



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



Conexões planeta-estrela através do estudo das atmosferas de Jupíteres quentes

Micah Guimarães do Carmo Navia

Rio de Janeiro
Fevereiro de 2025

Conexões planeta-estrela através do estudo das atmosferas de Jupíteres quentes

Micah Guimarães do Carmo Navia

Trabalho de dissertação submetido ao Curso de mestrado em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de mestre em Astronomia.

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

Rio de Janeiro
Fevereiro de 2025

CIP - Catalogação na Publicação

N325c Navia, Micah Guimarães do Carmo
 Conexões planeta-estrela através do estudo das
 atmosferas de Júpiteres quentes / Micah Guimarães do
 Carmo Navia. -- Rio de Janeiro, 2025.
 151 f.

 Orientador: Luan Ghezzi.
 Coorientadora: Patricia Cruz.
 Dissertação (mestrado) - Universidade Federal do
 Rio de Janeiro, Observatório do Valongo, Programa de
 Pós-Graduação em Astronomia, 2025.

 1. Exoplanetas. 2. Atmosferas planetárias. 3.
 Interações planeta-estrela. 4. Atividade estelar. I.
 Ghezzi, Luan, orient. II. Cruz, Patricia, coorient.
 III. Título.



UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO
CENTRO DE CIÊNCIAS MATEMÁTICAS E DA NATUREZA
OBSERVATÓRIO DO VALONGO
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA
ATA DE DEFESA



Ata número 71 de defesa pública de mestrado do Sr. Micah Guimarães do Carmo Navia, para concessão do Grau de Mestre em Ciências, no programa de Pós-graduação em Astronomia do Observatório do Valongo da Universidade Federal do Rio de Janeiro. Aos vinte e seis dias do mês de fevereiro de dois mil e vinte e cinco, às dez horas e 30 minutos, realizou-se a defesa de Dissertação do Sr. Micah Guimarães do Carmo Navia, apresentada para a obtenção de título de mestre em ciências, intitulada "Conexões planeta-estrela através do estudo das atmosferas de Júpiteres quentes", sob a orientação do professor Dr. Luan Ghezzi Ferreira Pinho e coorientação da professora Dr^a. Patricia Cruz. Após declarada aberta a sessão, o Sr. Presidente passou a palavra ao candidato para exposição e a seguir aos examinadores para as devidas arguições que se desenvolveram nos termos regimentais. Em seguida, após reunir-se, a Comissão Julgadora, presidida pelo professor Dr. Luan Ghezzi Ferreira Pinho (OV/UFRJ) e composta por Dr^a. Patricia Cruz (Centro de Astrobiologia, CSIC-INTA), Dr^a. Aline Vidotto (Leiden University), cujas participações foram remotas, e Prof. Dr. Gustavo Porto de Mello (OV/UFRJ), proclamou o resultado: o candidato foi aprovado por unanimidade, sem restrições. Eu, Andréa Reis Ferreira Torres, lavrei a presente ata que segue assinada por mim, pelo candidato e pelos membros da banca.

Rio de Janeiro, 26 de fevereiro de 2025 .

Andréa Reis Ferreira Torres
Secretária Acadêmica de Pós-graduação OV/UFRJ

Micah G. Navia
Micah Guimarães do Carmo Navia

P/ Luan Ghezzi F. Pinho
Patricia Cruz

P/ Luan Ghezzi F. Pinho
Aline Vidotto

Gustavo Frederico Porto de Mello
Gustavo Porto de Mello

Luan Ghezzi F. Pinho
Luan Ghezzi Ferreira Pinho
Presidente da Comissão Julgadora

Este trabalho foi financiado pela CAPES sob
número 88887.821756/2023-00.

Dedico este trabalho à minha mãe, por sempre acreditar em mim.

Agradecimentos

Agradeço, acima de tudo, à minha mãe Eliane por estar sempre presente na minha vida, mesmo de longe. Obrigado por me encorajar a correr atrás dos meus sonhos e me apoiar nos momentos de indecisão e desânimo. Devo tudo à você.

Aos meus avós Arlindo e Efigênia por serem tão carinhosos comigo e me incentivarem a continuar os meus estudos apesar de ter de ficar tanto tempo sem vê-los. A verdade é que vocês e minha mãe sempre estão comigo.

Ao meu pai Carlos Alberto por sempre se mostrar tão entusiasmado com a minha pesquisa.

À Erica, minha noiva, minha companheira, meu amor. Você me viu calouro, astrônomo e agora mestrando, mas sempre seu. Obrigado por tudo.

À minha sogra, Kátia, por ser uma pessoa tão iluminada e generosa comigo. Agradeço infinitamente pela bondade de me acolher em sua casa durante todo o mestrado e parte da graduação.

À minha psicóloga, Bruna, por me ajudar a enxergar a luz no fim do túnel.

Aos meus amigos Augusto, Giovanna, Juan, Júlia, Kadu, Karyna, Marco, Paulo, Vitor, Yahira e Yanna pelo companherismo e por deixarem mais leve a jornada da vida acadêmica. Agradeço, em especial, ao Marco pelos cafés da tarde.

À Júpiter e Saturno, minhas gatinhas, por escreverem metade dessa dissertação e estabelecerem um limite de tempo para o trabalho em casa.

Aos meus orientadores Luan Ghezzi e Patricia Cruz, por acreditarem na minha capacidade e serem profissionais tão competentes, compreensivos e acessíveis. Este trabalho nada mais é do que o reflexo de uma orientação saudável e de qualidade.

Agradeço à CAPES pelo financiamento deste trabalho.

Agradeço ao Observatório do Valongo pela oportunidade de crescimento profissional e pessoal. São 7 anos de muita história. Desde calouro até mestrando, pude conhecer pessoas incríveis, viajar para apresentar meu trabalho e abrir meus horizontes para novas oportunidades profissionais. Sou muito grato por tudo isso. Agradeço, também, aos professores, técnicos e administrativos, em especial à Cláudia Maria, pelo imenso carinho e solicitude.

*“Longe se vai
Sonhando demais
Mas onde se chega assim
Vou descobrir o que me faz sentir
Eu, caçador de mim”
Milton Nascimento
Caçador de Mim, 1981.*

Resumo

Conexões planeta-estrela através do estudo 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 MESTRADO EM ASTRONOMIA, OBSERVATÓRIO DO VALONGO, DA UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO DE JANEIRO, COMO PARTE DOS REQUISITOS NECESSÁRIOS À OBTENÇÃO DO TÍTULO DE MESTRE.

Nas últimas três décadas, a pesquisa em exoplanetas avançou consideravelmente, incluindo a identificação de uma classe peculiar denominada Júpiteres quentes logo nas primeiras detecções. Esses exoplanetas possuem raios e massas comparáveis aos de Júpiter, mas orbitam suas estrelas hospedeiras em períodos extremamente curtos, inferiores a dez dias, o que os expõe a níveis intensos de radiação estelar e resulta em temperaturas extremamente altas. A proximidade com a estrela sugere que a radiação pode impactar significativamente suas atmosferas. Para explorar esses efeitos, estudos analisam dados de eclipses secundários, que ocorrem quando o planeta é ocultado pela estrela. Essas observações permitem estimar a emissão térmica das atmosferas, determinando temperaturas de brilho no infravermelho e detectando características como inversões térmicas, que correspondem a mudanças no gradiente de temperatura em função da pressão atmosférica. Utilizamos dados de eclipses secundários observados em comprimentos de onda no infravermelho médio (3,6, 4,5, 5,8 e 8 μm , obtidos pelo Spitzer) e próximo (J , H e Ks) considerando uma amostra de 95 Júpiteres quentes para testar a hipótese de que planetas sem inversão térmica orbitam estrelas ativas, enquanto aqueles com inversão estão ao redor de estrelas inativas. Para isso, reproduzimos e atualizamos duas abordagens de trabalhos anteriores que usam dados de eclipse secundário nas bandas 3,6 e 4,5 μm para classificar as atmosferas de Júpiteres quentes. Neste trabalho, expandimos a análise para todas as bandas mencionadas anteriormente. Além disso, fizemos uma série de comparações entre parâmetros estelares, planetários e do sistema planeta-estrela, separando as amostras em exoplanetas com e sem inversão. Os resultados mostraram uma correlação significativa entre as temperaturas de brilho nas bandas H , 5,8 μm e 8,0 μm e o índice de atividade cromosférica $\log R'_{\text{HK}}$. Verificamos que as distribuições de exoplanetas com e sem inversão em relação a $\log R'_{\text{HK}}$ são estatisticamente diferentes ($p < 0,05$), assim como as distribuições para o índice empírico na cor 3,6 - 4,5 μm . Além disso, confirmamos hipóteses de trabalhos anteriores ao verificarmos a presença de inversão térmica nas atmosferas mais irradiadas, e a ausência nas menos irradiadas. Dessa forma, concluímos que a radiação estelar exerce uma influência significativa nas propriedades atmosféricas dos Júpiteres quentes, e que a inversão térmica pode resultar da interação complexa entre múltiplos fatores, incluindo características da estrela hospedeira e condições específicas do planeta. Esses resultados servem como base inicial para o estudo de atmosferas de exoplanetas rochosos, como as super-Terras.

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

Rio de Janeiro
Fevereiro de 2025

Abstract

Planet-star connections in the context 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 MASTER COURSE IN ASTRONOMY, VALONGO OBSERVATORY, FEDERAL UNIVERSITY OF RIO DE JANEIRO, AS PART OF THE REQUIREMENTS FOR OBTAINING THE TITLE OF MASTER IN ASTRONOMY.

In the last three decades, exoplanet research has advanced considerably, including the identification of a peculiar class known as hot Jupiters early in the first detections. These exoplanets have radii and masses comparable to Jupiter's but orbit their host stars in extremely short periods, with less than ten days. This proximity subjects them to intense stellar radiation, resulting in extremely high temperatures. The closeness to their stars suggests that radiation may significantly impact their atmospheres. To explore these effects, studies analyze data from secondary eclipses, which occur when the planet is occulted by its star. These observations allow the estimation of the atmospheres' thermal emission, determining brightness temperatures in the infrared and detecting features such as thermal inversions, which represent changes in the temperature gradient as a function of atmospheric pressure. We used secondary eclipse data at mid-infrared wavelengths (3.6, 4.5, 5.8, and 8 μm , obtained by Spitzer) and near-infrared (J , H , and Ks), considering a sample of 95 hot Jupiters to test the hypothesis that planets without thermal inversions orbit active stars, while those with inversions orbit inactive stars. For this, we reproduced and updated two approaches from previous works that use secondary eclipse data in the 3.6 and 4.5 μm bands to classify the atmospheres of hot Jupiters. In this work, we expanded the analysis to all the bands mentioned above. Additionally, we performed various comparisons between stellar, planetary, and planet-star system parameters, separating the samples into exoplanets with and without inversions. The results showed a significant correlation between the brightness temperatures in the H , 5.8 μm , and 8.0 μm bands and the chromospheric activity index $\log R'_{\text{HK}}$. We found that the distributions of exoplanets with and without inversion relative to $\log R'_{\text{HK}}$ are statistically different ($p < 0.05$), as the distributions for the empirical index in the 3.6 - 4.5 μm color. Furthermore, we confirmed hypotheses from previous studies by observing the presence of thermal inversions in the most irradiated atmospheres and their absence in the less irradiated ones. Thus, we conclude that stellar radiation significantly influences the atmospheric properties of hot Jupiters and that thermal inversions may result from the complex interplay of multiple factors, including host star characteristics and specific planetary conditions. These results serve as an initial foundation for studying the atmospheres of rocky exoplanets, such as super-Earths.

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

Rio de Janeiro

February 2025

Lista de Figuras

1.1	Histograma cumulativo de exoplanetas confirmados por diversos métodos de detecção.	18
1.2	Esquematisação do método de trânsito planetário.	19
1.3	Processos atmosféricos em diferentes altitudes.	26
1.4	Espectro da estrela HD 48676 na região das linhas H e K do Ca II	31
1.5	Índice empírico de Knutson et al. (2010)	32
2.1	Parâmetros estelares e planetários para os objetos da nossa amostra. . .	37
2.2	Comparação entre $\log R'_{\text{HK}}$ calculado usando os três índices S e os valores da literatura.	48
2.3	Comparação entre os modelos BT-NextGen (AGSS2009), BT-Settl e ATMO 2020 CEQ para $T_{\text{ef}} = 1500$ K, $\log g = 4,5$ dex e metalicidade solar entre $0,8$ e $10\mu\text{m}$	55
2.4	Comparação entre os espaços de parâmetros disponíveis para os modelos BT-NextGen e BT-Settl.	56
2.5	Interpolação em $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ para a estrela CoRoT-1 usando modelos BT-Settl.	57
2.6	Fluxograma representando o código de filtragem e interpolação dos espectros para os exoplanetas e para as estrelas.	60
2.7	Fluxograma representando o procedimento para o cálculo do índice empírico para as 5 bandas consideradas: Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e $8,0\mu\text{m}$	63
2.8	Comparação entre as diferenças das temperaturas de cor calculadas usando espectros com $\log g$ interpolado e fixo para 19 exoplanetas.	65
2.9	Comparação entre as diferenças dos índices empíricos calculados usando espectros com $\log g$ interpolado e fixo para 19 exoplanetas.	66
2.10	Espaço de parâmetros para os modelos ATMO 2020 CEQ.	67
2.11	Comparação entre os melhores modelos ajustados pelas duas abordagens para o exoplaneta KELT-7 b para a cor 3,6 - $4,5\mu\text{m}$	68
2.12	Comparação entre a soma do quadrado do resíduo e as temperaturas de cor correspondentes para as duas abordagens para o exoplaneta KELT-7 b.	69
2.13	Métrica de Wallack et al. (2021) . Crédito: figura 6 de Wallack et al. (2021)	76
3.1	Comparação entre a temperatura de brilho dos planetas para as bandas H, Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e $8,0\mu\text{m}$ e o índice de atividade cromosférica da estrela $\log R'_{\text{HK}}$	84
3.2	Comparação entre as temperaturas de cor e $\log R'_{\text{HK}}$ usando modelos BT-Settl para as estrelas e para os planetas.	88

3.3	Comparação entre os índices empíricos para as cores Ks - 3,6 μm ; 3,6 - 4,5 μm ; 4,5 - 5,8 μm ; e 5,8 - 8,0 μm e $\log R'_{\text{HK}}$ usando modelos BT-Settl para as estrelas e para os planetas.	90
3.4	Opacidades para uma temperatura de 1900 K e pressão de 0,01 bar em função do comprimento de onda em μm , compreendendo o limite inferior do filtro J até o limite superior do filtro IRAC.I4.	92
3.5	Comparação entre as temperaturas de cor e $\log R'_{\text{HK}}$ usando modelos BT-Settl para as estrelas e modelos ATMO para os planetas.	94
3.6	Comparação entre os índices empíricos para as cores Ks - 3,6 μm ; 3,6 - 4,5 μm ; 4,5 - 5,8 μm ; e 5,8 - 8,0 μm e $\log R'_{\text{HK}}$ usando modelos BT-Settl para as estrelas e modelos ATMO para os planetas.	95
3.7	Comparação entre as temperaturas de cor calculadas para as 4 cores estudadas pelas duas abordagens: modelos BT-Settl para estrelas e planetas e modelos ATMO para planetas e BT-Settl para estrelas.	98
3.8	Comparação entre as temperaturas de cor calculadas para as 4 cores estudadas pelas duas abordagens e a diferença entre $\log g$ original e o valor fixo em 3,5 dex	99
3.9	Comparação entre os índices empíricos calculados para as 4 cores estudadas pelas duas abordagens: modelos BT-Settl para estrelas e planetas e modelos ATMO para planetas e BT-Settl para estrelas.	100
3.10	Comparação entre os índices empíricos calculados para as 4 cores estudadas pelas duas abordagens e a diferença entre $\log g$ original e o valor fixo em 3,5 dex	100
3.11	Comparação entre temperaturas de cor e índices empíricos para HAT-P-1 b.	102
3.12	Comparação entre temperaturas de cor e índices empíricos para WASP-18 b.	102
3.13	Métrica de Wallack et al. (2021) para as 15 combinações entre as bandas H , Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm	106
3.14	Comparação entre as temperaturas de brilho das bandas H , Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm e a radiação incidente.	109
3.15	Comparação entre as temperaturas de brilho das bandas H , Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm , a radiação incidente e a gravidade superficial dos exoplanetas.	111
3.16	Comparação entre as temperaturas de brilho das bandas H , Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm , a radiação incidente e o período orbital dos exoplanetas.	112
3.17	Comparação entre o raio planetário e a radiação incidente.	114
3.18	Comparação entre o raio planetário e a radiação incidente, Figura 1 de Thorngren &Fortney (2018)	114
3.19	Diagrama de Kiel e raio planetário.	116

Lista de Tabelas

2.1	Temperaturas de brilho das bandas 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm do Spitzer, J, H, Ks e K no infravermelho próximo.	41
2.2	Índices $\log R'_{\text{HK}}$ calculados usando dados de Zhang et al. (2022)	49
2.3	Índice de atividade cromosférica para as estrelas da amostra.	50
2.4	Comparação entre os modelos BT-NextGen (AGSS2009), BT-Settl e ATMO 2020 CEQ.	54
2.5	Diferença entre os índices empíricos calculados com e sem interpolação em $\log g$ para as quatro cores consideradas.	65
2.6	Temperaturas de cor e os índices empíricos para as 5 bandas consideradas: Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm (Spitzer), utilizando modelos BT-Settl para estrelas e planetas.	70
2.7	Temperaturas de cor e os índices empíricos para as 5 bandas consideradas: Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm (Spitzer), utilizando modelos BT-Settl para estrelas e modelos ATMO para os planetas.	73
2.8	Métrica de Wallack et al. (2021) para todas as combinações de bandas.	78
3.1	Ajustes lineares e exponenciais ponderados entre as temperaturas de brilho e o índice de atividade $\log R'_{\text{HK}}$	82
3.2	Resultados do teste f comparando os ajustes lineares e exponenciais entre as temperaturas de brilho nas bandas 3,6 e 4,5 μm e o índice $\log R'_{\text{HK}}$ para um nível de significância $\alpha = 0,05$	83
3.3	Ajustes lineares e exponenciais entre as temperaturas de cor e o índice de atividade $\log R'_{\text{HK}}$ usando modelos BT-Settl para estrelas e planetas.	89
3.4	Testes KS para os índices empíricos calculados usando modelos BT-Settl para estrelas e planetas.	91
3.5	Ajustes lineares e exponenciais entre as temperaturas de cor e o índice de atividade $\log R'_{\text{HK}}$ usando modelos BT-Settl para estrelas e modelos ATMO para planetas.	94
3.6	Testes KS para os índices empíricos calculados usando modelos BT-Settl para estrelas e modelos ATMO para planetas.	96
3.7	Ajustes lineares ponderados entre as 15 combinações de métrica e as temperaturas de equilíbrio.	104
3.8	Testes KS para os parâmetros planetários e estelares.	113
A.1	Parâmetros planetários para os 95 exoplanetas da amostra.	140
B.1	Parâmetros estelares para as 95 estrelas hospedeiras da amostra.	145
C.1	Parâmetros usados no cálculo do índice empírico para as 5 bandas consideradas: Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm (Spitzer).	149

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	The 2 Micron 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)

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	σ	$=$	$5,670374 \times 10^{-5} \text{ erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{K}^{-4}$

Sumário

1	Introdução	16
1.1	Exoplanetas: uma perspectiva histórica	16
1.2	O Método de Trânsito	18
1.2.1	Eclipse Secundário	20
1.2.2	Observações pelo método de trânsito ao longo dos anos	21
1.3	Caracterização de atmosferas exoplanetárias	24
1.3.1	Inversão térmica	27
1.3.2	Circulação atmosférica	28
1.4	A influência das propriedades estelares	29
1.4.1	Radiação incidente	29
1.4.2	Atividade cromosférica	30
1.5	Objetivos	33
2	Metodologia	35
2.1	Dados da literatura	35
2.1.1	Análise populacional da amostra	36
2.2	Parâmetros calculados	38
2.2.1	Temperatura de brilho	38
2.2.2	Temperatura de equilíbrio	39
2.2.3	Radiação incidente	46
2.2.4	Índice $\log R'_{\text{HK}}$	46
2.3	Índice empírico de Knutson et al. (2010)	52
2.3.1	Modelos usados na adaptação do índice empírico	53
2.3.2	Modelos BT-Settl para exoplanetas e estrelas	55
2.3.2.1	Cálculo do fluxo relativo	55
2.3.2.2	Pontos fotométricos sintéticos	61
2.3.2.3	Temperatura de cor	61
2.3.2.4	Verificação dos resultados para diferentes valores de $\log g$	64
2.3.3	Modelos ATMO para exoplanetas e BT-Settl para estrelas	66
2.4	Métrica de Wallack et al. (2021)	76
3	Discussão dos resultados	80
3.1	A atividade estelar e a temperatura de brilho dos exoplanetas	80
3.2	Classificação das atmosferas usando dados de eclipses secundários	86
3.2.1	Reprodução e atualização do índice empírico de Knutson et al. (2010)	87

3.2.1.1	Resultados usando modelos BT-Settl para estrelas e planetas	87
3.2.1.2	Modelos BT-Settl para estrelas e modelos ATMO para planetas	93
3.2.1.3	Comparação entre as duas abordagens	96
3.2.2	Métrica de Wallack et al. (2021)	103
3.3	Efeitos da radiação incidente	108
3.4	Comparações entre parâmetros estelares e planetários no contexto da inversão térmica	112
4	Conclusões	118
	Referências Bibliográficas	123
A	Parâmetros planetários	139
B	Parâmetros estelares	145
C	Parâmetros para o cálculo do índice empírico	148

Capítulo 1

Introdução

1.1 Exoplanetas: uma perspectiva histórica

A Astronomia é uma das disciplinas científicas mais antigas, estando presente no desenvolvimento do pensamento humano desde seus primeiros registros. Naturalmente, ocupa um espaço importante no imaginário popular, incitando questionamentos filosóficos, como a origem, o destino e a pluralidade dos mundos. A descoberta dos primeiros planetas do Sistema Solar (mais internos que Urano) ocorreu há aproximadamente 4000 anos pelos babilônicos, por meio de observações do céu a olho nu (Sachs, 1974). Cerca de 3600 anos depois, Giordano Bruno formulou hipóteses sobre a existência de incontáveis sistemas solares no Universo (Bruno, 1584). Pouco mais de quatro séculos depois, Mayor & Queloz (1995) descobriram 51 Pegasi b: o primeiro planeta fora do Sistema Solar (i. e., um *exoplaneta*) orbitando uma estrela parecida com o Sol. Atualmente, temos mais de 5700 exoplanetas confirmados¹.

Com a descoberta de 51 Pegasi b, surgiram inúmeras dúvidas acerca das teorias de formação e evolução de sistemas planetários ao verificarem que a configuração orbital do planeta era muito diferente daquelas observadas no Sistema Solar. Com aproximadamente metade da massa de Júpiter e um período orbital de apenas 4,2 dias (Mayor & Queloz, 1995), 51 Pegasi b foi o primeiro exoplaneta tipo Júpiter quente detectado. Esses objetos são gigantes gasosos parecidos com Júpiter em tamanho e massa, mas

¹Consultado em <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/> em 17/12/2024.

apresentam períodos orbitais tão curtos quanto 10 dias. Pela terceira lei de Kepler², concluímos que são objetos extremamente próximos de suas estrelas hospedeiras e, consequentemente, apresentam temperaturas elevadas. Para comparação, Mercúrio, o planeta mais interno do Sistema Solar, tem um período orbital cerca de 21 vezes mais longo do que 51 Pegasi b ($4,2293 \pm 0,0011$ dias, [Mayor & Queloz, 1995](#)).

Na literatura, existem três teorias principais que tentam explicar como objetos tão extremos como esses poderiam ter se formado (ver [Dawson & Johnson, 2018](#), para uma revisão sobre teorias de formação de Júpiteres quentes): formação *in-situ*; migração pelo disco de gás; e migração por efeitos de maré de alta excentricidade. A primeira teoria sugere que os Júpiteres quentes poderiam se formar já nessa configuração que observamos hoje devido à acreção do material presente no disco protoplanetário. A segunda se baseia na troca de momento angular entre o planeta e o disco, resultando no encurtamento da órbita por torque. Finalmente, a terceira teoria também está relacionada com a perda de momento angular do planeta, induzindo-o a órbitas mais excêntricas, perdendo energia pela interação gravitacional com a estrela e resultando em uma órbita mais circular e interna.

A detecção de 51 Pegasi b foi realizada pelo método de velocidade radial, onde são medidas pequenas oscilações no movimento da estrela causadas pela interação gravitacional com o planeta. Esse método foi o mais bem sucedido para a detecção de exoplanetas até 2013 e ainda hoje é o método mais utilizado para a confirmação da massa planetária. No entanto, vários outros métodos de detecção foram surgindo à medida que os exoplanetas cativaram a atenção dos cientistas. A Figura 1.1 ilustra a quantidade cumulativa de detecções separada pelos métodos de detecção. Podemos observar que o método de trânsito planetário é o mais eficaz, sendo responsável por 74% das detecções, seguido pelo método de velocidade radial, com 19% das detecções³. Na próxima seção, descreveremos o funcionamento do método de trânsito e a sua importância para a caracterização das atmosferas de exoplanetas.

²O quadrado do período orbital de um planeta é diretamente proporcional ao cubo do semi-eixo maior da sua órbita ([Kepler, 1609](#)).

³Consultado de <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/> em 06/02/2025.

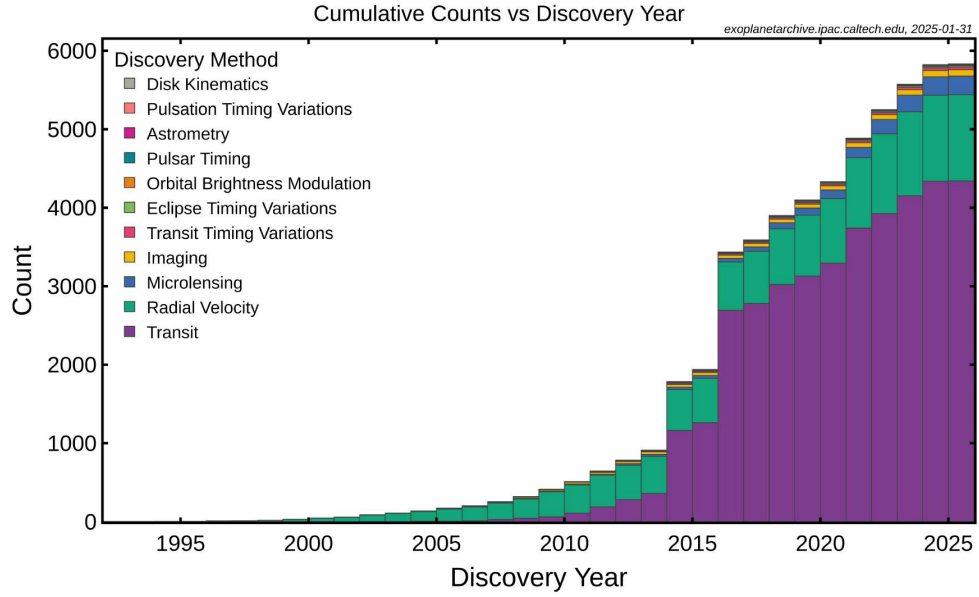


FIGURA 1.1. Histograma cumulativo de exoplanetas confirmados por diversos métodos de detecção. O método de trânsito está representado pela cor verde, enquanto o método de velocidade radial está representado pela cor roxo. Figura retirada do *NASA Exoplanet Archive* em 06/02/2025, disponível em <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/exoplanetplots/>.

1.2 O Método de Trânsito

O método de trânsito planetário é uma das abordagens mais importantes e eficazes para a detecção e caracterização de exoplanetas. Ele se baseia na passagem de um planeta em frente da sua estrela hospedeira, causando diminuições periódicas no brilho estelar, como ilustrado na Figura 1.2. Dessa forma, é necessário um alinhamento entre o plano orbital planetário e a linha de visada do observador, onde a probabilidade de se ter uma configuração orbital adequada para a detecção é dada pela razão entre o raio estelar e a distância entre o planeta e a estrela, considerando uma órbita circular⁴ e Barnes (2007) para o caso de órbitas elípticas.

O fenômeno é dividido em três momentos: eclipse primário (ou trânsito); eclipse secundário (ou ocultação) e o momento intermediário, que fornece a curva de fase para o exoplaneta (ver Figura 1.2). Durante o trânsito, o exoplaneta passa na frente da estrela, bloqueando parte do brilho e causando uma diminuição periódica no fluxo estelar que

⁴Ver Borucki & Summers (1984) para mais detalhes sobre a derivação da probabilidade de se ter alinhamento orbital adequado para a detecção do exoplaneta.

pode ser quantificada pela seguinte equação:

$$\frac{\Delta F}{F} = \left(\frac{R_p}{R_\star} \right)^2, \quad (1.1)$$

onde ΔF é a profundidade do trânsito, F é o fluxo total do sistema e R_p e $R_\star$ são os raios do planeta e da estrela, respectivamente. Com isso, é possível determinar o raio planetário, além de outros parâmetros como, por exemplo, a densidade estelar, a inclinação da órbita e o período orbital (ver Seager & Mallén-Ornelas, 2003, para a derivação completa desses parâmetros). Portanto, existe um viés observacional que favorece a detecção de exoplanetas grandes e próximos de suas estrelas (como os Júpiteres quentes), pois esses objetos geram profundidades de eclipse maiores e a proximidade permite a observação de um número maior de trânsitos em um determinado intervalo de tempo, resultando em detecções estatisticamente mais confiáveis. De fato, o primeiro exoplaneta a ser descoberto por esse método foi o Júpiter quente HD 209458 b, com raio de $1,27 \pm 0,02 R_J$ (Charbonneau et al., 2000; Henry et al., 2000), onde R_J é o raio de Júpiter, e aproximadamente 11% dos exoplanetas detectados por esse método até os dias atuais são gigantes gasosos de curto período ($R_p \geq 0,5 R_J$; $P \leq 10$ dias)⁵.

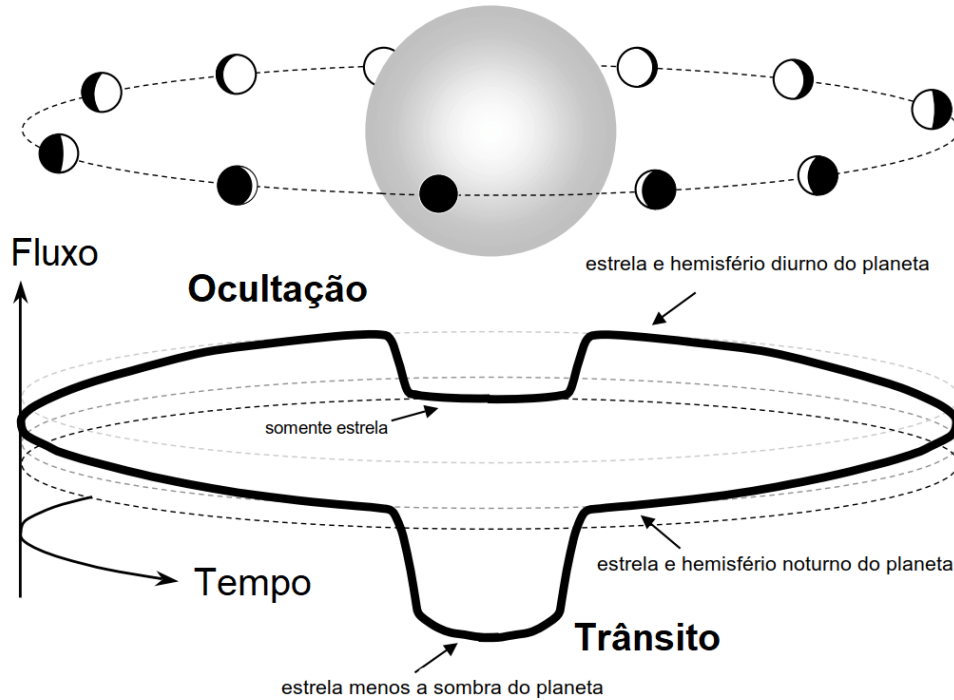


FIGURA 1.2. Esquemática do método de trânsito planetário. Figura adaptada de Winn (2010).

⁵Consultado de <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/> em 06/02/2025.

Além de fornecer informações a respeito dos parâmetros físicos dos exoplanetas, o trânsito também possibilita a caracterização de atmosferas através da espectroscopia de transmissão. Quando um exoplaneta com atmosfera passa na frente da estrela, a luz estelar atravessa esse meio e pode ser absorvida pelas espécies químicas ali presentes. Essa interação depende diretamente do comprimento de onda, λ , sendo que para λ onde a atmosfera é mais opaca, menos luz será transmitida para o observador. Dessa forma, ao comparar os espectros obtidos antes e depois do trânsito, é possível identificar quais assinaturas espectrais são oriundas da atmosfera planetária (Kreidberg, 2018).

Entre o trânsito e a ocultação, observa-se o planeta em diferentes fases da órbita. O resultado é chamado de curva de fase e fornece informações a respeito do transporte de energia e dinâmica da atmosfera. Com esses dados, é possível mapear a estrutura térmica da atmosfera, identificando variações de temperatura entre os hemisférios diurno, aquele voltado para a estrela, e noturno, oposto à estrela (Stevenson et al., 2014a; Challener et al., 2024). No entanto, o foco deste trabalho é a utilização das profundidades de eclipse secundário, descritas na seção a seguir.

1.2.1 Eclipse Secundário

Ao contrário do trânsito, o eclipse secundário (ou ocultação) ocorre quando o exoplaneta passa atrás da estrela, desaparecendo da linha de visada do observador. Nesse momento, observa-se apenas o fluxo estelar. Portanto, ao comparar os fluxos imediatamente antes, depois e durante a ocultação, é possível determinar a contribuição do fluxo do planeta. Em geral, essa contribuição é dada pela combinação entre a luz refletida e emitida. Em comprimentos de onda mais curtos, na região do óptico, a luz refletida domina o fluxo planetário e a profundidade do eclipse secundário é, aproximadamente, dada por (Alonso, 2018):

$$\frac{F_p}{F_\star} = A_g \left(\frac{R_p}{a} \right)^2 \phi(\alpha), \quad (1.2)$$

onde A_g é o albedo geométrico⁶, a é o semi-eixo maior da órbita e $\phi(\alpha)$ é a função de fase⁷ para um ângulo de fase α . Por outro lado, em comprimentos de onda mais longos,

⁶O albedo geométrico é a razão entre a luz refletida por um corpo celeste em oposição total (quando está completamente iluminado e visível para o observador) e a luz que seria refletida por uma superfície plana reflexiva ideal com a mesma seção de choque.

⁷Essa função quantifica a fração do hemisfério iluminado do planeta visível para um observador. Quando $\alpha = 0^\circ$ o hemisfério está completamente iluminado, enquanto para $\alpha = 180^\circ$, o hemisfério está completamente escuro.

no infravermelho, a luz emitida domina o fluxo planetário e a profundidade do eclipse secundário passa a ser calculada como (Alonso, 2018):

$$\frac{F_p}{F_\star} = \frac{B_\lambda(T_p)}{B_\lambda(T_\star)} \left(\frac{R_p}{R_\star} \right)^2, \quad (1.3)$$

onde $B_\lambda(T)$ é a função de Planck para um comprimento de onda λ e temperatura de brilho T referente ao λ de observação. Essa temperatura é um dos principais parâmetros desta pesquisa, sendo definida como a temperatura que um corpo negro teria de tal forma a emitir a mesma quantidade de energia, em um dado comprimento de onda λ , que o objeto observado.

Corpos negros são objetos ideais que absorvem toda radiação incidente, entram em equilíbrio térmico e reemitem perfeitamente, sem refletir. Matematicamente, a intensidade específica de um corpo negro é definida pela função de Planck (ver Carroll & Ostlie, 2017, para uma explicação detalhada):

$$B_\lambda(T) = \frac{2h\pi c^2 \lambda^{-5}}{e^{hc/\lambda kT} - 1}, \quad (1.4)$$

onde h é a constante de Planck, c é a velocidade da luz no vácuo, k é a constante de Boltzmann e T é a temperatura. A Equação 1.3 é uma aproximação válida apenas para comprimentos de onda no infravermelho, visto que nessa faixa do espectro eletromagnético a contribuição da luz refletida é mínima, enquanto a contribuição térmica do planeta é maior devido às altas temperaturas da atmosfera. Portanto, para conseguir identificar qual porção do fluxo planetário é refletido ou emitido, deve-se observá-lo em diferentes comprimentos de onda. A combinação dessas duas contribuições constituem o espectro de emissão do exoplaneta (ver Alonso, 2018, para uma revisão detalhada sobre eclipses secundários e suas implicações na caracterização de atmosferas).

1.2.2 Observações pelo método de trânsito ao longo dos anos

Tanto os trânsitos quanto as ocultações podem ser observados por telescópios terrestres e espaciais. Primeiramente, faremos um panorama das missões espaciais e depois entraremos em detalhes sobre os telescópios terrestres utilizados desde o início das observações pelo método de trânsito até os dias atuais. Por fim, destacaremos as novas gerações de telescópios que serão lançados dentro das próximas décadas.

Apesar de não ter sido projetado exclusivamente para coletar dados de exoplanetas, o telescópio espacial Spitzer (Werner et al., 2004) foi lançado em 2003 com a missão de observar o Universo em comprimentos de onda no infravermelho, complementando o Programa de Grandes Observatórios da NASA (Hubble, no visível; Compton, em raios gama e Chandra, em raios-X). O Spitzer foi responsável pela primeira detecção direta da luz de um exoplaneta, fornecendo dados de eclipses secundários nas bandas 3,6 e 4,5 μm para o Júpiter quente TrES-1 b (Charbonneau et al., 2005). Dois anos depois, Fortney & Marley (2007) detectaram vapor de água nas atmosferas dos Júpiteres quentes HD189733 b e HD209458 b usando as bandas 8,0 e 16,0 μm . Entre essas duas descobertas, lançava-se em dezembro de 2006 o primeiro telescópio espacial desenvolvido para a detecção e caracterização de exoplanetas pelo método de trânsito: CoRoT (*Convection, Rotation and planetary Transits*, Baglin et al., 2006). O CoRoT descobriu e caracterizou 39 exoplanetas, majoritariamente gigantes gasosos de curto período, detectou pela primeira vez uma super-Terra (exoplanetas com massas de até 10 massas terrestres; Valencia et al., 2007) com o método de trânsito, além de identificar aproximadamente 600 candidatos até o final da missão, em outubro de 2012 (Deleuil et al., 2018). Em março de 2009, foi lançado o telescópio Kepler (Borucki et al., 2010), que revolucionaria a área, terminando sua missão primária com mais de 2700 exoplanetas confirmados e cerca de 2000 candidatos ao observar uma área de 116 graus quadrados, aproximadamente. Devido a um mau funcionamento nos equipamentos de estabilização e orientação em 2013, a missão Kepler foi adaptada para varrer o céu ao longo do plano da eclíptica, i. e., o plano da órbita da Terra ao redor do Sol. Essa nova fase da missão levou o nome de K2 (Howell et al., 2014), ficando ativa até outubro de 2018⁸. Com isso, foram detectados outros 547 exoplanetas, além de 975 candidatos a serem confirmados⁹. No início do mesmo ano, em 2018, lançava-se a missão espacial TESS (*Transiting Exoplanet Survey Satellite*, Ricker et al., 2015) visando detectar exoplanetas com tamanhos parecidos ao da Terra. Atualmente, somam-se 604 exoplanetas confirmados pelo telescópio TESS e mais 4691 esperando confirmação¹⁰. Um ano depois, a Agência Espacial Europeia (*European Space Agency*, ESA) lançou a missão CHEOPS (*CHaracterising ExOPlanet Satellite*, Benz et al., 2021) com o propósito de observar

⁸Consultado em <https://science.nasa.gov/mission/kepler/> em 28/01/2025.

⁹Consultado de https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/docs/counts_detail.html em 06/02/2025.

¹⁰Consultado de https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/docs/counts_detail.html em 06/02/2025.

estrelas que já tenham exoplanetas confirmados e caracterizá-los usando o método de trânsito. Finalmente, chegamos no telescópio espacial James Webb (JWST, na sigla em inglês), lançado em dezembro de 2021. Um dos principais objetivos dessa missão é a caracterização das atmosferas de exoplanetas gasosos e rochosos que orbitam estrelas frias (Gardner et al., 2006, 2023). Dados de eclipse secundário estão sendo utilizados para determinar, por exemplo, a ausência de atmosfera para o exoplaneta terrestre Gl 486b (Weiner Mansfield et al., 2024) e a primeira detecção direta de nuvens de silicato na atmosfera de Júpiteres quentes para HD 189733 b (Inglis et al., 2024).

É evidente que telescópios espaciais têm sido de extrema importância para o aumento de detecções de exoplanetas e para a caracterização de suas atmosferas. No entanto, telescópios terrestres também foram responsáveis por centenas de detecções, como: HATNet (*Hungarian-made Automated Telescope Network*, Bakos et al., 2004); superWASP (*Wide Angle Search for Planets*, Pollacco et al., 2006); TrES (*Trans-Atlantic Exoplanet Survey*, Alonso et al., 2007); projeto XO (McCullough et al., 2005); KELT (*The Kilodegree Extremely Little Telescope*, Pepper et al., 2007); projeto MEarth (Berta et al., 2012); SPECULOOS (*Search for habitable Planets ECclipsing ULtra-cOOL Stars*, Sebastian et al., 2021); e mais recentemente, NGTS (*Next-Generation Transit Survey*, Wheatley et al., 2018). Muitos desses projetos são compostos por telescópios em ambos hemisférios terrestres para maximizar a varredura do céu e a probabilidade de detecções.

Os telescópios da próxima geração destinados à detecção e caracterização de exoplanetas pelo método de trânsito incluem tanto observatórios espaciais quanto terrestres. Entre os telescópios espaciais, destacam-se o PLATO (*Planetary Transits and Oscillations of Stars*, Ragazzoni et al., 2016), da Agência Espacial Europeia, programado para lançamento em 2026, que focará na busca por exoplanetas semelhantes à Terra em zonas habitáveis¹¹ e na caracterização precisa de estrelas hospedeiras; e o Ariel (*Atmospheric Remote-sensing Infrared Exoplanet Large-survey*, Tinetti et al., 2022), a primeira missão projetada especificamente para investigar a composição química e as estruturas térmicas de centenas atmosferas de exoplanetas. Já no campo dos telescópios terrestres, projetos como o ELT (*Extremely Large Telescope*), no Chile, trarão avanços significativos com sua enorme capacidade de coleta de luz (com um espelho de 39 metros de diâmetro) e

¹¹Definida como a região ao redor da estrela onde a temperatura na superfície planetária permite a presença de água no estado líquido (<https://science.nasa.gov/exoplanets/habitable-zone/>).

alta resolução, permitindo análises detalhadas de atmosferas exoplanetárias ([Padovani & Cirasuolo, 2023](#)).

Essas missões geraram uma base de dados muito ampla de exoplanetas conhecidos e que transitam, o que levou à obtenção de dados de eclipses secundários de maneira individualizada para o estudo de suas atmosferas. Com esses dados, possibilita-se a caracterização das atmosferas de exoplanetas com o uso de modelos atmosféricos. Na próxima seção, faremos uma revisão dos resultados dos modelos utilizados na literatura desde as primeiras aplicações em atmosferas de Júpiteres quentes até os dias atuais, além de destacar fenômenos atmosféricos pertinentes para essa pesquisa (e.g., inversão térmica e circulação atmosférica).

1.3 Caracterização de atmosferas exoplanetárias

Como vimos na Seção 1.2.1, a profundidade do eclipse secundário depende do comprimento de onda da observação. Dessa forma, a observação do eclipse secundário em faixas extensas de comprimento de onda (e.g., do óptico até o infravermelho) fornece o espectro de emissão do planeta e permite identificar em quais regiões ocorrem absorções ou emissões. Na literatura, existem duas abordagens utilizadas para caracterizar a atmosfera de um exoplaneta usando espectros de emissão (e transmissão): modelagem espectral direta e modelos de recuperação (ou modelagem inversa). A modelagem espectral direta simula espectros atmosféricos de exoplanetas com base em parâmetros previamente definidos, sendo úteis para testar hipóteses específicas, mas limitados por essas suposições. Já os modelos de recuperação interpretam diretamente espectros observados para inferir propriedades atmosféricas, oferecendo maior flexibilidade para determinação dos parâmetros, porém com maior custo computacional ([Madhusudhan, 2019](#)).

Um dos primeiros trabalhos a aplicar a modelagem a exoplanetas foi [Charbonneau et al. \(2002\)](#), ao detectar sódio na atmosfera do Júpiter quente HD 209458 b, usando espectro de transmissão obtido pelo telescópio espacial Hubble. Posteriormente, modelos mais avançados permitiram detecções de moléculas de maior complexidade, como vapor de água (H_2O , [Tinetti et al., 2007](#)), metano (CH_4 , [Swain et al., 2008](#)) e óxido de titânio (TiO , [Sedaghati et al., 2017](#)). Com o avanço das missões espaciais voltadas para a observação de exoplanetas, como o JWST, a disponibilidade de dados fotométricos e

espectroscópicos tem crescido significativamente nas últimas décadas. Como resultado, o uso de modelos de recuperação está se tornando cada vez mais viável para a caracterização detalhada das atmosferas desses objetos. Atualmente, existem inúmeros modelos de recuperação para espectros de emissão e transmissão disponíveis na literatura ([MacDonald & Batalha, 2023](#)).

Assim como a atmosfera da Terra, as atmosferas de Júpiteres quentes são extremamente complexas pela variedade de fenômenos presentes em diferentes altitudes, como mostra a região central da Figura 1.3. Dependendo da altitude, verificam-se diferentes fenômenos atmosféricos, devido à variação de pressão, composição, densidade e interação com a radiação e o campo magnético estelar. Especialmente no caso dos Júpiteres quentes, o semi-eixo maior da órbita muitas vezes é pequeno o suficiente para coincidir ou ultrapassar o raio da superfície de Alfvén da estrela, i. e., região onde o vento estelar é dominado pela energia magnética. Nesse cenário, a interação com o vento e o campo magnético estelar pode promover o escape atmosférico das camadas mais externas e subsequente perda de massa ([Presa et al., 2024](#)). Nas camadas imediatamente mais internas, a interação com fótons de alta energia oriundos da estrela pode dissociar moléculas e ionizar átomos, alterando significativamente a química da região ([Venot et al., 2012](#)). Já em camadas mais internas e de maior pressão, as reações químicas ocorrem em uma escala de tempo menor que os processos cinemáticos, garantindo equilíbrio químico ([Madhusudhan, 2019](#)).

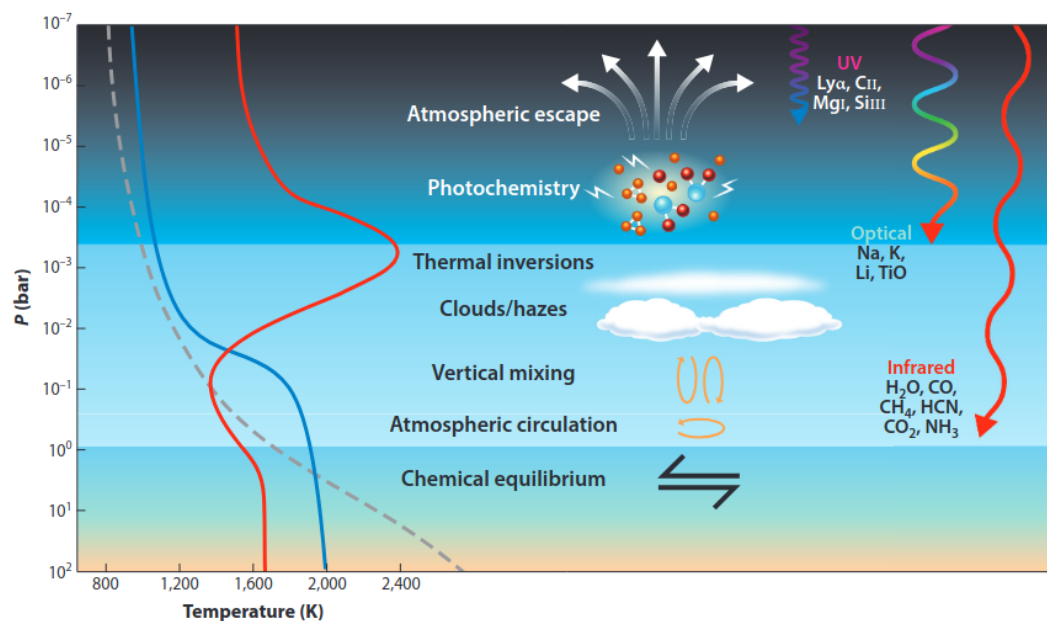


FIGURA 1.3. *Canto esquerdo*: diagrama de pressão e temperatura representando três tipos de perfis térmicos: com inversão (curva vermelha), sem inversão (curva azul) e com baixa radiação incidente (curva cinza tracejada). *Centro*: Representação de fenômenos atmosféricos para diferentes pressões (altitudes). Em ordem crescente de pressão, tem-se: equilíbrio químico; circulação atmosférica; mistura vertical; formação de nuvens e neblina; inversões térmicas; processos fotoquímicos e escape atmosférico. *Canto direito*: profundidades de penetração para diferentes comprimentos de onda e as espécies químicas que podem ser detectadas para observações nas respectivas faixas do espectro eletromagnético. Crédito: figura 1 de [Madhusudhan \(2019\)](#).

Nas camadas intermediárias (entre 0,01 e 1 bar) verificam-se fenômenos mais atrelados à dinâmica e estrutura da atmosfera, sendo fortemente influenciados pela composição química e radiação estelar. Dessa forma, essas regiões geralmente estão em configurações de desequilíbrio químico e radiativo. Um aspecto da dinâmica atmosférica que trata o fenômeno de movimentos verticais de células de gás é a magnitude da mistura vertical, que atua para evitar a sedimentação gravitacional de condensados (ver [Zhang & Showman, 2018a,b](#), para exemplos de modelos que incluem mistura vertical e [Menou, 2019](#) para o caso de transporte turbulento). Como as atmosferas de Júpiteres quentes têm temperaturas mais elevadas, as moléculas em estado de vapor são geralmente silicatos e, logo, são mais pesadas do que aquelas presentes em atmosferas mais frias como a da Terra.

Além da composição química e da dinâmica (circulação), um dos fatores mais desafiadores para a modelagem atmosférica é a formação de estruturas como nuvens e neblinas. Diversos trabalhos apontam a importância de se considerar essas estruturas na interpretação dos espectros (e.g. [Wakeford & Sing, 2015](#); [Barstow, 2020](#); [Kiefer et al., 2024](#)). Em geral, camadas de nuvens geram um contínuo nos espectros de transmissão ao

longo de todos os comprimentos de onda, impondo um limite de opacidade que impede a observação de camadas mais profundas. A presença dessas nuvens e seus impactos nos espectros acabam por mascarar, ou até cobrir totalmente, as assinaturas espectrais, resultando em valores de abundâncias químicas artificialmente baixos ([Welbanks & Madhusudhan, 2019](#)). Portanto, torna-se necessário incluir nuvens nas modelagens atmosféricas por serem umas das principais fontes de opacidade (ver [Helling, 2021](#), para uma revisão sobre nuvens em exoplanetas e [Barstow & Heng, 2020](#) para uma revisão sobre caracterização atmosférica).

Somado a isso, um dos fenômenos estruturais mais estudados no contexto de atmosferas de Júpiteres quentes é a inversão térmica. Na próxima seção, iremos explicar quais são os processos físicos que podem causar inversão e citaremos exemplos de exoplanetas que possuem atmosferas com essa característica.

1.3.1 Inversão térmica

O estudo do perfil térmico de um exoplaneta disponível na literatura é realizado através da modelagem dos dados de eclipse secundário em diferentes bandas do infravermelho. O principal resultado dessa modelagem é o perfil de temperatura e pressão, como ilustrado no canto esquerdo da Figura 1.3, onde temos uma representação esquemática de uma inversão térmica indicada pela linha vermelha. Moléculas que são fortes absorvedoras de radiação no óptico e no ultravioleta aquecem a região da atmosfera em que estão presentes (ver canto direito da Figura 1.3) e reemitem em comprimentos de onda menos energéticos, como o infravermelho. Para garantir equilíbrio energético global, as camadas mais internas a essa se resfriam, introduzindo um gradiente positivo de temperatura com a diminuição da pressão, i.e., uma inversão térmica ([Kempton & Knutson, 2024](#)). No espectro, podemos identificar a presença de inversões térmicas pelas linhas em emissão; enquanto linhas em absorção representam atmosferas que esfriam monotonicamente com a pressão. O ponto de maior aquecimento corresponde a altitude em que as espécies absorvedoras estão localizadas. Portanto, a observação de inversões térmicas, paralelamente com a caracterização da composição química da atmosfera, permitem identificar quais opacidades estão relacionadas à formação desse fenômeno.

As principais espécies químicas presentes nas atmosferas de Júpiteres quentes são refratárias, pois apresentam altas temperaturas de condensação. Óxidos pesados como

TiO e óxido de vanádio (VO) são fortes absorvedores em comprimentos de onda mais curtos e têm sido propostos na literatura como os principais causadores de inversão térmica nas atmosferas de exoplanetas (Fortney et al., 2008; Lothringer et al., 2018). Outras moléculas mais leves, como monóxido de carbono (CO) também foram observadas em emissão nas atmosferas de WASP-33 b e WASP-189 b, indicando a presença de inversões térmicas (Yan et al., 2022; van Sluijs et al., 2023). Entretanto, para exoplanetas extremamente irradiados e, conseqüentemente, mais quentes, espera-se que essas moléculas sofram fotodissociação e não sejam capazes de absorver a radiação, resultando em um espectro sem assinaturas e uma atmosfera sem inversão. No entanto, o exoplaneta mais quente já confirmado, KELT-9 b, parece apresentar inversão térmica com TiO e VO em emissão no seu espectro (Changeat & Edwards, 2021), deixando ainda em aberto a discussão.

