

MINISTÉRIO DA CIÊNCIA, TECNOLOGIA, INOVAÇÕES E COMUNICAÇÕES
OBSERVATÓRIO NACIONAL
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM ASTRONOMIA

DISSERTAÇÃO DE MESTRADO

CARACTERIZAÇÃO DE EXOPLANETAS
ROCHOSOS NA ZONA DE
HABITABILIDADE DAS ESTRELAS
HOSPEDEIRAS

MATIAS JAVIER GARCIA

RIO DE JANEIRO, NOVEMBRO DE 2016

Ministério da Ciência, Tecnologia, Inovações e Comunicações
Observatório Nacional
Programa de Pós-Graduação em Astronomia

Dissertação de Mestrado

Caracterização de exoplanetas rochosos na zona de habitabilidade das estrelas
hospedeiras

Matias Javier Garcia

Dissertação de Mestrado apresentada
ao Observatório Nacional do Rio de Ja-
neiro como parte dos requisitos para a
obtenção do grau de MESTRE em As-
tronomia.

Orientador: Dr. Marcelo Borges Fernandes
Co-Orientador: Dr. Fernando Virgilio Roig

Rio de Janeiro, Novembro de 2016

A Mercedes por seguirme en esta aventura,
y por todas las que faltan...

Agradecimentos

Agradeço principalmente à CAPES e a FAPERJ pelo financiamento ao longo deste trabalho, ao Brasil e ao ON por me abrir as suas portas e permitir o desenvolvimento deste trabalho.

Aos meus orientadores, Dr. Marcelo Borges Fernandes e o Dr. Fernando Roig, pelo conhecimento adquirido neste tempo e principalmente pelo apoio humano, muito obrigado.

A minha família, principalmente aos meus pais pelo apoio e amor recebido, e a Amelie, Eliana e Augusto, os amo.

A meus amigos Cintia, Alvaro, Eli, Ximena, Yoli, Fernando, Alex, Mario, Javier, Carmen que fizeram que a "*casa*" ficasse muito mais perto, por todos os momentos compartilhados e pelos que virão.

A meus novos amigos, Mario, Alex, Murilo, Diego, Cesar e a turma toda da geofísica.

Aos professores da pós-graduação pelos ensinamentos e orientações, e aos meus colegas e amigos da pós-graduação Sandro, Yoli, Cintia, Ximena, Cláudio, pela ajuda e discussões científicas que me ajudaram neste trabalho.

À Simone pela ajuda sempre nas questões burocráticas.

E por último mas nunca menos importante, à Mercedes, o meu amor, minha companheira, amiga, meu todo. Loviu.

Resumo

O objetivo principal deste mestrado é a busca de planetas astrobiologicamente interessantes através da caracterização física de exoplanetas rochosos que se encontram dentro da zona de habitabilidade (ZH) das suas estrelas hospedeiras. Assim, calculamos a ZH para uma amostra de 9 exoplanetas potencialmente rochosos, identificados pela missão Kepler, que orbitam estrelas simples e com parâmetros físicos e orbitais determinados na literatura. Para isso, fizemos uso de um modelo climático radiativo-convectivo (Koppa-rapu et al., 2014) e encontramos como resultados que 2 deles, Kepler 22-b e Kepler 298-b, encontram-se bem próximos do limite interior da ZH, e que 3 deles, Kepler 174-d, Kepler 186-f e Kepler 441-b, encontram-se próximos do limite exterior. Os planetas restantes da nossa amostra, Kepler 283-c, Kepler 440-b, Kepler 442-b e Kepler 443-b, encontram-se bem dentro da respectiva ZH. Por sua vez, através do modelo climático e com base na distancia à qual se encontram os planetas na ZH e nas luminosidades das estrelas hospedeiras, foi possível identificar o possível tipo de atmosfera (tipo Terra ou Marte) que os mesmos podem ter, além de limites para a temperatura e pressão superficiais.

