



Universidade Federal do Rio de Janeiro
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza
Observatório do Valongo



A Influência da Atividade Estelar nas Propriedades das Atmosferas de Júpiteres Quentes

Micah Guimarães do Carmo Navia

Rio de Janeiro
Fevereiro de 2023

A Influência da Atividade Estelar nas Propriedades das Atmosferas de Júpiteres Quentes

Micah Guimarães do Carmo Navia

Trabalho de conclusão de curso submetido ao Curso de Graduação em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Astrônomo.

Orientadores: Prof. Dr. Luan Ghezzi Ferreira Pinho (Observatório do Valongo), Dra. Patricia Cruz (Centro de Astrobiología CAB/CSIC-INTA)

Rio de Janeiro
Fevereiro de 2023

CIP - Catalogação na Publicação

N325i Navia, Micah Guimarães do Carmo
A Influência da Atividade Estelar nas
Propriedades das Atmosferas de Júpiteres Quentes /
Micah Guimarães do Carmo Navia. -- Rio de Janeiro,
2023.
99 f.

Orientador: Luan Ghezzi Ferreira Pinho.
Coorientadora: Patricia Cruz.
Trabalho de conclusão de curso (graduação) -
Universidade Federal do Rio de Janeiro, Observatório
do Valongo, Bacharel em Astronomia, 2023.

1. Exoplanetas. 2. Atividade estelar. 3.
Atmosferas planetárias. I. Pinho, Luan Ghezzi
Ferreira, orient. II. Cruz, Patricia, coorient.
III. Título.



PROJETO FINAL

RELATÓRIO DA COMISSÃO JULGADORA

ALUNO: Micah Guimarães do Carmo Navia (DRE 118036139)

TÍTULO DO TRABALHO: "A INFLUÊNCIA DA ATIVIDADE ESTELAR NAS PROPRIEDADES DAS ATMOSFERAS DE JUPÍTERES QUENTES"

DATA DA DEFESA: 15 de fevereiro de 2023 às 11:00h


MEMBROS DA COMISSÃO JULGADORA:


Prof. Luan Gheza (Orientador/Presidente - OV/UFRJ)

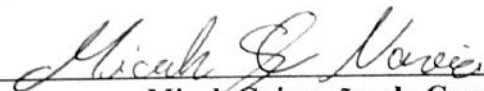
Prof.^a Patricia Cruz – (Coorientadora- Centro de Astrobiologia/Espanha)


Prof. Gustavo Porto de Mello - (OV/UFRJ)


Prof.^a Adriana Válio - (CRAAM)


Prof. Hélio Racha-Pinto - (OV/UFRJ)

CANDIDATO:


Micah Guimarães do Carmo Navia

Rio de Janeiro, 15 de fevereiro de 2023.


Prof. Carlos Roberto Rabaça
Coord. de Grad. do Curso de Astronomia

Este trabalho foi financiado pelo Programa Institucional de Bolsas de Iniciação Científica (PI-BIC/CNPq/UFRJ).

Dedico este trabalho à minha mãe, que fez de tudo e mais um pouco para que eu pudesse chegar até aqui.

Agradecimentos

Agradeço, em primeiro lugar, à pessoa mais importante na minha vida, a minha mãe. Obrigado mãe, por ter feito tantos sacrifícios para que eu pudesse ir atrás dos meus sonhos. Obrigado por ser meu maior exemplo, minha força, minha luz. Tenho muito orgulho de ser seu filho. Todos os meus méritos eu conquistei pensando em você e este trabalho não é exceção.

Aos meus avós, por serem pessoas tão amáveis e carinhosas comigo. Obrigado por me apoiarem e estarem comigo mesmo de longe.

Ao meu pai, por sempre me incentivar nos meus estudos.

À minha noiva, um verdadeiro presente que a vida me deu. Você esteve comigo durante toda a graduação, comemorando as vitórias e me ajudando nas horas difíceis. Espero continuar trilhando esse caminho com você até o apagar das luzes.

À minha sogra, por ter me acolhido em sua casa durante o período da pandemia. Que toda a sua generosidade volte em dobro para você.

Aos meus amigos, em especial o Marco Laversveiler, que sempre se prontificava em me ajudar com tão boa vontade qualquer que fosse a necessidade.

A todos meus colegas de turma, por serem tão companheiros nos momentos de estresse acadêmico.

Às minhas gatinhas, que me fizeram companhia durante a escrita do trabalho e me acalmaram quando a ansiedade aumentava.

Aos meus orientadores por me introduzirem à carreira científica, sendo sempre muito solícitos e compreensíveis. Agradeço por todas as dicas valiosas e pelos incentivos. Espero um dia ser um profissional tão bom quanto vocês.

Agradeço ao CNPq e à UFRJ pelo financiamento deste trabalho durante a maior parte do seu desenvolvimento.

Agradeço ao Observatório do Valongo e a todos os professores por proporcionarem uma formação de excelente qualidade. Agradeço também aos funcionários e técnicos por serem tão competentes e solícitos.

"There are countless suns and countless earths all rotating around their suns in exactly the same way as the seven planets of our system... The countless worlds in the universe are no worse and no less inhabited than our Earth."

Giordano Bruno

De L'Infinito Universo E Mondi, 1584.

Resumo

A Influência da Atividade Estelar nas Propriedades das Atmosferas de Júpiteres Quentes

Micah Guimarães do Carmo Navia

Orientadores: Prof. Dr. Luan Ghezzi Ferreira Pinho e Dra. Patricia Cruz

RESUMO DO TRABALHO DE CONCLUSÃO DE CURSO SUBMETIDO AO CURSO DE GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA, OBSERVATÓRIO DO VALONGO, DA UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO, COMO PARTE DOS REQUISITOS NECESSÁRIOS À OBTENÇÃO DO TÍTULO DE ASTRÔNOMO.

Durante as últimas três décadas, grandes avanços foram feitos na área de exoplanetas. Entre eles, a descoberta de uma classe extrema: os Júpiteres quentes. Esses astros são objetos com tamanho e massa parecidos com os de Júpiter, mas diferentemente do gigante gasoso do Sistema Solar, o período orbital desses objetos é menor que dez dias. Isso faz com que eles sejam planetas extremamente irradiados e, conseqüentemente, tenham temperaturas mais altas. Por serem exoplanetas tão próximos de suas estrelas, é razoável supor que exista uma influência estelar na atmosfera desses objetos. Para estudar alguns desses efeitos, podemos analisar os parâmetros obtidos com a observação de eclipses secundários, i.e., a passagem do exoplaneta atrás da estrela. Este evento nos fornece informações importantes, como a temperatura de brilho (para o comprimento de onda em que a observação foi feita) e a presença ou ausência de inversão térmica, que representa a mudança no comportamento da temperatura em relação à pressão. Com uma amostra atual de 63 Júpiteres quentes com informação sobre inversão térmica e atividade estelar, utilizamos dados no infravermelho (3,6, 4,5, 5,8 e 8 μm do Spitzer e J, H e Ks) para analisar a hipótese de que exoplanetas sem inversão térmica orbitam estrelas ativas, enquanto exoplanetas com inversão orbitam estrelas inativas. Além disso, reproduzimos duas abordagens de trabalhos anteriores que tentam classificar os Júpiteres quentes conforme as suas temperaturas de brilho: o índice empírico proposto por Knutson et al. (2010) e a métrica proposta por Wallack et al. (2021). Verificamos a existência de uma correlação boa (coeficiente Pearson $r \geq 0,6$) entre as temperaturas de brilho nas bandas 5,8 μm e H e o índice de atividade cromosférica $\log R'_{\text{HK}}$. Entretanto, não encontramos uma separação clara entre exoplanetas com e sem inversão térmica em função da atividade estelar. Encontramos, ainda, que os exoplanetas mais irradiados possuem inversão térmica, enquanto os menos irradiados não possuem. Portanto, concluímos que as estrelas podem afetar de maneira significativa as atmosferas de Júpiteres quentes. Esta pesquisa futuramente poderá servir como base para estudar a atmosfera de exoplanetas rochosos, como, por exemplo, as super-Terras. Ademais, será possível utilizar outras bandas fotométricas que estão sendo exploradas por novas missões como, por exemplo, o telescópio espacial James Webb.

palavras-chave: *Exoplanetas, Júpiteres quentes, atmosferas planetárias, atividade cromosférica.*

Rio de Janeiro
Fevereiro de 2023

Abstract

The Influence of Stellar Activity on the Properties of Hot Jupiters’ Atmospheres

Micah Guimarães do Carmo Navia

Supervisors: Prof. Dr. Luan Ghezzi Ferreira Pinho and Dr. Patricia Cruz

Abstract FINAL PROJECT SUBMITTED TO THE GRADUATION COURSE IN ASTRONOMY, VALONGO OBSERVATORY, FEDERAL UNIVERSITY OF RIO DE JANEIRO, AS PART OF THE REQUIREMENTS FOR OBTAINING THE TITLE OF ASTRONOMER.

During the last three decades, great advances have been made in the field of exoplanets. Among them, the discovery of an extreme class: the hot Jupiters. These exoplanets are objects with size and mass similar to Jupiter, but differently from the gas giant of the Solar System, the orbital period of these objects is of less than ten days. This makes them extremely irradiated planets and, consequently, with higher temperatures. Since they are exoplanets so close to their stars, it is reasonable to assume that there is a stellar influence on the atmosphere of these objects. To study some of these effects, we can analyze the parameters obtained from secondary eclipses observations, i.e., the passage of the exoplanet behind the star. This event provides us with important information, such as the brightness temperature (for the wavelength at which the observation was made) and the presence or absence of thermal inversion which represents the change in the behavior of the temperature as a function of pressure. With a current sample of 63 hot Jupiters with information on temperature inversion and stellar activity, we used infrared data (3.6, 4.5, 5.8 and 8 μm from Spitzer and J, H and Ks) to analyze the hypothesis that exoplanets without temperature inversion orbit active stars, while exoplanets with inversion orbit inactive stars. Furthermore, we reproduce two approaches from previous works that try to classify hot Jupiters according to their brightness temperatures: the empirical index proposed by Knutson et al. (2010) and the metric proposed by Wallack et al. (2021). We found a good correlation (Pearson r coefficient $\geq 0,6$) between 5,8 μm and H brightness temperatures and the chromospheric activity index $\log R'_{\text{HK}}$. However, we did not find a clear separation between exoplanets with and without thermal inversion as a function of stellar activity. We also found that the most irradiated exoplanets have thermal inversion, while the least irradiated ones do not. Therefore, we conclude that stars may significantly affect the atmospheres of hot Jupiters. In the future, this research may serve as a basis for studying the atmosphere of rocky exoplanets, such as super-Earths. In addition, it will be possible to use other photometric bands that are being explored by new missions, e.g., James Webb Space Telescope.

keywords: *Exoplanets, hot Jupiters, planetary atmospheres, chromospheric activity.*

Rio de Janeiro
February 2023

Lista de Figuras

1.1	Diagrama massa-período orbital para a quantidade atual de exoplanetas confirmados que possuem esses parâmetros determinados	20
1.2	Espectros de corpo negro para temperaturas típicas de Júpiteres quentes.	21
1.3	Quantidade cumulativa de exoplanetas detectados ao longo das últimas três décadas a partir de diferentes métodos de detecção.	22
1.4	Esquema do método de trânsito.	23
1.5	Representação da curva de luz durante o evento de trânsito.	24
1.6	Espectro de transmissão do exoplaneta WASP-96 b.	27
1.7	Perfis de temperatura e pressão para planetas do Sistema Solar que possuem atmosferas espessas.	28
1.8	Região espectral que contém as linhas H e K do Ca II para a estrela HD 48676.	31
1.9	Temperatura de brilho na banda Ks em função da radiação incidente para 18 Júpiteres quentes.	34
1.10	Índice empírico proposto por Knutson et al. (2010) para classificar os Júpiteres quentes segundo a presença ou ausência de inversão térmica e $\log R'_{HK}$	35
1.11	Relação entre a temperatura de brilho na banda Ks e $\log R'_{HK}$	36
2.1	Representação esquemática dos ajustes lineares para os fluxos relativos sintéticos e da literatura.	54
2.2	Transmissão dos filtros IRAC 1 e 2 do Spitzer.	54
2.3	Interpolação para a temperatura usando parâmetros da literatura para a estrela CoRoT-2.	57
2.4	Interpolação para $\log g$ após atingir a temperatura desejada na interpolação anterior.	58
2.5	Comparação entre as melhores temperaturas de cor ajustadas usando as diferentes abordagens.	62
2.6	Verificação do cálculo da temperatura de equilíbrio usando o método de Baxter et al. (2020).	64
3.1	Relação entre a temperatura de brilho nas bandas consideradas e o índice de atividade cromosférica estelar.	71
3.2	Relação entre as melhores temperaturas de cor ajustadas para as três abordagens e o índice de atividade cromosférica estelar.	75
3.3	Comparação entre o gráfico original de Knutson et al. (2010) (painel 3.3(a)) e a nossa reprodução (painel 3.3(b)).	76
3.4	Reprodução do índice empírico proposto por Knutson et al. (2010), utilizando dados atuais.	77

3.5	Porcentagens dos exoplanetas com e sem inversão que apresentam valores positivos e negativos para o índice empírico de Knutson et al. (2010). . . .	79
3.6	Atualização da métrica de Wallack et al. (2021).	82
3.6	Melhor temperatura de cor ajustada em função da radiação incidente para as três abordagens.	85

Lista de Tabelas

2.1	Índice de atividade cromosférica para as estrelas hospedeiras da nossa amostra.	39
2.2	Temperaturas de brilho das bandas 3,6, 4,5, 5,8 e 8 μm do Spitzer, J, H, Ks e K.	42
2.3	Parâmetros com incertezas disponíveis ou não na literatura.	47
2.4	Radiação incidente e temperaturas de equilíbrio calculadas para a nossa amostra.	48
2.5	Temperaturas de brilho máximas e mínimas nas bandas 3,6 μm e 4,5 μm do Spitzer.	53
2.6	Melhores temperaturas de cor ajustadas obtidas através dos três métodos descritos nesta seção.	59
2.7	Métrica de Wallack et al. (2021) calculada para os exoplanetas da nossa amostra.	65
3.1	Coefficientes angulares a e lineares b para os dois tipos de ajustes calculados para os dados de temperatura de brilho e índice de atividade das seis bandas consideradas: 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm do Spitzer e H e Ks do infravermelho próximo.	69
3.2	Coefficientes angulares a e lineares b , excluindo os pontos discrepantes WASP-12 b, WASP-18 b e WASP-103 b, para os dois tipos de ajustes calculados para os dados de temperatura de brilho e índice de atividade das seis bandas consideradas: 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm do Spitzer e H e Ks do infravermelho próximo.	73
3.3	Coefficientes angulares a e lineares b para os dois tipos de ajustes calculados para as temperaturas de cor obtidas pelas três abordagens e o índice $\log R'_{\text{HK}}$	73
3.4	Média dos índices empíricos para exoplanetas com e sem inversão para as duas abordagens.	78
A.1	Parâmetros utilizados para o cálculo das temperaturas de brilho.	99

Abreviações

TOPCAT	T ool for O perations on C atalogues A nd T ables (Ferramenta para operações em catálogos e tabelas)
IRAC	I nfra R ed A rray C amera (Câmera de matriz infravermelha)
2MASS	T he 2 M icron A ll S ky S urvey (Levantamento de todo o céu em 2 microns)
JWST	J ames W ebb S pace T elescope (Telescópio espacial James Webb)
IE	Í ndice E mpírico

Constantes Físicas

Velocidade da Luz no Vácuo	$c = 2,99792458 \times 10^8 \text{ m} \cdot \text{s}^{-1}$
Constante de Planck	$h = 6,62607004 \times 10^{-34} \text{ J} \cdot \text{s}$
Constante Gravitacional Universal	$G = 6,67430 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \cdot \text{kg}^{-1} \cdot \text{s}^{-2}$
Constante de Boltzmann	$k = 1,38 \times 10^{-23} \text{ J} \cdot \text{K}^{-1}$
Constante de Stefan-Boltzmann	$\sigma = 5,670374 \times 10^{-5} \text{ erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{K}^{-4}$

Sumário

1	Introdução	18
1.1	Júpiteres quentes	19
1.2	Métodos de detecção de exoplanetas	21
1.2.1	Método da velocidade radial	22
1.2.2	O método de trânsito	23
1.2.2.1	Trânsito	24
1.2.2.2	Eclipse secundário	25
1.3	Atmosferas planetárias	26
1.3.1	Inversão térmica	27
1.3.2	Redistribuição da radiação nas atmosferas exoplanetárias	29
1.4	Efeitos da atividade magnética estelar nos exoplanetas	30
1.4.1	Atividade cromosférica	30
1.4.2	Índice $\log R'_{\text{HK}}$	31
1.5	Relação exoplaneta - estrela	32
1.5.1	Radiação incidente e inversão térmica	33
1.5.2	Atividade cromosférica e inversão térmica	34
1.6	Objetivos	36
2	Metodologia	38
2.1	Dados da literatura	38
2.2	Parâmetros atmosféricos	41
2.2.1	Temperatura de brilho	41
2.2.2	Radiação incidente	47
2.3	Cálculo do índice empírico de Knutson et al. (2010)	52
2.3.1	Corpo negro para o planeta e para a estrela	52
2.3.1.1	Aproximação de corpo negro para estrelas e planetas	52
2.3.1.2	Temperatura de cor	53
2.3.1.3	Pontos fotométricos sintéticos	54
2.3.2	Espectros BT-NextGen para as estrelas	56
2.3.3	Espectros BT-Settl para os planetas	58
2.3.4	Comparação entre as melhores temperaturas de cor ajustadas	61
2.4	Cálculo da métrica de Wallack et al. (2021)	63
3	Discussão dos resultados	68
3.1	Relação entre a temperatura de brilho e a atividade estelar	68
3.2	Análise do índice empírico proposto por Knutson et al. (2010)	75
3.2.1	Comparação entre os índices	80

3.3	Análise da métrica proposta por Wallack et al. (2021)	80
3.4	Efeitos da radiação incidente	82
4	Conclusões	86
	Referências Bibliográficas	90
A	Parâmetros para o cálculo das temperaturas de brilho	99

Capítulo 1

Introdução

Ao observar pequenas diferenças na duração do sinal de um pulsar¹, uma dupla de astrônomos (Wolszczan & Frail, 1992) detectou, em 1992, os primeiros planetas fora do Sistema Solar. Após três anos, foi detectado o primeiro planeta, 51 Pegasi b, orbitando uma estrela de tipo solar (Mayor & Queloz, 1995). Por serem objetos fora do Sistema Solar, a nomenclatura apropriada contém o prefixo *exo*, sendo denominados, portanto, exoplanetas. Três décadas após a primeira descoberta, contamos com mais de 5200 exoplanetas confirmados².

Nessa amostra de mais de 5200 exoplanetas conhecidos, foram encontrados objetos com características diferentes das que vemos no Sistema Solar. Portanto, surgiu a necessidade de classificá-los conforme as configurações do sistema planetário (período orbital) e as propriedades intrínsecas de cada exoplaneta, como massa e raio. Antes da descoberta dos exoplanetas, já existia a distinção entre planetas rochosos e gasosos. Da mesma forma, é possível caracterizar os exoplanetas partindo dessas classificações e acrescentar subcategorias que consideram o tamanho e a massa dos objetos. Apesar de a nomenclatura atual não ser um consenso na literatura, alguns autores tentam definir um intervalo no qual os exoplanetas podem se encaixar conforme os parâmetros observados (massa e raio, por exemplo).

Os exoplanetas rochosos englobam as super-Terras, com raios maiores que da Terra e menores que Netuno, e massas que vão de uma a dez vezes a massa da Terra (Valencia et al., 2007). Além dos super-Mercúrios e sub-Terras, exoplanetas com massa e

¹Estrela de nêutrons de rápida rotação e com forte campo magnético.

²Consultado em <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/> no dia 12 de janeiro de 2023 às 12:19.

raio no intervalo entre os parâmetros de Mercúrio e da Terra (Sinukoff et al., 2013). Já os exoplanetas gasosos, ou seja, constituídos principalmente de gases, compreendem os sub-Netunos ou mini-Netunos, exoplanetas com raios ou massas maiores que os das super-Terras; os gigantes gelados, similares a Urano e Netuno (D'Angelo & Bodenheimer, 2016); e os gigantes gasosos, objetos com raios ou massas similares aos valores de Saturno, até valores maiores que os de Júpiter.

O intervalo do período orbital dos exoplanetas confirmados vai de poucos dias até centenas de dias. Sabemos, da terceira lei de Kepler³, que os objetos que possuem períodos orbitais mais curtos também apresentam órbitas mais curtas e, consequentemente, estão mais próximos da estrela hospedeira. Sendo assim, seria fácil concluir que os exoplanetas de curto período são mais quentes, os de médio período possuem temperaturas intermediárias e os de longo período são mais frios. Porém, não só a proximidade, por consequência o fluxo recebido, define a temperatura de um planeta. Um exemplo é o caso de Vênus: mesmo não sendo o planeta mais próximo do Sol, ele possui a maior temperatura superficial do Sistema Solar devido ao efeito estufa descontrolado. Portanto, além do fluxo estelar, as características físico-químicas do planeta também influenciam na sua temperatura.

1.1 Júpiteres quentes

Os exoplanetas que serão o alvo desse trabalho são os Júpiteres quentes: planetas gigantes gasosos com massas maiores ou iguais a 10% da massa de Júpiter (M_J) e cujo período orbital é menor que dez dias (para efeito de comparação, Mercúrio - o planeta mais próximo do Sol - possui período orbital de 88 dias, aproximadamente). Além disso, esses objetos apresentam temperaturas extremamente elevadas graças à proximidade com a estrela hospedeira (Dawson & Johnson, 2018; Wang et al., 2015).

A Figura 1.1 apresenta a relação entre a massa e o período orbital para uma amostra de exoplanetas confirmados que possuem informações de ambos parâmetros, totalizando 5029 objetos⁴. Do total, 2303 exoplanetas possuem período orbital menor que dez dias (o equivalente a 46%). Ademais, 31% da amostra é composta por exoplanetas com massa maior ou igual a $0,1 M_J$. Fazendo a interseção entre os dois subgrupos, ficamos com 634 Júpiteres quentes, que compreendem 13% da amostra.

³O quadrado do período orbital de um planeta é proporcional ao cubo do semi-eixo maior da órbita.

⁴Dados retirados de <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/index.html> em 12/01/23.

A frequência de 13% não corresponde à realidade, visto que os Júpiteres quentes são exoplanetas mais fáceis de se detectar, principalmente através dos métodos de trânsito e velocidade radial, pois possuem período orbital pequeno e massas e raios grandes. Portanto, a abundância de Júpiteres quentes detectados se deve a um efeito de seleção, um viés observacional. Uma discussão mais detalhada sobre esses métodos será feita na Seção 1.2.

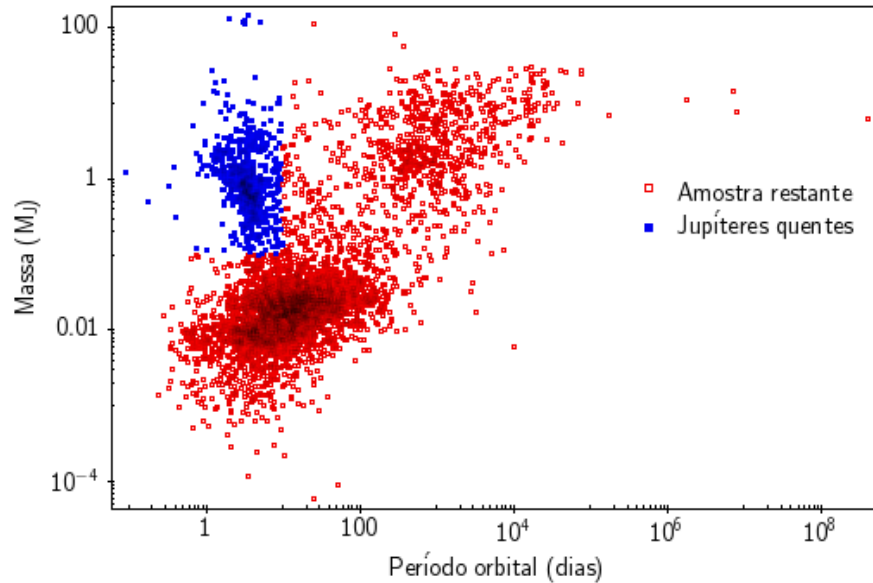


FIGURA 1.1. Diagrama massa-período orbital para a quantidade atual de exoplanetas confirmados que possuem esses parâmetros determinados. Os Júpiteres quentes estão representados por quadrados cheios azuis, compreendendo o intervalo: período menor que dez dias e massa maior ou igual 0,1 massas de Júpiter (M_J). O restante da amostra está representado por quadrados vazios vermelhos. Dados de *NASA Exoplanet Archive*. Imagem feita pelo autor.

Existe uma classificação que separa os Júpiteres quentes em dois tipos: Júpiteres quentes e Júpiteres ultra quentes (Fortney et al., 2008). A diferença é que os Júpiteres ultra quentes apresentam períodos orbitais menores que 3 dias e temperaturas de equilíbrio de, pelo menos, 2000 K. A temperatura de equilíbrio de um exoplaneta corresponde à temperatura que ele teria caso fosse um corpo negro perfeito e a única fonte de radiação recebida fosse proveniente da estrela hospedeira, ou seja, desconsiderando o calor interno do planeta e possíveis janelas atmosféricas (ver Seção 2.4 para a definição matemática). Neste trabalho, vamos desconsiderar essa classificação e tratar todos os objetos como Júpiteres quentes.

Como dito anteriormente, os Júpiteres quentes são exoplanetas de tamanho comparável a Júpiter, com a ressalva de estarem muito mais próximos da estrela hospedeira. Consequentemente, a temperatura de equilíbrio desses objetos é elevada e, dessa forma,

emitem mais energia térmica, i.e., maior contribuição de energia na faixa do infravermelho do espectro eletromagnético. O Júpiter quente com maior temperatura de equilíbrio é KELT-9b, com $T_{\text{eq}} \approx 4050$ K (Gaudi et al., 2017). Já WASP-80b é um Júpiter quente com $T_{\text{eq}} \approx 825$ K, o mais frio em relação ao restante (Triaud et al., 2015). Se considerarmos a aproximação simples de que o espectro do planeta pode ser representado por um corpo negro⁵, podemos verificar que, de fato, a emissão para um corpo com temperatura no intervalo observado para Júpiteres quentes (aproximadamente entre ~ 800 K e 4000 K), está majoritariamente no infravermelho (ver Figura 1.2).

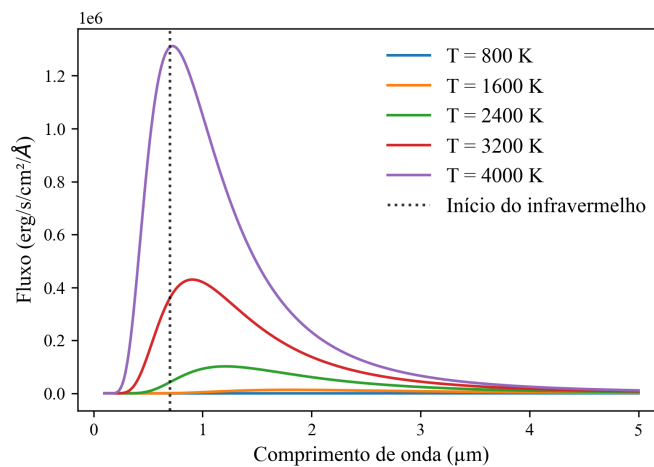


FIGURA 1.2. Espectros de corpo negro para temperaturas típicas de Júpiteres quentes. Adota-se como infravermelho, a região que compreende comprimentos de onda maiores que $0,7 \mu\text{m}$, cujo início está representado pela linha pontilhada. Podemos verificar que os máximos de emissão estão nessa faixa do espectro eletromagnético.

1.2 Métodos de detecção de exoplanetas

Diversos métodos de detecção de exoplanetas foram aprimorados ao longo dos últimos trinta anos. Entretanto, existem dois métodos que se destacam pela quantidade de objetos detectados. São eles: o método do trânsito e o método da velocidade radial. A Figura 1.3 mostra a contribuição de cada método de detecção em função do número total de descobertas ao longo dos anos⁶. Cada método tem suas particularidades e importância, mas não iremos nos aprofundar em todos. Vamos enfatizar os dois métodos principais, listados anteriormente. Daremos maior importância ao método de trânsito

⁵Objeto idealizado que absorve toda a radiação incidente, atinge uma temperatura de equilíbrio e a reirradia em todos os comprimentos de onda.

⁶Consultado em 12/01/23 (exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/).

que é a base deste trabalho.

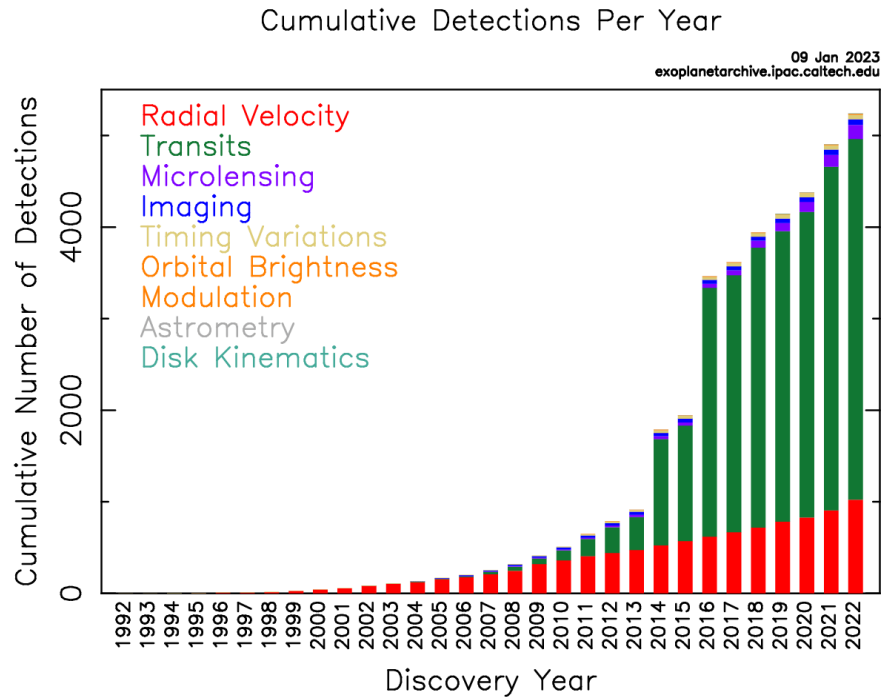


FIGURA 1.3. Quantidade cumulativa de exoplanetas detectados ao longo das últimas três décadas a partir de diferentes métodos de detecção. O método do trânsito está representado pela cor verde e o método da velocidade radial está representado pela cor vermelha. Crédito: *NASA Exoplanet Archive*.