1.3.2 Circulação atmosférica

Como vimos até agora, os processos físicos nas atmosferas de Júpiteres quentes são decorrentes de vários fatores combinados: composição química, radiação incidente, temperatura, dentre outros. A circulação atmosférica não é exceção e tem sido estudada através das curvas de fase para criar mapas de temperatura (Komacek et al., 2017) e ventos (Kennedy et al., 2024); além de permitir a determinação dos contrastes de temperatura entre os hemisférios observados (Challener et al., 2024). Para a maioria dos Júpiteres quentes, a distância até a estrela é pequena o suficiente para que o travamento gravitacional pela força de maré estelar seja válido. Nesse caso, os períodos rotacional e orbital dos planetas coincidem, de tal forma que um hemisfério está sempre voltado para a estrela (hemisfério diurno), enquanto o outro fica voltado para o sentido oposto (hemisfério noturno). Modelos de circulação atuais utilizam essa aproximação para resolver numericamente a estrutura atmosférica em três dimensões, calculando as equações de dinâmica de fluidos aplicadas à atmosfera e integrando essas soluções a aproximações de transferência radiativa (Mendonça, 2020). Esses modelos são chamados de GCM (*General Circulation Models*; ver Showman et al., 2020, para uma revisão sobre modelos de circulação atmosférica em Júpiteres quentes).

Neste trabalho, não é um objetivo estudar os modelos de circulação atmosférica, bastando uma classificação que considere diferentes tipos de redistribuição energética.

Para isso, adotamos os fatores de recirculação, f , como definidos por [Hansen \(2008\)](#), de tal forma que: $f = 1/4$ representa recirculação isotrópica, i. e., o calor estelar é redistribuído igualmente em ambos hemisférios do planeta; $f = 1/2$ representa recirculação eficiente apenas no hemisfério diurno; e $f = 2/3$ indica uma atmosfera com recirculação ineficiente em ambos hemisférios.

1.4 A influência das propriedades estelares

Além de detectar planetas, o método de trânsito abriu novas possibilidades no estudo da interação planeta-estrela, incluindo a influência de propriedades estelares sobre as atmosferas planetárias. Combinado com outras técnicas, como o método de velocidade radial, ele continua sendo central no avanço do conhecimento sobre planetas fora do Sistema Solar. Nas próximas subseções, faremos um panorama sobre possíveis correlações entre parâmetros estelares e a estrutura atmosférica de Júpiteres quentes.

1.4.1 Radiação incidente

Desde o início das observações das atmosferas de Júpiteres quentes, acredita-se que a radiação estelar tenha um papel central na formação de inversões térmicas devido à forte absorção de radiação estelar em comprimentos de onda no óptico e ultravioleta por compostos como TiO e VO, que atuam como aquecedores eficientes na alta atmosfera. [Fortney et al. \(2008\)](#) sugerem que a presença de tais moléculas depende da intensidade da radiação estelar incidente e da capacidade da atmosfera de reter esses absorvedores em estado gasoso, o que ocorre em planetas altamente irradiados e suficientemente quentes para evitar a condensação deles. De fato, [Cruz \(2015\)](#) encontrou um resultado compatível ao comparar a temperatura de brilho na banda Ks para 18 Júpiteres quentes com a radiação incidente, onde os exoplanetas mais irradiados apresentaram inversão térmica.

Recentemente, [Wallack et al. \(2021\)](#) apresentaram uma métrica que compara as temperaturas de brilho nas bandas 3,6 e 4,5 μm do Spitzer com a temperatura de equilíbrio. O resultado dessa métrica mostrou que os exoplanetas mais frios são mais brilhantes em 3,6 do que em 4,5 μm , enquanto o contrário é válido para os exoplanetas mais quentes. A hipótese para explicar esse comportamento sugere que a molécula

de monóxido de carbono estaria passando de absorção para emissão com o aumento da radiação incidente (e, conseqüentemente, maior temperatura de equilíbrio). Como essa molécula atua principalmente na banda $4,5 \mu\text{m}$ e não afeta significativamente a banda $3,6 \mu\text{m}$, a diferença entre a temperatura de brilho nessas duas bandas fornece um diagnóstico prévio da presença de inversão térmica. Por outro lado, em atmosferas mais frias, compostos como CO poderiam estar em forma de condensados e seriam incapazes de participar do processo de formação de inversão térmica. Isso indica que a temperatura de equilíbrio e, conseqüentemente, o nível de radiação incidente, estaria influenciando a química e estrutura das atmosferas desses exoplanetas.

Adicionalmente, a interação entre radiação estelar e dinâmica atmosférica pode modular o grau de inversão térmica. Estudos como os de [Parmentier et al. \(2015\)](#) destacam que a redistribuição de calor, impulsionada por ventos atmosféricos, pode deslocar absorvedores para regiões onde a radiação não é tão intensa, afetando a eficácia da inversão térmica. Dessa forma, a análise conjunta de modelos radiativos e dinâmicos se tornou essencial para conectar a intensidade da radiação incidente aos perfis térmicos observados em Júpiteres quentes.

1.4.2 Atividade cromosférica

Essa complexa interação entre processos radiativos e dinâmicos não se limita a atmosferas planetárias, mas também desempenha um papel crucial na compreensão da influência de camadas estelares como a cromosfera. Nesse sentido, o estudo da atividade cromosférica das estrelas se tornou de extrema importância para averiguar possíveis influências nas atmosferas de exoplanetas de curto período, como os Júpiteres quentes.

A cromosfera é uma camada de plasma inhomogênea intermediária entre a fotosfera e a coroa estelar ([Roberts, 1945](#); [Bohlin et al., 1975](#); [Solanki et al., 1994](#)). Nessa região, linhas de emissão de espécies ionizadas são observadas em quantidades acima do esperado (e.g. linhas H e K do Ca II¹²), indicando um desvio do equilíbrio radiativo e a predominância de efeitos não-térmicos magnéticos. Além disso, ao contrário do que é observado na fotosfera, o resfriamento dessa camada se dá principalmente pela radiação em linhas de ressonância intensas de espécies como Mg II e Ca II ([Vernazza et al., 1981](#)).

¹²Em Astronomia, indicamos o estágio de ionização dos elementos químicos por numerais romanos. O numeral I indica um elemento neutro, o II, um elemento uma vez ionizado e assim por diante.

Essas emissões são indicadores diretos da atividade magnética estelar, que pode variar devido a ciclos de atividade, manchas estelares e regiões ativas (ver [Hall, 2008](#), para uma revisão sobre a atividade cromosférica estelar).

Para investigar a variabilidade temporal das linhas H e K do Ca II, desenvolveu-se um projeto observacional de 40 anos utilizando o Observatório de Monte Wilson ([Wilson, 1978](#); [Duncan et al., 1991](#); [Baliunas et al., 1995](#)). Com isso, foi possível determinar a atividade cromosférica de milhares de estrelas através do índice $\log R'_{\text{HK}}$. Esse índice é calculado através do índice adimensional S , definido pela razão entre as emissões nos centros das linhas H e K do Ca II e regiões nos contínuos R e V adjacentes a essas bandas para comprimentos de onda maiores e menores que H e K, respectivamente ([Noyes et al., 1984](#); [Duncan et al., 1991](#)). Descrevemos o cálculo de $\log R'_{\text{HK}}$ com mais detalhes na Subseção 2.2.4.

Estudos mostram que $\log R'_{\text{HK}}$ varia significativamente entre estrelas de diferentes tipos espectrais e estados de atividade, fornecendo informações sobre ciclos magnéticos, rotação estelar, idade e até mesmo interações estrela-planeta em sistemas planetários próximos ([Krejčová & Budaj, 2012](#); [Lorenzo-Oliveira et al., 2018](#); [Mignon et al., 2023](#); [Loaiza-Tacuri et al., 2024](#)).

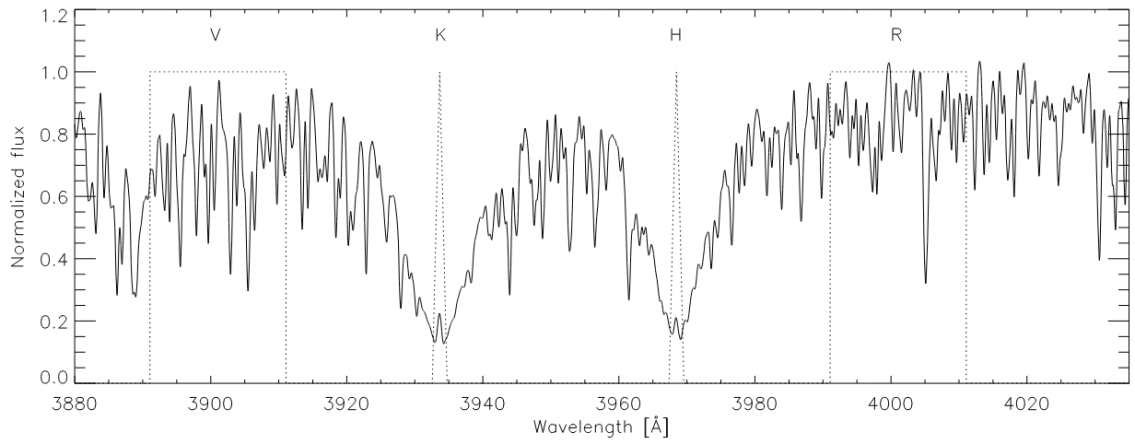


FIGURA 1.4. Espectro da estrela HD 48676 na região das linhas H e K do Ca II. Os filtros triangulares estão indicados com linhas pontilhadas ao redor das linhas H e K. Os pseudocontínuos R e V estão indicados pelos retângulos com linhas pontilhadas. Crédito: figura 3 de [Schröder et al. \(2009\)](#).

A relação entre a atividade cromosférica das estrelas hospedeiras e a presença de inversões térmicas nas atmosferas de Júpiteres quentes foi proposta por [Knutson et al. \(2010\)](#), de tal forma que a intensa radiação ultravioleta das estrelas ativas seria responsável pela dissociação das moléculas absorvedoras (e.g. TiO e VO), impedindo a

formação da camada de inversão. Da mesma forma, estrelas inativas permitiriam a presença dessas moléculas e, conseqüentemente, o desenvolvimento da inversão. Pensando em uma maneira de classificar as atmosferas dos Júpiteres quentes, [Knutson et al. \(2010\)](#) propõem um índice empírico (ver Seção 2.3 para mais detalhes) que compara a inclinação entre as profundidades de eclipse secundário observadas nas bandas 3,6 e 4,5 μm do Spitzer e as profundidades calculadas usando modelos atmosféricos para as estrelas e modelando os exoplanetas como corpos negros. O resultado está ilustrado na Figura 1.5, onde exoplanetas com inversão estão representados por círculos vermelhos, enquanto exoplanetas com atmosferas sem inversão estão representados por estrelas azuis. O quadrado em cinza indica o exoplaneta CoRoT-2 b que, na data do estudo, não tinha informação conclusiva sobre a presença de inversão.

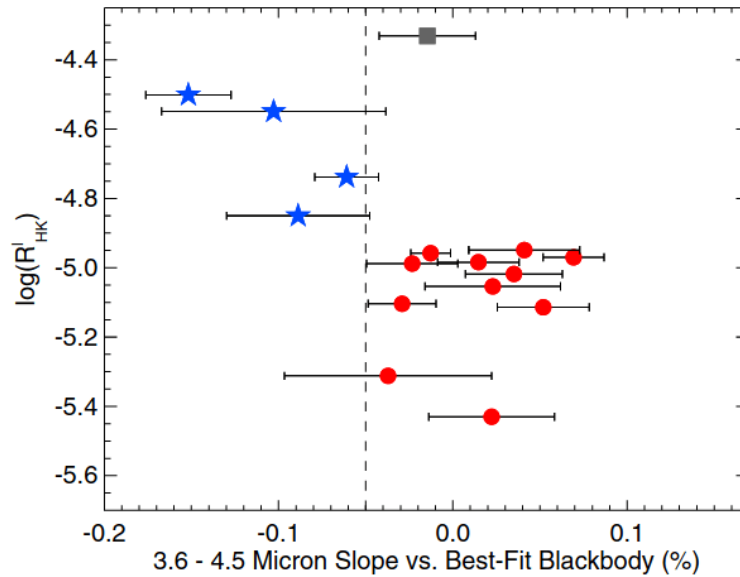


FIGURA 1.5. Índice empírico de [Knutson et al. \(2010\)](#). Exoplanetas com e sem inversão térmica estão representados por círculos vermelhos e estrelas azuis, respectivamente. O quadrado cinza-escuro representa o exoplaneta CoRoT-2 b, que na época não tinha informação sobre inversão. Crédito: figura 5 de [Knutson et al. \(2010\)](#).

Mais recentemente, outros estudos na literatura investigaram a relação entre a atividade estelar e os dados de eclipse secundário. Um exemplo é o trabalho de [Cruz et al. \(2017\)](#), que compara as temperaturas de brilho de 11 Júpiteres quentes na banda Ks do infravermelho próximo com o índice $\log R'_{HK}$ das estrelas hospedeiras. Fortalecendo a hipótese de [Knutson et al. \(2010\)](#), [Cruz et al. \(2017\)](#) encontraram uma clara separação em atividade, onde exoplanetas sem inversão térmica se encontram na região das estrelas ativas ($\log R'_{HK} > -4,9$), enquanto o contrário foi observado para exoplanetas com

inversão. Além disso, verificou-se uma correlação negativa entre a temperatura de brilho e $\log R'_{\text{HK}}$, de tal forma que exoplanetas orbitando estrelas mais ativas são menos brilhantes na banda Ks, e vice-versa.

1.5 Objetivos

Apesar de todas essas relações planeta-estrela exploradas na literatura, ainda não compreendemos completamente como parâmetros estelares podem afetar a atmosfera dos exoplanetas de curto período. Neste projeto, investigamos como a atividade cromosférica, a temperatura e a radiação incidente se relacionam com a presença de inversão térmica nas atmosferas de 95 Júpiteres quentes. Estudar as atmosferas desses exoplanetas é muito importante, pois esses objetos oferecem laboratórios únicos para investigar processos atmosféricos fundamentais sob condições extremas. Devido às suas altas temperaturas e fortes interações com a radiação estelar, os Júpiteres quentes exibem dinâmicas atmosféricas complexas, desequilíbrio químico, e fenômenos como inversões térmicas. Esses estudos ajudam a testar modelos de circulação atmosférica, absorção radiativa e formação de nuvens, permitindo um melhor entendimento a respeito das atmosferas de exoplanetas. Além disso, a compreensão dos diversos mecanismos presentes nas atmosferas de Júpiteres quentes é o ponto de partida para entender a natureza das atmosferas de exoplanetas menores, como as super-Terras e sub-Netunos, extremamente interessantes no contexto da habitabilidade e Astrobiologia.

Os principais objetivos deste trabalho são a reprodução e atualização de trabalhos anteriores da literatura que utilizam dados de eclipse secundário em bandas do infravermelho para classificar as atmosferas de Júpiteres quentes conforme a presença ou ausência de inversão térmica (Knutson et al., 2010; Wallack et al., 2021). Ademais, pretendemos revisitar correlações encontradas entre temperatura de brilho e atividade estelar (Cruz et al., 2017) e radiação incidente Cruz (2015). Como passo adicional, faremos comparações entre os parâmetros planetários e estelares da nossa amostra de 95 exoplanetas, separando em subamostras com e sem inversão térmica.

No Capítulo 2, iremos explicitar os cálculos dos parâmetros necessários para a reprodução e atualização das abordagens que tentam classificar as atmosferas usando dados de eclipse secundário, além de explicá-las e ressaltar as novidades desse trabalho.

Nesse mesmo capítulo, indicaremos as comparações entre os parâmetros planetários e estelares analisando a informação de inversão térmica. Em seguida, discutiremos os resultados no Capítulo 3. Por fim, destacaremos as nossas principais conclusões e perspectivas futuras para esse trabalho no Capítulo 4.

Capítulo 2

Metodologia

Nesse capítulo, vamos descrever os dados da literatura usados e detalhar os cálculos necessários para determinar os parâmetros presentes nas análises das duas abordagens que tentam classificar os Júpiteres quentes usando dados de eclipse secundário: o índice empírico de [Knutson et al. \(2010\)](#) e a métrica de [Wallack et al. \(2021\)](#).

2.1 Dados da literatura

Como o principal objetivo do projeto é estudar a influência da atividade estelar nas atmosferas dos Júpiteres quentes, fizemos uma extensa busca na literatura para reunir dados dos exoplanetas e de suas estrelas. Primeiro, procuramos quais Júpiteres quentes haviam sido estudados pelo método de trânsito, mais especificamente com dados de eclipse secundário no infravermelho. Tipicamente, esses objetos apresentam temperaturas de equilíbrio (ver Subseção 2.2.2) entre 800 e 4000 K, resultando em maiores contribuições do fluxo nas faixas do infravermelho. Como vimos na Equação 1.3, esse fato resulta em profundidades de eclipse mais pronunciadas, visto que a razão entre os fluxos do planeta e da estrela aumenta. Com isso, a maioria das profundidades disponíveis na literatura são de bandas do infravermelho, sendo utilizadas para determinar a contribuição térmica do planeta. Nesse sentido, encontramos profundidades de eclipse nas bandas 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm do Spitzer e J (1,24 μm), H (1,66 μm) e K_s (2,16

μm) do infravermelho próximo, resultando em 95 exoplanetas com dados em ao menos uma dessas bandas. Na próxima subseção, descreveremos com mais detalhes as características dos exoplanetas e estrelas da amostra.

2.1.1 Análise populacional da amostra

A nossa amostra é composta de 95 sistemas planetários, ilustrados na Figura 2.1. Cerca de 43% da amostra faz parte de sistemas múltiplos, enquanto a maioria é formada por sistemas simples, com uma única estrela hospedeira de acordo com uma busca no *NASA Exoplanet Archive*¹. Entretanto, consideramos, numa primeira análise, que as estrelas companheiras não afetam os estudos deste trabalho, garantindo uma relação injetiva entre os planetas e estrelas da amostra. Ademais, nos certificamos de que nenhum exoplaneta está em uma órbita circumbinária², além de que o tratamento de sistemas múltiplos vai além dos nossos objetivos. Dentre as estrelas, temos tipos espectrais F, G e K, partindo de temperaturas tão frias quanto 4140 K até um máximo de 7600 K. A gravidade superficial varia entre 3,93 e 4,66 dex, representando estrelas de sequência principal e subgigantes³. Já a metalicidade, $[\text{Fe}/\text{H}]$ ⁴, varia consideravelmente, indo de estrelas relativamente pobres em metais, com $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,41$ dex até estrelas relativamente ricas, com $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,46$ dex, cujo valor médio é 0,0 dex com desvio padrão 0,2 dex. A Figura 2.1(a) compara os três parâmetros estelares mencionados anteriormente através de um diagrama de Kiel (introduzido por W.-R. Hamann, W. Schmutz e U. Wesolowski na década de 1980⁵), onde T_{ef} aumenta para a esquerda e $\log g$ aumenta para baixo. Podemos verificar que, de fato, se trata de uma amostra bastante homogênea de estrelas de tipo tardio. Esse resultado já era esperado, dado que as missões e os levantamentos terrestres buscam exoplanetas em torno de estrelas de tipos espectrais F, G,

¹Consultado em <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/index.html> em 11/02/2025.

²Fizemos um cruzamento entre os identificadores de todos os exoplanetas da amostra com o *NASA Exoplanet Archive* (disponível em <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/index.html>) para obter a informação da variável `cb_flag`, que indica se o exoplaneta está em uma órbita circumbinária, i.e., orbitando um sistema estelar binário. Em caso positivo, `cb_flag` = 1, já em caso negativo, `cb_flag` = 0. Obtivemos `cb_flag` = 0 para toda a amostra.

³Consultando o banco de dados do SIMBAD (disponível em <http://simbad.cds.unistra.fr/simbad/>), verificamos que apenas duas estrelas da amostra são classificadas como subgigantes: HD 149026 b (Sato et al., 2005) e WASP-18 b (Salz et al., 2015).

⁴Em astronomia, é comum determinar a quantidade de metais (elementos mais pesados que o hidrogênio e o hélio) de um dado objeto pela razão entre a abundância de ferro e hidrogênio. Matematicamente, temos $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}})_{\text{estrela}} - \log(N_{\text{Fe}}/N_{\text{H}})_{\text{Sol}}$, onde N_{Fe} e N_{H} representam os números de átomos de ferro e hidrogênio, respectivamente. Com isso, para o Sol tem-se $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,0$.

⁵Consultado em <https://dictionary.obspm.fr/index.php?showAll=1&formSearchTextfield=Kiel+diagram> em 01/02/2025.

K e M. No entanto, a taxa de ocorrência de Júpiteres quentes ao redor de estrelas F, G e K é maior em comparação com estrelas M (Ghezzi et al., 2018; Gan et al., 2023), que pode estar relacionada com a metalicidade dos planetas, por exemplo (Müller & Helled, 2025).

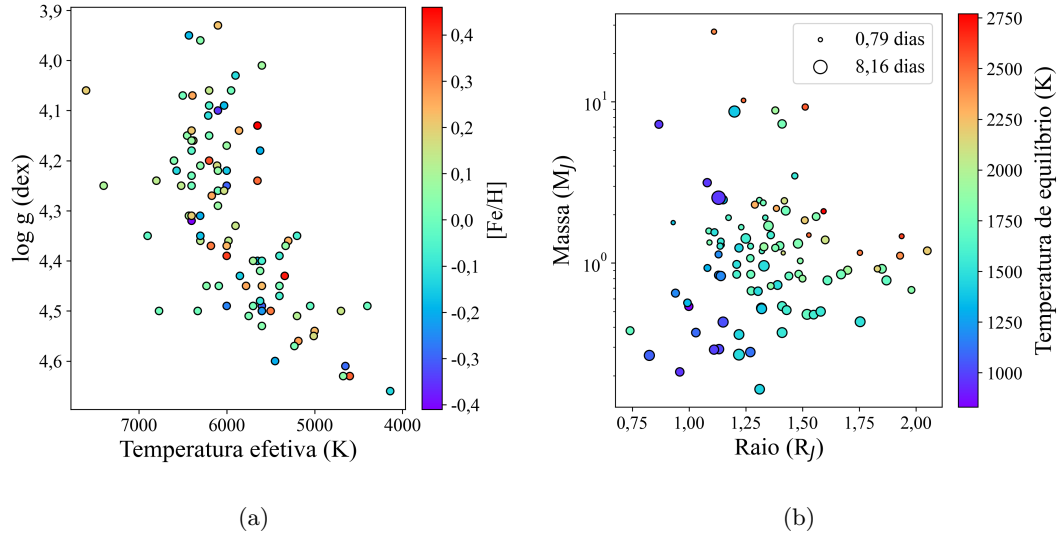


FIGURA 2.1. Parâmetros estelares e planetários para os objetos da nossa amostra. O painel a) ilustra a gravidade superficial, a temperatura efetiva e a metalicidade das estrelas, enquanto o painel b) mostra a massa, o raio, a temperatura de equilíbrio e o período orbital dos exoplanetas, sendo que o tamanho do símbolo está relacionado ao período orbital, onde o menor e o maior estão apresentados na legenda da figura.

A Figura 2.1(b) indica que, apesar de todos os exoplanetas da amostra serem da mesma classe e, em média, apresentarem tamanhos e massas parecidos com Júpiter ($\overline{R_p} = 1,3 \pm 0,2 R_J$ e $\overline{M_p} = 2 \pm 3 M_J$, onde a letra J remete às quantidades de Júpiter), existe uma variação de temperatura de equilíbrio entre 830 a 2770 K. Também representamos os períodos orbitais dos exoplanetas pelos tamanhos dos marcadores na Figura 2.1(b). Por definição, os Júpiteres quentes apresentam períodos orbitais menores que 10 dias e, de fato, o maior período para a nossa amostra é de 8,16 dias (ver Apêndice A). As massas e raios dos planetas estão no Apêndice A, assim como as temperaturas de equilíbrio. Já os parâmetros estelares estão listados no Apêndice B. Em contrapartida, temos exoplanetas com períodos tão curtos quanto 0,79 dias, ou aproximadamente 19 horas. Na próxima seção, iremos detalhar como calculamos alguns parâmetros necessários para reproduzir e atualizar duas abordagens que tentam separar os Júpiteres quentes conforme os seus tipos de atmosfera.

2.2 Parâmetros calculados

2.2.1 Temperatura de brilho

Como mencionado anteriormente na Subseção 1.2.1, a temperatura de brilho (T_b) em um dado comprimento de onda λ é definida como a temperatura que um corpo negro teria de tal forma a emitir a mesma quantidade de energia que o objeto observado em λ . Essa quantidade é utilizada por [Wallack et al. \(2021\)](#) para comparar as contribuições das bandas 3,6 e 4,5 μm do Spitzer, relacionando com as moléculas presentes nessas bandas e como elas mudam de absorção para emissão com o aumento da temperatura de equilíbrio (ver Seção 2.4).

Quando ausentes na literatura, nós utilizamos os valores de temperatura de brilho calculados em [Navia et al. \(2023\)](#) isolando a temperatura do planeta na Eq. 1.3, como segue:

$$T_b = \frac{hc/\lambda k}{\ln \left[\left(e^{hc/\lambda k T_{\text{ef}}} - 1 \right) \left(\frac{R_p}{R_\star} \right)^2 \left(\frac{\Delta F}{F} \right)^{-1} + 1 \right]}, \quad (2.1)$$

onde h é a constante de Planck, c é a velocidade da luz no vácuo, k é a constante de Boltzmann, T_{ef} é a temperatura efetiva da estrela, R_p é o raio do planeta, $R_\star$ é o raio da estrela, ΔF é a profundidade do eclipse na banda λ e F é o fluxo total do sistema. Os parâmetros utilizados nos cálculos das temperaturas de brilho para as bandas do infravermelho próximo e do Spitzer estão no apêndice A de [Navia et al. \(2023\)](#) e os resultados estão na Tabela 2.1, assim como a informação da presença ou ausência de inversão térmica para cada exoplaneta. Também incluímos as temperaturas de brilho na banda K (2,2 μm) para alguns exoplanetas. Cabe ressaltar que a informação de inversão térmica dos exoplanetas não foi derivada neste trabalho, sendo obtida unicamente pela consulta das referências mais recentes no início desta pesquisa, e que atualmente existe uma divergência na literatura a respeito do exoplaneta WASP-12 b ([Akinsanmi et al., 2024](#)), uma vez que novos dados foram publicados durante esse período, levando a novas análises e eventuais mudanças de classificação.

Para calcular as incertezas tanto das temperaturas de brilho, quanto para os outros

parâmetros calculados nesse trabalho (temperatura de equilíbrio, $\log g$, radiação incidente e $\log R'_{\text{HK}}$), nós utilizamos o pacote `uncertainties`⁶ em Python⁷. Para certificar que os cálculos estavam corretos, fizemos a propagação de incerteza padrão para cada caso e comparamos com os resultados do pacote, retornando um acordo perfeito. Nos casos em que não havia dados de incerteza para algumas temperaturas de brilho da literatura, consideramos a incerteza média da amostra: $\sigma_{T_b} = 100$ K. Vale ressaltar que não calculamos as temperaturas de brilho para toda a amostra de 95 exoplanetas pois, na maioria das vezes, as profundidades de eclipse não estavam disponíveis na literatura.

2.2.2 Temperatura de equilíbrio

A temperatura de equilíbrio (T_{eq}) pode ser entendida como uma generalização da temperatura de brilho para todos os comprimentos de onda: é a temperatura que um corpo negro teria após entrar em equilíbrio com as fontes de radiação externas (nesse caso, a estrela hospedeira), sem considerar fontes de calor internas, e.g. aquecimento por maré, decaimento radiogênico e efeito estufa. Dessa forma, toda energia absorvida pelo exoplaneta é reemitida para o espaço, garantindo o equilíbrio térmico. Para calcular a temperatura de equilíbrio, usamos a seguinte expressão (López-Morales & Seager, 2007):

$$T_{\text{eq}} = T_{\text{ef}}[f(1 - A_B)]^{1/4} \sqrt{\frac{R_{\star}}{2a}}, \quad (2.2)$$

onde T_{ef} é a temperatura efetiva da estrela, A_B é o albedo Bond⁸, f é o fator de recirculação (ver Seção 1.3.2), $R_{\star}$ é o raio da estrela e a é o semi-eixo maior da órbita do planeta. Utilizamos as mesmas suposições adotadas por Baxter et al. (2020), onde consideramos o fator de recirculação isotrópico $f = 1/4$ e albedo Bond igual a zero, i. e., 100% da radiação incidente é absorvida. Dessa forma, temos:

$$T_{\text{eq}} = T_{\text{ef}}(1/4)^{1/4} \sqrt{\frac{R_{\star}}{2a}}, \quad (2.3)$$

⁶*Uncertainties: a Python package for calculations with uncertainties*, disponível em https://pythonhosted.org/uncertainties/user_guide.html.

⁷Linguagem de programação *open-source*, disponível em <https://www.python.org/>.

⁸O albedo Bond (A_B) está relacionado com o albedo geométrico (A_g) pela expressão:

$A_B = A_g \, 2 \int_0^\pi [I(\alpha)/I(0)] \sin \alpha d\alpha$, onde $I(\alpha)$ é o fluxo direcional espalhado no ângulo de fase α . Essa quantidade representa a luz total espalhada pelo objeto (exceto a radiação que ele próprio emite) assumindo valores entre 0 e 1, enquanto o albedo geométrico remete à luz espalhada no ângulo de fase zero, podendo assumir valores maiores que 1.

Os parâmetros utilizados nos cálculos e as temperaturas de equilíbrio calculadas para todos os exoplanetas da amostra estão listados nos Apêndices A e B.

TABELA 2.1. Temperaturas de brilho das bandas 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm do Spitzer, J, H, Ks e K no infravermelho próximo. 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. Os erros calculados usando a média das incertezas da amostra estão marcados com uma estrela.

Exoplaneta	T_b (3,6 μm) (K)	T_b (4,5 μm) (K)	T_b (5,8 μm) (K)	T_b (8,0 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}	...	$\checkmark$	$1^{a,b}, 2^g, 35^d$
HAT-P-1 b	1400^{+40}_{-50}	1500^{+100}_{-100}	1600^{+100}_{-100}	1600^{+200}_{-200}	...	...	2100^{+200}_{-200}	...	X	$1^{a,b}, 35^{c,d}, 2^g$
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}	...	...	...	...	...	...	inconclusivo	$1^{a,b}$
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^{+100*}_{-100}	980^{+100*}_{-100}	...	...	...	...	...	...	X	$6^{a,b}$
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
HAT-P-23 b	2100^{+70}_{-70}	2110^{+90}_{-90}	...	...	...	...	2700^{+200}_{-200}	...	inversão fraca	$10^{a,b,g}$
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}	...	$\checkmark$	$1^{a,b}, 11^{f,g}$
HAT-P-33 b	2030^{+70}_{-70}	1900^{+100}_{-100}	...	...	...	...	2400^{+300}_{-300}	...	sem informação	$1^{a,b}, 35^g$
HAT-P-38 b	1500^{+100}_{-200}	1400^{+100*}_{-100}	...	...	...	...	...	...	sem informação	$1^{a,b}$

Tabela 2.1 – 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, 0 μm) (K)	T_b (J) (K)	T_b (H) (K)	T_b (Ks) (K)	T_b (K) (K)	Inversão térmica	Referências
HAT-P-40 b	2000^{+100}_{-200}	1800^{+100}_{-100}	...	...	...	...	...	...	sem informação	$1^{a,b}$
HAT-P-41 b	2200^{+200}_{-200}	2180^{+90}_{-90}	...	...	...	...	...	...	inconclusivo	$1^{a,b}$
HD 149026 b	1980^{+40}_{-40}	1670^{+40}_{-40}	1600^{+200}_{-200}	1600^{+100}_{-100}	...	...	...	...	X	$1^{a,b}$, $12^{c,d}$
HD 189733 b	1320^{+10}_{-10}	1200^{+10}_{-10}	...	1280^{+10}_{-10}	...	...	...	...	X	$1^{a,b}$, 35^d
HD 209458 b	1530^{+20}_{-20}	1440^{+30}_{-30}	2000^{+200}_{-200}	1600^{+100}_{-100}	...	...	...	...	X	$1^{a,b}$, $35^{c,d}$
KELT-1 b	...	...	...	...	...	...	3250^{+50}_{-50}	...	X	13^g
KELT-2 A b	2000^{+100}_{-100}	1800^{+100}_{-100}	...	...	...	...	3100^{+300}_{-300}	...	sem informação	$7^{a,b}$, 35^g
KELT-3 b	2400^{+100}_{-100}	2100^{+100}_{-100}	...	...	...	...	...	...	sem informação	$7^{a,b}$
KELT-4 b	...	...	...	...	...	...	2800^{+200}_{-200}	...	sem informação	35^g
KELT-7 b	2510^{+70}_{-70}	2420^{+70}_{-70}	...	...	...	...	3400^{+300}_{-300}	...	✓	$7^{a,b}$, 35^g
Kepler-5 b	2100^{+100}_{-200}	1900^{+100}_{-100}	...	...	...	...	2400^{+200}_{-200}	...	X	$1^{a,b}$, 35^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	2500^{+200}_{-200}	2700^{+200}_{-200}	...	...	...	...	...	...	X	$14^{a,b}$
Kepler-17 b	1860^{+90}_{-90}	1800^{+90}_{-100}	...	...	...	...	...	...	X	$1^{a,b}$
Qatar-1 b	1400^{+100}_{-100}	1500^{+90}_{-90}	...	...	...	...	1900^{+200}_{-200}	...	X	$1^{a,b}$, 33^g
TrES-1 b	1200^{+100}_{-100}	1070^{+80}_{-90}	1200^{+100}_{-100}	1200^{+100}_{-100}	...	...	...	...	inconclusivo	$1^{a,b}$, $15^{c,d}$
TrES-2 b	1520^{+90}_{-90}	1680^{+80}_{-80}	1500^{+200}_{-200}	1900^{+200}_{-200}	...	...	1640^{+80}_{-90}	...	✓	$1^{a,b}$, $35^{c,d}$, 2^g
TrES-3 b	1820^{+70}_{-70}	1600^{+100}_{-100}	1600^{+200}_{-200}	1600^{+100}_{-100}	...	1658^{+200*}_{-200}	1730^{+60}_{-60}	2000^{+200}_{-200}	X	$1^{a,b}$, $35^{c,d}$, $16^{f,g}$, 17^h
TrES-4 b	1880^{+60}_{-60}	1720^{+80}_{-80}	2200^{+300}_{-300}	2300^{+200}_{-200}	...	...	3000^{+500}_{-500}	...	✓	$1^{a,b,c,d}$, 35^g
WASP-1 b	1800^{+90}_{-100}	2050^{+80}_{-80}	2300^{+300}_{-300}	3100^{+300}_{-300}	...	...	...	...	✓	$1^{a,b}$, $35^{c,d}$
WASP-2 b	1200^{+200}_{-200}	1440^{+70}_{-70}	1400^{+300}_{-300}	1500^{+200}_{-200}	...	...	1900^{+200*}_{-200}	...	X	$35^{a,b,c,d}$, 18^g

Tabela 2.1 – 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, 0 μm) (K)	T_b (J) (K)	T_b (H) (K)	T_b (Ks) (K)	T_b (K) (K)	Inversão térmica	Referências
WASP-3 b	2200^{+200}_{-100}	2330^{+50}_{-50}	...	2200^{+400}_{-200}	...	...	2400^{+200}_{-200}	...	✓	$1^{a,b}$, 19^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^{+200}_{-300}	2779^{+200}_{-200} *	2500^{+100}_{-100}	2900^{+200}_{-300}	X	$1^{a,b}$, 18^g , $20^{e,f,h}$
WASP-6 b	1240^{+70}_{-80}	1120^{+70}_{-70}	...	...	...	...	...	...	X	$8^{a,b}$
WASP-7 b	1600^{+100}_{-200}	1390^{+80}_{-80}	...	...	...	...	...	...	sem informação	$1^{a,b}$
WASP-8 b	1490^{+80}_{-80}	1080^{+30}_{-40}	...	900^{+100}_{-100}	...	...	...	...	X	$1^{a,b}$, 21^d
WASP-10 b	1150^{+30}_{-40}	1090^{+40}_{-40}	...	...	...	...	1600^{+100}_{-100}	...	X	$8^{a,b}$, 34^g
WASP-12 b	3300^{+200}_{-200}	2900^{+100}_{-100}	3600^{+500}_{-500}	3500^{+600}_{-600}	2800^{+200}_{-200}	2760^{+70}_{-70}	2990^{+40}_{-50}	...	✓	$7^{a,b}$, $35^{c,d}$, $22^{e,f,g}$
WASP-13 b	...	1600^{+200}_{-200}	...	...	...	...	...	...	✓	9^b
WASP-14 b	2300^{+100}_{-100}	2300^{+100}_{-100}	...	1600^{+100}_{-100}	...	...	2700^{+200}_{-200}	...	X	$7^{a,b}$, 26^d , 35^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	$23^{b,d}$
WASP-18 b	3060^{+60}_{-60}	3300^{+80}_{-80}	3100^{+100}_{-100}	3100^{+100}_{-100}	...	...	2500^{+200}_{-200}	...	✓	$7^{a,b}$, $24^{c,d}$, 18^g
WASP-19 b	2500^{+100}_{-100}	2200^{+200}_{-200}	2300^{+200}_{-200}	2300^{+200}_{-200}	...	...	2310^{+60}_{-60}	...	X	$7^{a,b}$, $25^{c,d}$, 2^g
WASP-24 b	1970^{+70}_{-70}	1940^{+80}_{-80}	...	...	...	...	...	...	inconclusivo	$26^{a,b}$
WASP-26 b	1820^{+80}_{-80}	1720^{+90}_{-90}	...	...	...	...	...	...	✓	$27^{a,b}$
WASP-31 b	...	...	...	...	...	...	1900^{+100}_{-100}	...	X	35^g
WASP-33 b	3080^{+90}_{-90}	3210^{+90}_{-90}	...	...	...	...	3300^{+100}_{-200}	...	✓	$28^{a,b}$, 29^g
WASP-36 b	1300^{+800}_{-800}	1500^{+400}_{-400}	...	...	...	...	1900^{+100}_{-200}	...	sem informação	$7^{a,b}$, 18^g
WASP-39 b	1210^{+60}_{-60}	1060^{+60}_{-60}	...	...	...	...	...	...	X	$8^{a,b}$
WASP-43 b	1780^{+60}_{-60}	1540^{+80}_{-80}	...	...	...	1800^{+100}_{-100}	1740^{+70}_{-70}	...	X	$7^{a,b}$, 30^g , 31^f

Tabela 2.1 – 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, 0 μm) (K)	T_b (J) (K)	T_b (H) (K)	T_b (Ks) (K)	T_b (K) (K)	Inversão térmica	Referências
WASP-46 b	1400^{+700}_{-700}	2000^{+300}_{-300}	...	...	2500^{+200}_{-300}	2500^{+200}_{-300}	2200^{+100}_{-100}	2300^{+200}_{-200}	sem informação	$7^{a,b}$, 18^g , $32^{e,f,h}$
WASP-48 b	2160^{+70}_{-70}	2100^{+100}_{-100}	...	...	...	2200^{+200}_{-200}	2300^{+200}_{-200}	...	inversão fraca	$10^{a,b,g}$, 28^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	$14^{a,b}$
WASP-69 b	1000^{+20}_{-20}	850^{+20}_{-20}	...	...	...	...	...	...	X	$1^{a,b}$
WASP-72 b	...	2100^{+300}_{-400}	...	...	...	...	...	...	sem informação	1^b
WASP-74 b	2050^{+90}_{-90}	2200^{+100}_{-100}	...	...	...	...	...	...	X	$7^{a,b}$
WASP-75 b	...	1000^{+1000}_{-1000}	...	...	...	...	...	...	sem informação	7^b
WASP-76 b	2670^{+60}_{-60}	2750^{+60}_{-60}	...	...	...	...	3500^{+200*}_{-200}	...	✓	$7^{a,b}$, 18^g
WASP-77 A b	1790^{+80}_{-80}	1700^{+90}_{-90}	...	...	...	...	...	...	X	$7^{a,b}$
WASP-78 b	2500^{+100}_{-100}	2300^{+200}_{-200}	...	...	...	...	...	...	sem informação	$1^{a,b}$
WASP-79 b	2000^{+100}_{-100}	1900^{+100}_{-200}	...	...	...	...	...	...	sem informação	$7^{a,b}$
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	$7^{a,b}$

Tabela 2.1 – 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, 0 μm) (K)	T_b (J) (K)	T_b (H) (K)	T_b (Ks) (K)	T_b (K) (K)	Inversão térmica	Referências
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}	...	...	...	...	X	$1^{a,b}$, $35^{c,d}$
XO-2 N b	1400^{+100}_{-100}	1300^{+100}_{-100}	1600^{+200}_{-200}	1200^{+300}_{-300}	...	...	...	...	inversão fraca	$1^{a,b}$, $35^{c,d}$
XO-3 b	1860^{+30}_{-30}	1940^{+40}_{-40}	1900^{+400}_{-400}	1800^{+300}_{-300}	...	...	...	...	✓	$1^{a,b}$, $35^{c,d}$
XO-4 b	1500^{+100}_{-60}	1960^{+70}_{-50}	...	...	...	...	...	...	✓	$1^{a,b}$

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) Zhao et al. (2014), (12) Stevenson et al. (2012), (13) Beatty et al. (2017), (14) Baxter et al. (2020), (15) Cubillos et al. (2014), (16) Croll et al. (2010b), (17) de Mooij & Snellen (2009), (18) Zhou et al. (2015), (19) Rostron et al. (2014), (20) Chen et al. (2014a), (21) Cubillos et al. (2013), (22) Croll (2011), (23) Anderson et al. (2011a), (24) Nymeyer et al. (2011), (25) Anderson et al. (2013), (26) Smith et al. (2012), (27) Mahtani et al. (2013), (28) Zhang et al. (2018), (29) de Mooij et al. (2013), (30) Zhou et al. (2014), (31) Wang et al. (2013), (32) Chen et al. (2014b), (33) Cruz et al. (2016), (34) Cruz et al. (2015), (35) Navia et al. (2023).

2.2.3 Radiação incidente

Com estamos interessados em estudar os possíveis efeitos das estrelas hospedeiras nas atmosferas dos planetas, calculamos a radiação incidente para todos os exoplanetas da amostra a partir de:

$$F_{\text{inc}} = \frac{4\pi R_{\star}^2 \sigma T_{\text{ef}}^4}{4\pi a^2} = \left(\frac{R_{\star}}{a}\right)^2 \sigma T_{\text{ef}}^4, \quad (2.4)$$

onde $R_{\star}$ é o raio da estrela, a é o semi-eixo maior da órbita, T_{ef} é a temperatura efetiva da estrela e σ é a constante de Stefan-Boltzmann. Em alguns casos, não tínhamos os dados das incertezas de alguns parâmetros e adotamos o valor médio da incerteza considerando o restante da amostra. Os parâmetros usados para os cálculos da temperatura de equilíbrio e radiação incidente, assim como os resultados, estão nos Apêndices A e B.

2.2.4 Índice $\log R'_{\text{HK}}$

Nas subseções anteriores, nós descrevemos dois parâmetros planetários (T_{b} e T_{eq}) e um parâmetro que envolve o sistema planeta-estrela (radiação incidente). Nesta subseção, vamos destacar outro parâmetro estelar importante para este trabalho: o índice de atividade cromosférica $\log R'_{\text{HK}}$ (ver Seção 1.4.2).

Dentre as 95 estrelas da amostra, 69 possuem valores de $\log R'_{\text{HK}}$ na literatura. No intuito de aumentar esse número, nós fizemos um cruzamento entre as estrelas da amostra e o catálogo de [Zhang et al. \(2022\)](#), que contém, entre outros parâmetros, o índice S (ver Seção 1.4.2). Com isso, obtivemos 21 estrelas em comum, sendo que 4 não tinham $\log R'_{\text{HK}}$ determinado na literatura. Usando espectros do *Low Resolution Spectroscopic Survey* (LRS) do *Large Sky Area Multi-Object Fiber Spectroscopic Telescope* (LAMOST), [Zhang et al. \(2022\)](#) criaram um banco de dados de atividade cromosférica para 1.330.654 estrelas de tipo solar. Para medir o fluxo médio no centro das linhas H e K, foram usados dois tipos de larguras de banda passante⁹: retangular, com 1 Å

⁹Em espectroscopia, existem filtros com diferentes larguras que podem ser usados para atender o propósito científico da observação. Esses filtros determinam o intervalo de comprimento de onda, λ , em que o fluxo será coletado e a uniformidade da transmissão, a depender da largura adotada: no caso de uma largura retangular, a transmissão é uniforme em todo o intervalo de λ , i.e., a sensibilidade do filtro é a mesma e cai para zero abruptamente nos λ mínimo e máximo. Já para o caso de um filtro com uma largura triangular, há um máximo de transmissão no λ central da linha e a sensibilidade cai gradualmente para zero nos λ correspondentes à largura a meia altura.

de largura; e triangular, com 1,09 Å de largura à meia altura. Com base nesses dois tipos, [Zhang et al. \(2022\)](#) calcularam três índices S para quantificar os fluxos das linhas levando em consideração a resolução dos espectros do LAMOST, descritos nas equações a seguir (equações 5, 7 e 9 de [Zhang et al., 2022](#), respectivamente). O índice S LAMOST é definido como:

$$S_L = \alpha_L \frac{8 \cdot 1,09 \text{ Å}}{20 \text{ Å}} \cdot \frac{\widetilde{H_{\text{tri}}} + \widetilde{K_{\text{tri}}}}{\widetilde{R} + \widetilde{V}}, \quad (2.5)$$

onde $\widetilde{R}$ e $\widetilde{V}$ são os fluxos médios para as bandas R e V considerando uma largura de banda passante retangular de 20 Å, $\widetilde{H_{\text{tri}}}$ e $\widetilde{K_{\text{tri}}}$ são os fluxos médios para as linhas H e K considerando uma largura de banda passante triangular de 1,09 Å à meia altura e α_L é o fator de escala para o LAMOST. Já o índice S_{tri} é dado por:

$$S_{\text{tri}} = \frac{\widetilde{H_{\text{tri}}} + \widetilde{K_{\text{tri}}}}{\widetilde{R} + \widetilde{V}}. \quad (2.6)$$

Finalmente, o índice S_{rec} é determinado como:

$$S_{\text{rec}} = \frac{\widetilde{H_{\text{rec}}} + \widetilde{K_{\text{rec}}}}{\widetilde{R} + \widetilde{V}}, \quad (2.7)$$

onde $\widetilde{H_{\text{rec}}}$ e $\widetilde{K_{\text{rec}}}$ são os fluxos médios para as linhas H e K considerando uma largura de banda passante retangular de 1 Å.

Com os três índices S de [Zhang et al. \(2022\)](#), prosseguimos para a determinação do índice $\log R'_{\text{HK}}$ para as 21 estrelas em comum da nossa amostra. Seguimos os mesmos procedimentos descritos em [Gomes da Silva et al. \(2021a\)](#), como segue:

$$R'_{\text{HK}} = R_{\text{HK}} - R_{\text{phot}} = 1,34 \cdot 10^{-4} C_{\text{cf}} S - R_{\text{phot}} \quad (2.8)$$

onde S é o índice para cada um dos três casos, C_{cf} é a correção bolométrica e R_{phot} é a contribuição fotosférica, determinados por:

$$\log(C_{\text{cf}}) = 0,25(B - V)^3 - 1,33(B - V)^2 + 0,43(B - V) + 0,24, \quad (2.9)$$

$$\log(R_{\text{phot}}) = -4,898 + 1,918(B - V)^2 - 2,893(B - V)^3. \quad (2.10)$$

Fizemos um cruzamento entre a lista de identificadores das estrelas da amostra com os identificadores presentes no *NASA Exoplanet Archive* para obter as magnitudes das bandas B e V e seus respectivos erros para as 21 estrelas em comum. Os parâmetros

usados nos cálculos de $\log R'_{HK}$ para essas estrelas estão listados na Tabela 2.2, assim como os resultados. Fizemos uma comparação entre $\log R'_{HK}$ calculado usando os três índices S (incluindo o valor médio) e os valores das 17 estrelas em comum do catálogo que já tinham esse dado disponível na literatura na Figura 2.2.

Calculamos os resíduos entre $\log R'_{HK}$ calculados usando os três índices S e $\log R'_{HK}$ da literatura, resultando em desvios padrões iguais até a segunda casa decimal (0,24 dex) para os três casos. No entanto, as médias apresentaram uma variação maior, como segue: $\sigma_{SL} = 0,02$ dex; $\sigma_{S_{tri}} = 0,21$ dex; e $\sigma_{S_{rec}} = 0,20$ dex, de tal forma que os índices cromosféricos que mais se aproximam dos valores da literatura são aqueles calculados com S_L . Por outro lado, os valores da literatura foram retirados de diversos estudos e, portanto, não são homogêneos entre si, indicando que os resíduos encontrados não refletem um problema do cálculo, mas sugerem que pode haver variações nas medidas que foram utilizadas pelos diversos autores. Por essa razão, optamos por utilizar o valor médio calculado pela soma aritmética de $\log R'_{HK}$ usando os três índices S , onde a incerteza média é a média das incertezas de $\log R'_{HK}$ usando os três índices S . Adotamos o valor médio de $\log R'_{HK}$ para as 4 estrelas da nossa amostra que não tinham essa informação. Já para o restante da amostra, optamos por utilizar $\log R'_{HK}$ da literatura. A Tabela 2.3 lista os valores de $\log R'_{HK}$ adotados para a amostra total de 73 estrelas, incluindo aquelas onde usamos $\log R'_{HK}$ calculado.

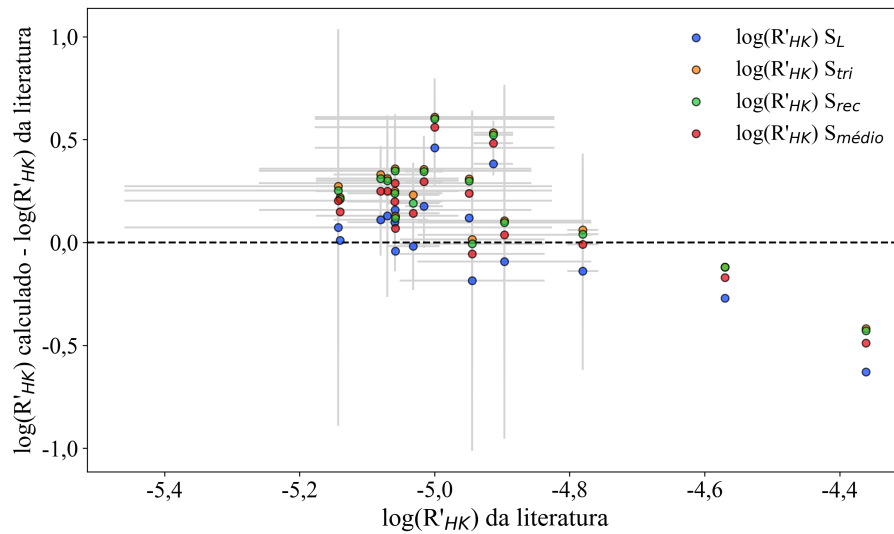


FIGURA 2.2. Comparação entre $\log R'_{HK}$ calculado usando os três índices S e os valores da literatura para as 17 estrelas em comum.

TABELA 2.2. Índices $\log R'_{\text{HK}}$ calculados usando dados de [Zhang et al. \(2022\)](#) para 21 estrelas da amostra. A coluna $\log R'_{\text{HK}}(\text{L})$ representa os índices que já estavam disponíveis na literatura para comparação.