Ainda que até o momento não tenha sido detectado nenhum planeta de tipo rochoso em sistemas binários, apresentamos também neste trabalho um método alternativo ao de Kaltenegger & Haghighipour (2013) e Haghighipour & Kaltenegger (2013) para o cálculo da ZH nesses sistemas. Nós verificamos que a ZH pode ser calculada a partir da determinação das raízes de um polinômio de quarta ordem, cujos coeficientes dependem das anomalias verdadeiras do planeta e da estrela secundária, da distância entre as estrelas, da excentricidade do sistema binário e dos limites da zona de habitabilidade assumidos para o sistema solar. Este método foi aplicado em 3 planetas circumbinários descobertos pela missão Kepler: Kepler 16, Kepler 47 e Kepler 453, e vimos que os nossos resultados estão em um bom acordo com a literatura.

Além disso, como sabemos com base no exemplo da Terra, um planeta para ser astrobiologicamente interessante tem que ser capaz de manter água em estado líquido na sua superfície por um período de tempo da ordem de bilhões de anos, de forma a permitir a origem e desenvolvimento da vida. Por isso, fizemos estudos sobre a estabilidade dinâmica daqueles planetas da nossa amostra, que se encontram em sistemas multi-planetários (Kepler 174, Kepler 186, Kepler 283 e Kepler 298) usando o integrador simplético SWIFT. Como resultado, encontramos algumas configurações orbitais nas quais Kepler 174-d, Kepler 186-f e Kepler 283-c, permanecem dentro da ZH pelo tempo total da simulação.

Nós concluímos que os planetas Kepler 442-b, Kepler 443-b e Kepler 186-f seriam os planetas mais astrobiologicamente interessantes da nossa amostra, pois pelas suas características físicas, eles podem ser rochosos e encontram-se dentro da ZH das suas estrelas. No caso de Kepler 442-b e Kepler 443-b é mais provável que tenham atmosferas do tipo Terra, com temperaturas superficiais de 240-320 K e 240-280 K, respectivamente e com uma pressão na superfície de $\sim 1,4$ e $\sim 5,6$ bar, respectivamente. Já Kepler 186-f provavelmente tem uma atmosfera do tipo Marte, com uma temperatura superficial maior do que 273 K e pressão superficial de 7,23 bar. Nesses planetas, devido ao intervalo de temperaturas, pode existir água em estado líquido nas suas superfícies, mesmo com pressões mais altas do que na Terra. Entretanto, é necessário analisar o diagrama de fase da água para podermos confirmar essa hipótese.

Como um passo futuro, pretendemos explorar se esses planetas poderiam ter atmosferas com outras composições químicas. Uma possibilidade será a utilização do modelo atmosférico PHOENIX (Allard et al., 2012) para tentarmos obter espectros teóricos pre-

vendo ou não a possibilidade de bioassinaturas nas suas atmosferas, indicando cenários astrobiologicamente interessantes.

Palavras chaves: exoplanetas; atmosferas planetárias; zona de habitabilidade, estabilidade planetária

Abstract

The main objective of this work is the search of astrobiologically interesting planets through the physical characterization of rocky exoplanets within the habitable zone (HZ) of their host stars. To do this, we calculated the HZ for a sample of 9 potentially rocky exoplanets, identified by the Kepler mission, orbiting single stars with known physical and orbital parameters. We used a radiative-convective climate model (Kopparapu et al., 2014) and found that 2 of them, Kepler 22-b and Kepler 298-b, are very close to the inner edge of the HZ; 3 of them, Kepler 174-d, Kepler 186-f and Kepler 441-b, are near to the outer limit; and the remaining planets of our sample, Kepler 283-c, Kepler 440-b, Kepler 442-b and Kepler 443-b, are very well settled within the HZ of their host stars. Considering the planet-star distance and the luminosities of the host stars, and using the climate model, we were able to identify the possible type of atmosphere (Earth or Mars type) that these planets may have, and also the limits for surface temperature and pressure.