1.2.1 Método da velocidade radial

Apesar de não ter relação direta com este trabalho, cabe ressaltar a importância deste método por ser responsável pela detecção de 20% dos exoplanetas, ficando atrás somente do método de trânsito, com 76% das detecções⁷ (Figura 1.3). Ademais, esse método complementa o método de trânsito por fornecer a massa do exoplaneta. Dessa forma, é possível combinar os dois métodos para determinar a densidade e elaborar modelos de estrutura planetária.

A variação da velocidade radial de uma estrela é observada através do deslocamento das linhas do seu espectro devido ao desvio Doppler causado pela perturbação gravitacional exercida por outro corpo (neste caso, um exoplaneta). Por ser um método que depende do semi-eixo maior da órbita e da massa do planeta (quanto maior a massa e quanto menor a órbita, maior é a atração gravitacional, portanto, maior a perturbação medida), existe um viés observacional que favorece a detecção de exoplanetas do tipo Júpiteres quentes.

⁷Dados retirados de *NASA Exoplanet Archive* em 21/01/23.

1.2.2 O método de trânsito

Ao contrário do método da velocidade radial, o foco não está no espectro da estrela, mas sim na variação do seu brilho total. A Figura 1.4 ilustra como um exoplaneta afeta o brilho da estrela hospedeira ao longo da sua órbita. Nesta configuração, o plano orbital do planeta está na linha de visada do observador. Apesar de a probabilidade de um dado sistema planetário estar devidamente alinhado para ser estudado através do método de trânsito ser pequena (Borucki & Summers, 1984), diversos projetos desenvolvidos usando observatórios terrestres (*Kilodegree Extremely Little Telescope* KELT, *Wide Angle Search for Planets* WASP, *Trans-Atlantic Exoplanet Survey* TrES, entre outros) e telescópios espaciais (*Convection, Rotation and Planetary Transits* CoRoT, *Kepler*, *Transiting Exoplanet Survey Satellite* TESS), foram planejados para, entre outras coisas, observar milhares de estrelas e aumentar as chances de encontrar planetas.

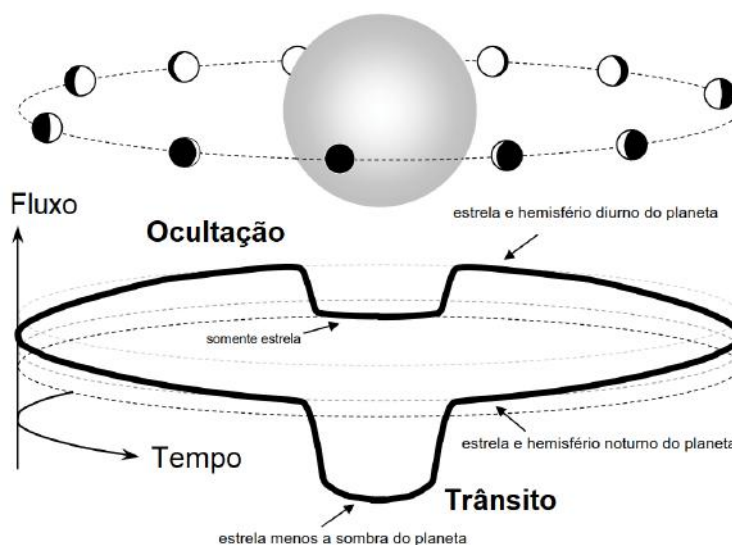


FIGURA 1.4. Esquema do método de trânsito. Pannel superior: ilustração da órbita do planeta ao redor da estrela hospedeira. O hemisfério noturno do planeta (oposto à estrela) está representado pela cor preta e o hemisfério diurno pela cor branca. Pannel inferior: representação da variação do brilho da estrela (eixo vertical) em função do tempo (eixo azimutal). Imagem de Josh Winn, traduzida para o português.

Pela ilustração, vemos que, ao longo da órbita de um planeta que transita, contamos com dois eventos principais: o eclipse primário, ou somente trânsito, usado na detecção de novos exoplanetas; e o eclipse secundário, ou ocultação, usado para a caracterização dos exoplanetas. Vejamos que informações podem ser inferidas a partir de cada um deles a começar pelo trânsito.

1.2.2.1 Trânsito

Nesta fase, o exoplaneta passa na frente da estrela, causando uma diminuição no brilho total, que depende principalmente dos tamanhos do planeta e da estrela. As quantidades representadas na Figura 1.5 permitem calcular informações úteis: a duração da entrada/saída do trânsito w fornece informação sobre a inclinação da órbita, a profundidade do trânsito d é usada para determinar a razão entre o raio do planeta e da estrela, a curvatura central da curva de luz c está relacionada com o grau de escurecimento de limbo da estrela e a duração do trânsito, l , é usada para calcular o semi-eixo maior da órbita (Brown et al., 2001). Assim como o método da variação da velocidade radial, o método de trânsito também é enviesado, pois objetos do tipo Júpiteres quentes são mais facilmente detectados, visto que os fatores tamanho e proximidade com a estrela são responsáveis por causar uma maior diminuição no brilho estrela.

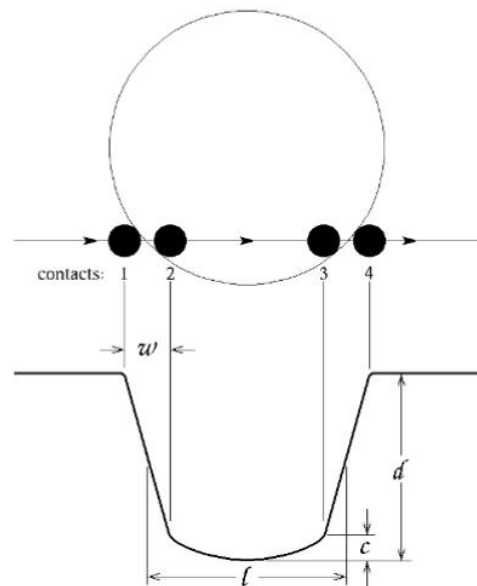


FIGURA 1.5. Representação da curva de luz durante o evento de trânsito. Estão representados: a duração do trânsito (l), a profundidade do trânsito (d), a curvatura central da curva de luz (c), e a duração da entrada/saída do trânsito (w). Brown et al. (2001), Figura 4.

Bem como as estimativas de parâmetros físicos do sistema, também é possível determinar características químicas da atmosfera do planeta através de um espectro de transmissão. Durante o trânsito, parte da luz da estrela hospedeira atravessa a atmosfera do exoplaneta, sendo absorvida por compostos químicos ali presentes. Essas absorções são interpretadas a partir das assinaturas espectrais de cada elemento e/ou composto

no espectro observado. Sendo assim, a espectroscopia de transmissão é uma ferramenta muito útil para se determinar a composição química da atmosfera do exoplaneta. Apesar de a resolução dos instrumentos espaciais não ser suficiente para caracterizar as atmosferas com um alto grau de detalhes, ainda foi possível obter espectros com o telescópio espacial Hubble. Com os dados do telescópio espacial James Webb (JWST, da sua sigla em inglês) será possível obter espectros com resolução muito melhor, o que vai permitir a obtenção de parâmetros mais precisos ou informações completamente novas.

A perspectiva é que, no futuro, teremos espectros com resolução alta o suficiente para caracterizar as atmosferas com bastante precisão. A principal motivação para aprimorar essa técnica é de interesse astrobiológico: conseguir detectar gases de bioassinaturas, i.e., gases que fornecem evidências da existência de seres vivos.

1.2.2.2 Eclipse secundário

Outro evento interessante é o eclipse secundário, quando o planeta passa por trás da estrela. No momento em que o planeta está completamente invisível (ocultado pela estrela), podemos obter o fluxo da estrela, uma vez que a luz refletida e irradiada pelo planeta não está contribuindo para o fluxo total do sistema. Com isso, podemos comparar o fluxo da estrela com o acréscimo de fluxo do planeta para calcular a sua temperatura de brilho para o comprimento de onda (λ) em que foi feita a observação:

$$\frac{F_{p,\lambda}}{F_{s,\lambda}} = A \left(\frac{R_p}{a} \right)^2 + \frac{B_\lambda(T_b)}{B_\lambda(T_s)} \left(\frac{R_p}{R_s} \right)^2, \quad (1.2.1)$$

onde A é o albedo do planeta, a é o semi-eixo maior da órbita, B_λ é a função de Planck para uma dada temperatura, R_s é o raio da estrela, R_p é o raio do planeta, F_s é o fluxo da estrela, F_p é o fluxo do planeta e T_b e T_s representam, respectivamente, as temperaturas de brilho para o planeta e para a estrela (onde utilizamos o valor da temperatura efetiva para representar a temperatura de brilho). A temperatura de brilho é definida como a temperatura que um corpo negro teria de forma que sua emissão igualasse a radiação observada em um determinado comprimento de onda. O primeiro termo da Equação 1.2.1 representa a contribuição da luz refletida pelo planeta, enquanto o segundo termo refere-se à contribuição da luz emitida pelo planeta. Quando consideramos apenas bandas no infravermelho, o primeiro termo é desprezível e ficamos com o segundo termo, que corresponde à emissão térmica do planeta, podendo ser obtido a partir do

eclipse secundário. Com isso, o fluxo do planeta passa a ser medido como a profundidade do eclipse secundário, e se $F_{s,\lambda} \gg F_{p,\lambda}$, podemos assumir que o fluxo estelar é aproximadamente o fluxo total do sistema e a Equação 1.2.1 se torna:

$$\frac{\Delta F}{F} \approx \frac{B_\lambda(T_b)}{B_\lambda(T_s)} \left(\frac{R_p}{R_s} \right)^2, \quad (1.2.2)$$

sendo ΔF a profundidade do eclipse, F o fluxo da estrela e $B_\lambda(T)$ é a função de Planck, considerando que o exoplaneta e a estrela emitem como corpos negros. Sabendo que a intensidade de um corpo negro é dada por

$$B'_\lambda(T) = \frac{2hc^2\lambda^{-5}}{e^{hc/\lambda kT} - 1} \quad (1.2.3)$$

e o fluxo (integrando em ângulo sólido) pode ser calculado como:

$$F_\lambda = \int_{\Omega} I_\lambda(\theta, \phi) \cos \theta d\Omega, \quad (1.2.4)$$

podemos calcular o fluxo de corpo negro inserindo a Equação 1.2.3 na Equação 1.2.4, lembrando que a intensidade de um corpo negro é isotrópica, ou seja, não tem dependência angular (θ e ϕ). Com isso:

$$\begin{aligned} B_\lambda(T) &= \int_{\Omega} B'_\lambda(T) \cos \theta d\Omega \\ B_\lambda(T) &= B'_\lambda(T) \int_{\Omega} \cos \theta d\Omega \\ B_\lambda(T) &= B'_\lambda(T) \cdot \pi \\ B_\lambda(T) &= \frac{2h\pi c^2 \lambda^{-5}}{e^{hc/\lambda kT} - 1}. \end{aligned} \quad (1.2.5)$$

Sendo assim, é possível calcular a temperatura de brilho do exoplaneta através das Equações 1.2.2 e 1.2.5, para um determinado comprimento de onda. Esse é um parâmetro fundamental desta pesquisa e será discutido com mais detalhes nos próximos capítulos.

1.3 Atmosferas planetárias

O conhecimento sobre atmosferas planetárias presente na literatura é majoritariamente baseado nos planetas do Sistema Solar. Missões como Cassini-Huygens, Galileo,

Magellan, Voyager 1 e 2, entre outras, trouxeram informações antes desconhecidas sobre as estruturas atmosféricas dos planetas gasosos e terrestres (ver François et al., 2021, para uma compilação de artigos de revisão sobre o tema). Com a descoberta dos exoplanetas, surge o questionamento: terão esses planetas atmosferas parecidas com aquelas que já conhecemos?

Para responder esta pergunta, devemos nos atentar ao fato de que atualmente não possuímos a instrumentação necessária para caracterizar a atmosfera de um exoplaneta com a mesma precisão e riqueza de detalhes que caracterizamos as atmosferas dos planetas do Sistema Solar. Muito do que se sabe hoje sobre estrutura e composição de atmosferas exoplanetárias baseia-se em modelos. Todavia, já é possível identificar moléculas nos espectros de exoplanetas obtidos através da espectroscopia de transmissão, mencionada na Subseção 1.2.2.1. A Figura 1.6 ilustra o estado da arte desta técnica para os exoplanetas.

Embora a grande maioria dos dados disponíveis na literatura tenham qualidade significativamente menor do que o espectro representado na Figura 1.6, ainda é possível obter informações relevantes, como veremos nas próximas seções.

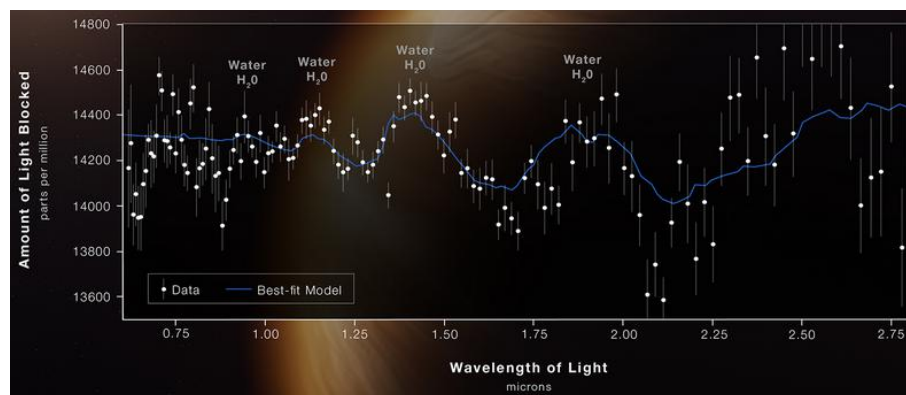


FIGURA 1.6. Espectro de transmissão do exoplaneta WASP-96 b, obtido pelo instrumento *Near-Infrared Imager and Slitless Spectrograph* (NIRISS) do telescópio espacial James Webb. As assinaturas espectrais indicam a presença de água. Este é o espectro mais detalhado que está disponível na literatura até o momento. Crédito: NASA, ESA, CSA, STScI.

1.3.1 Inversão térmica

Um diagrama muito útil para o estudo das estruturas das atmosferas dos exoplanetas é o perfil de temperatura e pressão, que descreve como a temperatura varia ao longo das camadas da atmosfera. Nesse diagrama, a inversão térmica corresponde à mudança no sinal da derivada da temperatura com respeito à pressão, i.e., quando a temperatura

apresenta comportamento inverso ao anterior: se antes diminuía com a diminuição da pressão, com a inversão passa a aumentar e vice-versa. Para determinar a presença ou ausência da inversão térmica nas atmosferas de exoplanetas, é feito um ajuste dos fluxos relativos disponíveis (geralmente nas bandas do óptico e do infravermelho) para uma grade de modelos que têm como entrada parâmetros planetários e estelares: opacidades, radiação incidente, etc (e.g., Fortney et al., 2008). Dessa forma, se o modelo que tem inversão térmica é o que melhor ajusta os fluxos relativos, então consideramos que a atmosfera tem inversão. A Figura 1.7 mostra o comportamento da temperatura em diferentes regiões das atmosferas de corpos do Sistema Solar. Todos, com exceção de Vênus, apresentam inversão térmica forte.

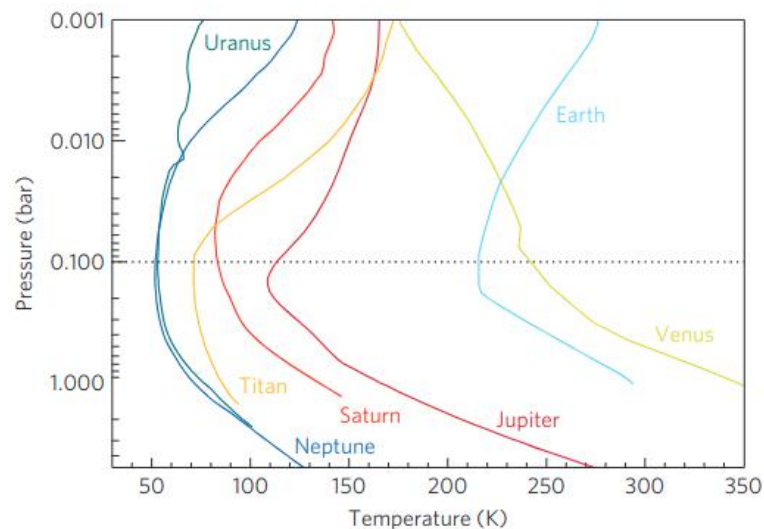


FIGURA 1.7. Perfis de temperatura e pressão para planetas do Sistema Solar que possuem atmosferas espessas. Titã, o maior satélite de Saturno, também está representado. A linha pontilhada representa o início da tropopausa (pressão onde ocorre a menor temperatura atmosférica) para Terra, Titã, Júpiter, Saturno, Urano e Netuno. Apesar de os corpos terem composições químicas e propriedades físicas diferentes, o início da tropopausa é aproximadamente o mesmo, exceto para Vênus. Figura 1 de Robinson & Catling (2014).

O perfil de temperatura e pressão (T-P) da atmosfera de um exoplaneta depende das abundâncias de moléculas e átomos que a compõem, do albedo e da distribuição do calor gerado pela radiação que vem da estrela. Usando espectros de transmissão, é possível determinar o perfil T-P analisando, por exemplo, o formato de uma determinada linha espectral (e.g., duplete do sódio usado em Huitson et al., 2012). De maneira complementar, o eclipse secundário fornece temperaturas de brilho em determinados comprimentos de onda, que podem ser comparadas para inferir a presença de inversão térmica e ajudar na detecção das espécies químicas envolvidas nesse processo (Baxter et al., 2020).

Fortney et al. (2008) mostraram que exoplanetas com temperaturas de equilíbrio acima da curva de condensação das moléculas que contêm titânio (Ti) e/ou vanádio (V) possuem inversão térmica em suas atmosferas devido à absorção da radiação da estrela hospedeira por óxido de titânio (TiO) e óxido de vanádio (VO) na fase gasosa. Além disso, para exoplanetas menos quentes, as fontes de opacidade não estarão relacionadas ao Ti e V, mas a outros compostos, como H₂O, Na e K. Dessa forma, o fluxo de energia recebido da estrela será absorvido em regiões mais profundas e dinâmicas da atmosfera e será redistribuído com mais facilidade (Fortney et al., 2008). Conseqüentemente, a diferença de temperatura entre os hemisférios diurno e noturno será menor e a presença de inversão térmica será menos provável.

1.3.2 Redistribuição da radiação nas atmosferas exoplanetárias

Os Júpiteres quentes, como fora mencionado na Seção 1.1, são objetos extremamente próximos da estrela hospedeira. Essa proximidade é grande o suficiente para supormos que a maioria desses exoplanetas (senão todos) se encontram presos gravitacionalmente por efeitos de maré, i.e., apresentam períodos orbitais e rotacionais iguais, sempre mostrando o mesmo hemisfério para a estrela (semelhante ao que ocorre com a Lua). Dessa forma, é interessante buscar compreender como a radiação incidente é redistribuída na atmosfera desses exoplanetas.

Um parâmetro utilizado para caracterizar o que ocorre com a radiação incidente é o fator de recirculação, representado pela letra f . Para uma atmosfera com recirculação ineficiente, ou seja, incapaz de redistribuir o calor proveniente da estrela, o fator de recirculação é dado por $f = 2/3$ e a radiação incidente é instantaneamente reirradiada pelo exoplaneta. Atmosferas que redistribuem o calor eficientemente apenas no hemisfério diurno (voltado para a estrela) são representadas pelo fator $f = 1/2$. Por fim, $f = 1/4$ representa atmosferas onde o calor é redistribuído eficientemente em toda a atmosfera pelos hemisférios diurno e noturno antes de ser reirradiado para o espaço.

Após revermos os conceitos planetários necessários para compreender este trabalho, vamos introduzir, na seção seguinte, o principal parâmetro estelar presente em quase todas as nossas análises.

1.4 Efeitos da atividade magnética estelar nos exoplanetas

Exoplanetas que orbitam muito próximos da estrela hospedeira estão sujeitos a intensa radiação ultravioleta e de raios X⁸, principalmente nos estágios iniciais de formação planetária⁹. A radiação ultravioleta parece dominar o efeito de evaporação da atmosfera de exoplanetas mais densos, com massas menores e mais distantes das estrelas, enquanto a radiação de raios X é mais significativa para exoplanetas menos densos, com massas maiores e mais próximos das estrelas (Owen & Jackson, 2012). Locci et al. (2019) simularam o escape da atmosfera de exoplanetas sujeitos a intensa radiação ultravioleta e de raios X. Para exoplanetas com períodos menores que seis dias, 4% dos Júpiteres quentes que orbitam estrelas anãs de classe espectral G (a mesma que o Sol) e 2% que orbitam estrelas anãs de classe espectral M (estrelas mais frias)¹⁰ têm suas atmosferas completamente evaporadas nos primeiros bilhões de anos. Já 1% dos exoplanetas que orbitam anãs G e 2% que orbitam anãs M perdem uma quantidade significativa das suas atmosferas. No Sistema Solar, temos o caso de Mercúrio (planeta que orbita mais próximo do Sol), que perdeu sua atmosfera devido a intensos fluxos de ultravioleta e raios X do Sol jovem (estima-se que esses fluxos eram 400 vezes mais intensos do que são atualmente) responsáveis pela fotoionização e fotoevaporação (dispersão do gás ionizado) das moléculas presentes na atmosfera (Jäggi et al., 2021).

1.4.1 Atividade cromosférica

Sabemos que a atmosfera de uma estrela pode ser dividida em três camadas principais: fotosfera, cromosfera e coroa. A cromosfera é um local de transição, cuja dinâmica passa a ser governada pela ação magnética em lugar da ação do plasma e é uma região fora do equilíbrio radiativo, onde o hidrogênio está predominantemente neutro (ver Carlsson et al., 2019, para uma revisão atual sobre a cromosfera). Nessa região, existe um conjunto de fenômenos físicos envolvendo o campo magnético (por exemplo, ondas de Alfvén e magnetoacústicas, ver Pelekhata et al., 2023) que favorece o aquecimento do meio e, conseqüentemente, resulta em perdas radiativas, ou seja, os elétrons dos átomos ganham energia, vão para níveis mais excitados, e a liberam emitindo fótons ao passarem

⁸Lembrando que o fluxo cai com o quadrado da distância.

⁹Estrelas mais jovens são mais ativas, enquanto estrelas mais velhas são menos ativas devido à perda de momento angular ao longo do tempo (Schatzman, 1962; Soderblom et al., 1991).

¹⁰Ver Gray & Corbally (2009) para uma discussão detalhada sobre classificação espectral de estrelas.

para níveis menos excitados. Uma maneira de se medir a atividade de uma estrela é baseando-se em determinadas linhas espectrais de absorção que apresentam reversões em seus centros. Essas reversões são causadas pelas emissões mencionadas anteriormente.

1.4.2 Índice $\log R'_{\text{HK}}$

O indicador de atividade cromosférica que adotamos para o nosso trabalho é o índice $\log R'_{\text{HK}}$, determinado a partir de duas linhas do cálcio (Ca), ilustradas na Figura 1.8. As linhas H e K do Ca II¹¹ em 3968 Å e 3934 Å, respectivamente, são bons indicadores de atividade cromosférica, pois são linhas de ressonância, ou seja, a transição correspondente envolve o estado fundamental do Ca II (Wilson, 1968). O índice $\log R'_{\text{HK}}$ é usado para classificar as estrelas como ativas e inativas. Para esta pesquisa, iremos usar a seguinte convenção: estrelas com $\log R'_{\text{HK}} > -4,9$ são ativas e estrelas com $\log R'_{\text{HK}} < -4,9$ são consideradas inativas ou pouco ativas¹² (Knutson et al., 2010; Cruz et al., 2017). O cálculo detalhado desse índice pode ser encontrado, por exemplo, em Schröder et al. (2009) e Lorenzo-Oliveira et al. (2018). Em suma, quanto maior for a reversão no centro dessas linhas, mais ativa é a estrela. Neste trabalho, iremos adotar somente o índice $\log R'_{\text{HK}}$, por ser um dos mais utilizados na literatura e por estar presente em trabalhos anteriores que serão usados para comparação (e.g., Knutson et al., 2010; Cruz et al., 2017).

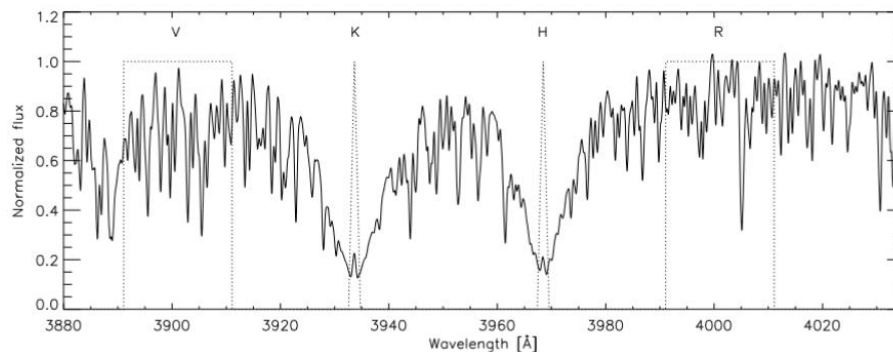


FIGURA 1.8. Região espectral que contém as linhas H e K do Ca II para a estrela HD 48676. As linhas pontilhadas V e R representam pseudocontínuos usados para normalizar os fluxos medidos nas linhas H e K (linhas H e K pontilhadas). Figura 3 de Schröder et al. (2009).

¹¹Em Astronomia, usam-se números romanos para identificar o grau de ionização do elemento: I representa o átomo neutro, II o átomo uma vez ionizado, III duas vezes ionizado e assim por diante.

¹²Alguns estudos adotam convenções diferentes, deslocando a separação entre as estrelas ativas e inativas para valores mais positivos ou negativos de $\log R'_{\text{HK}}$ (e.g., Boro Saikia et al., 2018).

1.5 Relação exoplaneta - estrela

Sistemas planetários são conjuntos de corpos em constante evolução. Tanto a estrela, quanto os planetas passam por alterações físico-químicas ao longo de suas vidas. As estruturas internas e externas dos exoplanetas se moldam conforme as condições do meio, as espécies químicas presentes e suas abundâncias.

Para compreender o comportamento da atmosfera, é imprescindível entender, também, quais efeitos a estrela hospedeira causa no planeta e na atmosfera planetária. Para exoplanetas do tipo Júpiter quente, esta relação requer bastante atenção, visto que, por terem curto período orbital, há uma inevitável exposição a altas temperaturas, ventos estelares, explosões (ejeção de partículas energéticas e radiação; ver Phillips, 1991, para uma revisão do assunto) e ejeções de massa coronal. Simulações hidrodinâmicas de radiação em 3D para o exoplaneta HD 189733 b mostraram que, durante a ejeção de massa coronal da estrela, a taxa de escape da atmosfera aumenta em quatro vezes, enquanto a explosão aumenta a taxa de evaporação em 25% (Hazra et al., 2022).

Da mesma forma que as estrelas podem influenciar os Júpiteres quentes, esses exoplanetas também podem afetá-las. Por estarem a distâncias extremamente curtas da estrela, as forças de maré entre o planeta e a estrela assumem um papel significativo. Devido à conservação de momento angular, exoplanetas que estão próximos o suficiente da estrela para perderem massa atmosférica sofrem um movimento espiral em direção à estrela. Esse movimento encurta a órbita do planeta, diminuindo também o período orbital e fornece aceleração rotacional para a estrela (Rosário et al., 2022).

Existe, ainda, a suposição de que a interação entre os Júpiteres quentes e o campo magnético da estrela hospedeira poderia causar variações na atividade magnética estelar. Shkolnik et al. (2008) sugerem haver uma correlação entre o período orbital do exoplaneta HD 179949 b e a emissão das linhas H e K do Ca II da estrela hospedeira. A cada período de 3,092 dias do planeta, a emissão do Ca II apresenta variações, com amplitudes e pico de fase indicativos de uma interação magnética entre a estrela e o planeta. Acharya et al. (2022) reforça a hipótese anterior de Shkolnik et al. (2008) e sugere que, se a correlação encontrada for uma interação planeta-estrela, então o mecanismo que impulsiona essa interação deve ser uma forma quase contínua de aquecimento, como o alongamento das linhas do campo magnético estelar.

Somado a isso, Pillitteri et al. (2010) estudaram a relação entre a detecção de emissões em raios X da estrela HD 189733 e a posição orbital do exoplaneta HD 189733 b. A

hipótese para explicar as alterações na atividade magnética estelar seria que, pela proximidade com a estrela, a interação magnética entre HD 189733 b e sua estrela causaria um aumento do campo magnético estelar na região entre os dois corpos. Entretanto, um estudo mais recente descarta a interação entre o campo magnético da estrela HD 189733 e do seu exoplaneta, sendo que várias ocorrências de explosões mostraram-se independentes do período orbital de HD 189733 b (Route, 2019).

Neste trabalho, vamos estudar apenas os parâmetros atmosféricos do exoplaneta (temperatura de brilho e de equilíbrio, radiação incidente, presença e ausência de inversão térmica e fator de recirculação) e sua correlação com a atividade magnética da estrela, representada pelo índice $\log R'_{\text{HK}}$. As próximas seções detalham as suposições feitas por trabalhos anteriores para cada par de parâmetros.

1.5.1 Radiação incidente e inversão térmica

Partindo do argumento que os Júpiteres quentes são exoplanetas que orbitam suas estrelas hospedeiras a distâncias suficientemente próximas para receberem altos níveis de radiação, Fortney et al. (2008) propõem que a radiação estelar seria responsável por aquecer a estratosfera desses exoplanetas de tal forma que os objetos mais irradiados apresentariam inversão térmica e os menos irradiados não apresentariam. Novos dados de eclipse secundário com os telescópios espaciais Spitzer e Hubble indicam que apenas os exoplanetas mais irradiados apresentam inversão térmica em suas atmosferas (Mansfield et al., 2021).

Na Figura 1.9, Cruz (2015) compara a radiação incidente de 18 Júpiteres quentes com a temperatura de brilho na banda Ks, no infravermelho próximo. Verificou-se que, apesar de os poucos exoplanetas mais irradiados apresentarem inversão, não havia uma separação clara em relação à radiação incidente. Além disso, as curvas de temperatura de equilíbrio calculadas usando três fatores de recirculação diferentes ($f = 1/2$, $f = 1/4$ e $f = 2/3$) também constam na Figura 1.9. Cada fator de recirculação determina como o calor proveniente da estrela é redistribuído na atmosfera do planeta. Para $f = 1/2$, a redistribuição é eficiente apenas no hemisfério diurno. O fator $f = 1/4$ representa uma redistribuição eficiente em toda a atmosfera, ou seja, nos hemisférios diurno e noturno. Finalmente, uma atmosfera que é ineficiente e irradia instantaneamente o calor da estrela é caracterizada por $f = 2/3$.