Estrela	B	V	$\log(C_{\text{cf}})$	$\log(R_{\text{phot}})$	$\log R'_{\text{HK}}(S_L)$	$\log R'_{\text{HK}}(S_{\text{tri}})$	$\log R'_{\text{HK}}(S_{\text{rec}})$	$\log R'_{\text{HK}}(\text{médio})$	$\log R'_{\text{HK}}(\text{L})$	Referência
HAT-P-3	$12,50 \pm 0,30$	$11,860 \pm 0,020$	$0,00 \pm 0,30$	$-4,900 \pm 0,400$	$-5,00 \pm 0,80$	$-4,80 \pm 0,60$	$-4,80 \pm 0,60$	$-4,90 \pm 0,70$	$-4,9000 \pm 0,1000$	1
HAT-P-4	$11,80 \pm 0,10$	$11,120 \pm 0,010$	$-0,00 \pm 0,20$	$-5,000 \pm 0,200$	$-4,90 \pm 0,40$	$-4,80 \pm 0,30$	$-4,80 \pm 0,30$	$-4,80 \pm 0,30$	$-5,1000 \pm 0,1000$	1
HAT-P-7	$11,00 \pm 0,10$	$10,481 \pm 0,007$	$0,17 \pm 0,07$	$-4,780 \pm 0,020$	$-5,00 \pm 0,20$	$-4,80 \pm 0,20$	$-4,80 \pm 0,20$	$-4,90 \pm 0,20$	$-5,0300 \pm 0,0400$	1
HAT-P-13	$11,20 \pm 0,10$	$10,421 \pm 0,008$	$-0,00 \pm 0,10$	$-5,000 \pm 0,200$	$-5,10 \pm 0,40$	$-4,90 \pm 0,30$	$-4,90 \pm 0,30$	$-5,00 \pm 0,30$	$-5,1400$	1
HAT-P-19	$13,83 \pm 0,05$	$12,830 \pm 0,060$	$-0,40 \pm 0,10$	$-5,900 \pm 0,400$	$-5,10 \pm 0,20$	$-5,00 \pm 0,10$	$-5,00 \pm 0,10$	$-5,00 \pm 0,10$	$\dots$	4
HAT-P-22	$10,62 \pm 0,05$	$9,760 \pm 0,004$	$-0,21 \pm 0,07$	$-5,300 \pm 0,200$	$-5,00 \pm 0,10$	$-4,80 \pm 0,10$	$-4,80 \pm 0,10$	$-4,90 \pm 0,10$	$-5,0600 \pm 0,0700$	1
HAT-P-30	$11,00 \pm 0,10$	$10,352 \pm 0,007$	$0,07 \pm 0,09$	$-4,830 \pm 0,080$	$-4,90 \pm 0,20$	$-4,70 \pm 0,20$	$-4,70 \pm 0,20$	$-4,80 \pm 0,20$	$-5,1000 \pm 0,2000$	1
HAT-P-33	$11,70 \pm 0,20$	$11,030 \pm 0,010$	$0,00 \pm 0,20$	$-4,900 \pm 0,200$	$-4,90 \pm 0,50$	$-4,70 \pm 0,40$	$-4,70 \pm 0,40$	$-4,80 \pm 0,40$	$-4,7800 \pm 0,0200$	1
KELT-1	$11,23 \pm 0,10$	$10,632 \pm 0,007$	$0,10 \pm 0,10$	$-4,830 \pm 0,090$	$-4,70 \pm 0,20$	$-4,50 \pm 0,20$	$-4,50 \pm 0,20$	$-4,60 \pm 0,20$	$\dots$	4
Kepler-5	$14,16 \pm 0,06$	$13,320 \pm 0,090$	$-0,20 \pm 0,10$	$-5,200 \pm 0,300$	$-5,10 \pm 0,30$	$-4,90 \pm 0,30$	$-4,90 \pm 0,30$	$-5,00 \pm 0,30$	$-5,0584$	1
Kepler-12	$14,27 \pm 0,07$	$13,500 \pm 0,200$	$-0,10 \pm 0,30$	$-5,200 \pm 0,600$	$-5,10 \pm 0,80$	$-4,90 \pm 0,60$	$-5,00 \pm 0,60$	$-5,00 \pm 0,60$	$\dots$	4
Kepler-17	$15,00 \pm 0,20$	$14,300 \pm 0,100$	$0,00 \pm 0,20$	$-4,900 \pm 0,300$	$-5,00 \pm 0,60$	$-4,80 \pm 0,50$	$-4,80 \pm 0,50$	$-4,80 \pm 0,50$	$-4,3611$	1
TrES-2	$11,90 \pm 0,20$	$11,250 \pm 0,010$	$0,10 \pm 0,20$	$-4,800 \pm 0,100$	$-4,80 \pm 0,30$	$-4,60 \pm 0,30$	$-4,60 \pm 0,30$	$-4,70 \pm 0,30$	$-4,9490$	2
WASP-1	$12,10 \pm 0,30$	$11,310 \pm 0,020$	$-0,10 \pm 0,30$	$-5,000 \pm 0,600$	$-5,10 \pm 0,90$	$-4,90 \pm 0,70$	$-4,90 \pm 0,70$	$-4,90 \pm 0,80$	$-5,1000 \pm 0,3000$	1
WASP-14	$10,19 \pm 0,05$	$9,745 \pm 0,004$	$0,19 \pm 0,03$	$-4,773 \pm 0,001$	$-4,53 \pm 0,05$	$-4,38 \pm 0,05$	$-4,39 \pm 0,05$	$-4,43 \pm 0,05$	$-4,9100 \pm 0,0300$	1
WASP-24	$12,00 \pm 0,20$	$11,220 \pm 0,020$	$-0,10 \pm 0,30$	$-5,100 \pm 0,500$	$-5,10 \pm 0,80$	$-4,90 \pm 0,60$	$-5,00 \pm 0,60$	$-5,00 \pm 0,70$	$-4,9000 \pm 0,1000$	1
WASP-65	$12,40 \pm 0,50$	$11,870 \pm 0,050$	$0,10 \pm 0,40$	$-4,800 \pm 0,200$	$-4,60 \pm 0,60$	$-4,50 \pm 0,50$	$-4,50 \pm 0,50$	$-4,50 \pm 0,60$	$\dots$	4
WASP-76	$10,13 \pm 0,06$	$9,518 \pm 0,004$	$0,06 \pm 0,06$	$-4,840 \pm 0,060$	$-5,00 \pm 0,20$	$-4,80 \pm 0,10$	$-4,80 \pm 0,10$	$-4,80 \pm 0,10$	$-5,0800 \pm 0,0700$	1
WASP-77 A	$11,10 \pm 0,10$	$10,290 \pm 0,007$	$-0,10 \pm 0,10$	$-5,100 \pm 0,200$	$-4,80 \pm 0,20$	$-4,70 \pm 0,20$	$-4,70 \pm 0,20$	$-4,70 \pm 0,20$	$-4,5700 \pm 0,0200$	3
WASP-127	$10,82 \pm 0,09$	$10,148 \pm 0,006$	$0,01 \pm 0,09$	$-4,900 \pm 0,100$	$-4,80 \pm 0,20$	$-4,70 \pm 0,20$	$-4,70 \pm 0,20$	$-4,70 \pm 0,20$	$-5,0200 \pm 0,0300$	1
XO-4	$11,20 \pm 0,10$	$10,814 \pm 0,008$	$0,24 \pm 0,04$	$-4,790 \pm 0,040$	$-4,54 \pm 0,07$	$-4,39 \pm 0,06$	$-4,40 \pm 0,06$	$-4,44 \pm 0,06$	$-5,0000 \pm 0,2000$	1

Referências: (1) [Claudi et al. \(2024\)](#), (2) [Knutson et al. \(2010\)](#), (3) [Salz et al. \(2015\)](#), (4) este trabalho.

TABELA 2.3. Índices $\log R'_{HK}$ para as estrelas da amostra. Os valores calculados estão destacados com uma estrela.

Estrela	$\log R'_{HK}$	Referência
CoRoT-1	-5,2761	1
CoRoT-2	-4,4536	1
HAT-P-1	-5,0000 $\pm$ 0,1000	1
HAT-P-2	-4,7500 $\pm$ 0,0300	1
HAT-P-3	-4,9000 $\pm$ 0,1000	1
HAT-P-4	-5,1000 $\pm$ 0,1000	1
HAT-P-5	-5,0683	1
HAT-P-6	-4,7000 $\pm$ 0,1000	1
HAT-P-7	-5,0300 $\pm$ 0,0400	1
HAT-P-8	-5,0100 $\pm$ 0,0300	1
HAT-P-12	-4,9100 $\pm$ 0,0800	1
HAT-P-13	-5,1400	1
HAT-P-19	-5,0000 $\pm$ 0,1000*	9
HAT-P-20	-4,5600 $\pm$ 0,0400	1
HAT-P-22	-5,0600 $\pm$ 0,0700	1
HAT-P-23	-4,4020	2
HAT-P-30	-5,0600 $\pm$ 0,2000	1
HAT-P-32	-4,5900 $\pm$ 0,0300	1
HAT-P-33	-4,7800 $\pm$ 0,0200	1
HAT-P-38	-5,1290	1
HAT-P-40	-5,0800 $\pm$ 0,0200	1
HAT-P-41	-4,9200 $\pm$ 0,0400	1
HD 149026	-5,0048	1
HD 189733	-4,5010	3
HD 209458	-4,9700 $\pm$ 0,0200	1
KELT-1	-4,6000 $\pm$ 0,2000*	9
KELT-3	-4,7300 $\pm$ 0,0400	1
Kepler-5	-5,0584	1
Kepler-6	-5,0160	1
Kepler-12	-5,0000 $\pm$ 0,6000*	9
Kepler-17	-4,3611	1
Qatar-1	-4,5700 $\pm$ 0,0600	1
TrES-1	-4,7380	4
TrES-2	-4,9490	4
TrES-3	-4,5490	4
TrES-4	-5,1040	4
WASP-1	-5,1400 $\pm$ 0,3000	1
WASP-2	-5,0789	1

Tabela 2.3 – continuação da página anterior

Estrela	$\log R'_{HK}$	Referência
WASP-3	$-4,9900 \pm 0,0500$	1
WASP-4	-4,8750	1
WASP-5	-4,7297	2
WASP-6	-4,8110	5
WASP-7	-4,9810	3
WASP-8	-4,7240	5
WASP-10	-4,3000	6
WASP-12	$-5,5000 \pm 0,4000$	1
WASP-13	$-5,1200 \pm 0,0900$	1
WASP-14	$-4,9100 \pm 0,0300$	1
WASP-15	$-4,9000 \pm 0,1000$	1
WASP-16	-5,1102	1
WASP-17	-5,0183	1
WASP-18	-5,3271	1
WASP-19	-4,7152	1
WASP-24	$-4,9400 \pm 0,1000$	1
WASP-26	$-5,0700 \pm 0,0800$	1
WASP-31	$-5,0000 \pm 0,1000$	1
WASP-39	$-5,0000 \pm 0,2000$	1
WASP-43	$-4,6600 \pm 0,0300$	1
WASP-48	$-4,8600 \pm 0,0600$	1
WASP-49	$-5,0300 \pm 0,0600$	1
WASP-65	$-4,5000 \pm 0,6000^*$	9
WASP-69	$-4,5220 \pm 0,0080$	1
WASP-72	$-5,3000 \pm 0,1000$	1
WASP-76	$-5,0800 \pm 0,0700$	1
WASP-77 A	$-4,5700 \pm 0,0200$	7
WASP-80	$-4,8200 \pm 0,0200$	1
WASP-103	$-4,6000 \pm 0,1000$	1
WASP-121	$-5,0500 \pm 0,0700$	8
WASP-127	$-5,0200 \pm 0,0300$	1
XO-1	$-4,8900 \pm 0,0500$	1
XO-2 N	$-5,0000 \pm 0,1000$	1
XO-3	$-4,4900 \pm 0,0800$	1
XO-4	$-5,0000 \pm 0,2000$	1

Referências: (1) [Claudi et al. \(2024\)](#), (2) [O'Rourke et al. \(2014\)](#), (3) [Figueira et al. \(2014\)](#), (4) [Knutson et al. \(2010\)](#), (5) [Gomes da Silva et al. \(2021b\)](#), (6) [Maciejewski et al. \(2011\)](#), (7) [Salz et al. \(2015\)](#), (8) [Saba et al. \(2024\)](#), (9) este trabalho.

2.3 Índice empírico de [Knutson et al. \(2010\)](#)

Em uma tentativa de classificar os Júpiteres quentes em relação às suas atmosferas, [Knutson et al. \(2010\)](#) utilizam as profundidades de eclipse nas bandas 3,6 e 4,5 μm para estudar como a inclinação entre esses dois pontos varia à medida que as moléculas passam de absorção para emissão. Comparando com pontos fotométricos sintéticos calculados a partir de modelos atmosféricos, é possível identificar quando o fluxo em um determinado ponto é maior do que o esperado pelo modelo, representando uma emissão; ou seja, sugerindo a presença de uma inversão térmica. O fluxo em 4,5 μm é influenciado por bandas de CO e CH₄, enquanto a banda 3,6 μm não é significativamente afetada por essas moléculas. Sendo assim, a sensibilidade do índice descrito abaixo, é governada pelo comportamento do ponto em 4,5 μm :

$$I = (P_{4,5 \mu\text{m}} - P_{3,6 \mu\text{m}})_{\text{observado}} - (P_{4,5 \mu\text{m}} - P_{3,6 \mu\text{m}})_{\text{calculado}}, \quad (2.11)$$

onde P_X é a profundidade de eclipse na banda X . A inclinação portanto, é calculada pela diferença entre os pontos fotométricos, de tal maneira que a equação acima pode ser interpretada como a subtração entre a inclinação observada e a inclinação calculada. Desta forma, para uma profundidade de eclipse em 3,6 μm fixa, quando há emissão (ou absorção) na banda 4,5 μm , a profundidade de eclipse nessa banda aumenta (ou diminui) e o índice fica mais positivo (ou negativo).

No trabalho de [Knutson et al. \(2010\)](#), os 16 exoplanetas da amostra estudada foram considerados como corpos negros. Nesta modelagem, a temperatura efetiva, que posteriormente será usada para obtermos a temperatura de cor, isto é, a temperatura ajustada considerando as bandas 3,6 e 4,5 μm , pode variar livremente para os exoplanetas. Já para as estrelas, [Knutson et al. \(2010\)](#) usaram os modelos NextGen ([Allard et al., 1994, 1997](#); [Hauschildt et al., 1999](#)) interpolando tanto a temperatura efetiva quanto a gravidade superficial para os valores da literatura, mas mantendo metalicidade solar para toda a amostra (com referências de abundâncias solares de [Asplund et al., 2009](#)).

Os modelos NextGen são uma base de espectros pré-calculados a partir do código PHOENIX¹⁰ ([Hauschildt et al., 1994a,b](#); [Allard & Hauschildt, 1995](#)), fornecendo espectros

¹⁰Esse código foi inicialmente construído para modelar envelopes de gás ejetados por novas e supernovas, mas atualmente é amplamente utilizado para descrever atmosferas estelares e de exoplanetas gigantes gasosos de alta temperatura, como os Júpiteres quentes.

com amplos intervalos de temperatura efetiva, gravidade superficial e metalicidade. O código PHOENIX resolve a equação de transporte radiativo em uma dimensão (radial) para a atmosfera considerando: equilíbrio termodinâmico local, conservação de energia, geometria plano-paralela e equilíbrio hidrostático (ver [Hauschildt et al., 1994a](#), para mais detalhes).

Em [Navia et al. \(2023\)](#), reproduzimos essa abordagem modelando exoplanetas como corpos negros e estrelas com modelos BT-NextGen ([Allard et al., 2012](#)) ao invés de NextGen, por serem a versão mais recente com opacidades atualizadas (ver Tabela 2.4) utilizando as mesmas temperaturas efetivas que [Knutson et al. \(2010\)](#). A figura 3.3 de [Navia et al. \(2023\)](#) mostra o resultado de [Knutson et al. \(2010\)](#) e a nossa reprodução. Os valores não são idênticos, visto que usamos outros modelos, além de que a maioria dos parâmetros necessários para o cálculo do índice não foram publicados no artigo de [Knutson et al. \(2010\)](#), como gravidade superficial das estrelas, profundidades de eclipse nas bandas 3,6 e 4,5 μm , etc. Com isso, consultamos o *NASA Exoplanet Archive*, além de diversos trabalhos na literatura, para coletar os dados faltantes em referências tão antigas quanto 2010, na tentativa de utilizar os mesmos dados que [Knutson et al. \(2010\)](#). Uma vez satisfeitos com o resultado da reprodução, adaptamos a abordagem mencionada de duas formas para uma amostra consideravelmente maior de 58 exoplanetas: a primeira usando modelos BT-Settl ([Allard et al., 2012, 2013](#)) tanto para as estrelas quanto para os exoplanetas; e a segunda usando modelos BT-Settl para estrelas e modelos ATMO 2020, CEQ ([Phillips et al., 2020](#)) para os exoplanetas, onde a sigla CEQ se refere ao equilíbrio químico (*chemical equilibrium*, do inglês). Todos os modelos utilizados neste trabalho foram obtidos através da ferramenta do observatório virtual VOSA¹¹ ([Bayo et al., 2008](#)), desenvolvido e mantido pelo *Spanish Virtual Observatory* (SVO), e que disponibiliza um repositório de espectros sintéticos¹². Na próxima subseção, descreveremos as características de cada modelo, bem como suas vantagens e desvantagens. Já nas Subseções 2.3.2 e 2.3.3, mostraremos os procedimentos seguidos para cada abordagem.

2.3.1 Modelos usados na adaptação do índice empírico

Assim como os modelos BT-NextGen, adotados para a reprodução do índice de [Knutson et al. \(2010\)](#), a base dados dos modelos BT-Settl foi gerada pelo código PHOENIX

¹¹<http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/vosa/>.

¹²<http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/newov2/>.

para um grande intervalo de parâmetros. Já os modelos ATMO são mais recentes e diferem dos modelos anteriores em uma série de fatores. As principais diferenças entre os três modelos estão representadas na Tabela 2.4.

TABELA 2.4. Comparação entre os modelos BT-NextGen (AGSS2009), BT-Settl e ATMO 2020 CEQ. Intervalos dos parâmetros consultados em <http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/newov2/>.

Característica	BT-NextGen	BT-Settl	ATMO
Principais aplicações	estrelas de baixa massa e anãs marrons	estrelas de baixa massa, anãs marrons e exoplanetas quentes com atmosferas	anãs marrons frias, exoplanetas frios e quentes com atmosferas
Modelagem de nuvens	X	✓	✓
Equilíbrio químico	✓	X	✓
T_{ef} (K)	800 até 70000	400 até 70000	200 até 3000
$\log g$ (dex)	-0,5 até 6,0	-0,5 até 6,0	2,5 até 5,5
[Fe/H] (dex)	-4,0 até +0,5	-4,0 até +0,5	fixo em 0,0

A Figura 2.3 compara os modelos BT-NextGen (AGSS2009), BT-Settl e ATMO 2020 CEQ para $T_{\text{ef}} = 1500$ K, $\log g = 4,5$ dex e metalicidade solar na região do infravermelho. Também colocamos as transmissões dos filtros do Spitzer e 2MASS para referência. Podemos ver que os modelos ATMO têm uma resolução consideravelmente mais baixa do que os modelos da biblioteca PHOENIX. Já os modelos BT-NextGen e BT-Settl apresentam resoluções parecidas, mas é possível verificar diferenças nos fluxos ao longo do intervalo de comprimento de onda. Essas diferenças provavelmente se devem às características químicas e físicas de cada modelo, como listado na Tabela 2.4.

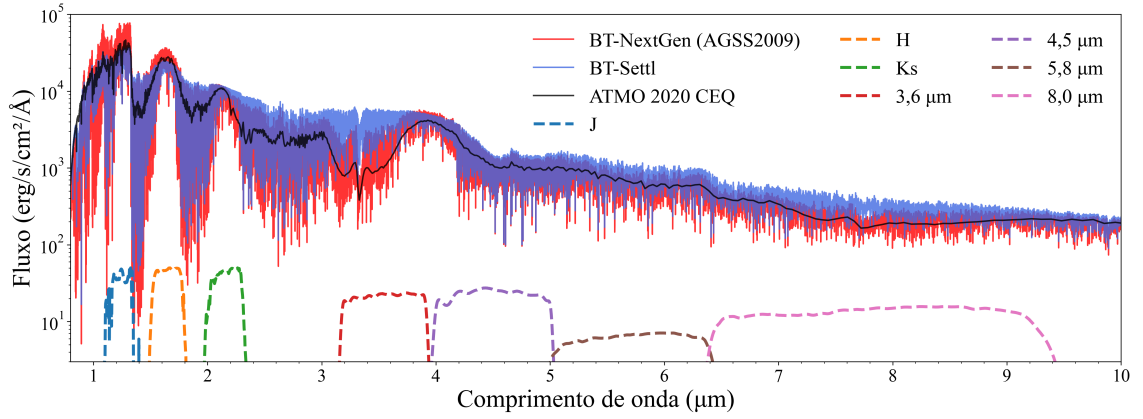


FIGURA 2.3. Comparação entre os modelos BT-NextGen (AGSS2009), BT-Settl e ATMO 2020 CEQ para $T_{\text{ef}} = 1500$ K, $\log g = 4,5$ dex e $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,0$ entre 0,8 e $10\mu\text{m}$. As transmissões dos filtros IRAC.I1, IRAC.I2, IRAC.I3, IRAC.I4 (Spitzer), J, H e Ks estão ilustradas para referência (multiplicadas por 50 para melhor visualização).

2.3.2 Modelos BT-Settl para exoplanetas e estrelas

Pensando em uma maneira de melhor representar os objetos considerando a complexidade das suas atmosferas, adotamos os modelos BT-Settl para descrever tanto os exoplanetas, quanto as estrelas. A motivação para utilizar esses modelos foi essencialmente a maior cobertura do espaço de parâmetros para os exoplanetas em comparação com os modelos BT-NextGen, ilustrados na Figura 2.4, onde vemos maior cobertura em T_{ef} e $\log g$, porém, para metalicidade solar apenas. Com os modelos BT-Settl, conseguimos fazer a interpolação da temperatura efetiva e da gravidade superficial para 19 exoplanetas. Apesar da nossa amostra contar com um número maior de dados de profundidade de eclipse para as bandas 3,6 e $4,5\mu\text{m}$, também temos alguns objetos com dados suficientes para calcularmos o índice de [Knutson et al. \(2010\)](#) para as seguintes combinações de bandas: Ks e $3,6\mu\text{m}$; $4,5$ e $5,8\mu\text{m}$; e $5,8$ e $8,0\mu\text{m}$. Nas próximas subseções, descreveremos as etapas para os cálculos da temperatura de cor e do índice empírico.

2.3.2.1 Cálculo do fluxo relativo

Para calcular o fluxo relativo, primeiramente precisamos dos modelos para as estrelas e para os planetas. Desenvolvemos um código em `Python` para interpolar automaticamente os espectros BT-Settl, obtendo espectros que representam exatamente os

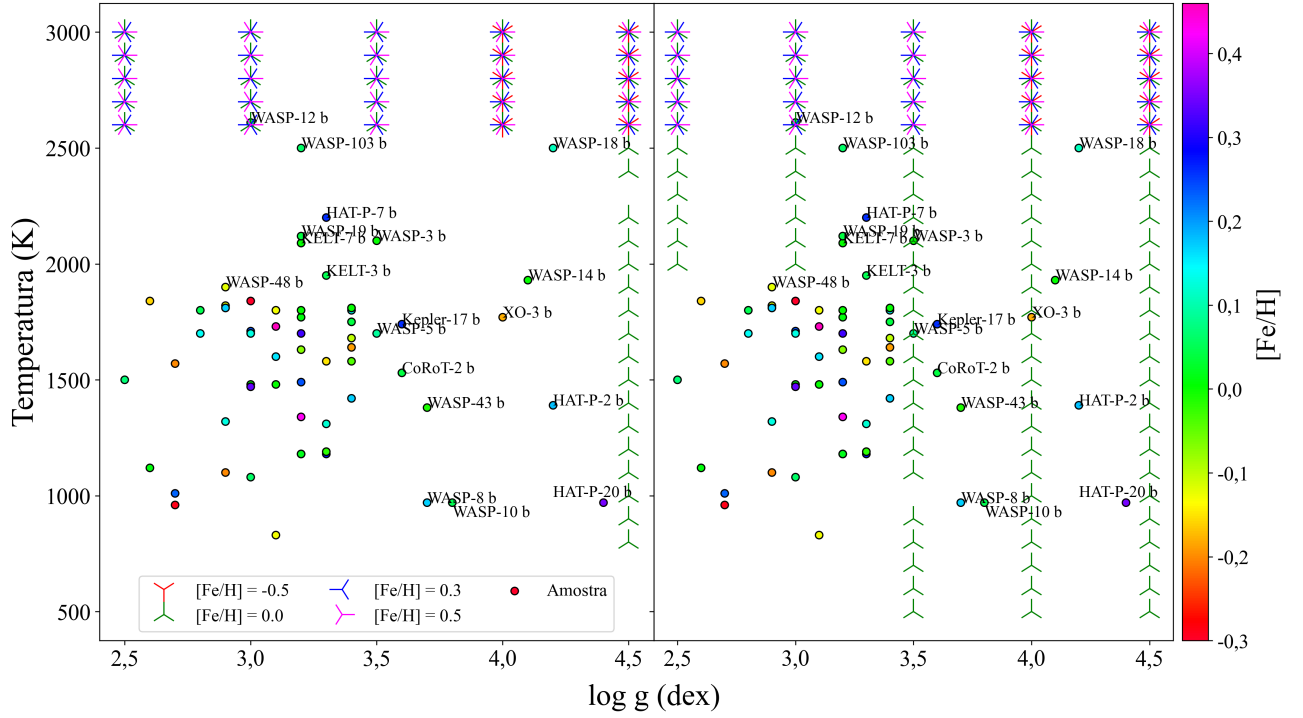


FIGURA 2.4. Comparação entre os espaços de parâmetros disponíveis para os modelos BT-NextGen (esquerda) e BT-Settl (direita). A barra de cor representa a metalicidade das estrelas hospedeiras. Os exoplanetas com espectros disponíveis para interpolar $\log g$ estão destacados com texto.

parâmetros da literatura para T_{ef} , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ (ver Apêndice B). Para isso, foi necessário estabelecer um espectro padrão para fixar o passo do comprimento de onda para todos os outros espectros. Escolhemos o modelo com $T_{\text{ef}} = 5000$ K, $\log g = 4,5$ dex e $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,0$ dex. Apesar de o passo de comprimento de onda não variar muito entre os modelos, precisávamos de espectros com tamanhos exatamente iguais para conseguir aplicar as operações matemáticas entre eles, como divisão e convolução, descrita na próxima subseção. Um exemplo de interpolação está ilustrado na Figura 2.5 para o caso da estrela CoRoT-1, onde foi feita a interpolação para $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$, uma vez que a estrela já tinha uma temperatura igual a de um dos espectros pré-calculados da grade de modelos.

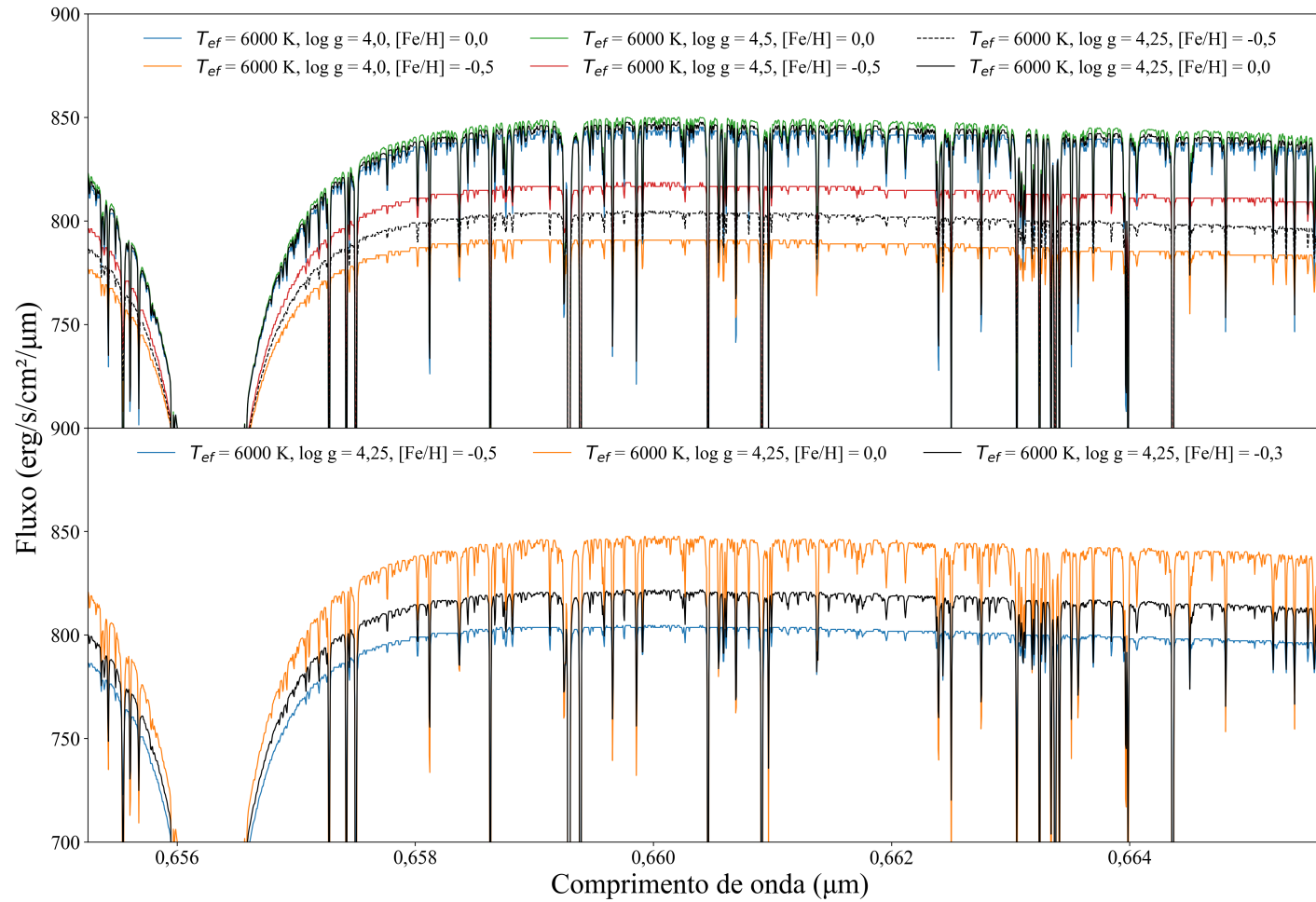


FIGURA 2.5. Interpolação em $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ para a estrela CoRoT-1 usando modelos BT-Settl. Painel superior: os espectros azul e verde foram interpolados em $\log g$, resultando no espectro preto com linha inteira. Da mesma forma, os espectros laranja e vermelho foram interpolados em $\log g$, resultando no espectro preto com linha tracejada. Painel inferior: os espectros azul e laranja foram interpolados em $[\text{Fe}/\text{H}]$ resultando no espectro final com interpolação em $[\text{Fe}/\text{H}]$ e $\log g$ (linha preta).

Com os espectros estelares interpolados, partimos para a interpolação dos espectros dos exoplanetas. Como se pode verificar no painel direito da Figura 2.4, utilizamos metalicidade solar para todos os exoplanetas devido à indisponibilidade de modelos com outros valores para o intervalo de temperatura efetiva da amostra. Ademais, ainda que existissem modelos com mais metalicidades disponíveis, estaríamos fazendo uma aproximação onde a metalicidade da estrela hospedeira poderia ser considerada representativa da metalicidade dos exoplanetas, visto que não temos essa medida na literatura. Em seguida, calculamos $\log g$ para toda a amostra utilizando a seguinte equação:

$$\log g = \log \left(\frac{GM_p}{R_p^2} \right), \quad (2.12)$$

onde G é constante gravitacional, M_p e R_p são a massa e o raio do planeta, respectivamente. Os valores de $\log g$ calculados e os parâmetros utilizados no cálculo estão listados no Apêndice A.

Analisando o painel direito da Figura 2.4, podemos verificar que a interpolação em $\log g$ só é possível para uma fração da amostra, destacada com texto. Para o restante dos exoplanetas, nós comparamos o valor médio de $\log g$ calculado com os espectros disponíveis e optamos por utilizar $\log g = 3,5$ dex para esses casos por ser o valor da grade de modelos que mais se aproxima da média ($\overline{\log g} = 3,2 \pm 0,4$ dex, ver Tabela A.1), visto que não há modelos com $\log g = 3,0$ dex disponíveis para $T_{\text{ef}} < 2000$ K. Na Subseção 2.3.2.4, faremos uma comparação entre os resultados usando $\log g$ interpolado e fixo para os 19 exoplanetas que têm todos os espectros disponíveis para a interpolação para verificar os efeitos produzidos no cálculo do índice empírico. Finalmente, o cálculo do fluxo relativo é dado por:

$$\mathcal{F}_r = \frac{F_p}{F_\star} \left(\frac{R_p}{R_\star} \right)^2, \quad (2.13)$$

onde F_p é o fluxo do planeta, $F_\star$ é o fluxo da estrela, R_p e $R_\star$ são os raios do planeta e da estrela, respectivamente.

A Figura 2.6 resume o procedimento de filtragem e interpolação dos espectros tanto para as estrelas, quanto para os planetas. No final, temos apenas um espectro interpolado em T_{ef} , $\log g$ e $[\text{Fe}/\text{H}]$ para cada estrela (que corresponde a $F_\star$ na Eq. 2.13). Já os exoplanetas ficam com 21 espectros finais (F_p), interpolados em $\log g$ ou não, correspondendo ao intervalo de T_{ef} entre 600 e 3000 K com passo de 100 K, sendo que a melhor temperatura ajustada é definida posteriormente, como descreveremos nas próximas

subseções. Em seguida, os espectros interpolados são cortados entre o comprimento de onda mínimo do filtro da banda Ks e o comprimento de onda máximo da banda $8,0 \mu\text{m}$ por dois motivos: minimizar o espaço ocupado na memória do computador; e otimizar o código, visto que durante o processo de convolução (descrito na próxima seção), fluxos fora do intervalo de transmissão do filtro não são contabilizados (a transmissão vai a zero nessas regiões).

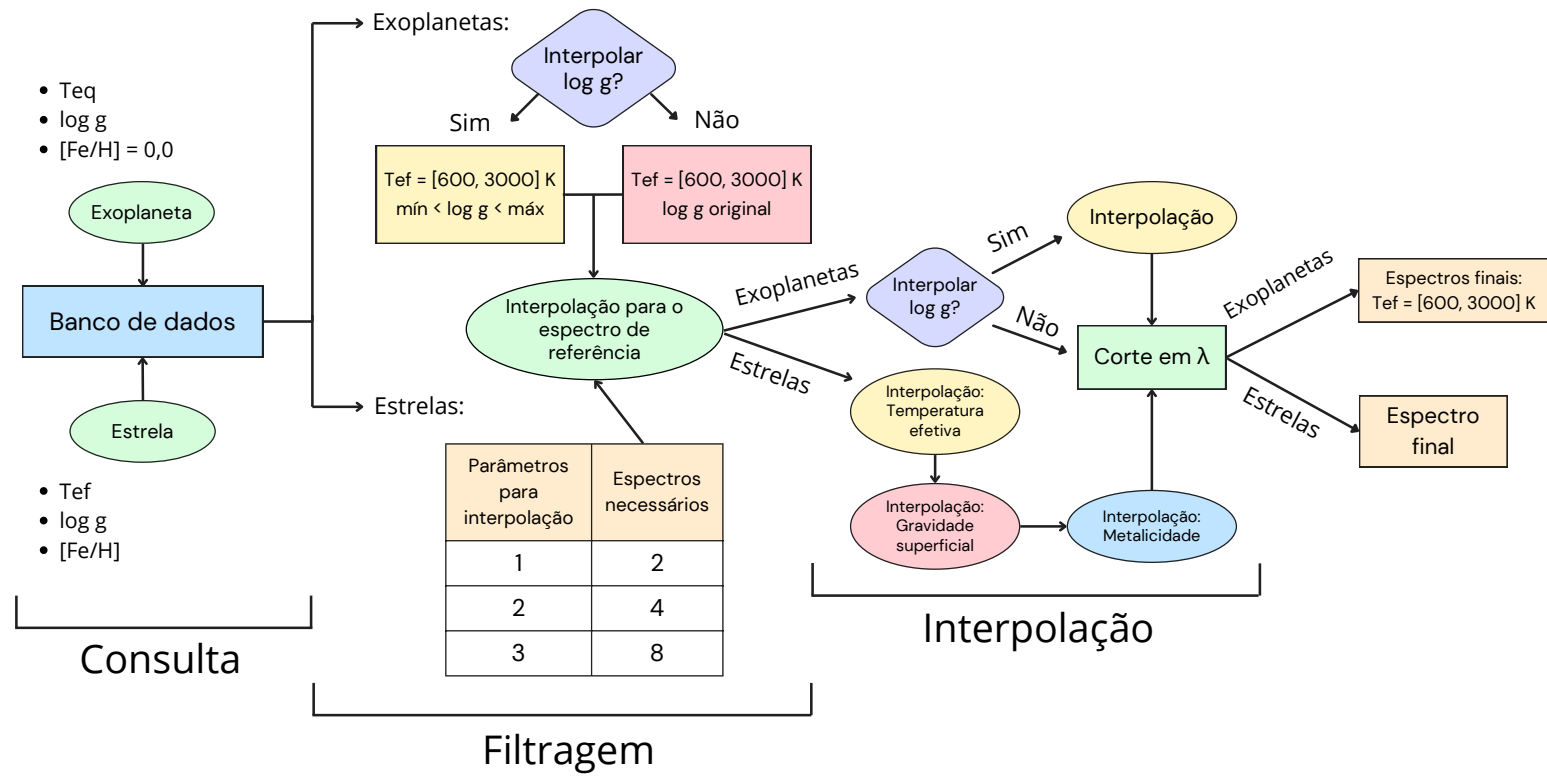


FIGURA 2.6. Fluxograma representando o código de filtragem e interpolação dos espectros para os exoplanetas e para as estrelas.

2.3.2.2 Pontos fotométricos sintéticos

O próximo passo seria determinar os pontos fotométricos sintéticos para as bandas de interesse: Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm (não consideramos as bandas J e H pela escassez de dados), onde esses pontos seriam o equivalente das profundidades de eclipse para essas bandas. Para determiná-los, aplicamos uma convolução entre o fluxo relativo e a função de transmissão do filtro de interesse, obtendo o ponto para um determinado comprimento de onda médio, λ . Para isso, nós consultamos a base de filtros do FPS (*Filter Profile Service*, [Rodrigo et al., 2024](#))¹³ e selecionamos os arquivos de transmissão dos filtros IRAC.I1, IRAC.I2, IRAC.I3 e IRAC.I4 do Spitzer, com comprimentos de onda médios em 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm , respectivamente. Como as observações no infravermelho próximo foram realizadas em diferentes observatórios terrestres, adotamos as curvas de transmissão do 2MASS nas bandas J , H e Ks como aproximação. Todos os filtros utilizados estão representados na Figura 2.3. Em seguida, aplicamos o procedimento de convolução descrito pela equação abaixo para cada fluxo relativo calculado:

$$\mathcal{P}(\lambda) = \frac{\sum \mathcal{F}_r \cdot T_f(\lambda)}{\sum T_f(\lambda)}, \quad (2.14)$$

onde T_f é a transmissão do filtro em um dado comprimento de onda λ .

2.3.2.3 Temperatura de cor

Os procedimentos descritos anteriormente foram feitos para os modelos dentro do intervalo de temperatura disponível para cada exoplaneta, após serem interpolados ou não para o $\log g$ de cada objeto. Tanto para os exoplanetas com $\log g$ fixo, quanto para os com $\log g$ interpolado, nós estabelecemos o intervalo de $T_{\text{ef}} = [600, 3000]$ K com passo de 100 K, onde os limites foram escolhidos a fim de estabelecer uma margem superior e inferior de aproximadamente 200 K entre os valores mínimo (830 K) e máximo (2770 K) de T_{eq} , além de melhor se adequar aos valores disponíveis na grade dos modelos BT-Settl. Entretanto, devido às limitações do espaço de parâmetros (ver Figura 2.4), os exoplanetas HAT-P-7 b, KELT-3 b, KELT-7 b, WASP-12 b, WASP-19 b, WASP-48 b e WASP-103 b tiveram o limite inferior de temperatura alterado para 2000 K.

¹³<http://svo2.cab.inta-csic.es/theory/fps/>.

A cada iteração, calculamos os pontos fotométricos usando os fluxos relativos gerados pelo modelo com uma determinada temperatura. Em seguida, calculamos a soma do resíduo quadrado entre os pontos da literatura e os pontos fotométricos. Ao final, o código retorna a temperatura do modelo com o menor resíduo quadrado para cada exoplaneta. Essa temperatura corresponde à temperatura de cor, T_c , por ajustar duas bandas fotométricas simultaneamente. Finalmente, o índice empírico é calculado usando os pontos fotométricos sintéticos que correspondem ao modelo com a melhor temperatura de cor ajustada. O procedimento do cálculo do índice empírico está ilustrado no fluxograma da Figura 2.7, onde a etapa de fotometria sintética é repetida para cada cor e para cada temperatura dentro do intervalo disponível para cada exoplaneta.

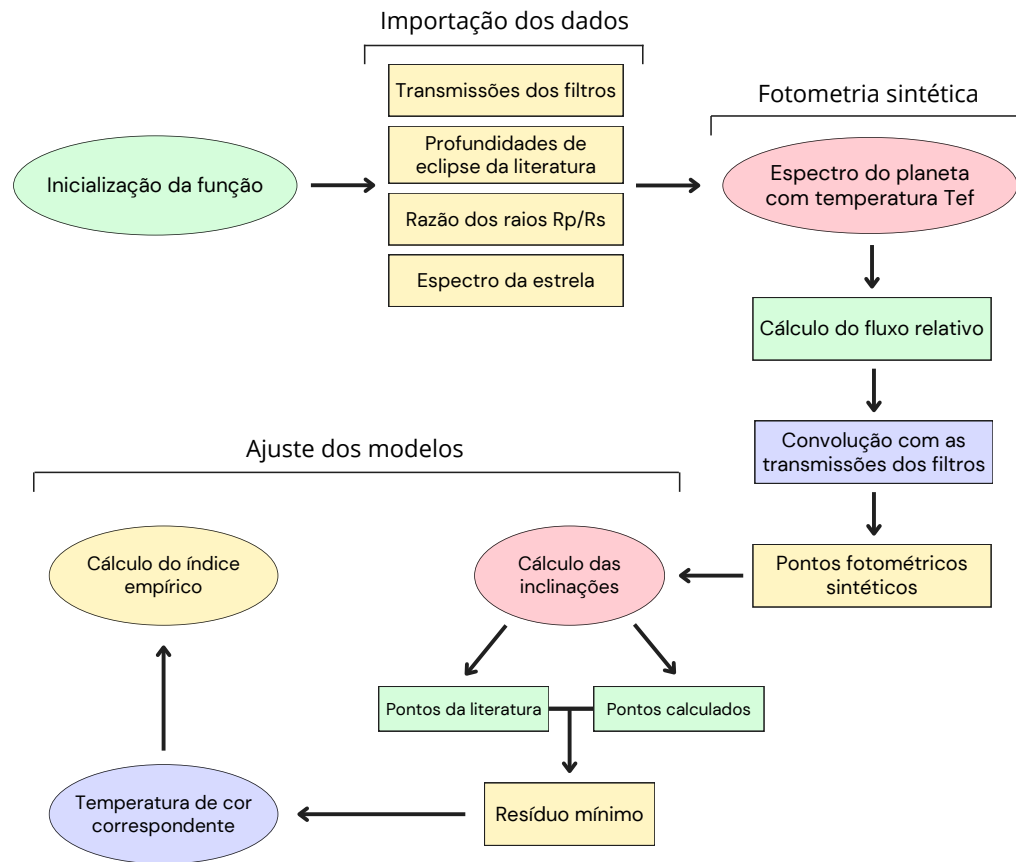


FIGURA 2.7. Fluxograma representando o procedimento para o cálculo do índice empírico para as 5 bandas consideradas: Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm .

2.3.2.4 Verificação dos resultados para diferentes valores de $\log g$

Como tínhamos mencionado na Subseção 2.3.2.1, para os exoplanetas da nossa amostra que não têm espectros suficientes para a interpolação em $\log g$, nós fixamos o valor em $\log g = 3,5$, com base no valor médio da amostra e no espaço de parâmetros dos modelos BT-Settl. Para verificar se essa escolha poderia produzir diferenças significativas nos cálculos das temperaturas de cor e dos índices empíricos, nós calculamos essas duas quantidades para os 19 exoplanetas com espectros disponíveis para interpolação, primeiramente com $\log g$ interpolado e depois com $\log g$ fixo em 3,5. As Figuras 2.8 e 2.9 ilustram as comparações entre as temperaturas de cor e índices empíricos, respectivamente, para as cores Ks - 3,6 μm , 3,6 - 4,5 μm , 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm através dos dois métodos.

Podemos observar na Figura 2.8 que a diferença máxima entre as temperaturas de cor calculadas com espectros interpolados em $\log g$ e as temperaturas calculadas com $\log g$ fixo é de 100 K, coincidindo com o passo de temperatura dos modelos. Já na Figura 2.9 e na Tabela 2.5, verificamos que as diferenças máximas e mínimas absolutas entre os índices empíricos calculados com $\log g$ interpolado e os índices calculados com $\log g$ fixo para as cores Ks - 3,6 μm , 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm são menores que no caso da cor 3,6 - 4,5 μm . É interessante enfatizar que apesar da diferença em T_c ser pequena ou nula na maior parte dos casos, a interpolação em $\log g$ pode causar diferenças no índice. Porém, essa relação não é direta, visto que temos exoplanetas com $\log g$ da ordem de 4,0 dex com diferenças pequenas e, ao mesmo tempo, objetos com $\log g \approx 3,5$ com diferenças grandes para a cor 3,6 - 4,5 μm , como mostra o painel superior direito da Figura 2.9. No entanto, não podemos alterar o valor fixo de $\log g$ dado que não há modelos BT-Settl disponíveis. Portanto, usamos os espectros com $\log g$ fixo em 3,5 dex de maneira segura nas demais cores, mas enfatizamos que eles podem afetar parcialmente os resultados do índice na cor 3,6 - 4,5 μm .

TABELA 2.5. Diferença entre os índices empíricos calculados com e sem interpolação em $\log g$ para as quatro cores consideradas: Ks - 3,6 μm , 3,6 - 4,5 μm , 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm . Indicamos a contagem de pontos, as diferenças máximas, mínimas, médias e os desvios padrões pelos símbolos N , δ_{max} , δ_{min} , δ_{media} e σ , respectivamente.

Cor	N	δ_{max} (%)	δ_{min} (%)	δ_{media} (%)	σ
Ks - 3,6 μm	8	0,00422	-0,00327	0,00015	0,00279
3,6 - 4,5 μm	19	0,02866	-0,00522	0,00594	0,01030
4,5 - 5,8 μm	5	0,00383	-0,00177	0,00055	0,00204
5,8 - 8,0 μm	5	0,00365	-0,00004	0,00107	0,00156

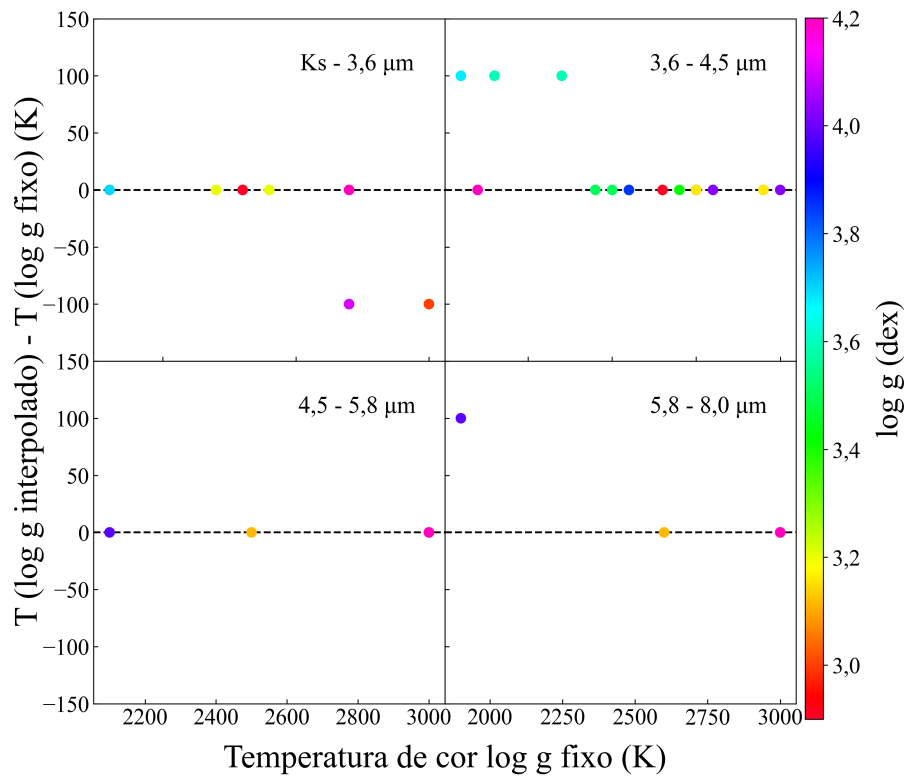


FIGURA 2.8. Comparação entre as diferenças das temperaturas de cor calculadas usando espectros com $\log g$ interpolado e fixo para 19 exoplanetas considerando as cores: Ks - 3,6 μm , 3,6 - 4,5 μm , 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm . A linha preta tracejada indica uma diferença nula. A barra de cor indica os valores de $\log g$ para os exoplanetas.

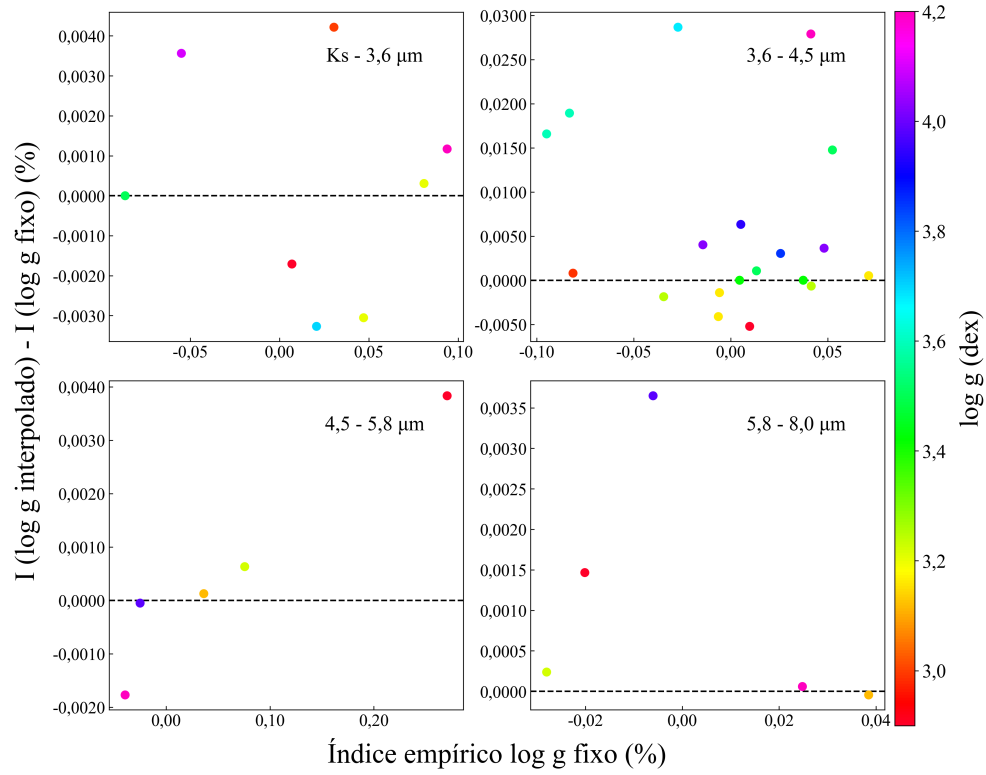


FIGURA 2.9. Comparação entre as diferenças dos índices empíricos calculados usando espectros com $\log g$ interpolado e fixo para 19 exoplanetas considerando as cores: Ks - 3,6 μm , 3,6 - 4,5 μm , 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm . A linha preta tracejada indica uma diferença nula. A barra de cor indica os valores de $\log g$ para os exoplanetas.

2.3.3 Modelos ATMO para exoplanetas e BT-Settl para estrelas

Como o espaço de parâmetros dos modelos BT-Settl limitava a interpolação em $\log g$, decidimos testar uma nova abordagem descrevendo as atmosferas dos exoplanetas com a grade de modelos ATMO, que tem um espaço de parâmetros mais adequado para descrever os exoplanetas da amostra (ver Figura 2.10).

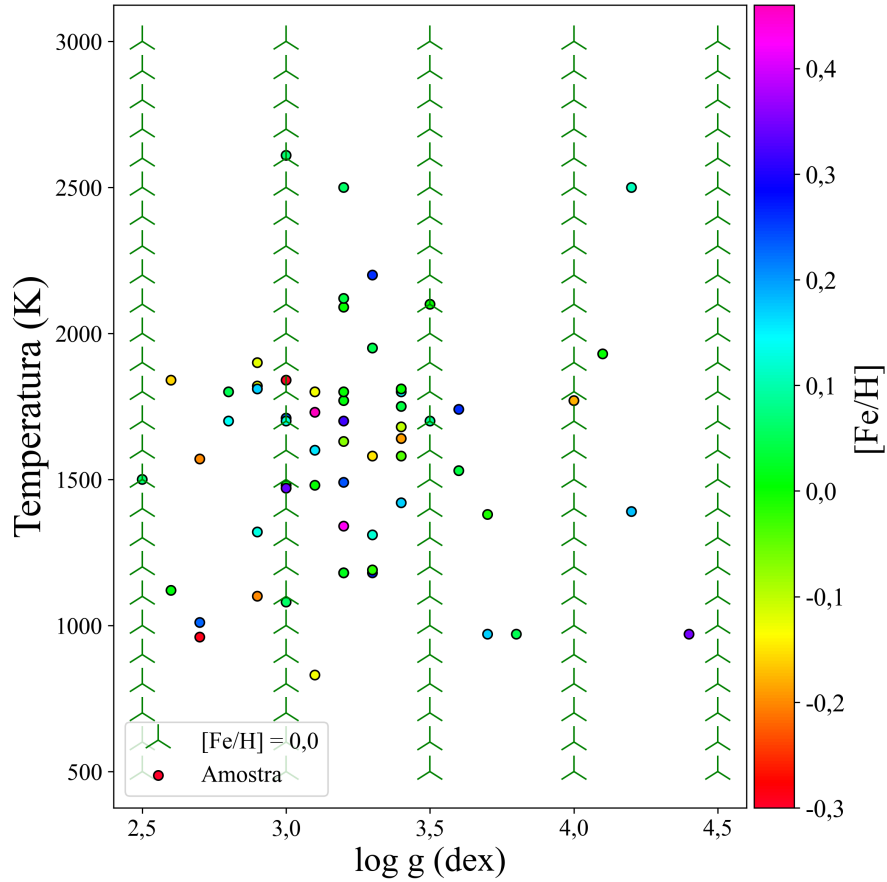


FIGURA 2.10. Espaço de parâmetros para os modelos ATMO 2020 CEQ.