Up to now no rocky planet has been detected in binary systems, however, we also present an alternative method to that one proposed by Kaltenegger & Haghighipour (2013) e Haghighipour & Kaltenegger (2013) for the calculation of HZ in this kind of systems. We verified that the HZ can be determined by the calculation of the roots of a fourth-order polynomial with its coefficients depending on the true anomalies of the planet and the secondary star, the distance between the stars, the eccentricity of the binary system and the boundaries of the HZ in solar system. This method was applied to 3 circumbinary systems discovered by the Kepler mission: Kepler 16, Kepler 47 and Kepler 453, and our results are in a good agreement with the literature.

As we know from Earth, a planet to be astrobiologically interesting has to be able to keep liquid water on its surface for a long period of time, in the order of billions of years, to allow the origin and development of life. Therefore, we have carried out a dynamical stability study of the planets of our sample, which belong to multiplanetary systems (Kepler 174, Kepler 186, Kepler 283 and Kepler 298), using the SWIFT symplectic integrator. As a result, we found some orbital configurations where Kepler 174-d, Kepler 186-f and Kepler 283-c, remain within the HZ along the complete integration time of the simulation.

We conclude that Kepler 442-b, Kepler 443-b and Kepler 186-f are the most astrobiologically interesting planets in our sample, because they lie within the HZ of their host stars and according to their physical characteristics, they are rocky planets. The cases of Kepler 442-b and Kepler 443-b, are most likely to have an Earth-like atmosphere with surface temperatures between 240-320 K and 240-280 K, respectively, and surface pressures of $\sim 1,4$ e $\sim 5,6$ bar respectively. On the other hand, Kepler 186-f is more likely to have a Mars-like atmosphere with a surface temperature greater than 273 K and a surface pressure of 7.23 bar. Due to the temperature range and the higher pressures, comparing to Earth, all of these planets may support liquid water on their surfaces. However, it is extremely necessary to study the water phase diagram to confirm this scenario and the possible existence of liquid water.

As a future perspective, it would be interesting to explore whether the planets could have atmospheres with other chemical compositions. One possibility is using the model atmosphere PHOENIX (Allard et al., 2012), trying to obtain theoretical spectra that will predict or not the existence of biosignatures features in the atmospheres of these planets, indicating an astrobiologically interesting scenario.

Keywords: exoplanets; planetary atmospheres, habitability zones, planetary stability

Sumário

Agradecimentos	iii
Resumo	v
1. Introdução	3
1.1. Técnicas de detecção de exoplanetas	3
1.1.1. Método da variação da velocidade radial	3
1.1.2. Trânsito Planetário	5
1.1.3. Variação no tempo de trânsito ou TTV	5
1.1.4. Pulsar timing	6
1.1.5. Micro-lenteamento gravitacional	6
1.1.6. Imagem direta	7
1.2. Missões de busca de exoplanetas	8
1.3. Caracterização dos exoplanetas	10
1.3.1. Relação massa-raio e o interior dos exoplanetas	10
1.3.2. Atmosferas dos exoplanetas	11
1.4. Zona de habitabilidade	13
1.4.1. Zona de habitabilidade no sistema solar	14
2. Código radiativo-convectivo	17
2.1. Introdução	17
2.2. Descrição do modelo	18
2.3. Determinação da zona de habitabilidade interior (" <i>Inner Edge</i> ") - Caso do Sol	19
2.4. Determinação da zona de habitabilidade exterior (" <i>Outer Edge</i> ") - Caso do Sol	20
2.5. Determinação da zona de habitabilidade para outras estrelas na sequência principal	23
2.6. Determinação da zona de habitabilidade para planetas com diferentes massas	23
3. Metodologia de trabalho e determinação da zona de habitabilidade	29
3.1. Introdução	29
3.2. Seleção da amostra	29
3.3. Cálculo preciso da zona de habitabilidade	31
3.3.1. Parâmetros de entrada e saída do código climático radiativo-convectivo	31
3.3.2. Estrelas Hospedeiras	32
3.3.3. Pressão parcial dos gases nos limites da zona de habitabilidade . .	33
3.3.4. Cálculo do limite interior da zona de habitabilidade	34
3.3.5. Cálculo do limite exterior da zona de habitabilidade	34
3.4. Resultados: Kepler 186-f	34
3.4.1. Limite interior da zona de habitabilidade para Kepler 186-f	34
3.4.2. Limite exterior da zona de habitabilidade para Kepler 186-f . . .	37
3.4.3. ZHI e ZHE para Kepler 186-f	37