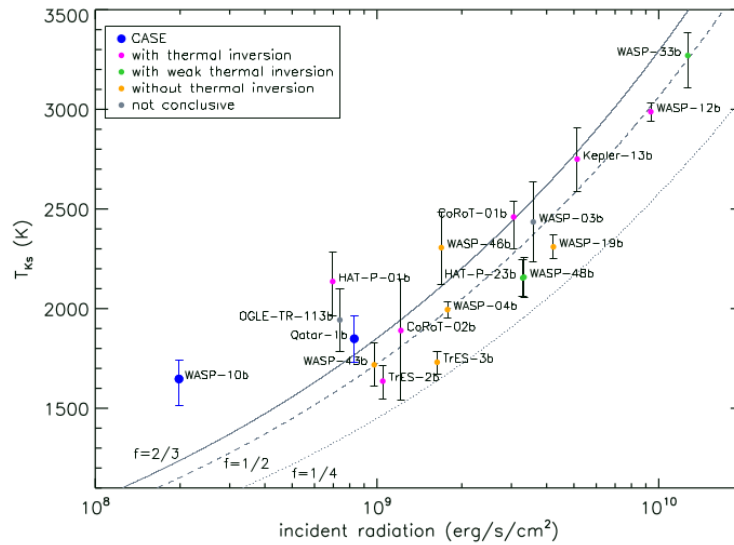


FIGURA 1.9. Temperatura de brilho na banda Ks em função da radiação incidente para 18 Júpiteres quentes. As linhas sólida, tracejada e pontilhada representam as temperaturas de equilíbrio determinadas considerando, respectivamente, $f = 2/3$, $f = 1/2$ e $f = 1/4$ (ver Seção 1.3.2). Figura 6.8 de Cruz (2015).

1.5.2 Atividade cromosférica e inversão térmica

A relação entre a atividade cromosférica da estrela e a presença ou ausência de inversão térmica nas atmosferas de Júpiteres quentes foi estudada por Knutson et al. (2010), para uma amostra de 16 objetos. Para buscar um parâmetro que permitisse a separação entre exoplanetas com e sem inversão, Knutson et al. (2010) calculou um índice empírico que relaciona o índice de atividade cromosférica da estrela $\log R'_{\text{HK}}$ com a diferença ao comparar medidas provenientes dos eclipses secundários com pontos fotométricos sintéticos em $3,6 \mu\text{m}$ e $4,5 \mu\text{m}$. A Figura 1.10 mostra a separação encontrada por Knutson et al. (2010) entre os exoplanetas com inversão (círculos vermelhos) e sem inversão (estrelas azuis). Os resultados apresentados por esses autores indicavam que os exoplanetas sem inversão orbitam as estrelas mais ativas ($\log R'_{\text{HK}} > -4,9$), enquanto os exoplanetas com inversão orbitam as estrelas menos ativas ($\log R'_{\text{HK}} < -4,9$).

Knutson et al. (2010) propõe que moléculas absorvedoras seriam responsáveis por causar inversões térmicas nas atmosferas de Júpiteres quentes que orbitam estrelas inativas. Para estrelas ativas, essas moléculas seriam dissociadas pelo alto fluxo de radiação ultravioleta e resultariam na ausência de inversão na atmosfera. Moléculas como óxido de titânio (TiO) e óxido de vanádio (VO) foram sugeridas como possíveis candidatas

(Fortney et al., 2008), mas não são suficientes para explicar o comportamento de todos os dados observados (Knutson et al., 2010).

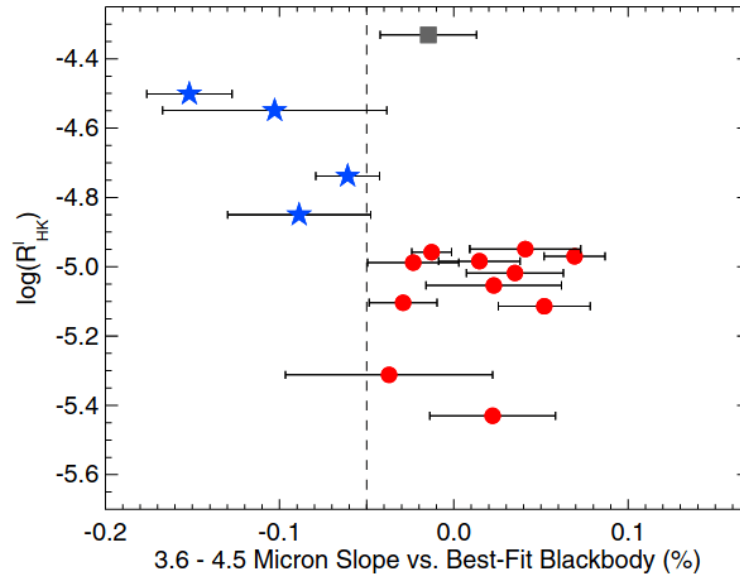


FIGURA 1.10. Índice empírico proposto por Knutson et al. (2010) para classificar os Júpiteres quentes segundo a presença ou ausência de inversão térmica e $\log R'_{HK}$. Os planetas sem inversão estão representados por estrelas azuis, os planetas com inversão por círculos vermelhos e o quadrado cinza representa o exoplaneta CoRoT-2 b, cuja informação sobre inversão é inconclusiva. A linha tracejada vertical representa a aparente separação entre os exoplanetas com/sem inversão. Knutson et al. (2010), Figura 5.

Trabalhos posteriores investigaram essa relação para outras bandas do infravermelho próximo, como a banda Ks (Cruz, 2015). Para os Júpiteres quentes que tinham eclipses secundários observados nessa banda, Cruz (2015) encontrou um resultado compatível com aquele proposto por Knutson et al. (2010), mostrado na Figura 1.11. Além de haver uma aparente separação entre exoplanetas orbitando estrelas ativas e inativas com respeito à presença de inversão térmica, Cruz (2015) também encontrou uma correlação linear entre a temperatura de brilho na banda Ks e o índice de atividade estelar, sugerindo que a temperatura de brilho dos Júpiteres quentes nessa banda tende a aumentar para estrelas cada vez mais inativas.

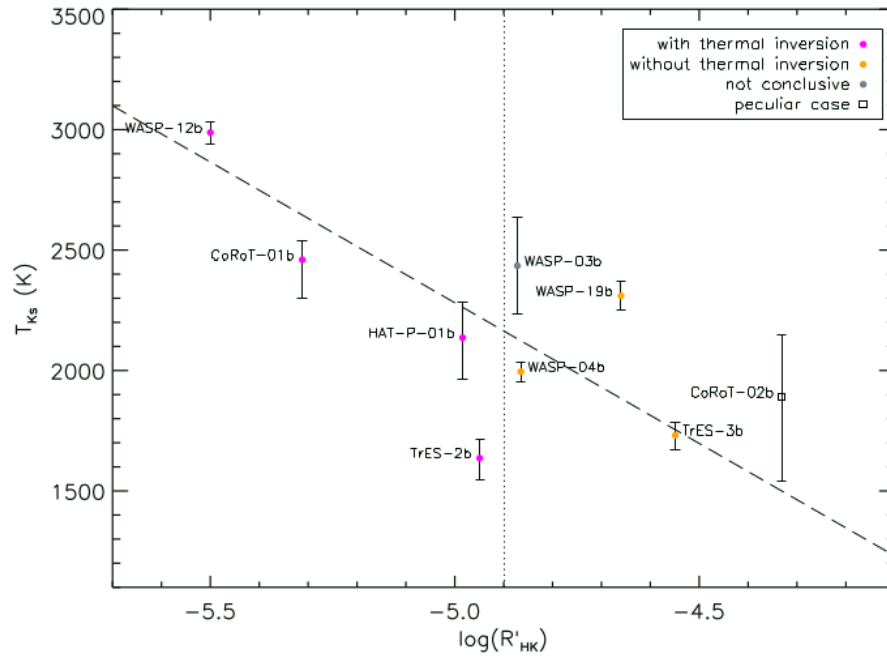


FIGURA 1.11. Relação entre a temperatura de brilho na banda Ks e $\log R'_{\text{HK}}$. Os planetas com inversão térmica estão na região das estrelas inativas (à esquerda da linha pontilhada em $\log R'_{\text{HK}} = -4,9$) e os planetas sem inversão térmica (e sem informações conclusivas) estão à direita da linha. A linha tracejada representa um ajuste dos dados. Figura 6.9 de Cruz (2015).

1.6 Objetivos

Este trabalho visa estudar a possível influência estelar nos parâmetros atmosféricos dos Júpiteres quentes. Usaremos uma amostra muito maior, contando com outras bandas do infravermelho próximo que ainda não foram estudadas anteriormente e uma abordagem nova, que usa espectros sintéticos para representar os exoplanetas. Os nossos resultados fornecerão um entendimento mais completo e detalhado a respeito das atmosferas planetárias, além de vínculos importantes para os modelos de formação e evolução planetária. Além disso, as relações planeta-estrela abordadas neste trabalho são os primeiros passos para estudar futuramente as atmosferas dos exoplanetas terrestres que orbitam próximos às suas estrelas.

Como objetivos específicos, pretendemos abordar a relação entre a temperatura de brilho e a atividade estelar, considerando a informação da presença ou ausência de inversão térmica para bandas no infravermelho próximo (3,6, 4,5, 5,8 e 8 μm do Spitzer e J, H e Ks), dando sequência a trabalhos anteriores (Cruz et al., 2017). Além disso, estudaremos os índices empíricos presentes na literatura (Knutson et al., 2010; Wallack et al., 2021) que sugerem separações entre os exoplanetas com e sem inversão.

No Capítulo 2, vamos esmiuçar cada passo deste trabalho, dando ao leitor a possibilidade de replicar os cálculos com os dados e as equações utilizadas. Para cada abordagem, explicitaremos o método utilizado e as fontes consultadas. Explicaremos o cálculo de cada parâmetro obtido e o qual será o seu uso para análises posteriores. Em seguida, os resultados das nossas análises serão apresentados no Capítulo 3. Discutiremos cada resultado, buscando compreender os comportamentos e as tendências encontrados. Faremos, ainda, uma comparação com trabalhos anteriores da literatura. Por fim, as conclusões deste trabalho estarão no Capítulo 4. Destacaremos os resultados mais importantes, partindo de uma perspectiva global. Comentaremos as perspectivas futuras desta pesquisa e o que pode ser feito para aprimorar as análises feitas neste trabalho.

Capítulo 2

Metodologia

Apesar de já termos passado da marca de 5200 exoplanetas confirmados¹, a pesquisa feita neste trabalho necessita de parâmetros muito específicos, como a temperatura de brilho obtida pela observação de eclipses secundários e o índice de atividade cromosférica da estrela. Devido à dificuldade de se observar eclipses secundários tanto de observatórios terrestres quanto espaciais, o número de dados disponíveis na literatura é limitado. A amostra total reunida contém 93 Júpiteres quentes que apresentam dados em pelo menos uma banda fotométrica. Vamos detalhar, nas próximas seções, os parâmetros obtidos da literatura e aqueles calculados, além de todos os processos envolvidos para análise posterior.

2.1 Dados da literatura

Para iniciar este trabalho, fizemos uma busca na literatura e coletamos dados de temperatura de brilho em três bandas do infravermelho próximo (J, H e Ks), e as bandas 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm do Spitzer (Werner et al., 2004). As temperaturas de brilho para essas bandas constam na Tabela 2.2. A maioria desses dados foi obtida de artigos, cujas tabelas informavam diretamente o valor da temperatura de brilho, e uma fração foi calculada usando parâmetros planetários e estelares fornecidos nos artigos (e.g., Martioli et al., 2018). Faremos uma discussão mais detalhada deste cálculo na Seção 2.2.1.

Escolhemos trabalhar com bandas do infravermelho, pois são as que apresentam

¹Acesso em 30/01/23 (<https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/index.html>).

maior número de observações disponíveis na literatura. Isso porque, no caso dos Júpiteres quentes, a alta temperatura de brilho faz com que a contribuição da emissão térmica do planeta ao fluxo total do sistema seja maior, facilitando a detecção de eclipses secundários, como explicado na Seção 1.2.2.2. Dessa forma, a relação entre o fluxo do planeta e da estrela para essa faixa do espectro é maior que em outras bandas, como, por exemplo, no óptico.

Obtivemos o índice $\log R'_{\text{HK}}$ de atividade cromosférica para 63 estrelas hospedeiras da nossa amostra diretamente da literatura (ver Tabela 2.1), usando a convenção de que estrelas com $\log R'_{\text{HK}} > -4,9$ são ativas e estrelas com $\log R'_{\text{HK}} < -4,9$ são consideradas inativas (Knutson et al., 2010; Cruz et al., 2017). Não calculamos os índices das estrelas restantes, pois essa abordagem iria muito além do escopo deste trabalho.

TABELA 2.1. Índice de atividade cromosférica para as estrelas hospedeiras da nossa amostra. Referências: (1) Knutson et al. (2010), (2) Figueira et al. (2014), (3) Mancini et al. (2018), (4) O'Rourke et al. (2014), (5) Staab et al. (2017a), (6) Covino et al. (2013), (7) Hartman (2010), (8) Gomes da Silva et al. (2021), (9) Maciejewski et al. (2011), (10) Smith et al. (2012), (11) Anderson et al. (2011b), (12) Mancini et al. (2018), (13) Wyttenbach et al. (2017), (14) Salz et al. (2015).

Tabela 2.1 – Índice $\log R'_{\text{HK}}$

Estrela	$\log R'_{\text{HK}}$	Referência
CoRoT-1	-5,312	1
CoRoT-2	-4,331	1
HAT-P-1	-4,984	1
HAT-P-2	-4,780	2
HAT-P-3	-4,904	1
HAT-P-4	-5,082	1
HAT-P-5	-5,061	1
HAT-P-6	-4,799	1
HAT-P-7	-5,018	1
HAT-P-8	-4,985	1
HAT-P-12	-5,100	1
HAT-P-13	-5,138	1
HAT-P-22	$-5,090 \pm 0,020$	3
HAT-P-23	-4,402	4
HAT-P-30	$-4,980 \pm 0,070$	5
HAT-P-32	-4,620	2
HAT-P-33	-4,880	2
HAT-P-38	-5,124	2
HAT-P-40	-5,120	2
HAT-P-41	-5,040	2
HD 149026	-5,030	2

Tabela 2.1 – continuação da página anterior

Estrela	$\log R'_{\text{HK}}$	Referência
HD 189733	-4,501	2
HD 209458	-4,970	2
Kepler-5	-5,037	1
Kepler-6	-5,005	1
Kepler-17	-4,470	2
Qatar-1	-4,600	6
TrES-1	-4,738	1
TrES-2	-4,949	1
TrES-3	-4,549	1
TrES-4	-5,104	1
WASP-1	-5,114	1
WASP-2	-5,054	7
WASP-3	-4,872	1
WASP-4	-4,865	1
WASP-5	-4,720	2
WASP-6	-4,811	8
WASP-7	-4,981	2
WASP-8	-4,724	8
WASP-10	-4,300	9
WASP-12	-5,500	1
WASP-13	-5,263	2
WASP-14	-4,923	7
WASP-15	-4,860	2
WASP-16	-5,100	2
WASP-17	-5,300	1
WASP-18	-5,430	7
WASP-19	-4,660	1
WASP-24	$-5,000 \pm 0,100$	10
WASP-26	$-4,980 \pm 0,070$	11
WASP-39	$-4,970 \pm 0,060$	12
WASP-43	$-4,200 \pm 0,100$	5
WASP-48	-5,135	4
WASP-49	$-5,170 \pm 0,020$	13
WASP-69	-4,540	2
WASP-72	$-5,300 \pm 0,200$	5
WASP-77 A	$-4,570 \pm 0,020$	14
WASP-80	-4,495	2
WASP-103	$-4,590 \pm 0,040$	5
XO-1	-4,958	1

Tabela 2.1 – continuação da página anterior

Estrela	$\log R'_{\text{HK}}$	Referência
XO-2 N	-4,988	1
XO-3	-4,595	1
XO-4	-5,292	1

2.2 Parâmetros atmosféricos

2.2.1 Temperatura de brilho

Quando ausentes na literatura, calculamos as temperaturas de brilho usando a temperatura efetiva da estrela e os fluxos relativos provenientes da observação dos eclipses secundários, ou seja, a razão $\Delta F/F$ (ver Equação 1.2.2) entre os fluxos do planeta e da estrela multiplicada pelo quadrado da razão entre os raios dos dois objetos (ver Seção 1.2.2.2). Podemos inverter a Equação 1.2.2 para calcular a temperatura de brilho:

$$T_b(\lambda) = \frac{\alpha}{\ln \left[(e^{\alpha/T_s} - 1) \left(\frac{R_p}{R_s} \right)^2 \left(\frac{\Delta F}{F} \right)^{-1} + 1 \right]}, \quad (2.2.1)$$

onde $\alpha = hc/\lambda k$, sendo h a constante de Planck, c a velocidade da luz no vácuo, k a constante de Boltzmann, λ o comprimento de onda a ser considerado e $\Delta F/F$ é a razão entre a diminuição do fluxo causada pelo eclipse secundário ΔF e o fluxo total do sistema F . Essa temperatura nos fornece informação sobre a temperatura de brilho no hemisfério diurno do exoplaneta para um dado comprimento de onda. Todas as incertezas deste trabalho foram calculadas usando o pacote *Uncertainties*, em Python². Os dados de $\Delta F/F$ e R_p/R_s utilizados no cálculo de T_b estão listados no Apêndice A. As temperaturas efetivas da nossa amostra total estão na Tabela 2.4. As temperaturas de brilho calculadas e retiradas da literatura para as bandas 3,6, 4,5, 5,8 e 8 μm do Spitzer e para as bandas do infravermelho próximo (J, H e Ks) constam na Tabela 2.2, bem como a informação sobre a presença e ausência de inversão térmica. Vale mencionar que algumas observações foram feitas na banda K (filtro um pouco mais largo que o usual filtro Ks) e também constam na Tabela 2.2.

²Disponível em <http://pythonhosted.org/uncertainties/>

TABELA 2.2. Temperaturas de brilho das bandas 3,6, 4,5, 5,8 e 8 μm do Spitzer, J, H, Ks e K. Os sobrescritos *a, b, c, d, e, f, g e h* nas referências correspondem às temperaturas de brilho 3,6 μm , 4,5 μm , 5,8 μm , 8 μm , J, H, Ks e K, respectivamente. O símbolo \checkmark indica a presença de inversão, enquanto X representa a ausência. Referências: (1) Wallack et al. (2021), (2) Cruz (2015), (3) Zhao et al. (2012), (4) Lewis et al. (2013), (5) Christiansen et al. (2010), (6) Todorov et al. (2013), (7) Garhart et al. (2020), (8) Kammer et al. (2015), (9) Kilpatrick et al. (2017), (10) O'Rourke et al. (2014), (11) O'Rourke et al. (2014), (12) Zhao et al. (2014), (13) Stevenson et al. (2012), (14) Beatty et al. (2017), (15) Baxter et al. (2020), (16) Cubillos et al. (2014), (17) Croll et al. (2010), (18) de Mooij & Snellen (2009), (19) Zhou et al. (2015), (20) Rostron et al. (2014), (21) Chen et al. (2014a), (22) Cubillos et al. (2013), (23) Croll (2011), (24) Anderson et al. (2011a), (25) Nymeyer et al. (2011), (26) Anderson et al. (2013), (27) Smith et al. (2012), (28) Mahtani et al. (2013), (29) Zhang et al. (2018), (30) de Mooij et al. (2013), (31) Zhou et al. (2014), (32) Wang et al. (2013), (33) Chen et al. (2014b), (34) Cruz et al. (2016), (35) Cruz et al. (2015), (36) Este trabalho.

Tabela 2.2 – Temperaturas de brilho e informação sobre inversão térmica

Exoplaneta	T_b (3,6 μm) (K)	T_b (4,5 μm) (K)	T_b (5,8 μm) (K)	T_b (8 μm) (K)	T_b (J) (K)	T_b (H) (K)	T_b (Ks) (K)	T_b (K) (K)	Inversão térmica	Referências
CoRoT-1 b	2300^{+100}_{-100}	2200^{+100}_{-100}	–	–	–	2300^{+200}_{-200}	2500^{+80}_{-200}	–	\checkmark	$1^{a,b}, 2^g, 3^f$
CoRoT-2 b	1800^{+40}_{-40}	1830^{+30}_{-30}	–	1400^{+200}_{-200}	–	–	1900^{+300}_{-400}	–	\checkmark	$1^{a,b}, 2^g, 36^d$
HAT-P-1 b	1400^{+40}_{-50}	1500^{+100}_{-100}	1600^{+100}_{-100}	1600^{+200}_{-200}	–	–	2100^{+200}_{-200}	–	\checkmark	$1^{a,b}, 36^{c,d}, 2^g$
HAT-P-2 b	2230^{+70}_{-80}	2040^{+60}_{-60}	1600^{+300}_{-200}	2300^{+100}_{-100}	–	–	–	–	\checkmark	$1^{a,b}, 4^{c,d}$
HAT-P-3 b	1500^{+70}_{-200}	1240^{+70}_{-40}	–	–	–	–	–	–	\checkmark	$1^{a,b}$
HAT-P-4 b	2200^{+100}_{-100}	1800^{+80}_{-100}	–	–	–	–	–	–	inconclusivo	$1^{a,b}$
HAT-P-5 b	1500^{+100}_{-100}	1600^{+100}_{-100}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$1^{a,b}$
HAT-P-6 b	1940^{+60}_{-60}	1650^{+40}_{-40}	–	–	–	–	–	–	X	$1^{a,b}$
HAT-P-7 b	2200^{+200}_{-200}	2600^{+200}_{-200}	3200^{+300}_{-300}	3100^{+200}_{-200}	–	–	–	–	\checkmark	$5^{a,b,c,d}$
HAT-P-8 b	2030^{+50}_{-70}	1680^{+50}_{-50}	–	–	–	–	–	–	X	$1^{a,b}$
HAT-P-12 b	970	980	–	–	–	–	–	–	sem informação	$6^{a,b}$
HAT-P-13 b	1800^{+200}_{-200}	1800^{+200}_{-200}	–	–	–	–	–	–	X	$7^{a,b}$
HAT-P-19 b	1090^{+60}_{-70}	910^{+60}_{-70}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$8^{a,b}$
HAT-P-20 b	1010^{+30}_{-40}	990^{+20}_{-20}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$1^{a,b}$
HAT-P-22 b	–	1380^{+80}_{-80}	–	–	–	–	–	–	sem informação	9^b

Tabela 2.2 – continuação da página anterior

Exoplaneta	T_b (3, 6 μm) (K)	T_b (4, 5 μm) (K)	T_b (5, 8 μm) (K)	T_b (8 μm) (K)	T_b (J) (K)	T_b (H) (K)	T_b (Ks) (K)	T_b (K) (K)	Inversão térmica	Referências
HAT-P-23 b	2100_{-70}^{+70}	2110_{-90}^{+90}	–	–	–	–	2700_{-200}^{+200}	–	X	$10^{a,b}$, 11^g
HAT-P-30 b	2100_{-100}^{+100}	1900_{-200}^{+200}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$7^{a,b}$
HAT-P-32 b	2060_{-40}^{+40}	2010_{-50}^{+50}	–	–	–	2100_{-200}^{+200}	2100_{-200}^{+200}	–	✓	$1^{a,b}$, $12^{f,g}$
HAT-P-33 b	2030_{-70}^{+70}	1900_{-100}^{+100}	–	–	–	–	2500_{-300}^{+300}	–	sem informação	$1^{a,b}$, 36^g
HAT-P-38 b	1500_{-200}^{+100}	–	–	–	–	–	–	–	sem informação	1^a
HAT-P-40 b	2000_{-200}^{+100}	1800_{-100}^{+100}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$1^{a,b}$
HAT-P-41 b	2200_{-200}^{+200}	2180_{-90}^{+90}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$1^{a,b}$
HD 149026 b	1980_{-40}^{+40}	1670_{-40}^{+40}	1600_{-200}^{+200}	1600_{-100}^{+100}	–	–	–	–	X	$1^{a,b}$, $13^{c,d}$
HD 189733 b	1320_{-10}^{+10}	1200_{-10}^{+10}	–	1280_{-10}^{+10}	–	–	–	–	X	$1^{a,b}$, 36^d
HD 209458 b	1530_{-20}^{+20}	1440_{-30}^{+30}	2000_{-200}^{+200}	1600_{-100}^{+100}	–	–	–	–	X	$1^{a,b}$, $36^{c,d}$
KELT-1 b	–	–	–	–	–	–	3250_{-50}^{+50}	–	sem informação	14^g
KELT-2 A b	2000_{-100}^{+100}	1800_{-100}^{+100}	–	–	–	–	3000_{-200}^{+200}	–	sem informação	$7^{a,b}$, 36^g
KELT-3 b	2400_{-100}^{+100}	2100_{-100}^{+100}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$7^{a,b}$
KELT-4 b	–	–	–	–	–	–	2800_{-200}^{+200}	–	sem informação	36^g
KELT-7 b	2510_{-70}^{+70}	2420_{-70}^{+70}	–	–	–	–	1900_{-200}^{+200}	–	sem informação	$7^{a,b}$, 36^g
Kepler-5 b	2100_{-200}^{+100}	1900_{-100}^{+100}	–	–	–	–	2400_{-300}^{+300}	–	X	$1^{a,b}$, 36^g
Kepler-6 b	1500_{-200}^{+200}	1800_{-100}^{+100}	–	–	–	–	–	–	inversão fraca	$1^{a,b}$
Kepler-12 b	1670_{-90}^{+90}	1400_{-100}^{+100}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$1^{a,b}$
Kepler-13 A b	2600_{-300}^{+300}	3000_{-200}^{+200}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$1^{a,b}$
Kepler-17 b	1860_{-90}^{+90}	1800_{-100}^{+90}	–	–	–	–	–	–	X	$1^{a,b}$
KOI-13 b	2500_{-200}^{+200}	2700_{-200}^{+200}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$15^{a,b}$
Qatar-1 b	1400_{-100}^{+100}	1500_{-90}^{+90}	–	–	–	–	1900_{-200}^{+200}	–	X	$1^{a,b}$, 34^g

Tabela 2.2 – continuação da página anterior

Exoplaneta	T_b (3, 6 μm) (K)	T_b (4, 5 μm) (K)	T_b (5, 8 μm) (K)	T_b (8 μm) (K)	T_b (J) (K)	T_b (H) (K)	T_b (Ks) (K)	T_b (K) (K)	Inversão térmica	Referências
TrES-1 b	1200_{-100}^{+100}	1070_{-90}^{+80}	1200_{-100}^{+100}	1200_{-100}^{+100}	–	–	–	–	inconclusivo	$1^{a,b}, 16^{c,d}$
TrES-2 b	1520_{-90}^{+90}	1680_{-80}^{+80}	1500_{-200}^{+200}	1900_{-200}^{+200}	–	–	1640_{-90}^{+80}	–	✓	$1^{a,b}, 36^{c,d}, 2^g$
TrES-3 b	1820_{-70}^{+70}	1600_{-100}^{+100}	1700_{-200}^{+200}	1560_{-90}^{+90}	–	1658	1730_{-60}^{+60}	2000_{-200}^{+200}	X	$1^{a,b}, 36^{c,d}, 17^{f,g}, 18^h$
TrES-4 b	1880_{-60}^{+60}	1720_{-80}^{+80}	2200_{-300}^{+300}	2300_{-200}^{+200}	–	–	3000_{-500}^{+500}	–	✓	$1^{a,b,c,d}, 36^g$
WASP-1 b	1800_{-100}^{+90}	2050_{-80}^{+80}	2300_{-300}^{+300}	3100_{-200}^{+200}	–	–	–	–	✓	$1^{a,b}, 36^{c,d}$
WASP-2 b	1300_{-200}^{+200}	1440_{-60}^{+60}	1400_{-300}^{+300}	1500_{-200}^{+200}	–	–	1900	–	X	$36^{a,b,c,d}, 19^g$
WASP-3 b	2200_{-100}^{+200}	2330_{-50}^{+50}	–	2200_{-200}^{+400}	–	–	2400_{-200}^{+200}	–	✓	$1^{a,b}, 20^d, 2^g$
WASP-4 b	1820_{-70}^{+70}	1640_{-60}^{+60}	–	–	–	–	2000_{-40}^{+40}	–	X	$1^{a,b}, 2^g$
WASP-5 b	2000_{-100}^{+100}	1900_{-100}^{+100}	–	–	3000_{-300}^{+200}	2779	2500_{-100}^{+100}	2900_{-300}^{+200}	X	$1^{a,b}, 19^g, 21^{e,f,h}$
WASP-6 b	1240_{-80}^{+70}	1120_{-70}^{+70}	–	–	–	–	–	–	X	$8^{a,b}$
WASP-7 b	1600_{-200}^{+100}	1390_{-80}^{+80}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$1^{a,b}$
WASP-8 b	1490_{-80}^{+80}	1080_{-40}^{+30}	–	900_{-100}^{+100}	–	–	–	–	X	$1^{a,b}, 22^d$
WASP-10 b	1150_{-40}^{+30}	1090_{-40}^{+40}	–	–	–	–	1600_{-100}^{+100}	–	X	$8^{a,b}, 35^g$
WASP-12 b	3300_{-200}^{+200}	2900_{-100}^{+100}	3800_{-200}^{+200}	3600_{-400}^{+400}	2800_{-200}^{+200}	2760_{-70}^{+70}	2990_{-50}^{+40}	–	✓	$7^{a,b}, 36^{c,d}, 23^{e,f,g}$
WASP-13 b	–	1600_{-200}^{+200}	–	–	–	–	–	–	✓	9^b
WASP-14 b	2300_{-100}^{+100}	2300_{-100}^{+100}	–	1600_{-100}^{+100}	–	–	2700_{-200}^{+200}	–	X	$7^{a,b}, 27^d, 36^g$
WASP-15 b	–	1460_{-80}^{+80}	–	–	–	–	–	–	sem informação	9^b
WASP-16 b	–	1120_{-40}^{+40}	–	–	–	–	–	–	sem informação	9^b
WASP-17 b	–	1880_{-50}^{+50}	–	1600_{-200}^{+200}	–	–	–	–	X	$24^{b,d}$
WASP-18 b	3060_{-60}^{+60}	3300_{-80}^{+80}	3100_{-100}^{+100}	3100_{-100}^{+100}	–	–	2500_{-200}^{+200}	–	✓	$7^{a,b}, 25^{c,d}, 19^g$
WASP-19 b	2500_{-100}^{+100}	2200_{-200}^{+200}	2300_{-200}^{+200}	2300_{-200}^{+200}	–	–	2310_{-60}^{+60}	–	✓	$7^{a,b}, 26^{c,d}, 2^g$
WASP-24 b	1970_{-70}^{+70}	1940_{-80}^{+80}	–	–	–	–	–	–	inconclusivo	$27^{a,b}$