Essencialmente, os passos são os mesmos descritos na Subseção 2.3.2, a não ser pela interpolação em $\log g$, que foi feita para toda a amostra, e pelo espectro de referência (ver Figura 2.6), com os parâmetros $T_{\text{ef}} = 2000$ K, $\log g = 4,5$ dex e $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,0$. Utilizamos o modelo com $T_{\text{ef}} = 2000$ K, pois os modelos ATMO têm um limite máximo de temperatura em 3000 K e não poderíamos proceder da mesma maneira que na abordagem anterior ao escolher um espectro de referência com $T_{\text{ef}} = 5000$ K. Além disso, o passo de comprimento de onda entre os modelos com $T_{\text{ef}} = 2000$ K e $T_{\text{ef}} = 3000$ K não apresenta uma mudança significativa, justificando a escolha de qualquer modelo dentro desse intervalo de T_{ef} . Para calcular os fluxos relativos, interpolamos os modelos BT-Settl das estrelas para obter o mesmo passo em comprimento de onda que os modelos ATMO e diminuir a resolução, visto que há uma diferença significativa entre eles (ver Figura 2.11).

A Figura 2.11 faz uma comparação entre os melhores modelos ajustados para o exoplaneta KELT-7 b a partir das duas abordagens para a cor 3,6 - 4,5 μm . Nesse caso,

o melhor modelo tem os parâmetros: $T = 2500$ K e $\log g = 3,2$. Podemos observar que o comportamento geral é o mesmo entre os modelos BT-Settl e ATMO, mas como ressaltamos nos painéis inferiores, o modelo ATMO tem uma resolução espectral significativamente inferior ao modelo BT-Settl. Na Figura 2.12 comparamos o resíduo do ajuste e a temperatura de cor correspondente para KELT-7 b através das duas abordagens. Como fora dito na Subseção 2.3.2.3, KELT-7 b é um dos exoplanetas com o intervalo de temperatura reduzido devido à lacuna no espaço de parâmetros BT-Settl. Podemos observar que as curvas dos resíduos a partir de 2000 K se aproximam, indicando que os pontos fotométricos calculados pelas duas abordagens nesse intervalo de temperatura são similares. As temperaturas de cor ajustadas e os respectivos índices empíricos para as duas abordagens estão listados nas Tabelas 2.6 e 2.7, onde adotamos 100 K como a incerteza da temperatura de cor conforme o passo de temperatura de ambos modelos. Já os parâmetros usados nos cálculos são apresentados no Apêndice C.

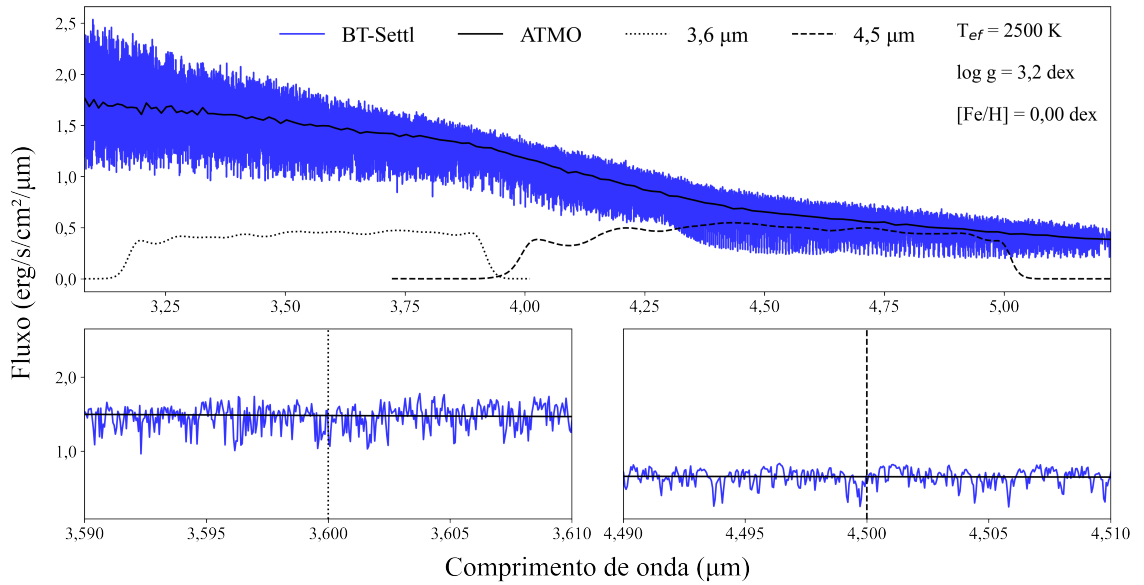


FIGURA 2.11. Comparação entre os melhores modelos ajustados pelas duas abordagens para o exoplaneta KELT-7 b para a cor 3,6 - 4,5 μm . Ambos modelos apresentam $T = 2500$ K, $\log g = 3,2$ e metalicidade solar. Pannel superior: modelo BT-Settl representado pela linha azul e modelo ATMO representado pela linha preta sólida. As transmissões dos filtros IRAC.I1 e IRAC.I2 centradas em 3,6 e 4,5 μm , estão representadas pela linha pontilhada e tracejada, respectivamente. Multiplicamos as transmissões por um fator 10^4 para melhor visualização. Painéis inferiores: mesma configuração do pannel superior com zoom no comprimento de onda central do filtro IRAC.I1 (esquerda) e IRAC.I2 (direita).

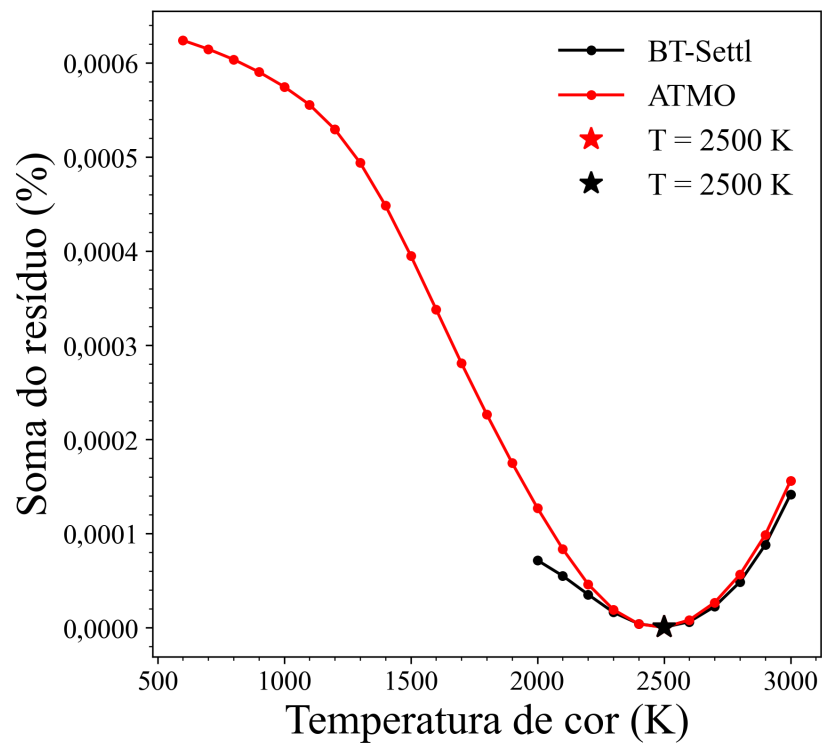


FIGURA 2.12. Comparação entre a soma do quadrado do resíduo e as temperaturas de cor correspondentes para as duas abordagens para o exoplaneta KELT-7 b. As temperaturas calculadas com os modelos BT-Settl estão representadas pela linha preta, enquanto a linha vermelha representa as temperaturas calculadas com os modelos ATMO. As melhores temperaturas ajustadas para cada abordagem estão indicadas com estrelas que se sobrepõem.

TABELA 2.6. Temperaturas de cor e os índices empíricos para as 5 bandas consideradas: Ks (infravermelho próximo), 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm (Spitzer), utilizando modelos BT-Settl para estrelas e planetas. Adotamos a incerteza das temperaturas de cor como 100 K, devido ao passo de temperatura dos modelos.

Exoplaneta	$T_{Ks-3,6\mu m}$ (K)	$I_{Ks-3,6\mu m}$	$T_{3,6-4,5\mu m}$ (K)	$I_{3,6-4,5\mu m}$	$T_{4,5-5,8\mu m}$ (K)	$I_{4,5-5,8\mu m}$	$T_{5,8-8,0\mu m}$ (K)	$I_{5,8-8,0\mu m}$
CoRoT-1 b	...	...	2500	$-0,0001 \pm 0,0007$	...	...	...	...
CoRoT-2 b	...	...	1900	$0,0007 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-1 b	1700	$-0,0009 \pm 0,0004$	1400	$0,0001 \pm 0,0004$	1700	$0,0003 \pm 0,0005$	1700	$-0,0002 \pm 0,0006$
HAT-P-2 b	...	...	2600	$-0,0001 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-3 b	...	...	1600	$-0,0005 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-4 b	...	...	2200	$-0,0004 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-5 b	...	...	1700	$0,0003 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-6 b	...	...	1900	$-0,0003 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-7 b	...	...	2500	$0,0004 \pm 0,0004$	3000	$0,0008 \pm 0,0005$	3000	$-0,0003 \pm 0,0007$
HAT-P-8 b	...	...	1900	$-0,0004 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-12 b	...	...	1000	$0,0001 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-13 b	...	...	1900	$0,0000 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-19 b	...	...	1000	$-0,0003 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-20 b	...	...	1200	$0,0007 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-23 b	2400	$-0,0008 \pm 0,0006$	2300	$0,0002 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-30 b	...	...	1900	$-0,0001 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-32 b	2000	$0,0005 \pm 0,0007$	2200	$0,0002 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-38 b	...	...	1600	$0,0000 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HD 149026 b	...	...	1900	$-0,0001 \pm 0,0003$	1800	$0,0000 \pm 0,0003$	1800	$0,0000 \pm 0,0003$
HD 189733 b	...	...	1300	$-0,0005 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HD 209458 b	...	...	1600	$0,0000 \pm 0,0003$	1800	$0,0010 \pm 0,0005$	1900	$-0,0010 \pm 0,0006$

Tabela 2.6 – continuação da página anterior

Exoplaneta	$T_{Ks-3,6\mu m}$ (K)	$I_{Ks-3,6\mu m}$	$T_{3,6-4,5\mu m}$ (K)	$I_{3,6-4,5\mu m}$	$T_{4,5-5,8\mu m}$ (K)	$I_{4,5-5,8\mu m}$	$T_{5,8-8,0\mu m}$ (K)	$I_{5,8-8,0\mu m}$
KELT-2 A b	2400	-0,0007 $\pm$ 0,0003	1900	-0,0001 $\pm$ 0,0003	...	...	...	...
KELT-3 b	...	...	2300	-0,0004 $\pm$ 0,0003	...	...	...	...
KELT-7 b	2200	0,0008 $\pm$ 0,0003	2500	-0,0001 $\pm$ 0,0003	...	...	...	...
Kepler-5 b	2300	-0,0002 $\pm$ 0,0004	2100	-0,0001 $\pm$ 0,0004	...	...	...	...
Kepler-6 b	...	...	1800	0,0005 $\pm$ 0,0004	...	...	...	...
Kepler-12 b	...	...	1700	-0,0005 $\pm$ 0,0005	...	...	...	...
Kepler-17 b	...	...	2000	0,0001 $\pm$ 0,0005	...	...	...	...
Qatar-1 b	...	...	1400	0,0005 $\pm$ 0,0007	...	...	...	...
TrES-1 b	...	...	1200	-0,0003 $\pm$ 0,0004	1200	0,0003 $\pm$ 0,0006	1200	-0,0001 $\pm$ 0,0007
TrES-2 b	1700	0,0000 $\pm$ 0,0004	1800	0,0006 $\pm$ 0,0004	1800	-0,0008 $\pm$ 0,0007	1800	0,0010 $\pm$ 0,0009
TrES-3 b	1900	0,0003 $\pm$ 0,0005	1800	-0,0006 $\pm$ 0,0007	1800	-0,0001 $\pm$ 0,0010	1700	-0,0008 $\pm$ 0,0010
TrES-4 b	2300	-0,0010 $\pm$ 0,0009	1900	-0,0002 $\pm$ 0,0003	2100	0,0009 $\pm$ 0,0007	2400	0,0003 $\pm$ 0,0008
WASP-1 b	...	...	2200	0,0001 $\pm$ 0,0004	2300	0,0004 $\pm$ 0,0007	2800	0,0020 $\pm$ 0,0008
WASP-2 b	1300	-0,0005 $\pm$ 0,0005	1300	0,0003 $\pm$ 0,0005	1300	-0,0003 $\pm$ 0,0008	1300	0,0000 $\pm$ 0,0010
WASP-3 b	...	...	2400	0,0004 $\pm$ 0,0005	...	...	...	...
WASP-4 b	...	...	1900	-0,0006 $\pm$ 0,0005	...	...	...	...
WASP-5 b	2300	-0,0009 $\pm$ 0,0004	2100	0,0000 $\pm$ 0,0005	...	...	...	...
WASP-6 b	...	...	1200	-0,0002 $\pm$ 0,0004	...	...	...	...
WASP-7 b	...	...	1600	-0,0002 $\pm$ 0,0004	...	...	...	...
WASP-8 b	...	...	1400	-0,0006 $\pm$ 0,0003	...	...	...	...
WASP-10 b	...	...	1200	0,0000 $\pm$ 0,0004	...	...	...	...
WASP-12 b	2900	0,0003 $\pm$ 0,0004	2900	-0,0008 $\pm$ 0,0004	3000	0,0027 $\pm$ 0,0007	3000	-0,0000 $\pm$ 0,0010

Tabela 2.6 – continuação da página anterior

Exoplaneta	$T_{Ks-3,6\mu m}$ (K)	$I_{Ks-3,6\mu m}$	$T_{3,6-4,5\mu m}$ (K)	$I_{3,6-4,5\mu m}$	$T_{4,5-5,8\mu m}$ (K)	$I_{4,5-5,8\mu m}$	$T_{5,8-8,0\mu m}$ (K)	$I_{5,8-8,0\mu m}$
WASP-14 b	2600	$-0,0005 \pm 0,0004$	2500	$0,0001 \pm 0,0003$	...	...	...	...
WASP-18 b	2700	$0,0009 \pm 0,0005$	3000	$0,0005 \pm 0,0004$	3000	$-0,0004 \pm 0,0005$	3000	$0,0002 \pm 0,0005$
WASP-19 b	2400	$0,0004 \pm 0,0004$	2500	$-0,0001 \pm 0,0005$	2500	$0,0004 \pm 0,0010$	2600	$0,0000 \pm 0,0020$
WASP-24 b	...	...	2200	$0,0002 \pm 0,0004$	...	...	...	...
WASP-26 b	...	...	1900	$-0,0001 \pm 0,0004$	...	...	...	...
WASP-39 b	...	...	1200	$-0,0003 \pm 0,0004$	...	...	...	...
WASP-43 b	1800	$0,0002 \pm 0,0004$	1800	$-0,0008 \pm 0,0004$	...	...	...	...
WASP-48 b	2300	$0,0001 \pm 0,0004$	2300	$0,0000 \pm 0,0004$	...	...	...	...
WASP-77 A b	...	...	1800	$0,0000 \pm 0,0003$	...	...	...	...
WASP-80 b	...	...	900	$0,0001 \pm 0,0003$	...	...	...	...
WASP-103 b	...	...	2900	$0,0007 \pm 0,0005$	...	...	...	...
XO-1 b	...	...	1300	$-0,0002 \pm 0,0003$	1400	$0,0009 \pm 0,0004$	1400	$-0,0010 \pm 0,0005$
XO-2 N b	...	...	1400	$-0,0002 \pm 0,0004$	1400	$0,0004 \pm 0,0005$	1400	$-0,0007 \pm 0,0007$
XO-3 b	...	...	2100	$0,0003 \pm 0,0003$	2100	$-0,0003 \pm 0,0006$	2000	$0,0000 \pm 0,0007$
XO-4 b	...	...	1900	$0,0006 \pm 0,0003$	...	...	...	...

TABELA 2.7. Temperaturas de cor e os índices empíricos I (%) para as 5 bandas consideradas: Ks (infravermelho próximo), 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm (Spitzer), utilizando modelos BT-Settl para estrelas e modelos ATMO para os planetas. Adotamos a incerteza das temperaturas de cor como 100 K, devido ao passo de temperatura dos modelos.

Exoplaneta	$T_{Ks-3,6\mu m}$ (K)	$I_{Ks-3,6\mu m}$	$T_{3,6-4,5\mu m}$ (K)	$I_{3,6-4,5\mu m}$	$T_{4,5-5,8\mu m}$ (K)	$I_{4,5-5,8\mu m}$	$T_{5,8-8,0\mu m}$ (K)	$I_{5,8-8,0\mu m}$
CoRoT-1 b	...	...	2400	$0,0000 \pm 0,0007$	...	...	...	...
CoRoT-2 b	...	...	2100	$0,0020 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-1 b	1600	$-0,0008 \pm 0,0004$	1600	$0,0006 \pm 0,0004$	1900	$0,0004 \pm 0,0005$	1900	$-0,0001 \pm 0,0006$
HAT-P-2 b	...	...	2600	$-0,0001 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-3 b	...	...	1700	$-0,0001 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-4 b	...	...	2200	$-0,0004 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-5 b	...	...	1800	$0,0007 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-6 b	...	...	2000	$-0,0001 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-7 b	...	...	2500	$0,0004 \pm 0,0004$	3000	$0,0008 \pm 0,0005$	3000	$-0,0003 \pm 0,0007$
HAT-P-8 b	...	...	2000	$-0,0002 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-12 b	...	...	1200	$-0,0001 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-13 b	...	...	2000	$0,0002 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-19 b	...	...	1300	$-0,0005 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-20 b	...	...	1500	$0,0002 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-23 b	2400	$-0,0008 \pm 0,0006$	2300	$0,0003 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-30 b	...	...	2000	$0,0001 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HAT-P-32 b	2100	$0,0005 \pm 0,0007$	2200	$0,0002 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HAT-P-38 b	...	...	1700	$0,0003 \pm 0,0004$	...	...	...	...
HD 149026 b	...	...	2000	$-0,0001 \pm 0,0003$	2000	$0,0000 \pm 0,0003$	2000	$0,0000 \pm 0,0003$
HD 189733 b	...	...	1500	$0,0000 \pm 0,0003$	...	...	...	...
HD 209458 b	...	...	1700	$0,0004 \pm 0,0003$	2000	$0,0010 \pm 0,0005$	2100	$-0,0010 \pm 0,0006$

Tabela 2.7 – continuação da página anterior

Exoplaneta	$T_{Ks-3,6\mu m}$ (K)	$I_{Ks-3,6\mu m}$	$T_{3,6-4,5\mu m}$ (K)	$I_{3,6-4,5\mu m}$	$T_{4,5-5,8\mu m}$ (K)	$I_{4,5-5,8\mu m}$	$T_{5,8-8,0\mu m}$ (K)	$I_{5,8-8,0\mu m}$
KELT-2 A b	2400	-0,0007 $\pm$ 0,0003	2000	0,0001 $\pm$ 0,0003	...	...	...	...
KELT-3 b	...	...	2300	-0,0003 $\pm$ 0,0003	...	...	...	...
KELT-7 b	2300	0,0008 $\pm$ 0,0003	2500	0,0000 $\pm$ 0,0003	...	...	...	...
Kepler-5 b	2300	-0,0002 $\pm$ 0,0004	2200	0,0000 $\pm$ 0,0004	...	...	...	...
Kepler-6 b	...	...	1900	0,0008 $\pm$ 0,0004	...	...	...	...
Kepler-12 b	...	...	1700	-0,0001 $\pm$ 0,0005	...	...	...	...
Kepler-17 b	...	...	2200	0,0005 $\pm$ 0,0005	...	...	...	...
Qatar-1 b	...	...	1700	0,0020 $\pm$ 0,0007	...	...	...	...
TrES-1 b	...	...	1400	-0,0003 $\pm$ 0,0004	1400	0,0004 $\pm$ 0,0006	1500	0,0002 $\pm$ 0,0007
TrES-2 b	1700	0,0000 $\pm$ 0,0004	1900	0,0010 $\pm$ 0,0004	2000	-0,0006 $\pm$ 0,0007	2000	0,0010 $\pm$ 0,0009
TrES-3 b	1800	0,0008 $\pm$ 0,0005	1900	0,0005 $\pm$ 0,0007	2000	0,0000 $\pm$ 0,0010	2000	-0,0010 $\pm$ 0,0010
TrES-4 b	2300	-0,0010 $\pm$ 0,0009	2000	0,0000 $\pm$ 0,0003	2200	0,0010 $\pm$ 0,0007	2400	0,0003 $\pm$ 0,0008
WASP-1 b	...	...	2200	0,0001 $\pm$ 0,0004	2300	0,0004 $\pm$ 0,0007	2800	0,0020 $\pm$ 0,0008
WASP-2 b	1500	-0,0003 $\pm$ 0,0005	1600	0,0008 $\pm$ 0,0005	1700	-0,0001 $\pm$ 0,0008	1800	0,0000 $\pm$ 0,0010
WASP-3 b	...	...	2400	0,0004 $\pm$ 0,0005	...	...	...	...
WASP-4 b	...	...	2000	0,0002 $\pm$ 0,0005	...	...	...	...
WASP-5 b	2300	-0,0009 $\pm$ 0,0004	2200	0,0003 $\pm$ 0,0005	...	...	...	...
WASP-6 b	...	...	1400	-0,0001 $\pm$ 0,0004	...	...	...	...
WASP-7 b	...	...	1700	0,0001 $\pm$ 0,0004	...	...	...	...
WASP-8 b	...	...	1700	-0,0004 $\pm$ 0,0003	...	...	...	...
WASP-10 b	...	...	1400	-0,0006 $\pm$ 0,0004	...	...	...	...
WASP-12 b	2900	0,0003 $\pm$ 0,0004	2800	-0,0008 $\pm$ 0,0004	3000	0,0030 $\pm$ 0,0007	3000	0,0000 $\pm$ 0,0010

Tabela 2.7 – continuação da página anterior

Exoplaneta	$T_{Ks-3,6\mu m}$ (K)	$I_{Ks-3,6\mu m}$	$T_{3,6-4,5\mu m}$ (K)	$I_{3,6-4,5\mu m}$	$T_{4,5-5,8\mu m}$ (K)	$I_{4,5-5,8\mu m}$	$T_{5,8-8,0\mu m}$ (K)	$I_{5,8-8,0\mu m}$
WASP-14 b	2600	$-0,0005 \pm 0,0004$	2500	$0,0002 \pm 0,0003$	...	...	...	...
WASP-18 b	2700	$0,0010 \pm 0,0005$	3000	$0,0005 \pm 0,0004$	3000	$-0,0003 \pm 0,0005$	3000	$0,0002 \pm 0,0005$
WASP-19 b	2400	$0,0004 \pm 0,0004$	2500	$0,0000 \pm 0,0005$	2500	$0,0000 \pm 0,0010$	2600	$0,0000 \pm 0,0020$
WASP-24 b	...	...	2200	$0,0003 \pm 0,0004$	...	...	...	...
WASP-26 b	...	...	2000	$0,0002 \pm 0,0004$	...	...	...	...
WASP-39 b	...	...	1400	$-0,0001 \pm 0,0004$	...	...	...	...
WASP-43 b	1800	$0,0004 \pm 0,0004$	1900	$0,0004 \pm 0,0004$	...	...	...	...
WASP-48 b	2300	$0,0000 \pm 0,0004$	2300	$0,0001 \pm 0,0004$	...	...	...	...
WASP-77 A b	...	...	1900	$0,0007 \pm 0,0003$	...	...	...	...
WASP-80 b	...	...	1000	$-0,0004 \pm 0,0003$	...	...	...	...
WASP-103 b	...	...	2900	$0,0007 \pm 0,0005$	...	...	...	...
XO-1 b	...	...	1500	$0,0002 \pm 0,0003$	1800	$0,0010 \pm 0,0004$	1800	$-0,0010 \pm 0,0005$
XO-2 N b	...	...	1600	$0,0002 \pm 0,0004$	1800	$0,0005 \pm 0,0005$	1800	$-0,0007 \pm 0,0007$
XO-3 b	...	...	2200	$0,0005 \pm 0,0003$	2300	$-0,0002 \pm 0,0006$	2200	$0,0000 \pm 0,0007$
XO-4 b	...	...	2000	$0,0008 \pm 0,0003$	...	...	...	...

2.4 Métrica de Wallack et al. (2021)

Para investigar a relação entre a inclinação das temperaturas de brilho em 3,6 e 4,5 μm e o fluxo incidente nos exoplanetas, Wallack et al. (2021) calcularam a diferença nas temperaturas de brilho (T_b) entre essas duas bandas e dividiram pela temperatura de equilíbrio (T_{eq}) para garantir que a escala dessa inclinação esteja constante ao longo de toda a faixa de temperatura. Matematicamente, tem-se:

$$\mathcal{M} = \frac{T_b(3,6 \mu\text{m})}{T_{\text{eq}}} - \frac{T_b(4,5 \mu\text{m})}{T_{\text{eq}}}. \quad (2.15)$$

A Figura 2.13 ilustra o resultado encontrado por Wallack et al. (2021) para 3,6 e 4,5 μm . A inclinação negativa da reta ajustada indica que exoplanetas com temperaturas de equilíbrio mais frias apresentam temperaturas de brilho maiores em 3,6 μm do que em 4,5 μm , enquanto os exoplanetas mais quentes apresentam o comportamento contrário.

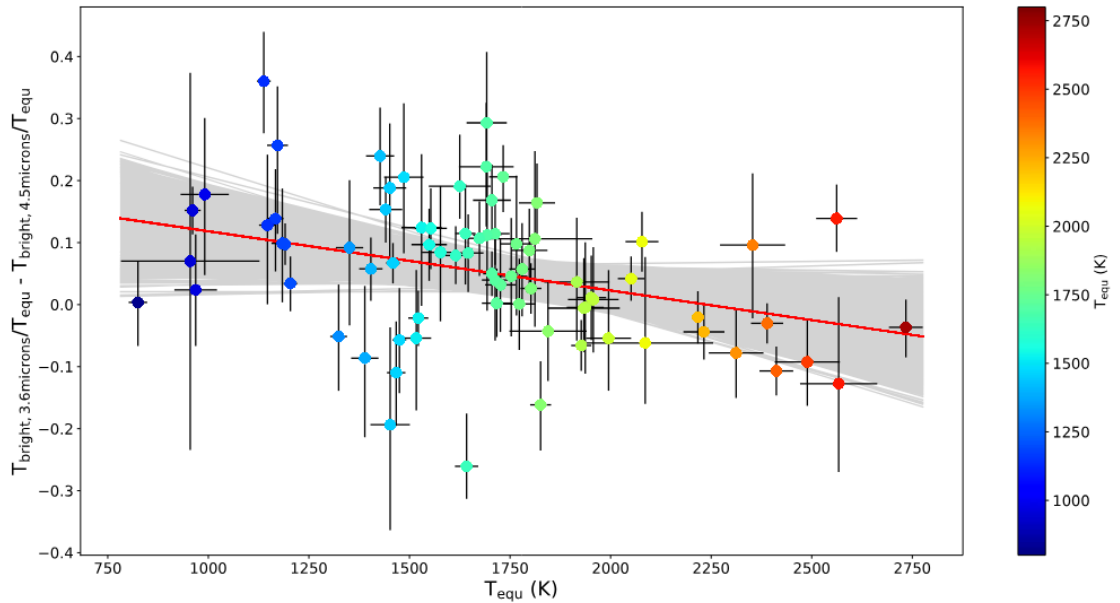


FIGURA 2.13. Métrica de Wallack et al. (2021). Crédito: figura 6 de Wallack et al. (2021).

Assim como foi feito para o índice empírico de Knutson et al. (2010), nós estendemos a métrica de Wallack et al. (2021) para as demais bandas do Spitzer e as bandas do infravermelho próximo. Primeiramente, nós calculamos quantas combinações de bandas seriam possíveis para calcular a métrica. Excluindo a banda J pela escassez de dados (apenas 2 disponíveis), ficamos com 6 bandas: H , Ks , 3,6 μm , 4,5 μm , 5,8 μm e 8,0 μm .

Dessa forma, para combinações de dois elementos sem repetição, teríamos:

$$C_{n,k} = \frac{n!}{k!(n-k)!} \quad (2.16)$$

$$C_{6,2} = \frac{6!}{2!(4)!} = 15.$$

Com isso, calculamos a métrica para todas as combinações de bandas para uma amostra de 85 exoplanetas que têm temperatura de brilho disponível na literatura em pelo menos duas bandas. As temperaturas de equilíbrio e radiação incidente calculadas estão no Apêndice A, enquanto as métricas calculadas para as 15 combinações usando a Equação 2.15 estão na Tabela 2.8.

TABELA 2.8. Métrica de Wallack et al. (2021) para todas as combinações de bandas.

Exoplaneta	Cor	Métrica
CoRoT-1 b	$H - Ks$	$-0,11 \pm 0,13$
	$H - 3,6 \mu m$	$0,00 \pm 0,12$
	$H - 4,5 \mu m$	$0,05 \pm 0,12$
	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,10 \pm 0,09$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,20 \pm 0,09$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,05 \pm 0,08$
CoRoT-2 b	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,10 \pm 0,20$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,00 \pm 0,20$
	$Ks - 8,0 \mu m$	$0,30 \pm 0,30$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$-0,02 \pm 0,03$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$0,30 \pm 0,10$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$0,30 \pm 0,10$
HAT-P-1 b	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,50 \pm 0,20$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,40 \pm 0,20$
	$Ks - 5,8 \mu m$	$0,40 \pm 0,20$
	$Ks - 8,0 \mu m$	$0,40 \pm 0,20$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$-0,08 \pm 0,08$
	$3,6 - 5,8 \mu m$	$-0,20 \pm 0,08$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$-0,20 \pm 0,20$
	$4,5 - 5,8 \mu m$	$-0,10 \pm 0,10$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$-0,10 \pm 0,20$
	$5,8 - 8,0 \mu m$	$0,00 \pm 0,20$
HAT-P-2 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,14 \pm 0,07$
	$3,6 - 5,8 \mu m$	$0,40 \pm 0,20$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$-0,05 \pm 0,09$
	$4,5 - 5,8 \mu m$	$0,30 \pm 0,20$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$-0,19 \pm 0,08$
	$5,8 - 8,0 \mu m$	$-0,50 \pm 0,20$
HAT-P-3 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,20 \pm 0,10$
HAT-P-4 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,23 \pm 0,08$
HAT-P-5 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$-0,07 \pm 0,09$
HAT-P-6 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,16 \pm 0,04$
HAT-P-7 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$-0,20 \pm 0,10$
	$3,6 - 5,8 \mu m$	$-0,40 \pm 0,20$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$-0,40 \pm 0,10$
	$4,5 - 5,8 \mu m$	$-0,30 \pm 0,20$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$-0,20 \pm 0,10$
	$5,8 - 8,0 \mu m$	$0,00 \pm 0,20$
HAT-P-8 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,20 \pm 0,05$
HAT-P-12 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,00 \pm 0,20$
HAT-P-13 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,00 \pm 0,20$
HAT-P-19 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,18 \pm 0,09$
HAT-P-20 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,02 \pm 0,04$
HAT-P-23 b	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,30 \pm 0,10$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,30 \pm 0,10$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$-0,01 \pm 0,06$
HAT-P-30 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,10 \pm 0,10$
HAT-P-32 b	$H - Ks$	$0,00 \pm 0,20$
	$H - 3,6 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$H - 4,5 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,03 \pm 0,03$
HAT-P-33 b	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,20 \pm 0,20$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,30 \pm 0,20$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,07 \pm 0,07$
HAT-P-38 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,10 \pm 0,20$
HAT-P-40 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,10 \pm 0,10$
HAT-P-41 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
HD 149026 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,18 \pm 0,03$
	$3,6 - 5,8 \mu m$	$0,20 \pm 0,10$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$0,22 \pm 0,06$
	$4,5 - 5,8 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$0,04 \pm 0,06$
	$5,8 - 8,0 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
HD 189733 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,10 \pm 0,01$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$0,03 \pm 0,01$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$-0,07 \pm 0,01$

Exoplaneta	Cor	Métrica
HD 209458 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,06 \pm 0,02$
	$3,6 - 5,8 \mu m$	$-0,30 \pm 0,10$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$-0,05 \pm 0,07$
	$4,5 - 5,8 \mu m$	$-0,40 \pm 0,10$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$-0,11 \pm 0,07$
	$5,8 - 8,0 \mu m$	$0,30 \pm 0,20$
KELT-2 A b	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,60 \pm 0,20$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,70 \pm 0,20$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,11 \pm 0,08$
KELT-3 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,15 \pm 0,07$
KELT-7 b	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,40 \pm 0,20$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,50 \pm 0,20$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,04 \pm 0,05$
Kepler-5 b	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,20 \pm 0,10$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,30 \pm 0,10$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,10 \pm 0,10$
Kepler-6 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$-0,20 \pm 0,20$
Kepler-12 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$-0,18 \pm 0,09$
Kepler-13 A b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$-0,10 \pm 0,10$
Kepler-17 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,03 \pm 0,08$
Qatar-1 b	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,40 \pm 0,20$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,30 \pm 0,20$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$-0,07 \pm 0,09$
TrES-1 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,10 \pm 0,10$
	$3,6 - 5,8 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$4,5 - 5,8 \mu m$	$-0,10 \pm 0,10$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$-0,10 \pm 0,10$
	$5,8 - 8,0 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
TrES-2 b	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,08 \pm 0,08$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$-0,03 \pm 0,07$
	$Ks - 5,8 \mu m$	$0,10 \pm 0,10$
	$Ks - 8,0 \mu m$	$-0,20 \pm 0,10$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$-0,10 \pm 0,08$
	$3,6 - 5,8 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$-0,20 \pm 0,10$
	$4,5 - 5,8 \mu m$	$0,10 \pm 0,10$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$-0,10 \pm 0,10$
	$5,8 - 8,0 \mu m$	$-0,20 \pm 0,20$
TrES-3 b	$H - Ks$	$0,00 \pm 0,10$
	$H - 3,6 \mu m$	$-0,10 \pm 0,10$
	$H - 4,5 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$H - 5,8 \mu m$	$0,00 \pm 0,20$
	$H - 8,0 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$Ks - 3,6 \mu m$	$-0,05 \pm 0,06$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,08 \pm 0,07$
	$Ks - 5,8 \mu m$	$0,10 \pm 0,10$
	$Ks - 8,0 \mu m$	$0,08 \pm 0,07$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,13 \pm 0,07$
	$3,6 - 5,8 \mu m$	$0,10 \pm 0,10$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$0,13 \pm 0,07$
	$4,5 - 5,8 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
	$5,8 - 8,0 \mu m$	$0,00 \pm 0,10$
TrES-4 b	$Ks - 3,6 \mu m$	$0,70 \pm 0,30$
	$Ks - 4,5 \mu m$	$0,80 \pm 0,30$
	$Ks - 5,8 \mu m$	$0,50 \pm 0,30$
	$Ks - 8,0 \mu m$	$0,40 \pm 0,30$
	$3,6 - 4,5 \mu m$	$0,09 \pm 0,06$
	$3,6 - 5,8 \mu m$	$-0,20 \pm 0,20$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$-0,20 \pm 0,10$
	$4,5 - 5,8 \mu m$	$-0,30 \pm 0,10$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$-0,30 \pm 0,10$
	$5,8 - 8,0 \mu m$	$0,00 \pm 0,20$
WASP-1 b	$3,6 - 4,5 \mu m$	$-0,14 \pm 0,07$
	$3,6 - 5,8 \mu m$	$-0,30 \pm 0,20$
	$3,6 - 8,0 \mu m$	$-0,70 \pm 0,20$
	$4,5 - 5,8 \mu m$	$-0,10 \pm 0,20$
	$4,5 - 8,0 \mu m$	$-0,60 \pm 0,20$
	$5,8 - 8,0 \mu m$	$-0,40 \pm 0,20$

Exoplaneta	Cor	Métrica	Exoplaneta	Cor	Métrica
WASP-2 b	Ks - 3,6 μm	$0,50 \pm 0,20$	WASP-24 b	3,6 - 4,5 μm	$0,02 \pm 0,06$
	Ks - 4,5 μm	$0,40 \pm 0,20$	WASP-26 b	3,6 - 4,5 μm	$0,06 \pm 0,08$
	Ks - 5,8 μm	$0,40 \pm 0,30$	WASP-33 b	Ks - 3,6 μm	$0,08 \pm 0,06$
	Ks - 8,0 μm	$0,30 \pm 0,20$		Ks - 4,5 μm	$0,03 \pm 0,06$
	3,6 - 4,5 μm	$-0,20 \pm 0,20$		3,6 - 4,5 μm	$-0,05 \pm 0,05$
	3,6 - 5,8 μm	$-0,20 \pm 0,30$	WASP-36 b	Ks - 3,6 μm	$0,30 \pm 0,50$
	3,6 - 8,0 μm	$-0,20 \pm 0,20$		Ks - 4,5 μm	$0,20 \pm 0,20$
	4,5 - 5,8 μm	$0,00 \pm 0,20$		3,6 - 4,5 μm	$-0,10 \pm 0,50$
	4,5 - 8,0 μm	$0,00 \pm 0,20$	WASP-39 b	3,6 - 4,5 μm	$0,13 \pm 0,08$
WASP-3 b	5,8 - 8,0 μm	$0,00 \pm 0,30$	WASP-43 b	H - Ks	$0,04 \pm 0,09$
	Ks - 3,6 μm	$0,10 \pm 0,10$		H - 3,6 μm	$0,01 \pm 0,08$
	Ks - 4,5 μm	$0,00 \pm 0,10$		H - 4,5 μm	$0,19 \pm 0,09$
	Ks - 8,0 μm	$0,10 \pm 0,20$		Ks - 3,6 μm	$-0,03 \pm 0,07$
	3,6 - 4,5 μm	$-0,06 \pm 0,08$		Ks - 4,5 μm	$0,14 \pm 0,08$
	3,6 - 8,0 μm	$0,00 \pm 0,20$		3,6 - 4,5 μm	$0,17 \pm 0,07$
WASP-4 b	4,5 - 8,0 μm	$0,10 \pm 0,10$	WASP-46 b	H - Ks	$0,20 \pm 0,20$
	Ks - 3,6 μm	$0,11 \pm 0,05$		H - 3,6 μm	$0,70 \pm 0,40$
	Ks - 4,5 μm	$0,22 \pm 0,04$		H - 4,5 μm	$0,30 \pm 0,20$
WASP-5 b	3,6 - 4,5 μm	$0,11 \pm 0,06$		Ks - 3,6 μm	$0,50 \pm 0,40$
	H - Ks	$0,20 \pm 0,10$		Ks - 4,5 μm	$0,10 \pm 0,20$
	H - 3,6 μm	$0,50 \pm 0,10$		3,6 - 4,5 μm	$-0,40 \pm 0,50$
	H - 4,5 μm	$0,50 \pm 0,10$	WASP-48 b	H - Ks	$0,00 \pm 0,20$
	Ks - 3,6 μm	$0,29 \pm 0,08$		H - 3,6 μm	$0,00 \pm 0,10$
	Ks - 4,5 μm	$0,35 \pm 0,08$		H - 4,5 μm	$0,00 \pm 0,10$
WASP-6 b	3,6 - 4,5 μm	$0,06 \pm 0,08$		Ks - 3,6 μm	$0,10 \pm 0,10$
WASP-7 b	3,6 - 4,5 μm	$0,11 \pm 0,09$		Ks - 4,5 μm	$0,10 \pm 0,10$
WASP-8 b	3,6 - 4,5 μm	$0,10 \pm 0,10$		3,6 - 4,5 μm	$0,03 \pm 0,06$
	3,6 - 4,5 μm	$0,42 \pm 0,09$	WASP-62 b	3,6 - 4,5 μm	$0,30 \pm 0,20$
	3,6 - 8,0 μm	$0,60 \pm 0,10$	WASP-63 b	3,6 - 4,5 μm	$0,07 \pm 0,09$
WASP-10 b	4,5 - 8,0 μm	$0,20 \pm 0,10$	WASP-64 b	3,6 - 4,5 μm	$0,30 \pm 0,30$
	Ks - 3,6 μm	$0,50 \pm 0,10$	WASP-65 b	3,6 - 4,5 μm	$0,40 \pm 0,40$
	Ks - 4,5 μm	$0,50 \pm 0,10$	WASP-67 b	3,6 - 4,5 μm	$-0,10 \pm 0,10$
WASP-12 b	3,6 - 4,5 μm	$0,06 \pm 0,05$	WASP-69 b	3,6 - 4,5 μm	$0,15 \pm 0,03$
	H - Ks	$-0,09 \pm 0,03$	WASP-74 b	3,6 - 4,5 μm	$-0,08 \pm 0,07$
	H - 3,6 μm	$-0,21 \pm 0,08$	WASP-76 b	Ks - 3,6 μm	$0,40 \pm 0,10$
	H - 4,5 μm	$-0,05 \pm 0,05$		Ks - 4,5 μm	$0,40 \pm 0,10$
	H - 5,8 μm	$-0,30 \pm 0,20$		3,6 - 4,5 μm	$-0,04 \pm 0,04$
	H - 8,0 μm	$-0,30 \pm 0,20$	WASP-77 A b	3,6 - 4,5 μm	$0,05 \pm 0,07$
	Ks - 3,6 μm	$-0,12 \pm 0,08$	WASP-78 b	3,6 - 4,5 μm	$0,08 \pm 0,09$
	Ks - 4,5 μm	$0,03 \pm 0,04$	WASP-79 b	3,6 - 4,5 μm	$0,10 \pm 0,10$
	Ks - 5,8 μm	$-0,20 \pm 0,20$	WASP-80 b	3,6 - 4,5 μm	$0,00 \pm 0,05$
	Ks - 8,0 μm	$-0,20 \pm 0,20$	WASP-87 b	3,6 - 4,5 μm	$-0,10 \pm 0,10$
	3,6 - 4,5 μm	$0,15 \pm 0,09$	WASP-94 A b	3,6 - 4,5 μm	$0,13 \pm 0,09$
	3,6 - 5,8 μm	$0,10 \pm 0,10$	WASP-97 b	3,6 - 4,5 μm	$0,13 \pm 0,09$
WASP-14 b	3,6 - 8,0 μm	$-0,10 \pm 0,20$	WASP-100 b	3,6 - 4,5 μm	$0,00 \pm 0,20$
	4,5 - 5,8 μm	$-0,10 \pm 0,20$	WASP-101 b	3,6 - 4,5 μm	$0,10 \pm 0,10$
	4,5 - 8,0 μm	$-0,20 \pm 0,20$	WASP-103 b	3,6 - 4,5 μm	$-0,10 \pm 0,10$
	5,8 - 8,0 μm	$0,00 \pm 0,30$	WASP-104 b	3,6 - 4,5 μm	$0,00 \pm 0,20$
	Ks - 3,6 μm	$0,20 \pm 0,10$	WASP-121 b	3,6 - 4,5 μm	$-0,03 \pm 0,04$
	Ks - 4,5 μm	$0,20 \pm 0,10$	WASP-127 b	3,6 - 4,5 μm	$0,06 \pm 0,04$
	Ks - 8,0 μm	$0,60 \pm 0,10$	WASP-131 b	3,6 - 4,5 μm	$0,21 \pm 0,04$
	3,6 - 4,5 μm	$0,00 \pm 0,07$	XO-1 b	3,6 - 4,5 μm	$0,03 \pm 0,09$
	3,6 - 8,0 μm	$0,36 \pm 0,07$		3,6 - 5,8 μm	$-0,26 \pm 0,09$
	4,5 - 8,0 μm	$0,36 \pm 0,07$		3,6 - 8,0 μm	$-0,01 \pm 0,09$
WASP-17 b	4,5 - 8,0 μm	$0,20 \pm 0,10$		4,5 - 5,8 μm	$-0,30 \pm 0,09$
WASP-18 b	Ks - 3,6 μm	$-0,22 \pm 0,08$		4,5 - 8,0 μm	$-0,04 \pm 0,09$
	Ks - 4,5 μm	$-0,32 \pm 0,09$	XO-2 N b	5,8 - 8,0 μm	$0,20 \pm 0,10$
	Ks - 5,8 μm	$-0,24 \pm 0,09$		3,6 - 4,5 μm	$0,10 \pm 0,10$
	Ks - 8,0 μm	$-0,24 \pm 0,09$		3,6 - 5,8 μm	$-0,20 \pm 0,20$
	3,6 - 4,5 μm	$-0,10 \pm 0,04$		3,6 - 8,0 μm	$0,20 \pm 0,20$
	3,6 - 5,8 μm	$-0,02 \pm 0,05$		4,5 - 5,8 μm	$-0,20 \pm 0,20$
	3,6 - 8,0 μm	$-0,02 \pm 0,05$		4,5 - 8,0 μm	$0,10 \pm 0,20$
	4,5 - 5,8 μm	$0,08 \pm 0,05$		5,8 - 8,0 μm	$0,30 \pm 0,30$
	4,5 - 8,0 μm	$0,08 \pm 0,05$	XO-3 b	3,6 - 4,5 μm	$-0,05 \pm 0,03$
	5,8 - 8,0 μm	$0,00 \pm 0,06$		3,6 - 5,8 μm	$0,00 \pm 0,20$
WASP-19 b	Ks - 3,6 μm	$-0,09 \pm 0,06$		3,6 - 8,0 μm	$0,00 \pm 0,20$
	Ks - 4,5 μm	$0,00 \pm 0,10$		4,5 - 5,8 μm	$0,00 \pm 0,20$
	Ks - 5,8 μm	$0,00 \pm 0,10$		4,5 - 8,0 μm	$0,10 \pm 0,20$
	Ks - 8,0 μm	$0,00 \pm 0,10$		5,8 - 8,0 μm	$0,00 \pm 0,30$
	3,6 - 4,5 μm	$0,10 \pm 0,10$	XO-4 b	3,6 - 4,5 μm	$-0,29 \pm 0,06$
	3,6 - 5,8 μm	$0,10 \pm 0,10$			
	3,6 - 8,0 μm	$0,10 \pm 0,10$			
	4,5 - 5,8 μm	$0,00 \pm 0,10$			
	4,5 - 8,0 μm	$0,00 \pm 0,10$			
	5,8 - 8,0 μm	$0,00 \pm 0,10$			

Capítulo 3

Discussão dos resultados

Nesse capítulo, faremos um panorama dos resultados obtidos utilizando os parâmetros calculados no Capítulo 2. Primeiramente, dissertaremos sobre a relação entre a temperatura de brilho em todas as bandas consideradas e o índice de atividade cromosférica das estrelas (Seção 3.1). Em seguida, na Seção 3.2, discutiremos os resultados obtidos para as reproduções das duas abordagens que tentam classificar as atmosferas de Júpiteres quentes usando dados de eclipse secundário. Na Seção 3.3, exploraremos possíveis relações entre a radiação incidente e outros parâmetros planetários, como as temperaturas de brilho e a gravidade superficial. Por fim, na Seção 3.4, vamos verificar outras possíveis correlações entre os parâmetros das estrelas e dos planetas adicionando a informação da presença ou ausência de inversão térmica.

3.1 A atividade estelar e a temperatura de brilho dos exoplanetas

Nós comparamos as temperaturas de brilho nas bandas H , Ks , $3,6$, $4,5$, $5,8$ e $8,0 \mu m$ com o índice de atividade cromosférica ($\log R'_{HK}$) das estrelas para amostras de 7, 25, 64, 71, 17 e 23 exoplanetas, respectivamente, que tinham informação de T_b e $\log R'_{HK}$, simultaneamente. Ilustramos os resultados na Figura 3.1, onde omitimos a banda J por não ter dados suficientes para uma análise estatisticamente significativa (apenas 2). Para verificar se há alguma relação entre os dois parâmetros, utilizamos a função WLS do módulo `statsmodels.api` do Python para fazer ajustes lineares ponderados

considerando a incerteza das temperaturas de brilho para cada caso, da forma $y = ax + b$. Com isso, obtivemos os coeficientes de correlação Pearson r , além dos t -values e p -values, calculados usando o pacote `Scipy` (Virtanen et al., 2020). Para testar se a correlação encontrada entre duas quantidades é estatisticamente significativa, deve-se avaliar, conjuntamente, os três parâmetros mencionados anteriormente.

O coeficiente Pearson r é uma medida estatística que quantifica a força e a direção da relação linear entre duas variáveis; cujo intervalo vai de -1 até 1 e o sinal indica se a correlação é diretamente ($r > 0$) ou inversamente ($r < 0$) proporcional. Para $r = 0$, não há correlação linear, embora possa haver outras formas de relação não-lineares. Geralmente, dizemos que a correlação é forte quando $|r| \geq 0,6$ ¹. Já o t -value é uma comparação entre o coeficiente estimado (nesse caso, coeficiente de regressão) e o seu desvio padrão, cuja proporcionalidade segue as mesmas regras de sinal do coeficiente Pearson r . Valores $|t| > 2$ indicam maior evidência contra a hipótese nula, que geralmente assume que o coeficiente é igual a zero. Por fim, o p -value se relaciona com o t -value pela Equação 3.1 e é definido como a probabilidade de observar um t -value tão extremo quanto o calculado.

$$p = 2 \cdot F_s(t, g), \quad (3.1)$$

onde t é o t -value, g é o número de graus de liberdade dados pela subtração entre o tamanho da amostra e a quantidade de coeficientes ajustados (nesse caso, são dois coeficientes: angular e linear), F_s é a função de sobrevivência dada por $1 - \text{FDA}$, onde FDA é a Função de Distribuição Acumulada (CDF, em inglês) e o fator 2 é introduzido por estarmos considerando uma distribuição bicaudal. Usualmente, uma dada correlação é estatisticamente significativa quando $p\text{-value} \leq 0,05$. Nesse caso, podemos rejeitar a hipótese nula, i. e., de que o coeficiente de correlação r não seja representativo da distribuição.

Como teste, também fizemos um ajuste exponencial ponderado para as bandas 3,6 e 4,5 μm usando a função $f(x) = b \cdot e^{ax} + c$ no módulo `scipy.optimize`. Os resultados dos ajustes estão listados na Tabela 3.1, assim como os coeficientes Pearson r , os t -values e os p -values. Na tentativa de determinar qual ajuste seria o mais apropriado para descrever a relação entre os dados para essas duas bandas, aplicamos o teste f de Fisher-Snedecor (Snedecor, 1934; Fisher, 1970) usando o módulo `scipy.stats` em

¹Disponível em https://en.wikipedia.org/wiki/Correlation_coefficient.

Python. Para interpretar os resultados de um teste f , devemos comparar o valor da estatística (F -statistic) calculada com o valor crítico (F -critical) e o nível de significância (α). Se F -statistic $>$ F -critical, e se o p -value associado for menor que α (geralmente 0,05), rejeitamos a hipótese nula, indicando que o modelo mais complexo explica melhor a variação nos dados do que o modelo mais simples. Caso contrário, não rejeitamos a hipótese nula, sugerindo que o modelo mais simples é suficiente para descrever os dados. Os resultados do teste estão na Tabela 3.2.

TABELA 3.1. Ajustes lineares e exponenciais ponderados entre as temperaturas de brilho e o índice de atividade $\log R'_{\text{HK}}$. Indicamos os coeficientes angulares e lineares do ajuste linear (a e b) e, no caso da função exponencial, a , b e c são as constantes do ajuste. Os parâmetros r , t e p correspondem ao coeficiente Pearson, t -value e p -value, respectivamente.

Banda	a	b	c	r	t	p	Ajuste
H	-900 ± 200	-2000 ± 1000	$\dots$	-0,87	-3,90	0,01000	Linear
Ks	-700 ± 300	-900 ± 2000	$\dots$	-0,39	-2,00	0,06000	Linear
3,6 μm	-700 ± 200	-2000 ± 900	$\dots$	-0,45	-3,90	0,00020	Linear
(com WASP-103 b)	-4 ± 1	$(18 \pm 1) \cdot 10^{-6}$	1320 ± 80	-0,46	-4,10	0,00010	Exponencial
3,6 μm	-700 ± 200	-2000 ± 900	$\dots$	-0,45	-3,90	0,00020	Linear
(sem WASP-103 b)	-4 ± 1	$(18 \pm 1) \cdot 10^{-6}$	1320 ± 80	-0,51	-4,62	0,00002	Exponencial
4,5 μm	-700 ± 200	-2200 ± 900	$\dots$	-0,41	-3,70	0,00040	Linear
(com WASP-103 b)	-4 ± 1	$(86 \pm 5) \cdot 10^{-5}$	1100 ± 100	-0,40	-3,64	0,00050	Exponencial
4,5 μm	-700 ± 200	-2200 ± 900	$\dots$	-0,41	-3,70	0,00040	Linear
(com WASP-103 b)	-4 ± 1	$(89 \pm 5) \cdot 10^{-5}$	1100 ± 100	-0,47	-4,39	0,00004	Exponencial
5,8 μm	-2200 ± 500	-9000 ± 3000	$\dots$	-0,75	-4,40	0,00050	Linear
8,0 μm	-1400 ± 300	-5000 ± 1000	$\dots$	-0,75	-5,10	0,00005	Linear

Analisando os resultados da Tabela 3.1 e da Figura 3.1, verificamos que a correlação na banda Ks encontrada por [Cruz et al. \(2017\)](#) já não se mantém após aumentarmos a amostra. Entretanto, encontramos $|r| > 0,6$ para as bandas H , 5,8 e 8,0 μm com $|t| > 2$ e $p \leq 0,01$, indicando correlações fortes e estatisticamente relevantes. Na mesma figura, a informação sobre a presença ou ausência de inversão térmica também é apresentada, onde planetas com e sem inversão estão representados por círculos vermelhos e estrelas azuis, respectivamente (ver demais informações na legenda da Figura 3.1). É possível verificar que não há separação clara entre os exoplanetas com e sem inversão para as regiões de estrelas muito ativas ($\log R'_{\text{HK}} > -4,2$), ativas ($-4,75 \leq \log R'_{\text{HK}} \leq -4,2$) e inativas ($-5,1 \leq \log R'_{\text{HK}} < -4,75$), onde adotamos os valores de [Henry et al. \(1996\)](#). Entretanto, para a região das estrelas muito inativas ($\log R'_{\text{HK}} < -5,1$) a maioria dos exoplanetas apresenta inversão térmica, sustentando o argumento de [Knutson et al. \(2010\)](#) de que estrelas inativas não teriam um fluxo ultravioleta intenso o suficiente

para destruir as moléculas formadoras de inversão térmica. Esse resultado é verificado para todas as bandas consideradas.