3.5.	Resultados para todos os planetas da nossa amostra	38
3.6.	Tipos de atmosferas e possíveis condições físicas para os exoplanetas da nossa amostra	39
3.6.1.	Resultados: Kepler 283-c	39
3.6.2.	Amostra completa	41
4.	Zona de habitabilidade em sistemas binários	43
4.1.	Introdução	43
4.2.	Cálculo da zona habitabilidade em sistemas binários	45
4.2.1.	Sistema circunstelares (tipo S)	46
4.2.2.	Sistemas circumbinários (tipo P)	47
4.3.	Seleção da nossa amostra de sistemas binários	49
4.4.	Nossos Resultados	51
4.4.1.	Zona de habitabilidade em Kepler 16	51
5.	Estabilidade dos sistemas planetários da nossa amostra	57
5.1.	Introdução	57
5.2.	Amostra selecionada e metodologia de trabalho	58
5.3.	Resultados	59
6.	Conclusões e Perspectivas Futuras	63
A.	Apêndice A	67
A.1.	Limite da ZH para cada planeta da amostra	67
A.1.1.	Kepler 186-f	67
A.1.2.	Kepler 174-d	69
A.1.3.	Kepler 283-c	71
A.1.4.	Kepler 440-b	73
A.1.5.	Kepler 441-b	75
A.1.6.	Kepler 442-b	77
A.1.7.	Kepler 443-b	79
A.1.8.	Características físicas de Kepler 22-b e Kepler 298-d e suas estrelas hospedeiras	80
A.1.9.	Kepler 22-b	82
A.1.10.	Kepler 298-d	84
B.	Apêndice B	87
B.1.	Estabilidade dinâmica para os sistema multi-planetários da nossa amostra	87
B.2.	Sistema Kepler 174	87
B.2.1.	Estabilidade dinâmica	87
B.2.2.	Dinamicamente instável	93
B.3.	Sistema Kepler 186	95
B.3.1.	Estabilidade dinâmica	95
B.4.	Sistema Kepler 283	95
B.4.1.	Estabilidade dinâmica	95
B.5.	Sistema Kepler 298	98
B.5.1.	Estabilidade dinâmica	98
B.5.2.	Dinamicamente instável	102

Lista de Figuras

1.1. figura 1.1	4
1.2. figura 1.2	5
1.3. figura 1.3	6
1.4. figura 1.4	7
1.5. figura 1.5	7
1.6. figura 1.6	8
1.7. figura 1.7	9
1.8. figura 1.8	10
1.9. figura 1.9	13
2.1. figura 2.1	19
2.2. figura 2.2	21
2.3. figura 2.3	22
2.4. figura 2.4	23
2.5. figura 2.5	26
2.6. figura 2.6	27
3.1. figura 3.1	36
3.2. figura 3.2	37
3.3. figura 3.3	40
4.1. figura 4.1	44
4.2. figura 4.2	46
4.3. figura 4.3	52
4.4. figura 4.4	53
4.5. figura 4.5	54
4.6. figura 4.6	55
4.7. figura 4.7	56
5.1. figura 5.1	62
A.1. figura A.1	68
A.2. figura A.2	69
A.3. figura A.3	70
A.4. figura A.4	71
A.5. figura A.5	72
A.6. figura A.6	73
A.7. figura A.7	74
A.8. figura A.8	75
A.9. figura A.9	76
A.10. figura A.10	77
A.11. figura A.11	78