Tabela 2.2 – continuação da página anterior

Exoplaneta	T_b (3, 6 μm) (K)	T_b (4, 5 μm) (K)	T_b (5, 8 μm) (K)	T_b (8 μm) (K)	T_b (J) (K)	T_b (H) (K)	T_b (Ks) (K)	T_b (K) (K)	Inversão térmica	Referências
WASP-26 b	1820_{-80}^{+80}	1720_{-90}^{+90}	–	–	–	–	–	–	✓	$28^{a,b}$
WASP-31 b	–	–	–	–	–	–	1900_{-100}^{+100}	–	sem informação	36^g
WASP-33 b	3080_{-90}^{+90}	3210_{-90}^{+90}	–	–	–	–	3300_{-200}^{+100}	–	sem informação	$29^{a,b}, 30^g$
WASP-36 b	1300_{-800}^{+800}	1500_{-400}^{+400}	–	–	–	–	1900_{-200}^{+100}	–	sem informação	$7^{a,b}, 19^g$
WASP-39 b	1210_{-60}^{+60}	1060_{-60}^{+60}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$8^{a,b}$
WASP-43 b	1780_{-60}^{+60}	1540_{-80}^{+80}	–	–	–	1800_{-100}^{+100}	1740_{-70}^{+70}	–	✓	$7^{a,b}, 31^g, 32^f$
WASP-46 b	1400_{-700}^{+700}	2000_{-300}^{+300}	–	–	2500_{-300}^{+200}	2500_{-300}^{+200}	2200_{-100}^{+100}	2300_{-200}^{+200}	sem informação	$7^{a,b}, 19^g, 33^{e,f,h}$
WASP-48 b	2160_{-70}^{+70}	2100_{-100}^{+100}	–	–	–	2200_{-200}^{+200}	2300_{-200}^{+200}	–	inversão fraca	$10^{a,b}, 11^g, 29^f$
WASP-49 b	–	1300_{-400}^{+400}	–	–	–	–	–	–	sem informação	7^b
WASP-62 b	2000_{-200}^{+200}	1600_{-200}^{+200}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$7^{a,b}$
WASP-63 b	1500_{-100}^{+100}	1400_{-100}^{+100}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$1^{a,b}$
WASP-64 b	2100_{-200}^{+200}	1600_{-400}^{+400}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$7^{a,b}$
WASP-65 b	1800_{-300}^{+300}	1200_{-500}^{+500}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$7^{a,b}$
WASP-67 b	900_{-100}^{+100}	1040_{-70}^{+70}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$15^{a,b}$
WASP-69 b	1000_{-20}^{+20}	850_{-20}^{+20}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$1^{a,b}$
WASP-72 b	–	2100_{-400}^{+300}	–	–	–	–	–	–	sem informação	1^b
WASP-74 b	2050_{-90}^{+90}	2200_{-100}^{+100}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$7^{a,b}$
WASP-75 b	–	1000_{-1000}^{+1000}	–	–	–	–	–	–	sem informação	7^b
WASP-76 b	2670_{-60}^{+60}	2750_{-60}^{+60}	–	–	–	–	3500	–	sem informação	$7^{a,b}, 19^g$
WASP-77 A b	1790_{-80}^{+80}	1700_{-90}^{+90}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$7^{a,b}$
WASP-78 b	2500_{-100}^{+100}	2300_{-200}^{+200}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$1^{a,b}$
WASP-79 b	2000_{-100}^{+100}	1900_{-200}^{+100}	–	–	–	–	–	–	sem informação	$7^{a,b}$

Tabela 2.2 – continuação da página anterior

Exoplaneta	T_b (3,6 μm) (K)	T_b (4,5 μm) (K)	T_b (5,8 μm) (K)	T_b (8 μm) (K)	T_b (J) (K)	T_b (H) (K)	T_b (Ks) (K)	T_b (K) (K)	Inversão térmica	Referências
WASP-80 b	870^{+40}_{-40}	870^{+20}_{-20}	–	–	–	–	–	–	X	1 ^{a,b}
WASP-87 b	2800^{+200}_{-200}	3000^{+200}_{-200}	–	–	–	–	–	–	sem informação	7 ^{a,b}
WASP-94 A b	1400^{+100}_{-100}	1200^{+100}_{-100}	–	–	–	–	–	–	sem informação	7 ^{a,b}
WASP-97 b	1800^{+100}_{-100}	1600^{+100}_{-100}	–	–	–	–	–	–	sem informação	7 ^{a,b}
WASP-100 b	2300^{+200}_{-200}	2400^{+200}_{-200}	–	–	–	–	–	–	sem informação	7 ^{a,b}
WASP-101 b	1700^{+200}_{-200}	1500^{+100}_{-100}	–	–	–	–	–	–	sem informação	7 ^{a,b}
WASP-103 b	3000^{+200}_{-200}	3300^{+200}_{-200}	–	–	–	–	–	–	✓	7 ^{a,b}
WASP-104 b	1700^{+200}_{-200}	1800^{+200}_{-200}	–	–	–	–	–	–	sem informação	7 ^{a,b}
WASP-121 b	2490^{+80}_{-80}	2560^{+70}_{-70}	–	–	–	–	–	–	✓	7 ^{a,b}
WASP-127 b	1450^{+40}_{-40}	1370^{+40}_{-40}	–	–	–	–	–	–	sem informação	1 ^{a,b}
WASP-131 b	1400^{+100}_{-100}	1100^{+90}_{-100}	–	–	–	–	–	–	sem informação	1 ^{a,b}
XO-1 b	1290^{+30}_{-30}	1250^{+30}_{-30}	1600^{+100}_{-100}	1300^{+100}_{-100}	–	–	–	–	✓	1 ^{a,b} , 36 ^{c,d}
XO-2 N b	1400^{+100}_{-100}	1300^{+100}_{-100}	1600^{+200}_{-200}	1300^{+200}_{-200}	–	–	–	–	✓	1 ^{a,b} , 36 ^{c,d}
XO-3 b	1860^{+30}_{-30}	1940^{+40}_{-40}	1900^{+400}_{-400}	1800^{+300}_{-300}	–	–	–	–	✓	1 ^{a,b} , 36 ^{c,d}
XO-4 b	1500^{+100}_{-60}	1960^{+70}_{-50}	–	–	–	–	–	–	✓	1 ^{a,b}

2.2.2 Radiação incidente

Como passo adicional, nós calculamos a radiação incidente para os exoplanetas da nossa amostra que também continham informação da atividade cromosférica usando a seguinte relação:

$$F_{\text{inc}} = \frac{4\pi R_s^2 \cdot \sigma T_{\text{ef}}^4}{4\pi a^2} = \left(\frac{R_s}{a}\right)^2 \cdot \sigma T_{\text{ef}}^4, \quad (2.2.2)$$

onde σ é a constante de Stefan-Boltzmann e a é o semi-eixo maior da órbita do planeta. Para os exoplanetas que possuem pelo menos um parâmetro da literatura sem incerteza (ver Tabela 2.3), calculamos a incerteza da radiação incidente adotando o valor médio da incerteza do parâmetro faltante segundo o restante da amostra. Para a temperatura efetiva da estrela, usamos $\bar{\sigma}_{T_{\text{ef}}} = 90$ K, para o semi-eixo maior da órbita, adotamos $\bar{\sigma}_a = 0,0006$ UA e, para o raio da estrela, $\bar{\sigma}_{R_s} = 0,09 R_{\odot}$. Os valores da radiação incidente constam na Tabela 2.4.

TABELA 2.3. Parâmetros com incertezas disponíveis ou não na literatura. Os dois primeiros parâmetros são estelares (temperatura efetiva e raio) e o último é planetário (semi-eixo maior da órbita). Entretanto, optamos por preencher a primeira coluna com o nome do exoplaneta para representar o sistema estrela-planeta. Indicamos com o símbolo \checkmark os sistemas que possuem a incerteza e X para os que não possuem.

Exoplaneta	T_{ef}	R_s	a
HAT-P-2 b	X	\checkmark	\checkmark
HAT-P-4 b	X	\checkmark	\checkmark
HAT-P-38 b	X	X	\checkmark
Kepler-17 b	\checkmark	X	\checkmark
TrES-3 b	X	X	\checkmark
WASP-10 b	X	X	\checkmark
WASP-39 b	X	X	\checkmark
WASP-43 b	X	X	\checkmark
WASP-46 b	X	\checkmark	\checkmark
XO-2 N b	\checkmark	\checkmark	X

TABELA 2.4. Radiação incidente e temperaturas de equilíbrio (ver Seção 2.4) calculadas para a nossa amostra. Os parâmetros necessários para os cálculos também estão listados. Indicamos as referências correspondentes aos parâmetros por sobrescritos: $a = T_{\text{ef}}$, $b = R_s$ e $c = a$ (semi-eixo maior da órbita). Referências: (1) Bonomo et al. (2017), (2) Barge et al. (2008), (3) Gillon et al. (2010), (4) Nikolov et al. (2014), (5) Ment et al. (2018), (6) Chan et al. (2011), (7) Stassun et al. (2017), (8) Torres et al. (2008), (9) Winn et al. (2011), (10) Wong et al. (2016), (11) Hartman et al. (2009), (12) Buhler et al. (2016), (13) Hartman et al. (2011), (14) Bakos et al. (2011), (15) Wang et al. (2019), (16) Sato et al. (2012), (17) Hartman et al. (2012), (18) Rosenthal et al. (2021), (19) Bieryla et al. (2015), (20) Esteves et al. (2015), (21) Désert et al. (2011), (22) Stassun et al. (2019), (23) Collins et al. (2017), (24) Kipping & Bakos (2011), (25) Sozzetti et al. (2009), (26) Turner et al. (2016), (27) Maciejewski et al. (2014), (28) Southworth (2010), (29) Addison et al. (2019), (30) Rostron et al. (2014), (31) Bouma et al. (2019), (32) Gillon et al. (2009), (33) Southworth et al. (2011), (34) Johnson et al. (2009), (35) Chakrabarty & Sengupta (2019), (36) Raetz et al. (2015), (37) Cortés-Zuleta et al. (2020), (38) Street et al. (2010), (39) Smalley et al. (2010), (40) Mancini et al. (2016), (41) Faedi et al. (2011), (42) Hellier et al. (2011), (43) Ciceri et al. (2016), (44) Enoch et al. (2011), (45) Brown et al. (2017), (46) Hellier et al. (2012), (47) Gillon et al. (2013), (48) Gómez Maqueo Chew et al. (2013), (49) Anderson et al. (2014), (50) Mancini et al. (2019), (51) West et al. (2016), (52) Triaud et al. (2015), (53) Addison et al. (2016), (54) Neveu-VanMalle et al. (2014), (55) Hellier et al. (2014), (56) Gillon et al. (2014), (57) Smith et al. (2014), (58) Bourrier et al. (2020), (59) Seidel et al. (2020), (60) Lam et al. (2017), (61) Hellier et al. (2017), (62) McCullough et al. (2006), (63) Crouzet et al. (2012), (64) Southworth (2012), (65) Johns-Krull et al. (2008).

Tabela 2.4 – Radiação incidente, parâmetros usados nos cálculos e temperatura de equilíbrio.

Exoplaneta	F_{inc} ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$) $\times 10^9$	T_{ef} (K)	R_s (R_{\odot})	a (UA)	T_{eq} (K)	Referências
CoRoT-1 b	$2,50 \pm 0,30$	6000 ± 200	$1,110 \pm 0,050$	$0,0275 \pm 0,0002$	1820 ± 60	$1^c, 2^{a,b}$
CoRoT-2 b	$1,30 \pm 0,20$	5600 ± 100	$0,910 \pm 0,030$	$0,0280 \pm 0,0008$	1550 ± 50	$3^{a,b,c}$
HAT-P-1 b	$0,69 \pm 0,05$	5980 ± 50	$1,170 \pm 0,030$	$0,0556 \pm 0,0008$	1320 ± 20	$4^{a,b,c}$
HAT-P-2 b	$0,80 \pm 0,10$	6380 ± 90	$1,390 \pm 0,090$	$0,0681 \pm 0,0005$	1390 ± 50	$5^{a,b,c}$
HAT-P-3 b	$0,45 \pm 0,07$	5180 ± 80	$0,870 \pm 0,060$	$0,0387 \pm 0,0004$	1190 ± 40	$6^c, 7^{a,b}$
HAT-P-4 b	$1,90 \pm 0,20$	5860 ± 90	$1,620 \pm 0,060$	$0,0440 \pm 0,0010$	1710 ± 40	$8^{a,c}, 9^b$
HAT-P-5 b	$1,20 \pm 0,20$	6000 ± 100	$1,120 \pm 0,090$	$0,0407 \pm 0,0007$	1510 ± 70	$1^c, 7^{a,b}$
HAT-P-6 b	$2,20 \pm 0,50$	6570 ± 80	$1,600 \pm 0,200$	$0,0524 \pm 0,0008$	1800 ± 100	$1^c, 7^{a,b}$
HAT-P-7 b	$6,00 \pm 2,00$	6390 ± 20	$2,000 \pm 0,300$	$0,0368 \pm 0,0002$	2300 ± 200	$7^{a,b}, 10^c$
HAT-P-8 b	$2,20 \pm 0,40$	6200 ± 80	$1,600 \pm 0,200$	$0,0450 \pm 0,0004$	1770 ± 90	$1^c, 7^{a,b}$
HAT-P-12 b	$0,19 \pm 0,01$	4650 ± 60	$0,700 \pm 0,020$	$0,0384 \pm 0,0003$	960 ± 20	$11^{a,b,c}$
HAT-P-13 b	$2,00 \pm 0,20$	5650 ± 90	$1,760 \pm 0,050$	$0,0438 \pm 0,0007$	1730 ± 40	$1^a, 12^{b,c}$
HAT-P-19 b	–	5000 ± 100	$0,820 \pm 0,050$	$0,0466 \pm 0,0008$	1010 ± 40	$13^{a,b,c}$
HAT-P-20 b	–	4600 ± 80	$0,690 \pm 0,020$	$0,0361 \pm 0,0005$	970 ± 20	$14^{a,b,c}$
HAT-P-23 b	$2,00 \pm 1,00$	5900 ± 80	$1,000 \pm 0,200$	$0,0232 \pm 0,0002$	1800 ± 200	$7^{a,b}, 14^c$
HAT-P-30 b	$1,90 \pm 0,40$	6300 ± 90	$1,300 \pm 0,100$	$0,0419 \pm 0,0005$	1700 ± 90	$1^c, 7^{a,b}$

Tabela 2.4 – continuação da página anterior

Exoplaneta	F_{inc} ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$) $\times 10^9$	T_{ef} (K)	R_s (R_{\odot})	a (UA)	T_{eq} (K)	Referências
HAT-P-32 b	2,60 \pm 0,20	6000 \pm 90	1,370 \pm 0,030	0,0340 \pm 0,0005	1840 \pm 40	15 ^{a,b,c}
HAT-P-33 b	–	6450 \pm 90	1,800 \pm 0,500	0,0500 \pm 0,0005	1900 \pm 200	1 ^c , 7 ^{a,b}
HAT-P-38 b	0,31 \pm 0,06	5330 \pm 90	0,920 \pm 0,090	0,0523 \pm 0,0009	1080 \pm 50	16 ^{a,b,c}
HAT-P-40 b	–	6100 \pm 100	1,900 \pm 0,200	0,0610 \pm 0,0010	1700 \pm 100	7 ^{a,b} , 17 ^c
HAT-P-41 b	–	6400 \pm 100	2,000 \pm 0,500	0,0426 \pm 0,0005	2100 \pm 300	1 ^c , 7 ^{a,b}
HD 149026 b	1,87 \pm 0,08	6180 \pm 20	1,410 \pm 0,030	0,0436 \pm 0,0002	1690 \pm 20	1 ^c , 7 ^{a,b}
HD 189733 b	0,46 \pm 0,02	5050 \pm 20	0,750 \pm 0,010	0,0313 \pm 0,0004	1190 \pm 10	7 ^{a,b} , 18 ^c
HD 209458 b	1,08 \pm 0,04	6090 \pm 10	1,190 \pm 0,020	0,0471 \pm 0,0005	1480 \pm 20	1 ^c , 7 ^{a,b}
KELT-2 A b	–	6330 \pm 80	1,900 \pm 0,100	0,0550 \pm 0,0004	1810 \pm 50	1 ^c , 7 ^{a,b}
KELT-3 b	–	6300 \pm 50	1,700 \pm 0,100	0,0412 \pm 0,0007	1950 \pm 70	1 ^c , 7 ^{a,b}
KELT-7 b	–	6770 \pm 10	1,810 \pm 0,070	0,0442 \pm 0,0006	2090 \pm 40	7 ^{a,b} , 19 ^c
Kepler-5 b	2,10 \pm 0,20	6300 \pm 60	1,790 \pm 0,050	0,0540 \pm 0,0020	1750 \pm 40	20 ^{a,b,c}
Kepler-6 b	1,02 \pm 0,06	5650 \pm 40	1,390 \pm 0,020	0,0480 \pm 0,0010	1460 \pm 20	20 ^{a,b,c}
Kepler-12 b	–	5900 \pm 100	1,480 \pm 0,030	0,0550 \pm 0,0010	1480 \pm 30	20 ^{a,b,c}
Kepler-17 b	2,10 \pm 0,40	5780 \pm 80	1,000 \pm 0,100	0,0259 \pm 0,0004	1740 \pm 80	21 ^c , 22 ^{a,b}
KOI-13 b	–	7600 \pm 200	1,740 \pm 0,040	0,0364 \pm 0,0009	2550 \pm 90	20 ^{a,b,c}
Qatar-1 b	0,90 \pm 0,10	5010 \pm 90	0,800 \pm 0,020	0,0233 \pm 0,0004	1420 \pm 30	23 ^{a,b,c}
TrES-1 b	0,43 \pm 0,05	5230 \pm 50	0,850 \pm 0,050	0,0392 \pm 0,0006	1170 \pm 40	7 ^{a,b} , 8 ^c
TrES-2 b	1,40 \pm 0,20	5850 \pm 50	1,120 \pm 0,070	0,0356 \pm 0,0005	1580 \pm 50	7 ^{a,b} , 24 ^c
TrES-3 b	1,60 \pm 0,40	5650 \pm 90	0,830 \pm 0,090	0,0228 \pm 0,0003	1640 \pm 80	25 ^{a,b,c}
TrES-4 b	1,90 \pm 0,40	6200 \pm 80	1,700 \pm 0,200	0,0508 \pm 0,0005	1700 \pm 100	7 ^{a,b} , 26 ^c
WASP-1 b	2,40 \pm 0,10	6110 \pm 50	1,470 \pm 0,020	0,0389 \pm 0,0006	1810 \pm 30	27 ^{a,b} , 28 ^c
WASP-2 b	0,70 \pm 0,10	5200 \pm 200	0,870 \pm 0,030	0,0314 \pm 0,0009	1310 \pm 60	29 ^{a,b,c}
WASP-3 b	4,30 \pm 0,80	6400 \pm 100	1,400 \pm 0,100	0,0315 \pm 0,0003	2090 \pm 90	7 ^{a,b} , 30 ^c
WASP-4 b	1,60 \pm 0,20	5400 \pm 90	0,890 \pm 0,030	0,0226 \pm 0,0008	1630 \pm 50	31 ^{a,b,c}
WASP-5 b	1,90 \pm 0,30	5700 \pm 100	1,030 \pm 0,060	0,0270 \pm 0,0010	1710 \pm 70	32 ^{a,b,c}

Tabela 2.4 – continuação da página anterior

Exoplaneta	F_{inc} ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$) $\times 10^9$	T_{ef} (K)	R_s (R_{\odot})	a (UA)	T_{eq} (K)	Referências
WASP-6 b	$0,32 \pm 0,07$	5400 ± 100	$0,730 \pm 0,070$	$0,0420 \pm 0,0010$	1090 ± 60	$1^c, 7^{a,b}$
WASP-7 b	$1,10 \pm 0,20$	6400 ± 100	$1,430 \pm 0,090$	$0,0620 \pm 0,0010$	1490 ± 50	$33^{a,b,c}$
WASP-8 b	$0,20 \pm 0,02$	5600 ± 80	$1,030 \pm 0,040$	$0,0800 \pm 0,0020$	970 ± 20	$1^c, 7^{a,b}$
WASP-10 b	$0,20 \pm 0,05$	4680 ± 90	$0,700 \pm 0,090$	$0,0378 \pm 0,0006$	970 ± 60	$34^{a,b,c}$
WASP-12 b	$10,00 \pm 1,00$	6360 ± 100	$1,660 \pm 0,050$	$0,0232 \pm 0,0006$	2590 ± 80	$35^{a,b,c}$
WASP-14 b	$3,10 \pm 0,40$	6500 ± 100	$1,400 \pm 0,080$	$0,0370 \pm 0,0010$	1920 ± 70	$7^{a,b}, 36^c$
WASP-18 b	$8,90 \pm 0,90$	6430 ± 50	$1,320 \pm 0,060$	$0,0202 \pm 0,0003$	2500 ± 60	$37^{a,b,c}$
WASP-19 b	$4,60 \pm 0,40$	5620 ± 60	$1,010 \pm 0,030$	$0,0165 \pm 0,0005$	2120 ± 50	$37^{a,b,c}$
WASP-24 b	$2,50 \pm 0,60$	6100 ± 100	$1,400 \pm 0,200$	$0,0400 \pm 0,0003$	1800 ± 100	$7^{a,b}, 38^c$
WASP-26 b	$1,50 \pm 0,40$	6030 ± 30	$1,200 \pm 0,200$	$0,0400 \pm 0,0003$	1600 ± 100	$7^{a,b}, 39^c$
WASP-33 b	–	7400 ± 100	$1,440 \pm 0,030$	$0,0239 \pm 0,0006$	2780 ± 60	$35^{a,b,c}$
4 WASP-36 b	–	6000 ± 100	$0,990 \pm 0,010$	$0,0268 \pm 0,0003$	1750 ± 40	$40^{a,b,c}$
WASP-39 b	$0,36 \pm 0,07$	5400 ± 90	$0,900 \pm 0,090$	$0,0486 \pm 0,0005$	1120 ± 60	$41^{a,b,c}$
WASP-43 b	$0,80 \pm 0,20$	4400 ± 90	$0,600 \pm 0,090$	$0,0142 \pm 0,0004$	1400 ± 100	$42^{a,b,c}$
WASP-46 b	–	5600 ± 90	$0,860 \pm 0,030$	$0,0234 \pm 0,0007$	1640 ± 50	$43^{a,b,c}$
WASP-48 b	$3,20 \pm 0,90$	5900 ± 200	$1,600 \pm 0,200$	$0,0344 \pm 0,0004$	1900 ± 100	$7^{a,b}, 44^c$
WASP-62 b	–	6230 ± 80	$1,230 \pm 0,080$	$0,0571 \pm 0,0005$	1390 ± 50	$7^{a,b}, 45^c$
WASP-63 b	–	5600 ± 100	$1,900 \pm 0,200$	$0,0574 \pm 0,0007$	1520 ± 80	$7^{a,b}, 46^c$
WASP-64 b	–	5400 ± 100	$1,060 \pm 0,030$	$0,0265 \pm 0,0002$	1650 ± 40	$47^{a,b,c}$
WASP-65 b	–	5600 ± 100	$1,010 \pm 0,050$	$0,0330 \pm 0,0020$	1480 ± 60	$48^{a,b,c}$
WASP-67 b	–	5200 ± 100	$0,880 \pm 0,080$	$0,0518 \pm 0,0008$	1030 ± 50	$1^c, 7^{a,b}$
WASP-69 b	–	4700 ± 50	$0,860 \pm 0,030$	$0,0452 \pm 0,0005$	990 ± 20	$7^{a,b}, 49^c$
WASP-72 b	–	6200 ± 100	$2,200 \pm 0,300$	$0,0371 \pm 0,0005$	2300 ± 200	$1^c, 7^{a,b}$
WASP-74 b	–	6000 ± 100	$1,400 \pm 0,100$	$0,0344 \pm 0,0004$	1860 ± 70	$7^{a,b}, 50^c$
WASP-76 b	–	6200 ± 100	$1,730 \pm 0,040$	$0,0330 \pm 0,0005$	2180 ± 50	$51^{a,b,c}$
WASP-77 A b	$1,80 \pm 0,20$	5620 ± 70	$0,910 \pm 0,020$	$0,0234 \pm 0,0004$	1690 ± 40	$37^{a,b,c}$

Tabela 2.4 – continuação da página anterior

Exoplaneta	F_{inc} ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$) $\times 10^9$	T_{ef} (K)	R_s (R_{\odot})	a (UA)	T_{eq} (K)	Referências
WASP-78 b	–	6100 ± 200	$2,500 \pm 0,600$	$0,0349 \pm 0,0007$	2500 ± 300	$1^c, 7^{a,b}$
WASP-79 b	–	6600 ± 100	$1,600 \pm 0,100$	$0,0519 \pm 0,0008$	1770 ± 80	$7^{a,b}, 45^c$
WASP-80 b	$0,11 \pm 0,01$	4140 ± 90	$0,590 \pm 0,020$	$0,0340 \pm 0,0010$	830 ± 30	$52^{a,b,c}$
WASP-87 b	–	6400 ± 100	$1,630 \pm 0,060$	$0,0295 \pm 0,0008$	2310 ± 70	$53^{a,b,c}$
WASP-94 A b	–	6170 ± 80	$1,500 \pm 0,100$	$0,0550 \pm 0,0010$	1540 ± 70	$7^{a,b}, 54^c$
WASP-97 b	–	5600 ± 100	$1,080 \pm 0,060$	$0,0330 \pm 0,0006$	1560 ± 50	$7^{a,b}, 55^c$
WASP-100 b	–	6900 ± 100	$1,600 \pm 0,200$	$0,0460 \pm 0,0010$	2000 ± 100	$1^c, 7^{a,b}$
WASP-101 b	–	6400 ± 100	$1,310 \pm 0,080$	$0,0506 \pm 0,0009$	1570 ± 60	$1^c, 7^{a,b}$
WASP-103 b	$9,00 \pm 1,00$	6100 ± 200	$1,440 \pm 0,040$	$0,0198 \pm 0,0002$	2510 ± 80	$56^{a,b,c}$
WASP-104 b	–	5500 ± 100	$0,960 \pm 0,030$	$0,0292 \pm 0,0004$	1510 ± 40	$57^{a,b,c}$
WASP-121 b	–	6800 ± 100	$1,460 \pm 0,030$	$0,0260 \pm 0,0005$	2450 ± 60	$22^a, 58^{b,c}$
WASP-127 b	–	5620 ± 80	$1,330 \pm 0,030$	$0,0480 \pm 0,0010$	1420 ± 30	$59^{b,c}, 60^a$
WASP-131 b	–	6030 ± 90	$1,530 \pm 0,050$	$0,0607 \pm 0,0009$	1460 ± 30	$61^{a,b,c}$
XO-1 b	$0,44 \pm 0,06$	5750 ± 80	$0,880 \pm 0,050$	$0,0488 \pm 0,0005$	1180 ± 40	$7^{a,b}, 62^c$
XO-2 N b	$0,72 \pm 0,04$	5340 ± 50	$0,990 \pm 0,010$	$0,0368 \pm 0,0006$	1340 ± 20	$63^{b,c}, 64^a$
XO-3 b	$2,20 \pm 0,30$	6430 ± 50	$1,500 \pm 0,100$	$0,0476 \pm 0,0005$	1760 ± 60	$7^{a,b}, 65^c$
XO-4 b	$1,40 \pm 0,20$	6400 ± 70	$1,450 \pm 0,090$	$0,0552 \pm 0,0003$	1580 ± 50	$1^c, 7^{a,b}$

2.3 Cálculo do índice empírico de Knutson et al. (2010)

O índice empírico proposto por Knutson et al. (2010) é dado pela diferença entre duas inclinações. A primeira inclinação é medida entre os pontos fotométricos (fluxos relativos entre o planeta e a estrela) nas bandas em $3,6 \mu\text{m}$ e $4,5 \mu\text{m}$, cujos valores são retirados da literatura. A segunda inclinação é medida entre os mesmos pontos fotométricos, porém sintéticos, calculados por um ajuste de corpo negro para os planetas e um espectro teórico para as estrelas. Knutson et al. (2010) propõe esse índice empírico para diferenciar os tipos de atmosferas dos exoplanetas, visto que as bandas $3,6 \mu\text{m}$ e $4,5 \mu\text{m}$ fornecem informações importantes para modelos atmosféricos, como a presença de determinadas moléculas (por exemplo, Madhusudhan & Seager, 2009). Ademais, Knutson et al. (2010) também estudam esse índice em função da atividade cromosférica das estrelas hospedeiras. Após reunir os dados atuais da literatura, nós ampliamos a amostra inicial de Knutson et al. (2010) em quase quatro vezes. As próximas seções descrevem todos os passos seguidos para realizar o cálculo do índice.

2.3.1 Corpo negro para o planeta e para a estrela

No trabalho de Knutson et al. (2010), o índice empírico foi calculado usando espectros sintéticos para as estrelas. Como primeiro passo de nosso trabalho, aplicamos o mesmo método, porém utilizando corpos negros tanto para os exoplanetas quanto para as estrelas.

2.3.1.1 Aproximação de corpo negro para estrelas e planetas

Para o cálculo do fluxo, consideramos que os exoplanetas podem ser aproximados como corpos negros, ou seja, fontes ideais de radiação térmica que absorvem toda luz incidente e reirradiam em todos os comprimentos de onda após atingir uma temperatura de equilíbrio. Embora nossos objetos apresentem uma complexidade física que ultrapassa a simplicidade de corpos negros (opacidades, turbulência, etc.), é uma suposição inicial razoável. A equação de corpo negro após a integração em ângulo sólido (ver Subseção 1.2.2.2) é dada por:

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2h\pi c^2}{\lambda^5(e^{hc/\lambda kT} - 1)}, \quad (2.3.1)$$

onde T é a temperatura de brilho. Para obter os fluxos relativos entre o exoplaneta e a estrela, nós calculamos o fluxo da estrela usando a referência mais atual de temperatura efetiva (ver Tabela 2.4) e, para o exoplaneta, nós usamos uma grade de fluxos correspondentes a temperaturas de brilho entre 1000 K e 3400 K. Escolhemos esse intervalo de temperaturas, pois são valores aproximados das temperaturas de brilhos máximas e mínimas em $3,6 \mu\text{m}$ e $4,5 \mu\text{m}$ dos exoplanetas da nossa amostra (ver Tabela 2.5).

TABELA 2.5. Temperaturas de brilho máximas e mínimas nas bandas $3,6 \mu\text{m}$ e $4,5 \mu\text{m}$ do Spitzer.

	Máxima (K)	Mínima (K)
$T_b (3,6 \mu\text{m})$	3329	874
$T_b (4,5 \mu\text{m})$	3323	854

O fluxo relativo (f_r) é dado pela adaptação da Equação 1.2.2:

$$f_r = \frac{f_p}{f_s} \left(\frac{R_p}{R_s} \right)^2, \quad (2.3.2)$$

onde f_p é o fluxo do exoplaneta (a cada iteração), f_s é o fluxo da estrela e R_p/R_s é a razão entre o raio do exoplaneta e o raio da estrela. Lembrando que na Equação 1.2.2, f_p era ΔF , a diminuição do fluxo causada pelo eclipse secundário e f_s era F , o fluxo total do sistema. O cálculo acima é repetido para todas as temperaturas de brilho no intervalo considerado com um passo de 10 K, lembrando que a temperatura da estrela é sempre mantida como constante.

