diferentes condições atmosféricas, interferência de brilho externo à região de interesse, variações espaciais de PSF e/ou efeitos sistemáticos. Finalmente, cada imagem é subtraída do template convoluído e a análise é realizada sobre as imagens resultantes através de fotometria de abertura e geração de curvas de luz.

O processo de imageamento diferencial é comumente utilizado para o estudo de imagens que contêm muitas estrelas próximas, caso de aglomerados globulares e imagens de campo amplo (*wide-field*). É interessante mencionarmos que esta técnica não é só utilizada na Astronomia mas também em outras áreas científicas como na Medicina, que pode a utilizar para identificação de tumores e hemorragias internas (e.g. Bailey & Meikle 1994; Angenent et al. 2006).

Para realizarmos esse processo, utilizamos o código *Delta Function Difference Imaging Code* (DIA)² de Oelkers & Stassun (2018), criado para imageamento diferencial das estrelas contidas nas FFIs do telescópio TESS. Este algoritmo é baseado nos processos descritos por Alard & Lupton (1998) e Miller et al. (2008).

Normalmente, o kernel utilizado para estrelas em imagens astronômicas é a função gaussiana. No entanto, quando a PSF da imagem não corresponde a essa função, como ocorre para imagens de campo amplo (e.g. as FFIs do TESS e do Kepler), a convolução com um kernel gaussiano resulta em um imageamento diferencial de baixa-qualidade, apresentando muito ruído (Bramich, 2008; Miller et al., 2008; Oelkers et al., 2015). Para se precaver desta condição, Oelkers & Stassun (2018) utilizaram uma função δ como kernel, adequado para PSFs não gaussianas e com forma arbitrária.

Este código funciona em diferentes etapas e subrotinas, sendo elas: limpeza das imagens (*clean*), a combinação e criação de imagens de referência (*mk_master* e *cmb_tmp*), realização de fotometria de abertura (*refphot*), imageamento diferencial (*bigdiff*), produção de curvas de luz (*mkraw*) e correção de curvas de luz com a retirada de tendências causadas por efeitos sistemáticos e normalização das curvas de luz (*detrend*).

Para usarmos o DIA, no entanto, precisamos adaptá-lo para os nossos dados, ou seja, para as FFIs do telescópio Kepler. Nas próximas subseções, nós descrevemos

¹A convolução é uma operação matemática entre uma função ou conjunto de pontos e outra função chamada de kernel. A convolução de uma imagem resulta na degradação ou *blurring* dela. Normalmente, o kernel utilizado é derivado da PSF dos objetos encontrados na imagem.

²O programa pode ser encontrado na plataforma de desenvolvimento e repositório de softwares GitHub através do link <https://github.com/ryanoelkers/DIA>.

brevemente as etapas que realizamos.

3.1.1 Corte e limpeza

Como mencionamos acima, o DIA é um código desenvolvido para as FFIs do TESS. Por trabalharmos com as imagens do Kepler, precisamos identificar as diferenças entre as imagens obtidas pelos distintos telescópios. Ambos possuem um número diferente de CCDs, com cada um deles possuindo um número diferente de píxeis. Como exemplo, os canais de saída do TESS apresentam uma matriz quadrada de 2048×2048 píxeis científicos enquanto os canais de saída do Kepler apresentam uma matriz retangular de 1024×1100 píxeis científicos, como podemos comparar na figura 3.1.

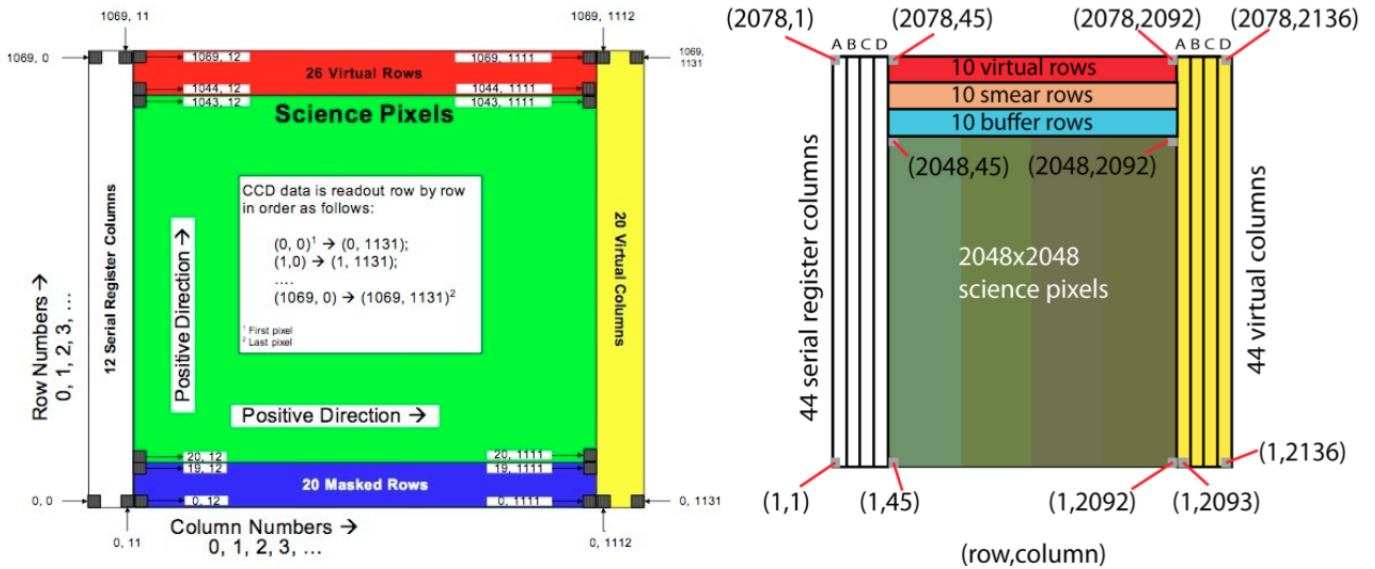


Figura 3.1: Esquerda: Representação de um canal de saída do Kepler. Este contém 1070 linhas e 1132 colunas no total, com a parcela de 1024 linhas e 1100 colunas de píxeis científicos. Fonte: Kepler & K2 Science Center³. Direita: Representação do canal de saída do TESS que contém 2078 linhas e 2136 colunas no total com a parcela de 2048 linhas e colunas correspondentes aos píxeis científicos. Fonte: TESS Science Support Center⁴.

As FFIs, como descritas na Seção 2.1, continham linhas e colunas não científicas. Na matriz de contagem, essas regiões apresentam píxeis com valor de contagem 0. Optamos por retirá-las das imagens para facilitar a realização da etapa de limpeza, que seleciona regiões retangulares por toda a imagem para identificar valores locais de ruído de fundo. Dessa maneira, cortamos as linhas e colunas não científicas das matrizes (especificamente as linhas 0 a 19 e 1044 a 1069; colunas 0 a 11 e 1112 a 1131, correspondentes à representação das matrizes na Figura 3.1, à esquerda) e obtivemos uma imagem final com 1024 linhas e 1100 colunas. Devemos citar, no entanto, que

³<https://keplerscience.arc.nasa.gov/pipeline.html>

⁴<https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/tess/data-access.html>

todas as rotinas do código original foram escritas para matrizes quadradas. Por todo o código são utilizadas variáveis que se referem tanto às colunas quanto às linhas. Portanto, para utilizarmos o DIA em nossas imagens, tivemos que adaptá-lo para casos mais gerais, ou seja, para matrizes retangulares. Esta e as próximas etapas descritas na Metodologia 1 referem-se aos códigos adaptados por nós.

Posteriormente, iniciamos a adaptação da etapa de limpeza. Uma limpeza consiste na redução dos dados pela subtração do ruído de fundo (*background*), do ruído eletrônico do próprio CCD (*bias*) e correção de sensibilidade dos píxeis do sensor (*flat-field*). As FFIs que utilizamos já apresentavam limpeza de *bias* e *flat-field*. Portanto, apenas realizamos a etapa de medição e retirada de *background*.

Primeiramente, o código de limpeza identifica dois parâmetros: o “céu local” e o “background médio”. O céu local representa o valor de ruído de fundo nas imediações de cada estrela, sendo definido pelo usuário como uma pequena área retangular. Já o “background médio” representa a média entre ruídos de fundo a cada 1/4 de toda a imagem. No código original, feito para as FFIs do TESS que possuem canais de saída de 2048×2048 píxeis científicos, os autores utilizaram as dimensões 32×32 píxeis para as áreas correspondentes ao céu local e 512×512 píxeis para as áreas correspondentes ao background médio. Para os canais de saída do Kepler, com 1024×1100 píxeis científicos, adotamos as dimensões 64×55 píxeis e 256×275 píxeis para estas áreas, respectivamente.

Após esta etapa, o programa separou as regiões de céu local e background médio e, dentro delas, aplicou o método *sigma-clipping*, que consiste em selecionar apenas pontos de uma amostra que estejam contidos dentro de certos limites. Esse processo é interessante para que *outliers* não interfiram em qualquer análise estatística que venha a ser feita. O valor central que utilizamos foi a mediana calculada em cada bloco (do céu local e background médio). Os pontos (valores de contagem dos píxeis) mantidos foram os que se encontram dentro do limite dado por [mediana - 3 σ , mediana + 3 σ], sendo σ o desvio padrão da amostra.

Assim, selecionados os píxeis dentro de cada bloco, mais uma vez são calculadas as medianas. Outra imagem será gerada onde cada bloco conterá píxeis com valores de contagem idênticos às medianas calculadas para o respectivo bloco. Essa imagem nova, portanto, será a imagem que será subtraída da imagem original, finalizando o processo de limpeza. A Figura 3.2 mostra um exemplo da imagem de ruído (*background*) resultante da subtração entre o módulo 2, canal de saída 1 da FFI original **kplr2009114174833** e a imagem corrigida pelo processo que acabou de ser descrito. É importante citarmos que os blocos referentes ao céu local são interpolados por cada bloco de background médio em um processo iterativo, similar ao procedimento adotado pelo método de convolução. Por isso as imagens de ruído como a da figura mostram esse aspecto *degradê* e há contraste entre cada um dos

16 blocos correspondentes aos backgrounds médios selecionados.

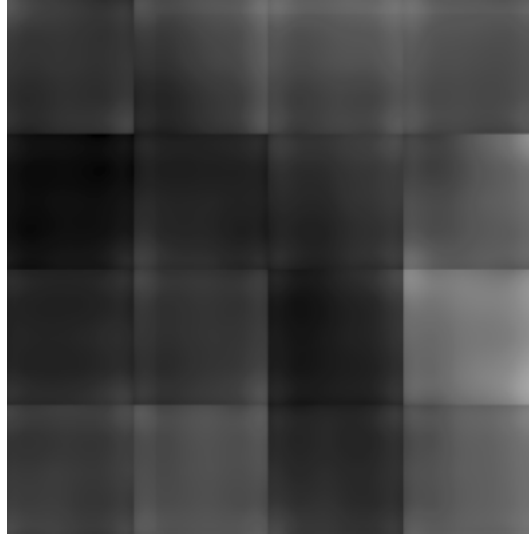


Figura 3.2: Exemplo de uma imagem (um canal de saída) de ruído após a subtração de uma FFI original e a FFI corrigida após realizarmos os processos descritos nesta seção.

Após a limpeza, verificamos a precisão do método comparando as medianas das contagens entre as imagens de background (imagem original - imagem corrigida) e as imagens corrigidas. A mediana das contagens na primeira corresponde a 0,07% da mediana das contagens na segunda, o que é menor do que o sinal de $\sim 1\%$ esperado para trânsitos de Júpiteres quentes que orbitam estrelas do tipo solar. Portanto, a correção do background não deixa resíduos que possam atrapalhar significativamente a nossa análise.

3.1.2 Combinação e criação de imagens de referência

As imagens de referência foram criadas através da combinação das FFIs do Kepler. Isto foi feito ao realizarmos a mediana sobre os valores de contagem de píxeis para as imagens de mesma orientação do telescópio. Ou seja, tratamos cada conjunto de FFIs correspondentes a uma orientação do telescópio separadamente. Isto nos resultou em 4 amostras distintas extraídas das 52 FFIs disponíveis. No entanto, como havia 84 canais de saída para cada FFI, ao todo criamos 84 imagens de referência para cada orientação, sendo cada uma correspondente a uma porção distinta do campo de visão da missão Kepler. Assim, ao todo produzimos 4368 imagens de referência. Devido à estabilidade do telescópio, as imagens de referência apresentaram diferenças visualmente imperceptíveis em relação às imagens originais, como podemos ver na Figura 3.3.

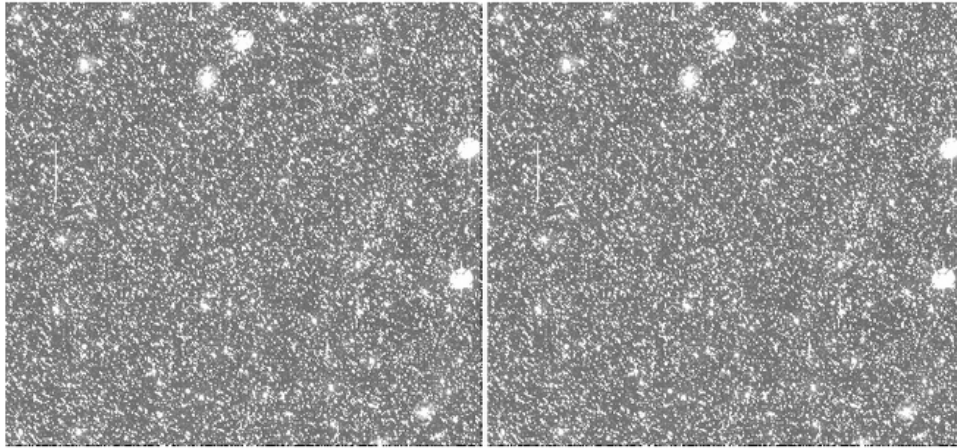


Figura 3.3: Exemplo de comparação entre duas imagens das FFIs do Kepler, sendo a da esquerda uma imagem original (módulo 2 e canal de saída 1 da FFI kplr2009114174833 após a etapa de limpeza) e a da direita uma imagem de referência criada com todas as imagens que apresentam o mesmo campo de visão e a mesma orientação do telescópio. Visualmente não notamos diferenças pois o telescópio apresenta uma ótima estabilidade e não é afetado por efeitos da atmosfera terrestre (uma vez que é um telescópio espacial).

3.1.3 Fotometria de abertura

Esta etapa consiste em realizar fotometria de abertura nas estrelas contidas nas imagens de referência. Para isso, o programa utiliza a posição de cada estrela do catálogo KIC que esteja contida no campo de visão da missão Kepler e define um tamanho de abertura circular único para todas elas.

Primeiramente, ele determina possíveis raios que serão testados e realiza a fotometria de abertura usando todos eles para todas as estrelas. No caso do DIA, ele utiliza raios de 2 a 5 píxeis espaçados a cada 0,25 píxeis.

Então, o programa cria um vetor onde cada elemento equivale à diferença de fluxo entre dois raios consecutivos para cada estrela. Depois, calcula a mediana destes valores, ou seja, define qual valor de diferença de fluxo é mais comum a todas as estrelas da imagem. Se a razão de fluxo de abertura entre dois raios consecutivos for menor que $\sim 2,5$ (1 magnitude), o menor raio dentre estes dois comparados será determinado como a abertura ótima e, conseqüentemente, será usada para todas as estrelas nas etapas seguintes. Para as FFIs do Kepler, o valor de raio ótimo calculado pelo programa foi de 2,25 píxeis (diâmetro de $\sim 22''$), devido à maior quantidade de estrelas fracas e de pequeno raio aparente em relação às estrelas mais brilhantes.

Assim, o DIA calcula o fluxo de cada estrela usando esta abertura. O fluxo calculado se traduz como a soma dos valores de contagem dos píxeis que se encontram dentro da abertura ótima. Finalmente, os fluxos de abertura, as posições em píxeis das estrelas e um número identificador são escritos em tabelas (vide Tabela 3.1). O resultado que obtivemos, portanto, consiste em 4368 tabelas, sendo cada uma resultante dos processos aqui descritos para cada imagem de referência.

id	xcenter	ycenter	aperture_sum
	pix	pix	
int64	float64	float64	float64
1	370.42205288158107	0.5026528174740853	1779.6475566714053
2	485.40164072897886	0.3386492428856824	1825.512768245221
3	516.3363457789327	0.18343258133281942	2992.83622377953
4	703.6003981140286	0.1299597957731746	6283.653047874019
5	779.7281126186787	0.7330624778893046	7872.9508941219165
6	804.0262823392421	0.46099426496588614	3316.480082448193
7	1014.7181124703027	0.1646540732634373	1720.1310245110424
8	81.81937829651665	0.7184869181309075	3915.0166769403504
9	92.39112009278524	1.5883929649203874	8762.709140935314
...

Tabela 3.1: Exemplo de tabela contendo posição (em píxeis na imagem) e fluxo de abertura para cada estrela, utilizando a abertura ótima de 2,25 píxeis.

3.1.4 Imageamento diferencial

Nesta etapa, é realizado o imageamento diferencial como descrito no começo da seção. Para isso, os fluxos estelares (contagens de abertura) calculados na etapa anterior são utilizados para realizar a convolução das imagens de referência, comparando-se cada uma delas com a imagem original da qual será subtraída.

O programa produz as imagens diferenciadas (vide Figura 3.4) através da subtração entre as imagens de referência convoluídas e as imagens originais. Em seguida, é realizada a fotometria de abertura nas imagens diferenciadas utilizando o mesmo tamanho de abertura ótima (raio de 2,25 píxeis) adotado para as imagens de referência. Depois, os fluxos de abertura e as posições das estrelas nas imagens diferenciadas são escritos em tabelas, em um processo semelhante ao descrito na subseção anterior.

3.1.5 Criação das curvas de luz

Esta etapa gera curvas de luz para todas as estrelas, utilizando as tabelas de fluxo das imagens diferenciadas produzidas na etapa anterior e as datas em que cada FFI foi observada. Ou seja, para cada estrela, o programa seleciona o canal de saída no qual a estrela foi observada, extrai as informações referentes ao fluxo, época de observação e número identificador proveniente do catálogo de entrada (KIC ID) e produz uma tabela única contendo esses dados. Em suma, para cada estrela teremos uma tabela contendo até 52 fluxos de abertura calculados⁵. Assim, ao todo, obtivemos um número total de 4 451 462 tabelas para o mesmo número de estrelas.

Depois, comparamos nossos resultados com as curvas de luz produzidas a partir

⁵Lembramos ao leitor que nem todas as estrelas estão presentes ao longo de toda a missão Kepler, como discutido nas Seções 2.1 e 2.4.



Figura 3.4: Exemplo de imagem diferenciada, ou seja, resultado da subtração entre a imagem de referência convoluída e uma das imagens originais (módulo 2 e canal de saída 1 da FFI kplr2009114174833 após a etapa de limpeza). Para se construir uma curva de luz de uma estrela contida nesta área do céu com o DIA, 52 imagens diferenciadas parecidas com esta são utilizadas.

das FFIs do Kepler feitas com o código *f3* (Montet et al., 2017) para estrelas do tipo solar. No entanto, após realizarmos esta etapa, verificamos que a variação de fluxo nas curvas de luz resultantes era muito maior que a esperada, vide a Figura 3.5. Assim, para descobrirmos os motivos deste problema, realizamos uma série de testes. Fizemos os processos da Metodologia 1 sem a limpeza de imagens (*clean*). Também realizamos os processos anteriores sem a combinação das imagens (*mkmaster*), utilizando uma das imagens originais para cada campo de visão como referência. Por último, realizamos fotometria de abertura diretamente nas imagens originais. Por consequência, esta abordagem dispensava a etapa de convolução (*bigdiff*), já que não havia mais necessidade de subtração de imagens. Porém, nenhum dos testes eliminou completamente as diferenças entre as curvas de luz que produzimos com o DIA e o *f3*. Somente depois, ao compararmos as aberturas utilizadas para cada estrela nos dois algoritmos, notamos que este problema ocorria principalmente devido ao uso da abertura ótima utilizada na Metodologia 1. Assim, descobrimos que não poderíamos utilizar um só tamanho de abertura para todas as estrelas do campo. Há muitas estrelas no campo de visão do Kepler que possuem PSFs de tamanhos variáveis, usualmente relacionadas ao brilho aparente que apresentam. Mesmo quando selecionamos uma faixa de magnitude referente às estrelas mais fracas ($K_p > 16$), onde a abertura ótima de raio 2,25 píxeis era mais coerente, este problema persistia. Também, o uso de um tamanho fixo de abertura para todas as estrelas não permitia que removêssemos, de forma automática, a influência de brilho de estrelas próximas nas imagens. Portanto, necessitávamos utilizar alguma

metodologia que nos proporcionasse o controle de abertura individual e manual das estrelas da amostra.

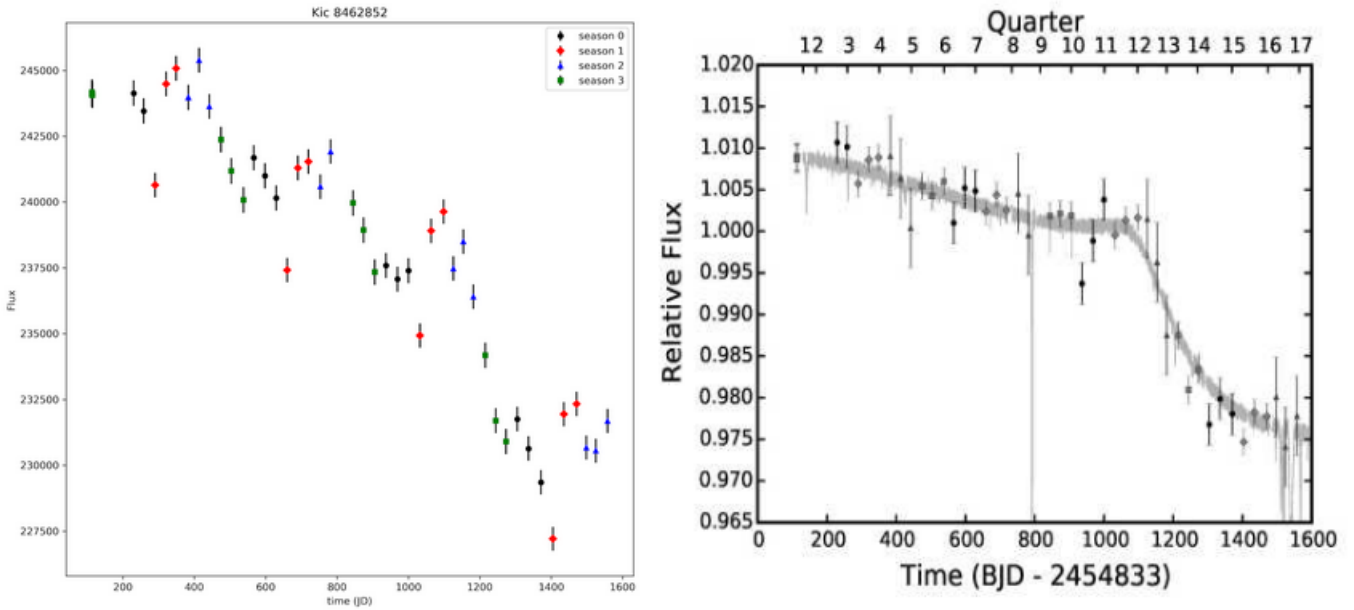


Figura 3.5: Comparação das curvas de luz da estrela KIC 8462852, produzidas pela Metodologia 1 (figura à esquerda) e por Montet & Simon (2016) (figura à direita). Nelas, podemos ver que a queda de fluxo prevista por Montet & Simon (2016) não é semelhante a curva de luz que produzimos pela Metodologia 1. Verificamos que este problema ocorreu devido ao uso de um raio muito pequeno para a abertura desta estrela (a Metodologia 1 utiliza uma abertura com raio fixo de 2,25 píxeis para todas as estrelas).

Assim, decidimos não prosseguir para a próxima etapa que consistia na remoção de efeitos sistemáticos e normalização dos fluxos, descartamos as curvas de luz que havíamos construído e adotamos uma nova metodologia, que chamamos de Metodologia 2.

3.2 Metodologia 2: fotometria de abertura adaptável

A Metodologia 2 é o método utilizado neste trabalho para a obtenção e análise das curvas de luz das estrelas candidatas a possuírem companheiros. Esta nova metodologia é baseada na utilização do código $f\beta$ (Montet et al., 2017)⁶, o qual realiza a fotometria a partir de uma abertura grande o suficiente para conter a estrela alvo e pequena o suficiente para não incluir estrelas vizinhas no campo observado.

⁶O programa pode ser encontrado na plataforma de desenvolvimento e repositório de softwares GitHub através do link <https://github.com/benmontet/f3>.

Este é um método criado para análise individual de estrelas com possibilidade de modificação manual da abertura. Como não era viável analisar detalhadamente $\sim 4,5$ milhões de estrelas, iniciamos nossa análise reduzindo nossa amostra através de um corte baseado no parâmetro físico magnitude aparente já que, basicamente, estrelas de magnitude maior devem necessitar de uma menor abertura e vice-versa. Chamamos este passo de “corte em magnitude”. Depois, utilizamos um processo automático de seleção de aberturas e realização de fotometria baseado no mesmo parâmetro. Estes passos foram nomeados de “determinação das aberturas para as estrelas alvo”. Finalmente, utilizamos um critério estatístico de seleção de estrelas com possíveis trânsitos, na etapa que chamamos de “seleção de candidatas” e finalizamos com a validação desta amostra realizando a etapa “verificação manual de aberturas”. Todas etapas são descritas em detalhes nas subseções seguintes.

3.2.1 Corte em magnitude

A Metodologia 1 consiste no processo de imageamento diferencial com apenas uma abertura padrão para todas as estrelas do campo simultaneamente. Isso resulta em um processo de redução das imagens e de produção das curvas de luz mais rápido em comparação com o processo adotado a partir de agora. No entanto, nossos testes mostraram que ajustes são necessários para que as aberturas sejam determinadas em função da magnitude das estrelas. Portanto, este fato nos leva a utilizar a Metodologia 2 que, por realizar a análise individual de cada estrela e introduzir etapas de controle e determinação de abertura, possui um tempo de execução consideravelmente maior para que haja a produção de uma única curva de luz.

Caso comparemos os dois métodos, observamos que o processo realizado pela Metodologia 1 se completa em horas para todas as $\sim 4,5$ milhões de estrelas. Já o processo realizado pela Metodologia 2 leva ~ 43 segundos para a análise de uma estrela, produção de curva de luz em forma de imagem e escrita de parâmetros (fluxo, incertezas, época em que ocorreu cada observação e posições dos centroides) em arquivos de texto. Assim, a execução resultaria em uma espera de ~ 2240 dias ininterruptos de processamento no computador em que trabalhamos (processador Intel Core i7-7700T e 16,643 GB de memória RAM) para a análise de todas as estrelas contidas nas FFIs, o que é inviável. Esta situação criou a necessidade de selecionarmos alvos de interesse baseados em algum critério.

Nós decidimos realizar o corte inicial do número de estrelas a partir da magnitude K_p pautados pela motivação de nosso trabalho em estudarmos estrelas fracas que não foram analisadas fotometricamente pela missão Kepler. De acordo com [Batalha et al. \(2010\)](#), estas estrelas têm um limite inferior de magnitude $K_p = 16$ e, portanto,

esses objetos não possuem curvas de luz associadas e seus dados disponíveis estão restritos às FFIs, salvo poucas exceções.

Assim, decidimos utilizar este limite inferior de $K_p = 16$ mag e o estendemos até o limite superior $K_p = 16,5$ mag. Nesse intervalo, de acordo com o catálogo KIC, temos um total de 178 000 estrelas. No entanto, as estrelas que não estão contidas em todas as orientações (não estão presentes em todas as imagens) são descartadas pelo *f3*. Além disso, existem estrelas que serão descartadas pelo programa por estarem próximas das bordas das imagens, mesmo estando presentes em toda a missão, pelos motivos descritos na Seção 2.4. Assim, com esse critério de $16,0 \leq K_p \leq 16,5$ mag, obtivemos uma pré-seleção de 137 209 estrelas.