TABELA 3.2. Resultados do teste f comparando os ajustes lineares e exponenciais entre as temperaturas de brilho nas bandas 3,6 e 4,5 μm e o índice $\log R'_{\text{HK}}$ para um nível de significância $\alpha = 0,05$.

Banda	F-statistic	F-critical	p
3,6 μm	22,84	3,99	0,000010
4,5 μm	25,49	3,98	0,000004

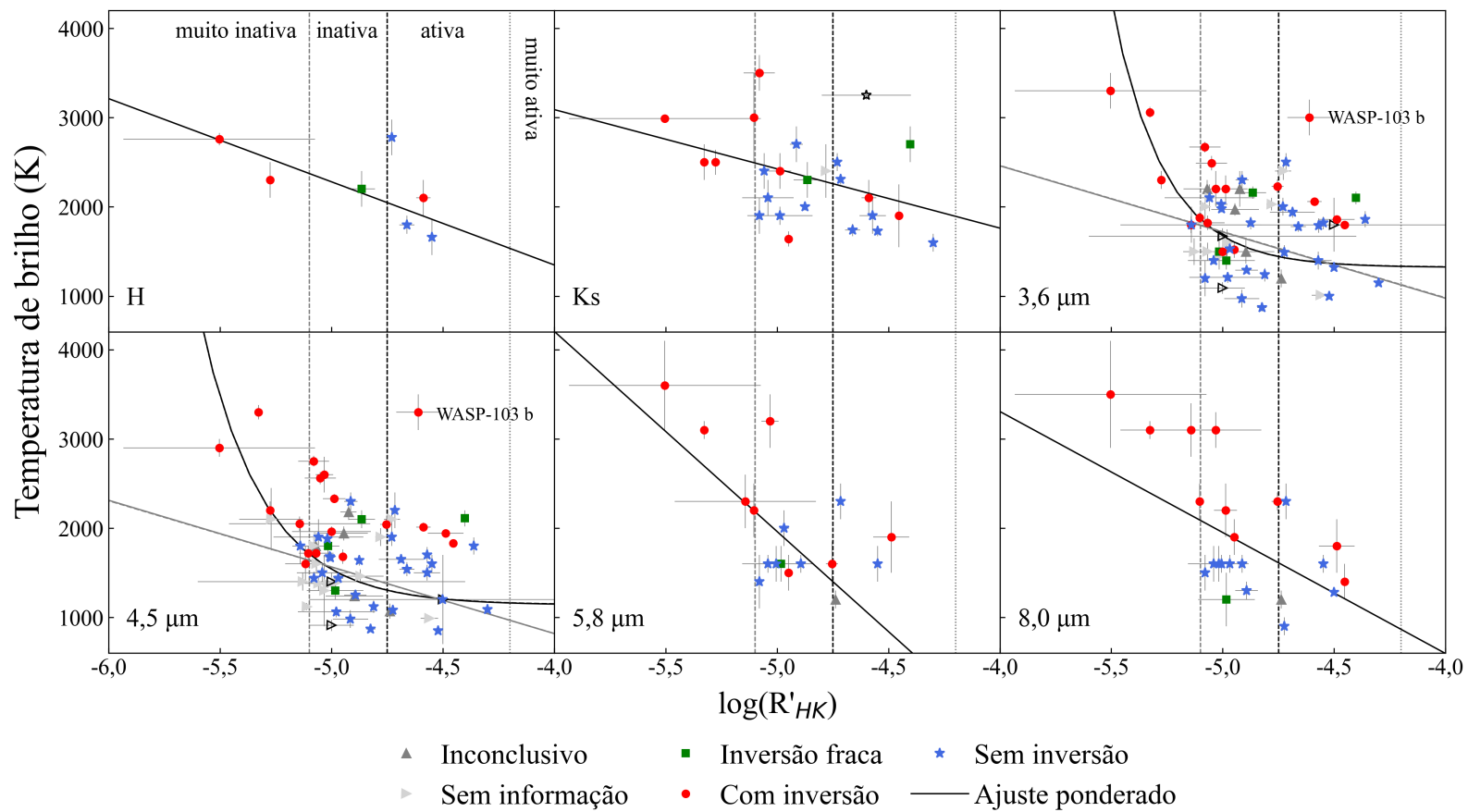


FIGURA 3.1. Comparação entre a temperatura de brilho dos planetas para as bandas H , Ks , $3,6$, $4,5$, $5,8$ e $8,0 \mu m$ e o índice de atividade cromosférica da estrela $\log R'_{HK}$. Exoplanetas sem inversão estão representados por estrelas azuis, com inversão por círculos vermelhos, com inversão fraca por quadrados verdes, casos inconclusivos por triângulos cinzas escuros e sem informação por triângulos cinzas claros. As linhas sólidas nos painéis das bandas H , Ks , $4,5$, $5,8$ e $8,0 \mu m$ indicam os ajustes lineares ponderados. Nos painéis $3,6$ e $4,5 \mu m$, as linhas pretas (cinzas) sólida e tracejada sobrepostas indicam os ajustes exponenciais (lineares) sem e com WASP-103 b, respectivamente. As linhas verticais tracejada cinza-claro, tracejada preta e pontilhada representam as divisões entre estrelas muito inativas ($\log R'_{HK} < -5,1$), inativas ($-5,1 \leq \log R'_{HK} < -4,75$), ativas ($-4,75 \leq \log R'_{HK} < -4,2$) e muito ativas ($\log R'_{HK} \geq -4,2$), como indicado no painel da banda H . Os planetas cujas estrelas tiveram $\log R'_{HK}$ calculado e não estavam disponíveis antes na literatura estão representados com símbolos vazios com contorno preto. Destacamos o exoplaneta WASP-103 b, que será discutido no texto.

Os painéis das bandas 3,6 e 4,5 μm da Figura 3.1 sugerem uma relação exponencial entre a temperatura de brilho e a atividade cromosférica, onde exoplanetas com inversão são mais quentes e estão majoritariamente na região das estrelas muito inativas, enquanto os exoplanetas sem inversão são, em média, mais frios e preenchem em maior número a região das estrelas ativas. Isso também é verificado nas outras bandas, com exceção da banda H e da banda K_s , em menor grau.

Além disso, o exoplaneta WASP-103 b parece apresentar um comportamento diferente dos outros pontos nas bandas 3,6 e 4,5 μm . Investigando esse sistema, verificamos que WASP-103 b tem um período orbital de aproximadamente 22 horas com um semi-eixo maior da órbita de $0,0199 \pm 0,0002$ UA (Gillon et al., 2014), que está além de 1σ das distribuições de semi-eixo maior da órbita e período orbital da amostra total de exoplanetas desse trabalho. Para comparação, Mercúrio está a aproximadamente 0,387 UA do Sol². Portanto, trata-se de uma configuração extrema onde o exoplaneta está tão próximo da estrela ao ponto de ter um formato elipsoidal, parecido com uma bola de *rugby*³ devido à deformação por força de maré (Barros et al., 2022). Os outros dois exoplanetas com $T_b \geq 2900$ K em ambas as bandas são WASP-12 b e WASP-18 b, com períodos orbitais de 1,09 e 0,94 dias, respectivamente, ambos deformados pelo mesmo efeito que WASP-103 b (Hebb et al., 2009; Hellier et al., 2009; Rosário et al., 2022; Akinsanmi et al., 2024).

A relação entre a presença de exoplanetas de curto período e a variação da atividade magnética das estrelas hospedeiras permanece um tema em aberto na literatura. Alguns anos após as primeiras detecções de exoplanetas, Cuntz et al. (2000) sugeriram dois possíveis mecanismos para explicar como a atividade estelar pode ser afetada pela presença de um exoplaneta como WASP-103 b:

- **INTERAÇÃO POR FORÇA DE MARÉ:** a força gravitacional dada a proximidade do sistema e a diferença entre os períodos orbital e rotacional induz bojos de maré tanto na superfície do planeta quanto na cromosfera estelar. Uma vez que o gás presente nessa camada mais externa da estrela é pouco denso, os bojos se formam e se dissipam rapidamente. Esse ciclo de contração e expansão gera turbulência que, por sua vez, aquece a região aumentando o nível de atividade cromosférica.

²Consultado em https://nssdc.gsfc.nasa.gov/planetary/factsheet/planet_table_ratio.html.

³Ver o infograma https://www.esa.int/ESA_Multimedia/Images/2022/01/Cheops_reveals_a_rugby_ball-shaped_exoplanet.

- **INTERAÇÃO MAGNÉTICA:** se o planeta estiver perto o suficiente da estrela, o campo magnético planetário pode interagir com o campo magnético estelar, gerando um aumento na ocorrência de explosões (*flares*) e, conseqüentemente, no nível de atividade cromosférica.

Somado a isso, a variabilidade da atividade estelar na presença de exoplanetas foi estudada por [Shkolnik et al. \(2005\)](#) para 13 estrelas de tipo solar. Foi verificada uma variação no fluxo das linhas H e K do Ca II para as estrelas com planetas, enquanto as estrelas sem planetas não apresentaram variação significativa ao longo do ciclo de observações.

Com essas considerações, é razoável argumentar que WASP-103 b configura um ponto discrepante na nossa análise, tendo $\log R'_{\text{HK}}$ maior do que o esperado para a estrela hospedeira (ver [Poppenhaeger, 2017](#), para mais detalhes sobre efeitos de maré e atividade estelar). Como passo futuro, seria interessante fazer o acompanhamento da atividade de WASP-103 para verificar se essa tendência se mantém. Dessa forma, refizemos os ajustes desconsiderando WASP-103 b e, apesar dos coeficientes a , b e c não terem variado dentro das suas respectivas incertezas, obtivemos: r e t maiores e p menores para os ajustes exponenciais, como apresentado na Tabela 3.1, indicando correlações mais fortes e estatisticamente significativas do que as anteriores. Adotamos, então, os resultados para a função exponencial excluindo WASP-103 b do ajuste para as bandas 3,6 e 4,5 μm .

3.2 Classificação das atmosferas usando dados de eclipses secundários

Com o aumento das detecções de Júpiteres quentes pelo método de trânsito nas últimas décadas, diversos trabalhos exploraram os dados de eclipse secundário no infravermelho na tentativa de classificar os tipos de atmosfera. Nesta seção, iremos abordar dois estudos que se baseiam nas bandas 3,6 e 4,5 μm do Spitzer: o índice empírico de [Knutson et al. \(2010\)](#) e a métrica de [Wallack et al. \(2021\)](#).

3.2.1 Reprodução e atualização do índice empírico de [Knutson et al. \(2010\)](#)

O índice empírico proposto por [Knutson et al. \(2010\)](#) é baseado em observações para identificar a presença de inversões térmicas nas atmosferas de Júpiteres quentes, usando as profundidades de eclipse nas bandas 3,6 e 4,5 μm do Spitzer, como mencionado anteriormente. Essas bandas foram escolhidas porque são particularmente sensíveis à presença de metano (CH_4) e monóxido de carbono (CO), que desempenham papéis críticos no transporte de energia e na opacidade atmosférica. Em atmosferas com inversão térmica, a emissão nas bandas de 4,5 μm geralmente é mais intensa do que nas de 3,6 μm , devido ao aquecimento de camadas superiores causadas pela absorção da radiação estelar por compostos como óxidos de titânio (TiO) ou vanádio (VO) ([Fortney et al., 2008](#); [Lothringer et al., 2018](#)). Assim, ao avaliar a relação entre esses fluxos, o índice empírico serve como uma ferramenta para detectar e classificar essas características atmosféricas.

Como ponto de partida, [Knutson et al. \(2010\)](#) utilizaram modelos NextGen para estimar o fluxo das estrelas e corpos negros para calcular os fluxos dos exoplanetas. Nas Subseções 2.3.2 e 2.3.3, descrevemos os procedimentos feitos para reproduzir e atualizar o índice de [Knutson et al. \(2010\)](#) usando duas abordagens: modelos BT-Settl para estrelas e planetas; e modelos BT-Settl para estrelas e ATMO para planetas. Nas próximas subseções, detalharemos os resultados encontrados para cada caso.

3.2.1.1 Resultados usando modelos BT-Settl para estrelas e planetas

Inicialmente, nós calculamos as temperaturas de cor para as bandas 3,6 e 4,5 μm , como etapa necessária para o cálculo do índice. Em seguida, nós estendemos esse cálculo para as outras bandas fotométricas disponíveis: Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm para 58 exoplanetas da nossa amostra que têm dados de eclipse secundário em pelo menos duas bandas adjacentes (ver Tabela 2.6), pois estamos interessados em calcular parâmetros associados às cores, i.e., diferença entre duas bandas adjacentes. Assim como para as temperaturas de brilho, fizemos uma comparação entre as temperaturas de cor para essas bandas e o índice de atividade cromosférica $\log R'_{\text{HK}}$, como ilustrado na Figura 3.2. Calculamos ajustes lineares para cada caso e também exploramos um ajuste exponencial para as temperaturas de cor 3,6 - 4,5 μm . Repetimos o procedimento descrito na seção

anterior e aplicamos o teste f para comparar os ajustes linear e exponencial para esse caso. Obtivemos $F\text{-statistical} = 3,80$, com $F\text{-critical} = 4,03$ e $p\text{-value} = 0,056$ para um nível de significância de 0,05, indicando que, ao contrário do caso anterior para T_b , o ajuste linear é o mais adequado para T_c . Os resultados dos ajustes estão listados na Tabela 3.3.

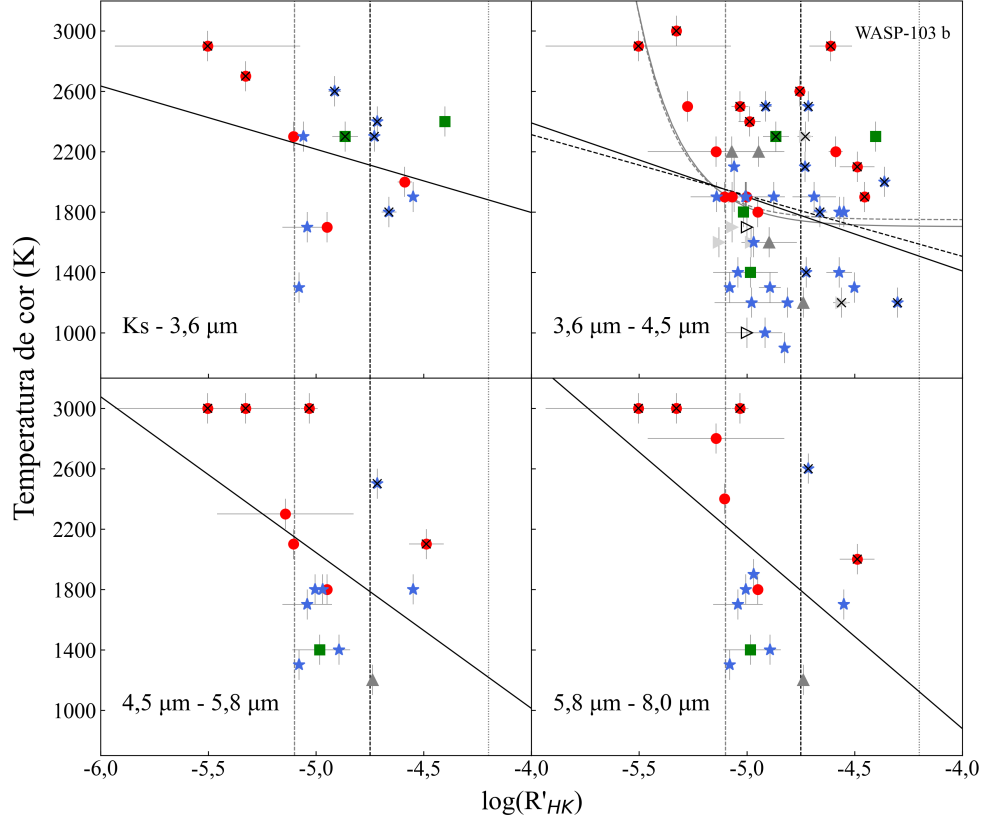


FIGURA 3.2. Comparação entre as temperaturas de cor e $\log R'_{HK}$ usando modelos BT-Settl para as estrelas e para os planetas. Exoplanetas sem inversão estão representados por estrelas azuis, com inversão por círculos vermelhos, com inversão fraca por quadrados verdes, casos inconclusivos por triângulos cinzas escuros e sem informação por triângulos cinzas claros. As linhas sólidas nos painéis das cores Ks - 3,6 μm , 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm indicam os ajustes lineares ponderados. No painel da cor 3,6 - 4,5 μm , as linhas pretas (cinzas) sólida e tracejada indicam os ajustes lineares (exponenciais) sem e com WASP-103 b, respectivamente. As linhas verticais tracejada cinza-claro, tracejada preta e pontilhada representam as divisões entre estrelas muito inativas ($\log R'_{HK} < -5,1$), inativas ($-5,1 \leq \log R'_{HK} < -4,75$), ativas ($-4,75 \leq \log R'_{HK} \leq -4,2$) e muito ativas ($\log R'_{HK} > -4,2$). Os planetas cujas estrelas tiveram $\log R'_{HK}$ calculado estão representados com símbolos vazios com contorno preto. Os ajustes lineares estão representados com uma linha sólida em preto. Os exoplanetas que tiveram $\log g$ interpolado estão marcados com um X.

TABELA 3.3. Ajustes lineares e exponenciais entre as temperaturas de cor e o índice de atividade $\log R'_{\text{HK}}$ usando modelos BT-Settl para estrelas e planetas. Indicamos os coeficientes angulares e lineares do ajuste linear (a e b) e, no caso da função exponencial, a , b e c são as constantes do ajuste. Os parâmetros r , t e p correspondem ao coeficiente Pearson, t -value e p -value, respectivamente.

Temperatura de cor	a	b	c	r	t	p	Ajuste
Ks - 3,6 μm	-400 ± 400	100 ± 2000	$\dots$	-0,29	-1,10	0,292	Linear
3,6 - 4,5 μm	-400 ± 300	-100 ± 1000	$\dots$	-0,20	-1,50	0,135	Linear
(com WASP-103 b)	-5 ± 3	$(4 \pm 60) 10^{-10}$	1700 ± 100	-0,39	-3,10	0,003	Exponencial
3,6 - 4,5 μm	-500 ± 300	-600 ± 1000	$\dots$	-0,25	-1,90	0,061	Linear
(sem WASP-103 b)	-5 ± 2	$(54 \pm 7) 10^{-8}$	1700 ± 100	-0,43	-3,45	0,001	Exponencial
4,5 - 5,8 μm	-1000 ± 600	-3000 ± 3000	$\dots$	-0,45	-1,90	0,083	Linear
5,8 - 8,0 μm	-1000 ± 600	-4000 ± 3000	$\dots$	-0,49	-2,10	0,052	Linear

Refizemos os ajustes removendo WASP-103 b e obtivemos resultados estatisticamente mais significativos apresentando uma correlação mais forte, sugerindo que WASP-103 b é, de fato, um ponto discrepante nessa análise. Entretanto, as correlações encontradas para todas as temperaturas de cor apresentam $|r| < 0,6$, indicando que não há uma forte relação com o índice $\log R'_{\text{HK}}$. Analisando a informação de inversão térmica, temos um resultado parecido com os casos da Figura 3.1, onde não há separação clara entre exoplanetas com e sem inversão para os limites de $\log R'_{\text{HK}}$, exceto para a região de estrelas muito inativas ($\log R'_{\text{HK}} < -5,2$), com uma maioria de exoplanetas com inversão térmica. Já analisando a separação pela temperatura de cor, parece haver um limite inferior de aproximadamente 1700 K em que não se verificam exoplanetas com inversão para todas as combinações de bandas. Ademais, para as cores 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm , há um limite máximo de 2000 K para presença de exoplanetas sem inversão. Para as cores Ks - 3,6 μm e 3,6 - 4,5 μm esse limite sobe para aproximadamente 2600 K. Esse resultado está de acordo com outros trabalhos da literatura que argumentam haver uma relação entre temperatura de equilíbrio e presença de inversão térmica nas atmosferas desses exoplanetas (Fortney et al., 2008; Baxter et al., 2020; Deming et al., 2023).

Com as temperaturas de cor calculadas, nós obtivemos os índices empíricos para as seguintes combinações de bandas: Ks - 3,6 μm ; 3,6 - 4,5 μm ; 4,5 - 5,8 μm ; e 5,8 - 8,0 μm . Os resultados estão ilustrados na Figura 3.3.

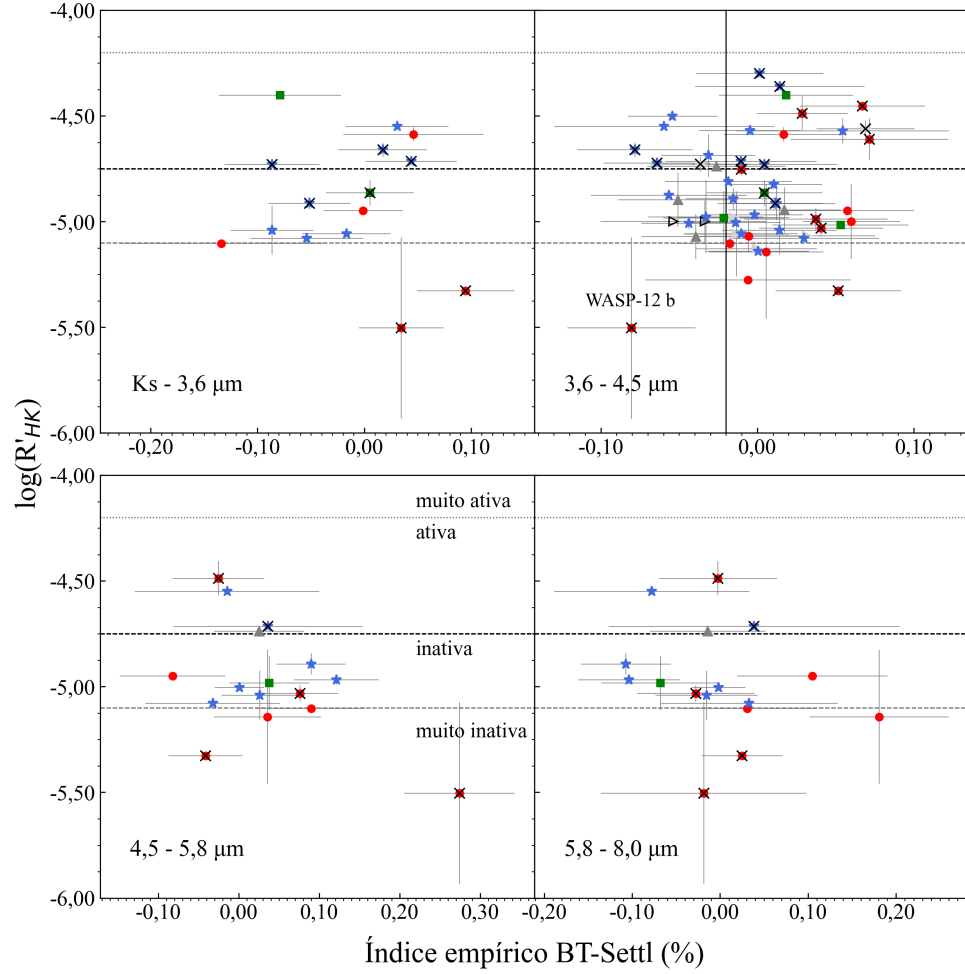


FIGURA 3.3. Comparação entre os índices empíricos para as cores Ks - 3,6 μm ; 3,6 - 4,5 μm ; 4,5 - 5,8 μm ; e 5,8 - 8,0 μm e $\log R'_{\text{HK}}$ usando modelos BT-Settl para as estrelas e para os planetas. Exoplanetas sem inversão estão representados por estrelas azuis, com inversão por círculos vermelhos, com inversão fraca por quadrados verdes, casos inconclusivos por triângulos cinzas escuros e sem informação por triângulos cinzas claros. A linha sólida vertical indica o limite arbitrário entre exoplanetas com e sem inversão para a cor 3,6 - 4,5 μm , enquanto as linhas tracejada cinza-claro, tracejada preta e pontilhada representam as divisões entre estrelas muito inativas ($\log R'_{\text{HK}} < -5,1$), inativas ($-5,1 \leq \log R'_{\text{HK}} < -4,75$), ativas ($-4,75 \leq \log R'_{\text{HK}} \leq -4,2$) e muito ativas ($\log R'_{\text{HK}} > -4,2$). Os planetas cujas estrelas tiveram $\log R'_{\text{HK}}$ calculado estão representados com símbolos vazios com contorno preto. Os exoplanetas que tiveram $\log g$ interpolado estão marcados com um X. Destacamos o exoplaneta WASP-12 b pois será discutido no texto.

Visualmente, não há uma separação tão clara na Figura 3.3 quanto aquela encontrada por [Knutson et al. \(2010\)](#) (ver Figura 1.5), com exceção da cor 3,6 - 4,5 μm . Exceto pelo exoplaneta WASP-12 b (destacado na Figura 3.3), a maioria dos exoplanetas com índices menores que aproximadamente -0,02 (linha sólida vertical) não têm inversão térmica nessa cor e o contrário é verificado para índices maiores que 0,04, aproximadamente. O exoplaneta WASP-12 b, assim como WASP-103 b, tem um período muito curto de aproximadamente 1 dia ([Chakrabarty & Sengupta, 2019](#)), estando sujeito à perda de massa pela interação gravitacional com a estrela por força de maré

(Erkaev et al., 2007), resultando em decaimento orbital devido à diminuição do momento angular (Patra et al., 2017; Dwivedi et al., 2019; Akinsanmi et al., 2024). Dessa forma, o comportamento inusual de WASP-12 b deve estar relacionado com o processo de perda de massa, que pode modificar significativamente o perfil de pressão e temperatura do planeta (Czesla et al., 2024). Para verificar se há de fato alguma separação entre exoplanetas com e sem inversão conforme o índice empírico, nós fizemos um teste Kolmogorov–Smirnov (teste KS) utilizando a função `ks_2samp` do módulo `scipy.stats`. O objetivo é comparar as funções de distribuição acumulada (ou CDFs, em inglês) para as amostras com e sem inversão (desconsiderando casos com inversão fraca, com diagnóstico inconclusivo ou sem informação) e verificar se são distribuições diferentes, ou se são oriundas de uma mesma distribuição. A função `ks_2samp` retorna o *statistic* que representa a maior diferença entre as CDFs e o *p-value* (p) associado. Além disso, o teste KS tem como parâmetro de comparação os valores críticos (c) associados a diferentes níveis de significância (α) e tamanhos de amostras (N). Quanto menor for α , mais significativo é o resultado encontrado. Usualmente, quando $statistic > c$ e $p \leq \alpha$, temos evidência o suficiente para rejeitar a hipótese nula, indicando que as distribuições são diferentes entre si. Nós consultamos a tabela de valores críticos⁴ para $N \leq 35$ e calculamos c nos casos em que $N > 35$. O resultado para os testes KS estão listados na Tabela 3.4 para as quatro combinações de bandas da Figura 3.3.

TABELA 3.4. Testes KS para os índices empíricos calculados usando modelos BT-Settl para estrelas e planetas. Indicamos os valores críticos para níveis de significância 0,10 e 0,05 por c ($\alpha = 0,10$) e c ($\alpha = 0,05$), respectivamente.

Índice	N	<i>statistic</i>	c ($\alpha = 0,10$)	c ($\alpha = 0,05$)	p
Ks - 3,6 μm	14	0,714	0,314	0,349	0,19
3,6 - 4,5 μm	41	0,446	0,191	0,212	0,01
4,5 - 5,8 μm	14	0,292	0,314	0,349	0,96
5,8 - 8,0 μm	14	0,500	0,314	0,349	0,58

Analisando a Tabela 3.4, vemos que apenas para o índice 3,6 - 4,5 μm temos, simultaneamente, $statistic > c$ para $\alpha = 0,10$ e $\alpha = 0,05$ e $p \leq 0,05$, sugerindo que há uma separação entre exoplanetas com e sem inversão térmica para esse caso. Esse resultado fortalece a hipótese de Knutson et al. (2010) de que exoplanetas com valores mais positivos do índice apresentam inversão térmica. A explicação para isso é que quando as moléculas de CO e CH₄ presentes na banda 4,5 μm absorvem a energia da

⁴Disponível em https://people.cs.pitt.edu/~lipschultz/cs1538/prob-table_KS.pdf.

estrela e passam de absorção para emissão, há um aumento na temperatura de brilho, representando uma inversão térmica na camada atmosférica correspondente. Como a banda $3,6 \mu\text{m}$ não é significativamente afetada por essas moléculas, o aumento do fluxo se dá apenas na banda $4,5 \mu\text{m}$. Analisando a Equação 2.11, esse aumento em $4,5 \mu\text{m}$ se reflete numa diferença mais positiva entre os pontos fotométricos da literatura e calculados. Portanto, a inclinação entre $4,5$ e $3,6 \mu\text{m}$ torna-se um indicativo da presença de inversão, quando comparada com modelos, como BT-Settl.

Esses fatos podem ser verificados na Figura 3.4, onde ilustramos a opacidade de algumas moléculas comuns nas atmosferas dos Júpiteres quentes: CH_4 , CO , TiO , VO , CO_2 e H_2O para uma temperatura de 1900 K e pressão de 0,01 bar. Escolhemos essa temperatura, pois está dentro do valor médio da temperatura de equilíbrio para a nossa amostra de exoplanetas (ver Subseção 2.1.1) e essa pressão está dentro do intervalo onde inversões térmicas costumam acontecer (entre 1 e 0,001 bar, [Mollière et al., 2015](#)). Podemos verificar que, de fato, CO apresenta maior opacidade para a banda $4,5 \mu\text{m}$ em comparação com a banda $3,6 \mu\text{m}$, enquanto CH_4 tem o comportamento contrário.

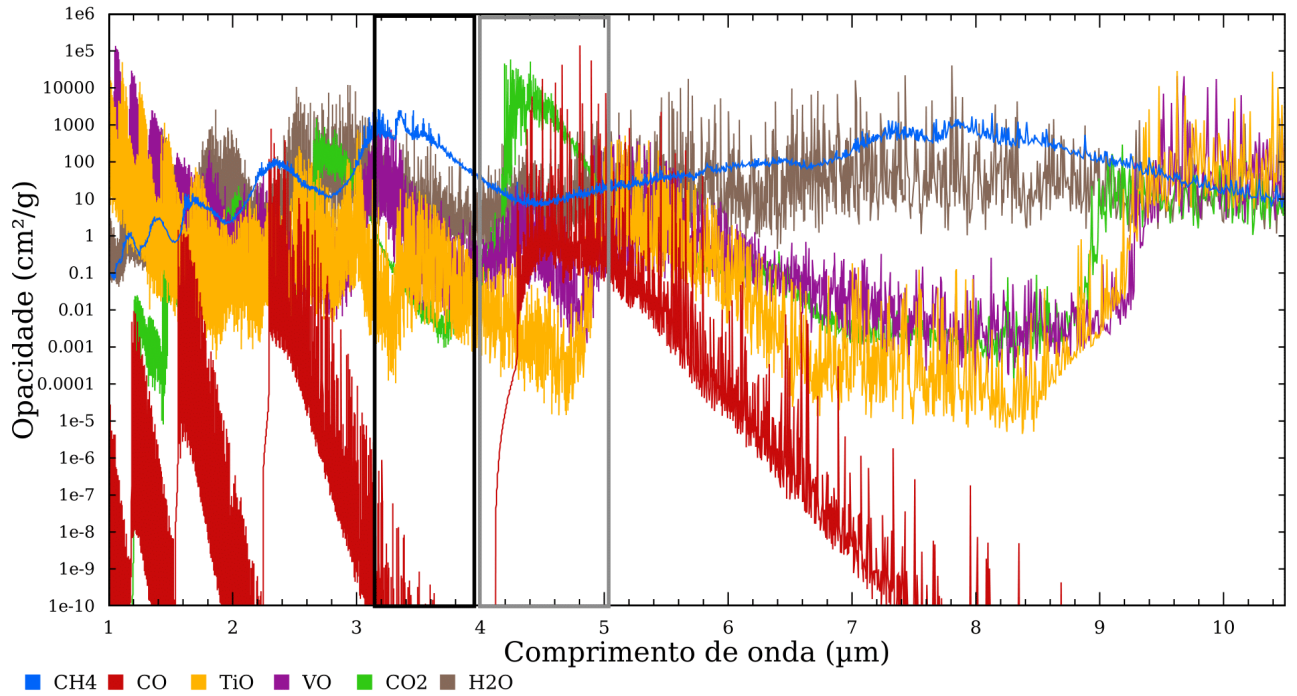


FIGURA 3.4. Opacidades para uma temperatura de 1900 K e pressão de 0,01 bar em função do comprimento de onda em μm , compreendendo o limite inferior do filtro J até o limite superior do filtro IRAC.I4. Representamos as moléculas por linhas sólidas de diferentes cores: azul para CH_4 , vermelho para CO , amarelo para TiO , roxo para VO , verde para CO_2 e marrom para H_2O . O retângulo preto corresponde ao intervalo de comprimento de onda do filtro IRAC.I1 (centrado em $3,6 \mu\text{m}$), enquanto o retângulo cinza representa o intervalo do filtro IRAC.I2 (centrado em $4,5 \mu\text{m}$). As listas de opacidades foram obtidas através do banco de dados DACE ([Grimm et al., 2021](#)): para CH_4 ([Hargreaves et al., 2020](#)); CO ([Rothman et al., 2010](#); [Li et al., 2014](#)); TiO ([McKemmish et al., 2019](#)); VO ([McKemmish et al., 2016](#)); CO_2 ([Tashkun & Perevalov, 2011](#)); e H_2O ([Polyansky et al., 2018](#)).

3.2.1.2 Modelos BT-Settl para estrelas e modelos ATMO para planetas

A segunda abordagem visa simular as atmosferas dos exoplanetas com os modelos ATMO e manter os modelos BT-Settl para as estrelas, comparando com as profundidades de eclipse das mesmas bandas utilizadas anteriormente: Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm . A principal razão para termos adotados esses modelos para os exoplanetas é o maior preenchimento do espaço de parâmetros, permitindo a interpolação em $\log g$ para toda a amostra.

Para as temperaturas de cor, nós repetimos o mesmo procedimento e fizemos ajustes lineares (e exponencial para a cor 3,6 - 4,5 μm) para as combinações de bandas, como ilustrado na Figura 3.5. O resultado está listado na Tabela 3.5. Comparando com os resultados da abordagem anterior (ver Tabela 3.3), os ajustes lineares para as cores Ks - 3,6 μm , 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm não apresentam diferenças significativas.

Da mesma maneira, tanto o ajuste linear quanto exponencial resultaram em coeficientes de correlação muito parecidos para a cor 3,6 - 4,5 μm . Assim como foi feito na abordagem anterior, nós aplicamos o teste f para comparar os ajustes linear e exponencial para a cor 3,6 - 4,5 μm e obtivemos $F\text{-statistical} = 7,06$, com $F\text{-critical} = 4,03$ e $p\text{-value} = 0,010$ para um nível de significância $\alpha = 0,05$, sugerindo que o ajuste exponencial explica melhor a correlação entre os parâmetros. Também refizemos os ajustes sem o exoplaneta WASP-103 b (ver Tabela 3.5), resultando em correlações mais fortes, como nos casos anteriores.

Ademais, assim como para as temperaturas de cor obtidas pela outra abordagem, verificamos que 1700 e aproximadamente 2600 K representam os limites de temperatura inferior e superior onde se encontram apenas exoplanetas sem e com inversão, respectivamente, para todas as cores consideradas. Verificamos, ainda, que a maioria dos exoplanetas que está à esquerda da região das estrelas muito inativas (linha cinza tracejada, Figura 3.5) apresenta inversão térmica, como nos casos das Figuras 3.1 e 3.2.

TABELA 3.5. Ajustes lineares e exponenciais entre as temperaturas de cor e o índice de atividade $\log R'_{HK}$ usando modelos BT-Settl para estrelas e modelos ATMO para planetas. Indicamos os coeficientes angulares e lineares do ajuste linear (a e b) e, no caso da função exponencial, a , b e c são as constantes do ajuste. Os parâmetros r , t e p correspondem ao coeficiente Pearson, t -value e p -value, respectivamente.

Temperatura de cor	a	b	c	r	t	p	Ajuste
Ks - 3,6 μm	-400 ± 400	0 ± 2000	$\dots$	-0,32	-1,20	0,252	Linear
3,6 - 4,5 μm	-300 ± 200	1000 ± 1000	$\dots$	-0,16	-1,20	0,231	Linear
(com WASP-103 b)	-5 ± 3	$(6 \pm 100) 10^{-11}$	1880 ± 90	-0,37	-2,92	0,005	Exponencial
3,6 - 4,5 μm	-400 ± 200	200 ± 1000	$\dots$	-0,22	-1,60	0,113	Linear
(sem WASP-103 b)	-5 ± 2	$(11 \pm 1) 10^{-8}$	1800 ± 100	-0,41	-3,28	0,002	Exponencial
4,5 - 5,8 μm	-900 ± 400	-2000 ± 2000	$\dots$	-0,46	-2,00	0,071	Linear
5,8 - 8,0 μm	-1000 ± 400	-2000 ± 2000	$\dots$	-0,52	-2,30	0,040	Linear

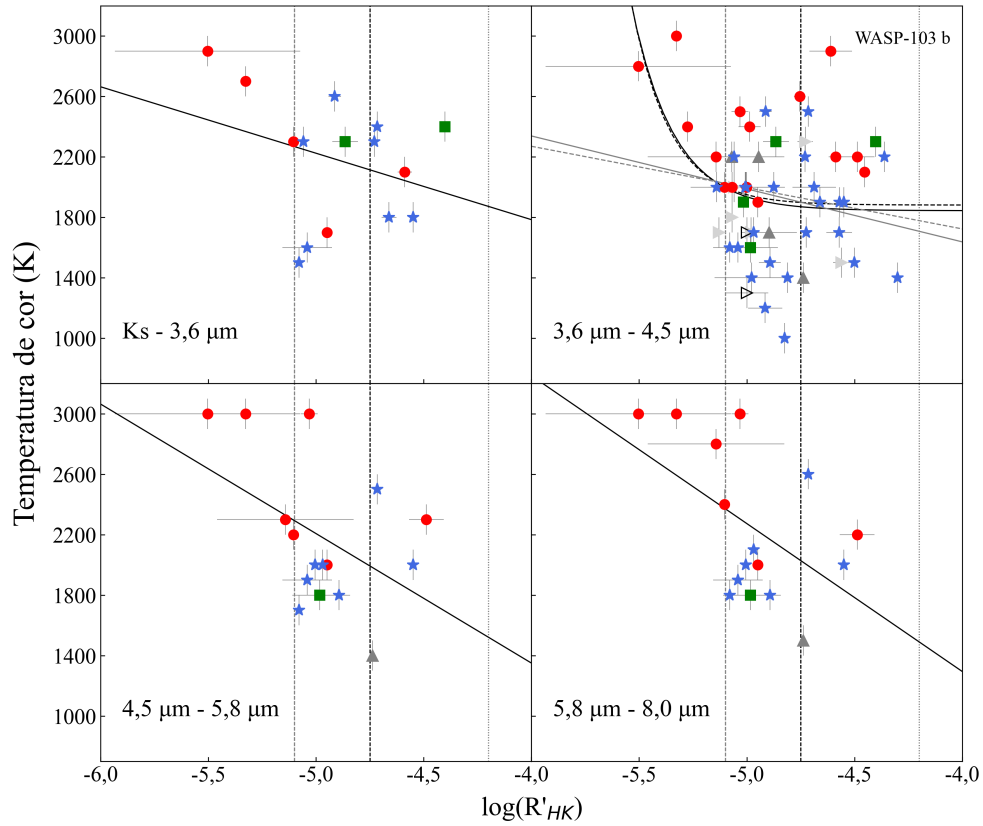


FIGURA 3.5. Comparação entre as temperaturas de cor e $\log R'_{HK}$ usando modelos BT-Settl para as estrelas e modelos ATMO para os planetas. Exoplanetas sem inversão estão representados por estrelas azuis, com inversão por círculos vermelhos, com inversão fraca por quadrados verdes, casos inconclusivos por triângulos cinzas escuros e sem informação por triângulos cinzas claros. As linhas sólidas nos painéis das cores Ks - 3,6 μm , 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm indicam os ajustes lineares ponderados. No painel da cor 3,6 - 4,5 μm , as linhas pretas (cinzas) sólida e tracejada indicam os ajustes lineares (exponenciais) sem e com WASP-103 b, respectivamente. As linhas verticais tracejada cinza-claro, tracejada preta e pontilhada representam as divisões entre estrelas muito inativas ($\log R'_{HK} < -5,1$), inativas ($-5,1 \leq \log R'_{HK} < -4,75$), ativas ($-4,75 \leq \log R'_{HK} \leq -4,2$) e muito ativas ($\log R'_{HK} > -4,2$). Os planetas cujas estrelas tiveram $\log R'_{HK}$ calculado estão representados com símbolos vazios com contorno preto.

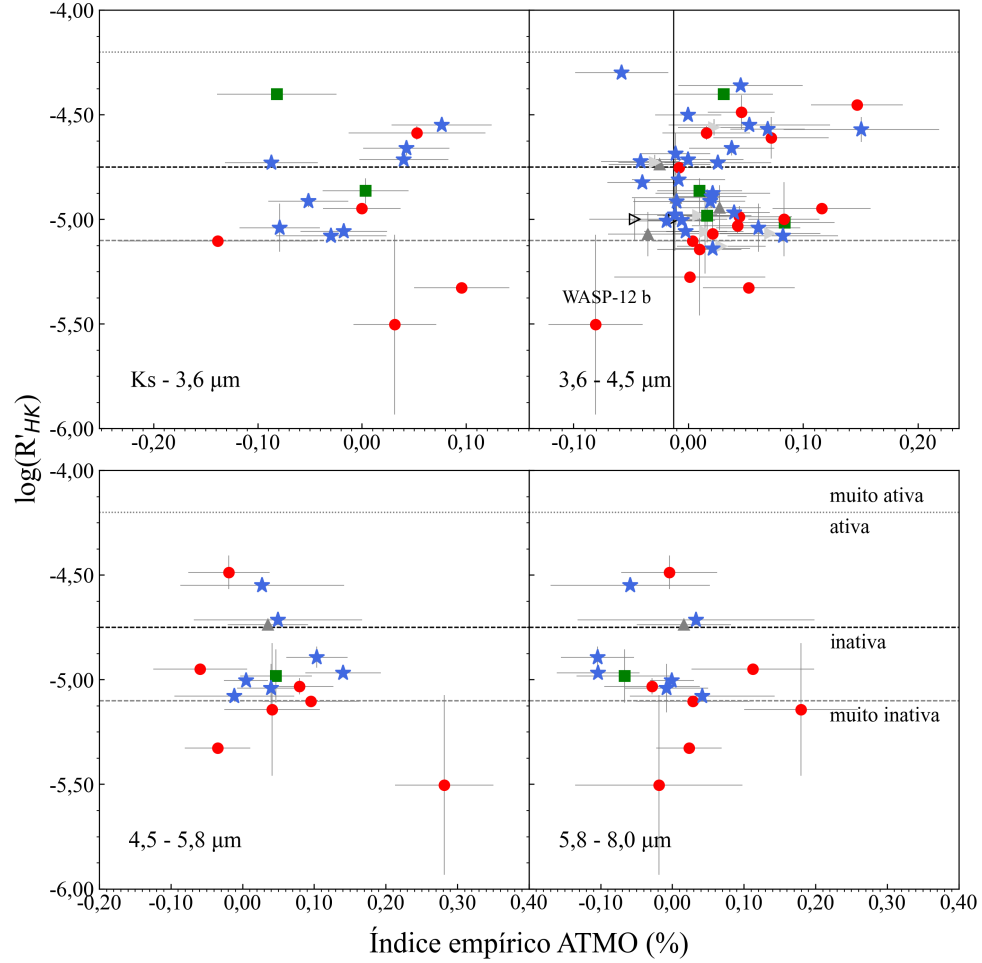


FIGURA 3.6. Comparação entre os índices empíricos para as cores Ks - 3,6 μm ; 3,6 - 4,5 μm ; 4,5 - 5,8 μm ; e 5,8 - 8,0 μm e $\log R'_{\text{HK}}$ usando modelos BT-Settl para as estrelas e modelos ATMO para os planetas. Exoplanetas sem inversão estão representados por estrelas azuis, com inversão por círculos vermelhos, com inversão fraca por quadrados verdes, casos inconclusivos por triângulos cinzas escuros e sem informação por triângulos cinzas claros. A linha sólida vertical indica o limite arbitrário entre exoplanetas com e sem inversão para a cor 3,6 - 4,5 μm , enquanto as linhas horizontais tracejada cinza-claro, tracejada preta e pontilhada representam as divisões entre estrelas muito inativas ($\log R'_{\text{HK}} < -5,1$), inativas ($-5,1 \leq \log R'_{\text{HK}} < -4,75$), ativas ($-4,75 \leq \log R'_{\text{HK}} \leq -4,2$) e muito ativas ($\log R'_{\text{HK}} > -4,2$). Os planetas cujas estrelas tiveram $\log R'_{\text{HK}}$ calculado estão representados com símbolos vazios com contorno preto. Destacamos o exoplaneta WASP-12 b pois será discutido no texto.

Analisando a Figura 3.6, visualmente não identificamos uma separação entre exoplanetas com e sem inversão com respeito ao índice empírico, com exceção da cor 3,6 - 4,5 μm , como no caso da Figura 3.3. Assim como na abordagem BT-Settl para planetas e estrelas, WASP-12 b mostra um comportamento diferente dos exoplanetas com inversão (ver discussão na Subseção 3.2.1.1), que parecem povoar a região de índice maior que -0,013, representado pela linha sólida vertical na Figura 3.6. Para testar essa hipótese, fizemos testes KS e listamos os resultados na Tabela 3.6. É interessante contrastar esses resultados com os obtidos pela outra abordagem com modelos BT-Settl para os planetas, onde encontramos *p-values* menores para as cores Ks - 3,6 μm e 3,6 - 4,5 μm .

Apesar de termos encontrado um p -value menor para a cor 4,5 - 5,8 μm em comparação com a outra abordagem, tanto esse valor quanto os obtidos para todas as cores estão acima do limite de 0,05, sugerindo que não há separação entre exoplanetas com e sem inversão com respeito ao índice. Uma possível explicação para essa divergência é a baixa resolução dos modelos ATMO em comparação com os modelos BT-Settl (ver Figura 2.11). No cálculo do índice empírico, temos que dividir os espectros dos planetas pelos das estrelas para obter o fluxo relativo (ver Subseção 2.3.2). Nesse caso, tivemos que interpolar os modelos BT-Settl das estrelas para obter o mesmo passo em comprimento de onda que os modelos ATMO, como mencionado anteriormente, visto que há uma diferença significativa entre eles. Portanto, quando fazemos a convolução entre o fluxo relativo e a transmissão dos filtros, estamos tratando espectros com menos informação por intervalo de comprimento de onda. Dessa forma, os pontos fotométricos resultantes da convolução podem ter sido ou subestimados, ou superestimados devido à baixa resolução.

TABELA 3.6. Testes KS para os índices empíricos calculados usando modelos BT-Settl para estrelas e modelos ATMO para planetas. Indicamos os valores críticos para níveis de significância 0,10 e 0,05 por c ($\alpha = 0,10$) e c ($\alpha = 0,05$), respectivamente.

Índice	N	$statistic$	c ($\alpha = 0,10$)	c ($\alpha = 0,05$)	p
Ks - 3,6 μm	14	0,571	0,314	0,349	0,38
3,6 - 4,5 μm	41	0,275	0,191	0,212	0,31
4,5 - 5,8 μm	14	0,375	0,314	0,349	0,58
5,8 - 8,0 μm	14	0,500	0,314	0,349	0,58

3.2.1.3 Comparação entre as duas abordagens

Após determinar as temperaturas de cor e os índices para as duas abordagens utilizando todas as combinações de cores, nós comparamos os resultados entre si. Começando pela temperatura de cor, podemos verificar que, em todos os casos exceto pela cor Ks - 3,6 μm , os exoplanetas ajustados pelos modelos ATMO apresentam temperaturas mais altas em comparação com os modelos BT-Settl para temperaturas de cor menores que aproximadamente 2200 K. Por outro lado, para temperaturas acima desse valor, parece haver maior concordância entre as modelagens em todos os casos, ou então o resultado passa a ser negativo, com temperaturas de cor mais quentes para os modelos BT-Settl. Uma possível explicação para essa tendência seria o viés em $\log g$ dos modelos BT-Settl, que não permitem interpolação para temperaturas abaixo de 2000 K e $\log g < 3,5$.

Na Figura 3.7, apresentamos a comparação entre as temperaturas de cor calculadas nas duas abordagens. Nela, temos exoplanetas apresentando diferenças de até 3σ para temperaturas mais baixas, enquanto a variação máxima para temperaturas acima de 2200 K não ultrapassa 1σ de diferença (onde $1\sigma = 100$ K, dado o passo de temperatura dos modelos). Esse efeito fica ainda mais evidente na Figura 3.8, que indica que, dentre os exoplanetas com interpolação dos modelos BT-Settl (representados por um X), os que tiveram o intervalo de temperatura reduzido para $T = [2000, 3000]$ K (representados por X e $+$) são aqueles que apresentam menores diferenças entre as abordagens. Em contraste, os exoplanetas interpolados com o intervalo de temperatura completo ($T = [600, 3000]$ K) são os que têm resíduos maiores. Isso é um indicativo de que, para um mesmo valor de $\log g$, os modelos BT-Settl e ATMO diferem significativamente para temperaturas menores que 2000 K.

Por outro lado, analisando os exoplanetas que tiveram a mesma temperatura de cor ajustada pelos dois modelos (linha preta tracejada), vemos que não há homogeneidade em $\log g$. Temos exoplanetas com gravidades superficiais entre os limites máximos e mínimos sendo ajustados por modelos ATMO e BT-Settl de mesma temperatura. Portanto, essas variações devem estar relacionadas não somente ao $\log g$, mas a outros fatores como a resolução e a estrutura físico-química dos modelos.

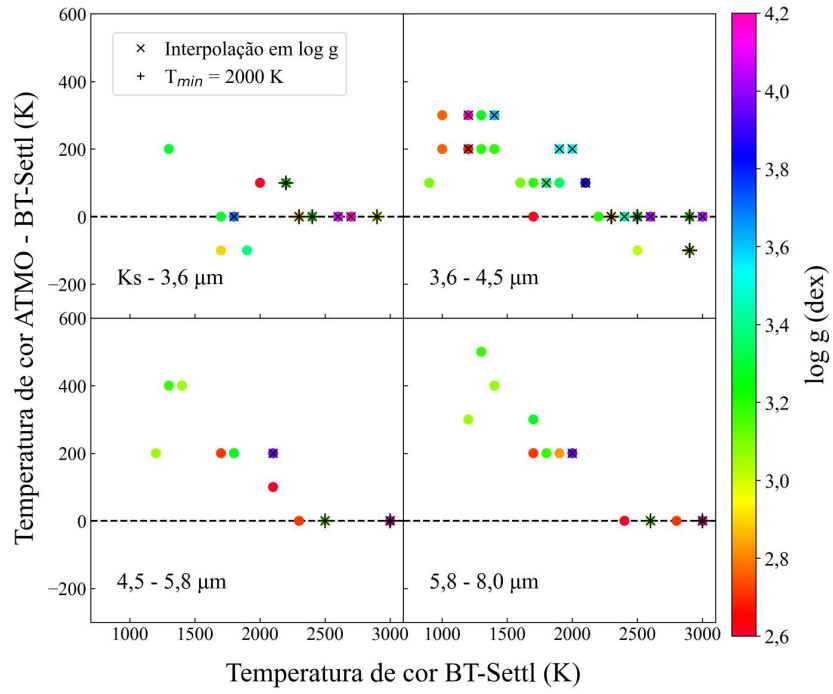


FIGURA 3.7. Comparação entre as temperaturas de cor calculadas para as 4 cores estudadas pelas duas abordagens: modelos BT-Settl para estrelas e planetas e modelos ATMO para planetas e BT-Settl para estrelas. A barra de cor representa a gravidade superficial dos planetas. A linha horizontal tracejada indica os pontos que tiveram a mesma temperatura de cor obtida pelos dois casos. Os exoplanetas com interpolação em $\log g$ nos modelos BT-Settl estão marcados com um X. Dentre esses, os com intervalo de temperatura reduzido também estão indicados com um +.

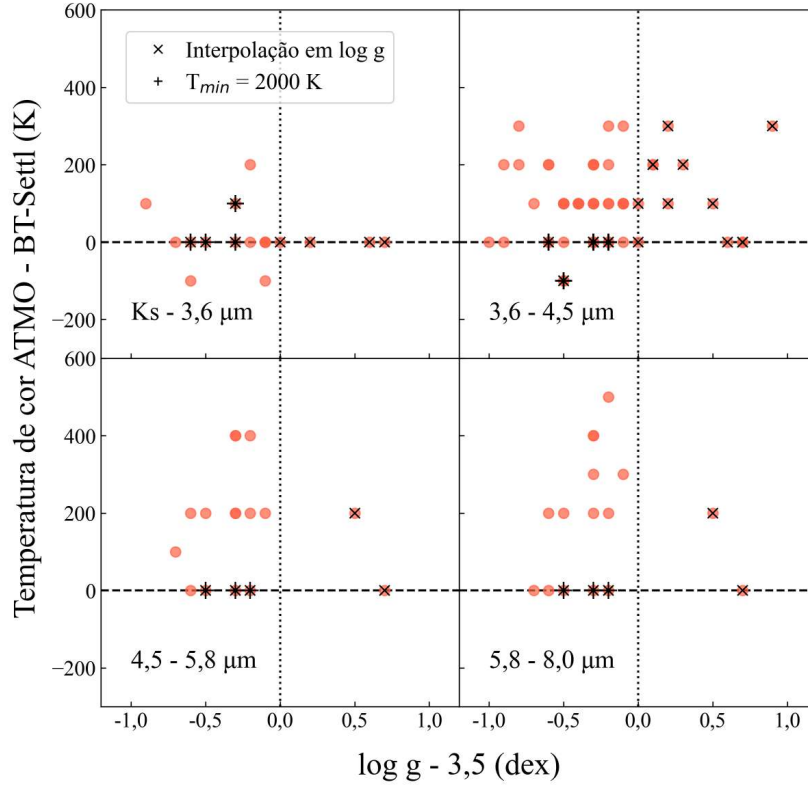


FIGURA 3.8. Comparação entre as temperaturas de cor calculadas para as 4 cores estudadas pelas duas abordagens e a diferença entre $\log g$ original e o valor fixo em 3,5 dex. A linha horizontal tracejada indica os pontos que tiveram a mesma temperatura de cor obtida pelos dois casos, enquanto a linha pontilhada vertical representa a região onde $\log g = 3,5$. Os exoplanetas com interpolação em $\log g$ nos modelos BT-Settl estão marcados com um X. Dentre esses, os com intervalo de temperatura reduzido também estão indicados com um +.