2.3.1.2 Temperatura de cor

Construímos um código que determina a melhor temperatura de corpo negro ajustada para cada exoplaneta. Como estamos ajustando uma única temperatura para dois comprimentos de onda, o resultado é uma temperatura de cor. Primeiramente, determinamos os coeficientes angular e linear da reta que conecta os fluxos relativos em $3,6$ e $4,5 \mu\text{m}$ retirados da literatura. Depois, tomamos um ajuste linear entre $3,6$ e $4,5 \mu\text{m}$ para cada fluxo relativo calculado (ver Figura 2.1). Para definir a melhor temperatura de cor ajustada de cada exoplaneta, comparamos a inclinação dos fluxos relativos com a inclinação da literatura. Calculamos os resíduos de cada par de inclinações e selecionamos a temperatura que corresponde ao resíduo mínimo. Essa é a temperatura de cor que melhor representa o exoplaneta como um corpo negro.

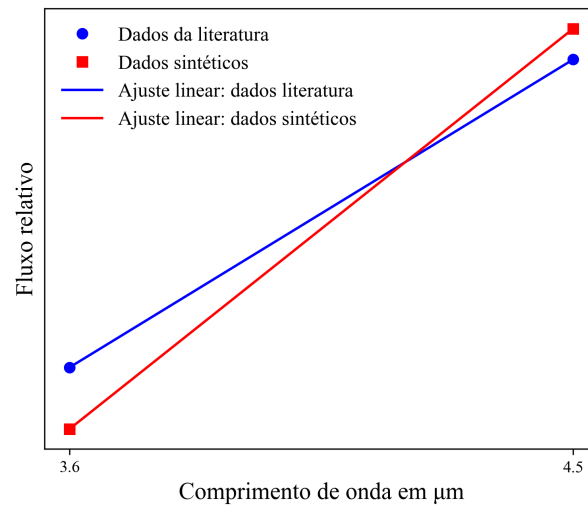


FIGURA 2.1. Representação esquemática dos ajustes lineares para os fluxos relativos sintéticos e da literatura.

2.3.1.3 Pontos fotométricos sintéticos

O próximo passo é obter os pontos fotométricos sintéticos em 3,6 e 4,5 μm para cada exoplaneta. Primeiramente, obtivemos informações sobre os filtros IRAC 1 e 2 do Spitzer que têm como comprimento de onda central 3,6 e 4,5 μm , respectivamente, usando o serviço de filtros do Observatório Virtual *Filter Profile Service*³ (Rodrigo et al., 2012). As transmissões de cada filtro estão representadas na Figura 2.2 e indicam o quanto de fluxo passa em cada comprimento de onda. Por exemplo, em $\lambda = 36010 \text{ \AA}$, a resposta do filtro IRAC 1 é de aproximadamente 0,46, ou seja, esse filtro deixa passar apenas 46% do fluxo nesse comprimento de onda.

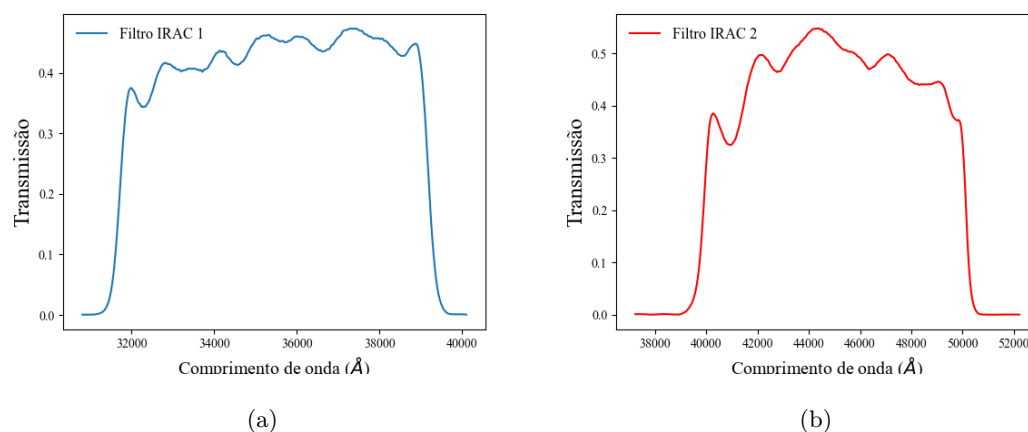


FIGURA 2.2. Transmissão dos filtros IRAC 1 e 2 do Spitzer.

³<http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/fps/>

Com isso, passamos para o procedimento de convolução. Neste caso, o fluxo do planeta é dado pelo fluxo de corpo negro, calculado usando a melhor temperatura **de cor** ajustada. O fluxo da estrela também é calculado pelo fluxo de corpo negro, mas com a sua temperatura efetiva. Aplicando essas duas quantidades na Equação 2.3.2, temos o fluxo relativo. Em seguida, interpolamos esse fluxo relativo para os comprimentos de onda dentro do intervalo de transmissão do filtro e denotamos o resultado desta operação por $\mathcal{F}_r(\lambda)$. Depois, multiplicamos $\mathcal{F}_r(\lambda)$ pela transmissão do filtro. Por fim, somamos os fluxos do passo anterior no intervalo de comprimento de onda do filtro desejado e dividimos pela transmissão do filtro, também somada no mesmo intervalo de comprimento de onda. Finalmente, o resultado é o ponto fotométrico sintético (PF_s) para o filtro correspondente. Para a banda $3,6 \mu\text{m}$, temos:

$$\text{PF}_s (3,6 \mu\text{m}) = \frac{\sum [\mathcal{F}_r(\lambda) \times f_{\text{IRAC } 1}(\lambda)]}{\sum f_{\text{IRAC } 1}(\lambda)}, \quad (2.3.3)$$

onde $\mathcal{F}_r(\lambda)$ é o fluxo relativo já interpolado para os comprimentos de onda dentro do intervalo de resposta do filtro e $f_{\text{IRAC } 1}(\lambda)$ é a transmissão do filtro. O mesmo procedimento foi feito para a banda $4,5 \mu\text{m}$. Calculamos a diferença entre os pontos sintéticos para os exoplanetas da nossa amostra que tinham a informação da profundidade do eclipse secundário em $3,6 \mu\text{m}$ e $4,5 \mu\text{m}$ e cujas estrelas tinham o índice $\log R'_{\text{HK}}$ disponível. Colocamos uma incerteza representativa de 0,0002 na diferença entre os pontos fotométricos sintéticos, baseando na incerteza média da diferença dos pontos fotométricos observados (PF_o), obtidos da literatura.

O índice empírico é calculado através da subtração entre a diferença dos pontos fotométricos observados e a diferença entre os pontos fotométricos sintéticos. Por exemplo:

$$\text{índice} = [\text{PF}_o (4,5 \mu\text{m}) - \text{PF}_o (3,6 \mu\text{m})] - [\text{PF}_s (4,5 \mu\text{m}) - \text{PF}_s (3,6 \mu\text{m})] \quad (2.3.4)$$

Para os exoplanetas HAT-P-12 b e HAT-P-38 b, nós adotamos o valor representativo de 0,0002 para a incerteza da diferença entre os pontos fotométricos sintéticos, pois a incerteza de pelo menos um ponto fotométrico estava ausente na literatura (para $3,6$ e $4,5 \mu\text{m}$ no caso do HAT-P-12 b e $4,5 \mu\text{m}$ no caso do HAT-P-38 b).

2.3.2 Espectros BT-NextGen para as estrelas

Os procedimentos descritos na seção anterior são uma primeira aproximação. Damos sequência ao estudo, ainda considerando os exoplanetas como corpos negros, mas as estrelas agora são representadas por espectros sintéticos, procedendo da mesma forma que Knutson et al. (2010).

Para calcular o fluxo medido em cada banda fotométrica de interesse, precisamos estimar a razão entre a emissão do planeta e da estrela. Para isso, adotamos os espectros sintéticos BT-NextGen, calculados considerando as abundâncias de Asplund et al. (2009), para 52 estrelas da nossa amostra que possuem informação sobre o índice de atividade cromosférica e cujos planetas possuem os fluxos nos pontos fotométricos em 3,6 e 4,5 μm . Todos os espectros teóricos deste trabalho foram obtidos através do servidor de espectros teóricos (*Theoretical spectra web server*) integrado na ferramenta do Observatório Virtual VOSA⁴ (Bayo et al., 2008).

Primeiramente, selecionamos um modelo para usar de padrão para interpolação em comprimento de onda para todos os espectros da nossa amostra, visto que há pequenas diferenças nos comprimentos de onda de cada espectro sintético da grade de modelos. Uma vez que o passo em comprimento de onda é muito parecido quando alteramos os parâmetros do modelo, qualquer modelo poderia ser usado como padrão. Escolhemos o modelo para CoRoT-1, com temperatura efetiva igual a 5900 K e $\log g = 4,0$. Fizemos essa escolha, pois o procedimento de convolução exige que o intervalo de comprimento de onda e o seu passo seja exatamente igual para o fluxo relativo e o filtro. Sendo assim, não poderíamos ter fluxos relativos com diferentes passos.

Em seguida, fizemos interpolações simples para obter exatamente os espectros correspondentes aos parâmetros de cada estrela hospedeira: temperatura efetiva e logaritmo da gravidade superficial, $\log g$. Para todos os espectros, adotamos metalicidade solar (essa escolha pode introduzir erros, mas devido à limitação de tempo para realizar o projeto, decidimos manter um único valor de metalicidade). Optamos por fazer a interpolação em temperatura efetiva primeiro e depois interpolamos $\log g$. As Figuras 2.3 e 2.4 mostram um exemplo de interpolação para a estrela CoRoT-2 da nossa amostra, com $\log g = 4,53$ (Southworth, 2011) e $T_{\text{ef}} = 5630$ K (Knutson et al., 2010), onde usamos os parâmetros mais próximos de 2010 para reproduzir o índice empírico de Knutson et al. (2010). A grade de modelos BT-NextGen tem um passo de 100 K em temperatura e 0,5

⁴<http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/newov2/>

em $\log g$.

A Figura 2.3 mostra três espectros: em azul e laranja, estão os dois espectros obtidos diretamente dos modelos, com 5600 K e $\log g = 4,5$ e 5700 K e $\log g = 4,5$, respectivamente. O espectro em verde representa a interpolação em temperatura dos espectros laranja e azul para 5630 K. Já na Figura 2.4, tanto os espectros laranja quanto azul estão interpolados para a temperatura. O espectro verde representa a interpolação final em $\log g = 4,53$ e $T_{\text{ef}} = 5630$ K.

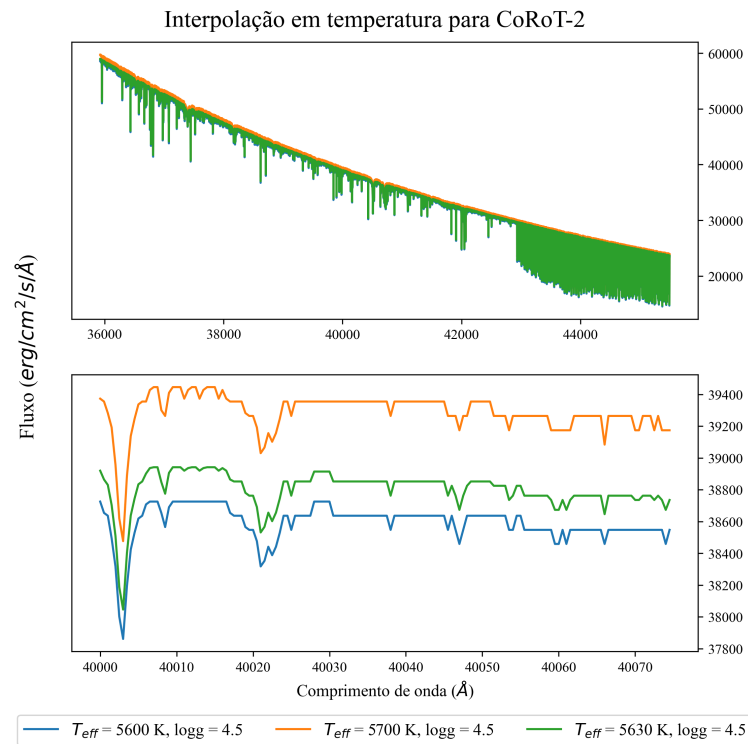


FIGURA 2.3. Interpolação para a temperatura usando parâmetros da literatura para a estrela CoRoT-2. No painel superior, mostramos os espectros em um intervalo maior de comprimento de onda e no painel inferior, usamos um intervalo mais curto para mostrar os detalhes da interpolação. T_{ef} representa a temperatura efetiva do modelo e $\log g$ representa o logaritmo da gravidade superficial em cm/s^2 .

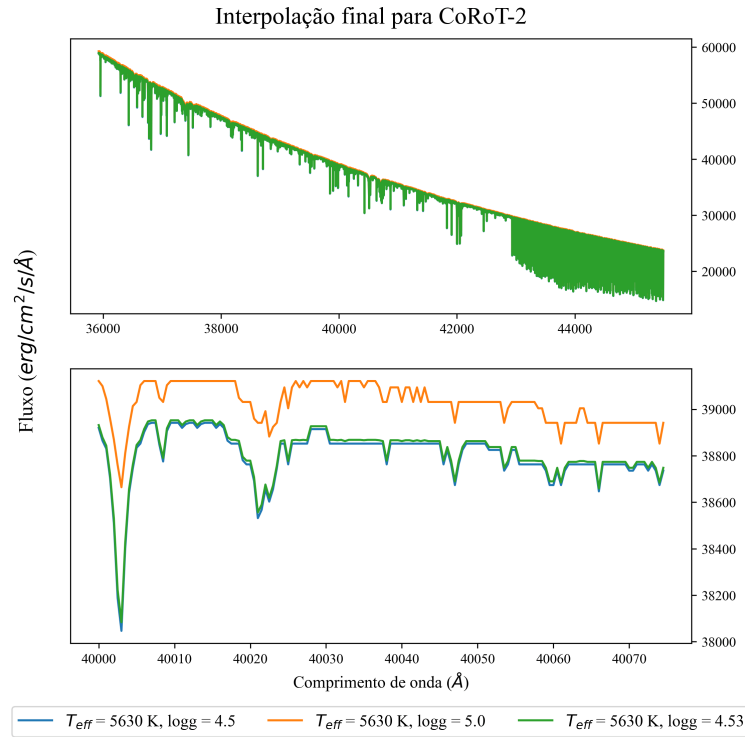


FIGURA 2.4. Interpolação para $\log g$ após atingir a temperatura desejada na interpolação anterior. No painel superior, mostramos os espectros em um intervalo maior de comprimento de onda e no painel inferior, usamos um intervalo mais curto para mostrar os detalhes da interpolação.

A melhor temperatura de cor para o planeta é obtida da mesma maneira que na Subseção 2.3.1.2 com a ressalva que, neste caso, usamos o fluxo do espectro sintético para as estrelas, ao invés de fluxos de corpos negros. Já a convolução dos fluxos e o cálculo dos índices empíricos são similares àqueles descritos na Subseção 2.3.1.3. O que difere é como o fluxo relativo foi calculado. Neste caso, representamos o fluxo das estrelas usando os modelos BT-NextGen.

2.3.3 Espectros BT-Settl para os planetas

Para uma descrição mais realista dos exoplanetas da nossa amostra, usamos os modelos BT-Settl (Allard et al., 2012) para substituir os espectros de corpo negro dos exoplanetas. Mantivemos o intervalo de temperatura para modelos entre 1000 e 3400 K. Fizemos várias interpolações para diminuir o passo do modelo de 100 K para 50 K para obter resultados mais precisos. Além da temperatura, o modelo pede o logaritmo da gravidade superficial ($\log g$) e a metalicidade. Utilizamos metalicidade solar para todos

os espectros. Para $\log g$, fizemos:

$$\log g = \log \left(\frac{GM}{R^2} \right), \quad (2.3.5)$$

onde M é a massa do planeta em gramas e R é o raio do planeta em centímetros. Estes dados foram obtidos do banco de dados *NASA Exoplanet Archive*⁵, usando o *TOPCAT* (Taylor, 2005). Os erros das massas e dos raios foram calculados tomando a média aritmética dos erros superiores e inferiores. Os valores máximos e mínimos de $\log g$ foram de, respectivamente, 4,38 e 2,54 e a média foi de $3,22 \pm 0,39$. O valor de $\log g$ do modelo mais próximo da média seria 3,0. Entretanto, os modelos BT-Settl não têm espectros com temperaturas efetivas menores que 2000 K para $\log g = 3,0$. Portanto, optamos por usar $\log g = 3,5$ para os espectros dos planetas, visto que, para esse valor, os modelos abrangem o intervalo de temperatura desejado. Com isso, a única diferença entre cada espectro sintético adotado para os exoplanetas é a temperatura.

Os procedimentos seguintes são similares àqueles apresentados na Subseção 2.3.2. A única diferença está no cálculo dos fluxos relativos: dividimos cada espectro BT-Settl pelo espectro BT-NextGen (considerado para a estrela) e utilizamos a Equação 2.3.2. A obtenção dos pontos fotométricos sintéticos também parte dos mesmos métodos apresentados nas subseções anteriores. As melhores temperaturas de cor ajustadas e os índices empíricos seguindo cada método estão na Tabela 2.6.

TABELA 2.6. Melhores temperaturas de cor ajustadas obtidas através dos três métodos descritos nesta seção: apenas corpos negros, corpo negro para o planeta e BT-NextGen para a estrela, BT-Settl para o planeta e BT-NextGen para a estrela, representadas respectivamente por T_1 , T_2 e T_3 . As incertezas de T_1 e T_2 são de 10 K, pois esse é o valor do passo de temperatura usado no cálculo. A incerteza de T_3 é de 50 K, que é o passo da temperatura após a interpolação dos modelos BT-Settl. Também representamos os índices empíricos correspondentes às temperaturas, por IE_1 , IE_2 e IE_3 .

Exoplaneta	T_1 (K)	$IE_1 \times 10^{-4}$	T_2 (K)	$IE_2 \times 10^{-4}$	T_3 (K)	$IE_3 \times 10^{-4}$
CoRoT-1 b	2370	$0,2 \pm 7,0$	2240	$-3,0 \pm 7,0$	2400	$0,0 \pm 7,0$
CoRoT-2 b	1900	$5,0 \pm 4,0$	1810	$1,0 \pm 4,0$	1800	$6,0 \pm 4,0$
HAT-P-1 b	1500	$2,0 \pm 4,0$	1440	$1,0 \pm 4,0$	1400	$1,0 \pm 4,0$
HAT-P-2 b	2510	$-1,0 \pm 3,0$	2360	$-2,0 \pm 3,0$	2500	$-1,0 \pm 3,0$
HAT-P-3 b	1300	$-5,0 \pm 4,0$	1250	$-6,0 \pm 4,0$	1600	$-5,0 \pm 4,0$
HAT-P-4 b	1990	$-4,0 \pm 4,0$	1880	$-5,0 \pm 4,0$	2100	$-4,0 \pm 4,0$
HAT-P-5 b	1670	$3,0 \pm 4,0$	1590	$2,0 \pm 4,0$	1450	$3,0 \pm 4,0$
HAT-P-6 b	1760	$-3,0 \pm 3,0$	1670	$-4,0 \pm 3,0$	1850	$-3,0 \pm 3,0$

⁵Consultado em 20/08/2022 (<https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/docs/TAP/usingTAP.html>).

Tabela 2.6 – continuação da página anterior

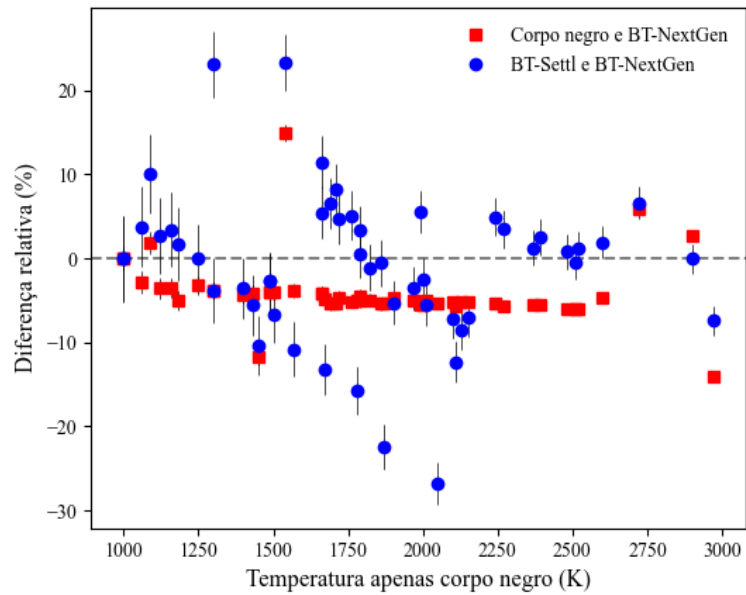
Exoplaneta	T_1 (K)	$IE_1 \times 10^{-4}$	T_2 (K)	$IE_2 \times 10^{-4}$	T_3 (K)	$IE_3 \times 10^{-4}$
HAT-P-7 b	2600	$4,0 \pm 4,0$	2480	$4,0 \pm 4,0$	2650	$4,0 \pm 4,0$
HAT-P-8 b	1710	$-4,0 \pm 3,0$	1620	$-5,0 \pm 3,0$	1850	$-4,0 \pm 3,0$
HAT-P-12 b	1000	$0,9 \pm 4,0$	1000	$-0,2 \pm 4,0$	1000	$1,0 \pm 4,0$
HAT-P-13 b	1790	$0,2 \pm 3,0$	1710	$-0,7 \pm 3,0$	1800	$0,1 \pm 3,0$
HAT-P-23 b	2240	$2,0 \pm 4,0$	2120	$-0,6 \pm 4,0$	2350	$2,0 \pm 4,0$
HAT-P-30 b	1860	$-2,0 \pm 3,0$	1760	$-3,0 \pm 3,0$	1850	$-1,0 \pm 3,0$
HAT-P-32 b	2100	$0,2 \pm 4,0$	1990	$-3,0 \pm 4,0$	1950	$1,0 \pm 4,0$
HAT-P-38 b	1490	$-0,2 \pm 4,0$	1430	$-1,0 \pm 4,0$	1450	$-0,7 \pm 4,0$
HD 149026 b	1660	$-1,0 \pm 3,0$	1590	$-2,0 \pm 3,0$	1850	$-1,0 \pm 3,0$
HD 189733 b	1250	$-2,0 \pm 3,0$	1210	$-4,0 \pm 3,0$	1250	$-4,0 \pm 3,0$
HD 209458 b	1490	$-1,0 \pm 3,0$	1430	$-2,0 \pm 3,0$	1450	$-1,0 \pm 3,0$
Kepler-5 b	2000	$-2,0 \pm 4,0$	1890	$-2,0 \pm 4,0$	1950	$-1,0 \pm 4,0$
Kepler-6 b	1870	$5,0 \pm 4,0$	1770	$4,0 \pm 4,0$	1450	$6,0 \pm 4,0$
Kepler-17 b	1970	$0,5 \pm 5,0$	1870	$-2,0 \pm 5,0$	1900	$0,8 \pm 5,0$
Qatar-1 b	1570	$7,0 \pm 7,0$	1510	$4,0 \pm 7,0$	1400	$6,0 \pm 7,0$
TrES-1 b	1120	$-2,0 \pm 4,0$	1080	$-3,0 \pm 4,0$	1150	$-2,0 \pm 4,0$
TrES-2 b	1780	$6,0 \pm 4,0$	1690	$4,0 \pm 4,0$	1500	$6,0 \pm 4,0$
TrES-3 b	1690	$-6,0 \pm 7,0$	1600	$-9,0 \pm 7,0$	1800	$-6,0 \pm 7,0$
TrES-4 b	1790	$-2,0 \pm 3,0$	1700	$-3,0 \pm 3,0$	1850	$-2,0 \pm 3,0$
WASP-1 b	2150	$-0,2 \pm 4,0$	2040	$-2,0 \pm 4,0$	2000	$0,8 \pm 4,0$
WASP-2 b	1430	$4,0 \pm 5,0$	1370	$2,0 \pm 5,0$	1350	$3,0 \pm 5,0$
WASP-3 b	2520	$4,0 \pm 5,0$	2370	$2,0 \pm 5,0$	2550	$3,0 \pm 5,0$
WASP-4 b	1720	$-5,0 \pm 5,0$	1640	$-8,0 \pm 5,0$	1800	$-6,0 \pm 5,0$
WASP-5 b	2010	$-0,1 \pm 5,0$	1910	$-2,0 \pm 5,0$	1900	$0,1 \pm 5,0$
WASP-6 b	1160	$-2,0 \pm 4,0$	1120	$-3,0 \pm 4,0$	1200	$-2,0 \pm 4,0$
WASP-7 b	1450	$-2,0 \pm 4,0$	1280	$-3,0 \pm 4,0$	1300	$-3,0 \pm 4,0$
WASP-8 b	1180	$-7,0 \pm 3,0$	1120	$-7,0 \pm 3,0$	1200	$-7,0 \pm 3,0$
WASP-10 b	1060	$-3,0 \pm 4,0$	1030	$-4,0 \pm 4,0$	1100	$-3,0 \pm 4,0$
WASP-12 b	2970	$-7,0 \pm 4,0$	2550	$-9,0 \pm 4,0$	2750	$-8,0 \pm 4,0$
WASP-14 b	2480	$0,6 \pm 3,0$	2330	$-0,4 \pm 3,0$	2500	$0,5 \pm 3,0$
WASP-18 b	2900	$6,0 \pm 4,0$	2980	$4,0 \pm 4,0$	2900	$5,0 \pm 4,0$
WASP-19 b	2390	$2,0 \pm 5,0$	2260	$-3,0 \pm 5,0$	2450	$0,0 \pm 5,0$
WASP-24 b	2130	$1,0 \pm 4,0$	2020	$-0,2 \pm 4,0$	1950	$2,0 \pm 4,0$
WASP-26 b	1820	$-0,7 \pm 4,0$	1730	$-2,0 \pm 4,0$	1800	$-0,5 \pm 4,0$
WASP-39 b	1090	$-3,0 \pm 4,0$	1110	$-3,0 \pm 4,0$	1200	$-2,0 \pm 4,0$
WASP-43 b	1540	$-8,0 \pm 4,0$	1770	$-9,0 \pm 4,0$	1900	$-6,0 \pm 4,0$
WASP-48 b	2270	$0,7 \pm 4,0$	2140	$-0,8 \pm 4,0$	2350	$0,7 \pm 4,0$
WASP-77 A b	1660	$-0,1 \pm 3,0$	1590	$-2 \pm 3,0$	1750	$0,0 \pm 3,0$

Tabela 2.6 – continuação da página anterior

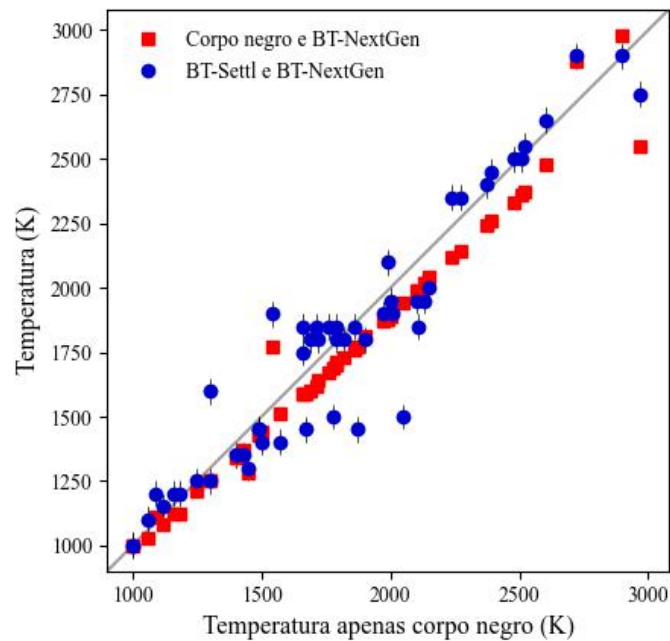
Exoplaneta	T_1 (K)	$IE_1 \times 10^{-4}$	T_2 (K)	$IE_2 \times 10^{-4}$	T_3 (K)	$IE_3 \times 10^{-4}$
WASP-80 b	1000	$-0,9 \pm 3,0$	1000	$-3,0 \pm 3,0$	1000	$-0,3 \pm 3,0$
WASP-103 b	2720	$9,0 \pm 5,0$	2880	$6,0 \pm 5,0$	2900	$7,0 \pm 5,0$
XO-1 b	1300	$-0,2 \pm 3,0$	1250	$-1,0 \pm 3,0$	1250	$-0,5 \pm 3,0$
XO-2 N b	1400	$-1,0 \pm 4,0$	1340	$-2,0 \pm 4,0$	1350	$-2,0 \pm 4,0$
XO-3 b	2110	$2,0 \pm 3,0$	1990	$1,0 \pm 3,0$	1850	$2,0 \pm 3,0$
XO-4 b	2050	$6,0 \pm 3,0$	1940	$5,0 \pm 3,0$	1500	$6,0 \pm 3,0$

2.3.4 Comparação entre as melhores temperaturas de cor ajustadas

Para cada abordagem, obtivemos as melhores temperaturas de cor ajustadas, conforme os procedimentos descritos nas subseções anteriores e comparamo-las na Figura 2.5(a). As temperaturas de cor calculadas usando modelos BT-NextGen para as estrelas e corpo negro para os exoplanetas não diferem muito da abordagem que usa apenas corpos negros, com uma diferença relativa média de $-4,06 \pm 3,92\%$. Entretanto, à medida que a temperatura aumenta, começa-se a observar um aumento na diferença relativa.



(a) Diferenças relativas entre as temperaturas de cor das abordagens.



(b) Comparação entre as temperaturas de cor das abordagens.

FIGURA 2.5. Comparação entre as melhores temperaturas de cor ajustadas usando as diferentes abordagens. Painel superior: diferenças relativas entre as abordagens. A linha tracejada representa a diferença relativa nula, indicando que a abordagem em questão estaria completamente de acordo com àquela que usa somente corpos negros. As barras de erros dos quadrados vermelhos (corpos negros para os planetas e modelos BT-NextGen para as estrelas) são menores que o tamanho do símbolo (com um valor médio de 0,82). Painel inferior: comparação entre as temperaturas de cor das duas abordagens que usam modelos e as temperaturas do modelo simples que usa apenas corpos negros.