3.2.2 Determinação das aberturas para as estrelas alvo

Utilizamos a magnitude aparente K_p contida no *Kepler Input Catalog* (KIC) para definirmos as aberturas, pois estrelas de maior magnitude (menor brilho) estão associadas a menores aberturas e vice-versa. Os valores desta magnitude, no entanto, não são robustos e só podem ser usados para calibração de outros parâmetros, como em nosso caso, para as aberturas, conforme descrito na Subseção 2.3.1. A seguir, descrevemos como o programa *f3* define uma abertura e como utilizamos K_p como parâmetro de entrada do programa.

Inicialmente, definimos quatro parâmetros essenciais a essa etapa. O **valor máximo de fluxo** é definido como o maior valor de número de contagens de uma estrela, ou seja, o píxel que apresenta maior fluxo dentro da abertura definida para a estrela é selecionado e sua contagem equivale a este parâmetro. O valor máximo de fluxo é calculado automaticamente pelo programa e o píxel que contiver esse valor será considerado como o centro da estrela. Lembremos ao leitor que o centroide é um valor numérico específico podendo variar, por exemplo, dentro de um mesmo píxel. O centro que nos referimos aqui é o píxel central e, portanto, centroide e centro tem definições distintas. O segundo parâmetro, de nome **porcentagem de corte**, é definido pelo usuário e consiste na fração do valor máximo de fluxo que será levada em consideração para um píxel adjacente ao píxel central ser considerado parte da abertura de uma estrela. Já o **valor de corte** também representa um valor definido pelo usuário e é um critério para delimitar o limite mínimo de valores de contagens que um píxel precisa apresentar para estar contido na abertura criada. Apesar de estes dois últimos parâmetros servirem de base para o estabelecimento da abertura pelo usuário, ambos são necessários e produzem distintos efeitos. A porcentagem de corte é o parâmetro inicial a ser definido. Caso apenas este parâmetro fosse usado e o valor de corte ignorado, isso poderia fazer com que estrelas fracas apresentassem aberturas muito grandes, já que uma determinada porcentagem de um número de

contagens muito baixo poderia resultar em um valor limite de contagens próximo ao do *background*. Depois de estabelecermos uma porcentagem de corte adequada, poderemos fixá-la e assim poderemos manipular apenas o valor de corte, criando um limite que garantirá que as aberturas das estrelas fracas não sejam demasiadamente grandes. Por outro lado, se usássemos apenas o valor de corte, ignorando a porcentagem de corte, não seríamos capazes de definir as aberturas corretamente levando em conta os diferentes brilhos das estrelas. Ou seja, quando lidamos com estrelas de diferentes magnitudes, o ideal é que delimitemos as porcentagens de corte e os valores de corte. O quarto parâmetro, o qual denominamos **valor de extensão**, permite-nos expandirmos as aberturas das estrelas e é utilizado para que incluamos parte da PSF que se espalha nos píxeis ao redor das aberturas selecionadas pelos três outros parâmetros, uma etapa importante para a realização da fotometria e detecção de variações fotométricas.

Em suma, o centro da estrela, correspondente ao píxel de maior fluxo, é selecionado e o programa analisa cada píxel adjacente, definindo-o como parte da abertura caso contenha valor de contagem maior que o valor de corte e maior que a multiplicação entre valor máximo de fluxo e a porcentagem de corte. Depois, permite que estendamos a abertura que foi selecionada. Para ficar mais claro, podemos utilizar um exemplo numérico, ilustrado pela Figura 3.6. Se a contagem do píxel central (valor máximo de fluxo) é 5 000, representado pelo píxel delimitado pelas bordas azuis na figura, a porcentagem de corte 10%, o valor de corte de fluxo 1 000 e o valor de extensão 1, a abertura será limitada a píxeis com contagens entre 1 000 e 5 000 (pois 1 000 é maior que a multiplicação $5\,000 \times 10\% = 500$). Neste caso, podemos ver que, na figura, o píxel de contagem 1 100 seria incluído na abertura que estava sendo criada, porém o píxel de contagem 600 não. Supondo que no final deste processo tenhamos a abertura igual a região delimitada pelas bordas de cor amarela, o valor de extensão igual a 1 incluiria mais um píxel por todos os lados, estabelecendo a abertura final (delimitada pelas bordas de cor magenta na figura). Caso o valor de corte fosse menor que 500 ($5\,000 \times 10\%$), a abertura seria limitada a todos os píxeis adjacentes ao píxel que contenham contagens entre 5 000 e 500 e, neste caso, o píxel de contagem 600 poderia ser incluído e a abertura seria diferente da representada pela figura. Portanto, podemos concluir que os três primeiros parâmetros (valor máximo de fluxo, porcentagem de corte e valor de corte) são interdependentes para a definição de abertura do $f3$. Já o quarto (valor de extensão) permite que incluamos parte do ruído de fundo ao redor da estrela alvo.

Assim, nesta etapa do código de definição de parâmetros, podemos controlar

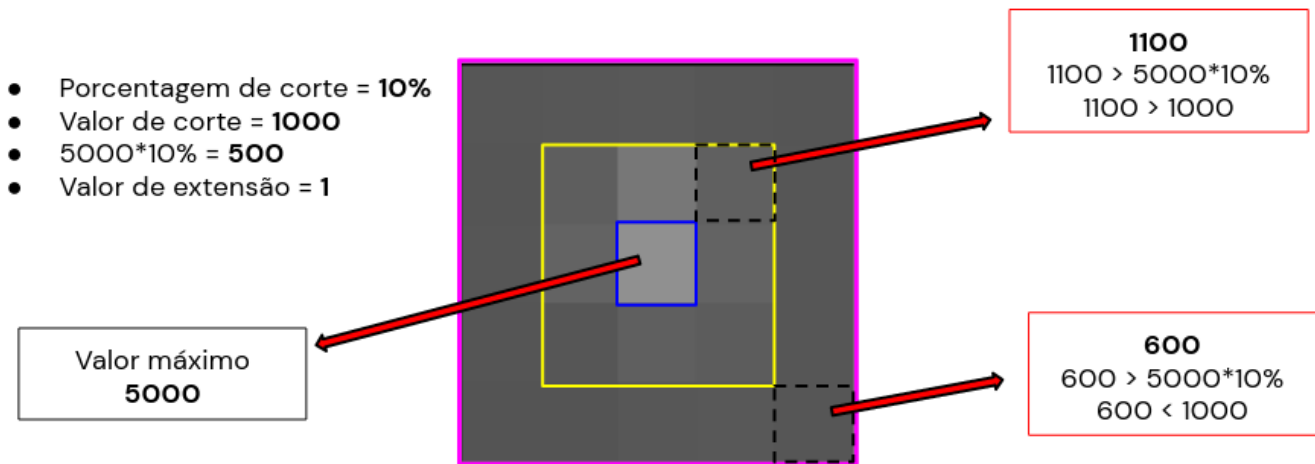


Figura 3.6: Esquema representativo da atuação dos parâmetros de seleção de abertura do $f\beta$ em um caso hipotético. Os valores dos parâmetros se encontram nos itens, acima e à esquerda. O centro da estrela está delimitado pelas bordas azuis, a abertura selecionada sem a atuação do valor de extensão é delimitada pelas bordas amarelas e a abertura final é delimitada pelas bordas de cor magenta. Os quadrados de bordas pretas pontilhadas delimitam dois píxeis hipotéticos e são usados para exemplificar o processo, descrito em mais detalhes no texto.

a abertura manipulando o valor de corte e a porcentagem de corte⁷. Ainda, ao executarmos esta parte do programa, nos é disponibilizada a abertura da estrela alvo e a possibilidade de alterá-la, de forma manual selecionando píxeis a serem retirados ou incluídos nela, caso necessário. Os ajustes que realizamos visam otimizar as aberturas de forma que contenham toda a estrela alvo mas não envolvam estrelas vizinhas. Caso duas estrelas alvo vizinhas estejam contidas em uma mesma abertura, elas serão consideradas como um só objeto na etapa posterior de fotometria.

Montet et al. (2017) utilizaram parâmetros fixos de porcentagem de corte e valor de corte para suas análises de estrelas do tipo solar. No entanto, sua amostra contém estrelas de magnitude K_p entre 10 e 16, com sua maioria contida entre aproximadamente 13 e 16. Portanto, eles inspecionaram estrelas mais brilhantes (menos suscetíveis aos efeitos de contaminações adjacentes) também utilizando aberturas maiores que às das estrelas de nossa amostra.

Além disso, dado o grande intervalo de magnitudes, os autores, depois de adotarem os valores fixos dos parâmetros porcentagem de corte e valor de corte, utilizaram a etapa de verificação manual com exclusão e/ou adição de píxeis nas aberturas criadas para cada estrela alvo. Neste trabalho, no entanto, devido à grande quantidade de estrelas em nosso estudo e ao tempo computacional necessário para realizar esta etapa, decidimos separar a nossa amostra em faixas de magnitudes, sendo cada uma

⁷Decidimos manter um valor de extensão fixo para as estrelas da amostra para que controlássemos individualmente as aberturas, automaticamente, através, apenas, dos parâmetros valor de corte e porcentagem de corte

associada a um conjunto próprio dos parâmetros já citados.

Para escolhermos o valor de corte e a porcentagem de corte, selecionamos aleatoriamente 8 estrelas que apresentassem uma das 2 magnitudes $K_p = 16,0$ ou $16,5$ (escolhemos 4 estrelas para cada uma destas magnitudes). Depois, manualmente criamos uma grade de parâmetros contendo valores de corte 3 000, 5 000, 10 000, 15 000, 20 000 e 25 000 e porcentagens de corte 1,5%, 5%, 10%, 15% e 30%. Notamos que estrelas mais fracas precisam de aberturas que considerem valores de corte menores, pois isso permite a inclusão de píxeis com contagens mais baixas na construção da abertura. Por exemplo, para as 8 estrelas do teste, houve valores de corte altos o suficiente para não detectá-las. Ao reduzirmos esse parâmetro, podíamos detectar a estrela alvo; por outro lado, ao utilizarmos valores muito baixos para este parâmetro, as aberturas criadas apresentavam muito ruído de fundo de píxeis não pertencentes à PSF da estrela alvo (vide Figura 3.7). Para a porcentagem de corte, verificamos que alterações entre 1,5% e 10% não modificavam substancialmente as aberturas. Quando esse parâmetro era maior que 10%, havia alterações na maioria dos casos e perdíamos píxeis necessários para a construção de uma abertura adequada. É importante citarmos que a alteração causada pelo parâmetro porcentagem de corte é dependente do caso analisado (estrelas alvo possuem distintas distâncias em relação a fontes vizinhas e distintos padrões de decréscimo radial de fluxo por píxel). Desta forma, optamos por manter uma porcentagem conservadora de 1,5%, também utilizada em Montet et al. (2017) para todas as estrelas nesta etapa da Metodologia 2. Nesta etapa, ainda, escolhemos o valor de extensão de 2 píxeis para aumentarmos as aberturas em todas as direções. Desta forma, criamos aberturas que encapsulavam totalmente a PSF das estrelas alvos sem que, na maioria dos casos, sofressem influência das PSFs das estrelas vizinhas (o parâmetro valor de extensão = 2 foi utilizado em todas as etapas que realizamos com o $f3$, durante nosso trabalho).

Auxiliados pela etapa de controle de abertura do $f3$, visualmente pudemos comparar qual a combinação de parâmetros que definia o melhor ajuste de abertura para as 8 estrelas selecionadas. Com o objetivo de otimizar a determinação das aberturas em função do brilho das estrelas, portanto, selecionamos os valores e porcentagens de corte para faixas de 0,1 em magnitude, conforme a Tabela 3.2.

Assim, permitimos a criação de aberturas de forma automática para todas as estrelas da amostra sem a etapa de verificação manual. Só a utilizamos nos casos de interesse (estrelas com possíveis trânsitos) indicados após a conclusão da etapa de seleção de candidatas.

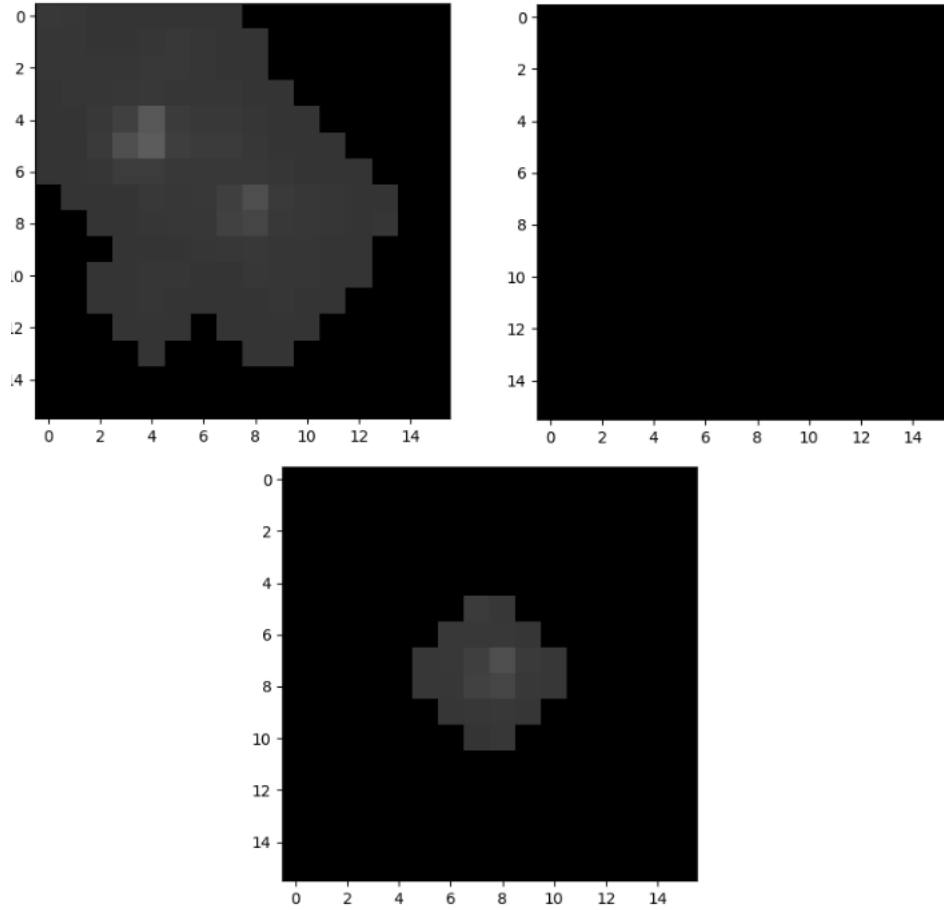


Figura 3.7: Aberturas da estrela KIC 1429938, de magnitude $K_p = 16,5$, para diferentes parâmetros valor de corte. Painel superior, esquerda: Abertura utilizando valor de corte = 1000. Painel superior, direita: Abertura utilizando valor de corte = 50 000. Painel inferior: abertura utilizando valor de corte ótimo de 16 000.

Magnitude	Valor de corte	Porcentagem de corte	Valor de extensão
$16,0 \leq K_p < 16,1$	20 000	1,5%	2
$16,1 \leq K_p < 16,2$	19 000	1,5%	2
$16,2 \leq K_p < 16,3$	18 000	1,5%	2
$16,3 \leq K_p < 16,4$	17 000	1,5%	2
$16,4 \leq K_p \leq 16,5$	16 000	1,5%	2

Tabela 3.2: Tabela contendo os três parâmetros manipuláveis pelo usuário: valor de corte, porcentagem de corte e valor de extensão, e seus valores escolhidos em função das faixas de magnitude que selecionamos para as estrelas de nossa amostra.

3.2.3 Determinação das aberturas para as estrelas de referência

Simultaneamente ao processo de seleção de uma estrela alvo e determinação de sua respectiva abertura, o programa *f3* delimita uma área quadrada de 300×300

píxeis (20' quadrados) para cada FFI, de forma que essas regiões sempre sejam quadradas, de mesmo tamanho e que contenham a estrela alvo como centro, vide Figura 3.8, painel superior, esquerda. No entanto, estas áreas eram deslocadas quando as estrelas alvo se encontravam perto das bordas, de modo a evitar 15 píxeis das bordas das FFIs. Isto ocorria para que a análise feita pelo $f3$ contivesse apenas estrelas que tivessem toda sua PSF dentro das FFIs e que possuíssem estrelas de referência e background ao seu redor. O intuito era que não houvesse casos que apresentassem possíveis correlações quanto às posições das estrelas nas imagens e seus fluxos observados, após a utilização do programa.

Notemos que, para cada uma das 52 FFIs, essas áreas podem apresentar variação de posição devido ao movimento próprio da estrela e, principalmente, à aberração estelar, que pode causar uma variação anual de até 1,5 píxeis ou $\sim 6''$ (Haas et al., 2010), vide Seção 2.4. Como comparativo, o segundo maior efeito que causa deslocamento da posição observada, a paralaxe, é da ordem de milisegundos de arco para as estrelas observadas pela missão Kepler. Ou seja, os efeitos da paralaxe, nestas estrelas, são quase imperceptíveis já que um píxel corresponde a $\sim 4''$ quadrados. Desta forma, apenas a aberração estelar é um efeito relevante causador de potenciais deslocamentos de posição verificados para uma mesma estrela durante a missão. Assim, o $f3$ permite que essas regiões criadas possam se deslocar em até 1 píxel para qualquer direção, entre diferentes FFIs, para contabilizar qualquer efeito de variação de posição da estrela alvo. Por fim, uma região de referência para cada estrela é criada somando-se a contribuição das 52 diferentes FFIs correspondentes a mesma região do céu.

Depois, dentro desta região de referência, o programa detectará as 250 fontes mais brilhantes (serão as estrelas de referência) e criará aberturas para elas, utilizando o mesmo procedimento descrito na seção anterior, com os mesmos três parâmetros da estrela alvo escolhidos. Porém, agora, o usuário não poderá modificá-las de forma individual. Desta forma, só possuímos controle da abertura referente à estrela alvo (vide Figura 3.8, painel inferior), embora não precisemos nos preocupar pois eventuais problemas na definição das aberturas das estrelas de referência serão diluídos, devido ao tamanho da amostra.

Finalmente, as aberturas que tocam as bordas da região serão excluídas e aberturas próximas que tocam uma mesma estrela serão combinadas como uma só. Podemos ver um exemplo de imagem contendo estas aberturas na Figura 3.8, painel superior, direita. Consequentemente, estas aberturas e estrelas serão usadas como referências fotométricas para verificação futura de que uma possível variação do brilho da estrela seja astrofísica e não uma variação intrínseca à imagem.

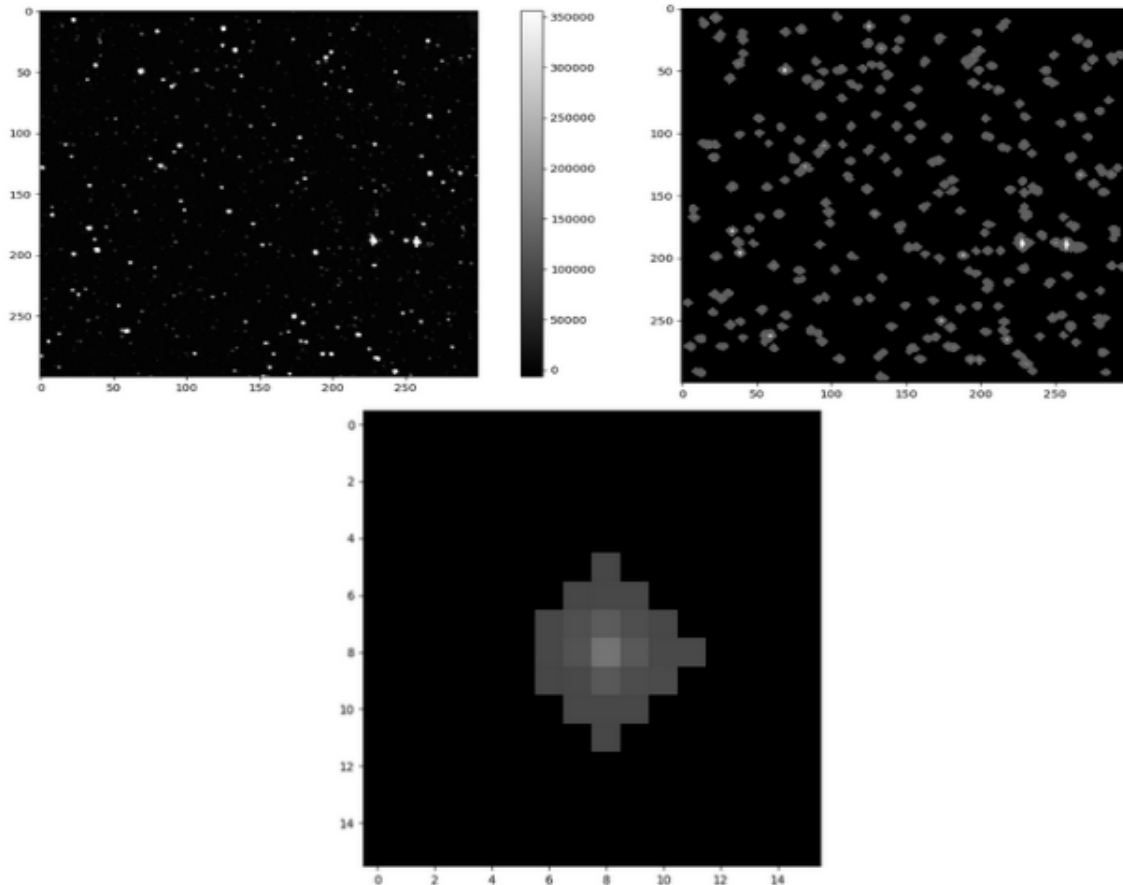


Figura 3.8: Etapas automáticas de seleção de abertura da estrela alvo (KIC 11133186) e estrelas de referência. Painel superior, esquerda: área quadrada de referência de 300×300 píxeis contendo a estrela alvo em seu centro, localizada em $(x,y) = (150,150)$. A barra de cor corresponde à escala de cor normalizada entre 0 e o 99,6% do número de contagens dos píxeis contidos nesta região, evitando que estrelas muito brilhantes não permitam que visualizemos estrelas mais fracas. Painel superior, direita: aberturas selecionadas para as estrelas de referência, após serem combinadas caso estivessem próximas e tocando uma mesma estrela de referência. Para elas, foram utilizados os parâmetros valor de corte = 17000 e porcentagem de corte = 1,5%. Painel inferior: abertura para a estrela alvo, agora localizada em $(x,y) = (8,8)$, que pode ser alterada manualmente, píxel a píxel, pelo usuário.

3.2.4 Fotometria de abertura e obtenção das curvas de luz

A fotometria de abertura consiste na soma de contagens de píxeis para cada abertura. Não convertemos as contagens para unidades físicas de fluxo já que, para a metodologia utilizada, preocupamo-nos apenas com a diferença de contagens entre FFIs em épocas distintas para construção de nossas curvas de luz e posterior análise.

Cada região quadrada de referência possui uma estrela alvo e 250 estrelas de referência, cada qual com sua abertura definida pela etapa anterior, como exemplificado pela Figura 3.8. No entanto, temos 52 FFIs distintas, ou seja, para cada estrela, seja alvo ou referência, teremos 52 aberturas diferentes. O motivo de realizarmos fotometria de abertura nas estrelas de referência é somarmos todas elas para cada

FFI a fim de termos um valor de fluxo de referência quase constante para toda a vizinhança da estrela alvo. Porém, devemos destacar que, para algumas estrelas de referência, os valores de contagem não são constantes para as 52 FFIs pois podem se tratar de estrelas variáveis, estrelas com píxeis afetados por raios cósmicos ou outros casos de variação de fluxo de origem sistemática ou astrofísica. No entanto, o grande número de estrelas de referência (250) utilizadas para cada alvo científico serve para minimizar a interferência destes casos isolados nos valores finais de fluxo de referência.

Como cada orientação distinta possui sua própria sistemática e erros associados, agrupamos as imagens em 4 amostras, baseadas nas 4 orientações. Assim, para cada conjunto, somamos as contagens das estrelas de referência e dividimos o valor de contagens da estrela alvo por esta soma. Esta divisão é feita para normalizar a distribuição de valores de fluxo da estrela alvo por toda a missão, através da contribuição das estrelas de referência. Além disso, de modo a eliminarmos possíveis efeitos de variação devido às diferenças de *flat-field* entre diferentes detectores, dividimos este fluxo calculado pela mediana dos fluxos da estrela alvo dentre as imagens de mesma orientação. Esse processo é melhor descrito nas equações a seguir.

O fluxo normalizado de uma estrela r de referência, para uma determinada FFI k_i , é dado por:

$$F_{k_i,r} = \frac{f_{k_i,r}}{M(f_{S_{u,r}})} \quad | \quad S_u \subset K, K = \{k_1, k_2, \dots, k_{52}\} \quad , \quad (3.1)$$

onde $f_{k_i,r}$ corresponde ao fluxo de uma estrela de referência r medido em uma FFI k_i , $S_{u,r}$ corresponde ao conjunto das FFIs observadas de mesma orientação u : $u = \{0,1,2,3\}$ a qual k_i pertence e $M(f_{S_{u,r}})$ é a mediana dos fluxos desta estrela para os pontos correspondentes ao mesmo conjunto de FFIs $S_{u,r}$.

Então, somamos os fluxos normalizados de todas as estrelas de referência de uma determinada FFI através de:

$$F_{k_i}^{ref} = \sum_{r=1}^{250} F_{k_i,r} \quad (3.2)$$

e, depois, dividimos o fluxo da estrela alvo (denotada pelo índice a) pela soma dos fluxos de referência e o normalizamos, obtendo o fluxo normalizado da estrela alvo ($F_{k_i}^A$) na FFI k_i :

$$F_{k_i,a} = \frac{f_{k_i,a}}{F_{k_i}^{ref}} \quad , \quad (3.3)$$

$$F_{k_i}^A = \frac{F_{k_i,a}}{M(F_{S_{u,a}})} \quad (3.4)$$

onde $f_{k_i,a}$ é o fluxo de abertura da estrela alvo calculado para uma determinada FFI k_i , $F_{k_i,a}$ é o fluxo da estrela alvo dividido pela contribuição das estrelas de referência em sua FFI e $M(F_{S_{u,a}})$ é a mediana de $F_{k_i,a}$ somente para os pontos correspondentes ao conjunto $S_{u,a}$. Neste caso, $S_{u,a}$ difere de $S_{u,r}$ pois o primeiro se refere a estrela alvo e não inclui as 8 observações correspondentes às golden FFIs, encontradas na orientação 3. Como as golden FFIs possuem níveis similares de efeitos sistemáticos e correspondem a quase metade dos pontos desta orientação, esta escolha evita que o espalhamento seja subestimado e a mediana $M(F_{S_{u,a}})$ fique potencialmente enviesada⁸.

Desta forma, no final do processo de fotometria de abertura cada estrela alvo possuirá um conjunto de até 52 fluxos relativos observados $F_{k_i}^A$. Então, ao relacionarmos estes fluxos às épocas e orientações em que as FFIs foram obtidas, produziremos a curva de luz da estrela analisada. Por exemplo, podemos ver a curva de luz da estrela KIC 12404698, conforme apresentada no painel de visualização produzido durante a etapa de seleção de abertura, através das Figura 3.9, à esquerda, e a curva de luz final, após termos selecionarmos esta mesma abertura, através da Figura 3.9, à direita. Nelas, cada conjunto de pontos de uma mesma cor equivale a uma das 4 orientações, de acordo com o esquema de cores apresentado pela Tabela 2.1, e as épocas em que cada FFI foi obtida equivalem às datas, em dias julianos modificados, apresentadas na coluna “Fim da observação (MJD)” desta mesma tabela. Além disso, notamos diferenças nas incertezas de cada fluxo quando comparamos as duas curvas de luz. Isso ocorre pois na etapa de visualização da abertura é feito um cálculo preliminar simplificado das incertezas, através de regressão linear simples para cada conjunto de pontos de mesma orientação. Para o cálculo das incertezas finais e remoção de tendências sistemáticas (*detrending*), no entanto, são utilizados processos gaussianos complexos, descritos em Montet et al. (2017).

3.2.5 Cálculo dos centroides

Além das curvas, o programa *f3* também nos permite acompanhar a variação das posições dos centroides das estrelas. Dado um fluxo⁹ $f_a(m_j, n_j)$ de píxel contido na abertura selecionada para uma estrela alvo que se localiza na posição (m_j, n_j) da

⁸Este mesmo procedimento deveria, em teoria, ter sido aplicado para calcular $M(f_{S_{u,r}})$, mas não faz parte do código *f3*. Na prática, porém, a manutenção das golden FFIs no cálculo desta mediana pode causar um deslocamento nos valores absolutos de fluxo, o que é irrelevante para a nossa análise, pois ela utiliza valores normalizados de fluxo.