Comparando os índices empíricos obtidos pelas duas abordagens, podemos identificar nas Figuras 3.9 e 3.10 o resultado do efeito da temperatura de cor observado nas Figuras 3.7 e 3.8. Assim como no caso anterior, os exoplanetas com $\log g$ interpolado que apresentam maior resíduo são aqueles com o intervalo de temperatura $T = [600, 3000]$ K. Tanto para esses objetos quanto para os exoplanetas sem interpolação em $\log g$, podemos verificar em todas as cores, que o índice calculado pela abordagem com os modelos ATMO é, em média, mais positivo que aquele obtido pela abordagem BT-Settl.

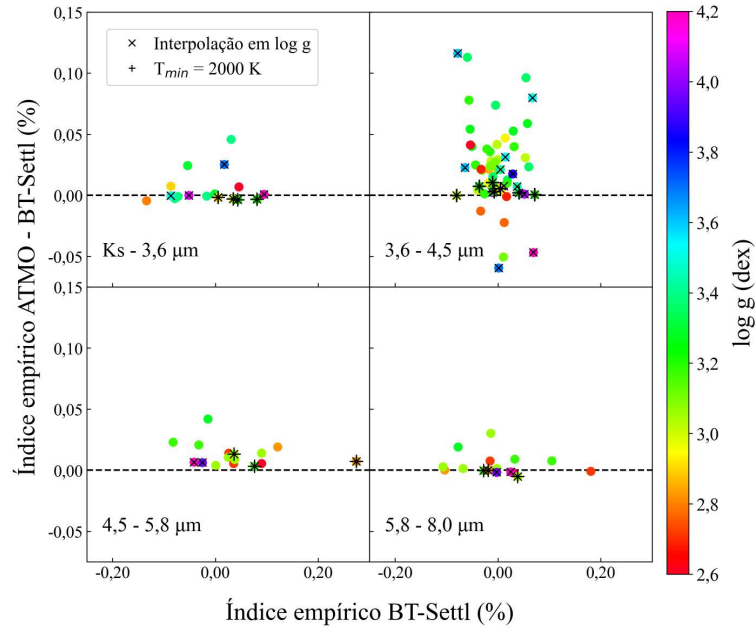


FIGURA 3.9. Comparação entre os índices empíricos calculados para as 4 cores estudadas pelas duas abordagens: modelos BT-Settl para estrelas e planetas e modelos ATMO para planetas e BT-Settl para estrelas. A barra de cor representa a gravidade superficial dos planetas. A linha horizontal tracejada indica os pontos que tiveram o mesmo índice obtido pelos dois casos. Os exoplanetas com interpolação em $\log g$ nos modelos BT-Settl estão marcados com um X. Dentre esses, os com intervalo de temperatura reduzido também estão indicados com um +.

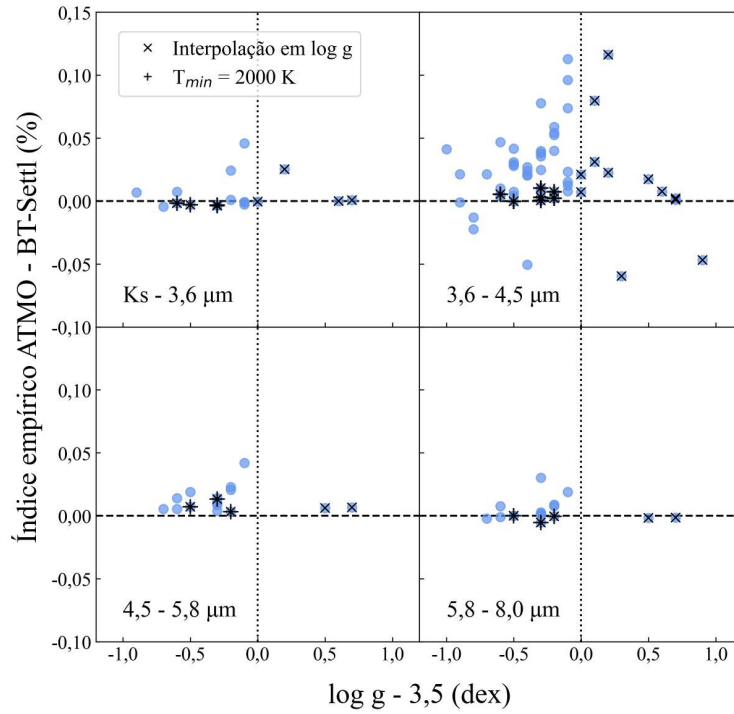


FIGURA 3.10. Comparação entre as temperaturas de cor calculadas para as 4 cores estudadas pelas duas abordagens e a diferença entre $\log g$ original e o valor fixo em 3,5 dex. A linha horizontal tracejada indica os pontos que tiveram o mesmo índice obtido pelos dois casos, enquanto a linha pontilhada vertical representa a região onde $\log g = 3,5$. Os exoplanetas com interpolação em $\log g$ nos modelos BT-Settl estão marcados com um X. Dentre esses, os com intervalo de temperatura reduzido também estão indicados com um +.

Para investigar como diferentes valores de temperatura de cor afetam o índice em diferentes faixas de $\log g$, nós ilustramos nas Figuras 3.11 e 3.12 os casos para HAT-P-1 b e WASP-18 b, com $\log g = 2,9$ e $\log g = 4,2$, respectivamente, indicando as melhores temperaturas ajustadas para cada abordagem com estrelas. De imediato, verificamos que a relação entre a temperatura de cor e o índice não é linear e varia conforme a cor. Ademais, a cor $3,6 - 4,5 \mu\text{m}$ se mostrou muito sensível à escolha do modelo. Começando pela Figura 3.11, percebemos uma tendência parecida entre as abordagens para $T \gtrsim 2100$ K principalmente para as cores Ks - $3,6 \mu\text{m}$, $3,6 - 4,5 \mu\text{m}$ e $5,8 - 8,0 \mu\text{m}$. Por outro lado, para $T \lesssim 2100$ K a distância entre as curvas aumenta, sugerindo que, para uma mesma temperatura, os índices calculados por cada abordagem podem diferir significativamente, assim como fora verificado na Figura 3.8. Analisando a Figura 3.12, há um acordo ainda melhor entre as abordagens para as cores Ks - $3,6 \mu\text{m}$ e $5,8 - 8,0 \mu\text{m}$ no regime de altas temperaturas ($T \gtrsim 2100$ K). No entanto, verifica-se uma oscilação maior para os índices calculados com os modelos BT-Settl para a cor $3,6 - 4,5 \mu\text{m}$ em comparação com a Figura 3.11. Por fim, podemos notar que, independentemente do valor de $\log g$, os índices calculados para a cor $4,5 - 5,8 \mu\text{m}$ com os modelos ATMO são mais positivos do que os obtidos com os modelos BT-Settl para uma mesma temperatura de cor em todo o intervalo considerado. Dessa forma, concluímos que a origem das diferenças encontradas na Figura 3.10 é multiparamétrica e se relaciona com as características intrínsecas de cada modelo (ver Tabela 2.4).

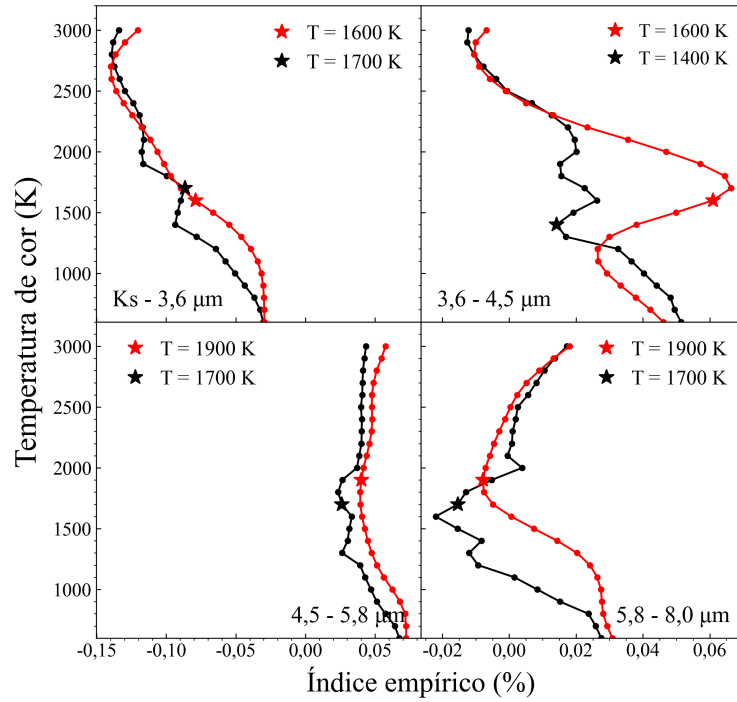


FIGURA 3.11. Comparação entre temperaturas de cor e índices empíricos para HAT-P-1 b para as cores Ks - 3,6 μm , 3,6 - 4,5 μm , 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm . As linhas pretas representam os resultados da abordagem BT-Settl, enquanto as linhas vermelhas indicam os resultados da abordagem ATMO. As melhores temperaturas ajustadas para cada abordagem estão indicadas com uma estrela.

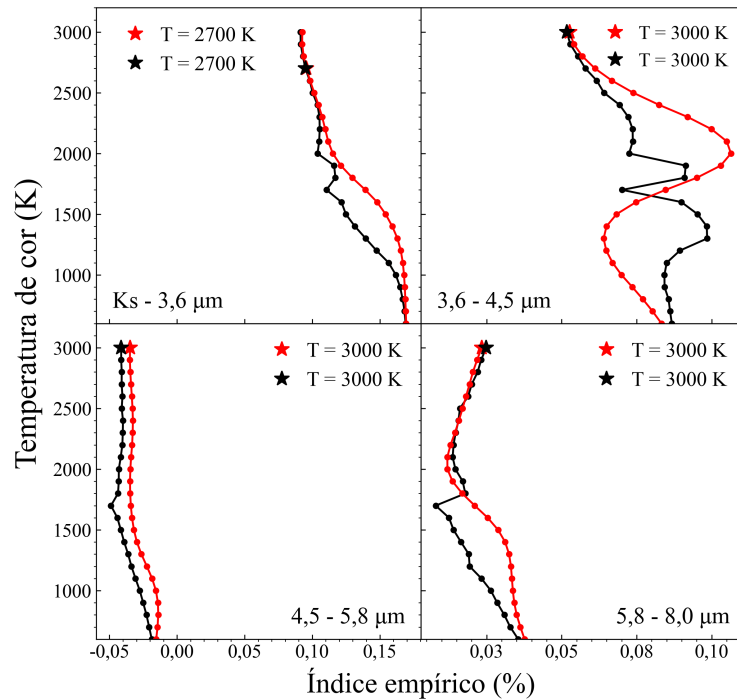


FIGURA 3.12. Comparação entre temperaturas de cor e índices empíricos para WASP-18 b para as cores Ks - 3,6 μm , 3,6 - 4,5 μm , 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm . As linhas pretas representam os resultados da abordagem BT-Settl, enquanto as linhas vermelhas indicam os resultados da abordagem ATMO. As melhores temperaturas ajustadas para cada abordagem estão indicadas com uma estrela.

3.2.2 Métrica de Wallack et al. (2021)

Outra abordagem que tenta classificar as atmosferas de Júpiteres quentes usando dados de eclipse secundário nas bandas 3,6 e 4,5 μm é a métrica de Wallack et al. (2021). Para analisar como a inclinação entre os pontos fotométricos nessas bandas varia com o fluxo incidente, Wallack et al. (2021) calculam a diferença entre as temperaturas de brilho nessas bandas e normalizam pela temperatura de equilíbrio de tal forma a garantir que a escala dessa inclinação permaneça constante ao longo do intervalo de temperatura.

A partir das Equações da temperatura de equilíbrio (2.3) e radiação incidente (2.4), vemos que essas duas quantidades são proporcionais a menos de uma constante:

$$T_{\text{eq}} = \left(\frac{F_{\text{inc}}}{16\sigma} \right)^{1/4}. \quad (3.2)$$

Portanto, quando comparamos a temperatura de brilho com a temperatura de equilíbrio, também estamos comparando indiretamente com a radiação incidente. A inclinação negativa encontrada por Wallack et al. (2021) entre as bandas 3,6 e 4,5 μm se relaciona com a hipótese discutida na Subseção 3.2.1, onde a absorção da radiação estelar por compostos como CO, TiO e VO se traduz em emissão na banda 4,5 μm , tornando a atmosfera mais aquecida nessa banda (maior temperatura de brilho), em contraste com a banda 3,6 μm , que é mais afetada por CH₄ em baixas temperaturas. Esse resultado sugere que a radiação incidente seja responsável por influenciar a circulação e química atmosférica desses objetos.

Além de reproduzir a métrica para 3,6 e 4,5 μm , nós também calculamos para as 15 combinações possíveis usando as bandas *H*, Ks, 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm para 85 exoplanetas da nossa amostra com pelo menos uma combinação possível. Mostramos os resultados na Figura 3.13 e na Tabela 2.8. Ademais, fizemos ajustes lineares para cada caso e listamos os resultados na Tabela 3.7.

TABELA 3.7. Ajustes lineares ponderados entre as 15 combinações de métrica e as temperaturas de equilíbrio. Os coeficientes angulares e lineares estão representados por a e b , respectivamente. Também indicamos o coeficiente Pearson r , os t -values, p -values e o número de pontos por r , t , p e N , respectivamente. Não pudemos calcular r , t e p para as cores $H - 5,8 \mu\text{m}$ e $H - 8,0 \mu\text{m}$, pois só possuem dois pontos.

Métrica	a	b	r	t	p	N
$H - \text{Ks}$	$-0,00015 \pm 0,00011$	$0,29 \pm 0,20$	$-0,50$	$-1,43$	$0,200$	8
$H - 3,6 \mu\text{m}$	$-0,00036 \pm 0,0003$	$0,76 \pm 0,56$	$-0,43$	$-1,18$	$0,280$	8
$H - 4,5 \mu\text{m}$	$-0,00027 \pm 0,00018$	$0,63 \pm 0,34$	$-0,51$	$-1,47$	$0,190$	8
$H - 5,8 \mu\text{m}$	$-0,00037$	$0,64$	$\dots$	$\dots$	$\dots$	2
$H - 8,0 \mu\text{m}$	$-0,00033$	$0,57$	$\dots$	$\dots$	$\dots$	2
$\text{Ks} - 3,6 \mu\text{m}$	$-0,00028 \pm 0,0001$	$0,72 \pm 0,19$	$-0,47$	$-2,69$	$0,010$	28
$\text{Ks} - 4,5 \mu\text{m}$	$-0,00025 \pm 0,0001$	$0,68 \pm 0,19$	$-0,44$	$-2,50$	$0,020$	28
$\text{Ks} - 5,8 \mu\text{m}$	$-0,00048 \pm 0,00011$	$0,99 \pm 0,21$	$-0,87$	$-4,38$	$0,005$	8
$\text{Ks} - 8,0 \mu\text{m}$	$-0,00038 \pm 0,00016$	$0,84 \pm 0,31$	$-0,61$	$-2,29$	$0,050$	11
$3,6 - 4,5 \mu\text{m}$	$-0,00008 \pm 0,00003$	$0,18 \pm 0,06$	$-0,25$	$-2,36$	$0,020$	84
$3,6 - 5,8 \mu\text{m}$	$-0,00004 \pm 0,00013$	$-0,01 \pm 0,23$	$-0,07$	$-0,29$	$0,780$	17
$3,6 - 8,0 \mu\text{m}$	$-0,00015 \pm 0,00013$	$0,24 \pm 0,23$	$-0,24$	$-1,13$	$0,270$	22
$4,5 - 5,8 \mu\text{m}$	$-0,00002 \pm 0,00011$	$-0,05 \pm 0,19$	$-0,06$	$-0,23$	$0,820$	17
$4,5 - 8,0 \mu\text{m}$	$-0,00005 \pm 0,0001$	$0,05 \pm 0,18$	$-0,11$	$-0,51$	$0,620$	23
$5,8 - 8,0 \mu\text{m}$	$-0,00002 \pm 0,00013$	$0,02 \pm 0,22$	$-0,05$	$-0,18$	$0,860$	17

Para todas as combinações de bandas, obtivemos ajustes lineares ponderados com coeficientes angulares negativos, porém muito próximos de zero; além de coeficientes de correlação baixos ($|r| < 0,6$) exceto para as cores $\text{Ks} - 5,8 \mu\text{m}$ e $\text{Ks} - 8,0 \mu\text{m}$. Apesar de termos poucos dados nesses dois casos, tanto t quanto p sugerem que se trata de uma correlação significativa para $\text{Ks} - 5,8 \mu\text{m}$, com os coeficientes muito próximos dos limites ($|r| = 0,6$, $|t| = 2,00$ e $p = 0,05$) para $\text{Ks} - 8,0 \mu\text{m}$. Entretanto, é necessária uma amostra mais robusta para verificar se há de fato alguma relação entre as a métrica e a temperatura de equilíbrio para esses dois casos.

Utilizando uma simulação Monte Carlo para ajustar os dados em $3,6 - 4,5 \mu\text{m}$, [Wallack et al. \(2021\)](#) encontraram que ajustes com inclinações negativas descrevem melhor os dados com um nível de significância de $3,2 \sigma$ (ver [Bonate, 2001](#), para uma revisão sobre simulações Monte Carlo). Ao contrário do que fora verificado por [Wallack et al. \(2021\)](#), encontramos um coeficiente angular quase nulo para essa cor, com r , t e p sugerindo ausência de correlação linear entre a métrica e a temperatura de equilíbrio. Vale ressaltar que estamos utilizando uma amostra maior (84 exoplanetas em comparação com 76 do trabalho de [Wallack et al., 2021](#)) e que as temperaturas utilizadas não são

exatamente as mesmas do trabalho de [Wallack et al. \(2021\)](#), visto que todas as temperaturas de equilíbrio foram calculadas neste trabalho e para alguns exoplanetas, também utilizamos as temperaturas de brilho calculadas nas bandas 3,6 e 4,5 μm por [Navia et al. \(2023\)](#). Além disso, não incluímos simulações de Monte Carlo nesta análise, realizando apenas os ajustes lineares ponderados. Com essas considerações, argumentamos que a inclinação entre os pontos fotométricos deva depender de outros fatores e não exclusivamente da radiação incidente.

Por outro lado, quando analisamos a relação entre a presença de inversão térmica e a temperatura de equilíbrio, parece haver o mesmo padrão encontrado na Subseção 3.2.1.1 para as temperaturas de cor. Exoplanetas com $T_{\text{eq}} > 2150$ K apresentam inversão térmica, enquanto exoplanetas com $T_{\text{eq}} < 1350$ K não apresentam, como ilustrado na Figura 3.13. Já os exoplanetas que caem na região entre esses limites não mostram homogeneidade com respeito à presença ou ausência de inversão térmica, sugerindo ser uma faixa de transição de um regime para o outro. Resultados similares foram encontrados por [Baxter et al. \(2020\)](#), comparando as temperaturas de brilho em 3,6 e 4,5 μm com a temperatura de equilíbrio, onde as atmosferas dos Júpiteres quentes transicionam de não-invertidas para invertidas a partir de $T_{\text{eq}} = 1660 \pm 100$ K. Somado a isso, [Deming et al. \(2023\)](#) confirmam esse resultado, encontrando um aumento abrupto no fluxo para as bandas 3,6 e 4,5 μm entre 1714 e 1818 K. Ambos trabalhos citam a banda de CO em 4,5 μm como sendo o principal mecanismo responsável pela transição ao passar de absorção para emissão para temperaturas de equilíbrio cada vez mais altas. Já [Roth et al. \(2024\)](#) sugerem que esse salto em temperatura seja causado pela presença de TiO e VO, passando do regime de condensados para gás, estando disponíveis para interagir com a radiação ultravioleta da estrela e formar inversão térmica.

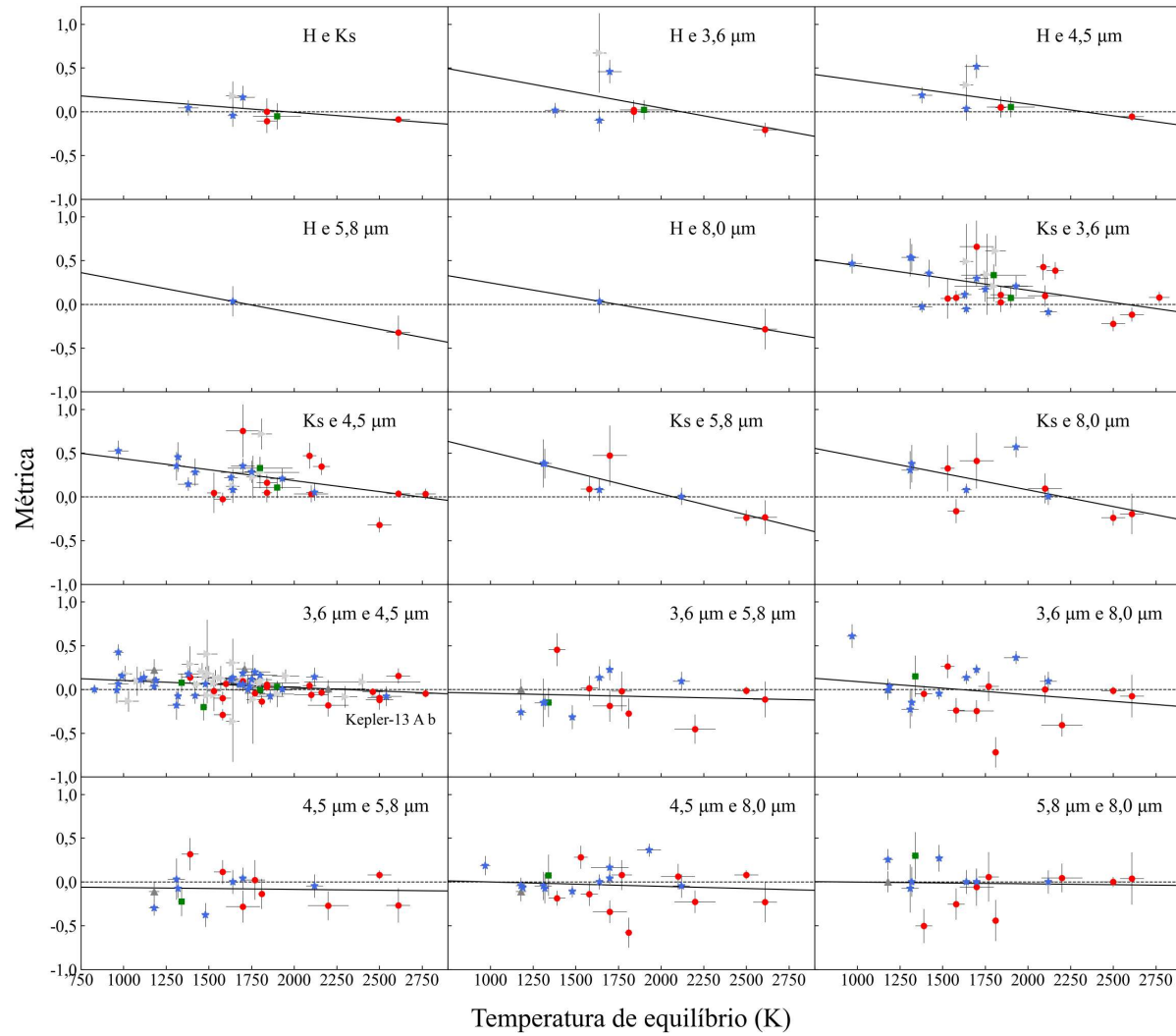


FIGURA 3.13. Métrica de Wallack et al. (2021) para as 15 combinações entre as bandas H , Ks , $3,6$, $4,5$, $5,8$ e $8,0 \mu m$. Destacamos o exoplaneta Kepler 13 A b no painel $3,6 - 4,5 \mu m$ pois será discutido no texto. Exoplanetas sem inversão estão representados por estrelas azuis, com inversão por círculos vermelhos, com inversão fraca por quadrados verdes, casos inconclusivos por triângulos cinzas escuros e sem informação por triângulos cinzas claros. Os ajustes lineares estão representados com linhas sólidas, enquanto a linha horizontal tracejada representa a região do gráfico onde a métrica é igual a zero.

Essa separação foi verificada para todas as combinações na Figura 3.13. A única exceção é o planeta Kepler-13 A b no gráfico para as bandas 3,6 - 4,5 μm (marcador estrela em azul, destacado com texto), o único exoplaneta da amostra sem inversão térmica que está acima dos limites superiores propostos para a T_{eq} . Além disso, o exoplaneta KELT-1 b – que só tem dados de temperatura de brilho na banda Ks, tem $T_{\text{eq}} > 2150$ K e também não apresenta inversão térmica (Beatty et al., 2017). Um fato em comum entre esses dois exoplanetas é que ambos têm massas e gravidades superficiais relativamente elevadas (ver Tabela A.1). Uma possível explicação para não haver inversão térmica nas suas atmosferas se relaciona com suas altas gravidades superficiais ($\log g \geq 4,0$ dex), tornando a atmosfera mais compacta e, conseqüentemente, deslocando a região onde a temperatura atinge o mínimo para camadas mais internas. Nessa região, acontece o fenômeno de armadilha fria (ou *cold-trap* em inglês), onde a temperatura é fria o suficiente para que determinados gases se condensem em partículas de gelo ou líquido e precipitem para camadas mais baixas da atmosfera. Dessa forma, gases como TiO e VO ficam presos em altitudes mais baixas e não conseguem absorver a luz estelar e aquecer a região, formando uma inversão térmica (Beatty et al., 2017; Roth et al., 2024).

Considerando o restante da amostra, esperamos que os exoplanetas sem informação de inversão térmica (Figura 3.13, triângulos cinza) com $T_{\text{eq}} > 2150$ K, assim como outros exoplanetas adicionados nesse intervalo, apresentem inversão e o contrário deve ser verificado para o intervalo com $T_{\text{eq}} < 1350$ K. De fato, para temperaturas de equilíbrio acima de 2150 K, a opacidade das moléculas de TiO e VO pode aquecer a atmosfera, resultando em inversões térmicas; enquanto para temperaturas mais baixas, essas moléculas estariam em forma de condensados, ficando incapazes de produzir inversões (Fortney et al., 2008; Lothringer et al., 2018; Piette et al., 2020), como mencionado anteriormente. Portanto, esse comportamento deve ser uma função da temperatura de equilíbrio (e, conseqüentemente, da radiação incidente), onde exoplanetas mais quentes apresentam inversão térmica, enquanto os mais frios não, confirmando a hipótese de trabalhos anteriores (Fortney et al., 2008; Mansfield et al., 2021; Fu et al., 2022). Na próxima seção, discutiremos os efeitos da radiação incidente nas atmosferas dos exoplanetas da nossa amostra.

3.3 Efeitos da radiação incidente

Dando sequência à investigação de quais parâmetros estelares poderiam influenciar a estrutura das atmosferas dos exoplanetas, analisamos a correlação entre a radiação incidente recebida pelos 95 Júpiteres quentes em nossa amostra e suas temperaturas, bem como a presença ou ausência de uma camada de inversão térmica. Partindo do trabalho de Cruz (2015), nós comparamos a radiação incidente com as temperaturas de brilho em todas as bandas na Figura 3.14 (exceto pela banda J , devido à escassez de dados). Nessa figura, indicamos as curvas de temperatura de equilíbrio calculadas com diferentes fatores de recirculação (ver Seção 1.3.2 da introdução), onde representamos recirculação isotrópica ($f = 1/4$) pela linha pontilhada, recirculação eficiente apenas no hemisfério diurno ($f = 1/2$) pela linha tracejada e recirculação ineficiente ($f = 2/3$) pela linha sólida.

Para todas as bandas, observamos um resultado parecido com o encontrado na seção anterior: exoplanetas mais irradiados (e, conseqüentemente, mais quentes) apresentam inversão, enquanto os menos irradiados não apresentam. Essa separação parece ocorrer em $F_{\text{inc}} \approx 10^9 \text{ erg/s/cm}^2$ e fica bastante evidente para as bandas 5,8 e 8,0 μm , apesar de terem menos pontos, conforme mostrado na Figura 3.14. Como esperado, os exoplanetas Kepler-13 A b nas bandas 3,6 e 4,5 μm e KELT-1 b na banda Ks (destacados com texto) destoam do restante da amostra na região dos exoplanetas mais irradiados por não apresentarem inversão térmica, como fora discutido na Subseção 3.2.2.

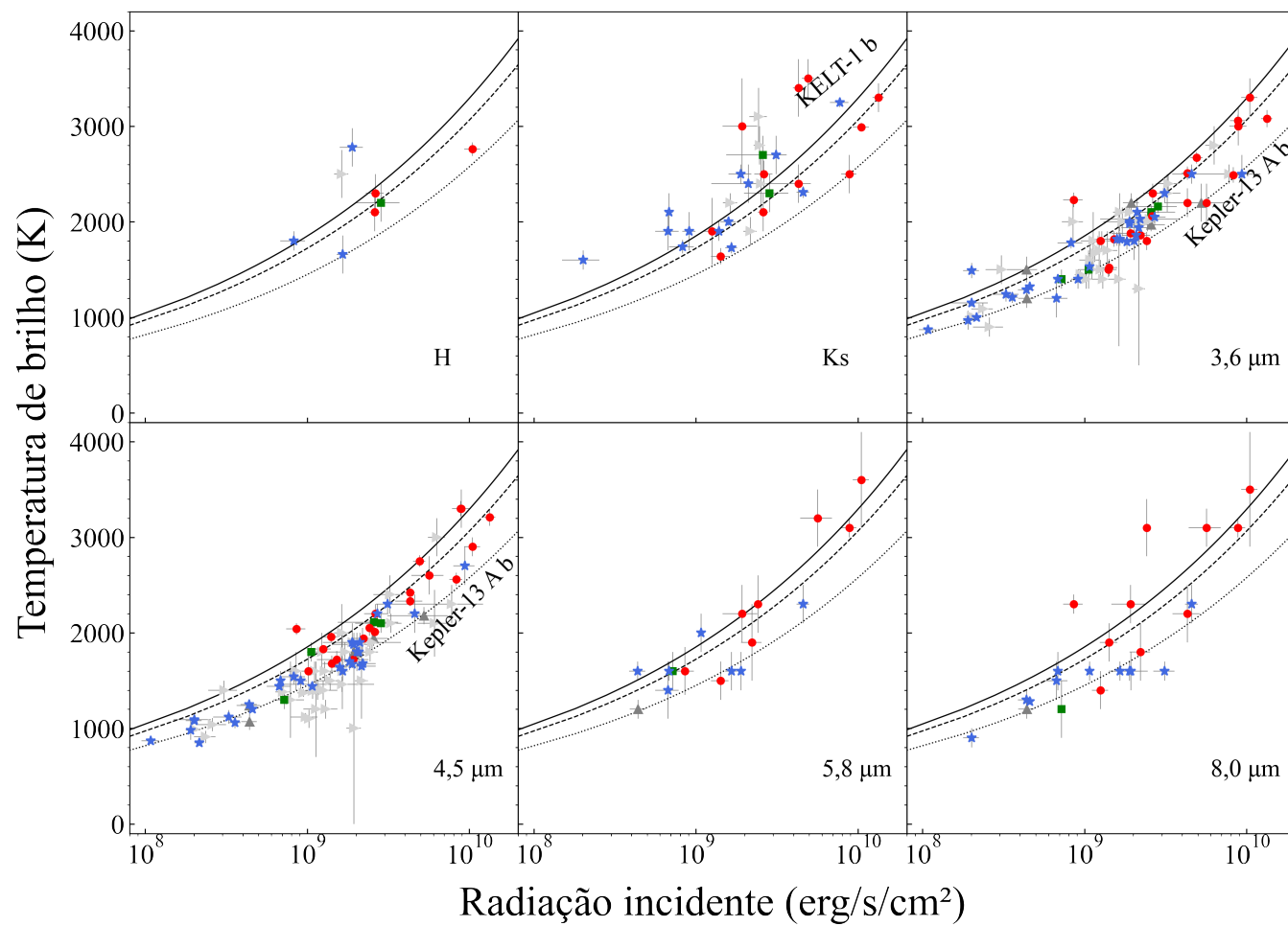


FIGURA 3.14. Comparação entre as temperaturas de brilho das bandas H , Ks , $3,6$, $4,5$, $5,8$ e $8,0 \mu m$ e a radiação incidente. Exoplanetas sem inversão estão representados por estrelas azuis, com inversão por círculos vermelhos, com inversão fraca por quadrados verdes, casos inconclusivos por triângulos cinzas escuros e sem informação por triângulos cinzas claros. Indicamos os exoplanetas Kepler-13 A b nas bandas $3,6$ e $4,5 \mu m$ e KELT-1 b na banda Ks pois serão discutidos no texto. Representamos os fatores de recirculação $f = 1/4$, $f = 1/2$ e $f = 2/3$ pelas linhas pontilhada, tracejada e sólida, respectivamente.

Além disso, podemos verificar na Figura 3.14 que nas bandas H , Ks , $5,8 \mu\text{m}$ e $8,0 \mu\text{m}$ não há um padrão entre a posição dos exoplanetas com ou sem inversão térmica e as curvas de T_{eq} para diferentes fatores de recirculação. No entanto, tanto na banda $3,6 \mu\text{m}$ quanto na banda $4,5 \mu\text{m}$ exoplanetas sem inversão estão, em maioria, posicionados entre as linhas de redistribuição isotrópica ($f = 1/4$) e redistribuição eficiente apenas no hemisfério diurno ($f = 1/2$), enquanto os exoplanetas com inversão parecem ocupar, em maior número, os espaços entre $f = 1/2$ e $f = 2/3$ (redistribuição ineficiente). Esse resultado está de acordo com o trabalho de [Sengupta & Sengupta \(2023\)](#), que sugere que a formação da camada de inversão térmica nas atmosferas de Júpiteres quentes está associada à eficiência da redistribuição do calor estelar, de tal forma que atmosferas com redistribuição isotrópica não apresentariam inversão, ao passo que atmosferas com fatores de recirculação $f = 1/2$ ou $f = 2/3$ apresentariam o comportamento contrário. Dessa forma, o espalhamento dos exoplanetas com e sem inversão nas bandas $3,6$ e $4,5 \mu\text{m}$ pode indicar uma transição entre atmosferas invertidas e não invertidas.

O estudo recente de [Roth et al. \(2024\)](#) sugere que a redistribuição de calor nas atmosferas de Júpiteres quentes seja afetada por uma combinação de fatores: $\log g$, período orbital, metalicidade e presença de fortes absorvedores no ultravioleta, como TiO e VO . Tanto $\log g$ quanto a metalicidade estão atrelados à opacidade da atmosfera, que por sua vez, influencia a escala de tempo radiativa, i. e., o tempo necessário para uma parcela de gás perder calor para o espaço. Quanto mais demorado for esse processo, menos eficiente é a redistribuição de calor. Dessa forma, quanto maior for $\log g$ e metalicidade, menor é a eficiência. Por outro lado, períodos orbitais elevados aumentam a eficiência da circulação uma vez que tanto o transporte de calor no hemisfério diurno quanto noturno têm dependência com o período ([Lewis & Hammond, 2022](#)). Já as opacidades de TiO e VO agem como catalisadores dos efeitos anteriores. Para uma configuração de $\log g$, período e metalicidade, a recirculação é mais eficiente na ausência dessas moléculas.

Investigamos o efeito da gravidade superficial e período orbital nas Figuras 3.15 e 3.16, respectivamente. Em ambos gráficos, não identificamos nenhuma tendência entre $\log g$ e o período orbital com respeito às diferentes curvas de recirculação. Porém, observamos uma predominância de exoplanetas de curto período na região de maior radiação incidente, o que já era esperado, dado que a radiação incidente depende diretamente do semi-eixo maior da órbita (ver Equação 2.4), que, por sua vez, relaciona-se com o

período orbital pela terceira lei de Kepler (Kepler, 1609). Não obstante, vale ressaltar que estamos analisando os efeitos individuais de cada parâmetro, ao contrário de Roth et al. (2024), que consideram a variação simultânea dos parâmetros.

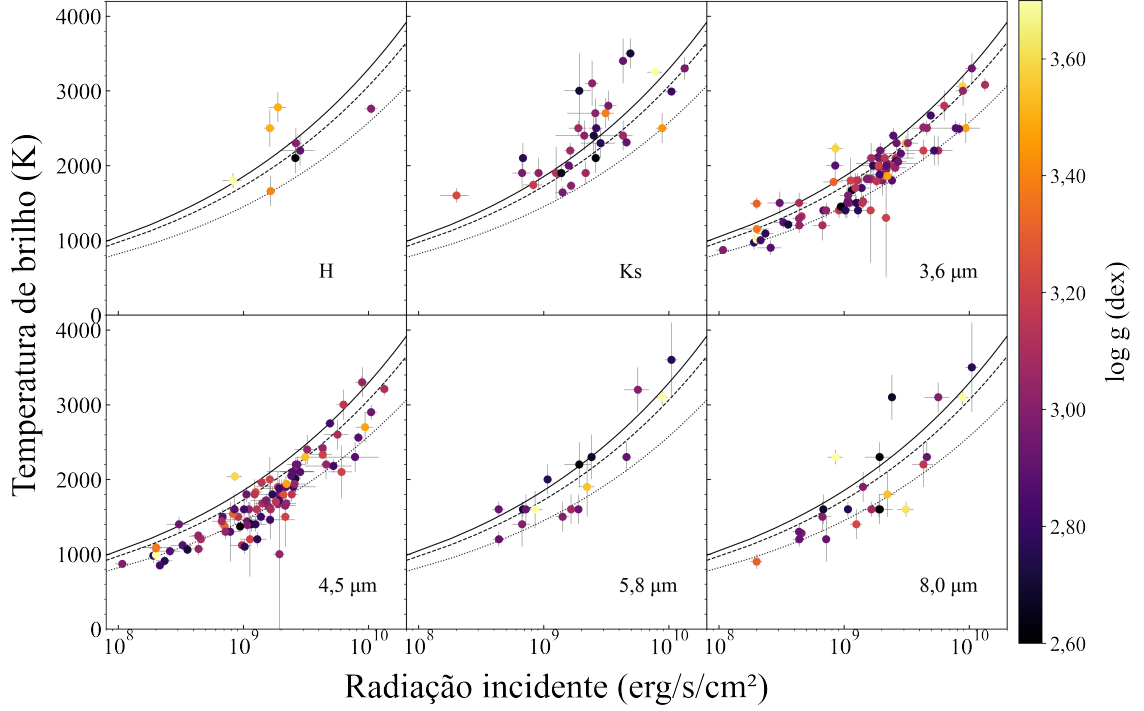


FIGURA 3.15. Comparação entre as temperaturas de brilho das bandas H , K_s , 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm , a radiação incidente e a gravidade superficial dos exoplanetas. A barra de cor representa $\log g$ para os exoplanetas. Representamos os fatores de recirculação $f = 1/2$, $f = 1/4$ e $f = 2/3$ pelas linhas pontilhada, tracejada e sólida, respectivamente.

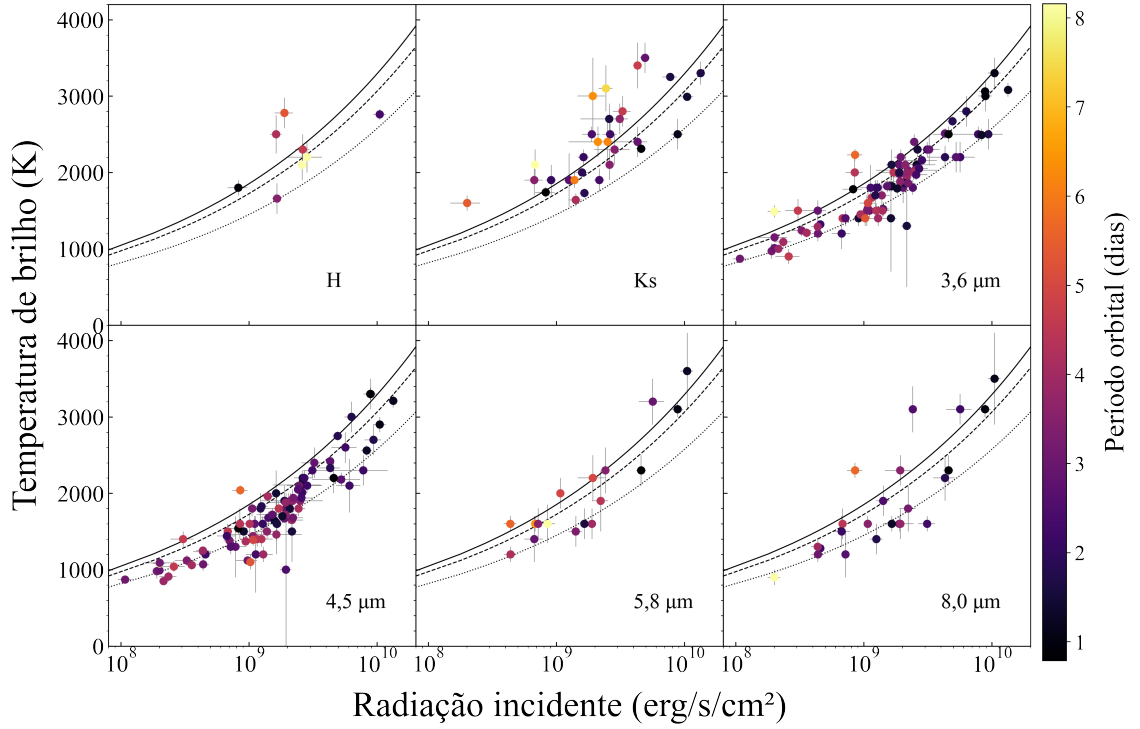


FIGURA 3.16. Comparação entre as temperaturas de brilho das bandas H , Ks , $3,6$, $4,5$, $5,8$ e $8,0 \mu m$, a radiação incidente e o período orbital dos exoplanetas. A barra de cor representa o período orbital, em dias, para os exoplanetas. Representamos os fatores de recirculação $f = 1/2$, $f = 1/4$ e $f = 2/3$ pelas linhas pontilhada, tracejada e sólida, respectivamente.

3.4 Comparações entre parâmetros estelares e planetários no contexto da inversão térmica

Além das abordagens descritas nas seções anteriores, comparamos todos os parâmetros planetários e estelares entre si para tentar encontrar tendências com relação à presença ou ausência de inversão térmica. Os parâmetros planetários explorados são: temperatura de equilíbrio (T_{eq}), massa (M_p), raio (R_p), período orbital (P), semi-eixo maior da órbita (a) e gravidade superficial ($\log g$). E os parâmetros estelares são: temperatura efetiva (T_{ef}), gravidade superficial ($\log g_*$), metalicidade ($[Fe/H]$) e índice de atividade cromosférica ($\log R'_{HK}$). Como são muitos parâmetros, primeiramente aplicamos um teste KS para cada um, separando em distribuições com e sem inversão térmica. Com isso, obtivemos os resultados da Tabela 3.8, onde os parâmetros estão listados por ordem crescente de p -value. Cabe ressaltar que, apesar de termos calculado o índice empírico para 58 exoplanetas, fizemos os testes KS apenas para os exoplanetas que têm ou não têm inversão térmica, desconsiderando os casos sem informação, com inversão fraca

ou diagnóstico inconclusivo. Com isso, o número máximo de pontos para análise foi reduzido para 51 objetos.

TABELA 3.8. Testes KS para os parâmetros planetários e estelares. Indicamos os valores críticos para níveis de significância 0,10 e 0,05 por c ($\alpha = 0,10$) e c ($\alpha = 0,05$), respectivamente.

Parâmetro	N	<i>statistic</i>	c ($\alpha = 0,10$)	c ($\alpha = 0,05$)	p
T_{ef}	51	0.563	0.171	0.190	0.0004
$\log g_*$	51	0.560	0.171	0.190	0.0005
R_p	51	0.506	0.171	0.190	0.0023
F_{inc}	51	0.489	0.171	0.190	0.0037
T_{eq}	51	0.439	0.171	0.190	0.0124
$\log R'_{\text{HK}}$	47	0.425	0.178	0.198	0.0251
P	51	0.298	0.171	0.190	0.1831
M_p	51	0.245	0.171	0.190	0.3819
[Fe/H]	51	0.163	0.171	0.190	0.8351
a	51	0.152	0.171	0.190	0.8943
$\log g$	51	0.110	0.171	0.190	0.9920

Assim como nas demais análises de testes KS deste trabalho, consideramos que as distribuições são estatisticamente diferentes entre si quando $p \leq 0,05$ e $\textit{statistic} > c$. Podemos verificar na Tabela 3.8 que essas condições são atendidas para os parâmetros: temperatura efetiva, gravidade superficial estelar, raio planetário, radiação incidente, temperatura de equilíbrio e índice de atividade cromosférica. Como a separação entre exoplanetas com e sem inversão tanto com relação à temperatura de equilíbrio e com relação ao índice de atividade já foi explorada em análises anteriores (ver Subseções 3.2.1 e 3.2.2), nesta seção, iremos explorar os demais parâmetros mencionados.

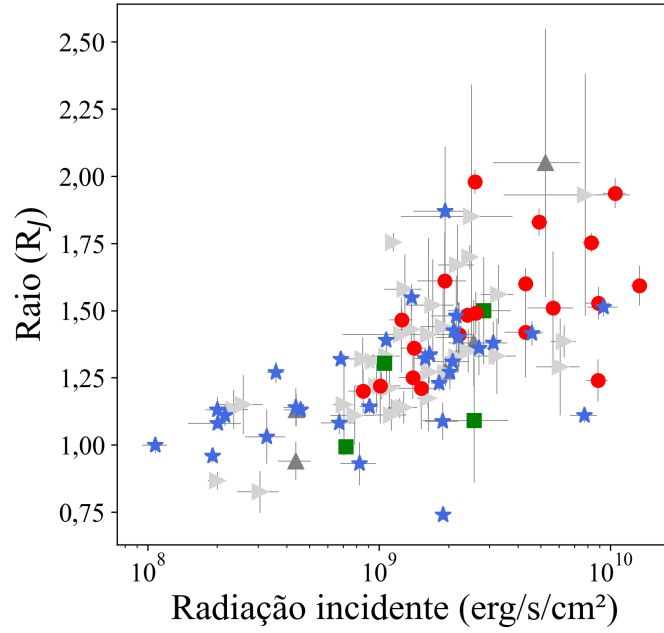


FIGURA 3.17. Comparação entre o raio planetário e a radiação incidente. Exoplanetas sem inversão estão representados por estrelas azuis, enquanto os exoplanetas com inversão estão indicados por círculos vermelhos. Também representamos os exoplanetas com inversão fraca por quadrados verdes, casos inconclusivos por triângulos cinzas escuros e sem informação por triângulos cinzas claros, apesar de não os considerarmos no teste KS.

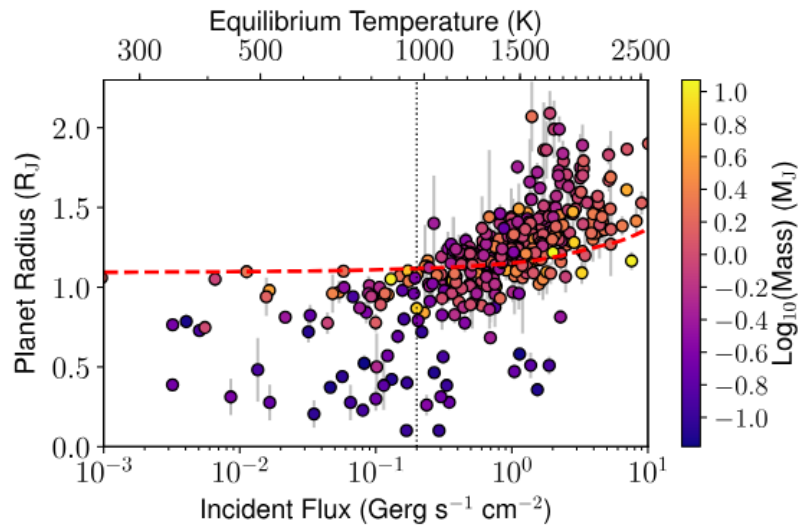


FIGURA 3.18. Comparação entre o raio planetário e a radiação incidente. A linha tracejada vermelha representa o raio de um exoplaneta com $M_p = 1M_J$, puramente composto de hidrogênio e hélio sem efeito de inflação. Crédito: figura 1 de [Thorngren & Fortney \(2018\)](#).

A Figura 3.17 ilustra a comparação entre os raios dos Júpiteres quentes da nossa amostra e a radiação incidente calculada, onde destacamos a informação da inversão térmica. Podemos verificar que a maioria dos exoplanetas com raios maiores estão associados a níveis mais altos de radiação incidente. Este fenômeno, conhecido como

“anomalia do raio”, é discutido na literatura por teorias que envolvem redução do resfriamento interno (Burrows et al., 2007; Kurokawa & Inutsuka, 2015) ou deposição interna de calor (Bodenheimer et al., 2001, 2003). Uma vez que os Júpiteres quentes tendem a diminuir de tamanho conforme se resfriam (Ginzburg & Sari, 2015), o raio planetário pode se manter estável (e, conseqüentemente maior do que o esperado) devido à manutenção do aquecimento no interior do planeta, reduzindo a taxa de resfriamento para o espaço; ou pela utilização da radiação estelar incidente para aquecimento. Essa anomalia foi estudada por Thorngren & Fortney (2018), como ilustrado na Figura 3.18, onde a linha vermelha tracejada representa um modelo para um exoplaneta gigante gasoso com $M_p = 1 M_J$ composto puramente de hidrogênio e hélio e sem efeitos de inflação. Dessa forma, os objetos acima dessa linha apresentam raios maiores do que o esperado (inflados). Comparando esse modelo com os resultados da Figura 3.17, é interessante notar que o limite do modelo parece coincidir, aproximadamente, com o limite inferior de $1,2 R_J$ abaixo do qual não se observam exoplanetas com inversão térmica.

Adicionalmente, comparamos os parâmetros estelares na Figura 3.19 usando um diagrama de Kiel, relacionando o tamanho dos marcadores com os raios planetários, e destacando apenas os exoplanetas com e sem inversão para melhor visualização. Parece haver uma separação tanto em $\log g$ quanto em T_{ef} , onde exoplanetas orbitando estrelas com $T_{\text{ef}} \leq 5500$ K e $\log g \geq 4,35$ apresentam, em geral, raios pequenos ($R_p < 1,5 R_J$) e possuem atmosferas sem inversão térmica, enquanto exoplanetas com inversão orbitam estrelas mais quentes que 5500 K, abrangendo um intervalo maior de $\log g$ (entre 3,8 e 4,6 dex, aproximadamente), além de apresentarem maior variedade de raios. A relação entre o tipo espectral da estrela hospedeira e a presença de inversão térmica foi estudada por Lothringer & Barman (2019) para três tipos espectrais diferentes: A0, com $T_{\text{ef}} = 10500$ K; F0, com $T_{\text{ef}} = 7200$ K; e G2 (mesmo tipo espectral do Sol), com $T_{\text{ef}} = 5700$ K. Verificou-se que exoplanetas que orbitam estrelas mais quentes apresentam inversões térmicas mais pronunciadas em comparação com exoplanetas que orbitam estrelas mais frias, concordando com a separação observada na Figura 3.19. No entanto, esse resultado também pode ser um viés do método de trânsito (é mais difícil detectar planetas pequenos ao redor de estrelas maiores e mais quentes, ver Equação 1.1) somado a um efeito real (Júpiteres quentes são mais raros ao redor de estrelas mais frias, Gan et al., 2023).

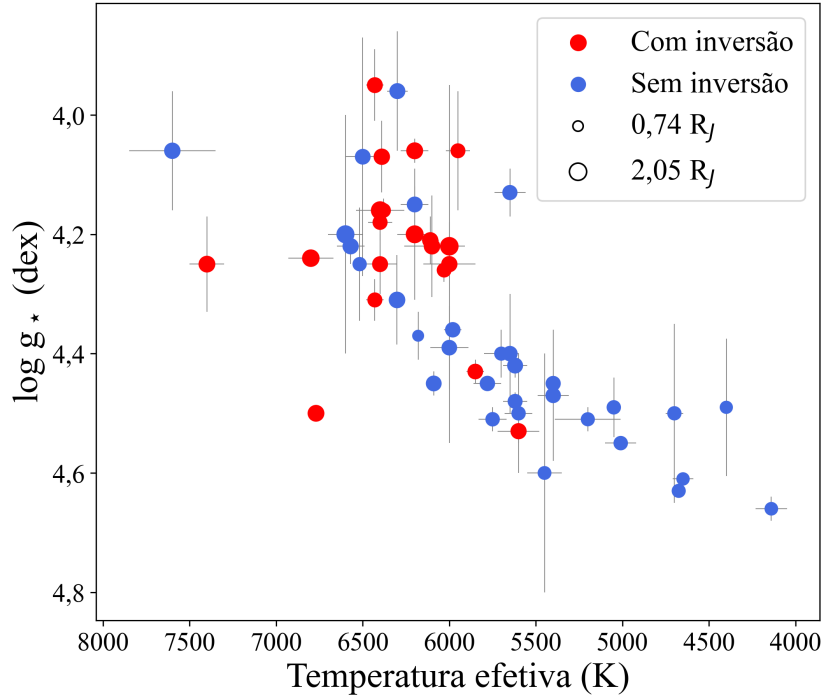


FIGURA 3.19. Diagrama de Kiel e raio planetário. Exoplanetas sem inversão estão representados por círculos azuis enquanto os com inversão estão indicados com círculos vermelhos. Os tamanhos dos círculos indicam o raio do planeta, onde os limites inferior e superior estão representados na legenda da figura.