Para a abordagem com modelos para ambos objetos (círculos azuis), podemos ver na Figura 2.5(b) que a temperatura de cor se aproxima daquela obtida pela abordagem

de corpos negros nos intervalos entre 1000 K até 1500 K e aproximadamente 2200 K até 2600 K, com desvios mínimos de 0 K e 20 K, respectivamente. Para temperaturas intermediárias, há um desvio máximo de 440 K. A média da diferença relativa das temperaturas de cor usando modelos mais realistas (ou seja, desconsiderando a hipótese de corpos negros) é de aproximadamente -0,84%, com desvio padrão de 8,94%, indicando um espalhamento dos dados aproximadamente duas vezes maior que a abordagem mais simples, que considera corpos negros para os planetas e modelos BT-NextGen para as estrelas. Podemos entender estas grandes diferenças que aumentam o espalhamento como a subestimação da complexidade de alguns exoplanetas da nossa amostra ao considerá-los como corpos negros, sendo que eles podem não ser bem descritos por esse modelo.

2.4 Cálculo da métrica de Wallack et al. (2021)

Além do índice empírico proposto por Knutson et al. (2010), a métrica de Wallack et al. (2021) pode ser útil para o estudo das atmosferas dos Júpiteres quentes. Para reproduzir essa métrica, nós calculamos a temperatura de equilíbrio, a partir do método utilizado por Baxter et al. (2020) e descrito a seguir, para 85 Júpiteres quentes do total de 93 da nossa amostra que possuem simultaneamente informações sobre as temperaturas de brilho em 3,6 e 4,5 μm e os parâmetros planetários e estelares necessários para realizar o cálculo. A temperatura de equilíbrio é dada por:

$$T_{\text{eq}} = T_{\text{ef}}[f(1 - A_B)]^{1/4} \sqrt{\frac{R_s}{2a}}, \quad (2.4.1)$$

onde T_{ef} é a temperatura efetiva da estrela, A_B é o albedo Bond (fração da radiação devolvida para o espaço pelo planeta), f é o fator de recirculação (ver Subseção 1.3.2), R_s é o raio da estrela e a é o semi-eixo maior da órbita do planeta. Considerando albedo nulo e $f = 1/4$, ou seja, recirculação isotrópica, a Equação 2.4.1 transforma-se em:

$$T_{\text{eq}} = T_{\text{ef}}(1/4)^{1/4} \sqrt{\frac{R_s}{2a}}. \quad (2.4.2)$$

A Figura 2.6 ilustra a comparação entre a temperatura de equilíbrio calculada para os mesmos exoplanetas citados em Baxter et al. (2020) e as temperaturas de equilíbrio

calculadas por esses autores. Obtivemos um ótimo acordo, com um coeficiente de correlação Pearson $r \simeq 0.983^6$ e coeficiente angular $a \simeq 0,97 \pm 0,03$. Não encontramos as mesmas temperaturas de equilíbrio que Baxter et al. (2020), pois no artigo constava apenas um parâmetro (temperatura efetiva da estrela) dos três necessários para fazer o cálculo. Sendo assim, os parâmetros utilizados neste cálculo foram obtidos através de uma correspondência entre a tabela com os identificadores de cada estrela e exoplaneta da nossa amostra e a base de dados *NASA Exoplanet Archive* com o uso do *TOPCAT* (Taylor, 2005). Aplicamos o cálculo para o restante da amostra e obtivemos as temperaturas de equilíbrio listadas na Tabela 2.4.

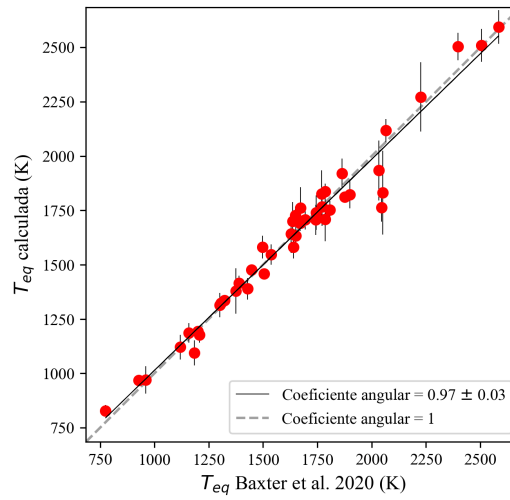


FIGURA 2.6. Verificação do cálculo da temperatura de equilíbrio usando o método de Baxter et al. (2020). A linha preta representa o ajuste linear dos dados. A linha cinza tracejada representa uma reta com coeficiente angular igual a um, para comparação. O coeficiente angular do ajuste foi de $a \simeq 0,97 \pm 0,03$, mostrando um ótimo acordo.

Com as temperaturas de equilíbrio determinadas, nós calculamos a métrica proposta por Wallack et al. (2021) utilizando as temperaturas de brilho em $3,6 \mu\text{m}$ e $4,5 \mu\text{m}$ da seguinte maneira:

$$\text{métrica} = \frac{T_b(3,6 \mu\text{m})}{T_{\text{eq}}} - \frac{T_b(4,5 \mu\text{m})}{T_{\text{eq}}}, \quad (2.4.3)$$

onde $T_b(3,6 \mu\text{m})$ é a temperatura de brilho na banda $3,6 \mu\text{m}$, $T_b(4,5 \mu\text{m})$ é a temperatura de brilho na banda $4,5 \mu\text{m}$ e T_{eq} é a temperatura de equilíbrio. As temperaturas de brilho usadas podem ser encontradas na Tabela 2.2, as temperaturas de equilíbrio

⁶ $r = 0$: não há correlação linear entre os dados, mas pode haver outro tipo de correlação; $r = -1$: correlação perfeita com coeficiente angular negativo; $r = 1$: correlação perfeita com coeficiente angular positivo.

estão na Tabela 2.4 e os valores calculados para a métrica constam na Tabela 2.7. Assim como em todos os outros cálculos, as incertezas foram calculadas usando o pacote *Uncertainties* em Python. Para os exoplanetas HAT-P-12 b, HAT-P-38 b e WASP-72 b, nós não calculamos a incerteza da métrica, pois as incertezas das temperaturas de brilho estavam ausentes na literatura.

TABELA 2.7. Métrica de Wallack et al. (2021) calculada para os exoplanetas da nossa amostra.

Exoplaneta	Métrica
CoRoT-1 b	$0,04 \pm 0,08$
CoRoT-2 b	$-0,02 \pm 0,03$
HAT-P-1 b	$-0,05 \pm 0,08$
HAT-P-2 b	$0,14 \pm 0,07$
HAT-P-3 b	$0,20 \pm 0,10$
HAT-P-4 b	$0,22 \pm 0,08$
HAT-P-5 b	$-0,05 \pm 0,10$
HAT-P-6 b	$0,16 \pm 0,04$
HAT-P-7 b	$-0,2 \pm 0,10$
HAT-P-8 b	$0,20 \pm 0,04$
HAT-P-12 b	-0,01
HAT-P-13 b	$0,03 \pm 0,20$
HAT-P-19 b	$0,17 \pm 0,09$
HAT-P-20 b	$0,02 \pm 0,04$
HAT-P-23 b	$0,01 \pm 0,06$
HAT-P-30 b	$0,09 \pm 0,10$
HAT-P-32 b	$0,02 \pm 0,03$
HAT-P-33 b	$0,05 \pm 0,07$
HAT-P-38 b	0,07
HAT-P-40 b	$0,10 \pm 0,10$
HAT-P-41 b	$-0,00 \pm 0,09$
HD 149026 b	$0,18 \pm 0,03$
HD 189733 b	$0,10 \pm 0,01$
HD 209458 b	$0,07 \pm 0,03$
KELT-2 A b	$0,12 \pm 0,08$
KELT-3 b	$0,16 \pm 0,10$
KELT-7 b	$0,05 \pm 0,05$
Kepler-5 b	$0,10 \pm 0,10$
Kepler-6 b	$-0,20 \pm 0,20$
Kepler-12 b	$0,20 \pm 0,10$
Kepler-17 b	$0,04 \pm 0,07$
KOI-13 b	$-0,10 \pm 0,10$
Qatar-1 b	$-0,10 \pm 0,10$
TrES-1 b	$0,10 \pm 0,10$
TrES-2 b	$-0,10 \pm 0,07$
TrES-3 b	$0,11 \pm 0,08$
TrES-4 b	$0,09 \pm 0,06$
WASP-1 b	$-0,16 \pm 0,07$

Exoplaneta	Métrica
WASP-2 b	$-0,30 \pm 0,10$
WASP-3 b	$-0,05 \pm 0,08$
WASP-4 b	$0,11 \pm 0,06$
WASP-5 b	$0,05 \pm 0,09$
WASP-6 b	$0,11 \pm 0,09$
WASP-7 b	$0,10 \pm 0,10$
WASP-8 b	$0,42 \pm 0,09$
WASP-10 b	$0,07 \pm 0,05$
WASP-12 b	$0,15 \pm 0,08$
WASP-14 b	$0,02 \pm 0,06$
WASP-18 b	$-0,11 \pm 0,04$
WASP-19 b	$0,12 \pm 0,10$
WASP-24 b	$0,02 \pm 0,06$
WASP-26 b	$0,06 \pm 0,07$
WASP-33 b	$-0,04 \pm 0,05$
WASP-36 b	$-0,10 \pm 0,50$
WASP-39 b	$0,14 \pm 0,08$
WASP-43 b	$0,18 \pm 0,07$
WASP-46 b	$-0,40 \pm 0,50$
WASP-48 b	$0,02 \pm 0,06$
WASP-62 b	$0,30 \pm 0,20$
WASP-63 b	$0,09 \pm 0,10$
WASP-64 b	$0,30 \pm 0,20$
WASP-65 b	$0,40 \pm 0,40$
WASP-67 b	$-0,20 \pm 0,10$
WASP-69 b	$0,15 \pm 0,02$
WASP-72 b	0,07
WASP-74 b	$-0,06 \pm 0,08$
WASP-76 b	$-0,04 \pm 0,04$
WASP-77 A b	$0,05 \pm 0,07$
WASP-78 b	$0,09 \pm 0,10$
WASP-79 b	$0,01 \pm 0,10$
WASP-80 b	$0,00 \pm 0,05$
WASP-87 b	$-0,08 \pm 0,10$
WASP-94 A b	$0,09 \pm 0,10$
WASP-97 b	$0,10 \pm 0,10$
WASP-100 b	$-0,10 \pm 0,10$
WASP-101 b	$0,10 \pm 0,10$
WASP-103 b	$-0,10 \pm 0,10$
WASP-104 b	$-0,04 \pm 0,20$
WASP-121 b	$-0,03 \pm 0,04$
WASP-127 b	$0,06 \pm 0,04$
WASP-131 b	$0,20 \pm 0,10$
XO-1 b	$0,03 \pm 0,04$
XO-2 N b	$0,10 \pm 0,10$
XO-3 b	$-0,04 \pm 0,03$

Exoplaneta	Métrica
XO-4 b	$-0,27 \pm 0,07$

Neste capítulo, apresentamos todos os cálculos feitos durante o trabalho. Calculamos as temperaturas de brilho, temperaturas de equilíbrio, a radiação incidente, os índices empíricos para três abordagens diferentes (Knutson et al., 2010) e a métrica de Wallack et al. (2021). No próximo capítulo, iremos mostrar os nossos resultados e compará-los com trabalhos anteriores.

Capítulo 3

Discussão dos resultados

3.1 Relação entre a temperatura de brilho e a atividade estelar

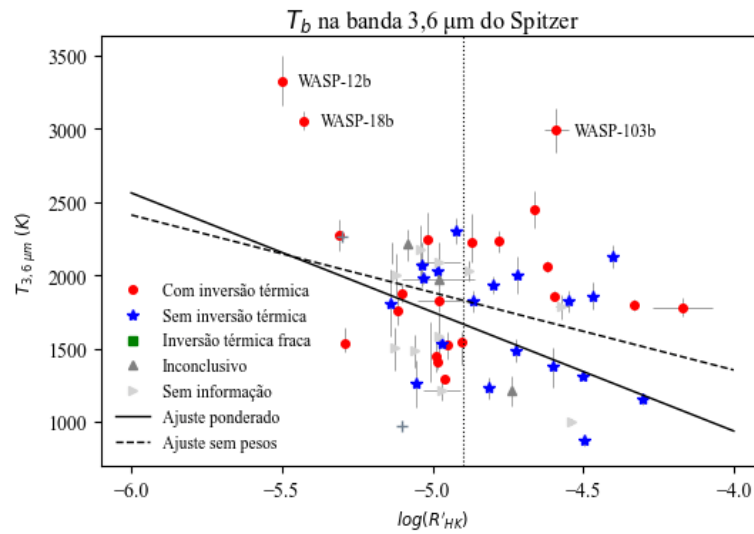
Dos 93 Júpiteres quentes da nossa amostra, 60 possuem simultaneamente informação sobre atividade estelar e temperatura de brilho em pelo menos uma das bandas escolhidas. Em comparação com trabalhos anteriores (Knutson et al., 2010; Cruz et al., 2017), obtivemos uma amostra consideravelmente maior. A partir dessa subamostra, fizemos a análise da temperatura de brilho com respeito à atividade estelar, representada pelo índice $\log R'_{\text{HK}}$, para quatro bandas do Spitzer (3,6 μm , 4,5 μm , 5,8 μm e 8,0 μm) e três bandas do infravermelho próximo (J, H e Ks). Vale mencionar que as bandas do Spitzer em 3,6 e 4,5 μm são as que possuem maior número de dados disponíveis. Fizemos um ajuste linear simples dos nossos dados com a função *linregress* do pacote Spicy em Python (Virtanen et al., 2020). Além disso, fizemos um ajuste linear ponderado que considera as incertezas das temperaturas de brilho e fornece coeficientes angulares e lineares e suas respectivas incertezas. Os resultados dos dois ajustes estão na Tabela 3.1, assim como os coeficientes de correlação Pearson r .

Na Figura 3.1, verificamos a presença de uma correlação linear com inclinação negativa (com exceção das bandas J e K, que não são mostradas porque possuem apenas 2 pontos), mostrando que a temperatura de brilho do planeta tende a diminuir para estrelas mais ativas. Esse resultado valida estudos anteriores (e.g., Knutson et al., 2010; Cruz et al., 2017) e mostra-se importante, visto que estamos considerando mais bandas

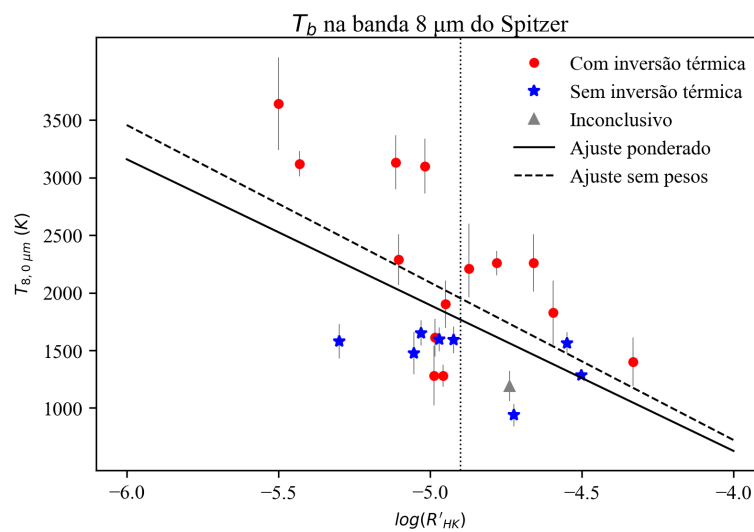
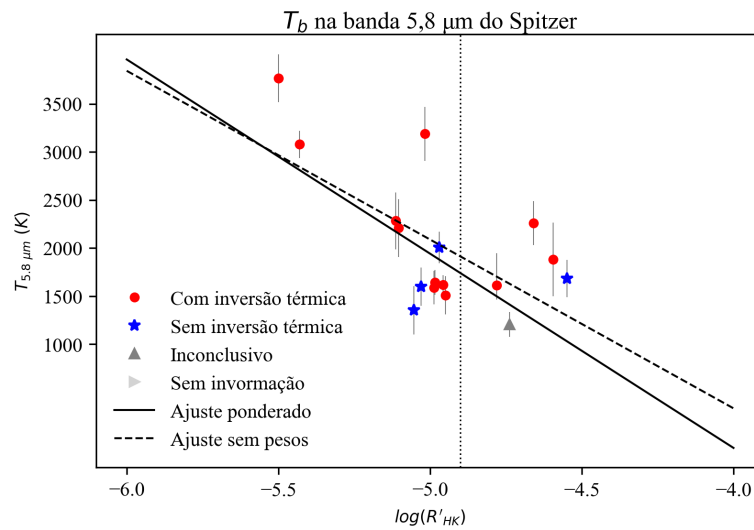
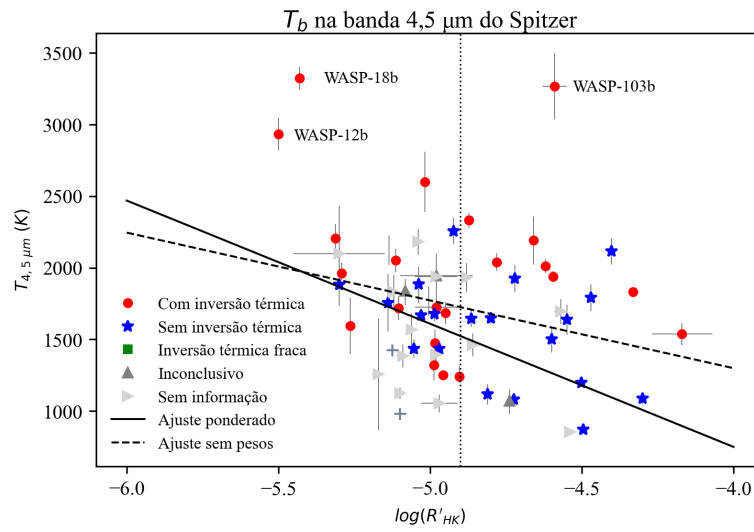
TABELA 3.1. Coeficientes angulares a e lineares b para os dois tipos de ajustes calculados para os dados de temperatura de brilho e índice de atividade das seis bandas consideradas: 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm do Spitzer e H e Ks do infravermelho próximo. Também representamos o coeficiente de correlação Pearson r para o ajuste simples.

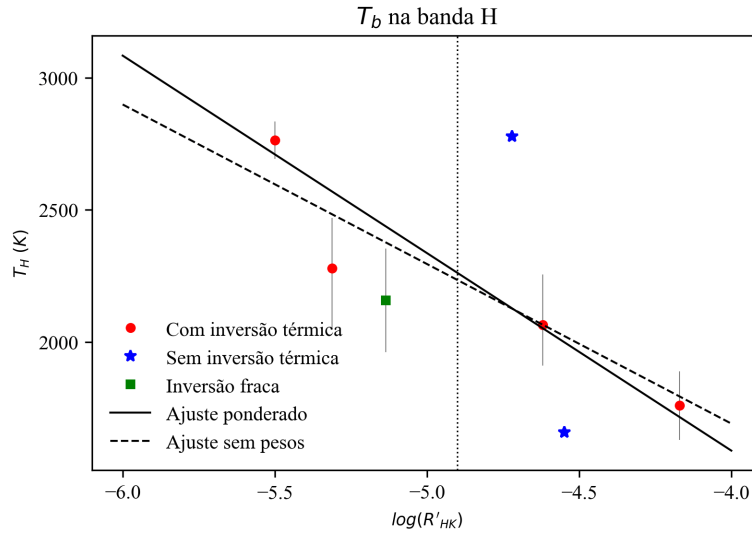
Figura	Banda	a	b	r	Ajuste
3.1(a)	3,6 μm	-529 ± 222	-765 ± 1088	-0,305	simples
		-810 ± 25	-2310 ± 55		ponderado
3.1(b)	4,5 μm	-473 ± 220	-594 ± 1082	-0,265	simples
		-860 ± 22	-2690 ± 48		ponderado
3.1(c)	5,8 μm	-1756 ± 553	-6692 ± 2749	-0,634	simples
		-2020 ± 191	-8164 ± 426		ponderado
3.1(d)	8,0 μm	-1461 ± 453	-5260 ± 2231	-0,575	simples
		-1180 ± 66	-4030 ± 141		ponderado
3.1(e)	H	-604 ± 318	-728 ± 1552	-0,647	simples
		-748 ± 105	-1405 ± 237		ponderado
3.1(f)	Ks	-522 ± 209	-302 ± 1016	-0,479	simples
		-832 ± 48	-1868 ± 106		ponderado

fotométricas, além de uma amostra consideravelmente maior. Com isso, podemos sugerir que a temperatura de brilho dos Júpiteres quentes que orbitam estrelas menos ativas será maior nas bandas estudadas e isso resultará em um contraste maior da temperatura de equilíbrio entre os hemisférios diurno e noturno (Fortney et al., 2008). Apesar de haver uma correlação visual em todas as bandas na Figura 3.1, apenas as Figuras 3.1(c) e 3.1(e), que mostram as bandas 5,8 μm e H, apresentam coeficientes Pearson maiores que 0,6, indicando correlações boas. Além disso, não encontramos uma separação clara entre exoplanetas com e sem inversão e estrelas ativas e inativas, contrariando a hipótese de que as moléculas presentes nas atmosferas desses objetos, responsáveis pela absorção e formação de inversão térmica, seriam destruídas pelo fluxo ultravioleta intenso das estrelas mais ativas.

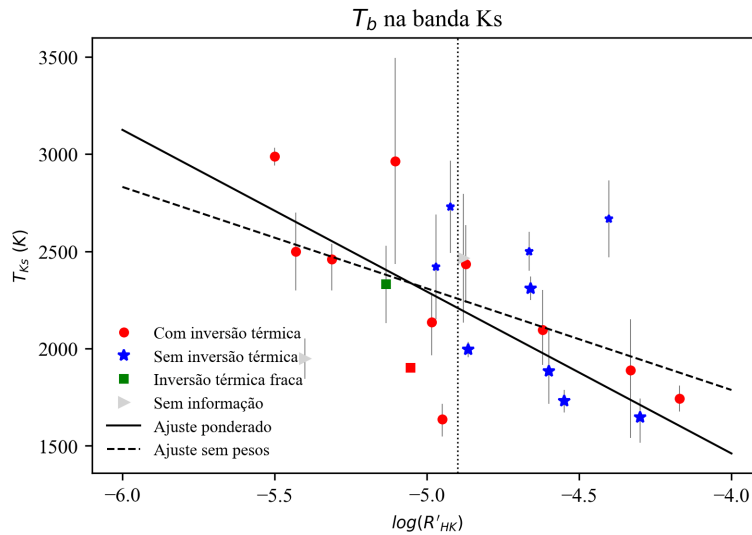


(a)





(e)



(f)

FIGURA 3.1. Relação entre a temperatura de brilho nas bandas consideradas e o índice de atividade cromosférica estelar. A linha sólida representa o ajuste linear ponderado, que considera as incertezas da temperatura de brilho. A linha tracejada representa o ajuste linear simples. Omitimos os gráficos das bandas J e K por não serem estatisticamente relevantes (contêm apenas dois pontos). A linha pontilhada em $\log R'_{HK} = -4,9$ representa a separação entre estrelas ativas ($\log R'_{HK} > -4,9$) e inativas ($\log R'_{HK} < -4,9$).

Nas Figuras 3.1(a) e 3.1(b), três exoplanetas parecem não seguir a mesma distribuição do restante dos objetos, portanto, cabe uma investigação para entender o que pode ter causado este afastamento. O primeiro fato a se notar é que todos os três exoplanetas em questão apresentam temperaturas de equilíbrio muito altas ($T_{eq} > 2000$ K), conhecidos na literatura como Júpiteres ultra quentes (Fortney et al., 2008). Em seguida, veremos mais detalhes sobre cada exoplaneta:

- **WASP-103 b:** este é um objeto que se encaixa na classificação de Júpiter ultra quente (Fortney et al., 2008) com apenas 1 dia de período orbital e com $T_{\text{eq}} > 2500$ K, uma das maiores temperaturas de equilíbrio registradas entre os exoplanetas gigantes gasosos (Lendl et al., 2017). Alguns autores sugerem que WASP-103 b seja o Júpiter quente com assinatura de deformação mais alta na sua curva de luz (Barros et al., 2022), ou seja, os tempos de entrada e saída são afetados pelo formato não esférico do planeta, causando anomalias na curva de luz (Correia, 2014); Além disso, está a uma separação de menos que 1,2 vezes o limite de Roche¹, apresentando um formato abaulado (Lendl et al., 2017). E a atividade cromosférica da estrela hospedeira é mais pronunciada devido à interação com o exoplaneta (Staab et al., 2017b). Dessa forma, por ser um exoplaneta em uma configuração orbital extrema, o índice $\log R'_{\text{HK}}$ acaba sendo superestimado e carrega o exoplaneta para a região das estrelas mais ativas nas Figuras 3.1(a) e 3.1(b).
- **WASP-12 b e WASP-18 b:** Esses dois exoplanetas interagem fortemente com suas estrelas hospedeiras por força de maré. Dados recentes indicam que tanto WASP-18 b quanto WASP-12 b apresentam decaimento orbital (Maciejewski et al., 2018; Rosário et al., 2022). A transferência de momento angular entre a estrela e o planeta faz com que o período orbital diminua (existe um atraso entre as marés visto que a estrela gira menos rapidamente que o planeta) e isso resulta em um movimento espiral em direção à estrela. Esse efeito causa um aumento na rotação da estrela e na atividade cromosférica. Entretanto, tanto WASP-12 quanto WASP-18 são estrelas inativas. Ademais, Peng et al. (2022) argumentam que com o encurtar da órbita, as camadas mais externas da atmosfera evaporam e isso pode dificultar a determinação da presença e ausência de inversão térmica (Peng et al., 2022). Porém, WASP-12 b e WASP-18 b possuem inversão térmica. Sendo assim, por enquanto não é possível determinar se ambos os exoplanetas são de fato pontos discrepantes.

Para quantificar o efeito dos possíveis pontos discrepantes nos ajustes das Figuras 3.1(a) e 3.1(b), refizemos os cálculos excluindo-os e obtivemos os resultados listados na Tabela 3.2.

¹O limite de Roche é a distância máxima do centro de um astro que domina gravitacionalmente o espaço ao seu redor, que um objeto pode chegar antes de ser despedaçado por meio de forças de maré. (<http://astro.if.ufrgs.br/fordif/node7.htm>)

TABELA 3.2. Coeficientes angulares a e lineares b , excluindo os pontos discrepantes WASP-12 b, WASP-18 b e WASP-103 b, para os dois tipos de ajustes calculados para os dados de temperatura de brilho e índice de atividade das seis bandas consideradas: 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm do Spitzer e H e Ks do infravermelho próximo. Também representamos o coeficiente de correlação r para os ajustes simples.

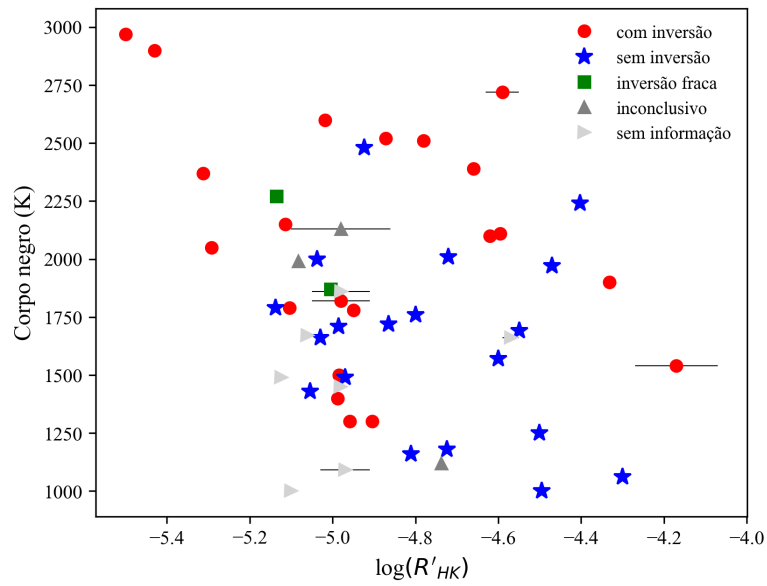
Figura	Banda	a	b	r	Ajuste
3.1(a)	3,6 μm	-283 ± 200	372 ± 977	-0,192	simples
		-656 ± 27	-1600 ± 58		ponderado
3.1(b)	4,5 μm	-289 ± 190	241 ± 929	-0,196	simples
		-739 ± 23	-2140 ± 50		ponderado

Comparando os valores da Tabela 3.2 com os da Tabela 3.1, verificamos que após retirar os pontos discrepantes, o coeficiente de correlação r diminui, indicando que houve um enfraquecimento da correlação entre a temperatura de brilho e o índice de atividade tanto para 3,6 μm quanto para 4,5 μm . Ademais, o ajuste linear é afetado pelos exoplanetas WASP-12 b e WASP-18 b de tal forma que a reta é trazida para temperaturas de brilho mais altas na região das estrelas inativas ou pouco ativas. Concluímos que a correlação previamente sugerida parece não se sustentar e esses exoplanetas provavelmente não configuram pontos discrepantes.

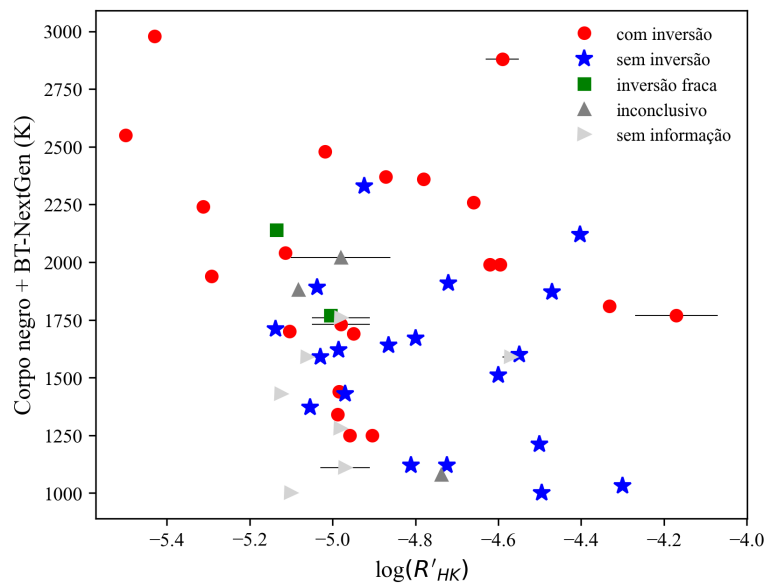
Nós também analisamos o comportamento das melhores temperaturas de cor ajustadas em relação ao índice de atividade $\log R'_{\text{HK}}$ (ver Figura 3.2). Os resultados dos ajustes linear e ponderado incluindo toda a amostra constam na Tabela 3.3. Em comparação com a Tabela 3.1, todos os coeficientes Pearson r estão abaixo de 0,6, representando uma correlação improvável entre esses parâmetros.

TABELA 3.3. Coeficientes angulares a e lineares b para os dois tipos de ajustes calculados para as temperaturas de cor obtidas pelas três abordagens e o índice $\log R'_{\text{HK}}$. Também representamos o coeficiente de correlação r para os ajustes simples.