⁹Não utilizamos o índice k_i correspondente a uma determinada observação como havíamos feito nas Equações 3.1, 3.2 e 3.4 por causa de excesso de notação. Ainda assim, a equação demonstra o caso de uma estrela alvo em uma única FFI.

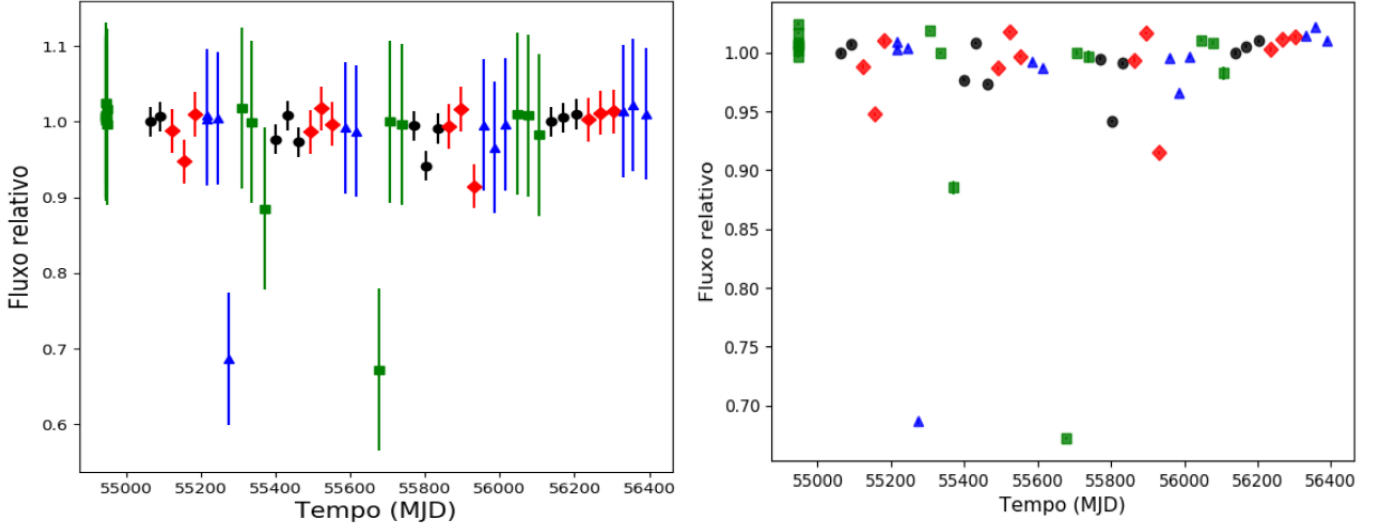


Figura 3.9: Esquerda: Curva de luz da estrela KIC 12404698 utilizando as incertezas calculadas por regressão linear simples entre pontos de mesma orientação durante a etapa de ajuste manual de abertura. Direita: Curva de luz da estrela KIC 12404698 utilizando as incertezas calculadas pelo processo gaussiano para a mesma abertura. As cores, representando fluxos calculados para observações de mesma orientação, seguem o esquema apresentado na Tabela 2.1.

matriz de abertura de dimensão $M \times N$, a posição do centroide nos eixos x e y será, respectivamente:

$$x_{cm} = \frac{\sum_{j=1}^M f_a(m_j, n_j) * m_j}{\sum_{j=1}^M f_a(m_j, n_j)}, \quad (3.5)$$

$$y_{cm} = \frac{\sum_{j=1}^N f_a(m_j, n_j) * n_j}{\sum_{j=1}^N f_a(m_j, n_j)} \quad (3.6)$$

definidas de forma semelhante ao cálculo de centro de massa de um sistema.

O ideal para uma estrela de brilho estável é que mantenha seu centroide quase constante entre imagens de mesma orientação durante todo o período da missão, como podemos notar pelo comportamento das orientações verde, azul e vermelha, na Figura 3.10. No entanto, isso não ocorre pelo deslocamento aparente das estrelas (vide Seção 2.4). A variação notada na posição do centroide é, portanto, suscetível ao movimento próprio da estrela. Desta forma, estudar o comportamento da posição do centroide da estrela em diferentes observações pode nos indicar algum tipo de correlação entre alterações no fluxo medido e mudanças na posição de uma estrela alvo. Nestes casos, portanto, uma grande variação de fluxo detectada nas curvas de luz pode não se tratar de uma variabilidade fotométrica e sim de um efeito sistemático causado pela entrada ou saída de parte do fluxo da estrela alvo na

abertura determinada.

Porém, devemos salientar que uma variação de fluxo causada por um trânsito, por exemplo, pode também causar este efeito. Isto ocorre pois o planeta, ao passar em frente ao disco da estrela, bloqueia parte de seu fluxo e, conseqüentemente, pode modificar a posição do centroide. Este processo é semelhante ao processo de a estrela se “deslocar” descrito no parágrafo anterior. Portanto, devemos fazer uma análise visual cuidadosa para conseguirmos fazer a distinção entre trânsitos reais e possíveis efeitos sistemáticos. Como veremos em nossos resultados, expressos na Tabela A.1, ao analisarmos individualmente as estrelas de nossa amostra final notamos que várias delas possuem deslocamento de centroide correspondente ao possível trânsito.

A Figura 3.10, por exemplo, demonstra o comportamento do fluxo relativo e as posições cartesianas do centroide x (esquerda) e y (direita) para um conjunto de observações da estrela alvo KIC 11517779, demonstrando um dos casos que acabamos de citar (a queda substancial de fluxo, correspondente a $\sim 0,915$, define o possível trânsito encontrado). Neste exemplo, também notamos que o ponto preto do possível trânsito está deslocado em relação aos outros $\sim 0,1$ e $\sim 0,2$ nos eixos x e y , respectivamente. No entanto, como esses deslocamentos correspondem a apenas uma fração de um píxel, consideramos como um caso real. Relembremos que as FFIs foram observadas em diferentes épocas e orientações, tendo para cada orientação erros particulares. As posições do centroide são diferentes entre distintas orientações e, portanto, devemos lidar separadamente com cada conjunto.

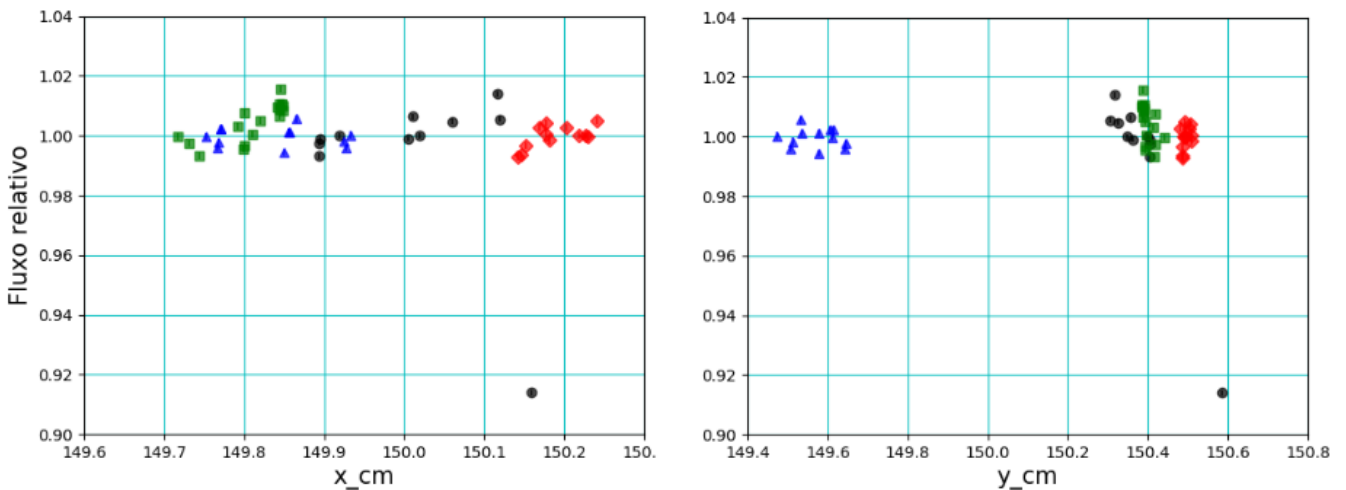


Figura 3.10: Gráficos de Fluxo relativo vs Posições dos centroides em x (à esquerda) e em y (à direita) para a estrela KIC 11517779. Na imagem, vemos um exemplo de possível trânsito dado pelo ponto preto com menor fluxo. Também verificamos um deslocamento de centroide do ponto correspondente a este trânsito em relação à região delimitada pelos demais pontos de mesma orientação (demais pontos pretos).

3.2.6 Seleção de candidatas com potenciais trânsitos

Após pré-selecionarmos as estrelas contidas no catálogo KIC por corte de magnitude K_p entre 16,0 e 16,5 (Seção 3.2.1) e obtermos as suas curvas de luz (Seção 3.2.4), utilizamos critérios para separá-las em uma amostra que chamamos de estrelas candidatas com potenciais trânsitos, descrita a seguir.

Para selecionarmos a amostra, necessitamos escolher um critério de definição do que seria um potencial trânsito através da análise das curvas de luz. Rigorosamente, um trânsito provocado por um objeto celeste orbitando a estrela alvo se verifica por uma queda e ascensão de brilho na curva de luz, repetindo-se periodicamente ou quasi-periodicamente em um processo melhor descrito na Seção 1.1. No entanto, como já citado na Seção 2.4, a cadência e a precisão de nossos dados somente nos permitem detectar trânsitos que se traduzam como pontos (fluxos) da curva de luz com valor mais baixo em relação às demais observações. Assim, decidimos utilizar um critério estatístico que também fosse um indicador de diminuição de fluxo em relação às demais FFIs.

Optamos por utilizar o critério estatístico desvio padrão (σ) para definirmos o que consideraríamos como um possível trânsito. Como podemos ver na Figura 3.11, quando calculamos o σ a partir dos valores de fluxo normalizados para todas as 52 FFIs, temos um valor de desvio padrão semelhante para quase todas as estrelas da amostra pré-selecionada (a maior parte delas possui $\sigma < 0,02$). Esta variação, no entanto, é maior do que a necessária (1%) para detectarmos um Júpiter ao redor de uma estrela de tipo solar, por exemplo. Porém, se tratarmos cada orientação como um conjunto de imagens distintas a nossa precisão será melhorada e, por consequência, poderemos detectar trânsitos com mais confiança e também limitar o número de falsos positivos.

Assim, realizamos esta separação de análise para cada uma das 4 orientações distintas. Cada uma delas representa um conjunto de píxeis diferente para cada estrela alvo e, portanto, em cada orientação temos uma própria sistemática, ruído e função resposta dos píxeis. A disparidade de fluxo entre duas ou mais diferentes orientações pode ser notada em vários exemplos de curvas de luz, como na Figura 3.12, na qual os triângulos azuis observados destoam substancialmente dos demais pontos durante todo o trimestre configurando, provavelmente, algum efeito sistemático referente à alteração de posição dos píxeis de abertura ou algum problema da imagem ao redor dos píxeis de abertura selecionados.

O processo que utilizamos para realizarmos as análises fotométricas das curvas de luz foi baseado no cálculo entre as diferenças de fluxo entre cada ponto de uma orientação e a média dos demais pontos da mesma orientação. Consequentemente, o nosso próximo passo foi decidirmos a quantos σ estas diferenças de fluxo deveriam

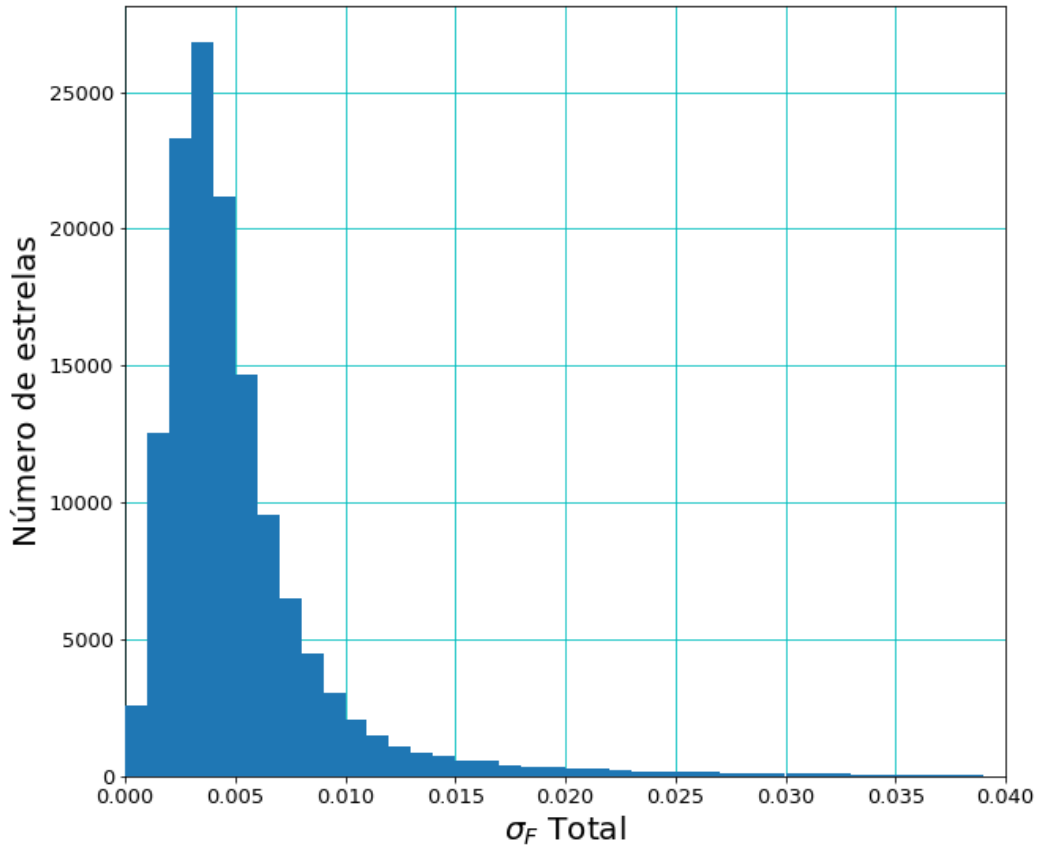


Figura 3.11: Histograma de valores de desvio padrão a partir do fluxo normalizado de todas as estrelas pré-selecionadas, com corte em 0,04 (apenas 1391 estrelas das 137 209 da amostra pré-selecionada não foram representadas neste histograma, por apresentarem $\sigma > 0,04$). Nota-se que a grande maioria das estrelas possui $\sigma < 0,02$. No entanto, quando separamos o cálculo de desvio padrão para cada orientação, este valor pode se tornar substancialmente maior devido a trânsitos, raios cósmicos ou grandes alterações bruscas de fluxo em apenas algumas FFIs.

corresponder para serem consideradas como possíveis trânsitos e, para isso, demos início a uma sequência de testes com desvios padrões distintos. Somente começamos a ver detecções com maior probabilidade de serem trânsitos, de acordo com a nossa análise visual das curvas de luz, a partir de 6σ . Porém, este critério gerava 3400 estrelas candidatas com 3577 possíveis trânsitos. Para termos um número compatível com a duração do projeto, escolhemos um número conservador de 15σ . Uma consequência positiva é que, quanto maior o σ utilizado, maior o grau de confiança nas detecções. Isso ocorre pois fica muito mais fácil distinguirmos um ponto de fluxo mínimo em meio à dispersão dos pontos (que pode ter causas astrofísicas ou sistemáticas). Portanto, um fluxo que tivesse mais de 15σ de profundidade em relação à média dos fluxos observados nas FFIs de mesma orientação seria selecionado como

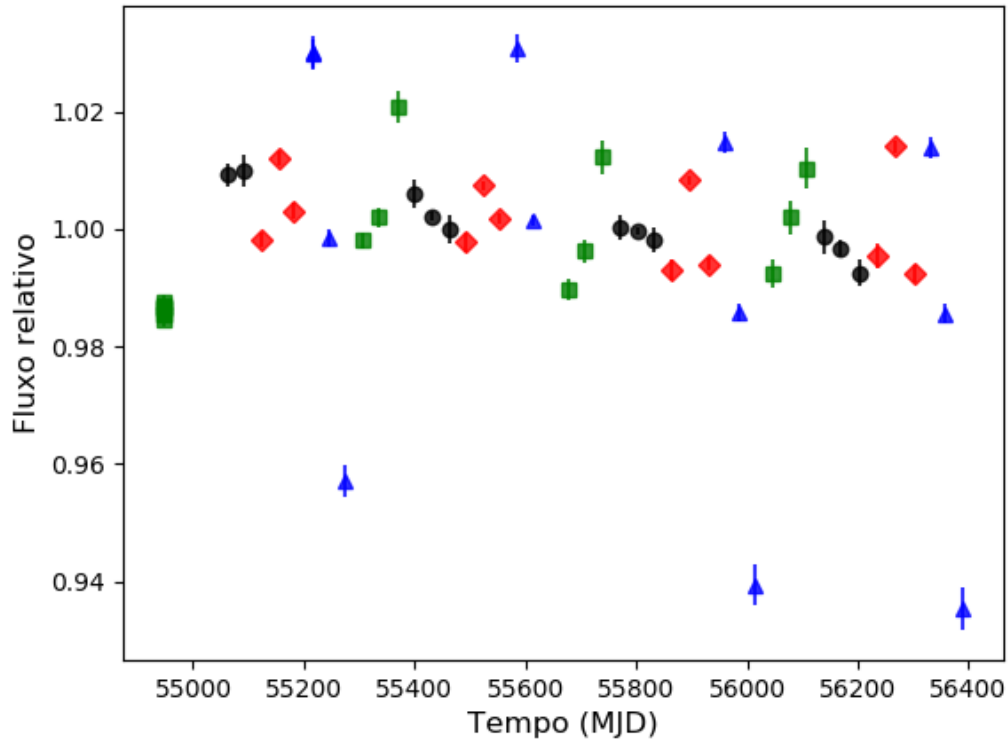


Figura 3.12: Curva de luz da estrela KIC 5477695, com espalhamento alto na orientação correspondente aos pontos azuis, em relação às demais orientações.

possível trânsito.

Por haver casos de aumento de fluxo abrupto devido a efeitos sistemáticos, raios cósmicos ou flares, também foi necessário realizarmos um corte superior, que optamos por ser 3σ para cada orientação. Ou seja, não consideramos valores de fluxo cujas diferenças em relação à média das demais observações da mesma orientação fossem maiores que 3σ . Desta forma, evitamos a adulteração do cálculo de σ utilizado para detectarmos possíveis trânsitos. Um exemplo de caso com um ponto retirado da análise encontra-se na Figura 3.13, cujo ponto relacionado à incidência de raio cósmico/flare está $27,05\sigma$ acima dos demais, em exceção ao ponto mínimo. Após a nossa análise, percebemos que este ponto mínimo se configura como um possível trânsito e não SPSD pois esta queda ocorre anteriormente ao momento em que ocorre o pico de fluxo causado pela possível incidência de raio cósmico. Este é um caso interessante pois, ao não excluirmos o ponto máximo, o fluxo mínimo apresenta uma queda de $3,25\sigma$ em relação aos outros pontos da mesma orientação (pontos verdes). Quando retiramos o *outlier* superior, o trânsito apresenta uma queda correspondente a $19,84\sigma$. Ou seja, se não fizermos o corte superior, o fluxo mínimo desta curva de luz não será classificado como possível trânsito pelo critério de 15σ descrito no parágrafo anterior.

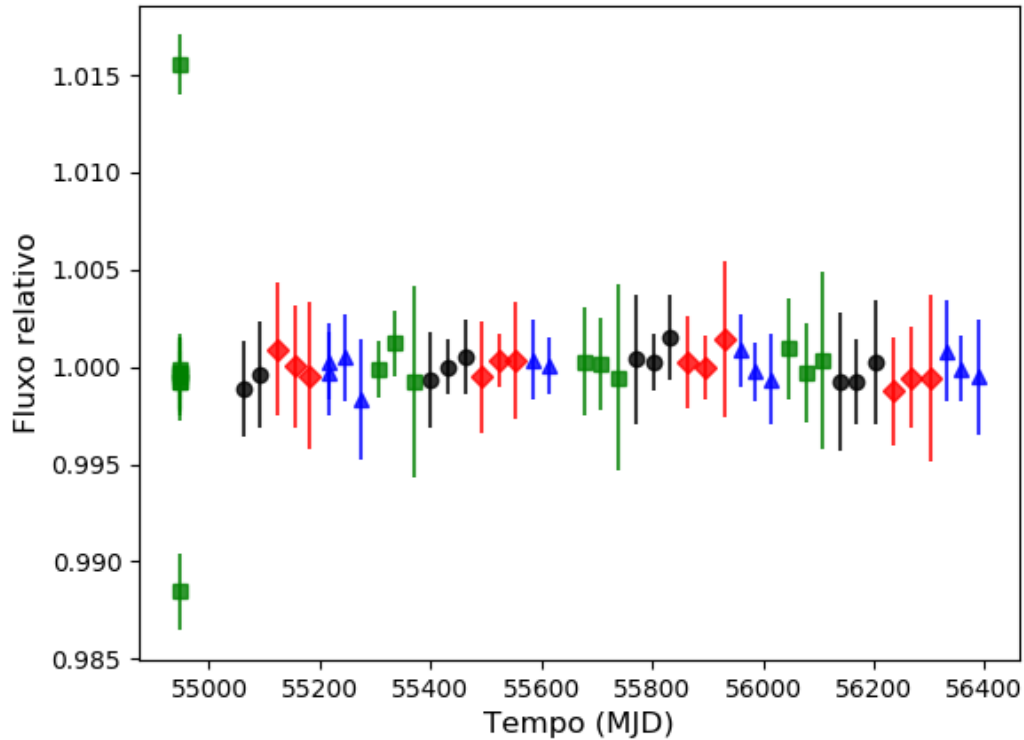


Figura 3.13: Curva de luz da estrela KIC 10709015 que apresenta um ponto muito acima dos demais, devido a uma provável incidência de raio cósmico ou flare, e um ponto abaixo dos demais, um possível caso de trânsito. A classificação de trânsito, neste exemplo, é dependente do corte superior de 3σ que utilizamos.

Desta forma, executamos um algoritmo contendo o critério de 15σ , com corte superior de 3σ eliminando raios cósmicos, flares ou efeitos sistemáticos, para todas as 137 209 estrelas pré-selecionadas. Assim, toda vez que uma estrela apresentasse um possível trânsito, seu número identificador KIC ID e o número da orientação correspondente ao trânsito seriam escritos em um arquivo de texto. Como resultado, temos uma amostra de 453 estrelas candidatas (com 468 possíveis trânsitos) e o fim da análise automatizada da Metodologia 2. O procedimento seguinte é a verificação manual da abertura de cada uma das estrelas da amostra final para a remoção de falsos positivos ou ajuste fino de tamanho de abertura.

3.2.7 Validação das candidatas

Após a escolha dos parâmetros iniciais valor de corte e porcentagem de corte explicados na Subseção 3.2.2, o *f3* disponibiliza um processo manual de ajuste de abertura baseado na possibilidade de inclusão ou exclusão de píxeis de abertura. Isto permite que expandamos nossas aberturas ou que retiremos píxeis que apresentem contribuição de brilho de estrelas vizinhas. O processo é iterativo e, a cada

modificação, uma imagem contendo a nova abertura (e a curva de luz) da estrela é mostrada ao usuário, que pode modificá-la e repetir o processo indefinidamente. Quando o usuário decidir que a abertura selecionada é adequada, o $f\beta$ encerrará o processo realizando o cálculo mais preciso das incertezas, posição dos centroides e gerando a curva de luz final. Ainda, adicionamos o cálculo das profundidades dos trânsitos, raios mínimos (serão discutidos em mais detalhes na Subseção 4.2.1) e desvios padrões das orientações às quais os trânsitos pertencem. Ou seja, resumidamente, apenas após selecionarmos visualmente as aberturas de uma estrela alvo, poderemos gerar uma curva de luz que possa ser usada para estudo e análise mais aprofundada. Para isso, enquanto modificamos a abertura, também nos é mostrada a curva de luz caso aquela abertura seja escolhida. Desta forma, temos auxílio visual para identificarmos alterações nas curvas de luz com precisão de um píxel já que, dada a dimensão espacial de cada píxel (quadrado de lados de $4''$), a inclusão de apenas um píxel pode alterar bruscamente os fluxos calculados nas FFIs, podendo até mesmo ser responsável pela presença de um possível trânsito ou um falso positivo. Por exemplo, na Figura 3.14, podemos encontrar um caso em que a retirada de apenas um píxel altera significativamente a curva de luz resultante. É possível que haja alguma contaminação, como a interferência de brilho de um sistema binário no *background*. Apesar de esta ser apenas uma especulação sobre a causa de tal contaminação, reiteramos que removermos esta estrela de nossa análise foi importante porque sua curva de luz apresenta uma assinatura de trânsito correspondente a um falso positivo. Assim afirmamos pois um píxel das bordas, que presumivelmente contém maior proporção de contagens relacionadas ao ruído de fundo que ao fluxo da estrela, não deveria ser responsável pelo sinal do trânsito e por tamanha modificação na curva de luz. Portanto, não incluímos esta estrela e estrelas que apresentaram problemas semelhantes em nossos resultados finais.

Usualmente, selecionamos de 1 a 2 píxeis adicionais de extensão em todas as direções além do limite visual que a estrela proporciona, de modo a incluirmos parte do *background*. Deste modo, preservamos a estrela na abertura escolhida para casos de possível variação de posição, além de contermos toda sua PSF.

Em muitos casos, nos deparamos com a interferência de estrelas próximas no campo visual que contribuía com fluxo nos píxeis de abertura da estrela alvo, ou seja, o brilho destas estrelas se juntava em píxeis comuns e contaminava as curvas de luz produzidas. Nestas situações, nossa análise era comprometida pois precisávamos excluir estes píxeis e a abertura da estrela alvo se tornava menor do que o necessário. Isso introduzia maior variabilidade observada nas curvas de luz, não correspondendo a um motivo astrofísico mas sim pela perda de parte da PSF da estrela. Assim, nestes casos, fomos cautelosos verificando as modificações da curva de luz a cada píxel retirado/incluído. Podemos exemplificar estes dois casos através das Figuras

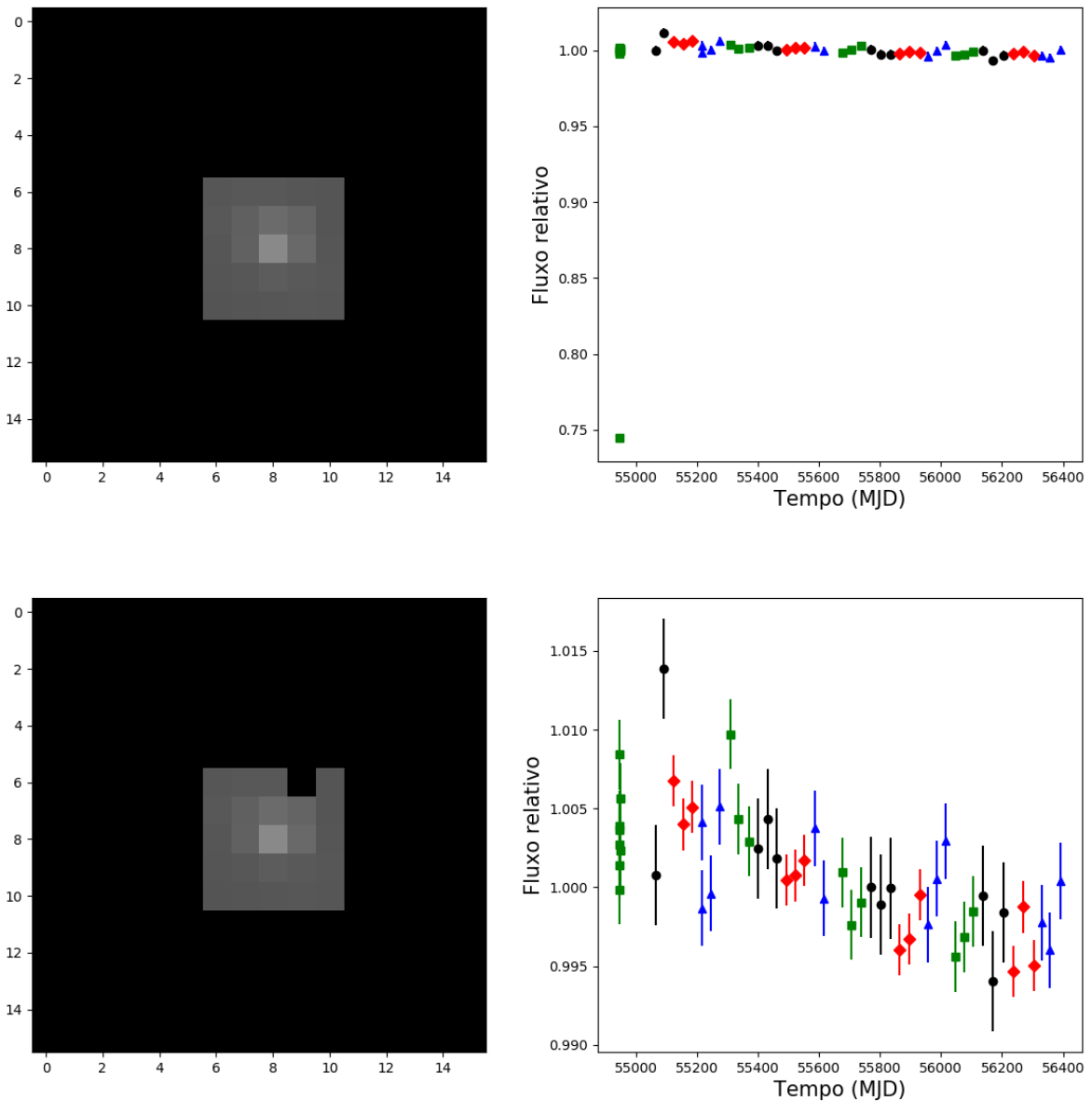


Figura 3.14: Aberturas e respectivas curvas de luz da estrela KIC 12365557, mostrando a presença ou não de um trânsito dada a adição ou retirada de 1 píxel. Não consideramos esta estrela como candidata a abrigar planetas, depois da etapa manual de controle de abertura, pois consideramos que o píxel responsável pela assinatura de trânsito pode apresentar algum problema ou estar contaminado por alguma estrela próxima..