Essas análises conjuntas demonstram que a presença de inversão térmica nas atmosferas de Júpiteres quentes pode depender de vários fatores; sejam eles estelares, planetários ou do sistema planeta-estrela. Observamos que a camada de inversão térmica parece surgir predominantemente nas atmosferas de exoplanetas com raios inflados e temperaturas elevadas (alta radiação incidente), orbitando estrelas mais quentes e com gravidades superficiais menores.

Por outro lado, não exploramos possíveis relações com a composição química desses exoplanetas. Como mencionado anteriormente, inversões térmicas em Júpiteres quentes são frequentemente atribuídas à presença de fortes absorvedores no óptico e no ultravioleta, como TiO e VO (Madhusudhan & Seager, 2010). Essas moléculas absorvem a radiação estelar nas camadas superiores da atmosfera, aumentando a temperatura com a altitude. A presença dessas moléculas está atrelada à razão carbono-oxigênio (C/O), visto que uma alta razão C/O (maior que 1) pode reduzir a abundância de absorvedores baseados em oxigênio, como TiO e VO, diminuindo a probabilidade de inversões térmicas (Gandhi & Madhusudhan, 2019). No entanto, a inversão térmica pode ser formada independentemente da presença desses fortes absorvedores. Zhong et al. (2024)

argumentam que o transporte de energia via mistura vertical (*vertical mixing*, em inglês) seria o suficiente para aquecer camadas mais externas da atmosfera, causando uma inversão. Dessa forma, para compreender melhor como as inversões térmicas são formadas e por quais processos físicos estelares ou planetários são governadas, também são necessários dados da composição química, além de um entendimento mais aprofundado da dinâmica atmosférica, o que vai além do escopo deste trabalho.

Capítulo 4

Conclusões

Neste estudo, investigamos as conexões entre as características atmosféricas de 95 Júpiteres quentes e os parâmetros de suas estrelas hospedeiras. Compilamos informações na literatura sobre as profundidades de eclipse secundário e temperaturas de brilho nas bandas 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm do Spitzer e J , H e Ks do infravermelho próximo, além do índice $\log R'_{\text{HK}}$ como indicador de atividade cromosférica estelar. Quando ausentes na literatura, nós utilizamos as temperaturas de brilho calculadas por [Navia et al. \(2023\)](#). Utilizamos os índices S do catálogo de [Zhang et al. \(2022\)](#) para calcular $\log R'_{\text{HK}}$ para 21 estrelas em comum com a nossa amostra, sendo que 4 não tinham essa informação na literatura. Para toda a amostra de exoplanetas, determinamos: a radiação incidente; a gravidade superficial; e as temperaturas de equilíbrio usando o mesmo método que [Baxter et al. \(2020\)](#). Por fim, coletamos parâmetros planetários (raio, massa, semi-eixo maior da órbita e período orbital) e estelares (temperatura efetiva, gravidade superficial, metalicidade) utilizando o *NASA Exoplanet Archive* através do TOPCAT para investigar se há separação entre exoplanetas com e sem inversão térmica para cada parâmetro.

Na tentativa de classificar as atmosferas dos exoplanetas conforme a presença ou ausência de inversão térmica, nós reproduzimos e atualizamos duas metodologias que usam dados de eclipses secundários nas bandas 3,6 e 4,5 μm : o índice empírico de [Knutson et al. \(2010\)](#) e a métrica de [Wallack et al. \(2021\)](#). Inicialmente, [Knutson et al. \(2010\)](#) analisaram as diferenças entre as inclinações dos pontos fotométricos observados e calculados utilizando modelos NextGen ([Allard et al., 1994, 1997](#); [Hauschildt et al., 1999](#)) para as estrelas e corpos negros para os exoplanetas, para uma amostra de 16 objetos. Nós recalculamos o índice para uma amostra consideravelmente maior de 58

exoplanetas que tinham dados de eclipse secundário em pelo menos uma das cores consideradas, fazendo uma adaptação com duas novas abordagens: modelos BT-Settl para estrelas e planetas; e modelos BT-Settl (Allard et al., 2012, 2013) para estrelas e modelos ATMO (Phillips et al., 2020) para planetas. Desenvolvemos um código em Python para fazer a interpolação dos modelos BT-Settl e ATMO automaticamente. Além disso, expandimos a análise para as bandas Ks , 5,8 e 8,0 μm , calculando as temperaturas nas cores Ks - 3,6 μm , 3,6 - 4,5 μm , 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm . Em seguida, reproduzimos e expandimos a métrica de Wallack et al. (2021) para diferentes combinações entre as bandas mencionadas anteriormente, além da banda H , para uma amostra de 85 exoplanetas que têm temperaturas de brilho em pelo menos duas bandas.

Comparamos as temperaturas de brilho nas bandas H , Ks , 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm com o índice $\log R'_{\text{HK}}$ para amostras de 7, 25, 64, 71, 17 e 23 exoplanetas, respectivamente, que tinham informação de T_b e $\log R'_{\text{HK}}$, simultaneamente. Para explorar possíveis correlações entre esses parâmetros, fizemos ajustes lineares considerando as incertezas das temperaturas e obtivemos coeficientes de correlação Pearson $|r|$ maiores que 0,7 para as bandas H , 5,8 e 8,0 μm , além de $|t| > 2,0$ e $p < 0,05$, indicando que tais correlações são estatisticamente significativas. Esses resultados sugerem que exoplanetas orbitando estrelas menos ativas apresentam temperaturas de brilho mais elevadas em H , 5,8 e 8,0 μm em comparação com aqueles que orbitam estrelas mais ativas. Para as bandas 3,6 e 4,5 μm , também testamos ajustes exponenciais além dos lineares, na tentativa de melhor descrever o comportamento dos dados. Para isso, fizemos testes f comparando-os, resultando em $F\text{-statistic} > F\text{-critical}$ e $p < 0,01$ para ambas bandas, sugerindo que o ajuste exponencial seria o mais adequado. Ainda para essas duas bandas, analisamos a possibilidade do exoplaneta WASP-103 b ser um ponto discrepante, uma vez que seu período orbital é extremamente curto, de aproximadamente 22 horas. Essa proximidade com a estrela pode afetar a atividade cromosférica pela interação de forças de maré do sistema ou pela interação direta entre o campo magnético do planeta com o campo da estrela. Em ambos casos, haveria um aumento na atividade estelar, aumentando $\log R'_{\text{HK}}$. Refazendo os ajustes sem esse ponto, obtivemos correlações mais fortes apenas para os ajustes exponenciais, indicando que, de fato, esse objeto parece não seguir a tendência das distribuições.

Com as temperaturas de cor e índices empíricos de Knutson et al. (2010) calculados para as cores disponíveis, aplicamos testes KS dividindo a amostra em exoplanetas com e sem inversão para as duas abordagens: modelos BT-Settl para estrelas e planetas;

e modelos BT-Settl para estrelas e modelos ATMO para planetas. Para a primeira abordagem, encontramos $p \leq 0,05$ para a cor 3,6 - 4,5 μm , sendo que exoplanetas com inversão apresentam valores mais positivos para o índice, enquanto exoplanetas sem inversão têm índices mais negativos. Esse resultado sustenta a hipótese de [Knutson et al. \(2010\)](#), onde valores mais positivos do índice representam a passagem de CO (que atua principalmente na banda 4,5 μm) de absorção para emissão, formando uma inversão térmica. Comparando as temperaturas de cor com o índice $\log R'_{\text{HK}}$, não encontramos correlações significativas, porém, verificamos para todas as cores um limite inferior de 1700 K onde não se observam exoplanetas com inversão. Já para temperaturas acima de 2000 K para as cores 4,5 - 5,8 μm e 5,8 - 8,0 μm e acima de 2600 K para Ks - 3,6 μm e 3,6 - 4,5 μm , não há exoplanetas sem inversão. Esse resultado confirma trabalhos da literatura que argumentam haver uma relação entre temperatura e presença de inversão nas atmosferas desses exoplanetas ([Fortney et al., 2008](#); [Baxter et al., 2020](#); [Deming et al., 2023](#)). Esses limites também são verificados nas comparações entre temperatura de cor e $\log R'_{\text{HK}}$ para a segunda abordagem, indicando que ambas modelagens são representativas do efeito de aquecimento estelar nas atmosferas. Entretanto, os resultados dos testes KS para os índices empíricos calculados com a segunda modelagem não fornecem evidências fortes o suficiente ($p \leq 0,05$) para dizer que há separação entre exoplanetas com e sem inversão. Argumentamos que essa diferença deva estar relacionada com a baixa resolução dos modelos ATMO em comparação com os modelos BT-Settl, podendo resultar em valores artificialmente baixos ou altos para os índices.

Reproduzimos e atualizamos a métrica de [Wallack et al. \(2021\)](#) para as 15 combinações entre as bandas H , Ks , 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm , tomando ajustes lineares para cada caso. Encontramos coeficientes angulares muito próximos de zero para todos os casos, além de correlações fracas ($|r| < 0,6$), exceto para as cores Ks - 5,8 μm e Ks - 8,0 μm . No entanto, ambas cores apresentam poucos dados e é necessária uma amostra mais robusta para verificar se de fato há uma correlação forte. O resultado para a cor 3,6 - 4,5 μm enfraquece a hipótese de [Wallack et al. \(2021\)](#), de que exoplanetas mais frios seriam mais brilhantes em 3,6 μm do que em 4,5 μm , assim como os mais quentes teriam o comportamento contrário. A amostra considerada neste trabalho é cerca de 10% maior que a adotada por [Wallack et al. \(2021\)](#), além de que as temperaturas consideradas não apresentam um acordo perfeito com aquelas de [Wallack et al. \(2021\)](#), visto que usamos as T_{eq} calculadas para toda a amostra e adotamos as temperaturas de brilho calculadas por [Navia et al. \(2023\)](#) para alguns exoplanetas. Ademais, não realizamos

análises utilizando simulações de Monte Carlo, como fora feito por [Wallack et al. \(2021\)](#). Com base nessas ressalvas, argumentamos que o fluxo nessas bandas não deva depender apenas da temperatura de equilíbrio (ou radiação incidente), mas de uma combinação de fatores.

No entanto, quando analisamos a relação entre a distribuição de exoplanetas com ou sem inversão e a temperatura de equilíbrio, observamos que, em todas as combinações, exoplanetas com $T_{\text{eq}} > 2150$ K apresentam atmosferas invertidas, enquanto exoplanetas mais frios que $T_{\text{eq}} < 1350$ K não apresentam, confirmando resultados de trabalhos anteriores ([Baxter et al., 2020](#); [Deming et al., 2023](#)). Todos os exoplanetas da amostra apresentam esse comportamento, exceto Kepler-13 A b e KELT-1 b: ambos com atmosferas sem inversão e $T_{\text{eq}} > 2150$ K. Uma possível explicação está atrelada à alta gravidade superficial desses dois exoplanetas, fazendo com que espécies absorvedoras como TiO e VO fiquem presas em camadas mais internas da atmosfera e não serem capazes de causar inversões térmicas ([Beatty et al., 2017](#); [Roth et al., 2024](#)).

Comparamos as temperaturas de brilho nas bandas H , Ks , 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm com a radiação incidente, incluindo curvas de temperatura de equilíbrio para diferentes fatores de recirculação. Observamos que, para todas as bandas, os exoplanetas mais irradiados apresentam atmosferas invertidas, enquanto os mais frios não apresentam, fortalecendo resultados de trabalhos anteriores ([Fortney et al., 2008](#); [Baxter et al., 2020](#); [Mansfield et al., 2021](#); [Deming et al., 2023](#)). Além disso, para as bandas 3,6 e 4,5 μm , verificamos que os exoplanetas com inversão parecem estar em maior número, contidos entre as curvas de recirculação isotrópica ($f = 1/4$) e eficiente apenas no hemisfério diurno ($f = 1/2$). Por outro lado, os exoplanetas sem inversão preenchem a região entre as curvas de recirculação eficiente apenas no hemisfério diurno e ineficiente, confirmando trabalho anteriores ([Sengupta & Sengupta, 2023](#)). [Roth et al. \(2024\)](#) sugerem que a circulação atmosférica é afetada por um conjunto de parâmetros: $\log g$, período orbital, metalicidade e presença de fortes absorvedores no ultravioleta (e.g., TiO e VO). Em todos os casos, não encontramos correlações entre as curvas de recirculação, $\log g$ e o período orbital. Por outro lado, verificamos que exoplanetas mais irradiados apresentam períodos mais curtos, como esperado visto que a radiação incidente depende indiretamente do período orbital.

Por fim, fizemos testes KS para parâmetros planetários (raio, massa, $\log g$, T_{eq} , semi-eixo maior da órbita e período orbital), estelares (T_{ef} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, $\log R'_{\text{HK}}$) e do sistema (radiação incidente) separando em distribuições com e sem inversão térmica.

Selecionamos os parâmetros com $p\text{-value} \leq 0,05$ para fazer comparações entre si. Em geral, atmosferas com inversão são predominantes em exoplanetas mais quentes (mais irradiados) e com raios inflados orbitando estrelas mais quentes com gravidades superficiais menores, sendo o contrário válido para atmosferas sem inversão. Essa tendência está alinhada com trabalhos anteriores da literatura (Thorngren & Fortney, 2018; Lotheringer & Barman, 2019). No entanto, a natureza da formação de camadas de inversão térmica depende de outros fatores não explorados nesse trabalho, como a presença de óxidos com alta absorção no ultravioleta e circulação atmosférica (Roth et al., 2024; Zhong et al., 2024).

Embora tenhamos utilizado amostras maiores e incluído mais bandas fotométricas nas análises, ainda existem muitos fatores que podem ser melhorados. Primeiramente, seria necessária a utilização de parâmetros planetários e estelares homogêneos, como os dados de atividade e eclipse secundário. Com isso, seria possível determinar temperaturas de brilho, $\log R'_{\text{HK}}$ e índices empíricos sem introduzir incertezas relacionadas a diferentes metodologias. Para complementar e confirmar as hipóteses levantadas, caberia a utilização de modelos atmosféricos para identificar e reafirmar a presença ou ausência de inversão térmica nas atmosferas dos exoplanetas da amostra, considerando a contribuição conjunta de parâmetros estelares e planetários. No entanto, ao buscar informações de diversas fontes na literatura, essa homogeneidade não é garantida, podendo introduzir incompatibilidades. Dessa forma, a continuação desse trabalho se divide na determinação simultânea de parâmetros estelares por meio de espectroscopia e na caracterização de atmosferas exoplanetárias pelo método de trânsito.

Na presente era do telescópio espacial James Webb, possibilita-se a caracterização das atmosferas de Júpiteres quentes com resoluções e faixas espectrais jamais vistas. Futuramente, os resultados encontrados para essa classe de exoplanetas serão o ponto de partida para a interpretação de dados de exoplanetas rochosos com atmosferas, parecidos com a Terra. A próxima geração de telescópios, como o PLATO (*PLAnetary Transits and Oscillations of stars*) e o E-ELT (*European Extremely Large Telescope*) serão capazes de detectar e caracterizar as atmosferas desses objetos. Com isso, será possível verificar se os resultados encontrados nesse trabalho se manterão válidos ou se novas teorias serão necessárias para explicar a estrutura atmosférica desses novos objetos.

Referências Bibliográficas

- Addison B. C., Tinney C. G., Wright D. J., Bayliss D., 2016, [ApJ](#), **823**, 29
- Addison B., et al., 2019, [PASP](#), **131**, 115003
- Akinsanmi B., et al., 2024, [A&A](#), **685**, A63
- Albrecht S., et al., 2012, [ApJ](#), **757**, 18
- Allard F., Hauschildt P. H., 1995, [ApJ](#), **445**, 433
- Allard F., Hauschildt P. H., Miller S., Tennyson J., 1994, [ApJ](#), **426**, L39
- Allard F., Hauschildt P. H., Alexander D. R., Starrfield S., 1997, [ARA&A](#), **35**, 137
- Allard F., Homeier D., Freytag B., 2012, [Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A](#), **370**, 2765
- Allard F., Homeier D., Freytag B., Schaffenberger W., Rajpurohit A. S., 2013, [Memorie della Societa Astronomica Italiana Supplementi](#), **24**, 128
- Alonso R., 2018, in Deeg H. J., Belmonte J. A., eds, , Handbook of Exoplanets. Springer, p. 40, [doi:10.1007/978-3-319-55333-7_40](#)
- Alonso R., et al., 2007, in Afonso C., Wel Drake D., Henning T., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 366, Transiting Extrapolar Planets Workshop. p. 13
- Anderson D. R., et al., 2011a, [MNRAS](#), **416**, 2108
- Anderson D. R., et al., 2011b, [A&A](#), **531**, A60
- 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
- Baglin A., et al., 2006, in 36th COSPAR Scientific Assembly. p. 3749
- Bakos G., Noyes R. W., Kovács G., Stanek K. Z., Sasselov D. D., Domsa I., 2004, [PASP](#), **116**, 266
- Bakos G. Á., et al., 2011, [ApJ](#), **742**, 116
- Baliunas S. L., et al., 1995, [ApJ](#), **438**, 269
- Barge P., et al., 2008, [A&A](#), **482**, L17
- Barnes J. W., 2007, [PASP](#), **119**, 986
- Barros S. C. C., Pollacco D. L., Gibson N. P., Keenan F. P., Skillen I., Steele I. A., 2012, [MNRAS](#), **419**, 1248
- Barros S. C. C., et al., 2022, [A&A](#), **657**, A52
- Barstow J. K., 2020, [MNRAS](#), **497**, 4183
- Barstow J. K., Heng K., 2020, [Space Sci. Rev.](#), **216**, 82
- Baskin N. J., et al., 2013, [ApJ](#), **773**, 124
- 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
- Beerer I. M., et al., 2011, [ApJ](#), **727**, 23
- Béky B., et al., 2011, [ApJ](#), **734**, 109
- Benz W., et al., 2021, [Experimental Astronomy](#), **51**, 109
- Berta Z. K., Irwin J., Charbonneau D., Burke C. J., Falco E. E., 2012, [AJ](#), **144**, 145
- Bierly A., et al., 2015, [AJ](#), **150**, 12
- Blecic J., et al., 2013, [ApJ](#), **779**, 5

- Bodenheimer P., Lin D. N. C., Mardling R. A., 2001, [ApJ](#), 548, 466
- Bodenheimer P., Laughlin G., Lin D. N. C., 2003, [ApJ](#), 592, 555
- Bohlin J. D., Vogel S. N., Purcell J. D., Sheeley N. R. J., Tousey R., Vanhoosier M. E., 1975, [ApJ](#), 197, L133
- Bonate P., 2001, [Clinical pharmacokinetics](#), 40, 15
- Bonomo A. S., et al., 2017, [A&A](#), 602, A107
- Borucki W. J., Summers A. L., 1984, [Icarus](#), 58, 121
- Borucki W. J., et al., 2010, [Science](#), 327, 977
- Bouma L. G., et al., 2019, [AJ](#), 157, 217
- Bourrier V., et al., 2020, [A&A](#), 635, A205
- Brown D. J. A., et al., 2017, [MNRAS](#), 464, 810
- Bruno G., 1584, De l'infinito universo et mondi. Charlewood, <https://books.google.com.br/books?id=rYSnzzgEACAAJ>
- 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
- Burrows A., Hubeny I., Budaj J., Hubbard W. B., 2007, [ApJ](#), 661, 502
- Carroll B. W., Ostlie D. A., 2017, An introduction to modern astrophysics, Second Edition. Cambridge University Press
- Carter J. A., Winn J. N., Gilliland R., Holman M. J., 2009, [ApJ](#), 696, 241
- Carter A. L., et al., 2024, [Nature Astronomy](#), 8, 1008
- Chakrabarty A., Sengupta S., 2019, [AJ](#), 158, 39
- Challener R. C., et al., 2024, [ApJ](#), 969, L32
- Chan T., Ingemyr M., Winn J. N., Holman M. J., Sanchis-Ojeda R., Esquerdo G., Everett M., 2011, [AJ](#), 141, 179

- Changeat Q., Edwards B., 2021, [ApJ](#), **907**, L22
- Charbonneau D., Brown T. M., Latham D. W., Mayor M., 2000, [ApJ](#), **529**, L45
- Charbonneau D., Brown T. M., Noyes R. W., Gilliland R. L., 2002, [ApJ](#), **568**, 377
- Charbonneau D., et al., 2005, [ApJ](#), **626**, 523
- 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
- Christiansen J. L., et al., 2011, [ApJ](#), **726**, 94
- Ciceri S., et al., 2015, [A&A](#), **577**, A54
- Ciceri S., et al., 2016, [MNRAS](#), **456**, 990
- Claudi R., et al., 2024, [A&A](#), **682**, A136
- Collins K. A., Kielkopf J. F., Stassun K. G., 2017, [AJ](#), **153**, 78
- Cortés-Zuleta P., Rojo P., Wang S., Hinse T. C., Hoyer S., Sanhueza B., Correa-Amaro P., Albornoz J., 2020, [A&A](#), **636**, A98
- Croll B., 2011, PhD thesis, University of Toronto, Canada
- Croll B., Albert L., Lafreniere D., Jayawardhana R., Fortney J. J., 2010a, [The Astrophysical Journal](#), **717**, 1084–1091
- Croll B., Jayawardhana R., Fortney J. J., Lafrenière D., Albert L., 2010b, [ApJ](#), **718**, 920
- Croll B., et al., 2015, [ApJ](#), **802**, 28
- 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, IAU Symposium 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
- Cuntz M., Saar S. H., Musielak Z. E., 2000, [ApJ](#), **533**, L151
- Czesla S., et al., 2024, [A&A](#), **683**, A67
- Dawson R. I., Johnson J. A., 2018, [ARA&A](#), **56**, 175
- Deleuil M., et al., 2018, [A&A](#), **619**, A97
- Delrez L., et al., 2016, [MNRAS](#), **458**, 4025
- Deming D., et al., 2011, [ApJ](#), **726**, 95
- Deming D., et al., 2015, [ApJ](#), **805**, 132
- Deming D., Line M. R., Knutson H. A., Crossfield I. J. M., Kempton E. M. R., Komacek T. D., Wallack N. L., Fu G., 2023, [AJ](#), **165**, 104
- Désert J.-M., et al., 2011a, [ApJS](#), **197**, 11
- Désert J.-M., et al., 2011b, [ApJS](#), **197**, 14
- Duncan D. K., et al., 1991, [ApJS](#), **76**, 383
- Dwivedi N. K., et al., 2019, [MNRAS](#), **487**, 4208
- Eastman J. D., et al., 2016, [AJ](#), **151**, 45
- Ehrenreich D., et al., 2020, [Nature](#), **580**, 597
- Enoch B., et al., 2011, [AJ](#), **142**, 86
- Erkaev N. V., Kulikov Y. N., Lammer H., Selsis F., Langmayr D., Jaritz G. F., Biernat H. K., 2007, [A&A](#), **472**, 329

- Esposito M., et al., 2017, [A&A](#), **601**, A53
- Esteves L. J., De Mooij E. J. W., Jayawardhana R., 2015, [ApJ](#), **804**, 150
- Evans T. M., Aigrain S., Gibson N., Barstow J. K., Amundsen D. S., Tremblin P., Mourier P., 2015, [MNRAS](#), **451**, 680
- Faedi F., et al., 2011, [A&A](#), **531**, A40
- Figueira P., Oshagh M., Adibekyan V. Z., Santos N. C., 2014, [A&A](#), **572**, A51
- Fisher R. A., 1970, Statistical methods for research workers. Hafner Publishing Company
- Fortney J. J., Marley M. S., 2007, [ApJ](#), **666**, L45
- Fortney J. J., Lodders K., Marley M. S., Freedman R. S., 2008, [ApJ](#), **678**, 1419
- Fortney J. J., et al., 2011, [ApJS](#), **197**, 9
- Fressin F., Knutson H. A., Charbonneau D., O'Donovan F. T., Burrows A., Deming D., Mandushev G., Spiegel D., 2010, [ApJ](#), **711**, 374
- Fu G., et al., 2022, [ApJ](#), **925**, L3
- Gan T., et al., 2023, [AJ](#), **165**, 17
- Gandhi S., Madhusudhan N., 2019, [MNRAS](#), **485**, 5817
- Garai Z., et al., 2017, [Astronomische Nachrichten](#), **338**, 35
- Gardner J. P., et al., 2006, [Space Sci. Rev.](#), **123**, 485
- Gardner J. P., et al., 2023, [PASP](#), **135**, 068001
- Garhart E., et al., 2020, [AJ](#), **159**, 137
- Ghezzi L., Montet B. T., Johnson J. A., 2018, [ApJ](#), **860**, 109
- 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

- Ginzburg S., Sari R., 2015, [ApJ](#), 803, 111
- Gomes da Silva J., et al., 2021a, [A&A](#), 646, A77
- Gomes da Silva J., et al., 2021b, [A&A](#), 646, A77
- Gómez Maqueo Chew Y., et al., 2013, [A&A](#), 559, A36
- Gressier A., et al., 2023, [A&A](#), 672, A34
- Grimm S. L., et al., 2021, [ApJS](#), 253, 30
- Hall J. C., 2008, [Living Reviews in Solar Physics](#), 5, 2
- Hansen B. M. S., 2008, [ApJS](#), 179, 484
- Hargreaves R. J., Gordon I. E., Rey M., Nikitin A. V., Tyuterev V. G., Kochanov R. V., Rothman L. S., 2020, [ApJS](#), 247, 55
- 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
- Hauschildt P. H., Störzer H., Baron E., 1994a, [J. Quant. Spec. Radiat. Transf.](#), 51, 875
- Hauschildt P. H., Starrfield S., Austin S., Wagner R. M., Shore S. N., Sonneborn G., 1994b, [ApJ](#), 422, 831
- Hauschildt P. H., Allard F., Baron E., 1999, [ApJ](#), 512, 377
- Hebb L., et al., 2009, [ApJ](#), 693, 1920
- Hellier C., et al., 2009, [Nature](#), 460, 1098
- 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
- Helling C., 2021, in Madhusudhan N., ed., , *ExoFrontiers; Big Questions in Exoplanetary Science*. IOP, pp 20–1, [doi:10.1088/2514-3433/abfa8fch20](#)

- Henry T. J., Soderblom D. R., Donahue R. A., Baliunas S. L., 1996, [AJ](#), **111**, 439
- Henry G. W., Marcy G. W., Butler R. P., Vogt S. S., 2000, [ApJ](#), **529**, L41
- Howell S. B., et al., 2014, [PASP](#), **126**, 398
- Hoyer S., Pallé E., Dragomir D., Murgas F., 2016, [AJ](#), **151**, 137
- Inglis J., et al., 2024, [ApJ](#), **973**, L41
- 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
- Kang H., et al., 2024, [MNRAS](#), **528**, 1930
- Kempton E. M. R., Knutson H. A., 2024, [Reviews in Mineralogy and Geochemistry](#), **90**, 411
- Kennedy T. D., Rauscher E., Malsky I., Roman M. T., Beltz H., 2024, [arXiv e-prints](#), p. [arXiv:2410.23436](#)
- Kepler J., 1609, *Astronomia nova, seu physica coelestis, tradita commentariis de motibus stellae martis*. Voegelin, [doi:10.3931/e-rara-558](#)
- Kiefer S., Samra D., Lewis D. A., Schneider A. D., Min M., Carone L., Decin L., Helling C., 2024, [A&A](#), **690**, A244
- 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., Charbonneau D., Burrows A., O'Donovan F. T., Mandushev G., 2009, [ApJ](#), **691**, 866
- Knutson H. A., Howard A. W., Isaacson H., 2010, [ApJ](#), **720**, 1569

- Knutson H. A., et al., 2012, [ApJ](#), **754**, 22
- Knutson H. A., et al., 2014, [ApJ](#), **785**, 126
- Kokori A., et al., 2023, [ApJS](#), **265**, 4
- Komacek T. D., Showman A. P., Tan X., 2017, [ApJ](#), **835**, 198
- Kovács G., et al., 2007, [ApJ](#), **670**, L41
- Kreidberg L., 2018, in Deeg H. J., Belmonte J. A., eds, , Handbook of Exoplanets. Springer, p. 100, [doi:10.1007/978-3-319-55333-7_100](#)
- Krejčová T., Budaj J., 2012, [A&A](#), **540**, A82
- Kurokawa H., Inutsuka S.-i., 2015, [ApJ](#), **815**, 78
- Lam K. W. F., et al., 2017, [A&A](#), **599**, A3
- Latham D. W., et al., 2009, [ApJ](#), **704**, 1107
- Lewis N. T., Hammond M., 2022, [ApJ](#), **941**, 171
- Lewis N. K., et al., 2013, [ApJ](#), **766**, 95
- Li G., Gordon I. E., Rothman L. S., Tan Y., Hu S.-M., Kassi S., Campargue A., 2014, in 69th International Symposium on Molecular Spectroscopy. p. MK02, [doi:10.15278/isms.2014.MK02](#)
- Loaiza-Tacuri V., Cunha K., Smith V. V., Quispe-Huaynasi F., Costa-Almeida E., Ghezzi L., Melendez J., 2024, [ApJ](#), **970**, 53
- López-Morales M., Seager S., 2007, [ApJ](#), **667**, L191
- Lorenzo-Oliveira D., et al., 2018, [A&A](#), **619**, A73
- Lothringer J. D., Barman T., 2019, [ApJ](#), **876**, 69
- Lothringer J. D., Barman T., Koskinen T., 2018, [ApJ](#), **866**, 27
- MacDonald R. J., Batalha N. E., 2023, [Research Notes of the American Astronomical Society](#), **7**, 54
- 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., 2016, [Acta Astron.](#), **66**, 55
- Madhusudhan N., 2019, [ARA&A](#), **57**, 617
- Madhusudhan N., Seager S., 2010, [ApJ](#), **725**, 261
- 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., Stys J. E., Valenti J. A., Fleming S. W., Janes K. A., Heasley J. N., 2005, [PASP](#), **117**, 783
- McKemmish L. K., Yurchenko S. N., Tennyson J., 2016, [MNRAS](#), **463**, 771
- McKemmish L. K., Masseron T., Hoeijmakers H. J., Pérez-Mesa V., Grimm S. L., Yurchenko S. N., Tennyson J., 2019, [MNRAS](#), **488**, 2836
- Mendonça J. M., 2020, [MNRAS](#), **491**, 1456
- Menou K., 2019, [MNRAS](#), **485**, L98
- Ment K., Fischer D. A., Bakos G., Howard A. W., Isaacson H., 2018, [AJ](#), **156**, 213

- Mignon L., et al., 2023, *A&A*, 675, A168
- Mikal-Evans T., et al., 2019, *MNRAS*, 488, 2222
- Mollière P., van Boekel R., Dullemond C., Henning T., Mordasini C., 2015, *ApJ*, 813, 47
- Morello G., Waldmann I. P., Tinetti G., Peres G., Micela G., Howarth I. D., 2014, *ApJ*, 786, 22
- Morton T. D., Bryson S. T., Coughlin J. L., Rowe J. F., Ravichandran G., Petigura E. A., Haas M. R., Batalha N. M., 2016, *ApJ*, 822, 86
- Müller S., Helled R., 2025, *A&A*, 693, L4
- Narita N., Hirano T., Sanchis-Ojeda R., Winn J. N., Holman M. J., Sato B., Aoki W., Tamura M., 2010, *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 62, L61–L65
- Nascimbeni V., Piotto G., Bedin L. R., Damasso M., 2011, *A&A*, 527, A85
- Navia M. G. C., Ghezzi L., P. C., 2023, A influência da atividade estelar nas propriedades das atmosferas de Júpiteres quentes, <http://hdl.handle.net/11422/20465>
- Neveu-VanMalle M., et al., 2014, *A&A*, 572, A49
- Nikolov N., et al., 2014, *MNRAS*, 437, 46
- Noyes R. W., Hartmann L. W., Baliunas S. L., Duncan D. K., Vaughan A. H., 1984, *ApJ*, 279, 763
- 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
- Padovani P., Cirasuolo M., 2023, *Contemporary Physics*, 64, 47
- Parmentier V., Guillot T., Fortney J. J., Marley M. S., 2015, *A&A*, 574, A35
- Patel J. A., Espinoza N., 2022, *AJ*, 163, 228
- Patra K. C., Winn J. N., Holman M. J., Yu L., Deming D., Dai F., 2017, *AJ*, 154, 4

- Pepper J., et al., 2007, [PASP](#), **119**, 923
- Pepper J., et al., 2013, [ApJ](#), **773**, 64
- Phillips M. W., et al., 2020, [A&A](#), **637**, A38
- Piette A. A. A., Madhusudhan N., McKemmish L. K., Gandhi S., Masseron T., Welbanks L., 2020, [MNRAS](#), **496**, 3870
- Pollacco D. L., et al., 2006, [PASP](#), **118**, 1407
- Polyansky O. L., Kyuberis A. A., Zobov N. F., Tennyson J., Yurchenko S. N., Lodi L., 2018, [MNRAS](#), **480**, 2597
- Poppenhaeger K., 2017, in Nandy D., Valio A., Petit P., eds, IAU Symposium Vol. 328, Living Around Active Stars. pp 308–314 ([arXiv:1707.03906](#)), [doi:10.1017/S1743921317004045](#)
- Presa A., Driessen F. A., Vidotto A. A., 2024, [MNRAS](#), **534**, 3622
- Queloz D., et al., 2010, [A&A](#), **517**, L1
- Raetz S., et al., 2015, [MNRAS](#), **451**, 4139
- Ragazzoni R., et al., 2016, in MacEwen H. A., Fazio G. G., Lystrup M., Batalha N., Siegler N., Tong E. C., eds, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 9904, Space Telescopes and Instrumentation 2016: Optical, Infrared, and Millimeter Wave. p. 990428, [doi:10.1117/12.2236094](#)
- Ricker G. R., et al., 2015, [Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems](#), **1**, 014003
- Roberts W. O., 1945, [ApJ](#), **101**, 136
- Rodrigo C., et al., 2024, [A&A](#), **689**, A93
- 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

- Roth A., Parmentier V., Hammond M., 2024, [MNRAS](#), **531**, 1056
- Rothman L. S., et al., 2010, [J. Quant. Spec. Radiat. Transf.](#), **111**, 2139
- Saba A., Thompson A., Hou Yip K., Ma S., Tsiaras A., Faris Al-Refaie A., Tinetti G., 2024, [arXiv e-prints](#), p. [arXiv:2404.15505](#)
- Sachs A., 1974, [Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A](#), **276**, 43
- Sada P. V., Ramón-Fox F. G., 2016, [PASP](#), **128**, 024402
- Salz M., Schneider P. C., Czesla S., Schmitt J. H. M. M., 2015, [A&A](#), **576**, A42
- Sato B., et al., 2005, [ApJ](#), **633**, 465
- Sato B., et al., 2012, [PASJ](#), **64**, 97
- Schröder C., Reiners A., Schmitt J. H. M. M., 2009, [A&A](#), **493**, 1099
- Seager S., Mallén-Ornelas G., 2003, [ApJ](#), **585**, 1038
- Sebastian D., et al., 2021, [A&A](#), **645**, A100
- Sedaghati E., et al., 2017, [Nature](#), **549**, 238
- Seidel J. V., et al., 2020, [A&A](#), **643**, A45
- Sengupta S., Sengupta S., 2023, [New A](#), **100**, 101987
- Shkolnik E., Walker G. A. H., Bohlender D. A., Gu P. G., Kürster M., 2005, [ApJ](#), **622**, 1075
- Showman A. P., Tan X., Parmentier V., 2020, [Space Sci. Rev.](#), **216**, 139
- Simpson E. K., et al., 2011, [MNRAS](#), **414**, 3023
- Sivard R. J., et al., 2012, [ApJ](#), **761**, 123
- 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

- Snedecor G. W., 1934, Calculation and interpretation of analysis of variance and covariance. Collegiate Press, doi:<https://doi.org/10.1037/13308-000>
- Solanki S. K., Livingston W., Ayres T., 1994, *Science*, **263**, 64
- 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
- Southworth J., et al., 2013, *MNRAS*, **434**, 1300
- Sozzetti A., et al., 2009, *ApJ*, **691**, 1145
- Sozzetti A., et al., 2015, *A&A*, **575**, L15
- Stassun K. G., Collins K. A., Gaudi B. S., 2017, *AJ*, **153**, 136
- Stassun K. G., et al., 2019, *AJ*, **158**, 138
- Stevenson K. B., et al., 2012, *ApJ*, **754**, 136
- Stevenson K. B., et al., 2014a, *Science*, **346**, 838
- Stevenson K. B., Bean J. L., Madhusudhan N., Harrington J., 2014b, *ApJ*, **791**, 36
- Street R. A., et al., 2010, *ApJ*, **720**, 337
- Swain M. R., Vasisht G., Tinetti G., 2008, *arXiv e-prints*, p. [arXiv:0802.1030](https://arxiv.org/abs/0802.1030)
- Tashkun S. A., Perevalov V. I., 2011, *J. Quant. Spec. Radiat. Transf.*, **112**, 1403
- Thorngren D. P., Fortney J. J., 2018, *AJ*, **155**, 214
- Tinetti G., et al., 2007, *Nature*, **448**, 169
- Tinetti G., Eccleston P., Lueftinger T., Salvignol J.-C., Fahmy S., Alves de Oliveira C., 2022, in European Planetary Science Congress. pp EPSC2022–1114 ([arXiv:2104.04824](https://arxiv.org/abs/2104.04824)), doi:[10.5194/epsc2022-1114](https://doi.org/10.5194/epsc2022-1114)
- 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., 2012, [ApJ](#), **746**, 111
- Todorov K. O., et al., 2013, [ApJ](#), **770**, 102
- Torres G., Winn J. N., Holman M. J., 2008, [ApJ](#), **677**, 1324
- Tregloan-Reed J., et al., 2015, [MNRAS](#), **450**, 1760
- 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
- Venot O., Hébrard E., Agúndez M., Dobrijevic M., Selsis F., Hersant F., Iro N., Bou-naceur R., 2012, [A&A](#), **546**, A43
- Vernazza J. E., Avrett E. H., Loeser R., 1981, [ApJS](#), **45**, 635
- Virtanen P., et al., 2020, [Nature Methods](#), **17**, 261
- Wakeford H. R., Sing D. K., 2015, [A&A](#), **573**, A122
- 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 Y.-H., et al., 2019, [AJ](#), **157**, 82
- Weiner Mansfield M., et al., 2024, [ApJ](#), **975**, L22
- Welbanks L., Madhusudhan N., 2019, [AJ](#), **157**, 206
- 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](#)
- Wheatley P. J., et al., 2018, [MNRAS](#), **475**, 4476
- Wilson O. C., 1978, [ApJ](#), **226**, 379
- Winn J. N., 2010, in Seager S., ed., , Exoplanets. University of Arizona Press, pp 55–77, [doi:10.48550/arXiv.1001.2010](#)

- Winn J. N., et al., 2010, [ApJ](#), **718**, 575
- Winn J. N., et al., 2011, [Astron. J.](#), **141**, 63
- Wong I., et al., 2014, [ApJ](#), **794**, 134
- Wong I., et al., 2015, [ApJ](#), **811**, 122
- Wong I., et al., 2016, [ApJ](#), **823**, 122
- Yan F., et al., 2022, [A&A](#), **661**, L6
- Zhang X., Showman A. P., 2018a, [ApJ](#), **866**, 1
- Zhang X., Showman A. P., 2018b, [ApJ](#), **866**, 2
- Zhang M., et al., 2018, [AJ](#), **155**, 83
- Zhang W., Zhang J., He H., Song Z., Luo A., Zhang H., 2022, [ApJS](#), **263**, 12
- Zhao M., Monnier J. D., Swain M. R., Barman T., Hinkley S., 2012, [ApJ](#), **744**, 122
- Zhao M., et al., 2014, [ApJ](#), **796**, 115
- Zhong W., Zhang Z.-T., Zhong H.-S., Ma B., Tan X., Yu C., 2024, [arXiv e-prints](#), p. [arXiv:2411.12605](#)
- 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
- Zhou G., Latham D. W., Bieryla A., Beatty T. G., Buchhave L. A., Esquerdo G. A., Berlind P., Calkins M. L., 2016, [MNRAS](#), **460**, 3376
- de Mooij E. J. W., Snellen I. A. G., 2009, [A&A](#), **493**, L35
- de Mooij E. J. W., de Kok R. J., Nefs S. V., Snellen I. A. G., 2011, [A&A](#), **528**, A49
- 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
- van Sluijs L., et al., 2023, [MNRAS](#), **522**, 2145

Apêndice A

Parâmetros planetários

TABELA A.1. Parâmetros planetários para os 95 exoplanetas da amostra. Indicamos as referências para cada parâmetro com os sobrescritos: p para período (P), a para o semi-eixo maior (a), m para a massa do planeta (M_p) e r para o raio do planeta (R_p). Todos os valores de $\log g$, F_{inc} e T_{eq} foram calculados neste trabalho.

Exoplaneta	P (dias)	a (UA)	M_p (g) $\times 10^{28}$	R_p (cm) $\times 10^7$	$\log g$ (dex ¹)	F_{inc} (erg/s/cm ²) $\times 10^9$	T_{eq} (K)	Referências
CoRoT-1 b	1,5089560 $\pm$ 0,0000060	0,0275 $\pm$ 0,0002	1100 $\pm$ 60	200 $\pm$ 20	3,0	2,60 $\pm$ 0,30	1840 $\pm$ 60	1 ^{p,m,r} , 2 ^{a}
CoRoT-2 b	1,7429940 $\pm$ 0,0000010	0,0280 $\pm$ 0,0008	1000 $\pm$ 30	660 $\pm$ 40	3,6	1,30 $\pm$ 0,10	1530 $\pm$ 40	3 ^{p,a,m,r}
HAT-P-1 b	4,4652998 $\pm$ 0,0000006	0,0556 $\pm$ 0,0008	940 $\pm$ 10	100 $\pm$ 4	2,9	6,80 $\pm$ 0,04	1320 $\pm$ 20	4 ^{p,a,m,r}
HAT-P-2 b	5,6335160 $\pm$ 0,0000040	0,0681 $\pm$ 0,0005	860 $\pm$ 60	1700 $\pm$ 40	4,2	0,90 $\pm$ 0,10	1390 $\pm$ 50	5 ^{p,a} , 2 ^{m} , 6 ^{r}
HAT-P-3 b	2,8997000 $\pm$ 0,0000500	0,0387 $\pm$ 0,0004	670 $\pm$ 50	120 $\pm$ 20	3,3	0,44 $\pm$ 0,07	1180 $\pm$ 50	6 ^{p,m,r} , 7 ^{a}
HAT-P-4 b	3,0565360	0,0440 $\pm$ 0,0010	910 $\pm$ 40	130 $\pm$ 7	3,0	1,90 $\pm$ 0,20	1710 $\pm$ 50	8 ^{p,a,m,r}
HAT-P-5 b	2,7884900 $\pm$ 0,0000200	0,0407 $\pm$ 0,0007	870 $\pm$ 70	190 $\pm$ 40	3,2	1,10 $\pm$ 0,20	1490 $\pm$ 70	6 ^{p,m,r} , 2 ^{a}
HAT-P-6 b	3,8529800 $\pm$ 0,0000050	0,0524 $\pm$ 0,0008	1100 $\pm$ 100	250 $\pm$ 60	3,1	2,20 $\pm$ 0,50	1800 $\pm$ 100	6 ^{p,m,r} , 2 ^{a}
HAT-P-7 b	2,2047400 $\pm$ 0,0000200	0,0368 $\pm$ 0,0002	1100 $\pm$ 200	350 $\pm$ 100	3,3	6,00 $\pm$ 1,00	2200 $\pm$ 100	6 ^{p,m,r} , 9 ^{a}
HAT-P-8 b	3,0763400 $\pm$ 0,0000040	0,0450 $\pm$ 0,0005	1000 $\pm$ 90	240 $\pm$ 50	3,2	2,20 $\pm$ 0,40	1770 $\pm$ 90	6 ^{p,m,r} , 2 ^{a}
HAT-P-12 b	3,2130600 $\pm$ 0,0000020	0,0384 $\pm$ 0,0003	690 $\pm$ 20	40 $\pm$ 2	2,7	0,19 $\pm$ 0,01	960 $\pm$ 20	10 ^{p,a,m,r}
HAT-P-13 b	2,9162500 $\pm$ 0,0000200	0,0438 $\pm$ 0,0007	910 $\pm$ 50	160 $\pm$ 7	3,1	2,00 $\pm$ 0,20	1730 $\pm$ 40	11 ^{p} , 12 ^{a} , 13 ^{m,r}
HAT-P-19 b	4,0087832 $\pm$ 0,0000002	0,0466 $\pm$ 0,0008	810 $\pm$ 50	55 $\pm$ 3	2,7	0,24 $\pm$ 0,04	1010 $\pm$ 40	14 ^{p} , 15 ^{a,m,r}
HAT-P-20 b	2,8753170 $\pm$ 0,0000040	0,0361 $\pm$ 0,0005	620 $\pm$ 20	1400 $\pm$ 40	4,4	0,20 $\pm$ 0,02	970 $\pm$ 20	16 ^{p,m,r} , 17 ^{a}
HAT-P-22 b	3,2122200 $\pm$ 0,0000090	0,0414 $\pm$ 0,0005	820 $\pm$ 100	470 $\pm$ 60	3,7	0,71 $\pm$ 0,07	1330 $\pm$ 30	6 ^{p,m,r} , 18 ^{a}
HAT-P-23 b	1,2128840 $\pm$ 0,0000020	0,0232 $\pm$ 0,0002	780 $\pm$ 200	250 $\pm$ 100	3,4	3,00 $\pm$ 1,00	1800 $\pm$ 200	16 ^{p} , 17 ^{a} , 6 ^{m,r}
HAT-P-30 b	2,8106000 $\pm$ 0,0000050	0,0419 $\pm$ 0,0005	1000 $\pm$ 100	160 $\pm$ 30	3,0	1,90 $\pm$ 0,40	1700 $\pm$ 90	6 ^{p,m,r} , 2 ^{a}
HAT-P-32 b	2,1500082 $\pm$ 0,0000001	0,0340 $\pm$ 0,0005	1400 $\pm$ 30	130 $\pm$ 20	2,6	2,60 $\pm$ 0,20	1840 $\pm$ 30	19 ^{p,a,m,r}
HAT-P-33 b	3,4744700 $\pm$ 0,0000010	0,0500 $\pm$ 0,0005	1300 $\pm$ 400	170 $\pm$ 90	2,8	3,00 $\pm$ 1,00	1800 $\pm$ 200	6 ^{p,m,r} , 2 ^{a}
HAT-P-38 b	4,6403800 $\pm$ 0,0000300	0,0523 $\pm$ 0,0009	590 $\pm$ 60	51 $\pm$ 4	3,0	0,31 $\pm$ 0,06	1080 $\pm$ 50	20 ^{p,a,m,r}
HAT-P-40 b	4,4572400 $\pm$ 0,0000100	0,0610 $\pm$ 0,0010	1100 $\pm$ 100	91 $\pm$ 20	2,7	1,70 $\pm$ 0,40	1700 $\pm$ 100	6 ^{p,m,r} , 21 ^{a}

Tabela A.1 – continuação da página anterior

Exoplaneta	P (dias)	a (UA)	M_p (g) $\times 10^{28}$	R_p (cm) $\times 10^7$	$\log g$ (dex ¹)	F_{inc} (erg/s/cm ²) $\times 10^9$	T_{eq} (K)	Referências
HAT-P-41 b	2,6940500 $\pm$ 0,0000040	0,0426 $\pm$ 0,0005	1500 $\pm$ 400	230 $\pm$ 100	2,8	5,00 $\pm$ 2,00	2200 $\pm$ 200	6 ^{p,m,r} , 2 ^a
HD 149026 b	2,8758900 $\pm$ 0,0000020	0,0436 $\pm$ 0,0002	530 $\pm$ 10	72 $\pm$ 10	3,2	1,90 $\pm$ 0,06	1700 $\pm$ 20	6 ^{p,m,r} , 2 ^a
HD 189733 b	2,2185757 $\pm$ 0,0000002	0,0313 $\pm$ 0,0004	810 $\pm$ 7	210 $\pm$ 20	3,3	0,46 $\pm$ 0,02	1190 $\pm$ 10	6 ^{p,m,r} , 22 ^a
HD 209458 b	3,5247486 $\pm$ 0,0000004	0,0471 $\pm$ 0,0005	990 $\pm$ 10	140 $\pm$ 8	3,0	1,08 $\pm$ 0,04	1480 $\pm$ 20	6 ^{p,m,r} , 2 ^a
KELT-1 b	1,2175100 $\pm$ 0,0000200	0,0247 $\pm$ 0,0002	790 $\pm$ 20	5200 $\pm$ 90	4,7	8,00 $\pm$ 1,00	2420 $\pm$ 80	23 ^{p,a,m,r}
KELT-2 A b	4,1137900 $\pm$ 0,0000100	0,0550 $\pm$ 0,0004	970 $\pm$ 60	320 $\pm$ 40	3,4	2,40 $\pm$ 0,30	1810 $\pm$ 60	6 ^{p,m,r} , 2 ^a
KELT-3 b	2,7033900 $\pm$ 0,0000100	0,0412 $\pm$ 0,0007	1100 $\pm$ 80	370 $\pm$ 60	3,3	3,30 $\pm$ 0,50	1950 $\pm$ 80	6 ^{p,m,r} , 2 ^a
KELT-4 A b	2,9895930 $\pm$ 0,0000050	0,0432 $\pm$ 0,0008	1200 $\pm$ 30	170 $\pm$ 10	2,9	2,50 $\pm$ 0,20	1820 $\pm$ 40	24 ^{p,a,m,r}
KELT-7 b	2,7347700 $\pm$ 0,0000040	0,0442 $\pm$ 0,0006	1100 $\pm$ 40	260 $\pm$ 40	3,2	4,30 $\pm$ 0,30	2090 $\pm$ 40	6 ^{p,m,r} , 25 ^a
Kepler-5 b	3,5484657 $\pm$ 0,0000007	0,0540 $\pm$ 0,0020	1000 $\pm$ 30	400 $\pm$ 10	3,4	2,10 $\pm$ 0,20	1750 $\pm$ 40	26 ^{p,a,m,r}
Kepler-6 b	3,2346996 $\pm$ 0,0000004	0,0480 $\pm$ 0,0010	930 $\pm$ 20	130 $\pm$ 7	3,0	1,06 $\pm$ 0,06	1470 $\pm$ 20	26 ^{p,a,m,r}
Kepler-12 b	4,4379629 $\pm$ 0,0000006	0,0550 $\pm$ 0,0010	1300 $\pm$ 20	82 $\pm$ 10	2,5	1,16 $\pm$ 0,09	1500 $\pm$ 30	26 ^{p,a,m,r}
Kepler-13 A b	1,7635880 $\pm$ 0,0000010	0,0364 $\pm$ 0,0009	1100 $\pm$ 30	1800 $\pm$ 30	4,0	9,00 $\pm$ 1,00	2540 $\pm$ 90	26 ^{p,a,m,r}
Kepler-17 b	1,4857108 $\pm$ 0,0000002	0,0259 $\pm$ 0,0004	940 $\pm$ 10	470 $\pm$ 20	3,6	2,10 $\pm$ 0,40	1740 $\pm$ 80	27 ^{p,a,m,r}
Qatar-1 b	1,4200242 $\pm$ 0,0000002	0,0233 $\pm$ 0,0004	820 $\pm$ 20	250 $\pm$ 10	3,4	0,91 $\pm$ 0,08	1420 $\pm$ 30	28 ^{p,a,m,r}
TrES-1 b	3,0300700 $\pm$ 0,0000080	0,0393 $\pm$ 0,0006	810 $\pm$ 40	160 $\pm$ 20	3,2	0,44 $\pm$ 0,05	1180 $\pm$ 30	6 ^{p,m,r} , 8 ^a
TrES-2 b	2,4706300 $\pm$ 0,0000100	0,0356 $\pm$ 0,0005	970 $\pm$ 60	280 $\pm$ 40	3,3	1,40 $\pm$ 0,20	1580 $\pm$ 50	6 ^{p,m,r} , 29 ^a
TrES-3 b	1,3061858	0,0228 $\pm$ 0,0003	960 $\pm$ 20	360 $\pm$ 10	3,4	1,70 $\pm$ 0,10	1640 $\pm$ 30	30 ^{p,a,m,r}
TrES-4 b	3,5539500 $\pm$ 0,0000800	0,0508 $\pm$ 0,0005	1200 $\pm$ 100	150 $\pm$ 40	2,8	1,90 $\pm$ 0,50	1700 $\pm$ 100	6 ^{p,m,r} , 18 ^a
WASP-1 b	2,5199454 $\pm$ 0,0000005	0,0389 $\pm$ 0,0006	1100 $\pm$ 20	160 $\pm$ 10	2,9	2,40 $\pm$ 0,10	1810 $\pm$ 20	31 ^{p,a,m,r}
WASP-2 b	2,1521800 $\pm$ 0,0000100	0,0314 $\pm$ 0,0009	770 $\pm$ 30	180 $\pm$ 10	3,3	0,70 $\pm$ 0,10	1310 $\pm$ 50	32 ^{p,a,m,r}
WASP-3 b	1,8468300 $\pm$ 0,0000020	0,0315 $\pm$ 0,0003	1000 $\pm$ 100	460 $\pm$ 100	3,5	4,30 $\pm$ 0,80	2100 $\pm$ 100	6 ^{p,m,r} , 33 ^a