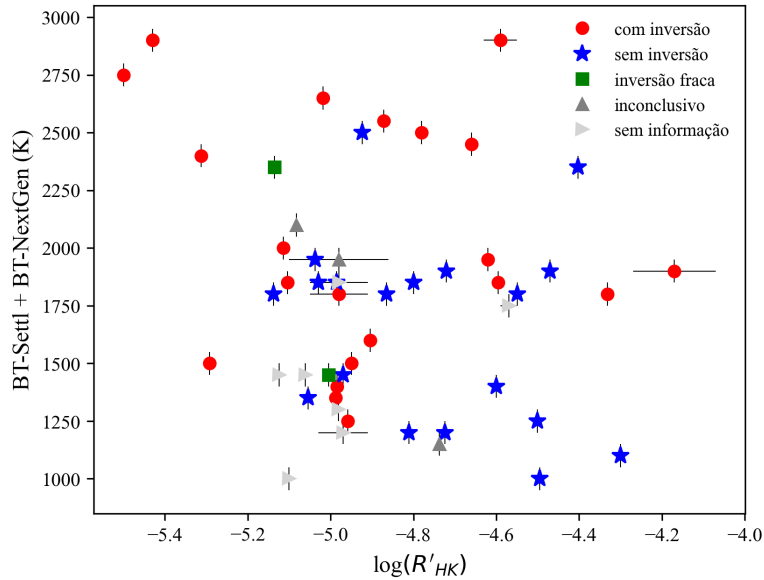
Figura	Abordagem	a	b	r	Ajuste
3.2(a)	Apenas corpo negro	-488 ± 236	-558 ± 1151	-0,280	simples
		-488 ± 5	-558 ± 11		ponderado
3.2(b)	Corpo negro e BT-NextGen	-373 ± 227	-76 ± 1110	-0,226	simples
		-372 ± 5	-76 ± 11		ponderado
3.2(c)	BT-Settl e BT-NextGen	-322 ± 244	227 ± 1189	-0,184	simples
		-322 ± 24	227 ± 54		ponderado



(a) Melhor temperatura de cor ajustada calculada usando apenas modelos de corpos negros para representar os planetas e as estrelas.



(b) Melhor temperatura de cor ajustada calculada usando modelos de corpos negros para os planetas e os modelos BT-NextGen para as estrelas.

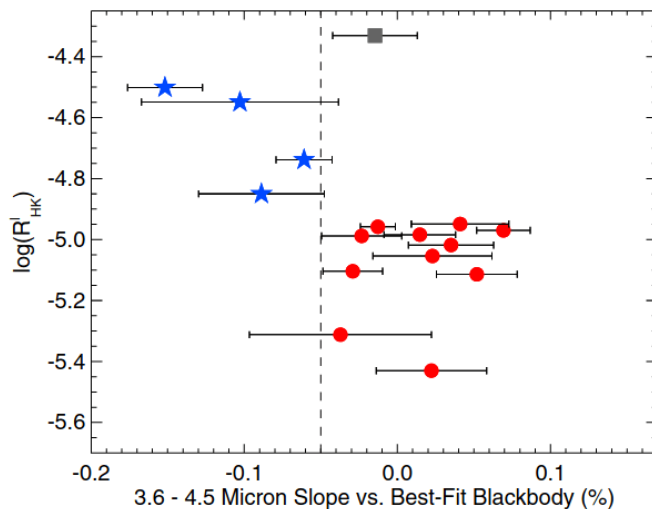


(c) Melhor temperatura de cor ajustada calculada usando os modelos BT-Settl para os planetas e os modelos BT-NextGen para as estrelas.

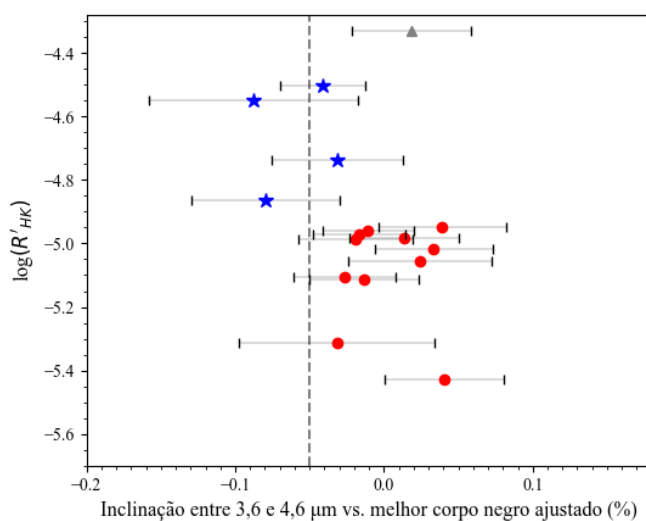
FIGURA 3.2. Relação entre as melhores temperaturas de cor ajustadas para as três abordagens e o índice de atividade cromosférica estelar. As temperaturas não são temperaturas de brilho, mas de cor, pois são obtidas através dos cálculos envolvendo as profundidades dos eclipses em 3,6 e 4,5 μm para cada abordagem.

3.2 Análise do índice empírico proposto por Knutson et al. (2010)

Analisamos a atividade estelar em função do índice empírico definido por Knutson et al. (2010), explicado na Seção 2.3. Nós reproduzimos o índice partindo de duas abordagens diferentes: usando espectro sintético para as estrelas e corpos negros para os exoplanetas (mesmo método usado por Knutson et al. 2010) e usando espectros sintéticos para ambos objetos. Usando apenas a mesma amostra de Knutson et al. (2010), conseguimos reproduzi-lo satisfatoriamente no primeiro caso, mostrado na Figura 3.3(b), tendo em vista que não foi possível utilizar os mesmos parâmetros, pois os valores de $\log g$ tiveram que ser retirados de outros artigos da literatura, uma vez que estavam ausentes no artigo de Knutson et al. (2010) e os índices de atividade parecem diferir também.



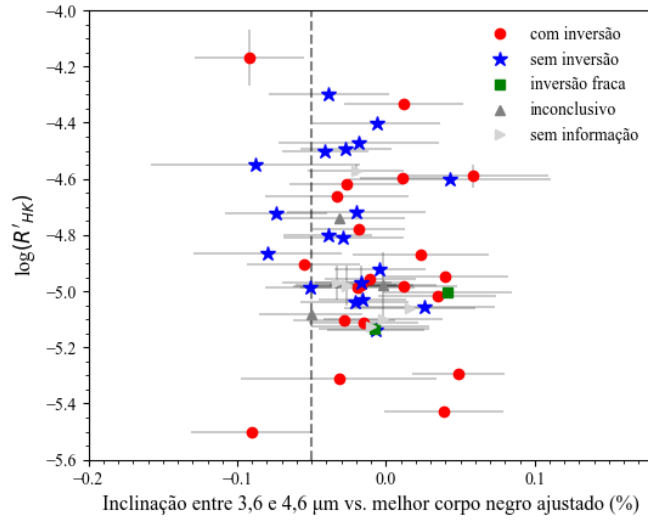
(a) Knutson et al. (2010), Figura 5.



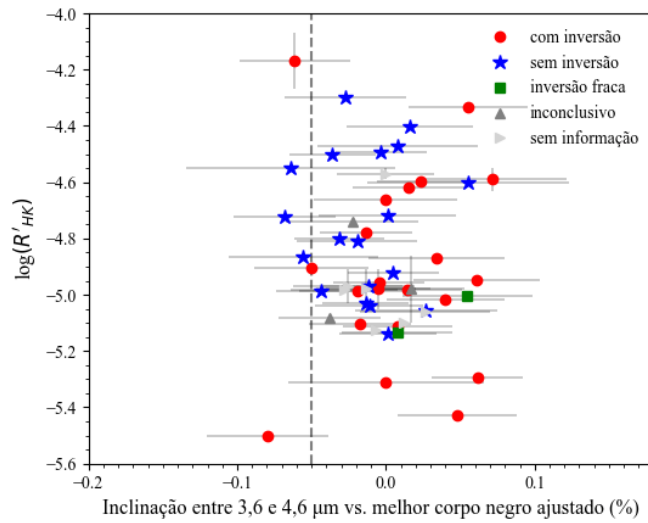
(b) Nosso trabalho.

FIGURA 3.3. Comparação entre o gráfico original de Knutson et al. (2010) (painel 3.3(a)) e a nossa reprodução (painel 3.3(b)). Estamos mostrando apenas as mesmas estrelas utilizadas por Knutson et al. (2010). A linha vertical tracejada onde o valor do índice empírico é $-0,05$ representa a separação entre exoplanetas com inversão (círculos vermelhos) e sem inversão (estrelas azuis).

Calculando o índice com a nossa amostra (ver Figura 3.4), verificamos que, em média, os exoplanetas sem inversão possuem valores mais negativos para o índice empírico, sugerindo maior fluxo em $3,6 \mu\text{m}$ e menor fluxo em $4,5 \mu\text{m}$ em comparação com os valores previstos pelos modelos de corpos negros, enquanto exoplanetas com inversão tendem a ter valores mais positivos, indicando o comportamento inverso.



(a) Índice empírico usando corpos negros para os planetas e modelos BT-NextGen para as estrelas.



(b) Índice empírico usando modelos BT-Settl para os planetas e BT-NextGen para as estrelas.

FIGURA 3.4. Reprodução do índice empírico proposto por Knutson et al. (2010), utilizando dados atuais e mantendo a mesma escala no eixo x. Não conseguimos manter a escala no eixo y porque temos estrelas mais ativas na amostra. A Figura 3.4(a) foi obtida usando o mesmo método que Knutson et al. (2010), enquanto a Figura 3.4(b) é uma nova abordagem, onde usamos modelos BT-Settl para os planetas. Usamos os mesmos símbolos da Figura 3.1 para manter a coesão. A linha tracejada representa a separação dos exoplanetas com e sem inversão verificada por Knutson et al. (2010). A separação anterior não é mais observada de forma tão clara nas duas figuras.

A média do índice empírico dos exoplanetas com e sem inversão para as duas abordagens está na Tabela 3.4. Primeiro, vamos analisar a abordagem que utiliza corpo negro para o planeta e modelos BT-NextGen para a estrela. Dos exoplanetas sem inversão, 89% possuem valores negativos do índice empírico, correspondendo a 17 objetos

do total de 19. Por outro lado, dos exoplanetas com inversão, apenas 9 objetos do total de 21 apresentam valores positivos do índice empírico, resultando em uma população de 43%. Dos exoplanetas com a informação de inversão ausente ou inconclusiva (totalizando 12 objetos), 83% possuem valores negativos do índice, enquanto 17% possuem valores positivos. Temos valores diferentes quando analisamos a abordagem que usa modelos BT-Settl para o planeta e BT-NextGen para a estrela. Vemos que 63% dos exoplanetas sem inversão apresentam valores negativos do índice empírico. Já 57% dos exoplanetas com inversão apresentam valores positivos. Para o restante dos exoplanetas, 58% possuem índice empírico negativo, enquanto 42% possuem índice positivo. Essas comparações estão ilustradas na Figura 3.5, para as duas abordagens, onde os exoplanetas sem inversão estão representados por tons de azul, enquanto os exoplanetas com inversão estão representados por tons de verde.

Verificamos que a separação entre os exoplanetas com e sem inversão é ainda menos clara quando introduzimos os modelos BT-Settl para os planetas, mesmo que a diferença não seja imediata ao comparar os painéis a e b da Figura 3.4. Sendo assim, estes resultados mostram não haver mais uma separação tão bem definida quanto a que foi observada por Knutson et al. (2010).

TABELA 3.4. Média dos índices empíricos para exoplanetas com e sem inversão para as duas abordagens.

Abordagem	Média com inversão	Média sem inversão
Corpo negro e BT-NextGen	$-0,0001 \pm 0,0004$	$-0,0003 \pm 0,0003$
BT-Settl e BT-NextGen	$0,0001 \pm 0,0004$	$-0,0001 \pm 0,0003$

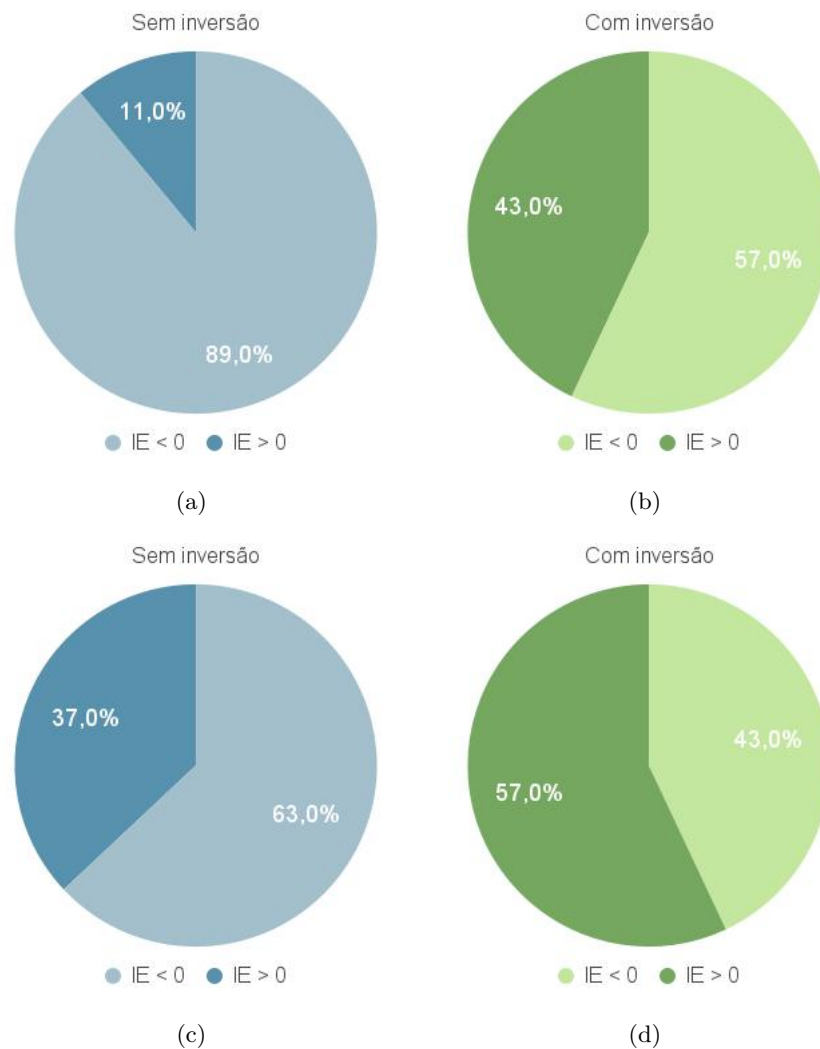


FIGURA 3.5. Porcentagens dos exoplanetas com inversão (em tons de verde) e sem inversão (em tons de azul) que apresentam valores positivos e negativos para o índice empírico de Knutson et al. (2010). Painel superior: abordagem usando corpos negros para os planetas e modelos BT-NextGen para as estrelas. Painel inferior: abordagem usando modelos BT-Settl para os planetas e modelos BT-NextGen para as estrelas. As cores escuras representam as frações positivas dos índices empíricos (IE) e as cores claras representam as frações negativas para cada caso.

Segundo Knutson et al. (2010), a razão para os exoplanetas com inversão térmica apresentarem valores mais positivos do índice e exoplanetas sem inversão apresentarem o comportamento contrário está relacionada com a presença de moléculas que mudam de emissão para absorção, alterando o fluxo relativo em cada banda. As moléculas de água e gás carbônico atuam principalmente na banda $4,5 \mu\text{m}$, tendo pouco ou nenhum efeito na banda $3,6 \mu\text{m}$. Dessa forma, os efeitos moleculares colocam exoplanetas com inversão para regiões mais positivas, onde a banda $4,5 \mu\text{m}$ é mais brilhante e os exoplanetas sem inversão são levados para regiões mais negativas, onde a banda $3,6 \mu\text{m}$ é mais brilhante.

3.2.1 Comparação entre os índices

A melhor temperatura de cor ajustada é utilizada para calcular o fluxo de corpo negro do planeta que será posteriormente utilizado para calcular o fluxo relativo (entre o planeta e a estrela) e, finalmente, o índice empírico de Knutson et al. (2010), como mostrado na Seção 2.3.1.2. Portanto, as diferenças verificadas na Figura 2.5(b) irão refletir diretamente no cálculo do índice. Nós recalculamos o índice usando as duas abordagens diferentes. Tanto para a abordagem de corpos negros para os planetas quanto usando apenas espectros sintéticos, não observamos muitas diferenças nos valores do índice. Calculamos a diferença média entre os índices das duas abordagens e obtivemos um valor razoavelmente pequeno de $0,0001 \pm 0,0006$.

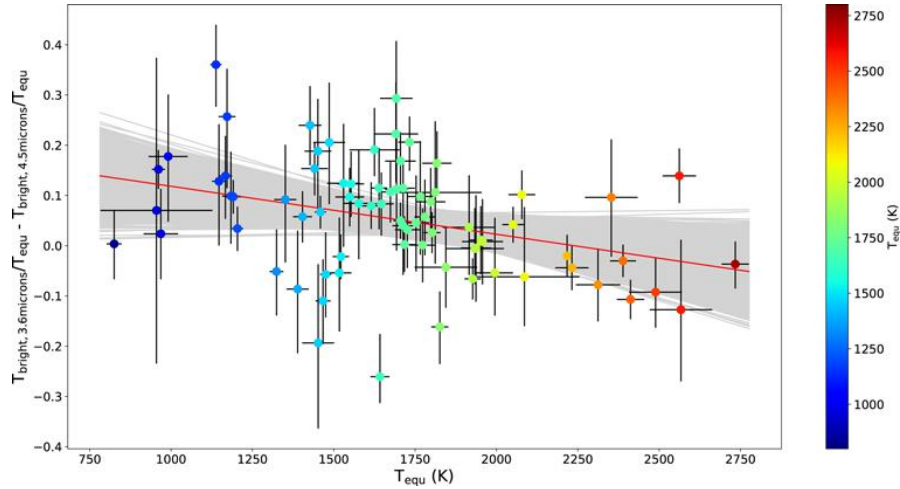
Em geral, com a utilização da nova abordagem, os exoplanetas tiveram seus índices levemente superestimados, como mostrado na Figura 3.4(b). O índice partindo da abordagem original (usando corpos negros para planetas e modelos BT-NextGen para as estrelas) teve um valor médio de $-0,000157 \pm 0,000354$. Já o índice partindo da abordagem nova, ou seja, modelos BT-Settl para planetas e BT-NextGen para estrelas teve uma média um pouco maior de $-0,000021 \pm 0,000355$. Portanto, a sobreposição dos valores médios confirma que houve pouca variação.

3.3 Análise da métrica proposta por Wallack et al. (2021)

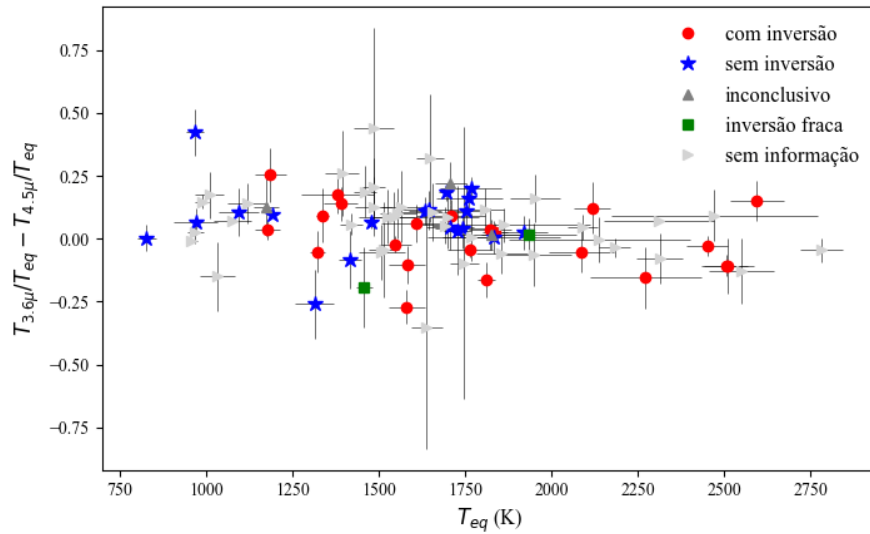
Calculamos a temperatura de equilíbrio para 85 Júpiteres quentes da nossa amostra, aqueles que também têm informação sobre a temperatura de brilho em $3,6 \mu\text{m}$ e $4,5 \mu\text{m}$, usando o mesmo método que Baxter et al. (2020) para reproduzir a Figura 6 de Wallack et al. (2021), representada na Figura 3.6(a). Fizemos uma comparação entre a diferença das temperaturas de brilho medidas nas duas bandas ($3,6 \mu\text{m}$ e $4,5 \mu\text{m}$), normalizadas para a temperatura de equilíbrio calculada do planeta, e a temperatura de equilíbrio. Podemos ver, na Figura 3.6(b), que, no intervalo de temperaturas de equilíbrio entre aproximadamente 1200 e 2000 K, não há homogeneidade com respeito a presença e ausência de inversão térmica. Já para temperaturas acima de 2000 K, verificamos não haver planetas sem inversão, da mesma forma que, para temperaturas inferiores a aproximadamente 1200 K, não se observa planetas com inversão. De acordo

com nossos resultados, acreditamos que os pontos em cinza (sem informação sobre inversão) acima de 2000 K, assim como outros planetas eventualmente acrescentados neste intervalo, devem ter inversão térmica e o contrário deve ser observado para o intervalo com temperaturas menores que 1200 K.

A formação de neblina nas atmosferas de Júpiteres quentes é esperada para temperaturas de equilíbrio ≤ 1200 K, podendo formar fortes inversões térmicas (Steinrueck et al., 2022). Entretanto, não observamos a presença de inversão térmica nessa faixa de temperatura de equilíbrio, indicando que esses exoplanetas talvez não tenham neblina em suas atmosferas. Ademais, Baxter et al. (2020) verificaram haver uma transição em $T_{\text{eq}} \approx 1700$ K, separando os Júpiteres quentes dos Júpiteres ultra quentes, onde os últimos teriam um maior desvio do modelo de corpo negro. Esse desvio pode ser explicado pela emissão de monóxido de carbono (CO) em $4,5 \mu\text{m}$ representando uma inversão térmica, ou absorção de metano (CH_4) em $3,6 \mu\text{m}$ representando a ausência de inversão. Entre CO e CH_4 , há dominância de CO nas atmosferas mais quentes, sugerindo que esses exoplanetas com maiores temperaturas de equilíbrio tenham inversão nas suas atmosferas. Essa hipótese está de acordo com os resultados apresentados na Figura 3.6(b).



(a) Wallack et al. (2021), Figura 6.



(b) Nosso trabalho.

FIGURA 3.6. Atualização da métrica de Wallack et al. (2021). Painel inferior: aplicação da métrica para a nossa amostra de 85 Júpiteres quentes. Acrescentamos a informação da inversão térmica para todos os objetos. Não mantivemos a escala no eixo y, pois algumas incertezas da métrica extrapolaram a escala anterior. Painel superior: Figura 6 de Wallack et al. (2021).

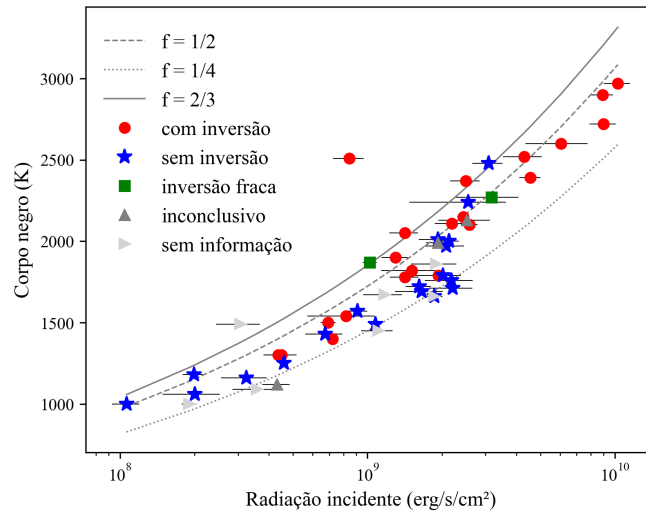
3.4 Efeitos da radiação incidente

Calculamos a radiação incidente para 60 Júpiteres quentes (da nossa amostra total de 93) que possuem informação simultaneamente sobre a atividade estelar e a temperatura de brilho nas bandas 3,6 e 4,5 μm . Reproduzimos a Figura 6.8 de Cruz (2015), representada na Figura 3.7(d), utilizando as melhores temperaturas de cor ajustadas T_1 , T_2 e T_3 obtidas nas etapas dos ajustes de corpo negro e espectros sintéticos (ver

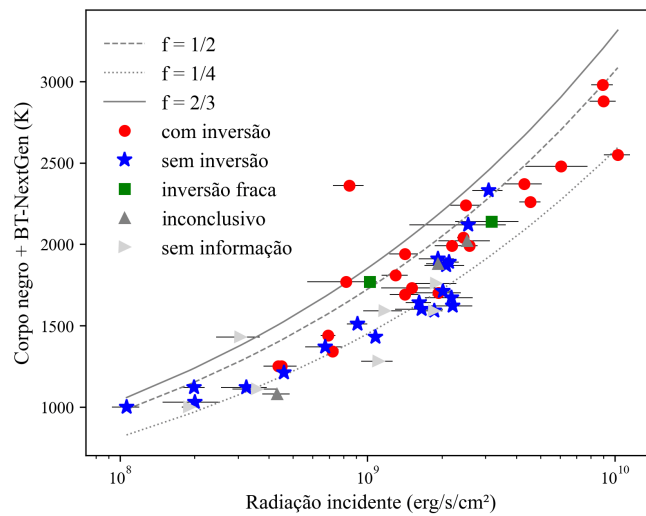
Tabela 2.6), adicionando ainda a informação da inversão térmica. As Figuras 3.7(a), 3.7(b) e 3.7(c) mostram que exoplanetas mais irradiados apresentam inversão térmica, enquanto exoplanetas menos irradiados não apresentam, confirmando estudos recentes (Mansfield et al., 2021). De fato, para temperaturas de equilíbrio acima de 2000 K (exoplanetas mais irradiados), a opacidade das moléculas de óxido de titânio (TiO) e óxido de vanádio (VO) podem aquecer a atmosfera, resultando em inversões térmicas (Fortney et al., 2008; Lothringer et al., 2018). Dessa forma, a correlação entre irradiação e presença ou ausência de inversão térmica é, em primeira ordem, um diagnóstico das moléculas presentes nas atmosferas.

Somado a isso, acrescentamos informações sobre as temperaturas de equilíbrio calculadas com diferentes fatores de recirculação e vimos que a maioria dos exoplanetas sem inversão caem na curva com $f = 1/4$ de recirculação isotrópica, ou seja, o calor é redistribuído em todas as direções da atmosfera sem priorizar um único hemisfério; enquanto exoplanetas com inversão são melhor ajustados pela curva de recirculação no hemisfério diurno, com $f = 1/2$, mostrando que a redistribuição de calor nesse caso é eficiente apenas no hemisfério voltado para a estrela (supondo que, devido à proximidade, todos esses objetos estão presos gravitacionalmente por efeitos de maré, ou seja, o período de rotação do planeta é igual ao seu período de translação ao redor da estrela). O fator de recirculação $f = 2/3$, que representa a reirradiação instantânea do calor proveniente da estrela para o espaço, parece ajustar poucos exoplanetas com e sem inversão. Essas informações estão representadas na Figura 3.6.

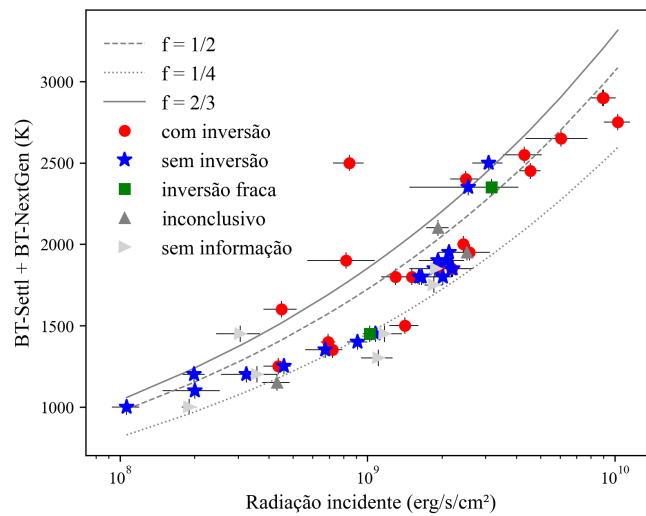
Além disso, a eficiência da redistribuição do calor nas atmosferas dos Júpiteres quentes pode afetar o perfil de temperatura e pressão. Sengupta & Sengupta (2023) mostraram que, de fato, para $f = 1/4$ não há inversão térmica, enquanto para $f = 1/2$ e $f = 2/3$ há inversões térmicas fortes nas regiões mais altas da atmosfera. A explicação para esse comportamento é que, quanto menor for a redistribuição do calor, maior é a temperatura no hemisfério diurno, pois menos calor é transferido para o hemisfério noturno, e o perfil de temperatura e pressão se desloca para temperaturas mais altas.



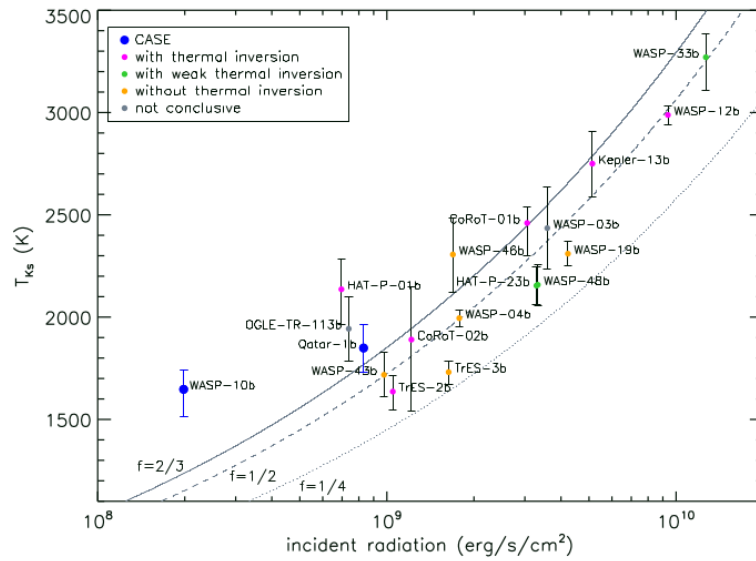
(a) Apenas corpos negros.



(b) Corpo negro para os exoplanetas e modelos BT-NextGen para as estrelas.



(c) Modelos BT-Settl para os exoplanetas e modelos BT-NextGen para as estrelas.



(d) Figura 6.8 de Cruz (2015) para comparação.

FIGURA 3.6. Melhor temperatura de cor ajustada em função da radiação incidente para as três abordagens. A Figura 6.8 de Cruz (2015) também está representada em 3.7(d) para comparação. As linhas representam temperaturas de equilíbrio calculadas para: $f = 2/3$ (linha sólida), $f = 1/2$ (linha tracejada) e $f = 1/4$ (linha pontilhada).