3.15 e 3.16. Na Figura 3.15, decidimos não considerá-la como candidata pois sua PSF não era distinguível da(s) estrela(s) brilhante(s) vizinha(s), dado a proximidade entre elas - o píxel central (de maior fluxo) da estrela alvo sempre é centralizado no painel de visualização de abertura. Na Figura 3.16, decidimos, visualmente, que a influência da estrela vizinha não chegava a interferir consideravelmente na curva de luz da estrela alvo caso retirássemos alguns píxeis das bordas e, portanto, a consideramos como uma das estrelas com possível sinal de trânsito depois de

verificarmos manualmente sua abertura.

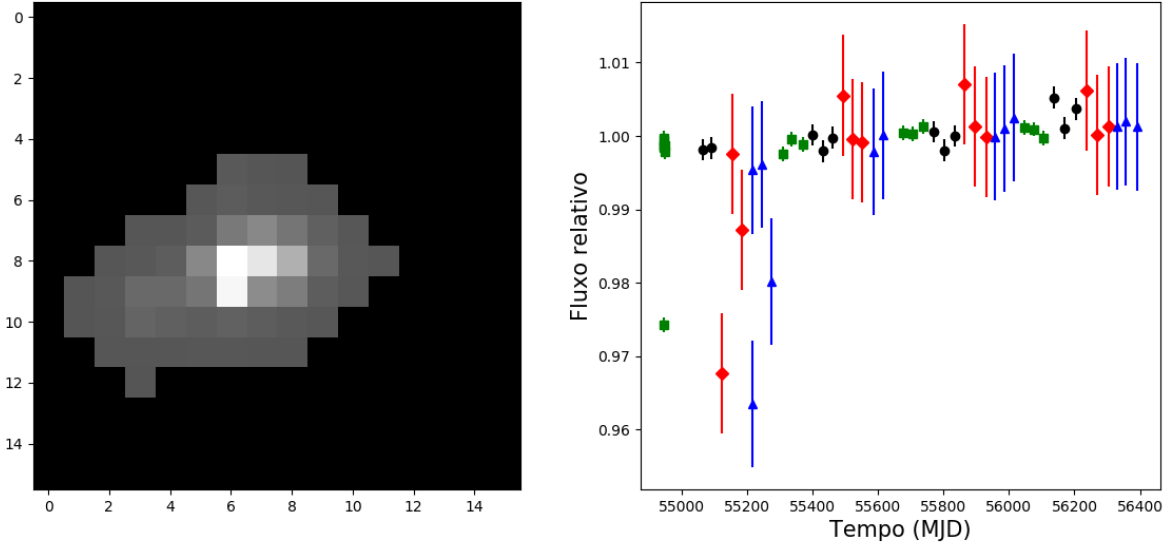


Figura 3.15: Abertura da estrela KIC 7599088 (esquerda), que demonstra um exemplo de interferência da PSF de estrelas vizinhas na abertura da estrela alvo. Este foi um dos casos que, por não conseguirmos isolar a PSF da estrela alvo, não consideramos o ponto verde (fluxo relativo de $\sim 0,975$ e σ da profundidade 22,66) como possível trânsito em nossos resultados finais – os demais pontos não obedeceram o critério de 15σ .

Outra questão a qual nos atentamos foi relacionada às estrelas que se encontravam muito perto das bordas das imagens. O programa, como explicado na Subseção 3.2.3, desloca a área quadrada de 300×300 píxeis nestes casos, de modo a evitarmos 15 píxeis das bordas de todas as FFIs. No entanto, estrelas contidas na área quadrada têm de apresentar certa distância das bordas (além destes 15 píxeis), para terem aberturas que possamos visualizar e manipular, incluindo ou retirando píxeis individualmente. Explicamos melhor a seguir.

Para que visualizássemos a abertura quando fôssemos adaptá-la, decidimos utilizar um painel de visualização de dimensão 16×16 píxeis. Ou seja, teríamos toda esta área para controlarmos a abertura da estrela alvo caso necessário. Porém, a visualização e controle de abertura só aparecem para o usuário quando ela está centralizada, ou seja, para nossa abertura de 16×16 , apenas estrelas alvo que estejam a 23 píxeis das bordas serão detectadas¹⁰.

Em suma, uma estrela que se encontre a uma distância mínima de 23 píxeis das bordas na imagem de controle permite a adaptação de sua abertura e está centrada na posição (8,8). Estrelas entre 0 e 15 píxeis das bordas foram descartadas durante

¹⁰É importante reiterarmos que ainda que não tenhamos a abertura apresentada, a estrela alvo ainda apresentará uma curva de luz associada, uma vez que ela está contida nas FFIs por toda a missão. No entanto, não há como descartarmos falsos positivos sem conhecimento de que píxeis e que estrelas contribuem para a construção da curva de luz de saída.

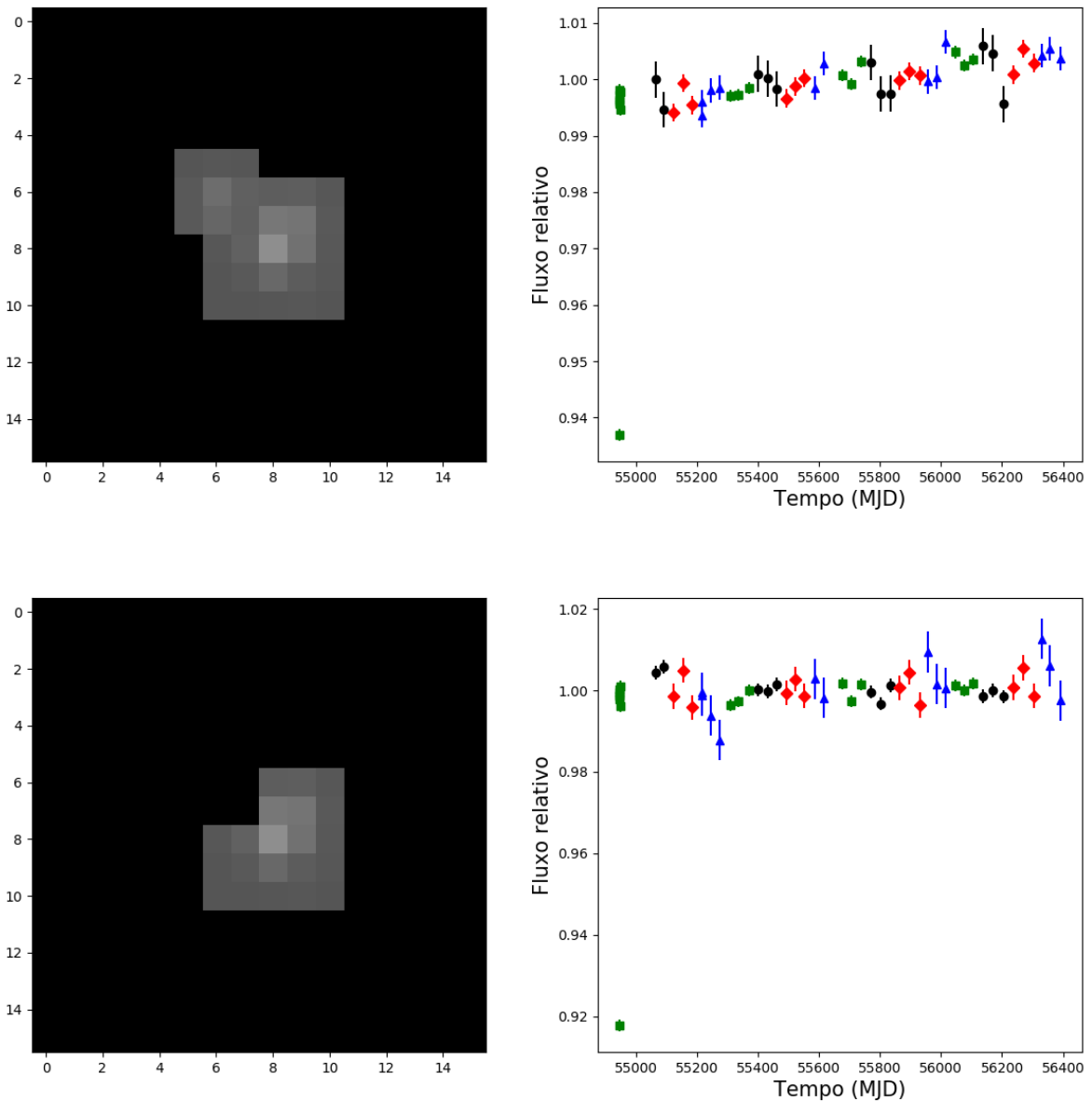


Figura 3.16: Aberturas (esquerda) e respectivas curvas de luz (direita) da estrela KIC 4732087, que demonstram um exemplo de interferência de PSF de estrelas vizinhas na abertura da estrela alvo. No entanto, nesse caso, conseguimos isolar a PSF da estrela alvo, perdendo alguns píxeis que não alteraram significativamente sua curva de luz. Portanto, a consideramos como um caso de estrela que apresenta assinatura de trânsito em nossos resultados finais.

a etapa de seleção de candidatas, automaticamente, pelo $f3$. Estrelas que estejam entre 16 e 23 píxeis das bordas, não apresentarão abertura, dada a dimensão da janela de visualização que escolhemos e, portanto, não teremos como garantir que os trânsitos detectados não são falsos positivos (vide Figura 3.17). No entanto, para os apenas 7 casos deste tipo (estavam entre 16 e 23 píxeis das bordas), pudemos diminuir as dimensões de nosso display e, dentre eles, 3 foram considerados em nossos resultados finais como estrelas com possíveis trânsitos. Podemos ver um exemplo de

uma delas na Figura 3.18, mostrada em uma imagem que contém dimensão de 8×8 píxeis, cujo seu píxel central encontra-se a 19 píxeis da borda direita da FFI.

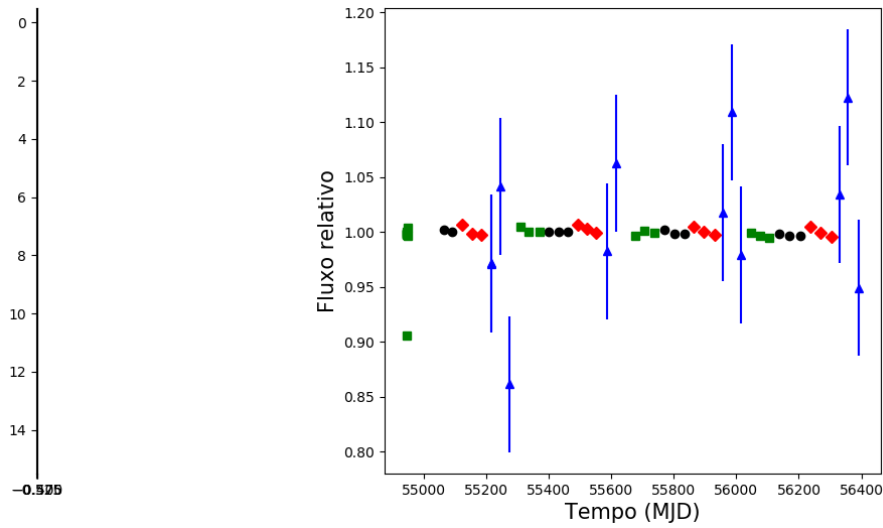


Figura 3.17: Abertura da estrela KIC 6122340 (esquerda), um exemplo de estrela alvo situada entre 16 e 23 píxeis das bordas. Ela não pode ser visualizada e alterada com o painel de visualização 16×16 píxeis que utilizamos, apesar de ainda apresentar sua curva de luz produzida (direita).

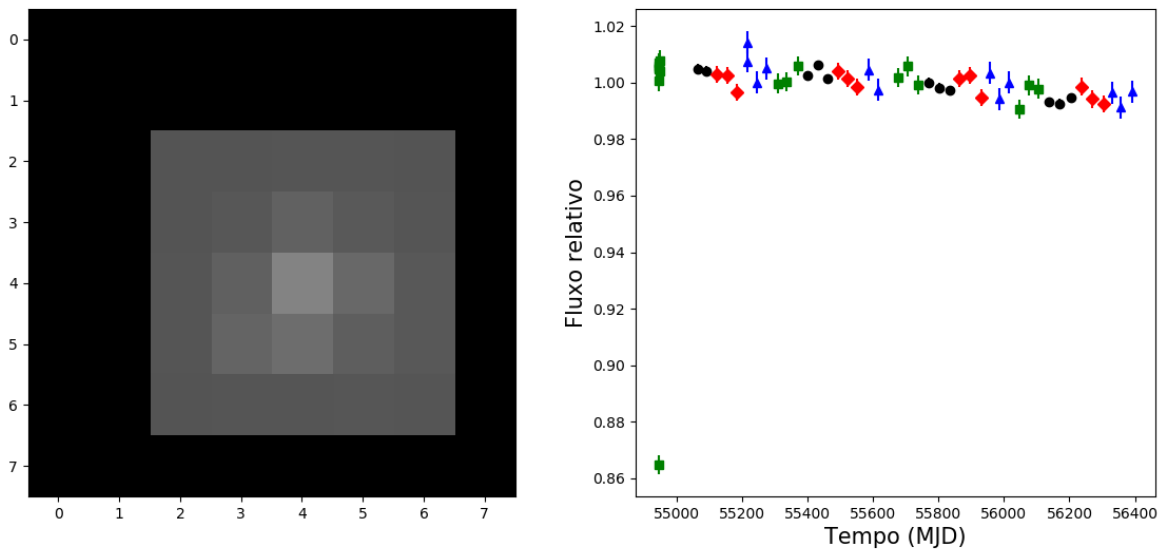


Figura 3.18: Abertura da estrela KIC 6041341 (esquerda), que demonstra um exemplo de estrela alvo situada entre 16 e 23 píxeis das bordas, que apenas conseguimos observar quando diminuimos o painel de visualização para a dimensão de 8×8 píxeis. Este foi um dos casos que consideramos como estrela que apresenta assinatura de trânsito, expressa na curva de luz (direita), e que consta em nossos resultados finais.

Também verificamos que, para algumas de nossas estrelas, após a etapa de verificação manual de abertura, a abertura nos mostrava uma imagem toda escura,

embora ainda gerasse uma curva de luz. Isto ocorria principalmente porque a janela de visualização não possuía um suficiente realce de brilho nos píxeis correspondentes à estrela alvo. Esses casos ocorriam quando havia uma estrela na área quadrada de 300×300 píxeis extremamente brilhante, que causava saturação em píxeis adjacentes. Este problema era facilmente contornado ao fazermos um corte dos píxeis com contagens que destoavam dos demais (estrelas muito brilhantes ou píxeis mortos eram descartados) através da técnica *sigma-clipping*. Porém, o valor de σ e o número de iterações necessárias era específico para cada caso e, por isso, era um processo que seria muito custoso em tempo para nossa análise. Embora pudéssemos revelar a estrela, incluindo píxeis manualmente a partir do centro da imagem, esse processo também era custoso em tempo. Então, nesses casos, apenas diminuíamos o valor de corte da abertura até obtermos uma abertura satisfatória, como exemplificado para KIC 4050371 (Figura 3.19).

Finalmente, após a verificação das aberturas, obtivemos nossos resultados finais. Devemos ressaltar que os trânsitos considerados em nossos resultados correspondem a detecções de 15σ ou mais. No entanto, algumas estrelas possuem trânsitos adicionais detectados com níveis de confiança menores. Características da amostra após a validação das candidatas são discutidas na Seção 4.1 e a apresentação de todos os nossos resultados finais encontra-se na Tabela A.1, no Apêndice A.

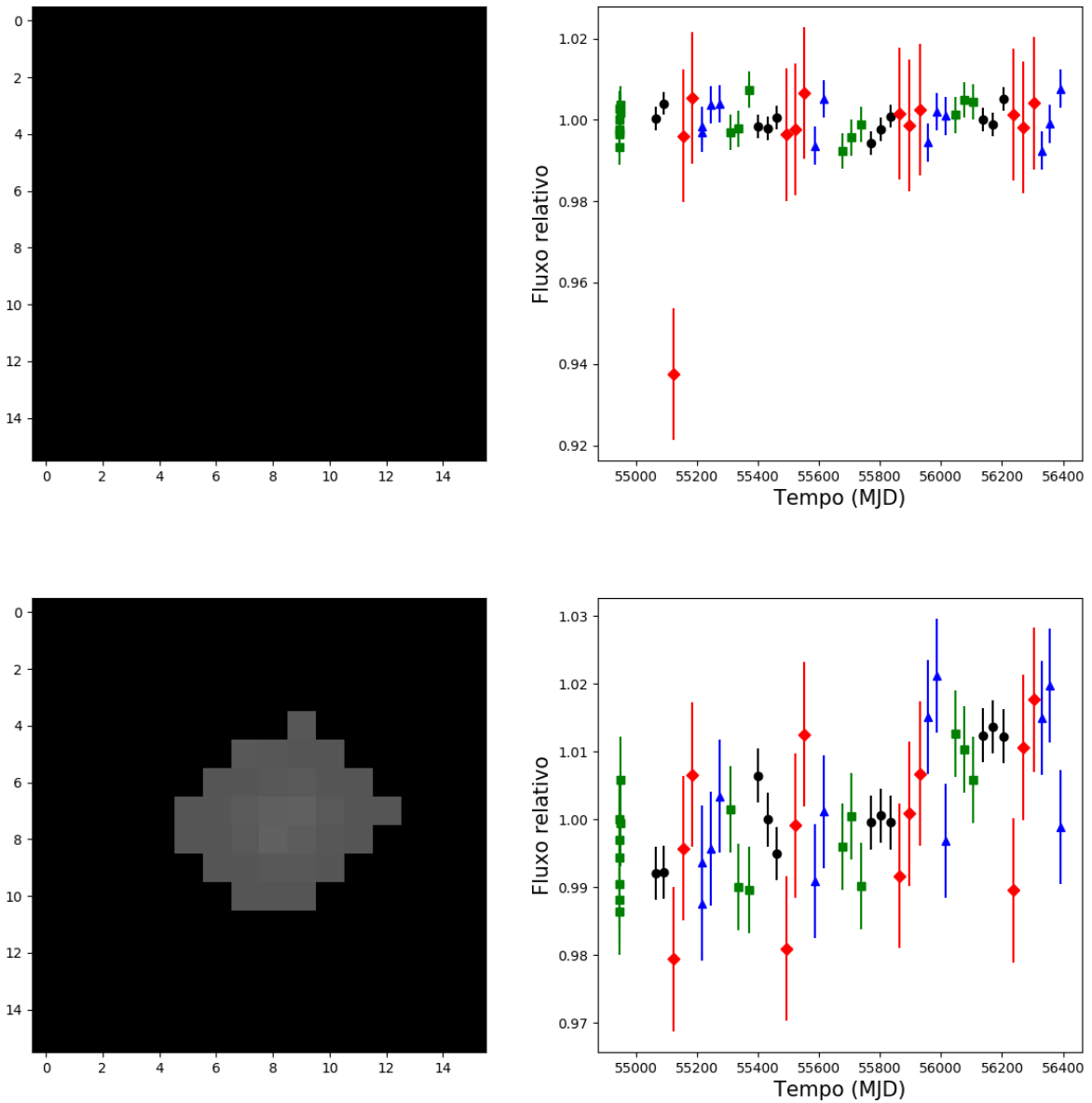


Figura 3.19: Paineis superior: abertura (esquerda) e curva de luz (direita) da estrela KIC 4050371 com um valor de corte 18000, aparentando apresentar um trânsito. Paineis inferior: abertura (esquerda) e curva de luz (direita) da mesma estrela, mas com valor de corte menor, igual a 5000. Podemos notar que, ao conseguirmos visualizar a estrela e ajustar sua abertura, neste caso, não há mais assinatura de trânsito.

Capítulo 4

Resultados

Inicialmente, a partir da amostra de estrelas selecionada pelas etapas automáticas de ajuste de abertura (Subseção 3.2.2) e pelo critério de 15σ para detecção de possíveis trânsitos (Subseção 3.2.6), analisamos manualmente cada uma das estrelas, verificando as curvas de luz geradas (Subseção 3.2.7). Agora, vamos inferir os parâmetros profundidade Q dos trânsitos detectados e raio mínimo R_P dos objetos que os causaram.

Este capítulo se inicia com a descrição de nossa amostra para posteriormente discutir como realizamos a inferência dos parâmetros físicos e classificação dos objetos candidatos. Por fim, exemplifica alguns casos astrofísicos interessantes, dentre os candidatos finais que selecionamos.

4.1 Amostra selecionada

Aplicando os critérios de seleção automatizada de abertura e o critério 15σ , definidos pelas Seções 3.2.2 e 3.2.6, respectivamente, obtivemos uma amostra final de 453 estrelas com possíveis 468 trânsitos detectados a serem validados visualmente. Vale ressaltar que estes números variam de acordo com o critério escolhido para a detecção dos trânsitos. Por exemplo, o número de estrelas com possíveis trânsitos são, para cada parâmetro de corte:

- 14σ : 508 estrelas com 526 possíveis trânsitos
- 12σ : 663 estrelas com 699 possíveis trânsitos
- 10σ : 866 estrelas com 910 possíveis trânsitos
- 8σ : 1420 estrelas com 1491 possíveis trânsitos
- 6σ : 2843 estrelas com 2992 possíveis trânsitos

- 4σ : 11754 estrelas com 12562 possíveis trânsitos

Estas amostras, apesar de certamente conterem trânsitos reais e objetos interessantes, não puderam ser analisadas manualmente até o presente momento. Porém, serão estudadas em trabalhos futuros.

No entanto, como discutido na Seção 3.2.7, para validarmos nossa amostra selecionamos, manualmente, cada abertura destas estrelas e aplicamos o critério de 15σ . Após este processo, portanto, nossa análise final resultou em uma nova amostra de 230 estrelas com 236 possíveis trânsitos¹ (com um adicional de 99 trânsitos que identificamos, embora com menor grau de confiança). Dentre estas estrelas, 27 não possuem raios estelares R_\star no catálogo KIC. Sendo assim, mesmo quando confirmamos potenciais trânsitos em suas curvas de luz, não pudemos inferir raios mínimos R_P para os corpos ao seu redor. As demais possuem raios variados, com raio mínimo de $0,45 R_\odot$ para KIC 3832371 ($T_{eff} = 3714 K$), uma anã vermelha, e raio máximo² de $10,45 R_\odot$ para KIC 9390976 ($T_{eff} = 5000 K$), uma gigante vermelha. A mais fria é KIC 4246830, com $3531 K$ ($R_\star = 0,91 R_\odot$), enquanto a mais quente é KIC 9344050 com $T_{eff} = 10952 K$ ($R_\star = 2,59 R_\odot$).

4.2 Classificação e parâmetros físicos dos objetos celestes

A etapa de verificação manual permitiu que selecionássemos apenas curvas de luz que aparentam conter reais assinaturas de trânsitos, eliminando casos suspeitos ou falsos positivos. Logo, assim que definimos nossa amostra final, pudemos passar a analisá-la, caracterizando seus comportamentos quanto às assinaturas deixadas pelos possíveis corpos celestes ao seu redor. Isto é, pudemos mensurar a profundidade dos trânsitos e fazer uma classificação preliminar e provisória dos objetos que os causaram a partir da análise de suas dimensões hipotéticas. A seguir, discutimos como inferimos o parâmetro físico raio e sua incerteza e como classificamos os corpos em trânsito a partir deste.

¹Se considerarmos que cada trânsito corresponde a um objeto, então teremos um total de 209 candidatos com raios mínimos inferidos. Caso contrário, se considerarmos apenas um objeto por estrela, o número de candidatos com esta condição será de 203.

²Em nossos resultados, o maior raio estelar é de $114,89 R_\odot$ para KIC 9406959 ($T_{eff} = 3338 K$). No entanto, este valor é, provavelmente, apenas uma estimativa incorreta encontrada no KIC e, por isso, não o consideramos como representativo de maior raio de nossa amostra. Além disso, KIC 9406959 também seria a estrela mais fria mas, dada a possível imprecisão no cálculo de seus parâmetros, também não a consideramos como representante da estrela de menor temperatura de nossa amostra.

4.2.1 Inferência de raio mínimo

Partindo do pressuposto que não estamos lidando com falsos positivos causados, por exemplo, por interferência de brilho das vizinhanças da estrela alvo ou por problemas sistemáticos como a queda de sensibilidade de um píxel contido na abertura utilizada (SPSD, vide Seção 2.4), para cada curva de luz teremos ao menos um fluxo correspondente a um possível trânsito. Não poderemos confirmar, todavia, se este ponto equivale a profundidade máxima do trânsito, situação que ocorre quando o objeto encontra-se totalmente à frente da projeção do disco estelar e mais próximo da região central, mais brilhante. Assim, se o fluxo deste ponto é relacionado ao bloqueio de parte da luz da estrela correspondente ao momento de entrada ou saída da configuração geométrica de trânsito, a queda de fluxo considerada será menor que a máxima causada por um objeto de mesma dimensão entre esses instantes. Portanto, estaremos lidando com uma medida de profundidade mínima, a qual iremos explicar melhor abaixo.

A profundidade mínima é a queda de fluxo medida em nossas curvas de luz e, caso haja mais de um trânsito detectado, teremos mais de uma profundidade mínima calculada. Ela é calculada com base nos fluxos medidos logo antes e depois da detecção, ou seja, utilizamos os dois pontos da curva de luz vizinhos ao ponto correspondente ao trânsito para mensurá-la. Recorremos a este procedimento pois as nossas curvas de luz nem sempre possuem inclinação aproximadamente nula. Assim, fazemos a média de fluxo entre estes dois pontos e a usamos para obter nosso valor de profundidade mínima descrita nas próximas equações.

Dados os fluxos relativos observados logo antes (F_A) e logo depois (F_D) do fluxo relativo mínimo associado ao possível trânsito (F_T), calculamos a profundidade mínima ou queda (Q) através da seguinte relação:

$$Q = \left(\frac{F_A + F_D}{2} \right) - F_T \quad (4.1)$$

Porém, caso o ponto correspondente ao trânsito seja o primeiro ou o último observado na missão, não teremos F_A ou F_D , respectivamente. Portanto, a Equação 4.1, dependendo do caso, ficará:

$$Q = F_D - F_T \quad (4.2)$$

ou

$$Q = F_A - F_T \quad (4.3)$$

Logo, dada a Equação 1.8, que trata da relação entre profundidade do trânsito e a razão de raios entre o objeto em trânsito R_P e sua estrela R_\star , temos que:

$$R_P = Q^{1/2} R_\star \quad (4.4)$$

Como estamos medindo, em nosso caso, um valor de Q que pode ser um valor menor que a profundidade máxima real, temos que R_P , neste caso, é o raio mínimo do corpo em trânsito.