Tabela A.1 – continuação da página anterior

Exoplaneta	P (dias)	a (UA)	M_p (g) $\times 10^{28}$	R_p (cm) $\times 10^7$	$\log g$ (dex ¹)	F_{inc} (erg/s/cm ²) $\times 10^9$	T_{eq} (K)	Referências
WASP-4 b	$1,33823147 \pm 0,00000002$	$0,0226 \pm 0,0008$	940 ± 30	230 ± 20	3,2	$1,60 \pm 0,20$	1630 ± 40	$34^{p,a,m,r}$
WASP-5 b	$1,6284280 \pm 0,0000040$	$0,0270 \pm 0,0010$	780 ± 50	300 ± 20	3,5	$1,90 \pm 0,30$	1700 ± 70	$35^{p,a,m,r}$
WASP-6 b	$3,3610100 \pm 0,0000030$	$0,0420 \pm 0,0010$	740 ± 70	70 ± 20	2,9	$0,33 \pm 0,06$	1100 ± 50	$6^{p,m,r}, 2^a$
WASP-7 b	$4,9546420 \pm 0,0000040$	$0,0620 \pm 0,0010$	950 ± 70	180 ± 20	3,1	$1,10 \pm 0,20$	1480 ± 50	$36^{p,a,m,r}$
WASP-8 b	$8,1587200 \pm 0,0000200$	$0,0800 \pm 0,0020$	810 ± 40	480 ± 60	3,7	$0,20 \pm 0,02$	970 ± 30	$6^{p,m,r}, 2^a$
WASP-10 b	$3,0927600 \pm 0,0000100$	$0,0378 \pm 0,0006$	770 ± 10	600 ± 20	3,8	$0,20 \pm 0,05$	970 ± 60	$37^{p,a,m,r}$
WASP-12 b	$1,0914200 \pm 0,0000001$	$0,0232 \pm 0,0006$	1400 ± 40	280 ± 10	3,0	$1,00 \pm 1,00$	2610 ± 70	$38^{p,a,m,r}$
WASP-13 b	$4,3530100 \pm 0,0000030$	$0,0536 \pm 0,0008$	870 ± 100	68 ± 20	2,8	$1,00 \pm 0,20$	1450 ± 80	$6^{p,m,r}, 39^a$
WASP-14 b	$2,2437500 \pm 0,0000100$	$0,0370 \pm 0,0010$	990 ± 60	1700 ± 300	4,1	$3,10 \pm 0,50$	1930 ± 70	$6^{p,m,r}, 40^a$
WASP-15 b	$3,7521000 \pm 0,0000100$	$0,0517 \pm 0,0007$	1000 ± 300	100 ± 60	2,8	$1,60 \pm 0,90$	1600 ± 200	$6^{p,m,r}, 41^a$
WASP-16 b	$3,1186000 \pm 0,0000100$	$0,0415 \pm 0,0008$	870 ± 70	240 ± 50	3,3	$1,00 \pm 0,20$	1440 ± 70	$6^{p,m,r}, 41^a$
WASP-17 b	$3,7354300 \pm 0,0000080$	$0,0515 \pm 0,0003$	1300 ± 200	150 ± 40	2,8	$1,90 \pm 0,50$	1700 ± 100	$6^{p,m,r}, 42^a$
WASP-18 b	$0,9414522 \pm 0,0000002$	$0,0202 \pm 0,0003$	890 ± 60	1900 ± 70	4,2	$8,80 \pm 0,90$	2500 ± 70	$43^{p,a,m,r}$
WASP-19 b	$0,7888385 \pm 0,0000008$	$0,0165 \pm 0,0005$	1000 ± 30	220 ± 10	3,2	$4,60 \pm 0,40$	2120 ± 50	$43^{p,a,m,r}$
WASP-24 b	$2,3412100 \pm 0,0000020$	$0,0365 \pm 0,0003$	990 ± 100	240 ± 60	3,2	$2,60 \pm 0,60$	1800 ± 100	$6^{p,m,r}, 44^a$
WASP-26 b	$2,7566000 \pm 0,0000100$	$0,0400 \pm 0,0003$	870 ± 100	160 ± 40	3,1	$1,50 \pm 0,40$	1600 ± 100	$6^{p,m,r}, 45^a$
WASP-31 b	$3,4059100 \pm 0,0000050$	$0,0466 \pm 0,0004$	1100 ± 40	91 ± 6	2,7	$1,40 \pm 0,10$	1570 ± 30	$46^{p,a,m,r}$
WASP-33 b	$1,2198700 \pm 0,0000010$	$0,0239 \pm 0,0006$	1100 ± 50	400 ± 30	3,3	$1,30 \pm 1,00$	2770 ± 60	$38^{p,a,m,r}$
WASP-36 b	$1,5373660 \pm 0,0000002$	$0,0268 \pm 0,0003$	950 ± 20	450 ± 10	3,5	$2,20 \pm 0,20$	1760 ± 40	$47^{p,a,m,r}$
WASP-39 b	$4,0552840 \pm 0,0000040$	$0,0486 \pm 0,0005$	910 ± 30	53 ± 6	2,6	$0,36 \pm 0,03$	1120 ± 20	$48^p, 49^{a,m,r}$
WASP-43 b	$0,8134750 \pm 0,0000010$	$0,0142 \pm 0,0004$	660 ± 60	340 ± 20	3,7	$0,80 \pm 0,10$	1380 ± 60	$50^{p,a,m,r}$
WASP-46 b	$1,4303676 \pm 0,0000009$	$0,0234 \pm 0,0007$	840 ± 30	360 ± 20	3,5	$1,60 \pm 0,20$	1640 ± 40	$51^{p,a,m,r}$

Tabela A.1 – continuação da página anterior

Exoplaneta	P (dias)	a (UA)	M_p (g) $\times 10^{28}$	R_p (cm) $\times 10^7$	$\log g$ (dex ¹)	F_{inc} (erg/s/cm ²) $\times 10^9$	T_{eq} (K)	Referências
WASP-48 b	2,1436300 $\pm$ 0,0000030	0,0344 $\pm$ 0,0005	1100 $\pm$ 100	150 $\pm$ 40	2,9	2,80 $\pm$ 0,90	1900 $\pm$ 100	6 ^{p,m,r} , 52 ^a
WASP-49 b	2,7817400 $\pm$ 0,0000060	0,0380 $\pm$ 0,0010	790 $\pm$ 80	70 $\pm$ 20	2,9	0,80 $\pm$ 0,20	1360 $\pm$ 70	6 ^{p,m,r} , 2 ^a
WASP-62 b	4,4119500 $\pm$ 0,0000030	0,0571 $\pm$ 0,0005	940 $\pm$ 60	99 $\pm$ 20	2,9	0,90 $\pm$ 0,10	1390 $\pm$ 50	6 ^{p,m,r} , 53 ^a
WASP-63 b	4,3780800 $\pm$ 0,0000060	0,0574 $\pm$ 0,0007	1000 $\pm$ 100	70 $\pm$ 20	2,7	1,00 $\pm$ 3,00	1530 $\pm$ 80	6 ^{p,m,r} , 54 ^a
WASP-64 b	1,5732920 $\pm$ 0,0000020	0,0265 $\pm$ 0,0002	910 $\pm$ 30	240 $\pm$ 10	3,3	1,60 $\pm$ 0,10	1640 $\pm$ 40	55 ^{p,a,m,r}
WASP-65 b	2,3114240 $\pm$ 0,0000020	0,0330 $\pm$ 0,0020	790 $\pm$ 40	290 $\pm$ 30	3,5	1,10 $\pm$ 0,20	1490 $\pm$ 60	56 ^{p,a,m,r}
WASP-67 b	4,6144200 $\pm$ 0,0000100	0,0518 $\pm$ 0,0008	820 $\pm$ 80	82 $\pm$ 20	2,9	0,26 $\pm$ 0,06	1030 $\pm$ 60	6 ^{p,m,r} , 2 ^a
WASP-69 b	3,8681400 $\pm$ 0,0000020	0,0453 $\pm$ 0,0005	790 $\pm$ 30	55 $\pm$ 6	2,8	0,22 $\pm$ 0,01	990 $\pm$ 20	6 ^{p,m,r} , 57 ^a
WASP-72 b	2,2167300 $\pm$ 0,0000020	0,0371 $\pm$ 0,0005	920 $\pm$ 100	440 $\pm$ 100	3,5	6,00 $\pm$ 1,00	2300 $\pm$ 100	6 ^{p,m,r} , 2 ^a
WASP-74 b	2,1377500 $\pm$ 0,0000010	0,0344 $\pm$ 0,0004	970 $\pm$ 70	140 $\pm$ 20	3,0	2,70 $\pm$ 0,50	1860 $\pm$ 80	6 ^{p,m,r} , 58 ^a
WASP-75 b	2,4841930 $\pm$ 0,0000030	0,0375 $\pm$ 0,0008	910 $\pm$ 30	200 $\pm$ 9	3,2	1,90 $\pm$ 0,20	1710 $\pm$ 40	56 ^{p,a,m,r}
WASP-76 b	1,8098820 $\pm$ 0,0000006	0,0330 $\pm$ 0,0005	1300 $\pm$ 40	170 $\pm$ 6	2,8	4,90 $\pm$ 0,40	2160 $\pm$ 50	59 ^p , 60 ^{a,m,r}
WASP-77 A b	1,3600285 $\pm$ 0,0000006	0,0234 $\pm$ 0,0004	880 $\pm$ 20	320 $\pm$ 10	3,4	1,80 $\pm$ 0,10	1680 $\pm$ 30	43 ^{p,a,m,r}
WASP-78 b	2,1751800 $\pm$ 0,0000050	0,0349 $\pm$ 0,0007	1400 $\pm$ 300	210 $\pm$ 100	2,9	8,00 $\pm$ 4,00	2400 $\pm$ 300	6 ^{p,m,r} , 2 ^a
WASP-79 b	3,6623920 $\pm$ 0,0000040	0,0519 $\pm$ 0,0008	1200 $\pm$ 100	160 $\pm$ 30	2,9	2,20 $\pm$ 0,40	1760 $\pm$ 80	61 ^p , 53 ^a , 6 ^{m,r}
WASP-80 b	3,0678523 $\pm$ 0,0000008	0,0340 $\pm$ 0,0010	710 $\pm$ 20	100 $\pm$ 7	3,1	6,30 $\pm$ 0,80	2300 $\pm$ 70	62 ^{p,a,m,r}
WASP-87 b	1,6827950 $\pm$ 0,0000020	0,0295 $\pm$ 0,0008	990 $\pm$ 40	410 $\pm$ 30	3,4	0,11 $\pm$ 0,01	830 $\pm$ 30	63 ^{p,a,m,r}
WASP-94 A b	3,9501900 $\pm$ 0,0000040	0,0550 $\pm$ 0,0010	1100 $\pm$ 90	9 $\pm$ 20	2,7	1,30 $\pm$ 0,20	1540 $\pm$ 70	6 ^{p,m,r} , 64 ^a
WASP-97 b	2,0727600 $\pm$ 0,0000010	0,0330 $\pm$ 0,0006	820 $\pm$ 40	260 $\pm$ 40	3,4	1,30 $\pm$ 0,20	1540 $\pm$ 60	6 ^{p,m,r} , 65 ^a
WASP-100 b	2,8493800 $\pm$ 0,0000080	0,0460 $\pm$ 0,0010	950 $\pm$ 100	240 $\pm$ 90	3,2	3,20 $\pm$ 0,70	1900 $\pm$ 100	6 ^{p,m,r} , 2 ^a
WASP-101 b	3,5857200 $\pm$ 0,0000040	0,0506 $\pm$ 0,0009	1000 $\pm$ 60	97 $\pm$ 20	2,8	1,40 $\pm$ 0,20	1570 $\pm$ 60	6 ^{p,m,r} , 2 ^a
WASP-103 b	0,9255400 $\pm$ 0,0000200	0,0199 $\pm$ 0,0002	1100 $\pm$ 40	280 $\pm$ 20	3,2	9,00 $\pm$ 1,00	2500 $\pm$ 80	66 ^{p,a,m,r}

Tabela A.1 – continuação da página anterior

Exoplaneta	P (dias)	a (UA)	M_p (g) $\times 10^{28}$	R_p (cm) $\times 10^7$	$\log g$ (dex ¹)	F_{inc} (erg/s/cm ²) $\times 10^9$	T_{eq} (K)	Referências
WASP-104 b	$1,7554140 \pm 0,0000030$	$0,0292 \pm 0,0005$	810 ± 30	240 ± 9	3,4	$1,20 \pm 0,10$	1530 ± 40	$67^{p,a,m,r}$
WASP-121 b	$1,2749250 \pm 0,0000001$	$0,0260 \pm 0,0005$	1300 ± 30	220 ± 10	2,9	$8,30 \pm 0,80$	2460 ± 60	$68^{p,a,m,r}$
WASP-127 b	$4,1780620 \pm 0,0000007$	$0,0480 \pm 0,0010$	940 ± 20	31 ± 4	2,4	$0,94 \pm 0,07$	1430 ± 30	$69^{p,a,m,r}$
WASP-131 b	$5,3220230 \pm 0,0000050$	$0,0607 \pm 0,0009$	870 ± 40	51 ± 4	2,7	$1,03 \pm 0,09$	1460 ± 30	$70^{p,a,m,r}$
XO-1 b	$3,9415300 \pm 0,0000300$	$0,0488 \pm 0,0005$	820 ± 50	160 ± 20	3,2	$0,44 \pm 0,05$	1180 ± 30	$6^{p,m,r}, 71^a$
XO-2 N b	2,6158618	$0,0368 \pm 0,0006^*$	710 ± 9	110 ± 5	3,2	$0,72 \pm 0,04$	1340 ± 20	$72^{p,a,m,r}$
XO-3 b	$3,1915000 \pm 0,0001000$	$0,0476 \pm 0,0005$	1000 ± 90	1400 ± 200	4,0	$2,20 \pm 0,30$	1770 ± 60	$6^{p,m,r}, 73^a$
XO-4 b	$4,1250800 \pm 0,0000040$	$0,0552 \pm 0,0003$	890 ± 60	270 ± 40	3,4	$1,40 \pm 0,20$	1580 ± 50	$6^{p,m,r}, 2^a$

(1) A unidade da gravidade superficial está em (cm/s²).

Referências: (1) [Barge et al. \(2008\)](#), (2) [Bonomo et al. \(2017\)](#), (3) [Gillon et al. \(2010\)](#), (4) [Nikolov et al. \(2014\)](#), (5) [Ment et al. \(2018\)](#), (6) [Stassun et al. \(2017\)](#), (7) [Chan et al. \(2011\)](#), (8) [Torres et al. \(2008\)](#), (9) [Wong et al. \(2016\)](#), (10) [Hartman et al. \(2009\)](#), (11) [Winn et al. \(2010\)](#), (12) [Buhler et al. \(2016\)](#), (13) [Winn et al. \(2011\)](#), (14) [Kang et al. \(2024\)](#), (15) [Hartman et al. \(2011\)](#), (16) [Bakos et al. \(2011\)](#), (17) [Béky et al. \(2011\)](#), (18) [Turner et al. \(2016\)](#), (19) [Wang et al. \(2019\)](#), (20) [Sato et al. \(2012\)](#), (21) [Hartman et al. \(2012\)](#), (22) [Rosenthal et al. \(2021\)](#), (23) [Siverd et al. \(2012\)](#), (24) [Eastman et al. \(2016\)](#), (25) [Bieryla et al. \(2015\)](#), (26) [Esteves et al. \(2015\)](#), (27) [Désert et al. \(2011b\)](#), (28) [Collins et al. \(2017\)](#), (29) [Kipping & Bakos \(2011\)](#), (30) [Sozzetti et al. \(2009\)](#), (31) [Maciejewski et al. \(2014\)](#), (32) [Addison et al. \(2019\)](#), (33) [Rostron et al. \(2014\)](#), (34) [Bouma et al. \(2019\)](#), (35) [Gillon et al. \(2009\)](#), (36) [Southworth et al. \(2011\)](#), (37) [Johnson et al. \(2009\)](#), (38) [Chakrabarty & Sengupta \(2019\)](#), (39) [Barros et al. \(2012\)](#), (40) [Raetz et al. \(2015\)](#), (41) [Southworth et al. \(2013\)](#), (42) [Anderson et al. \(2011a\)](#), (43) [Cortés-Zuleta et al. \(2020\)](#), (44) [Street et al. \(2010\)](#), (45) [Smalley et al. \(2010\)](#), (46) [Anderson et al. \(2011b\)](#), (47) [Mancini et al. \(2016\)](#), (48) [Carter et al. \(2024\)](#), (49) [Faedi et al. \(2011\)](#), (50) [Hellier et al. \(2011\)](#), (51) [Ciceri et al. \(2016\)](#), (52) [Enoch et al. \(2011\)](#), (53) [Brown et al. \(2017\)](#), (54) [Hellier et al. \(2012\)](#), (55) [Gillon et al. \(2013\)](#), (56) [Gómez Maqueo Chew et al. \(2013\)](#), (57) [Anderson et al. \(2014\)](#), (58) [Mancini et al. \(2019\)](#), (59) [Ehrenreich et al. \(2020\)](#), (60) [West et al. \(2016\)](#), (61) [Gressier et al. \(2023\)](#), (62) [Triaud et al. \(2015\)](#), (63) [Addison et al. \(2016\)](#), (64) [Neveu-VanMalle et al. \(2014\)](#), (65) [Hellier et al. \(2014\)](#), (66) [Gillon et al. \(2014\)](#), (67) [Smith et al. \(2014\)](#), (68) [Bourrier et al. \(2020\)](#), (69) [Seidel et al. \(2020\)](#), (70) [Hellier et al. \(2017\)](#), (71) [Southworth \(2012\)](#), (72) [Crouzet et al. \(2012\)](#), (73) [Johns-Krull et al. \(2008\)](#).

Apêndice B

Parâmetros estelares

TABELA B.1. Parâmetros estelares para as 95 estrelas hospedeiras da amostra. Destacamos as estrelas com modelos BT-Settl interpolados com símbolo ✓ na coluna “Interpolação”, enquanto as demais representamos com a letra X. Para as temperaturas efetivas das estrelas que tiveram os modelos interpolados, mas não tinham incertezas disponíveis na literatura, utilizamos o valor médio dos erros do restante da amostra e indicamos com o sobrescrito *. Indicamos as referências para cada parâmetro com os sobrescritos: t para a temperatura efetiva (T_{ef}), g para a gravidade superficial ($\log g$), m para a metalicidade ($[\text{Fe}/\text{H}]$) e r para o raio da estrela (R_*).

Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex ¹)	$[\text{Fe}/\text{H}]$ (dex)	R_* ($R_{\odot}$)	Referências	Interpolação
CoRoT-1	6000 ± 150	4,20 ± 0,30	-0,300 ± 0,300	1,11 ± 0,05	$1^{t,g,m,r}$	✓
CoRoT-2	5600 ± 120	4,53 ± 0,02	0,040 ± 0,050	0,91 ± 0,03	$2^{t,r}, 3^g, 4^m$	✓
HAT-P-1	5980 ± 50	4,36 ± 0,01	0,130 ± 0,008	1,17 ± 0,03	$5^{t,g,m,r}$	✓
HAT-P-2	6380 ± 90*	4,16 ± 0,02	0,180	1,39 ± 0,09	$6^{t,m,r}, 7^g$	✓
HAT-P-3	5180 ± 80	4,56 ± 0,03	0,270	0,87 ± 0,06	$7^{t,g,m,r}$	✓
HAT-P-4	5860 ± 90*	4,14 ± 0,02	0,240 ± 0,080	1,62 ± 0,06	$8^t, 9^g, 10^m, 11^r$	✓
HAT-P-5	6000 ± 100	4,37 ± 0,03	0,240	1,12 ± 0,09	$7^{t,g,m,r}$	✓
HAT-P-6	6570 ± 80	4,22 ± 0,03	-0,130	1,60 ± 0,20	$7^{t,g,m,r}$	✓
HAT-P-7	6390 ± 20	4,07 ± 0,06	0,260	2,00 ± 0,30	$7^{t,g,m,r}$	✓
HAT-P-8	6200 ± 80	4,15 ± 0,03	0,010	1,60 ± 0,20	$7^{t,g,m,r}$	✓
HAT-P-12	4650 ± 60	4,61 ± 0,01	-0,290 ± 0,050	0,70 ± 0,02	$12^{t,g,m,r}$	✓
HAT-P-13	5650 ± 90	4,13 ± 0,04	0,460 ± 0,070	1,76 ± 0,05	$10^t, 13^g, 14^m, 15^r$	✓
HAT-P-19	5000 ± 100	4,54 ± 0,05	0,230 ± 0,080	0,82 ± 0,05	$16^{t,g,m,r}$	✓
HAT-P-20	4600 ± 80	4,63 ± 0,02	0,350 ± 0,080	0,69 ± 0,02	$17^{t,g,m}, 18^r$	✓
HAT-P-22	5300 ± 80	4,36 ± 0,04	0,240	1,11 ± 0,05	$7^{t,g,m,r}$	X
HAT-P-23	5900 ± 80	4,33 ± 0,05	0,150 ± 0,040	1,00 ± 0,20	$7^{t,r}, 17^g, 18^m$	✓
HAT-P-30	6300 ± 90	4,40 ± 0,30	0,130	1,30 ± 0,10	$7^{t,g,m,r}$	✓
HAT-P-32	6000 ± 90	4,22 ± 0,04	-0,160 ± 0,080	1,37 ± 0,03	$19^{t,g,m,r}$	✓
HAT-P-33	6450 ± 90	4,15 ± 0,01	0,050	1,80 ± 0,50	$7^{t,g,m,r}$	X
HAT-P-38	5330 ± 90*	4,37 ± 0,08	0,100 ± 0,100	0,92 ± 0,10*	$20^{t,r}, 21^g, 10^m$	✓
HAT-P-40	6100 ± 100	3,93 ± 0,02	0,220	1,90 ± 0,20	$7^{t,g,m,r}$	X
HAT-P-41	6400 ± 100	4,14 ± 0,02	0,210	2,00 ± 0,50	$7^{t,g,m,r}$	X
HD 149026	6180 ± 20	4,37 ± 0,04	0,320	1,41 ± 0,03	$7^{t,g,m,r}$	✓
HD 189733	5050 ± 20	4,49 ± 0,05	-0,020	0,75 ± 0,01	$7^{t,g,m,r}$	✓

Tabela B.1 – continuação da página anterior

Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex ¹)	[Fe/H] (dex)	$R_{\star}$ ($R_{\odot}$)	Referências	Interpolação
HD 209458	6090 ± 10	4,45 ± 0,02	0,010	1,19 ± 0,02	7 ^{t,g,m,r}	✓
KELT-1	6518	4,20 ± 0,10	0,131 ± 0,009	1,46 ± 0,10*	22 ^{t,r} , 21 ^{g,m}	X
KELT-2 A	6330 ± 80	4,50	0,000	1,90 ± 0,10	7 ^{t,g,m,r}	✓
KELT-3	6300 ± 50	4,20 ± 0,03	0,050	1,70 ± 0,10	7 ^{t,g,m,r}	✓
KELT-4	6210 ± 80	4,11 ± 0,01	-0,120 ± 0,070	1,60 ± 0,04	23 ^{t,g,m,r}	X
KELT-7	6770 ± 10	4,50	0,000	1,81 ± 0,07	7 ^{t,g,m,r}	✓
Kepler-5	6300 ± 60	4,00 ± 0,10	0,040 ± 0,060	1,79 ± 0,05	24 ^{t,g,m,r}	✓
Kepler-6	5650 ± 40	4,24 ± 0,01	0,340 ± 0,040	1,39 ± 0,02	24 ^{t,g,m,r}	✓
Kepler-12	6000 ± 100	4,17 ± 0,02	0,070 ± 0,040	1,48 ± 0,03	24 ^{t,g,m,r}	✓
Kepler-13 A	7600 ± 200	4,10 ± 0,10	0,200 ± 0,200	1,74 ± 0,04	24 ^{t,m,r} , 25 ^g	X
Kepler-17	5780 ± 80	4,45	0,300 ± 0,100	1,01 ± 0,10*	21 ^{t,g,m,r}	✓
Qatar-1	5010 ± 90	4,55 ± 0,01	0,200 ± 0,100	0,80 ± 0,02	26 ^{t,g,m,r}	✓
TrES-1	5230 ± 50	4,57 ± 0,01	0,020	0,85 ± 0,05	7 ^{t,g,m,r}	✓
TrES-2	5850 ± 50	4,43 ± 0,02	-0,150	1,12 ± 0,07	7 ^{t,g,m,r}	✓
TrES-3	5650 ± 90*	4,40 ± 0,10	-0,190 ± 0,080	0,83 ± 0,02	27 ^{t,g,m,r}	✓
TrES-4	6200 ± 80	4,06 ± 0,02	0,140	1,70 ± 0,20	7 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-1	6110 ± 50	4,21 ± 0,05	0,170 ± 0,050	1,47 ± 0,02	28 ^{t,g} , 4 ^m , 29 ^r	✓
WASP-2	5200 ± 190	4,51 ± 0,02	0,100 ± 0,200	0,87 ± 0,03	30 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-3	6400 ± 100	4,25 ± 0,05	0,000	1,40 ± 0,10	7 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-4	5400 ± 90	4,50 ± 0,10	-0,100 ± 0,200	0,89 ± 0,03	31 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-5	5700 ± 100	4,40 ± 0,04	0,090 ± 0,090	1,03 ± 0,06	32 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-6	5450 ± 100	4,60 ± 0,20	-0,200	0,73 ± 0,07	7 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-7	6400 ± 100	4,23 ± 0,05	0,000 ± 0,100	1,43 ± 0,09	33 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-8	5600 ± 80	4,50 ± 0,10	0,170	1,03 ± 0,04	7 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-10	4680 ± 90*	4,63 ± 0,01	0,050 ± 0,080	0,70 ± 0,10*	34 ^{t,r} , 13 ^g , 14 ^m	✓
WASP-12	6400 ± 140	4,16 ± 0,01	0,070 ± 0,070	1,66 ± 0,05	35 ^{t,r} , 26 ^g , 14 ^m	✓
WASP-13	5950 ± 70	4,10 ± 0,10	0,000	1,40 ± 0,20	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-14	6500 ± 100	4,10 ± 0,20	0,000	1,40 ± 0,08	7 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-15	6300 ± 100	4,40 ± 0,20	-0,170	1,50 ± 0,40	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-16	5700 ± 200	4,49 ± 0,04	0,010	1,14 ± 0,09	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-17	6600 ± 100	4,20 ± 0,20	-0,250	1,50 ± 0,20	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-18	6430 ± 50	4,31 ± 0,03	0,107 ± 0,050	1,32 ± 0,06	36 ^{t,g,m} , 37 ^r	✓
WASP-19	5620 ± 70	4,42 ± 0,02	0,000 ± 0,300	1,01 ± 0,03	36 ^{t,g,m} , 37 ^r	✓
WASP-24	6100 ± 100	4,30 ± 0,20	0,000	1,40 ± 0,20	7 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-26	6030 ± 30	4,44 ± 0,06	0,160	1,20 ± 0,20	7 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-31	6302	4,31 ± 0,08	-0,200 ± 0,090	1,25 ± 0,03	36 ^{t,r} , 21 ^g , 10 ^m	X
WASP-33	7400 ± 100	4,25 ± 0,08	0,100	1,44 ± 0,03	35 ^{t,r} , 21 ^g , 38 ^m	X
WASP-36	6000 ± 100	4,49 ± 0,01	-0,300 ± 0,100	0,99 ± 0,01	39 ^{t,g,m,r}	X
WASP-39	5400 ± 90*	4,45 ± 0,01	0,010 ± 0,090	0,90 ± 0,02	40 ^{t,r} , 41 ^{g,m}	✓
WASP-43	4400 ± 90*	4,50 ± 0,10	-0,000 ± 0,200	0,60 ± 0,04	42 ^{t,r} , 21 ^g , 43 ^m	✓
WASP-46	5600	4,49 ± 0,01	-0,300	0,86 ± 0,03	44 ^{t,g,m,r}	X
WASP-48	5900 ± 200	4,03 ± 0,03	-0,120	1,60 ± 0,20	7 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-49	5600 ± 200	4,50 ± 0,10	-0,230	0,97 ± 0,09	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-62	6230 ± 80	4,40 ± 0,10	0,040	1,23 ± 0,08	7 ^{t,g,m,r}	X

Tabela B.1 – continuação da página anterior

Estrela	T_{ef} (K)	$\log g$ (dex ¹)	[Fe/H] (dex)	$R_{\star}$ ($R_{\odot}$)	Referências	Interpolação
WASP-63	5600 ± 100	4,01 ± 0,03	0,080	1,90 ± 0,20	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-64	5400 ± 100	4,39 ± 0,02	-0,100 ± 0,100	1,06 ± 0,03	45 ^{t,g,m,r}	X
WASP-65	5600 ± 100	4,40 ± 0,02	-0,070 ± 0,070	1,01 ± 0,05	46 ^{t,g,m,r}	X
WASP-67	5200 ± 200	4,40 ± 0,20	-0,070	0,88 ± 0,08	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-69	4700 ± 50	4,50 ± 0,20	0,150	0,86 ± 0,03	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-72	6200 ± 100	4,09 ± 0,05	-0,060	2,20 ± 0,30	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-74	6000 ± 100	4,39 ± 0,07	0,390	1,40 ± 0,10	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-75	6100 ± 100	4,29 ± 0,02	0,070 ± 0,090	1,26 ± 0,04	46 ^{t,g,m,r}	X
WASP-76	6200 ± 100	4,20 ± 0,10	0,370 ± 0,050	1,73 ± 0,04	47 ^{t,r} , 48 ^{g,m}	X
WASP-77 A	5620 ± 70	4,48 ± 0,02	-0,100 ± 0,100	0,91 ± 0,02	37 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-78	6100 ± 200	4,10 ± 0,20	-0,350	2,50 ± 0,60	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-79	6600 ± 100	4,20 ± 0,20	0,000 ± 0,100	1,60 ± 0,10	7 ^{t,r} , 49 ^{g,m}	X
WASP-80	4140 ± 90	4,66 ± 0,02	-0,100 ± 0,200	0,59 ± 0,02	50 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-87	6400 ± 100	4,30 ± 0,20	-0,400 ± 0,100	1,63 ± 0,06	51 ^{t,r} , 52 ^g , 53 ^m	X
WASP-94 A	6170 ± 80	4,27 ± 0,07	0,260	1,50 ± 0,10	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-97	5600 ± 100	4,45 ± 0,08	0,230	1,08 ± 0,06	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-100	6900 ± 100	4,40 ± 0,20	-0,030	1,60 ± 0,20	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-101	6400 ± 100	4,31 ± 0,08	0,200	1,31 ± 0,08	7 ^{t,g,m,r}	X
WASP-103	6100 ± 200	4,20 ± 0,10	0,100 ± 0,100	1,44 ± 0,04	54 ^{t,g,m,r}	✓
WASP-104	5500 ± 100	4,50 ± 0,02	0,320 ± 0,090	0,96 ± 0,03	55 ^{t,g,m,r}	X
WASP-121	6800 ± 100	4,24 ± 0,01	0,130 ± 0,090	1,46 ± 0,03	21 ^{t,r} , 56 ^g , 57 ^m	X
WASP-127	5620 ± 80	4,18 ± 0,01	-0,190 ± 0,010	1,33 ± 0,03	58 ^{t,g} , 21 ^m , 59 ^r	X
WASP-131	6030 ± 90	4,09 ± 0,03	-0,180 ± 0,080	1,53 ± 0,05	60 ^{t,g,m,r}	X
XO-1	5750 ± 80	4,51 ± 0,02	0,020	0,88 ± 0,05	7 ^{t,g,m,r}	✓
XO-2 N	5340 ± 50	4,43 ± 0,01	0,430 ± 0,050	0,99 ± 0,01	4 ^t , 61 ^{g,r} , 10 ^m	✓
XO-3	6430 ± 50	3,95 ± 0,06	-0,180	1,50 ± 0,10	7 ^{t,g,m,r}	✓
XO-4	6400 ± 70	4,18 ± 0,03	-0,040	1,45 ± 0,09	7 ^{t,g,m,r}	✓

(1) A unidade da gravidade superficial está em (cm/s²).

Referências: (1) [Barge et al. \(2008\)](#), (2) [Gillon et al. \(2010\)](#), (3) [Southworth \(2011\)](#), (4) [Southworth \(2012\)](#), (5) [Nikolov et al. \(2014\)](#), (6) [Ment et al. \(2018\)](#), (7) [Stassun et al. \(2017\)](#), (8) [Torres et al. \(2008\)](#), (9) [Kovács et al. \(2007\)](#), (10) [Bonomo et al. \(2017\)](#), (11) [Winn et al. \(2011\)](#), (12) [Hartman et al. \(2009\)](#), (13) [Knutson et al. \(2014\)](#), (14) [Sada & Ramón-Fox \(2016\)](#), (15) [Buhler et al. \(2016\)](#), (16) [Hartman et al. \(2011\)](#), (17) [Bakos et al. \(2011\)](#), (18) [Béky et al. \(2011\)](#), (19) [Wang et al. \(2019\)](#), (20) [Sato et al. \(2012\)](#), (21) [Stassun et al. \(2019\)](#), (22) [Siverd et al. \(2012\)](#), (23) [Eastman et al. \(2016\)](#), (24) [Esteves et al. \(2015\)](#), (25) [Morton et al. \(2016\)](#), (26) [Collins et al. \(2017\)](#), (27) [Sozzetti et al. \(2009\)](#), (28) [Southworth \(2010\)](#), (29) [Maciejewski et al. \(2014\)](#), (30) [Addison et al. \(2019\)](#), (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) [Anderson et al. \(2011b\)](#), (37) [Cortés-Zuleta et al. \(2020\)](#), (38) [Zhang et al. \(2018\)](#), (39) [Mancini et al. \(2016\)](#), (40) [Faedi et al. \(2011\)](#), (41) [Mancini et al. \(2018\)](#), (42) [Hellier et al. \(2011\)](#), (43) [Esposito et al. \(2017\)](#), (44) [Ciceri et al. \(2016\)](#), (45) [Gillon et al. \(2013\)](#), (46) [Gómez Maqueo Chew et al. \(2013\)](#), (47) [West et al. \(2016\)](#), (48) [Ehrenreich et al. \(2020\)](#), (49) [Gressier et al. \(2023\)](#), (50) [Triaud et al. \(2015\)](#), (51) [Addison et al. \(2016\)](#), (52) [Kokori et al. \(2023\)](#), (53) [Anderson et al. \(2014\)](#), (54) [Gillon et al. \(2014\)](#), (55) [Smith et al. \(2014\)](#), (56) [Delrez et al. \(2016\)](#), (57) [Mikal-Evans et al. \(2019\)](#), (58) [Lam et al. \(2017\)](#), (59) [Seidel et al. \(2020\)](#), (60) [Hellier et al. \(2017\)](#), (61) [Crouzet et al. \(2012\)](#).

Apêndice C

Parâmetros para o cálculo do índice empírico

TABELA C.1. Parâmetros usados no cálculo do índice empírico para as 5 bandas consideradas: Ks , 3,6, 4,5, 5,8 e 8,0 μm (Spitzer). Os sobrescritos a , b , c , d , e e f nas referências correspondem aos parâmetros $\Delta F/F$ (Ks), $\Delta F/F$ (3,6 μm), $\Delta F/F$ (4,5 μm), $\Delta F/F$ (5,8 μm), $\Delta F/F$ (8,0 μm) e R_p/R_* , respectivamente. Os erros médios calculados com a média das incertezas do restante da amostra estão indicados com uma estrela.

Exoplaneta	$\Delta F/F$ (Ks)	$\Delta F/F$ (3,6 μm)	$\Delta F/F$ (4,5 μm)	$\Delta F/F$ (5,8 μm)	$\Delta F/F$ (8,0 μm)	R_p/R_*	Referências
CoRoT-1 b	...	0,00420 $\pm$ 0,00040	0,00480 $\pm$ 0,00040	...	...	0,13900 $\pm$ 0,00200	1 ^{b,c} , 2 ^f
CoRoT-2 b	...	0,00360 $\pm$ 0,00020	0,00500 $\pm$ 0,00020	...	0,00400 $\pm$ 0,00100	0,16820 $\pm$ 0,00080	1 ^{b,c} , 3 ^e , 4 ^f
HAT-P-1 b	0,0011 $\pm$ 0,0003	0,00080 $\pm$ 0,00008	0,00140 $\pm$ 0,00020	0,0020 $\pm$ 0,0003	0,00240 $\pm$ 0,00040	0,11800 $\pm$ 0,00020	5 ^a , 6 ^{b,c,d,e} , 7 ^f
HAT-P-2 b	...	0,00114 $\pm$ 0,00009	0,00116 $\pm$ 0,00008	...	0,00189 $\pm$ 0,00007	0,06780 $\pm$ 0,00020	8 ^{b,c,e} , 9 ^f
HAT-P-3 b	...	0,00110 $\pm$ 0,00020	0,00090 $\pm$ 0,00010	...	...	0,10900 $\pm$ 0,00100	10 ^{b,c} , 11 ^f
HAT-P-4 b	...	0,00140 $\pm$ 0,00020	0,00120 $\pm$ 0,00010	...	...	0,08200 $\pm$ 0,00040	10 ^{b,c} , 12 ^f
HAT-P-5 b	...	0,00090 $\pm$ 0,00020	0,00150 $\pm$ 0,00030	...	...	0,11060 $\pm$ 0,00060	13 ^{b,c} , 12 ^f
HAT-P-6 b	...	0,00117 $\pm$ 0,00008	0,00106 $\pm$ 0,00006	...	...	0,09340 $\pm$ 0,00050	14 ^{b,c} , 15 ^f
HAT-P-7 b	...	0,00100 $\pm$ 0,00020	0,00160 $\pm$ 0,00020	0,0025 $\pm$ 0,0003	0,00220 $\pm$ 0,00050	0,07540 $\pm$ 0,00001	16 ^{b,c,d,e} , 17 ^f
HAT-P-8 b	...	0,00131 $\pm$ 0,00009	0,00111 $\pm$ 0,00008	...	...	0,09530 $\pm$ 0,00090	14 ^{b,c} , 18 ^f
HAT-P-12 b	...	0,00040	0,00080	...	...	0,14100 $\pm$ 0,00100	10 ^{b,c} , 19 ^f
HAT-P-13 b	...	0,00080 $\pm$ 0,00010	0,00110 $\pm$ 0,00010	...	...	0,08390 $\pm$ 0,00080	20 ^{b,c} , 21 ^f
HAT-P-19 b	...	0,00070 $\pm$ 0,00020	0,00070 $\pm$ 0,00020	...	...	0,14200 $\pm$ 0,00200	22 ^{b,c} , 23 ^f
HAT-P-20 b	...	0,00055 $\pm$ 0,00008	0,00140 $\pm$ 0,00010	...	...	0,12800 $\pm$ 0,00200	24 ^{b,c} , 25 ^f
HAT-P-23 b	0,0023 $\pm$ 0,0005	0,00250 $\pm$ 0,00020	0,00310 $\pm$ 0,00030	...	...	0,11620 $\pm$ 0,00080	26 ^{a,b,c} , 27 ^f
HAT-P-30 b	...	0,00160 $\pm$ 0,00010	0,00180 $\pm$ 0,00020	...	...	0,11100 $\pm$ 0,00200	20 ^{b,c} , 28 ^f
HAT-P-32 b	0,0018 $\pm$ 0,0006	0,00360 $\pm$ 0,00020	0,00440 $\pm$ 0,00020	...	...	0,14890 $\pm$ 0,00060	29 ^{a,b,c} , 30 ^f
HAT-P-38 b	...	0,00070 $\pm$ 0,00020	0,00091	...	...	0,09200 $\pm$ 0,00200	13 ^{b,c} , 31 ^f
HD 149026 b	...	0,00040 $\pm$ 0,00003	0,00034 $\pm$ 0,00006	0,0004 $\pm$ 0,0001	0,00052 $\pm$ 0,00006	0,05420 $\pm$ 0,00080	32 ^{b,c,d,e} , 33 ^f
HD 189733 b	...	0,00147 $\pm$ 0,00004	0,00179 $\pm$ 0,00004	...	0,00338 $\pm$ 0,00005	0,15530 $\pm$ 0,00010	34 ^{b,c} , 35 ^d , 36 ^f
HD 209458 b	...	0,00106 $\pm$ 0,00007	0,00130 $\pm$ 0,00010	0,0030 $\pm$ 0,0004	0,00240 $\pm$ 0,00030	0,12090 $\pm$ 0,00010	37 ^{b,c} , 38 ^{d,e} , 39 ^f

Tabela C.1 – continuação da página anterior

Exoplaneta	$\Delta F/F$ (Ks)	$\Delta F/F$ (3,6 μm)	$\Delta F/F$ (4,5 μm)	$\Delta F/F$ (5,8 μm)	$\Delta F/F$ (8,0 μm)	$R_p/R_\star$	Referências
KELT-2 A b	0,0011 $\pm$ 0,0002	0,00065 $\pm$ 0,00004	0,00068 $\pm$ 0,00005	...	...	0,07100 $\pm$ 0,00500	40 ^{a,f} , 20 ^{b,c}
KELT-3 b	...	0,00180 $\pm$ 0,00010	0,00170 $\pm$ 0,00010	...	...	0,09400 $\pm$ 0,00100	20 ^{b,c} , 41 ^f
KELT-7 b	0,0004 $\pm$ 0,0001	0,00169 $\pm$ 0,00005	0,00190 $\pm$ 0,00006	...	...	0,09220 $\pm$ 0,00040	40 ^a , 20 ^{b,c} , 42 ^f
Kepler-5 b	0,0008 $\pm$ 0,0003	0,00100 $\pm$ 0,00020	0,00110 $\pm$ 0,00020	...	...	0,08000 $\pm$ 0,00010	40 ^a , 43 ^{b,c} , 44 ^f
Kepler-6 b	...	0,00070 $\pm$ 0,00030	0,00150 $\pm$ 0,00020	...	...	0,09420 $\pm$ 0,00010	43 ^{b,c} , 44 ^f
Kepler-12 b	...	0,00140 $\pm$ 0,00020	0,00120 $\pm$ 0,00030	...	...	0,11890 $\pm$ 0,00010	45 ^{b,c} , 44 ^f
Kepler-17 b	...	0,00250 $\pm$ 0,00030	0,00310 $\pm$ 0,00040	...	...	0,13030 $\pm$ 0,00020	46 ^{b,c,f}
Qatar-1 b	...	0,00150 $\pm$ 0,00050	0,00290 $\pm$ 0,00040	...	...	0,14630 $\pm$ 0,00060	20 ^{b,c} , 47 ^f
TrES-1 b	...	0,00080 $\pm$ 0,00020	0,00090 $\pm$ 0,00020	0,0016 $\pm$ 0,0004	0,00210 $\pm$ 0,00040	0,13580 $\pm$ 0,00030	48 ^{b,c,d,e} , 12 ^f
TrES-2 b	0,0006 $\pm$ 0,0001	0,00130 $\pm$ 0,00020	0,00230 $\pm$ 0,00020	0,0020 $\pm$ 0,0005	0,00359 $\pm$ 0,00060	0,12540 $\pm$ 0,00020	49 ^a , 50 ^{b,c,d,e} , 51 ^f
TrES-3 b	0,0013 $\pm$ 0,0002	0,00350 $\pm$ 0,00040	0,00370 $\pm$ 0,00050	0,0040 $\pm$ 0,0010	0,00480 $\pm$ 0,00050	0,16600 $\pm$ 0,00200	52 ^a , 53 ^{b,c,d,e} , 54 ^f
TrES-4 b	0,0020 $\pm$ 0,0009	0,00140 $\pm$ 0,00010	0,00150 $\pm$ 0,00020	0,0026 $\pm$ 0,0006	0,00320 $\pm$ 0,00040	0,10450 $\pm$ 0,00070	40 ^a , 55 ^{b,c,d,e} , 56 ^f
WASP-1 b	...	0,00180 $\pm$ 0,00020	0,00220 $\pm$ 0,00020	0,0027 $\pm$ 0,0006	0,00470 $\pm$ 0,00050	0,10360 $\pm$ 0,00070	57 ^{b,c,d,e} , 58 ^f
WASP-2 b	0,0007	0,00080 $\pm$ 0,00040	0,00170 $\pm$ 0,00020	0,0019 $\pm$ 0,0008	0,00280 $\pm$ 0,00060	0,12800 $\pm$ 0,00100	59 ^a , 57 ^{b,c,d,e} , 60 ^f
WASP-3 b	...	0,00210 $\pm$ 0,00030	0,00280 $\pm$ 0,00010	...	0,00330 $\pm$ 0,00070	0,11000 $\pm$ 0,01000	61 ^{b,c,e} , 62 ^f
WASP-4 b	...	0,00320 $\pm$ 0,00030	0,00340 $\pm$ 0,00030	...	...	0,15200 $\pm$ 0,00040	63 ^{b,c} , 64 ^f
WASP-5 b	0,0020 $\pm$ 0,0002	0,00200 $\pm$ 0,00030	0,00240 $\pm$ 0,00020	...	...	0,11100 $\pm$ 0,00010	59 ^a , 65 ^{b,c} , 66 ^f
WASP-6 b	...	0,00090 $\pm$ 0,00020	0,00120 $\pm$ 0,00020	...	...	0,14600 $\pm$ 0,00100	22 ^{b,c} , 67 ^f
WASP-7 b	...	0,00070 $\pm$ 0,00020	0,00070 $\pm$ 0,00010	...	...	0,09600 $\pm$ 0,00200	13 ^{b,c} , 68 ^f
WASP-8 b	...	0,00110 $\pm$ 0,00020	0,00069 $\pm$ 0,00007	...	0,00090 $\pm$ 0,00020	0,11300 $\pm$ 0,00100	69 ^{b,c,e} , 70 ^f
WASP-10 b	...	0,00100 $\pm$ 0,00020	0,00130 $\pm$ 0,00020	...	...	0,15920 $\pm$ 0,00080	22 ^{b,c} , 71 ^f
WASP-12 b	0,0030 $\pm$ 0,0001	0,00420 $\pm$ 0,00020	0,00400 $\pm$ 0,00020	0,0070 $\pm$ 0,0006	0,00700 $\pm$ 0,00100	0,11700 $\pm$ 0,00020	72 ^a , 20 ^{b,c} , 73 ^{d,e} , 74 ^f
WASP-14 b	0,0017 $\pm$ 0,0003	0,00182 $\pm$ 0,00007	0,00216 $\pm$ 0,00009	...	0,00180 $\pm$ 0,00020	0,09420 $\pm$ 0,00040	40 ^a , 20 ^{b,c} , 75 ^e , 76 ^f

Tabela C.1 – continuação da página anterior

Exoplaneta	$\Delta F/F$ (Ks)	$\Delta F/F$ (3,6 μm)	$\Delta F/F$ (4,5 μm)	$\Delta F/F$ (5,8 μm)	$\Delta F/F$ (8,0 μm)	R_p/R_*	Referências
WASP-18 b	$0,0013 \pm 0,0003$	$0,00300 \pm 0,00020$	$0,00390 \pm 0,00020$	$0,0037 \pm 0,0003$	$0,00410 \pm 0,00020$	$0,10200 \pm 0,00100$	$59^a, 77^{b,c,d,e}, 78^f$
WASP-19 b	$0,0029 \pm 0,0002$	$0,00480 \pm 0,00020$	$0,00570 \pm 0,00030$	$0,0060 \pm 0,0010$	$0,00700 \pm 0,00100$	$0,14410 \pm 0,00050$	$79^a, 80^{b,c}, 81^{d,e}, 78^f$
WASP-24 b	...	$0,00160 \pm 0,00010$	$0,00200 \pm 0,00020$	...	...	$0,10040 \pm 0,00060$	$82^{b,c}, 83^f$
WASP-26 b	...	$0,00130 \pm 0,00010$	$0,00150 \pm 0,00020$	...	...	$0,10100 \pm 0,00200$	$84^{b,c}, 15^f$
WASP-39 b	...	$0,00090 \pm 0,00020$	$0,00100 \pm 0,00020$	...	...	$0,14600 \pm 0,00200$	$22^{b,c}, 28^f$
WASP-43 b	$0,0018 \pm 0,0003$	$0,00380 \pm 0,00010$	$0,00390 \pm 0,00020$	...	...	$0,15940 \pm 0,00040$	$79^a, 20^{b,c}, 85^f$
WASP-48 b	$0,0011 \pm 0,0003$	$0,00180 \pm 0,00010$	$0,00210 \pm 0,00020$	...	...	$0,09580 \pm 0,00080$	$26^{a,b,c}, 27^f$
WASP-77 A b	...	$0,00185 \pm 0,00009$	$0,00240 \pm 0,00010$	...	...	$0,13350 \pm 0,00070$	$20^{b,c}, 78^f$
WASP-80 b	...	$0,00050 \pm 0,00010$	$0,00094 \pm 0,00007$	...	...	$0,17140 \pm 0,00040$	$86^{b,c,f}$
WASP-103 b	...	$0,00330 \pm 0,00020$	$0,00460 \pm 0,00040$	...	...	$0,10900 \pm 0,00200$	$20^{b,c}, 87^f$
XO-1 b	...	$0,00086 \pm 0,00007$	$0,00122 \pm 0,00009$	$0,0026 \pm 0,0003$	$0,00210 \pm 0,00030$	$0,13260 \pm 0,00040$	$88^{b,c,d,e}, 12^f$
XO-2 N b	...	$0,00080 \pm 0,00020$	$0,00100 \pm 0,00020$	$0,0017 \pm 0,0004$	$0,00130 \pm 0,00050$	$0,10300 \pm 0,00040$	$89^{b,c,d,e}, 90^f$
XO-3 b	...	$0,00101 \pm 0,00004$	$0,00143 \pm 0,00006$	$0,0013 \pm 0,0005$	$0,00150 \pm 0,00040$	$0,08820 \pm 0,00040$	$91^{b,c,d,e}, 92^f$
XO-4 b	...	$0,00056 \pm 0,00009$	$0,00135 \pm 0,00009$	...	...	$0,08810 \pm 0,00070$	$14^{b,c}, 93^f$

Referências: (1) [Deming et al. \(2011\)](#), (2) [Barge et al. \(2008\)](#), (3) [Gillon et al. \(2010\)](#), (4) [Bruno et al. \(2016\)](#), (5) [de Mooij et al. \(2011\)](#), (6) [Todorov et al. \(2010\)](#), (7) [Nikolov et al. \(2014\)](#), (8) [Lewis et al. \(2013\)](#), (9) [Garai et al. \(2017\)](#), (10) [Todorov et al. \(2013\)](#), (11) [Nascimbeni et al. \(2011\)](#), (12) [Torres et al. \(2008\)](#), (13) [Wallack et al. \(2021\)](#), (14) [Todorov et al. \(2012\)](#), (15) [Albrecht et al. \(2012\)](#), (16) [Christiansen et al. \(2010\)](#), (17) [Morton et al. \(2016\)](#), (18) [Latham et al. \(2009\)](#), (19) [Hartman et al. \(2009\)](#), (20) [Garhart et al. \(2020\)](#), (21) [Winn et al. \(2010\)](#), (22) [Kammer et al. \(2015\)](#), (23) [Hartman et al. \(2011\)](#), (24) [Deming et al. \(2015\)](#), (25) [Bakos et al. \(2011\)](#), (26) [O’Rourke et al. \(2014\)](#), (27) [Ciceri et al. \(2015\)](#), (28) [Maciejewski et al. \(2016\)](#), (29) [Zhao et al. \(2014\)](#), (30) [Wang et al. \(2019\)](#), (31) [Sato et al. \(2012\)](#), (32) [Stevenson et al. \(2012\)](#), (33) [Carter et al. \(2009\)](#), (34) [Knutson et al. \(2012\)](#), (35) [Knutson et al. \(2007\)](#), (36) [Morello et al. \(2014\)](#), (37) [Evans et al. \(2015\)](#), (38) [Knutson et al. \(2008\)](#), (39) [del Burgo & Allende Prieto \(2016\)](#), (40) [Martoli et al. \(2018\)](#), (41) [Pepper et al. \(2013\)](#), (42) [Zhou et al. \(2016\)](#), (43) [Désert et al. \(2011a\)](#), (44) [Esteves et al. \(2015\)](#), (45) [Fortney et al. \(2011\)](#), (46) [Désert et al. \(2011b\)](#), (47) [Collins et al. \(2017\)](#), (48) [Cubillos et al. \(2014\)](#), (49) [Croll et al. \(2010a\)](#), (50)

O'Donovan et al. (2010), (51) Turner et al. (2016), (52) Croll et al. (2010b), (53) Fressin et al. (2010), (54) Sozzetti et al. (2009), (55) Knutson et al. (2009), (56) Sozzetti et al. (2015), (57) Wheatley et al. (2010), (58) Maciejewski et al. (2014), (59) Zhou et al. (2015), (60) Addison et al. (2019), (61) Rostron et al. (2014), (62) Christiansen et al. (2011), (63) Beerer et al. (2011), (64) Bouma et al. (2019), (65) Baskin et al. (2013), (66) Patel & Espinoza (2022), (67) Tregloan-Reed et al. (2015), (68) Southworth et al. (2011), (69) Cubillos et al. (2013), (70) Queloz et al. (2010), (71) Johnson et al. (2009), (72) Croll et al. (2015), (73) Stevenson et al. (2014b), (74) Chakrabarty & Sengupta (2019), (75) Bleic et al. (2013), (76) Wong et al. (2015), (77) Nymeyer et al. (2011), (78) Cortés-Zuleta et al. (2020), (79) Zhou et al. (2014), (80) Wong et al. (2016), (81) Anderson et al. (2013), (82) Smith et al. (2012), (83) Simpson et al. (2011), (84) Mahtani et al. (2013), (85) Hoyer et al. (2016), (86) Triaud et al. (2015), (87) Gillon et al. (2014), (88) Machalek et al. (2008), (89) Machalek et al. (2009), (90) Crouzet et al. (2012), (91) Machalek et al. (2010), (92) Wong et al. (2014), (93) Narita et al. (2010).