Capítulo 4

Conclusões

Neste trabalho, nós estudamos as relações entre as propriedades atmosféricas de 93 Júpiteres quentes e a atividade cromosférica das suas estrelas hospedeiras. Compilamos informações na literatura sobre as temperaturas de brilho nas bandas 3,6, 4,5, 5,8 e 8 μm do Spitzer e J, H e Ks, além do índice $\log R'_{\text{HK}}$ como indicador de atividade estelar. Quando ausentes na literatura, nós calculamos as temperaturas de brilho utilizando parâmetros planetários e estelares presentes nos artigos (e.g., Martioli et al., 2018). Determinamos as temperaturas de equilíbrio considerando albedo nulo e usando o fator de recirculação $f = 1/4$. Também calculamos a radiação incidente para 60 Júpiteres quentes.

Nós analisamos as métricas de Knutson et al. (2010) e Wallack et al. (2021) que tentam separar os Júpiteres quentes conforme a presença e ausência de inversão térmica. Para o índice de Knutson et al. (2010), reproduzimos o cálculo usando a nossa amostra atual. Obtivemos pontos fotométricos sintéticos em 3,6 e 4,5 μm e as melhores temperaturas de cor ajustadas para as três abordagens: corpos negros para os planetas e para as estrelas, corpos negros para os planetas e modelos BT-NextGen para as estrelas e, por fim, modelos BT-Settl para os planetas e modelos BT-NextGen para as estrelas. Ademais, calculamos as temperaturas de equilíbrio para reproduzir a métrica de Wallack et al. (2021).

As comparações feitas entre a temperatura de brilho dos exoplanetas e a atividade cromosférica das estrelas sugerem haver, visualmente, uma correlação linear entre essas duas quantidades, pelo menos para todas as bandas do infravermelho que analisamos (Spitzer: 3,6 μm , 4,5 μm , 5,8 μm e 8,0 μm ; J, H e Ks). Fizemos ajustes lineares simples

e ponderados para todas as bandas, determinando, também, os coeficientes Pearson r e concluímos que apenas as bandas $5,8 \mu\text{m}$ e H apresentam correlações boas com $r > 0,6$. Verificamos a hipótese de que os exoplanetas WASP-12 b, WASP-18 b e WASP-103 b seriam pontos discrepantes para as bandas $3,6$ e $4,5 \mu\text{m}$. Por estar em uma configuração orbital extrema, WASP-103 b apresenta um formato abaulado devido à força de maré da estrela. Por esse motivo, o índice $\log R'_{\text{HK}}$ é superestimado e desloca esse exoplaneta para a região das estrelas mais ativas. Já para WASP-12 b e WASP-18 b, nós não encontramos evidências suficientes para justificar o comportamento discrepante para as bandas em questão. Após a retirada dos possíveis pontos discrepantes, refizemos os ajustes lineares e obtivemos correlações mais fracas, indicando que esses exoplanetas influenciam significativamente os ajustes. Por apresentarem valores baixos para o coeficiente Pearson r , as correlações entre as temperaturas de brilho e a atividade estelar foram perdidas após a adição de novos dados, com exceção das bandas $5,8 \mu\text{m}$ e H, com $r > 0,6$. Para essas duas bandas, podemos concluir que exoplanetas que orbitam estrelas menos ativas terão temperaturas de brilho mais altas no infravermelho em comparação com exoplanetas que orbitam estrelas mais ativas. A consequência dessa diferença de temperatura é um contraste maior entre os hemisférios diurno e noturno, sendo o hemisfério diurno o mais quente (Fortney et al., 2008).

Nós reproduzimos o índice empírico de Knutson et al. (2010), o aplicamos a uma amostra maior de 52 Júpiteres quentes e vimos que, apesar de não haver uma separação tão clara quanto antes, 89% dos exoplanetas sem inversão apresentam valores mais negativos do índice empírico, enquanto 43% dos exoplanetas com inversão apresentam valores mais positivos do índice. Obtivemos valores similares quando usamos a nova abordagem utilizando modelos BT-Settl para os planetas e BT-NextGen para as estrelas. Cerca de 63% dos exoplanetas sem inversão apresentam valores negativos do índice empírico. Já 57% dos exoplanetas com inversão apresentam valores positivos. Segundo Knutson et al. (2010), esse comportamento deve-se ao fato de que existem moléculas de monóxido de carbono (CO) e água (H₂O) que afetam o fluxo do exoplaneta na banda $4,5 \mu\text{m}$, mas não se mostram muito significativas na banda $3,6 \mu\text{m}$. Dependendo das condições da atmosfera, essas moléculas podem produzir inversões térmicas, alterando diretamente o fluxo relativo do planeta nessa determinada banda e, por conseguinte, refletindo no cálculo do índice empírico. Esse resultado foi observado para as duas abordagens aplicadas no cálculo do índice: planetas como corpos negros e estrelas representadas por espectros

sintéticos BT-NextGen e planetas representados por espectros sintéticos BT-Settl e estrelas representadas por espectros sintéticos BT-NextGen. A relação entre a presença e ausência de inversão térmica e a atividade cromosférica da estrela hospedeira parece ter se perdido ao atualizarmos o índice empírico com os dados atuais.

A partir da reprodução da métrica apresentada por Wallack et al. (2021), verificamos que os exoplanetas com maiores temperaturas de equilíbrio são aqueles que apresentam inversão térmica, enquanto o contrário ocorre para exoplanetas sem inversão, concordando com trabalhos da literatura (e.g., Mansfield et al., 2021). Acreditamos que esse comportamento para T_{eq} deve-se à possível ausência de neblina nas atmosferas desses Júpiteres quentes, sendo que quando estão presentes, causam fortes inversões térmicas (Steinrueck et al., 2022). Para temperaturas de equilíbrio entre 1200 K e 2000 K, não observamos uma separação entre exoplanetas com e sem inversão.

Ao reproduzir a análise de Cruz (2015) usando as melhores temperaturas de cor ajustadas, percebemos que os exoplanetas com inversão são melhor descritos por temperaturas de equilíbrio calculadas com recirculação eficiente apenas no hemisfério diurno, resultando em um maior contraste entre as temperaturas no hemisfério diurno e noturno, enquanto os exoplanetas sem inversão aparentam possuir recirculação isotrópica, ou seja, o calor é eficientemente redistribuído em toda a atmosfera (considerando albedo nulo).

A relação encontrada entre inversão térmica e eficiência de redistribuição de calor na atmosfera concorda com trabalhos anteriores (Fortney et al., 2008). Esses autores sugerem que os exoplanetas mais irradiados terão estratosferas mais quentes, com temperaturas de brilho mais altas que a temperatura de equilíbrio. Por outro lado, exoplanetas menos irradiados terão contrastes menores entre as temperaturas nos hemisférios diurno e noturno. A redistribuição eficiente de calor em ambos hemisférios corrobora a hipótese de que esses exoplanetas não terão inversão, pois suas estratosferas serão naturalmente mais frias.

Apesar de termos utilizado uma amostra muito maior do que em trabalhos anteriores, ainda há muito que pode ser feito para aprofundar as análises e obter resultados mais robustos. Apenas 63 exoplanetas da nossa amostra total de 93 possuem a informação do índice de atividade cromosférica $\log R'_{\text{HK}}$ disponível na literatura. Além disso, muitos exoplanetas não possuem informação sobre a inversão térmica, ou não apresentam pontos fotométricos suficientes para um diagnóstico conclusivo. Sendo assim, a continuação deste trabalho sugere a determinação dos índices de atividade faltantes, bem como uma

busca na literatura para verificar se há novas informações sobre inversão térmica e se as anteriores sofreram alterações. Somado a isso, é preciso atentar-se a novas descobertas de exoplanetas que possam se encaixar na amostra e incluir novas bandas fotométricas nos cálculos dos índices empíricos. As bandas J, H e Ks do infravermelho próximo e 5,8 μm e 8 μm do Spitzer ainda não foram exploradas nesse sentido, e podem trazer novas perspectivas para a separação entre planetas com e sem inversão.

Todos os resultados encontrados neste trabalho poderão servir de base no futuro para estudar exoplanetas astrobiologicamente interessantes, como os exoplanetas rochosos. O estudo dessa classe ainda está amadurecendo na literatura devido à dificuldade de se observar eclipses secundários de exoplanetas muito menores que os Júpiteres quentes e mais distantes das estrelas hospedeiras. Com o avanço da instrumentação e com novos telescópios como o telescópio espacial James Webb, o estudo da atmosfera de exoplanetas rochosos será viável e será possível verificar se, assim como para os Júpiteres quentes da nossa amostra, a relação entre a atividade cromosférica das estrelas e os parâmetros atmosféricos estudados se mantém.

Referências Bibliográficas

- Acharya A., Kashyap V. L., Saar S. H., Singh K. P., Cuntz M., 2022, arXiv e-prints, p. arXiv:2211.01011
- Addison B. C., Tinney C. G., Wright D. J., Bayliss D., 2016, ApJ, 823, 29
- Addison B., et al., 2019, PASP, 131, 115003
- Allard F., Homeier D., Freytag B., 2012, Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A, 370, 2765
- Anderson D. R., et al., 2011a, MNRAS, 416, 2108
- Anderson D. R., et al., 2011b, A&A, 534, A16
- Anderson D. R., et al., 2013, MNRAS, 430, 3422
- Anderson D. R., et al., 2014, MNRAS, 445, 1114
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, ARA&A, 47, 481
- Bakos G. Á., et al., 2011, ApJ, 742, 116
- Barge P., et al., 2008, A&A, 482, L17
- Barros S. C. C., et al., 2022, A&A, 657, A52
- Baxter C., et al., 2020, A&A, 639, A36
- Bayo A., Rodrigo C., Barrado Y Navascués D., Solano E., Gutiérrez R., Morales-Calderón M., Allard F., 2008, A&A, 492, 277
- Beatty T. G., Madhusudhan N., Pogge R., Chung S. M., Bierly A., Gaudi B. S., Latham D. W., 2017, AJ, 154, 242

- Bieryla A., et al., 2015, *AJ*, 150, 12
- Bonomo A. S., et al., 2017, *A&A*, 602, A107
- Boro Saikia S., et al., 2018, *A&A*, 616, A108
- Borucki W. J., Summers A. L., 1984, *Icarus*, 58, 121
- Bouma L. G., et al., 2019, *AJ*, 157, 217
- Bourrier V., et al., 2020, *A&A*, 635, A205
- Brown T. M., Charbonneau D., Gilliland R. L., Noyes R. W., Burrows A., 2001, *ApJ*, 552, 699
- Brown D. J. A., et al., 2017, *MNRAS*, 464, 810
- Bruno G., et al., 2016, *A&A*, 595, A89
- Buhler P. B., Knutson H. A., Batygin K., Fulton B. J., Fortney J. J., Burrows A., Wong I., 2016, *ApJ*, 821, 26
- Carlsson M., De Pontieu B., Hansteen V. H., 2019, *ARA&A*, 57, 189
- Chakrabarty A., Sengupta S., 2019, *AJ*, 158, 39
- Chan T., Ingemyr M., Winn J. N., Holman M. J., Sanchis-Ojeda R., Esquerdo G., Everett M., 2011, *AJ*, 141, 179
- Chen G., van Boekel R., Madhusudhan N., Wang H., Nikolov N., Seemann U., Henning T., 2014a, *A&A*, 564, A6
- Chen G., van Boekel R., Wang H., Nikolov N., Seemann U., Henning T., 2014b, *A&A*, 567, A8
- Christiansen J. L., et al., 2010, *ApJ*, 710, 97
- Ciceri S., et al., 2016, *MNRAS*, 456, 990
- Collins K. A., Kielkopf J. F., Stassun K. G., 2017, *AJ*, 153, 78
- Correia A. C. M., 2014, *A&A*, 570, L5
- Cortés-Zuleta P., Rojo P., Wang S., Hinse T. C., Hoyer S., Sanhueza B., Correa-Amaro P., Albornoz J., 2020, *A&A*, 636, A98

- Covino E., et al., 2013, *A&A*, 554, A28
- Croll B., 2011, PhD thesis, University of Toronto, Canada
- Croll B., Jayawardhana R., Fortney J. J., Lafrenière D., Albert L., 2010, *ApJ*, 718, 920
- Crouzet N., McCullough P. R., Burke C., Long D., 2012, *ApJ*, 761, 7
- Cruz P., 2015, PhD thesis, Universidad Autónoma de Madrid
- Cruz P., Barrado D., Lillo-Box J., Diaz M., Birkby J., López-Morales M., Hodgkin S., Fortney J. J., 2015, *A&A*, 574, A103
- Cruz P., Barrado D., Lillo-Box J., Diaz M., Birkby J., López-Morales M., Fortney J. J., 2016, *A&A*, 595, A61
- Cruz P., Barrado D., Lillo-Box J., Diaz M., López-Morales M., Birkby J., Fortney J. J., Hodgkin S., 2017, in Nandy D., Valio A., Petit P., eds, Vol. 328, *Living Around Active Stars*. pp 363–370, doi:10.1017/S1743921317003660
- Cubillos P., et al., 2013, *ApJ*, 768, 42
- Cubillos P., Harrington J., Madhusudhan N., Foster A. S. D., Lust N. B., Hardy R. A., Bowman M. O., 2014, *ApJ*, 797, 42
- D'Angelo G., Bodenheimer P., 2016, *ApJ*, 828, 33
- Dawson R. I., Johnson J. A., 2018, *ARA&A*, 56, 175
- Désert J.-M., et al., 2011, *ApJS*, 197, 14
- Enoch B., et al., 2011, *AJ*, 142, 86
- Esteves L. J., De Mooij E. J. W., Jayawardhana R., 2015, *ApJ*, 804, 150
- Faedi F., et al., 2011, *A&A*, 531, A40
- Figueira P., Oshagh M., Adibekyan V. Z., Santos N. C., 2014, *A&A*, 572, A51
- Fortney J. J., Lodders K., Marley M. S., Freedman R. S., 2008, *ApJ*, 678, 1419
- François F., Oleg K., Julia V., Takeshi I., Helmut L., Michel B., 2021, *Understanding the Diversity of Planetary Atmospheres*. Springer Dordrecht

- Fressin F., Knutson H. A., Charbonneau D., O'Donovan F. T., Burrows A., Deming D., Mandushev G., Spiegel D., 2010, *ApJ*, 711, 374
- Garhart E., et al., 2020, *AJ*, 159, 137
- Gaudi B. S., et al., 2017, *Nature*, 546, 514
- Gillon M., et al., 2009, *A&A*, 496, 259
- Gillon M., et al., 2010, *A&A*, 511, A3
- Gillon M., et al., 2013, *A&A*, 552, A82
- Gillon M., et al., 2014, *A&A*, 562, L3
- Gomes da Silva J., et al., 2021, *A&A*, 646, A77
- Gómez Maqueo Chew Y., et al., 2013, *A&A*, 559, A36
- Gray R. O., Corbally Christopher J., 2009, *Stellar Spectral Classification*
- Hartman J. D., 2010, *ApJ*, 717, L138
- Hartman J. D., et al., 2009, *ApJ*, 706, 785
- Hartman J. D., et al., 2011, *ApJ*, 726, 52
- Hartman J. D., et al., 2012, *AJ*, 144, 139
- Hazra G., Vidotto A. A., Carolan S., Villarreal D'Angelo C., Manchester W., 2022, *MNRAS*, 509, 5858
- Hebb L., et al., 2009, *ApJ*, 693, 1920
- Hellier C., et al., 2011, *A&A*, 535, L7
- Hellier C., et al., 2012, *MNRAS*, 426, 739
- Hellier C., et al., 2014, *MNRAS*, 440, 1982
- Hellier C., et al., 2017, *MNRAS*, 465, 3693
- Huitson C. M., Sing D. K., Vidal-Madjar A., Ballester G. E., Lecavelier des Etangs A., Désert J. M., Pont F., 2012, *MNRAS*, 422, 2477
- Jäggi N., et al., 2021, , 2, 230

- Johns-Krull C. M., et al., 2008, *ApJ*, 677, 657
- Johnson J. A., Winn J. N., Cabrera N. E., Carter J. A., 2009, *ApJ*, 692, L100
- Kammer J. A., et al., 2015, *ApJ*, 810, 118
- Kilpatrick B. M., Lewis N. K., Kataria T., Deming D., Ingalls J. G., Krick J. E., Tucker G. S., 2017, *AJ*, 153, 22
- Kipping D., Bakos G., 2011, *ApJ*, 733, 36
- Knutson H. A., et al., 2007, *Nature*, 447, 183
- Knutson H. A., Charbonneau D., Allen L. E., Burrows A., Megeath S. T., 2008, *ApJ*, 673, 526
- Knutson H. A., Howard A. W., Isaacson H., 2010, *ApJ*, 720, 1569
- Lam K. W. F., et al., 2017, *A&A*, 599, A3
- Lendl M., Cubillos P. E., Hagelberg J., Müller A., Juvan I., Fossati L., 2017, *A&A*, 606, A18
- Lewis N. K., et al., 2013, *ApJ*, 766, 95
- Locci D., Cecchi-Pestellini C., Micela G., 2019, *A&A*, 624, A101
- Lorenzo-Oliveira D., et al., 2018, *A&A*, 619, A73
- Lothringer J. D., Barman T., Koskinen T., 2018, *ApJ*, 866, 27
- Machalek P., McCullough P. R., Burke C. J., Valenti J. A., Burrows A., Hora J. L., 2008, *ApJ*, 684, 1427
- Machalek P., McCullough P. R., Burrows A., Burke C. J., Hora J. L., Johns-Krull C. M., 2009, *ApJ*, 701, 514
- Machalek P., Greene T., McCullough P. R., Burrows A., Burke C. J., Hora J. L., Johns-Krull C. M., Deming D. L., 2010, *ApJ*, 711, 111
- Maciejewski G., Raetz S., Nettelmann N., Seeliger M., Adam C., Nowak G., Neuhäuser R., 2011, *A&A*, 535, A7
- Maciejewski G., et al., 2014, *Acta Astron.*, 64, 11

- Maciejewski G., et al., 2018, *Acta Astron.*, 68, 371
- Madhusudhan N., Seager S., 2009, *ApJ*, 707, 24
- Mahtani D. P., et al., 2013, *MNRAS*, 432, 693
- Mancini L., Kemmer J., Southworth J., Bott K., Mollière P., Ciceri S., Chen G., Henning T., 2016, *MNRAS*, 459, 1393
- Mancini L., et al., 2018, *A&A*, 613, A41
- Mancini L., et al., 2019, *MNRAS*, 485, 5168
- Mansfield M., et al., 2021, *Nature Astronomy*, 5, 1224
- Martoli E., et al., 2018, *MNRAS*, 474, 4264
- Mayor M., Queloz D., 1995, *Nature*, 378, 355
- McCullough P. R., et al., 2006, *ApJ*, 648, 1228
- Ment K., Fischer D. A., Bakos G., Howard A. W., Isaacson H., 2018, *AJ*, 156, 213
- Morello G., Waldmann I. P., Tinetti G., Peres G., Micela G., Howarth I. D., 2014, *ApJ*, 786, 22
- Neveu-VanMalle M., et al., 2014, *A&A*, 572, A49
- Nikolov N., et al., 2014, *MNRAS*, 437, 46
- Nymeyer S., et al., 2011, *ApJ*, 742, 35
- O'Donovan F. T., Charbonneau D., Harrington J., Madhusudhan N., Seager S., Deming D., Knutson H. A., 2010, *ApJ*, 710, 1551
- O'Rourke J. G., et al., 2014, *ApJ*, 781, 109
- Owen J. E., Jackson A. P., 2012, *MNRAS*, 425, 2931
- Pelekhata M., Murawski K., Poedts S., 2023, *A&A*, 669, A47
- Peng P., Xiong H., Li H., Li F., Wang T., 2022, arXiv e-prints, p. arXiv:2210.04162
- Phillips K. J. H., 1991, *Vistas in Astronomy*, 34, 353

- Pillitteri I., Wolk S. J., Cohen O., Kashyap V., Knutson H., Lisse C. M., Henry G. W., 2010, *ApJ*, 722, 1216
- Raetz S., et al., 2015, *MNRAS*, 451, 4139
- Robinson T. D., Catling D. C., 2014, *Nature Geoscience*, 7, 12
- Rodrigo C., Solano E., Bayo A., 2012, SVO Filter Profile Service Version 1.0, IVOA Working Draft 15 October 2012, doi:10.5479/ADS/bib/2012ivoa.rept.1015R
- Rosário N. M., Barros S. C. C., Demangeon O. D. S., Santos N. C., 2022, *A&A*, 668, A114
- Rosenthal L. J., et al., 2021, *ApJS*, 255, 8
- Rostron J. W., Wheatley P. J., Anderson D. R., Collier Cameron A., Fortney J. J., Harrington J., Knutson H. A., Pollacco D. L., 2014, *MNRAS*, 441, 3666
- Route M., 2019, *ApJ*, 872, 79
- Salz M., Schneider P. C., Czesla S., Schmitt J. H. M. M., 2015, *A&A*, 576, A42
- Sato B., et al., 2012, *PASJ*, 64, 97
- Schatzman E., 1962, *Annales d'Astrophysique*, 25, 18
- Schröder C., Reiners A., Schmitt J. H. M. M., 2009, *A&A*, 493, 1099
- Seidel J. V., et al., 2020, *A&A*, 643, A45
- Sengupta S., Sengupta S., 2023, *New A*, 100, 101987
- Shkolnik E., Bohlender D. A., Walker G. A. H., Collier Cameron A., 2008, *ApJ*, 676, 628
- Sinukoff E., Fulton B., Scuderi L., Gaidos E., 2013, *Space Sci. Rev.*, 180, 71
- Smalley B., et al., 2010, *A&A*, 520, A56
- Smith A. M. S., et al., 2012, *A&A*, 545, A93
- Smith A. M. S., et al., 2014, *A&A*, 570, A64
- Soderblom D. R., Duncan D. K., Johnson D. R. H., 1991, *ApJ*, 375, 722

- Southworth J., 2010, MNRAS, 408, 1689
- Southworth J., 2011, MNRAS, 417, 2166
- Southworth J., 2012, MNRAS, 426, 1291
- Southworth J., et al., 2011, A&A, 527, A8
- Sozzetti A., et al., 2009, ApJ, 691, 1145
- Staab D., Haswell C. A., Smith G. D., Fossati L., Barnes J. R., Busuttil R., Jenkins J. S., 2017a, MNRAS, 466, 738
- Staab D., Haswell C. A., Smith G. D., Fossati L., Barnes J. R., Busuttil R., Jenkins J. S., 2017b, MNRAS, 466, 738
- Stassun K. G., Collins K. A., Gaudi B. S., 2017, AJ, 153, 136
- Stassun K. G., et al., 2019, AJ, 158, 138
- Steinrueck M., Koskinen T., Parmentier V., Lavvas P., Tan X., Zhang X., 2022, in European Planetary Science Congress. pp EPSC2022–763, doi:10.5194/epsc2022-763
- Stevenson K. B., et al., 2012, ApJ, 754, 136
- Stevenson K. B., Bean J. L., Madhusudhan N., Harrington J., 2014, ApJ, 791, 36
- Street R. A., et al., 2010, ApJ, 720, 337
- Taylor M. B., 2005, in Shopbell P., Britton M., Ebert R., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 347, Astronomical Data Analysis Software and Systems XIV. p. 29
- Todorov K., Deming D., Harrington J., Stevenson K. B., Bowman W. C., Nymeyer S., Fortney J. J., Bakos G. A., 2010, ApJ, 708, 498
- Todorov K. O., et al., 2013, ApJ, 770, 102
- Torres G., Winn J. N., Holman M. J., 2008, ApJ, 677, 1324
- Triaud A. H. M. J., et al., 2015, MNRAS, 450, 2279
- Turner J. D., et al., 2016, MNRAS, 459, 789
- Valencia D., Sasselov D. D., O’Connell R. J., 2007, ApJ, 656, 545

- Virtanen P., et al., 2020, *Nature Methods*, 17, 261
- Wallack N. L., Knutson H. A., Deming D., 2021, *AJ*, 162, 36
- Wang W., van Boekel R., Madhusudhan N., Chen G., Zhao G., Henning T., 2013, *ApJ*, 770, 70
- Wang J., Fischer D. A., Horch E. P., Huang X., 2015, *ApJ*, 799, 229
- Wang Y.-H., et al., 2019, *AJ*, 157, 82
- Werner M. W., et al., 2004, *ApJS*, 154, 1
- West R. G., et al., 2016, *A&A*, 585, A126
- Wheatley P. J., et al., 2010, arXiv e-prints, p. arXiv:1004.0836
- Wilson O. C., 1968, *ApJ*, 153, 221
- Winn J. N., et al., 2011, *Astron. J.*, 141, 63
- Wolszczan A., Frail D. A., 1992, *Nature*, 355, 145
- Wong I., et al., 2014, *ApJ*, 794, 134
- Wong I., et al., 2016, *ApJ*, 823, 122
- Wytttenbach A., et al., 2017, *A&A*, 602, A36
- Zhang M., et al., 2018, *AJ*, 155, 83
- Zhao M., Monnier J. D., Swain M. R., Barman T., Hinkley S., 2012, *ApJ*, 744, 122
- Zhao M., et al., 2014, *ApJ*, 796, 115
- Zhou G., Bayliss D. D. R., Kedziora-Chudczer L., Salter G., Tinney C. G., Bailey J., 2014, *MNRAS*, 445, 2746
- Zhou G., Bayliss D. D. R., Kedziora-Chudczer L., Tinney C. G., Bailey J., Salter G., Rodriguez J., 2015, *MNRAS*, 454, 3002
- de Mooij E. J. W., Snellen I. A. G., 2009, *A&A*, 493, L35
- de Mooij E. J. W., Brogi M., de Kok R. J., Snellen I. A. G., Kenworthy M. A., Karjalainen R., 2013, *A&A*, 550, A54
- del Burgo C., Allende Prieto C., 2016, *MNRAS*, 463, 1400

Apêndice A

Parâmetros para o cálculo das temperaturas de brilho

TABELA A.1. Parâmetros utilizados para o cálculo das temperaturas de brilho. Tanto R_p/R_s quanto $\Delta F/F$ são quantidades adimensionais, portanto, não indicamos a unidade. Os sobrescritos a e b nas referências correspondem aos parâmetros R_p/R_s e $\Delta F/F$, respectivamente. Referências: (1) Gillon et al. (2010), (2) Bruno et al. (2016), (3) Todorov et al. (2010), (4) Nikolov et al. (2014), (5) Martioli et al. (2018), (6) Knutson et al. (2007), (7) Morello et al. (2014), (8) Knutson et al. (2008), (9) del Burgo & Allende Prieto (2016), (10) O'Donovan et al. (2010), (11) Turner et al. (2016), (12) Fressin et al. (2010), (13) Sozzetti et al. (2009), (14) Wheatley et al. (2010), (15) Maciejewski et al. (2014), (16) Addison et al. (2019), (17) Hebb et al. (2009), (18) Stevenson et al. (2014), (19) Machalek et al. (2008), (20) Torres et al. (2008), (21) Crouzet et al. (2012), (22) Machalek et al. (2009), (23) Machalek et al. (2010), (24) Wong et al. (2014).

Tabela A.1 – Parâmetros retirados da literatura

Exoplaneta	R_p/R_s	$\Delta F/F$	Banda	Referências
CoRoT-2 b	$0,16820 \pm 0,00080$	$0,00400 \pm 0,00100$	$8 \mu\text{m}$	$1^a, 2^b$
HAT-P-1 b	$0,11800 \pm 0,00020$	$0,00200 \pm 0,00030$	$5,8 \mu\text{m}$	$3^b, 4^a$
		$0,00240 \pm 0,00040$	$8 \mu\text{m}$	
HAT-P-33 b	$0,11000 \pm 0,02000$	$0,00150 \pm 0,00020$	Ks	$5^{a,b}$
HD 189733 b	$0,15530 \pm 0,00010$	$0,00338 \pm 0,00005$	$8 \mu\text{m}$	$6^b, 7^a$
HD 209458 b	$0,12090 \pm 0,00010$	$0,00300 \pm 0,00040$	$5,8 \mu\text{m}$	$8^b, 9^a$
		$0,00240 \pm 0,00030$	$8 \mu\text{m}$	
KELT-2 b	$0,07000 \pm 0,00500$	$0,00120 \pm 0,00020$	Ks	$5^{a,b}$
KELT-4 b	$0,10700 \pm 0,00700$	$0,00220 \pm 0,00040$	Ks	$5^{a,b}$
KELT-7 b	$0,08900 \pm 0,00400$	$0,00220 \pm 0,00040$	Ks	$5^{a,b}$
Kepler-5 b	$0,08000 \pm 0,00400$	$0,00080 \pm 0,00020$	Ks	$5^{a,b}$
TrES-2 b	$0,12536 \pm 0,00002$	$0,00200 \pm 0,00050$	$5,8 \mu\text{m}$	$10^b, 11^a$
		$0,00360 \pm 0,00060$	$8 \mu\text{m}$	
TrES-3 b	$0,16600 \pm 0,00200$	$0,00400 \pm 0,00100$	$5,8 \mu\text{m}$	$12^b, 13^a$
		$0,00480 \pm 0,00050$	$8 \mu\text{m}$	
TrES-4 b	$0,09400 \pm 0,00400$	$0,00200 \pm 0,00090$	Ks	$5^{a,b}$
WASP-1 b	$0,10360 \pm 0,00070$	$0,00270 \pm 0,00060$	$5,8 \mu\text{m}$	$14^b, 15^a$
		$0,00470 \pm 0,00050$	$8 \mu\text{m}$	

Tabela A.1 – continuação da página anterior

Exoplaneta	R_p/R_s	$\Delta F/F$	Banda	Referências
WASP-2 b	$0,12800 \pm 0,00100$	$0,00080 \pm 0,00040$	3,6 μm	$14^b, 16^a$
		$0,00170 \pm 0,00020$	4,5 μm	
		$0,00190 \pm 0,00080$	5,8 μm	
		$0,00280 \pm 0,00060$	8 μm	
WASP-12 b	$0,12000 \pm 0,01000$	$0,00700 \pm 0,00060$	5,8 μm	$17^a, 18^b$
		$0,00700 \pm 0,00100$	8 μm	
WASP-14 b	$0,10000 \pm 0,00900$	$0,00170 \pm 0,00020$	Ks	$5^{a,b}$
WASP-31 b	$0,12600 \pm 0,00600$	$0,00100 \pm 0,00020$	Ks	$5^{a,b}$
XO-1 b	$0,13260 \pm 0,00040$	$0,00260 \pm 0,00030$	5,8 μm	$19^b, 20^a$
		$0,00210 \pm 0,00030$	8 μm	
XO-2 N b	$0,10300 \pm 0,00040$	$0,00170 \pm 0,00040$	5,8 μm	$21^a, 22^b$
		$0,00130 \pm 0,00050$	8 μm	
XO-3 b	$0,08820 \pm 0,00040$	$0,00130 \pm 0,00050$	5,8 μm	$23^b, 24^a$
		$0,00150 \pm 0,00040$	8 μm	