A partir das equações acima, podemos propagar as incertezas para obter, finalmente, a incerteza σ_{R_P} do raio:

$$\sigma_{R_P}^2 = \left(\frac{1}{2} Q^{-1/2} R_\star \sigma_Q \right)^2 + (Q^{1/2} \sigma_{R_\star})^2 \quad (4.5)$$

No entanto, utilizamos os valores de R_\star do catálogo KIC que, por sua vez, não apresentam incertezas σ_{R_\star} . Portanto, nosso cálculo de incertezas de raio mínimo é subestimado e dado por:

$$\sigma_{R_P} = \frac{1}{2} Q^{-1/2} R_\star \sigma_Q \quad (4.6)$$

onde

$$\sigma_Q = \frac{1}{2} (\sigma_{F_A}^2 + \sigma_{F_B}^2)^{1/2} \quad (4.7)$$

e σ_{F_A} e σ_{F_B} são as incertezas do fluxo medido na FFI anterior ao ponto do trânsito (F_A) e do fluxo medido na FFI posterior ao ponto do trânsito (F_B), respectivamente.

Também, houve ocasiões em que o raio estelar R_\star não era especificado pelo KIC. Nestes casos, os raios e suas incertezas não puderam ser calculados e, portanto, a única inferência de parâmetros que obtivemos foram as profundidades Q .

Finalmente, podemos observar a distribuição dos raios mínimos que obtivemos através da Figura 4.1. Para a construção deste histograma, no entanto, limitamos o número de objetos em 201, excluindo os 27 casos de objetos nos quais não pudemos inferir tal parâmetro e estabelecendo um corte para objetos de raio mínimo até $13 R_J$. Este corte foi feito para melhor visualização dos resultados, já que há apenas 8 objetos com raios maiores.

4.2.2 Classificação dos corpos celestes

Rigorosamente, para estudarmos detalhadamente os corpos celestes, são necessários alguns parâmetros físicos tais como massa, raio, temperatura, luminosidade e composição química. No entanto, os parâmetros raio e massa, por si só, podem fornecer informações suficientes para uma classificação preliminar. Por exemplo, podemos utilizar modelos que se baseiam na relação massa-raio dos objetos para, de forma grosseira, categorizá-los em classes astrofísicas diferentes e, assim, prevermos certas características típicas destas classes.

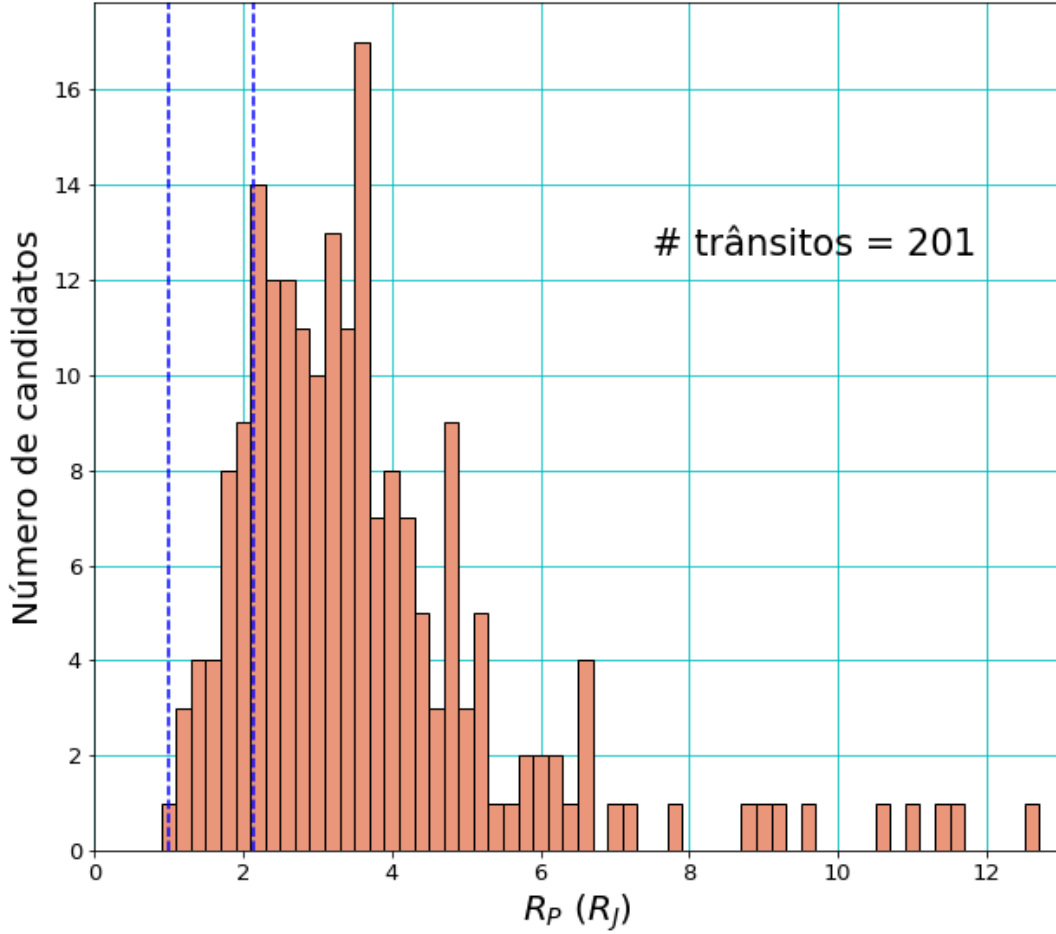


Figura 4.1: Histograma mostrando a distribuição de raios mínimos que inferimos em nosso trabalho, dentro do intervalo de $R_P \leq 13 R_J$. As linhas pontilhadas azuis são, da esquerda pra direita, respectivamente, 1 raio de Júpiter e o limite de $2,14 R_J$ utilizado para separarmos anãs marrons e exoplanetas de binárias eclipsantes, conforme será explicado na Subseção 4.2.2.

A relação massa-raio para corpos celestes em equilíbrio hidrostático deve ser definida a partir do estudo de suas estruturas físicas internas. Estrelas apresentam um comportamento aproximado a um gás ideal e apresentam uma relação massa-raio de $R \propto M$, de acordo com os modelos apresentados por Fortney et al. (2010). Anãs marrons e planetas gigantes gasosos possuem uma relação de $R \propto M^{-1/8}$ para valores de massa maiores que $\sim 3M_J$. Abaixo desta massa crítica, a relação massa-raio torna-se aproximadamente $R \propto M^{1/10}$. Podemos verificar essas relações através da Figura 4.2, onde também vemos que planetas gigantes gasosos, anãs marrons e estrelas pouco massivas possuem raios semelhantes. Portanto, como o método do trânsito fornece os raios dos objetos, porém não as massas, não há como diferenciá-

los em nosso trabalho sem que haja acompanhamento observacional (*follow-up*) e o emprego de outras técnicas.

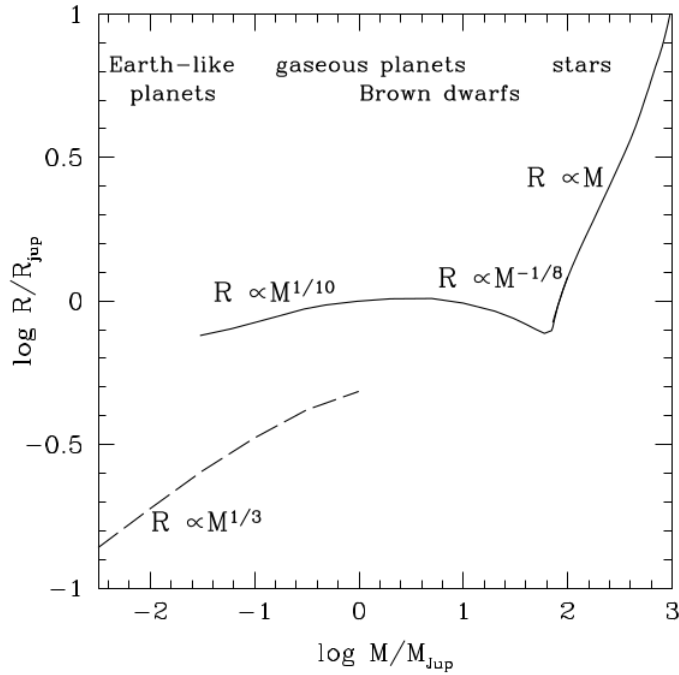


Figura 4.2: Na figura observamos a relação massa-raio para planetas rochosos (Earth-like planets), planetas gasosos (gaseous planets), anãs marrons (brown dwarfs), e estrelas na sequência principal (stars). Fonte: Fortney et al. (2010)

Os trânsitos que podem ser detectados nas estrelas desta amostra são, pelas características de nossos dados, tipicamente causados por corpos de tamanho semelhante ou maior a um planeta gasoso do tipo Júpiter ($\sim 1 R_J$). Para testarmos esta afirmação podemos verificar, por exemplo, a queda de fluxo produzida para casos envolvendo planetas de menores dimensões que orbitam estrelas pequenas, comparando-a com nosso limite de precisão de $\sim 1\%$. Lembremos que a queda de fluxo observada é associada, especialmente, ao raio planetário e à configuração geométrica no momento que detectamos o trânsito. Usemos dois exemplos de estrelas, uma com raio $0,3 R_\odot$ e a outra com $0,4 R_\odot$. Assim, utilizando a Equação 1.8, um planeta do tipo Terra³ causaria uma queda máxima de fluxo de $0,05\%$ quando passasse em frente à maior estrela e de $0,09\%$ em relação à menor estrela. Já um planeta com a dimensão de Netuno⁴ causaria uma queda máxima de $0,78\%$ no fluxo da estrela de $0,4 R_\odot$ e de $1,39\%$ no caso da menor estrela, de $0,3 R_\odot$. Nestes exemplos, podemos verificar que poderíamos detectar planetas do tipo Netuno orbitando estrelas pequenas de nossa amostra. No entanto, esse raio estelar é associado à

³Para este cálculo, definimos o raio de um planeta tipo Terra como $6,3781 \times 10^6$ m (Prša et al., 2016).

⁴Para este cálculo, definimos o raio de um planeta tipo Netuno como $2,4622 \times 10^7$ m (<https://solarsystem.nasa.gov/planets/neptune/by-the-numbers/>).

estrelas de classe espectral M (Charbonneau & Deming, 2007). Estrelas anãs M, contudo, apresentam muita atividade (e.g. Yang et al., 2017; Jeffers et al., 2018) e, portanto, a flutuação de fluxo observada em suas curvas de luz, devido às manchas e flares, pode mascarar variações tão pequenas quanto as de trânsitos planetários, apesar de estes fenômenos apresentarem diferentes comportamentos e escalas de tempo (Shields et al., 2016). Infelizmente, a cadência de nossos dados não permite que distingamos estes casos. Portanto, podemos dizer que quanto menor a atividade estelar, mais facilmente um trânsito real poderá ser detectado em nossos dados. Ou seja, nossa amostra contém casos de trânsitos causados por planetas gigantes (planetas maiores que Netuno para não sofrermos tais dificuldades impostas pela variação estelar), anãs marrons ou estrelas de baixa massa orbitando estrelas mais brilhantes. Apresentaremos a seguir as ponderações que fizemos quanto às detecções destes.

Como dito, planetas gigantes são tipicamente capazes de produzir trânsitos de pequena profundidade em nossas curvas de luz (profundidade Q de $\sim 1\%$ para um Júpiter orbitando uma estrela de tipo solar). No entanto, pela cadência de nossos dados, quanto maior for a distância do planeta à estrela, podendo ser relacionado também ao seu período orbital, menor será a probabilidade de o detectarmos em nossas curvas de luz (vide Equação 1.7). Assim, estatisticamente esperamos encontrar planetas gigantes de período da ordem de dias, ou seja, Júpiteres quentes (período menor que 10 dias) ou mornos (período entre 10 e 100 dias).

Podemos verificar a probabilidade de encontrá-los com base em seus tempos de trânsito, por exemplo, utilizando a Equação 1.6 que relaciona o tempo de duração de trânsito e o período orbital do planeta. Realizando um cálculo aproximado, um trânsito de um planeta de ~ 3 horas é relacionado a um período orbital de 4 dias para uma estrela de densidade solar, ou seja, seu trânsito dura $\sim 3\%$ de seu período orbital. Como utilizamos 52 FFIs, em teoria, a probabilidade de não o detectarmos durante toda a missão é dada por $(1 - 3\%)^{52}$ ou mais especificamente 20,5%. Para um planeta de 32 dias de período orbital, seu trânsito dura aproximadamente 6 horas ou seja, a probabilidade de não o detectarmos é de aproximadamente 66,5%. Portanto, o período orbital dos planetas que encontramos é curto e limita nossa amostra a conter planetas gigantes próximos às suas estrelas hospedeiras, o que os define como típicos Júpiteres quentes ou mornos – em nossos resultados, por exemplo, observamos que o menor raio mínimo é $0,99 R_J$, ou seja, o objeto, se exoplaneta, está no regime dos planetas gigantes.

Anãs marrons, conforme descrito na Subseção 1.3.2, possuem raios semelhantes e indistinguíveis de raios de planetas gigantes gasosos. É necessário que tenhamos dados de massa ou composição química, por exemplo, para que os diferenciemos, uma vez que anãs marrons podem apresentar massas entre $\sim 13 M_J$ e $\sim 75 M_J$. No entanto, não é possível determinar estas massas através das curvas de luz. Seriam

necessários dados adicionais obtidos com o método de velocidades radiais.

Teoricamente, estrelas binárias idênticas em tamanho e temperatura e que orbitam em torno de um centro de massa comum com um parâmetro de impacto $b = 0$ podem causar um decréscimo de fluxo total observado de 50% durante um trânsito. E, de fato, podemos detectar quedas de fluxo tão acentuadas quanto essas. Nestes casos, classificamos os corpos como binárias eclipsantes. Estes objetos, portanto, são os mais fáceis de encontrar em nossa amostra, embora seus períodos sejam provavelmente tão curtos quanto o período dos demais corpos celestes supracitados. No entanto, devem ser não resolvidas espacialmente nas FFIs pois, caso observássemos duas estrelas em nossas aberturas, consideraríamos o trânsito detectado na curva de luz como um falso positivo e o descartaríamos durante a etapa de seleção manual de abertura.

Finalmente, para diferenciarmos anãs marrons e planetas gigantes de binárias eclipsantes, utilizamos o critério de raio máximo para planetas gigantes de $24 R_{\oplus}$ descrito em [Petigura et al. \(2018\)](#). Convertendo para raios de Júpiter⁵, obtivemos um limite máximo de $\sim 2,14 R_J$. Ou seja, um trânsito que produza um raio mínimo maior que $\sim 2,14 R_J$ é, provavelmente, causado por uma binária eclipsante. Podemos ver na [Figura 4.1](#) que, de acordo com este limite, a nossa amostra possui um grande número de binárias eclipsantes. Raios menores que $2,14 R_J$, no entanto, são prováveis indicativos de planetas ou anãs marrons e não os separamos em nossos resultados. Com este critério, portanto, obtivemos um total de 30 planetas e anãs marrons e um total de 179 binárias eclipsantes em nossos resultados finais, se considerarmos que cada objeto detectado corresponde a um trânsito. Porém, reiteramos que há casos de estrelas de baixa massa que também apresentam degenerescência de tamanho com os dois primeiros objetos celestes supracitados. Por exemplo, [von Boetticher et al. \(2017\)](#) apresentam um caso de uma estrela que possui 1 raio de Saturno ($\sim 0,84 R_J$). Assim, o critério de classificação que utilizamos não é rigoroso e, portanto, para se identificar a verdadeira natureza astrofísica dos corpos em trânsito devemos recorrer a outras técnicas, dado que a fotometria de FFIs não é suficiente para fornecer este tipo de informação.

4.3 Discussão de candidatos interessantes

Nesta seção, exemplificamos casos interessantes observados durante a manipulação de aberturas ou nas análises das curvas de luz produzidas, referentes às estrelas que mantivemos em nossa análise.

Começamos citando as curvas de luz de KIC 5364561 ([Figura 4.3](#)) e KIC 6045783

⁵Os valores utilizados para conversão entre raios de Júpiter e raios da Terra foram retirados de [Prša et al. \(2016\)](#).

(Figura 4.4), cujas análises nos possibilitaram identificarmos os corpos celestes encontrados de maior⁶ e menor raio mínimo R_P da amostra final, respectivamente. A curva de luz de KIC 5364561, além de apresentar trânsitos realizados por uma outra possível estrela que possui raio mínimo de $56,75 R_J$ ($5,83 R_\odot$), demonstrando ser integrante de um sistema binário, é um exemplo de uma estrela evoluída (possui raio de $9,84 R_\odot$ e temperatura efetiva de $4694 K$, de acordo com o KIC). Desta forma, observamos que as estrelas alvo de nossos resultados não se limitam às estrelas de raios próximos ao solar e que estão na fase de sequência principal. Já KIC 6045783 é um exemplo de uma estrela K-G de sequência principal que possui um possível objeto ao seu redor com raio mínimo de $0,99 R_J$. Portanto, mostra-se como um dos casos ideais para nosso trabalho, que é focado na detecção de exoplanetas gigantes ao redor de estrelas fracas.

Para testarmos os limites de detecção de nossa metodologia, utilizamos o nosso menor raio mínimo encontrado, descrito no parágrafo anterior, como o limite mínimo de raio a ser comparado com planetas confirmados orbitando estrelas utilizadas em nosso estudo. Para isso, consultamos o banco de dados Nasa Exoplanet Archive⁷ e encontramos 8 estrelas (KIC 5164255, KIC 5688790, KIC 8733898, KIC 8892303, KIC 9532052, KIC 9716391, KIC 9823519, KIC 10122538) que também se encontravam em nossa análise. No entanto, apenas um planeta destas estrelas, Kepler-693 b (estrela Kepler-693 ou KIC 5164255), poderia ser identificado pelo nosso pipeline, dado seu raio planetário ($0,9082 R_J$). Infelizmente, houve algum problema que não compreendemos na etapa de geração de sua curva de luz pelo $f3$ e, portanto, não pudemos comparar nossos resultados com os da missão Kepler.

As profundidades mínimas e máximas dos possíveis objetos em trânsito, respectivamente, foram mensuradas quando analisamos as curvas de luz das estrelas KIC 8154697 (Figura 4.5) e KIC 7037565 (Figura 4.6). KIC 8154697 possui uma queda de 2,43%, embora pudéssemos observar quedas menores em nossa amostra caso diminuíssemos o critério de corte de 15σ . Isto indica, de certa forma, a precisão do método, atrelada à definição de trânsito estabelecida por nós. Já a curva de luz de KIC 7037565 exemplifica um dos casos em que detectamos trânsitos extremamente profundos (para esta estrela, a queda detectada foi de 72,5%) observados em sistemas nos quais uma estrela passa em frente a sua companheira, um pouco maior e mais quente. Isto ocorre pois as estrelas de maior temperatura contribuem mais para o brilho total do sistema e, quando eclipsadas, apresentam uma queda brusca no fluxo observado.

⁶Em nossos resultados, o maior raio medido ($R_P = 637,85 R_J$) foi derivado a partir da curva de luz de KIC 9406959. Porém, este valor não é confiável já que o raio da estrela, no catálogo KIC, é $114,89 R_\odot$. Portanto, na discussão dos casos interessantes, utilizamos a curva de luz que apresenta o maior raio de objeto em trânsito confiável, KIC 5364561.

⁷<https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>

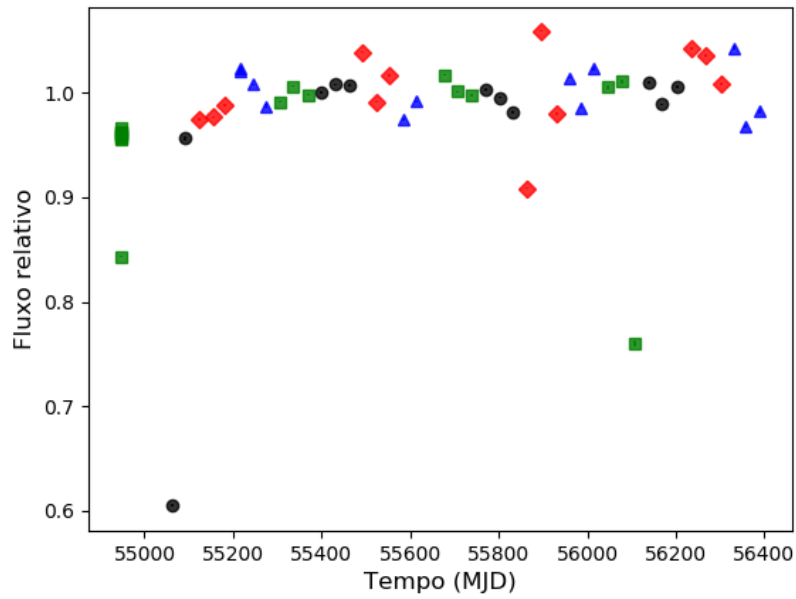


Figura 4.3: Curva de luz da estrela KIC 5364561 ($K_p = 16,09$) que apresenta o caso de objeto em trânsito de maior raio, confiável, de nossa amostra ($5,83 R_{\odot}$).

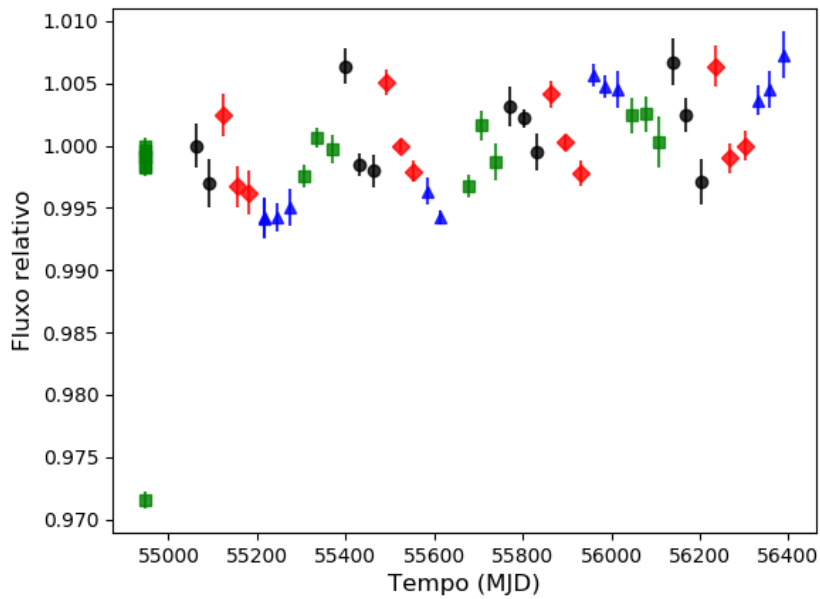


Figura 4.4: Curva de luz da estrela KIC 6045783 ($K_p = 16,1$) que apresenta o caso de objeto em trânsito de menor raio de nossa amostra ($0,987 R_J$).

KIC 5790733 (Figura 4.7) é uma estrela de classe espectral no limite entre K e M, com um possível planeta gigante a orbitando. Este mostra-se um caso interessante, pois a taxa de ocorrência de planetas gigantes diminui para estrelas menos massivas e mais frias (e.g. [Ghezzi et al., 2018](#)) e, portanto, casos como este mostram-se mais

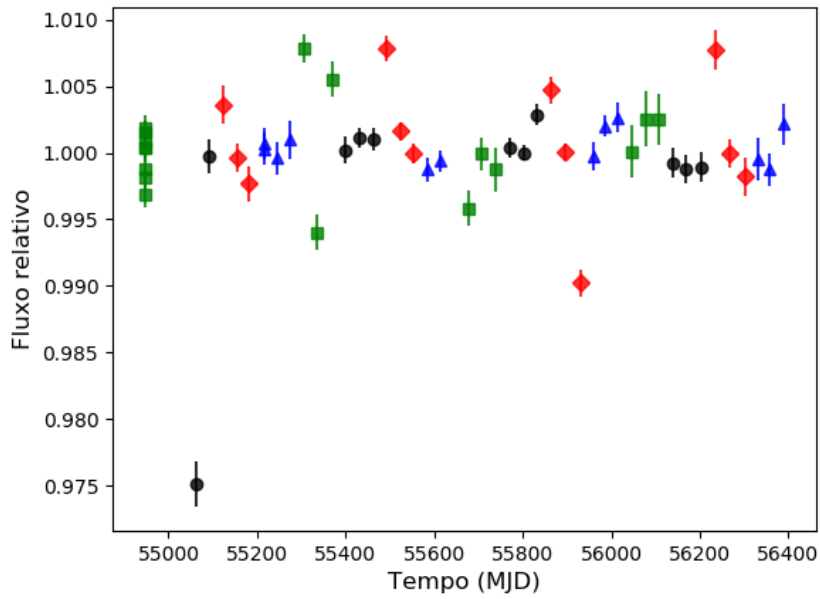


Figura 4.5: Curva de luz da estrela KIC 8154697 ($K_p = 16,19$) que apresenta o caso de trânsito com menor profundidade de nossa amostra (2,43%).

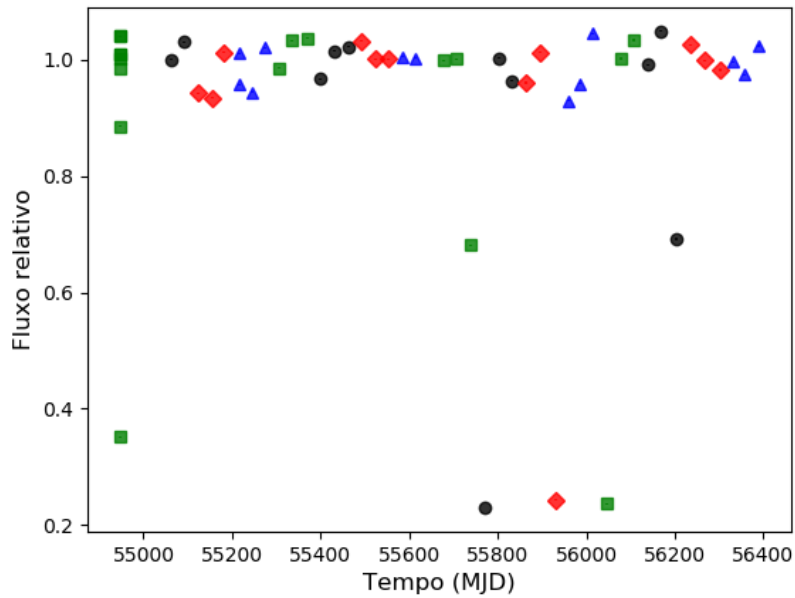


Figura 4.6: Curva de luz da estrela KIC 7037565 ($K_p = 16,46$) que apresenta trânsitos profundos em 3 de suas orientações, chegando a profundidades de 72,5% do fluxo relativo total em comparação a quando não há trânsito.

difíceis de serem encontrados em nossa amostra final.

Citemos o caso da curva de luz de KIC 5298713 (Figura 4.8), que apresentou o maior número de trânsitos detectados: 8 em número. No entanto, apenas um deles foi selecionado através do critério 15σ , o que mostra o nosso método ainda requer

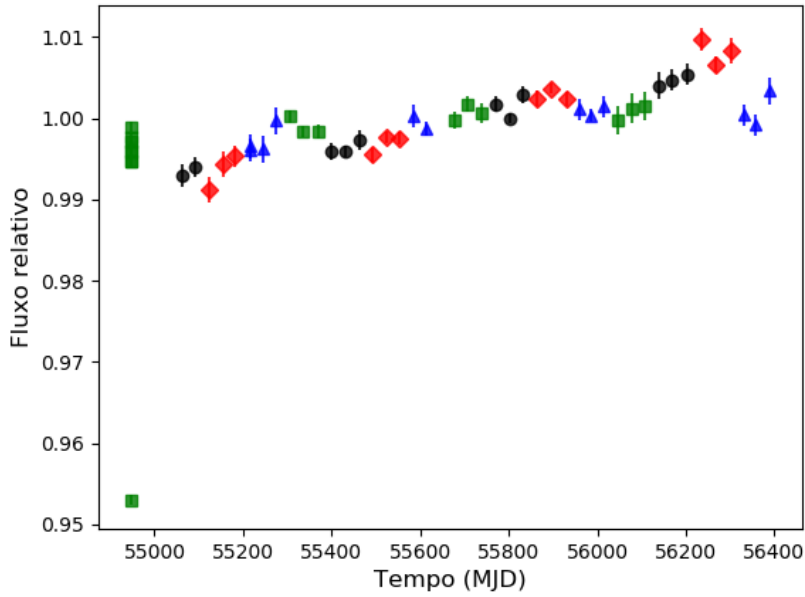


Figura 4.7: Curva de luz da estrela KIC 5790733 ($K_p = 16,09$) que apresenta um possível caso de trânsito de planeta gigante ao redor de uma estrela fria. Dada a diminuição da taxa de ocorrência de exoplanetas gigantes para estrelas menos massivas, este é um caso mais difícil de ser encontrado em nossa amostra final.

ajustes para lidar com os casos nos quais há múltiplos trânsitos. Este é, provavelmente, um caso de objeto em trânsito de curto período, um exemplo que se mostra ideal para posterior validação por observações com menor cadência que as utilizadas neste trabalho. Casos como este, quando validados, mostram a eficiência da fotometria de FFIs como uma ótima primeira abordagem para filtragem e detecção de casos interessantes para que se façam estudos mais completos no futuro.

Destacamos a curva de luz da estrela KIC 10019623 (Figura 4.9) como um exemplo em que pudemos diferenciar trânsitos de SPSPs, com maior confiabilidade. Na análise desta curva, verificamos um possível caso de binária eclipsante (raio mínimo de $6,68 R_J$), com duas FFIs (pontos azuis), separadas por ~ 2 horas e, provavelmente, correspondentes a diferentes instantes de um mesmo trânsito completo. Como dito na Seção 2.4, efeitos de redução de sensibilidade de píxeis causados pela incidência de raios cósmicos podem perdurar por horas a meses, caso os píxeis afetados voltem a se recuperar. No entanto, a completa recuperação da sensibilidade do píxel (quando há) dura semanas, em média. Em contrapartida, os períodos orbitais de nossos objetos, de acordo com as probabilidades discutidas na subseção anterior (4.2.2), duram, provavelmente, apenas algumas horas. Como há algumas FFIs que estão temporalmente espaçadas por poucas horas, quando observarmos um trânsito e a recuperação do fluxo médio da orientação durante este curto espaçamento de tempo, provavelmente o trânsito detectado não será um falso positivo induzido por

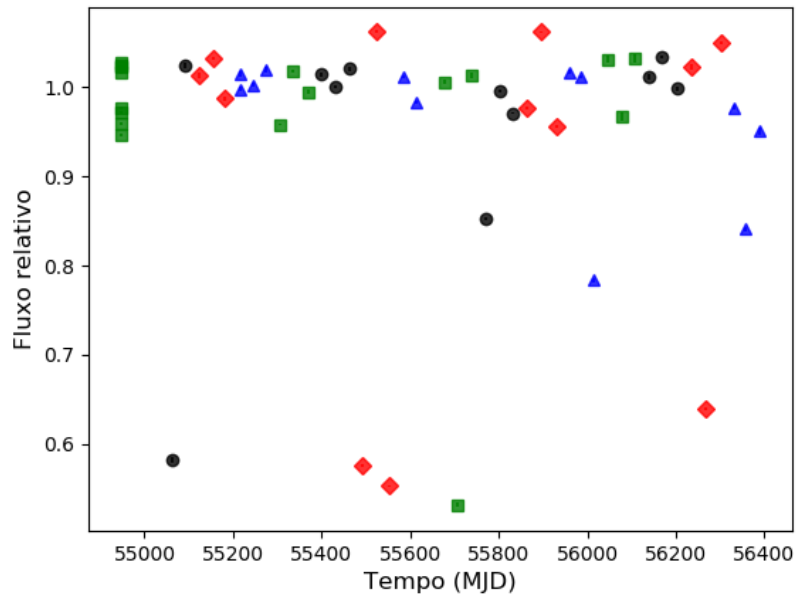


Figura 4.8: Curva de luz da estrela KIC 5298713 ($K_p = 16,48$), que apresenta o caso no qual detectamos o maior número de trânsitos de nossa amostra.

efeitos sistemáticos.

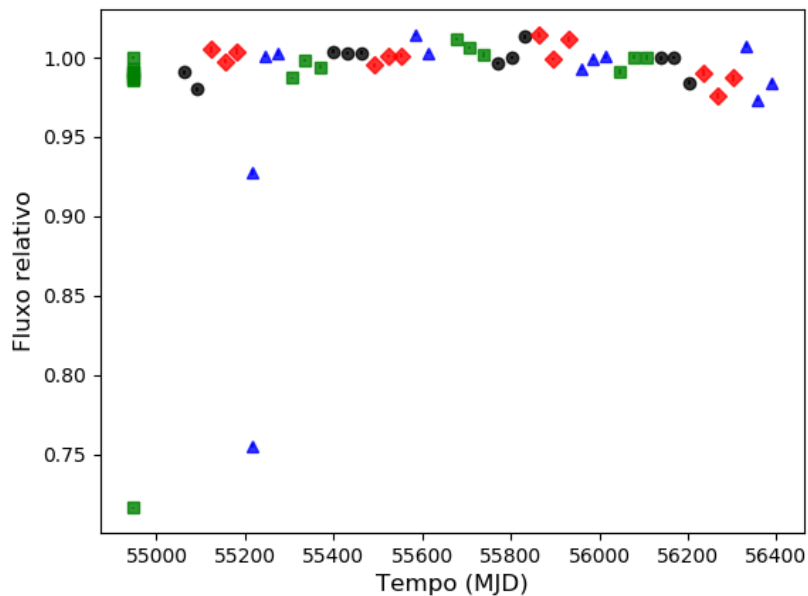


Figura 4.9: Curva de luz da estrela KIC 10019623 ($K_p = 16,46$) que apresenta duas observações correspondentes à orientação 2 (azul), separados por ~ 2 horas, mostrando a rápida subida de fluxo da estrela observada durante, provavelmente, o mesmo trânsito. Este acréscimo de fluxo, portanto, é condizente com a saída do objeto em trânsito da linha de visada do observador. O corpo é uma possível binária eclipsante.

Por último, mencionamos o caso de KIC 8561192. Esta estrela também se encon-

tra no catálogo de binárias eclipsantes observadas pelo Kepler (Kirk et al., 2016), ou “Kepler Eclipsing Binary Catalog”⁸, em inglês. O estudo de sua curva de luz (Figura 4.10), produzida com observações de longa cadência (29,4 minutos) pelo telescópio Kepler, mostra que a estrela possui uma companheira que produz trânsitos de profundidade $\sim 66\%$ e ocultações (vide Seção 1.1) de profundidade $\sim 12\%$. Em nossos resultados (vide Figura 4.11 e a Tabela A.1), encontramos um trânsito de 42,42%, ou seja, correspondente a um trânsito real durante a etapa de saída ou ingresso da estrela companheira em frente ao disco estelar. O período encontrado para esta estrela é de 2,74 dias, um período curto típico dos candidatos que esperávamos encontrar. Os demais trânsitos encontrados (de menor grau de confiança) são provavelmente correspondentes a outros instantes em que ocorriam trânsitos ou ocultações. Em especial, os trânsitos que equivalem a $\sim 60\%$ na Figura 4.11, são correspondentes a instantes próximos aos que ocorreram a queda de fluxo máxima (estrela companheira totalmente contida na frente do disco estelar).

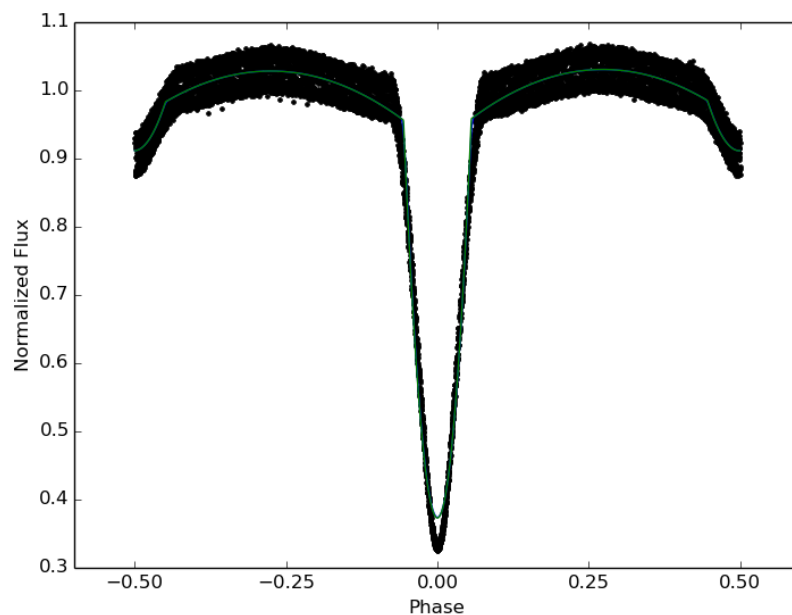


Figura 4.10: Curva de luz da estrela KIC 8561192 disponível na página do Kepler Eclipsing Binary Catalog (Kirk et al., 2016). Na imagem, cada ponto se refere a uma observação, o eixo das ordenadas corresponde ao fluxo normalizado, o eixo das abcissas à fase do trânsito (a diferença de 1 em uma fase equivale ao intervalo entre dois trânsitos consecutivos) e a linha em verde corresponde ao ajuste dos pontos pelo método de mínimos quadrados.

⁸<http://keplerebs.villanova.edu/>

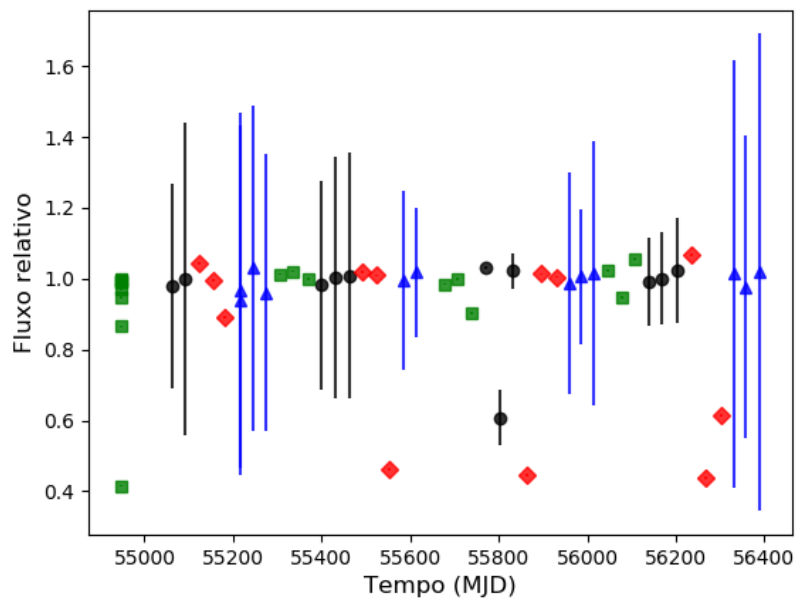


Figura 4.11: Curva de luz da estrela KIC 8561192 ($K_p = 16,27$) que apresenta um trânsito (ponto preto) de profundidade $Q = 42,42\%$, correspondendo a um instante em que a estrela companheira está saindo ou entrando em frente ao disco estelar. Esta afirmação é corroborada através dos resultados disponíveis no Kepler Eclipsing Binary Catalog (Kirk et al., 2016).

Capítulo 5

Conclusões e Perspectivas

Para gerarmos nossos resultados finais seguimos várias etapas, as quais resumiremos brevemente. Os dados que utilizamos foram as FFIs (vide Capítulo 2) provenientes da missão Kepler, objetivando a análise das estrelas de seu campo de visão. De acordo com [Batalha et al. \(2010\)](#), o limite de magnitude das estrelas que foram observadas constantemente pela missão e que possuem curvas de luz associadas é $K_p = 16$. Nosso intuito foi estudar estrelas mais fracas, somente observadas através das FFIs, produzir suas curvas de luz e procurar trânsitos e possíveis candidatos a exoplanetas, conseqüentemente também encontrando anãs marrons e binárias eclipsantes. Portanto, separamos uma amostra de 137 209 estrelas, com magnitude K_p entre 16 e 16,5, e as analisamos através do método de fotometria de abertura adaptável, utilizando o programa *f3* e distintos parâmetros de seleção de abertura para cada um dos 5 intervalos de 0,1 magnitudes de nossa amostra (vide Subseção 3.2.2).

Nas curvas de luz resultantes, aplicamos o critério de corte de 15σ de maneira automática, ou seja, separamos quais estrelas apresentavam ao menos uma FFI com uma queda de fluxo maior que a média subtraída de 15 vezes o desvio padrão associado às FFIs de mesma orientação. Este processo nos rendeu uma amostra de 453 estrelas com possíveis 468 trânsitos. Depois, reutilizamos o *f3* e selecionamos, manualmente, as aberturas de cada uma destas estrelas, com o intuito de descartarmos casos de falsos positivos devido a, principalmente, interferência do brilho de estrelas vizinhas. Para este processo, também utilizamos o critério de 15σ para selecionarmos possíveis trânsitos. Assim, obtivemos uma amostra final de 230 estrelas com 236 possíveis trânsitos. Destas, 27 não possuem raios definidos pelo catálogo KIC e, então, só pudemos inferir o raio mínimo (vide Subseção 4.2.1) para 209 objetos candidatos. Finalmente, utilizando o critério de classificação por raios mínimos dos objetos (vide Subseção 4.2.2), obtivemos um total de 30 planetas e anãs marrons e 179 binárias eclipsantes com raios mínimos inferidos.

Aliado aos prévios estudos apresentados por [Montet & Simon \(2016\)](#) e [Montet et al. \(2017\)](#), os resultados que obtivemos corroboram a possibilidade de utilizar as

FFIs do Kepler para fazer fotometria relativamente precisa, além de uma estimativa inicial dos raios mínimos das estrelas, anãs marrons e planetas gigantes detectados através de trânsito. Além disso, [Montet et al. \(2017\)](#) já haviam mostrado a possibilidade de usar as FFIs também para estudar os ciclos de atividade estelar. Assim, o grande número de dados e de objetos antes ignorados pela missão e parte da comunidade científica pode ser explorado através da fotometria nas FFIs. Estudos como o de [Vanderburg et al. \(2020\)](#), por exemplo, mostram que análises detalhadas destes dados ainda podem gerar descobertas bastante relevantes. Nosso estudo, portanto, é um projeto preliminar de identificação e inferência de parâmetros que estabelece muito bem uma primeira abordagem a ser utilizada nas FFIs do Kepler, selecionando candidatos a observações e análises mais rigorosas pela comunidade científica, posteriormente.

Assim, o grande número de dados e de objetos antes ignorados pela missão e parte da comunidade científica pode ser explorado através da fotometria nas FFIs. Estudos como o de [Vanderburg et al. \(2020\)](#), por exemplo, mostram que análises detalhadas destes dados ainda podem gerar descobertas bastante relevantes.

No desenvolvimento desta pesquisa, no entanto, utilizamos um critério rigoroso de identificação de trânsitos e, portanto, bastante restritivo. Análises posteriores poderiam incrementar em muito a nossa amostra de candidatos, embora nossos resultados, extrapolados para o número total das estrelas do campo, já resultem em mais de 1016 exoplanetas e anãs marrons ainda não detectados na amostra do Kepler. Estes dados podem ser importantes para determinar a frequência de Júpiteres quentes ([Winn, 2018](#)), entender melhor o deserto das anãs marrons ([Grieves et al., 2017](#)) e encontrar binárias eclipsantes, que são ótimas para aprimorar modelos de evolução estelar (e.g., [Ghezzi & Johnson, 2015](#)).

No entanto, os dados que utilizamos possuem algumas limitações principais: o brilho das estrelas e as cadências das imagens. A primeira é derivada da magnitude das estrelas que selecionamos. Elas são fracas e, portanto, selecionarmos manualmente suas aberturas e as separarmos de estrelas vizinhas não é um critério exato, conduzindo a uma fotometria sensível a cada píxel que venha a ser retirado ou incluído (vide Subseção 3.2.7). A segunda limitação é proveniente da cadência das FFIs pois, possivelmente, vários trânsitos não foram detectados por ocorrerem em instantes distintos aos que as FFIs foram produzidas. Quando os encontramos, no entanto, não conseguimos acompanhá-los e caracterizá-los, definindo suas durações e profundidades máximas de maneira precisa. Este fato, conseqüentemente, acarreta na falta de precisão que possuímos ao determinarmos os períodos orbitais e raios dos candidatos que vieram a produzir os trânsitos detectados. Por isso, os resultados produzidos neste trabalho, devem ser utilizados para a seleção de casos interessantes para posterior acompanhamento (*follow-up*) por outras técnicas,

missões ou observações com outras cadências. Em suma, é recomendado que estudos como os aqui feitos se constituam de uma abordagem primária às questões científicas apresentadas.

Quanto às análises das curvas de luz e definição de trânsitos, temos uma ponderação adicional. Nosso critério de detecção apresenta uma limitação encontrada nos casos em que há mais de um trânsito em uma mesma orientação. O método que utilizamos para calcular o σ é dependente do número de trânsitos observados na mesma orientação: quanto maior o número de trânsitos em uma determinada orientação, maior será a dispersão e, portanto, mais profundo o trânsito terá de ser para que seja detectado, em comparação à situação hipotética em que houvesse apenas um único trânsito nesta orientação. Este fator subestimou o número de trânsitos encontrados e, portanto, pretendemos refinar nossos cálculos de modo a detectarmos mais casos de múltiplos trânsitos.

Baseados nos resultados, conclusões e limitações acima apresentados, as etapas propostas para darmos continuidade ao trabalho são:

- Ampliação da nossa amostra para estrelas ainda mais fracas ($K_p > 16,5$, já que o catálogo KIC apresenta estrelas de magnitude até 21).
- Aprimoramento dos cálculos de inferência de parâmetros e detecção de múltiplos trânsitos.
- Diminuição do critério de 15σ para obtermos mais candidatos de todas as classes, reduzindo a predominância de binárias eclipsantes em nossos resultados. Serão necessários testes para acharmos um limite que produza um alto número de candidatos confiáveis e um baixo número de casos duvidosos ou falsos positivos.
- Detecção de estrelas variáveis. Podemos selecionar estrelas com um alto σ (por exemplo, para um valor maior que 0,1) calculado usando todos os 52 pontos. Os casos que apareceriam caso fizéssemos este corte seriam, em sua maioria, estrelas de alta variabilidade de longo período. Verificaríamos, portanto, o período estimado para curvas de luz que apresentassem um comportamento claramente periódico. Ou seja, os limites de períodos podem ser mensurados desde que estes escapem às limitações impostas pela cadência das imagens.
- Teste de grades de possíveis períodos para os trânsitos encontrados através de funções janelas (von Braun et al., 2009), ainda que tenhamos apenas 1 ou 2 pontos correspondentes a trânsitos em nossas curvas de luz. Por exemplo, se encontrarmos um trânsito em um ponto e queremos testar se 3 meses é um período possível, utilizamos as observações de três meses antes e depois para

validarmos ou não esta hipótese. Através deste método, podemos estabelecer limites de períodos possíveis, cada vez mais precisos quanto mais pontos de trânsito houver nas curvas de luz analisadas.

- *Follow-up* de objetos interessantes, com determinação da cadência de observações necessária baseada nos limites de períodos possíveis para cada candidato, de acordo com a etapa proposta no tópico anterior.
- Comparação das profundidades e períodos dos trânsitos que encontramos para as estrelas que o TESS (Transiting Exoplanet Survey Satellite; [Ricker 2015](#)) também observou para notarmos se houve diferenças de comportamento em um longo período (~ 1 década), devido à, por exemplo, evolução por efeitos de maré ou a presença de um terceiro objeto no sistema.

Referências Bibliográficas

- Alard, C. & Lupton, R. H. (1998). A Method for Optimal Image Subtraction. *Astrophysical Journal*, 503(1), 325–331.
- Angenent, S., Pichon, E., & Tannenbaum, A. (2006). Mathematical methods in medical image processing. *Bulletin of the American Mathematical Society*, 43(03), 365–397.
- Bailey, D. L. & Meikle, S. R. (1994). A convolution-subtraction scatter correction method for 3d PET. *Physics in Medicine and Biology*, 39(3), 411–424.
- Basri, G. (2000). The discovery of brown dwarfs. *Scientific American*, 282(4), 76–83.
- Batalha, N. M., Borucki, W. J., Koch, D. G., Bryson, S. T., Haas, M. R., Brown, T. M., Caldwell, D. A., Hall, J. R., Gilliland, R. L., Latham, D. W., Meibom, S., & Monet, D. G. (2010). Selection, Prioritization, and Characteristics of Kepler Target Stars. *Astrophysical Journal, Letters*, 713(2), L109–L114.
- Benz, W., Ida, S., Alibert, Y., Lin, D., & Mordasini, C. (2014). Planet Population Synthesis. In H. Beuther, R. S. Klessen, C. P. Dullemond, & T. Henning (Eds.), *Protostars and Planets VI* (pp. 691).
- Borucki, W. J., Koch, D., Basri, G., Batalha, N., Brown, T., Caldwell, D., Caldwell, J., Christensen-Dalsgaard, J., Cochran, W. D., DeVore, E., Dunham, E. W., Dupree, A. K., Gautier, T. N., Geary, J. C., Gilliland, R., Gould, A., Howell, S. B., Jenkins, J. M., Kondo, Y., Latham, D. W., Marcy, G. W., Meibom, S., Kjeldsen, H., Lissauer, J. J., Monet, D. G., Morrison, D., Sasselov, D., Tarter, J., Boss, A., Brownlee, D., Owen, T., Buzasi, D., Charbonneau, D., Doyle, L., Fortney, J., Ford, E. B., Holman, M. J., Seager, S., Steffen, J. H., Welsh, W. F., Rowe, J., Anderson, H., Buchhave, L., Ciardi, D., Walkowicz, L., Sherry, W., Horch, E., Isaacson, H., Everett, M. E., Fischer, D., Torres, G., Johnson, J. A., Endl, M., MacQueen, P., Bryson, S. T., Dotson, J., Haas, M., Kolodziejczak, J., Van Cleve, J.,

- Chandrasekaran, H., Twicken, J. D., Quintana, E. V., Clarke, B. D., Allen, C., Li, J., Wu, H., Tenenbaum, P., Verner, E., Bruhweiler, F., Barnes, J., & Prsa, A. (2010). Kepler Planet-Detection Mission: Introduction and First Results. *Science*, 327, 977.
- Borucki, W. J. & Summers, A. L. (1984). The photometric method of detecting other planetary systems. *Icarus*, 58(1), 121–134.
- Boss, A. P. (1995). Proximity of Jupiter-Like Planets to Low-Mass Stars. *Science*, 267(5196), 360–362.
- Boss, A. P., Butler, R. P., Hubbard, W. B., Ianna, P. A., Kürster, M., Lissauer, J. J., Mayor, M., Meech, K. J., Mignard, F., Penny, A. J., Quirrenbach, A., Tarter, J. C., & Vidal-Madjar, A. (2007). *Working Group on Extrasolar Planets*. Technical report, International Astronomical Union (IAU).
- Bramich, D. M. (2008). A new algorithm for difference image analysis. *Monthly Notices of the RAS*, 386(1), L77–L81.
- Brown, T. M., Latham, D. W., Everett, M. E., & Esquerdo, G. A. (2011). Kepler Input Catalog: Photometric Calibration and Stellar Classification. *Astronomical Journal*, 142(4), 112.
- Buchhave, L. A., Bizzarro, M., Latham, D. W., Sasselov, D., Cochran, W. D., Endl, M., Isaacson, H., Juncher, D., & Marcy, G. W. (2014). Three regimes of extrasolar planet radius inferred from host star metallicities. *Nature*, 509(7502), 593–595.
- Buchhave, L. A., Latham, D. W., Johansen, A., Bizzarro, M., Torres, G., Rowe, J. F., Batalha, N. M., Borucki, W. J., Brugamyer, E., Caldwell, C., Bryson, S. T., Ciardi, D. R., Cochran, W. D., Endl, M., Esquerdo, G. A., Ford, E. B., Geary, J. C., Gilliland, R. L., Hansen, T., Isaacson, H., Laird, J. B., Lucas, P. W., Marcy, G. W., Morse, J. A., Robertson, P., Shporer, A., Stefanik, R. P., Still, M., & Quinn, S. N. (2012). An abundance of small exoplanets around stars with a wide range of metallicities. *Nature*, 486(7403), 375–377.
- Butler, R. P., Marcy, G. W., Williams, E., Hauser, H., & Shirts, P. (1997). Three New “51 Pegasi-Type” Planets. *Astrophysical Journal, Letters*, 474(2), L115–L118.
- Carroll, B. W. & Ostlie, D. A. (2006). *An introduction to modern astrophysics and cosmology*. Cambridge University Press.

- Carter, J. A., Yee, J. C., Eastman, J., Gaudi, B. S., & Winn, J. N. (2009). Analytic approximations for transit light curve observables and uncertainties. In F. Pont, D. Sasselov, & M. J. Holman (Eds.), *Transiting Planets*, volume 253 of *IAU Symposium* (pp. 392–393).
- Castelli, F. & Kurucz, R. L. (2004). Is missing Fe I opacity in stellar atmospheres a significant problem? *Astronomy and Astrophysics*, 419, 725–733.
- Chabrier, G. & Baraffe, I. (2000). Theory of Low-Mass Stars and Substellar Objects. *Annual Review of Astron and Astrophysics*, 38, 337–377.
- Chabrier, G., Baraffe, I., & Plez, B. (1996). Mass-Luminosity Relationship and Lithium Depletion for Very Low Mass Stars. *Astrophysical Journal, Letters*, 459, L91.
- Charbonneau, D., Brown, T. M., Latham, D. W., & Mayor, M. (2000). Detection of Planetary Transits Across a Sun-like Star. *Astrophysical Journal, Letters*, 529(1), L45–L48.
- Charbonneau, D. & Deming, D. (2007). The Dynamics-Based Approach to Studying Terrestrial Exoplanets. *arXiv e-prints*, (pp. arXiv:0706.1047).
- Cox, A. (2000). *Allen’s astrophysical quantities; 4th ed.* New York, NY: AIP.
- Currie, T., Cloutier, R., Brittain, S., Grady, C., Burrows, A., Muto, T., Kenyon, S. J., & Kuchner, M. J. (2015). Resolving the HD 100546 Protoplanetary System with the Gemini Planet Imager: Evidence for Multiple Forming, Accreting Planets. *Astrophysical Journal, Letters*, 814(2), L27.
- Dawson, R. I. & Johnson, J. A. (2018). Origins of Hot Jupiters. *Annual Review of Astron and Astrophysics*, 56, 175–221.
- Deeg, H. J. & Alonso, R. (2018). Transit Photometry as an Exoplanet Discovery Method. In *Handbook of Exoplanets* (pp. 117). Springer International Publishing.
- Díaz, R. F., Damiani, C., Deleuil, M., Almenara, J. M., Moutou, C., Barros, S. C. C., Bonomo, A. S., Bouchy, F., Bruno, G., Hébrard, G., Montagnier, G., & Santerne, A. (2013). SOPHIE velocimetry of Kepler transit candidates. VIII. KOI-205 b: a brown-dwarf companion to a K-type dwarf. *Astronomy and Astrophysics*, 551, L9.
- Fischer, D. A. & Valenti, J. (2005). The Planet-Metallicity Correlation. *Astrophysical Journal*, 622(2), 1102–1117.

- Fortney, J. J., Baraffe, I., & Militzer, B. (2010). Giant Planet Interior Structure and Thermal Evolution. In S. Seager (Ed.), *Exoplanets* (pp. 397–418). University of Arizona Press.
- Fukugita, M., Ichikawa, T., Gunn, J. E., Doi, M., Shimasaku, K., & Schneider, D. P. (1996). The Sloan Digital Sky Survey Photometric System. *Astronomical Journal*, 111, 1748.
- Fulton, B. J. & Petigura, E. A. (2018). The California-Kepler Survey. VII. Precise Planet Radii Leveraging Gaia DR2 Reveal the Stellar Mass Dependence of the Planet Radius Gap. *Astronomical Journal*, 156(6), 264.
- Fulton, B. J., Petigura, E. A., Howard, A. W., Isaacson, H., Marcy, G. W., Cargile, P. A., Hebb, L., Weiss, L. M., Johnson, J. A., Morton, T. D., Sinukoff, E., Crossfield, I. J. M., & Hirsch, L. A. (2017). The California-Kepler Survey. III. A Gap in the Radius Distribution of Small Planets. *Astronomical Journal*, 154(3), 109.
- Ghezzi, L., Cunha, K., Schuler, S. C., & Smith, V. V. (2010). Metallicities of Planet-hosting Stars: A Sample of Giants and Subgiants. *Astrophysical Journal*, 725(1), 721–733.
- Ghezzi, L. & Johnson, J. A. (2015). Beyond the Main Sequence: Testing the Accuracy of Stellar Masses Predicted by the PARSEC Evolutionary Tracks. *Astrophysical Journal*, 812(2), 96.
- Ghezzi, L., Montet, B. T., & Johnson, J. A. (2018). Retired A Stars Revisited: An Updated Giant Planet Occurrence Rate as a Function of Stellar Metallicity and Mass. *Astrophysical Journal*, 860(2), 109.
- Gibney, E. & Castelvetti, D. (2019). Physics Nobel goes to exoplanet and cosmology pioneers. *Nature*, 574(7777), 162–162.
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. (2000). Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 M_{sun} , and from $Z=0.0004$ to 0.03. *Astronomy and Astrophysics, Supplement*, 141, 371–383.
- Grievies, N., Ge, J., Thomas, N., Ma, B., Sithajan, S., Ghezzi, L., Kimock, B., Willis, K., De Lee, N., Lee, B., Fleming, S. W., Agol, E., Troup, N., Paegert, M., Schneider, D. P., Stassun, K., Varosi, F., Zhao, B., Jian, L., Li, R., Porto de Mello, G. F., Bizyaev, D., Pan, K., Dutra-Ferreira, L., Lorenzo-Oliveira, D., Santiago, B. X., da Costa, L. N., Maia, M. A. G.,

- Ogando, R. L. C., & del Peloso, E. F. (2017). Exploring the brown dwarf desert: new substellar companions from the SDSS-III MARVELS survey. *Monthly Notices of the RAS*, 467(4), 4264–4281.
- Haas, M. R., Batalha, N. M., Bryson, S. T., Caldwell, D. A., Dotson, J. L., Hall, J., Jenkins, J. M., Klaus, T. C., Koch, D. G., Kolodziejczak, J., Middour, C., Smith, M., Sobeck, C. K., Stober, J., Thompson, R. S., & Van Cleve, J. E. (2010). Kepler Science Operations. *Astrophysical Journal, Letters*, 713(2), L115–L119.
- Henry, G. W., Marcy, G. W., Butler, R. P., & Vogt, S. S. (2000). A Transiting “51 Peg-like” Planet. *Astrophysical Journal, Letters*, 529(1), L41–L44.
- Howell, S. B., Sobeck, C., Haas, M., Still, M., Barclay, T., Mullally, F., Troeltzsch, J., Aigrain, S., Bryson, S. T., Caldwell, D., Chaplin, W. J., Cochran, W. D., Huber, D., Marcy, G. W., Miglio, A., Najita, J. R., Smith, M., Twicken, J. D., & Fortney, J. J. (2014). The K2 Mission: Characterization and Early Results. *Astronomical Society of the Pacific*, 126(938), 398.
- Ida, S. & Lin, D. N. C. (2004a). Toward a Deterministic Model of Planetary Formation. I. A Desert in the Mass and Semimajor Axis Distributions of Extrasolar Planets. *Astrophysical Journal*, 604(1), 388–413.
- Ida, S. & Lin, D. N. C. (2004b). Toward a Deterministic Model of Planetary Formation. II. The Formation and Retention of Gas Giant Planets around Stars with a Range of Metallicities. *Astrophysical Journal*, 616(1), 567–572.
- Jeffers, S. V., Schöfer, P., Lamert, A., Reiners, A., Montes, D., Caballero, J. A., Cortés-Contreras, M., Marvin, C. J., Passegger, V. M., Zechmeister, M., Quirrenbach, A., Alonso-Floriano, F. J., Amado, P. J., Bauer, F. F., Casal, E., Díez Alonso, E., Herrero, E., Morales, J. C., Mundt, R., Ribas, I., & Sarmiento, L. F. (2018). CARMENES input catalogue of M dwarfs. III. Rotation and activity from high-resolution spectroscopic observations. *Astronomy and Astrophysics*, 614, A76.
- Johnson, J. A., Apps, K., Gazak, J. Z., Crepp, J. R., Crossfield, I. J., Howard, A. W., Marcy, G. W., Morton, T. D., Chubak, C., & Isaacson, H. (2011). LHS 6343 C: A Transiting Field Brown Dwarf Discovered by the Kepler Mission. *Astrophysical Journal*, 730(2), 79.

- Kato, T. & Osaki, Y. (2013). KIC 7524178 - an SU UMa-Type Dwarf Nova Predominantly Showing Negative Superhumps throughout Supercycle. *Publications of the ASJ*, 65, L13.
- Kirk, B., Conroy, K., Prša, A., Abdul-Masih, M., Kochoska, A., Matijević, G., Hambleton, K., Barclay, T., Bloemen, S., Boyajian, T., Doyle, L. R., Fulton, B. J., Hoekstra, A. J., Jek, K., Kane, S. R., Kostov, V., Latham, D., Mazeh, T., Orosz, J. A., Pepper, J., Quarles, B., Ragozzine, D., Shporer, A., Southworth, J., Stassun, K., Thompson, S. E., Welsh, W. F., Agol, E., Drekas, A., Devor, J., Fischer, D., Green, G., Gropp, J., Jacobs, T., Johnston, C., LaCourse, D. M., Saetre, K., Schwengeler, H., Toczyski, J., Werner, G., Garrett, M., Gore, J., Martinez, A. O., Spitzer, I., Stevick, J., Thomadis, P. C., Vrijmoet, E. H., Yenawine, M., Batalha, N., & Borucki, W. (2016). Kepler Eclipsing Binary Stars. VII. The Catalog of Eclipsing Binaries Found in the Entire Kepler Data Set. *Astronomical Journal*, 151(3), 68.
- Kley, W. & Nelson, R. P. (2012). Planet-Disk Interaction and Orbital Evolution. *Annual Review of Astron and Astrophysics*, 50, 211–249.
- Koch, D. G., Borucki, W. J., Basri, G., Batalha, N. M., Brown, T. M., Caldwell, D., Christensen-Dalsgaard, J., Cochran, W. D., DeVore, E., Dunham, E. W., Gautier, Thomas N., I., Geary, J. C., Gilliland, R. L., Gould, A., Jenkins, J., Kondo, Y., Latham, D. W., Lissauer, J. J., Marcy, G., Monet, D., Sasselov, D., Boss, A., Brownlee, D., Caldwell, J., Dupree, A. K., Howell, S. B., Kjeldsen, H., Meibom, S., Morrison, D., Owen, T., Reitsema, H., Tarter, J., Bryson, S. T., Dotson, J. L., Gazis, P., Haas, M. R., Kolodziejczak, J., Rowe, J. F., Van Cleve, J. E., Allen, C., Chandrasekaran, H., Clarke, B. D., Li, J., Quintana, E. V., Tenenbaum, P., Twicken, J. D., & Wu, H. (2010). Kepler Mission Design, Realized Photometric Performance, and Early Science. *Astrophysical Journal, Letters*, 713(2), L79–L86.
- Konacki, M., Torres, G., Jha, S., & Sasselov, D. (2003). A New Transiting Extrasolar Giant Planet. *arXiv e-prints*, (pp. astro-ph/0301052).
- Lawler, S. M. & Gladman, B. (2012). Debris Disks in Kepler Exoplanet Systems. *Astrophysical Journal*, 752(1), 53.
- Ligi, R., Vigan, A., Gratton, R., de Boer, J., Benisty, M., Boccaletti, A., Quanz, S. P., Meyer, M., Ginski, C., Sissa, E., Gry, C., Henning, T., Beuzit, J. L., Biller, B., Bonnefoy, M., Chauvin, G., Cheetham, A. C., Cudel,

- M., Delorme, P., Desidera, S., Feldt, M., Galicher, R., Girard, J., Janson, M., Kasper, M., Kopytova, T., Lagrange, A. M., Langlois, M., Lecoroller, H., Maire, A. L., Ménéard, F., Mesa, D., Peretti, S., Perrot, C., Pinilla, P., Pohl, A., Rouan, D., Stolker, T., Samland, M., Wahhaj, Z., Wildi, F., Zurlo, A., Buey, T., Fantinel, D., Fusco, T., Jaquet, M., Moulin, T., Ramos, J., Suarez, M., & Weber, L. (2018). Investigation of the inner structures around HD 169142 with VLT/SPHERE. *Monthly Notices of the RAS*, 473(2), 1774–1783.
- Lissauer, J. J. (1995). Urey Prize Lecture: On the diversity of plausible planetary systems. *Icarus*, 114(2), 217–236.
- Margot, J.-L. (2015). A Quantitative Criterion for Defining Planets. *Astronomical Journal*, 150(6), 185.
- Martinez, C. F., Cunha, K., Ghezzi, L., & Smith, V. V. (2019). A Spectroscopic Analysis of the California-Kepler Survey Sample. I. Stellar Parameters, Planetary Radii, and a Slope in the Radius Gap. *Astrophysical Journal*, 875(1), 29.
- Mayor, M. & Queloz, D. (1995). A Jupiter-mass companion to a solar-type star. *Nature*, 378, 355–359.
- Miller, J. P., Pennypacker, C. R., & White, G. L. (2008). Optimal Image Subtraction Method: Summary Derivations, Applications, and Publicly Shared Application Using IDL. *Astronomical Society of the Pacific*, 120(866), 449.
- Montet, B. T. & Simon, J. D. (2016). KIC 8462852 Faded throughout the Kepler Mission. *Astrophysical Journal*, 830, L39.
- Montet, B. T., Tovar, G., & Foreman-Mackey, D. (2017). Long-term Photometric Variability in Kepler Full-frame Images: Magnetic Cycles of Sun-like Stars. *Astrophysical Journal*, 851, 116.
- Moutou, C., Bonomo, A. S., Bruno, G., Montagnier, G., Bouchy, F., Almenara, J. M., Barros, S. C. C., Deleuil, M., Díaz, R. F., Hébrard, G., & Santerne, A. (2013). SOPHIE velocimetry of Kepler transit candidates. IX. KOI-415 b: a long-period, eccentric transiting brown dwarf to an evolved Sun. *Astronomy and Astrophysics*, 558, L6.
- Nordström, B., Mayor, M., Andersen, J., Holmberg, J., Pont, F., Jørgensen, B. R., Olsen, E. H., Udry, S., & Mowlavi, N. (2004). The Geneva-Copenhagen

- survey of the Solar neighbourhood. Ages, metallicities, and kinematic properties of $\sim 14\,000$ F and G dwarfs. *Astronomy and Astrophysics*, 418, 989–1019.
- Oelkers, R. J., Macri, L. M., Wang, L., Ashley, M. C. B., Cui, X., Feng, L.-L., Gong, X., Lawrence, J. S., Qiang, L., Luong-Van, D., Pennypacker, C. R., Yang, H., Yuan, X., York, D. G., Zhou, X., & Zhu, Z. (2015). Difference Image Analysis of Defocused Observations With CSTAR. *Astronomical Journal*, 149(2), 50.
- Oelkers, R. J. & Stassun, K. G. (2018). Precision Light Curves from TESS Full-frame Images: A Different Imaging Approach. *Astronomical Journal*, 156, 132.
- Perryman, M. (2018). *The Exoplanet Handbook*. Cambridge University Press.
- Petigura, E. A., Howard, A. W., & Marcy, G. W. (2013). Prevalence of Earth-size planets orbiting Sun-like stars. *Proceedings of the National Academy of Science*, 110(48), 19273–19278.
- Petigura, E. A., Marcy, G. W., Winn, J. N., Weiss, L. M., Fulton, B. J., Howard, A. W., Sinukoff, E., Isaacson, H., Morton, T. D., & Johnson, J. A. (2018). The California-Kepler Survey. IV. Metal-rich Stars Host a Greater Diversity of Planets. *Astronomical Journal*, 155(2), 89.
- Prša, A., Harmanec, P., Torres, G., Mamajek, E., Asplund, M., Capitaine, N., Christensen-Dalsgaard, J., Depagne, É., Haberreiter, M., Hekker, S., Hilton, J., Kopp, G., Kostov, V., Kurtz, D. W., Laskar, J., Mason, B. D., Milone, E. F., Montgomery, M., Richards, M., Schmutz, W., Schou, J., & Stewart, S. G. (2016). Nominal Values for Selected Solar and Planetary Quantities: IAU 2015 Resolution B3. *Astronomical Journal*, 152(2), 41.
- Rameau, J., Follette, K. B., Pueyo, L., Marois, C., Macintosh, B., Millar-Blanchaer, M., Wang, J. J., Vega, D., Doyon, R., Lafrenière, D., Nielsen, E. L., Bailey, V., Chilcote, J. K., Close, L. M., Esposito, T. M., Males, J. R., Metchev, S., Morzinski, K. M., Ruffio, J.-B., Wolff, S. G., Ammons, S. M., Barman, T. S., Bulger, J., Cotten, T., De Rosa, R. J., Duchene, G., Fitzgerald, M. P., Goodsell, S., Graham, J. R., Greenbaum, A. r. Z., Hibon, P., Hung, L.-W., Ingraham, P., Kalas, P., Konopacky, Q., Larkin, J. E., Maire, J., Marchis, F., Oppenheimer, R., Palmer, D., Patience, J., Perrin, M. D., Poyneer, L., Rajan, A., Rantakyrö, F. T., Marley, M. S., Savransky, D., Schneider, A. C., Sivaramakrishnan, A., Song, I., Soumerai, R., Thomas, S., Wallace, J. K., Ward-Duong, K., & Wiktorowicz, S.

- (2017). An Optical/Near-infrared Investigation of HD 100546 b with the Gemini Planet Imager and MagAO. *Astronomical Journal*, 153(6), 244.
- Reggiani, M., Quanz, S. P., Meyer, M. R., Pueyo, L., Absil, O., Amara, A., Anglada, G., Avenhaus, H., Girard, J. H., Carrasco Gonzalez, C., Graham, J., Mawet, D., Meru, F., Milli, J., Osorio, M., Wolff, S., & Torres, J.-M. (2014). Discovery of a Companion Candidate in the HD 169142 Transition Disk and the Possibility of Multiple Planet Formation. *Astrophysical Journal, Letters*, 792(1), L23.
- Ricker, G. R. (2015). The Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS): Discovering New Earths and Super-Earths in the Solar Neighborhood. In *AAS/Division for Extreme Solar Systems Abstracts*, volume 47 of *AAS/Division for Extreme Solar Systems Abstracts* (pp. 503.01).
- Sackett, P. D. (1999). Searching for Unseen Planets via Occultation and Microlensing. In J. M. Mariotti & D. Alloin (Eds.), *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C*, volume 532 of *NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C* (pp. 189).
- Seager, S. (2010). *Exoplanets*. The University of Arizona Press.
- Seager, S. & Mallén-Ornelas, G. (2003). A Unique Solution of Planet and Star Parameters from an Extrasolar Planet Transit Light Curve. *Astrophysical Journal*, 585(2), 1038–1055.
- Shields, A. L., Ballard, S., & Johnson, J. A. (2016). The habitability of planets orbiting M-dwarf stars. *Physics Reports*, 663, 1.
- Silburt, A., Gaidos, E., & Wu, Y. (2015). A Statistical Reconstruction of the Planet Population around Kepler Solar-type Stars. *Astrophysical Journal*, 799(2), 180.
- Smith, J. A., Tucker, D. L., Kent, S., Richmond, M. W., Fukugita, M., Ichikawa, T., Ichikawa, S.-i., Jorgensen, A. M., Uomoto, A., Gunn, J. E., Hamabe, M., Watanabe, M., Tolea, A., Henden, A., Annis, J., Pier, J. R., McKay, T. A., Brinkmann, J., Chen, B., Holtzman, J., Shimasaku, K., & York, D. G. (2002). The u'g'r'i'z' Standard-Star System. *Astronomical Journal*, 123(4), 2121–2144.
- Smith, J. C., Stumpe, M. C., Van Cleve, J. E., Jenkins, J. M., Barclay, T. S., Fanelli, M. N., Girouard, F. R., Kolodziejczak, J. J., McCauliff, S. D., Morris, R. L., & Twicken, J. D. (2012). Kepler Presearch Data Conditioning

- II - A Bayesian Approach to Systematic Error Correction. *Astronomical Society of the Pacific*, 124(919), 1000.
- Spiegel, D. S., Burrows, A., & Milsom, J. A. (2011). The Deuterium-burning Mass Limit for Brown Dwarfs and Giant Planets. *Astrophysical Journal*, 727(1), 57.
- Torres, G., Andersen, J., & Giménez, A. (2010). Accurate masses and radii of normal stars: modern results and applications. *Astronomy and Astrophysics Reviews*, 18(1-2), 67–126.
- Van Cleve, J. E., Howell, S. B., Smith, J. C., Clarke, B. D., Thompson, S. E., Bryson, S. T., Lund, M. N., Handberg, R., & Chaplin, W. J. (2016). That's How We Roll: The NASA K2 Mission Science Products and Their Performance Metrics. *Astronomical Society of the Pacific*, 128(965), 075002.
- van Leeuwen, F. (2007). Validation of the new Hipparcos reduction. *Astronomy and Astrophysics*, 474(2), 653–664.
- Vanderburg, A., Rowden, P., Bryson, S., Coughlin, J., Batalha, N., Collins, K. A., Latham, D. W., Mullally, S. E., Colón, K. D., Henze, C., Huang, C. X., & Quinn, S. N. (2020). A Habitable-zone Earth-sized Planet Rescued from False Positive Status. *Astrophysical Journal, Letters*, 893(1), L27.
- von Boetticher, A., Triaud, A. H. M. J., Queloz, D., Gill, S., Lendl, M., Delrez, L., Anderson, D. R., Collier Cameron, A., Faedi, F., Gillon, M., Gómez Maqueo Chew, Y., Hebb, L., Hellier, C., Jehin, E., Maxted, P. F. L., Martin, D. V., Pepe, F., Pollacco, D., Ségransan, D., Smalley, B., Udry, S., & West, R. (2017). The EBLM project. III. A Saturn-size low-mass star at the hydrogen-burning limit. *Astronomy and Astrophysics*, 604, L6.
- von Braun, K., Kane, S. R., & Ciardi, D. R. (2009). Observational Window Functions in Planet Transit Surveys. *Astrophysical Journal*, 702(1), 779–790.
- Williams, J. P. & Cieza, L. A. (2011). Protoplanetary Disks and Their Evolution. *Annual Review of Astron and Astrophysics*, 49(1), 67–117.
- Winn, J. N. (2010). Exoplanet Transits and Occultations. In S. Seager (Ed.), *Exoplanets* (pp. 55–77). University of Arizona Press.
- Winn, J. N. (2018). Planet Occurrence: Doppler and Transit Surveys. In *Handbook of Exoplanets* (pp. 195). Springer International Publishing.
- Wolszczan, A. (1994). Confirmation of Earth-Mass Planets Orbiting the Millisecond Pulsar PSR B1257+12. *Science*, 264(5158), 538–542.

- Wolszczan, A. & Frail, D. A. (1992). A planetary system around the millisecond pulsar PSR1257 + 12. *Nature*, 355(6356), 145–147.
- Yang, H., Liu, J., Gao, Q., Fang, X., Guo, J., Zhang, Y., Hou, Y., Wang, Y., & Cao, Z. (2017). The Flaring Activity of M Dwarfs in the Kepler Field. *Astrophysical Journal*, 849(1), 36.

Apêndice A

Tabela de resultados finais

Podemos representar os resultados finais deste estudo através da tabela A.1, cujas colunas se dividem em:

- Estrela: Número identificador da estrela no catálogo KIC. Algumas das estrelas não são encontradas por este identificador nos catálogos SIMBAD¹ ou NED², conforme as informações sobre o catálogo KIC que se encontram no site do repositório MAST³. Nestes casos, para encontrá-las nestes catálogos deve-se usar as coordenadas das estrelas.
- AR: Ascensão Reta (J2000) que pode ser encontrada através da busca no catálogo KIC (KIC Search Catalog⁴).
- DEC: Declinação (J2000) que pode ser encontrada através da busca no catálogo KIC (KIC Search Catalog).
- K_p : Magnitude Kepler.
- T_{eff} : Temperatura efetiva (K).
- R_* : Raio da estrela (raios solares R_\odot).
- N^o trânsitos: Os números de trânsitos são referentes apenas aos trânsitos que cumprem o critério de 15σ . No entanto, em algumas curvas de luz detectamos, visualmente, possíveis trânsitos adicionais. Para estes casos, colocamos este número adicional entre parênteses.
- Q : Queda ou profundidade mínima dos trânsitos encontrados pelo critério de 15σ .

¹Set of Identifications, Measurements and Bibliography for Astronomical Data - <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>.

²NASA/IPAC Extragalactic Database - <https://ned.ipac.caltech.edu/>.

³http://archive.stsci.edu/kepler/kic10/help/search_help.html

⁴<https://archive.stsci.edu/kepler/kic10/search.php>

- σ da profundidade: σ final dos trânsitos, após realizarmos o ajuste manual de aberturas.
- R_p : Raios mínimos dos candidatos (raios de Júpiter R_J).
- Classificação: Classificação dos candidatos em binária eclipsante ($R_p > 2,14 R_J$; sigla BE) e em planeta ou anã marrom ($R_p \leq 2,14 R_J$; sigla PL/AM).
- Comentários: Os comentários são descritos pelos números I,II e III.
 - I: Variação da posição do centroide no eixo x – verificamos, nesses casos, que os fluxos correspondentes aos trânsitos também apresentam deslocamento de centroide no eixo x.
 - II: Variação da posição do centroide no eixo y – verificamos, nesses casos, que os fluxos correspondentes aos trânsitos também apresentam deslocamento de centroide no eixo y. A discussão sobre esses deslocamentos, tanto no eixo x quanto no y, encontram-se na subseção [3.2.5](#).
 - III: Parte da PSF da estrela foi retirada – correspondente à interferência da PSF de estrelas vizinhas na abertura da estrela alvo. Nestes casos, conseguimos retirar os píxeis responsáveis por essa sobreposição de fluxo, ao custo de alguns deles fazerem parte de uma abertura ideal para a estrela alvo, caso não houvesse estrelas vizinhas próximas. Essa remoção, no entanto, não afetou significativamente o comportamento da curva de luz original. Falamos de casos como este na subseção [3.2.7](#), exemplificados através da figura [3.16](#).

Tabela A.1: Tabela de estrelas com possíveis trânsitos. Esta tabela corresponde às estrelas que selecionamos depois da etapa de validação das candidatas, que se encontra na subseção 3.2.7.

Estrela [KIC ID]	AR [J2000]	DEC [J2000]	K _p [Mag]	T _{eff} [K]	R _* [R _☉]	N° trânsitos	Q [%]	σ da profundidade	R _p [R _J]	Classificação	Comentários
1296382	19 27 01.879	+36 56 22.81	16,37	4652	0,78	1	17,55	32,09	3,18 ± 0,01	BE	II
2583101	19 32 05.247	+37 52 33.49	16,19	5178	3,34	1	4,81	16,05	7,13 ± 0,17	BE	III
2707158	19 20 14.179	+37 54 57.56	16,48	5623	1,13	1	16,29	18,35	4,43 ± 0,02	BE	
2711288	19 24 13.190	+37 58 03.94	16,26	5972	1,06	1 (+1)	21,82	74,29	4,81 ± 0,01	BE	
2994501	19 29 57.041	+38 06 49.72	16,43	4177	0,89	2	9,30	17,81	2,63 ± 0,02	BE	
							10,45	25,94	2,79 ± 0,03	BE	
3217729	19 04 06.934	+38 22 11.89	16,10	5673	0,55	1	20,60	41,22	2,41 ± 0,01	BE	II
3218555	19 05 25.241	+38 21 37.66	16,21	4964	2,38	1	15,59	71,23	9,13 ± 0,08	BE	II
3323266	19 01 18.379	+38 25 13.66	16,29	4592	0,97	1	13,08	33,50	3,43 ± 0,02	BE	II ; III
3325334	19 04 37.008	+38 26 43.12	16,15	5526	0,89	1	20,65	28,53	3,95 ± 0,02	BE	II
3425468	19 02 18.348	+38 33 56.05	16,11	5932	1,14	1	9,96	38,90	3,50 ± 0,03	BE	
3529195	19 05 54.168	+38 37 33.56	16,07	6214	1,41	1	14,82	56,79	5,30 ± 0,02	BE	II ; III
3746371	19 25 10.574	+38 53 18.42	16,01	6301	1,37	1 (+2)	8,73 [§]	22,26	3,94 ± 0,05	BE	
3751598	19 30 43.915	+38 48 41.33	16,37	5645	0,56	1	8,34	20,78	1,58 ± 0,03	PL/AM	II
3832371	19 00 57.871	+38 57 37.48	16,15	3714	0,45	1	15,92	56,35	1,76 ± 0,02	PL/AM	
3837017	19 08 40.147	+38 54 57.35	16,46	5361	1,00	1	13,59	22,32	3,58 ± 0,04	BE	
4246830	19 07 01.663	+39 22 03.79	16,41	3531	0,91	1	9,42	17,27	2,72 ± 0,04	BE	
4349937	19 07 19.236	+39 24 46.55	16,44	5631	0,94	1	9,09	17,60	2,76 ± 0,03	BE	
4350286	19 07 54.742	+39 29 31.78	16,36	5194	1,24	1	11,25	41,14	4,05 ± 0,04	BE	II
4466068	19 28 25.634	+39 32 03.26	16,30	6541	1,34	1	7,16	45,73	3,48 ± 0,06	BE	III
4732087	19 07 26.671	+39 48 02.74	16,43	5428	0,83	1	8,05	44,67	2,29 ± 0,02	BE	II ; III
4771971	19 50 57.214	+39 50 17.45	16,13	5040	4,71	1	19,77	34,22	20,38 ± 0,10	BE	II
4772010	19 50 59.227	+39 49 42.38	16,34	6116	1,49	1	16,68	52,18	5,91 ± 0,03	BE	
4772092	19 51 02.642	+39 48 14.36	16,28	4741	7,68	1	20,10	26,70	33,50 ± 0,16	BE	
4859796	19 50 31.848	+39 59 38.26	16,12	5295	1,89	1	7,71	25,23	5,10 ± 0,07	BE	
5000401	19 13 47.950	+40 10 01.42	16,08	5372	0,93	1	6,24	19,51	2,26 ± 0,02	BE	
5000471	19 13 55.415	+40 08 00.26	16,04	—	—	1	16,9	37,73	—	—	II ; III
5088456	19 13 40.994	+40 15 02.63	16,30	5101	0,87	2 (+1)	38,53	43,03	5,22 ± 0,01	BE	
							23,77	44,10	4,10 ± 0,01	BE	
5130560	19 56 44.717	+40 15 04.32	16,28	5357	1,39	1	22,94	15,94	6,50 ± 0,07	BE	II ; III
5175505	19 13 02.191	+40 23 01.39	16,10	6107	1,20	1	6,36	25,28	2,94 ± 0,02	BE	
5181028	19 20 05.501	+40 19 00.34	16,29	4194	0,69	1	8,11	26,14	1,91 ± 0,03	BE	
5209905	19 49 33.024	+40 19 59.95	16,03	5019	0,85	1	15,82	60,01	3,28 ± 0,02	PL/AM	
5268859	19 19 42.509	+40 25 27.37	16,39	5467	1,60	1	8,42	25,58	4,52 ± 0,08	BE	II
5298713	19 50 37.181	+40 29 14.06	16,48	6056	1,72	1 (+7)	47,80	16,09	11,59 ± 0,04	BE	II
5364561	19 29 43.157	+40 34 05.74	16,09	4694	9,84	1 (+3)	35,13	24,95	56,75 ± 0,15	BE	II
5450935	19 30 21.456	+40 40 27.01	16,12	5091	0,82	1	10,05	29,22	2,51 ± 0,01	BE	II ; III
5536034	19 30 16.121	+40 42 21.17	16,21	5587	1,09	1	10,70	30,15	3,48 ± 0,01	BE	III

Continua na próxima página...

[§] Os fluxos utilizados para o cálculo da profundidade foram o segundo anterior e o imediatamente posterior ao trânsito encontrado, pois o ponto imediatamente anterior parece fazer parte do trânsito.

Tabela A.1 – Continuação

Estrela [KIC ID]	AR [J2000]	DEC [J2000]	K _p [Mag]	T _{eff} [K]	R _* [R _☉]	N ^o trânsitos	Q [%]	σ da profundidade	R _p [R _J]	Classificação	Comentários
5616130	19 22 23.424	+40 49 52.82	16,04	6129	1,16	1 (+4)	26,71	79,84	5,81 ± 0,02	BE	II ; III
5622026	19 29 46.882	+40 51 30.28	16,25	5909	1,17	1	9,59	63,27	3,53 ± 0,02	BE	II ; III
5699505	19 19 37.531	+40 55 02.39	16,23	4609	2,26	1	9,08	16,49	6,62 ± 0,08	BE	II ; III
5722986	19 46 05.875	+40 56 46.25	16,47	5228	1,37	1 (+6)	13,10	16,81	4,82 ± 0,02	BE	I
5733608	19 54 47.420	+40 57 57.73	16,24	—	—	1	28,22	44,63	—	—	II
5790733	19 26 59.258	+41 01 30.47	16,09	4019	0,74	1	4,44	20,04	1,51 ± 0,01	PL/AM	II
5792272	19 29 02.124	+41 04 58.12	16,10	5608	0,92	1	7,96	62,49	2,53 ± 0,02	BE	II
5792337	19 29 05.906	+41 03 31.03	16,37	4959	3,51	1	7,06	35,23	9,08 ± 0,06	BE	II
5794874	19 32 13.649	+41 05 34.37	16,01	5358	1,02	1	7,78	35,79	2,76 ± 0,01	BE	I ; II ; III
5795019	19 32 23.258	+41 02 28.18	16,50	4781	8,41	1	8,52	30,37	23,87 ± 0,13	BE	II
5795049	19 32 24.792	+41 02 00.49	16,22	6027	1,12	1	8,92	45,38	3,26 ± 0,02	BE	II
5876211	19 27 04.730	+41 11 13.88	16,12	5701	1,22	1	2,84	16,34	1,99 ± 0,03	PL/AM	II
5953536	19 18 29.064	+41 14 28.32	16,32	6161	0,99	1	12,42	15,71	3,40 ± 0,02	BE	II
5963610	19 31 35.090	+41 17 39.01	16,46	5144	1,04	1	11,63	48,91	3,44 ± 0,01	BE	II
6034405	19 16 46.632	+41 20 36.60	16,33	5211	0,76	1	6,04	15,49	1,82 ± 0,04	PL/AM	II ; III
6041341	19 25 53.486	+41 21 05.18	16,47	6112	0,87	1	14,15	31,57	3,17 ± 0,01	BE	II ; III
6043102	19 28 10.704	+41 20 32.96	16,18	6351	1,44	1	9,85	49,49	4,40 ± 0,02	BE	II
6045656	19 31 15.442	+41 23 16.44	16,39	6108	1,43	1	6,38	30,20	3,52 ± 0,02	BE	II
6045700	19 31 18.574	+41 22 23.70	16,21	6197	1,39	1	7,84	58,24	3,80 ± 0,02	BE	II
6045783	19 31 24.142	+41 20 35.02	16,10	5177	0,61	1	2,80	17,88	0,99 ± 0,02	PL/AM	III
6045867	19 31 30.883	+41 18 42.73	16,26	5443	0,80	1	4,75	24,21	1,70 ± 0,01	PL/AM	I ; II ; III
6126498	19 30 59.877	+41 28 14.23	16,36	5674	1,11	1	9,05	24,22	3,26 ± 0,02	BE	II
6126634	19 31 10.164	+41 25 10.13	16,45	6101	0,98	1	10,70	56,94	3,11 ± 0,01	BE	II
6129989	19 35 13.078	+41 25 29.93	16,27	5899	0,83	1	6,53	32,36	2,07 ± 0,01	PL/AM	II ; III
6277290	19 17 08.827	+41 36 52.27	16,01	5912	1,08	1	9,40	37,10	3,21 ± 0,03	BE	I ; II ; III
6287482	19 30 24.386	+41 39 02.70	16,05	4862	0,96	1	6,59	33,64	2,39 ± 0,02	BE	II
6301548	19 45 40.519	+41 37 49.66	16,49	—	—	1	14,76	16,06	—	—	III
6366260	19 30 07.493	+41 44 15.04	16,36	6007	1,30	1	11,28	42,43	4,26 ± 0,02	BE	III
6368579	19 33 05.321	+41 45 34.70	16,03	4879	0,71	1	4,15	19,63	1,41 ± 0,03	PL/AM	II ; III
6448913	19 35 03.895	+41 48 32.43	16,07	—	—	1	3,09	17,99	—	—	III
6524131	19 29 26.805	+41 58 02.78	16,17	6083	1,00	1	11,21	31,67	3,24 ± 0,02	BE	I
6546389	19 52 26.037	+41 58 30.83	16,25	5672	0,80	1 (+4)	18,69	37,77	3,36 ± 0,01	BE	II ; III
6612297	19 34 26.753	+42 05 18.71	16,06	5224	0,67	1	38,01	90,38	4,00 ± 0,01	BE	II ; III
6619572	19 42 05.521	+42 04 46.16	16,43	—	—	1	7,88	16,18	—	—	II ; III
6681630	19 15 06.810	+42 10 50.70	16,48	—	—	1	8,40	38,87	—	—	II ; III
6691958	19 27 53.042	+42 07 34.36	16,05	4156	0,67	1	7,59	15,23	1,79 ± 0,02	PL/AM	I
6700426	19 37 07.879	+42 08 11.04	16,33	3969	0,55	1	15,47	17,60	2,10 ± 0,01	PL/AM	II ; III
6714466	19 50 00.799	+42 07 44.90	16,23	5301	2,57	1	12,10	19,51	8,71 ± 0,06	BE	I
6766242	19 12 39.998	+42 12 20.38	16,22	5290	1,00	1	13,19	55,03	3,53 ± 0,01	BE	II ; III
6848092	19 06 58.015	+42 23 49.42	16,12	6170	1,34	1 (+2)	3,46	22,81	2,42 ± 0,05	BE	II
6852617	19 14 06.842	+42 22 59.09	16,41	6002	1,19	1	25,34	124,81	5,83 ± 0,01	BE	II
6853849	19 15 51.751	+42 19 14.59	16,43	4587	0,92	1 (+1)	7,05	25,76	2,39 ± 0,02	BE	II ; III
6879698	19 44 51.278	+42 21 22.07	16,46	5067	1,26	1	8,22	17,74	3,51 ± 0,05	BE	II
6936968	19 11 47.086	+42 25 44.76	16,20	6389	1,51	1	11,01	47,26	4,86 ± 0,06	BE	II

Continua na próxima página...

Tabela A.1 – Continuação

Estrela [KIC ID]	AR [J2000]	DEC [J2000]	K _p [Mag]	T _{eff} [K]	R _* [R _☉]	N ^o trânsitos	Q [%]	σ da profundidade	R _p [R _J]	Classificação	Comentários
6949396	19 28 16.315	+42 27 02.45	16,50	5672	0,96	1	8,16	17,06	2,66 ± 0,02	BE	II
6965746	19 45 39.061	+42 26 21.54	16,07	—	—	1	14,20	65,08	—	—	II
7020903	19 10 06.917	+42 33 40.36	16,48	5938	1,24	1	17,16	60,63	4,99 ± 0,03	BE	II
7024321	19 15 25.358	+42 32 52.98	16,41	5325	1,03	1	8,04	35,68	2,85 ± 0,02	BE	II
7034043	19 27 46.369	+42 35 44.19	16,03	—	—	1	6,52	24,70	—	—	II
7034104	19 27 51.204	+42 34 43.64	16,10	6034	1,07	1	6,44	40,00	2,64 ± 0,02	BE	II ; III
7036627	19 30 58.123	+42 30 14.98	16,48	5102	2,03	1	5,86	19,14	4,78 ± 0,05	BE	II ; III
7037565	19 32 06.955	+42 30 43.49	16,46	6218	1,53	1 (+5)	72,85	23,99	12,70 ± 0,01	BE	II ; III
7101165	19 03 48.290	+42 38 44.70	16,35	5713	0,91	1	6,26	22,27	2,22 ± 0,03	BE	II ; III
7101175	19 03 49.447	+42 38 44.12	16,40	6651	1,55	1	6,52	33,49	3,86 ± 0,03	BE	I ; II ; III
7108892	19 15 56.083	+42 36 46.30	16,38	5803	0,99	1	25,07	87,72	4,80 ± 0,01	BE	II ; III
7132967	19 43 56.201	+42 40 44.98	16,24	5154	1,30	1	8,40	16,90	3,67 ± 0,02	BE	II ; III
7190148	19 14 08.894	+42 43 50.77	16,48	5967	1,22	1	13,42	33,15	4,34 ± 0,04	BE	II ; III
7191242	19 15 45.494	+42 45 20.77	16,37	6143	1,15	1	11,54	32,88	3,80 ± 0,02	BE	II
7200432	19 27 14.772	+42 45 06.44	16,33	6078	1,07	1	6,77	22,87	2,71 ± 0,02	BE	II
7200559	19 27 24.005	+42 42 41.15	16,22	5136	0,64	1	4,03	36,34	1,26 ± 0,01	PL/AM	
7200563	19 27 24.267	+42 42 38.74	16,04	5802	0,96	1	4,04	33,62	1,88 ± 0,02	PL/AM	
7266264	19 04 56.806	+42 50 42.61	16,47	5605	0,91	1	3,87	23,61	1,74 ± 0,03	PL/AM	
7272486	19 15 04.224	+42 50 34.87	16,04	6295	1,03	1	5,77	31,81	2,40 ± 0,05	BE	II ; III
7274212	19 17 29.460	+42 48 29.27	16,25	5797	0,70	1	26,56	36,09	3,52 ± 0,01	BE	II ; III
7281808	19 26 52.776	+42 51 31.54	16,33	6141	1,15	1	5,32	23,76	2,58 ± 0,02	BE	II
7347667	19 06 14.757	+42 58 21.65	16,48	5360	0,67	1	11,10	27,15	2,18 ± 0,01	BE	II
7353777	19 15 50.292	+42 56 31.56	16,41	5991	1,27	1	9,76	40,86	3,85 ± 0,05	BE	II
7380484	19 46 40.450	+42 59 04.42	16,00	5546	1,50	1	5,36	38,05	3,37 ± 0,04	BE	
7431155	19 08 43.584	+43 01 07.07	16,16	4197	0,77	1 (+5)	34,08	16,21	4,35 ± 0,01	BE	
7435402	19 15 19.274	+43 01 15.35	16,34	—	—	1	15,23	26,38	—	—	
7464414	19 47 35.570	+43 04 37.09	16,23	5916	1,29	1	6,30	49,08	3,16 ± 0,03	BE	
7513190	19 07 16.464	+43 06 22.93	16,14	6033	1,23	1	5,31	60,81	2,75 ± 0,04	BE	
7513201	19 07 17.971	+43 09 02.41	16,17	6588	1,36	1	3,54	26,69	2,48 ± 0,05	BE	
7628022	19 49 18.149	+43 17 53.66	16,08	5413	0,56	1	7,43	27,64	1,48 ± 0,01	PL/AM	II
7628258	19 49 31.346	+43 16 11.35	16,10	5715	1,06	1	6,62	22,66	2,64 ± 0,02	BE	II
7628575	19 49 49.346	+43 17 47.22	16,29	4815	9,11	1	7,53	25,48	24,33 ± 0,14	BE	
7629015	19 50 12.497	+43 13 51.89	16,24	5891	1,27	1 (+6)	10,13	32,43	3,92 ± 0,02	BE	
7658948	18 42 56.066	+43 20 11.18	16,50	5367	0,86	1	13,14	32,61	3,03 ± 0,02	BE	II ; III
7661441	18 49 30.950	+43 23 20.08	16,38	5813	1,04	1	8,91	22,33	3,03 ± 0,07	BE	II ; III
7671315	19 10 02.957	+43 20 40.42	16,32	5292	2,05	1	15,01	23,37	7,71 ± 0,03	BE	II ; III
7671470	19 10 20.623	+43 22 51.92	16,32	5473	1,01	1	21,97	50,34	4,61 ± 0,01	BE	
7740232	19 06 26.030	+43 28 36.12	16,49	4624	1,06	1	12,48	37,58	3,64 ± 0,03	BE	I
7742533	19 10 53.364	+43 27 03.38	16,15	6033	1,13	1	18,30	31,04	4,70 ± 0,01	BE	
7747255	19 19 09.286	+43 28 38.03	16,11	5838	1,04	1 (+1)	22,54	17,87	4,79 ± 0,04	BE	
7757450	19 33 25.044	+43 25 56.39	16,09	4711	0,95	1	6,13	16,57	2,30 ± 0,02	BE	
7799491	18 44 37.644	+43 35 29.47	16,32	5695	1,08	1	12,58	22,24	3,71 ± 0,02	BE	
7801955	18 50 44.563	+43 33 59.87	16,33	5172	0,71	1	7,66	33,78	1,91 ± 0,03	PL/AM	II ; III
7811976	19 11 43.487	+43 33 17.50	16,07	—	—	1	11,74	63,09	—	—	

Continua na próxima página...

Tabela A.1 – Continuação

Estrela [KIC ID]	AR [J2000]	DEC [J2000]	K _p [Mag]	T _{eff} [K]	R _* [R _☉]	N ^o trânsitos	Q [%]	σ da profundidade	R _p [R _J]	Classificação	Comentários
7812074	19 11 56.079	+43 34 52.46	16,24	6295	1,20	1	11,44	67,61	3,96 ± 0,01	BE	II
7831082	19 38 43.584	+43 34 55.78	16,06	5509	1,23	1	3,74	15,93	2,32 ± 0,05	BE	I
7834653	19 43 08.170	+43 33 55.22	16,17	5759	1,12	1	9,08	20,11	3,27 ± 0,02	BE	III
7905828	19 46 10.523	+43 38 31.00	16,24	—	—	1	4,41	17,71	—	—	II
7905969	19 46 20.050	+43 39 23.87	16,22	5820	1,23	1	6,73	27,18	3,10 ± 0,03	BE	
7973229	19 47 03.593	+43 43 52.54	16,06	4915	1,16	1	6,84	21,04	2,94 ± 0,03	BE	
7987174	19 58 44.537	+43 43 20.57	16,31	5837	1,63	1	2,83	15,50	2,67 ± 0,05	BE	
7989651	20 01 06.878	+43 45 28.55	16,17	5403	2,40	1 (+2)	8,02	17,41	6,62 ± 0,07	BE	
8029561	19 28 24.034	+43 49 45.73	16,06	5691	1,14	1	4,34	30,28	2,32 ± 0,22	BE	
8029788	19 28 44.674	+43 51 57.02	16,22	5627	0,82	1	8,06	28,46	2,27 ± 0,04	BE	II
8111888	19 46 03.814	+43 55 17.69	16,39	4943	0,77	1	21,79	32,35	3,52 ± 0,01	BE	
8115533	19 49 46.308	+43 59 48.41	16,33	4826	2,09	1	5,60	26,09	4,80 ± 0,07	BE	
8154697	19 09 54.643	+44 02 02.15	16,19	5448	0,79	1 (+1)	2,43	18,63	1,19 ± 0,05	PL/AM	II
8183851	19 49 54.710	+44 00 30.46	16,41	5388	0,65	1	8,07	19,91	1,80 ± 0,02	PL/AM	
8184059	19 50 07.322	+44 01 48.61	16,16	5538	0,91	1	7,05	22,20	2,36 ± 0,02	BE	
8184086	19 50 08.835	+44 01 57.63	16,24	—	—	1	9,75	24,06	—	—	
8227147	19 18 34.609	+44 02 07.01	16,46	6397	1,38	1	8,12	38,41	3,83 ± 0,04	BE	
8288843	19 09 42.225	+44 09 03.60	16,48	—	—	1	8,95	26,46	—	—	
8355441	19 10 35.234	+44 13 49.84	16,21	5854	1,20	1	8,87	59,55	3,46 ± 0,02	BE	II
8435266	19 34 11.496	+44 20 31.92	16,21	6451	1,39	1	9,82	58,38	4,23 ± 0,02	BE	II
		+44 29 51.07	16,22	5573	0,71	2 (+1)	12,04	19,50	2,39 ± 0,01	BE	
							14,99	24,13	2,66 ± 0,01	BE	III
8445361	19 47 23.592	+44 26 59.93	16,03	—	—	1 (+1)	7,18	18,84	—	—	
8479696	18 57 48.298	+44 35 49.38	16,11	—	—	1	5,48	16,03	—	—	
8525980	20 04 45.019	+44 35 11.58	16,42	5774	1,82	1	10,34	21,43	5,69 ± 0,08	BE	
8556458	19 21 54.365	+44 36 20.38	16,42	4555	0,82	2 (+2)	43,64	15,10	5,25 ± 0,03	BE	
							42,91	27,33	5,20 ± 5,32	BE	
8561192	19 29 05.155	+44 41 50.14	16,27	6852	1,66	1 (+5)	42,42	26,38	10,53 ± 1,02	BE	II ; III
8589143	20 02 30.238	+44 38 32.39	16,09	6706	1,66	1 (+2)	19,20	15,00	7,08 ± 0,03	BE	III
8653936	20 02 32.662	+44 45 59.11	16,10	5256	2,28	1	4,53	17,23	4,73 ± 0,06	BE	
8676725	19 04 30.778	+44 50 10.39	16,43	6090	1,20	1	7,02	29,12	3,08 ± 0,03	BE	II
8676808	19 04 40.839	+44 51 34.67	16,43	5995	0,99	1	6,83	28,94	2,52 ± 0,03	BE	II
8676903	19 04 52.896	+44 53 04.31	16,45	6036	1,30	1	7,74	29,28	3,52 ± 0,03	BE	III
8767431	19 47 09.304	+44 59 48.57	16,31	—	—	1 (+1)	11,68	50,97	—	—	
8805615	19 03 12.874	+45 02 08.23	16,34	6052	1,36	1	10,22	35,74	4,24 ± 0,02	BE	
8933590	18 52 26.062	+45 16 42.67	16,07	5605	1,02	1	8,04	29,91	2,80 ± 0,04	BE	
8951251	19 24 52.665	+45 14 52.73	16,42	5265	3,08	1	14,35	53,83	11,34 ± 2,54	BE	
8955848	19 31 37.714	+45 17 44.30	16,04	5606	1,11	1	10,62	64,62	3,51 ± 0,02	BE	
9024976	19 31 40.555	+45 18 05.33	16,44	5136	2,27	1	8,79	22,68	6,55 ± 0,05	BE	I ; II ; III
9138101	18 54 04.289	+45 30 09.14	16,44	5059	0,67	1	5,45	22,15	1,53 ± 0,02	PL/AM	II ; III
9159483	19 35 03.549	+45 32 06.79	16,17	6350	1,17	1 (+4)	6,40	20,03	2,88 ± 0,02	BE	I
9174119	19 53 33.139	+45 33 18.86	16,24	5599	1,50	1 (+3)	17,82	18,04	6,14 ± 0,02	BE	II ; III
9222830	19 34 35.203	+45 36 37.40	16,06	5451	0,72	1	12,69	29,16	2,50 ± 0,01	BE	II ; III
9222951	19 34 46.978	+45 37 43.46	16,44	5755	0,90	1	9,40	17,61	2,69 ± 0,02	BE	II ; III

Continua na próxima página...

Tabela A.1 – Continuação

Estrela [KIC ID]	AR [J2000]	DEC [J2000]	K _p [Mag]	T _{eff} [K]	R _* [R _☉]	N ^o trânsitos	Q [%]	σ da profundidade	R _p [R _J]	Classificação	Comentários
9225217	19 38 01.478	+45 39 44.57	16,05	6142	1,07	1	4,26	31,01	2,14 ± 0,04	PL/AM	
9225308	19 38 08.784	+45 40 26.58	16,20	5529	1,02	1	3,37	21,14	1,83 ± 0,04	PL/AM	
9246388	20 03 27.576	+45 39 28.48	16,09	5515	1,81	1	11,58	29,23	5,99 ± 0,08	BE	I
9301303	19 54 57.715	+45 42 52.49	16,28	3868	0,89	1	4,92	19,57	1,92 ± 0,02	PL/AM	III
9344050	19 30 03.677	+45 52 50.63	16,49	10952	2,59	1	14,74	28,69	9,69 ± 0,06	BE	
9390976	19 00 26.160	+45 56 11.18	16,38	5000	10,45	1	8,91	41,51	30,37 ± 0,17	BE	
9406959	19 32 00.996	+45 59 15.07	16,37	3338	114,89	1 (+5)	32,55	19,17	637,85 ± 0,72	BE	
9533646	19 38 56.143	+46 11 22.63	16,07	6141	1,32	1	6,97	22,01	3,39 ± 0,02	BE	
9594101	19 36 56.074	+46 17 53.56	16,37	5948	1,05	1	8,29	19,97	2,95 ± 0,04	BE	
9642880	19 16 16.166	+46 20 25.39	16,17	—	—	1 (+3)	23,66	26,63	—	—	
9657204	19 40 03.727	+46 18 01.80	16,44	5347	1,11	1	8,50	19,71	3,15 ± 0,02	BE	II
9716913	19 38 07.635	+46 25 06.71	16,21	—	—	1	6,26	53,60	—	—	
9719450	19 41 49.351	+46 28 26.65	16,37	5919	1,33	1	8,46	27,93	3,76 ± 0,02	BE	II
9820537	19 06 03.573	+46 38 15.47	16,42	5651	1,06	1	10,40	27,17	3,31 ± 0,04	BE	II
9880952	19 07 44.285	+46 45 25.99	16,14	5973	0,93	1	6,37	38,61	2,28 ± 0,02	BE	III
9895767	19 35 35.628	+46 43 40.69	16,26	5889	1,25	1	5,69	16,13	2,90 ± 0,03	BE	II
9899558	19 41 06.828	+46 42 43.38	16,06	5599	0,84	1	6,37	28,93	2,05 ± 0,03	PL/AM	II
9958716	19 39 35.529	+46 48 44.57	16,14	—	—	1 (+5)	18,48	19,43	—	—	I
10003036	19 12 00.561	+46 57 17.82	16,33	—	—	1	2,69	18,50	—	—	II
10018288	19 37 59.786	+46 58 10.70	16,18	5705	0,82	1	7,31	31,78	2,16 ± 0,01	BE	
10019623	19 39 58.663	+46 59 01.82	16,46	5876	1,35	1 (+2)	25,92	37,57	6,68 ± 0,01	BE	
10083558	19 40 13.207	+47 02 34.55	16,46	5276	1,04	1	8,76	59,06	2,99 ± 0,02	BE	II
10136129	19 19 37.716	+47 06 06.41	16,40	6241	1,34	1	10,02	57,99	4,12 ± 0,01	BE	
10149937	19 40 18.586	+47 11 42.75	16,48	—	—	1	6,79	22,88	—	—	I ; II ; III
10198771	19 11 21.943	+47 17 46.36	16,04	5317	0,95	1 (+1)	2,43	16,55	1,44 ± 0,04	PL/AM	
10202680	19 19 04.939	+47 14 31.13	16,02	5910	1,25	1	7,48	83,98	3,33 ± 0,02	BE	
10273174	19 25 57.461	+47 20 08.74	16,42	6852	1,22	1 (+2)	9,58	21,35	3,67 ± 0,05	BE	
10333943	19 18 20.633	+47 29 01.82	16,18	5808	0,86	1	3,72	16,37	1,62 ± 0,04	PL/AM	III
10407179	19 31 18.458	+47 34 08.44	16,13	5725	1,00	1 (+2)	40,75	31,09	6,18 ± 0,02	BE	
10515164	18 47 12.749	+47 46 30.68	16,23	5830	1,18	1 (+2)	14,20	27,47	4,32 ± 0,06	BE	
10533821	19 25 24.626	+47 46 38.06	16,34	5691	1,14	1	4,18	19,45	2,27 ± 0,12	BE	
10708854	18 43 40.130	+48 04 13.73	16,02	4910	1,08	1	3,91	15,30	2,08 ± 0,07	PL/AM	
10731732	19 28 11.686	+48 04 42.49	16,03	5344	1,07	1	5,13	27,28	2,36 ± 0,10	BE	
10843993	18 50 57.653	+48 13 26.69	16,20	6091	1,10	2 (+2)	24,14	17,34	5,25 ± 0,02	BE	
10924824	19 36 01.922	+48 20 57.95	16,01	6041	1,26	2	25,81	37,04	5,43 ± 0,04	BE	
11028876	19 25 54.573	+48 34 56.25	16,06	—	—	1	8,80	17,49	4,01 ± 0,02	BE	I
11133186	19 18 27.122	+48 42 30.28	16,47	5193	0,67	1	31,45	78,68	2,95 ± 0,01	BE	II
11145347	19 41 49.608	+48 47 33.65	16,17	5307	0,73	1	10,45	62,43	2,29 ± 0,01	BE	II
11189514	19 25 28.360	+48 52 17.10	16,32	—	—	1	5,03	31,44	—	—	II
11197260	19 40 23.335	+48 49 02.03	16,05	6208	1,15	1	13,02	35,25	4,03 ± 0,02	BE	II
11197705	19 41 08.047	+48 53 17.92	16,13	—	—	1	10,75	27,10	—	—	II
11243206	19 25 27.091	+48 56 33.18	16,29	6252	1,36	1	7,03	15,46	3,51 ± 0,04	BE	II

Continua na próxima página...

Tabela A.1 – Continuação

Estrela [KIC ID]	AR [J2000]	DEC [J2000]	K _p [Mag]	T _{eff} [K]	R _* [R _☉]	N ^o trânsitos	Q [%]	σ da profundidade	R _p [R _J]	Classificação	Comentários
11246225	19 31 37.214	+48 56 01.10	16,42	5018	0,97	1	4,41	23,97	1,99 ± 0,03	PL/AM	
11253016	19 43 21.281	+48 56 07.94	16,36	6442	1,40	1	13,88	47,38	5,08 ± 0,02	BE	
11348671	19 23 36.158	+49 10 30.04	16,14	6066	1,12	1	15,20	77,00	4,23 ± 0,03	BE	I
11359129	19 43 40.058	+49 07 24.89	16,50	4931	3,64	1	9,74	18,56	11,06 ± 0,07	BE	II
11401419	19 24 17.474	+49 14 10.86	16,29	6381	1,29	1	7,98	42,80	3,55 ± 0,04	BE	
11464761	19 45 03.372	+49 22 26.51	16,49	5787	0,83	1	14,54	33,94	3,08 ± 0,02	BE	
11517750	19 46 05.750	+49 27 57.67	16,20	4991	0,92	1	11,43	35,49	3,02 ± 0,03	BE	II ; III
11517779	19 46 09.185	+49 28 22.84	16,34	5625	0,80	1	8,43	15,82	2,26 ± 0,03	BE	II ; III
11662331	19 28 37.848	+49 43 26.26	16,27	5292	0,56	1	4,37	17,47	1,14 ± 0,01	PL/AM	
11662350	19 28 40.565	+49 42 50.26	16,43	6120	1,15	1	5,12	24,87	2,53 ± 0,02	BE	
11759808	19 19 42.487	+49 58 56.53	16,31	5660	1,62	1	9	50,16	4,74 ± 0,04	BE	II
11859565	19 16 57.156	+50 09 17.24	16,01	5073	0,56	1	28,21	23,39	2,90 ± 0,01	BE	
11874007	19 46 08.126	+50 10 47.21	16,43	6204	1,18	1	3,53	16,57	2,17 ± 0,05	BE	
12009432	19 17 36.918	+50 28 55.61	16,44	—	—	1	6,76	35,17	—	—	
12009446	19 17 38.781	+50 28 14.54	16,21	—	—	1	10,75	29,99	—	—	II
12070501	19 43 36.055	+50 30 58.25	16,14	4043	0,82	1	21,27	29,44	3,69 ± 0,02	BE	
12158160	19 23 04.608	+50 43 39.76	16,11	4860	0,60	1	6,15	28,62	1,45 ± 0,01	PL/AM	
12365095	19 41 30.778	+51 06 18.68	16,12	5845	1,04	1	15,97	36,46	4,04 ± 0,01	BE	II
12404698	19 18 56.786	+51 12 37.58	16,25	4617	4,95	1 (+5)	32,48	21,57	27,44 ± 0,12	BE	
12455274	19 14 14.215	+51 18 58.39	16,15	5908	1,18	1	14,01	51,04	4,30 ± 0,04	BE	III
12469893	19 43 47.161	+51 18 29.29	16,31	—	—	1	23,09	44,60	—	—	II
12470195	19 44 19.586	+51 21 20.88	16,26	5535	0,94	1	11,91	40,75	3,15 ± 0,02	BE	