Lista de Figuras

A.12.figura A.12	79
A.14.figura A.14	80
A.13.figura A.13	81
A.15.figura A.15	82
A.16.figura A.16	83
A.17.figura A.17	84
A.18.figura A.18	85
B.1. figura B.1	88
B.2. figura B.2	89
B.3. figura B.3	90
B.4. figura B.4	91
B.5. figura B.5	92
B.6. figura B.6	93
B.7. figura B.7	94
B.8. figura B.8	95
B.9. figura B.9	96
B.10.figura B.10	97
B.11.figura B.11	98
B.12.figura B.12	99
B.13.figura B.13	100
B.14.figura B.14	101
B.15.figura B.15	102
B.16.figura B.16	103

Lista de Tabelas

2.1. Composição química das atmosferas de Vênus, Terra e Marte.	17
2.2. Coeficientes do modelo para planeta Terra	24
2.3. Coeficientes do modelo (Kopparapu et al., 2014)	27
3.1. Exoplanetas detectados pelas diferentes técnicas até 05/12/2016.	29
3.2. Estrelas selecionadas	30
3.3. Planetas selecionados	31
3.4. Estrelas selecionadas para os nossos modelos climático radiativo-convectivo.	33
3.5. Resultados para Kepler 186	38
3.6. Resultados para os planetas da amostra	38
3.7. Comparação entre zonas de habitabilidades	39
3.8. Tipo de atmosfera dos planetas da amostra	41
4.1. Sistemas binários selecionados	50
4.2. Parâmetros orbitais	50
4.3. Zonas de habitabilidade para Kepler 16.	53
4.4. Limites da zona de habitabilidade para os sistemas Kepler 453 e Kepler 47.	54
5.1. Parâmetros orbitais para estudos de estabilidade	59
5.2. Resultados de estabilidade	60
5.3. Resultados de estabilidade	61
6.1. Resultados Finales	65
A.1. Resultados para Kepler 186-apêndice	67
A.2. Resultados para Kepler 174	69
A.3. Resultados para Kepler 283	71
A.4. Resultados para Kepler 440	73
A.5. Resultados para Kepler 441	75
A.6. Resultados para Kepler 442	77
A.7. Resultados para Kepler 443	79
A.8. Estrelas selecionadas	80
A.9. Planetas selecionados	80
A.10. Resultados Kepler 22	82
A.11. Resultados para Kepler 298	84

1. Introdução

Em 1995 foi feita a primeira descoberta de um planeta extra-solar orbitando uma estrela de tipo solar, 51 Pegasi-b (Mayor & Queloz, 1995). Desde então, a taxa de descobertas de exoplanetas ou planetas extra-solares foi crescendo, conforme as técnicas de detecção foram se aperfeiçoando.

No início, a técnica utilizada foi a de detecção da variação da velocidade radial, que permitiu encontrar planetas do tamanho de Júpiter e que estão próximos da estrela, com períodos orbitais de alguns dias, sendo chamados de "Júpiteres Quentes". Atualmente através de diferentes técnicas (variação de velocidade radial; trânsito planetário, variações do tempo de trânsito ou por seu nome em inglês, "transit timing variations"(TTV); imagem direta; micro-lenteamento gravitacional ou "gravitational microlensing"; variação no período de pulsares ou "pulsar timing", entre outras), os exoplanetas identificados apresentam uma vasta gama de tamanhos, indo desde planetas do tamanho da Terra até planetas do tipo Júpiter ou maiores. Eles também se encontram a distâncias que variam de 0,01 até 150 au da estrela hospedeira. Até 05/12/2016, existem cerca de 3545 exoplanetas detectados pelas diferentes técnicas.

1.1. Técnicas de detecção de exoplanetas

Na atualidade, as técnicas mais relevantes de detecção de exoplanetas são seis, sendo cinco delas indiretas, ou seja, onde o planeta é detectado pela variação de alguma grandeza observável da estrela hospedeira. São elas: variação da velocidade radial, trânsito planetário, TTV, pulsar timing e micro-lenteamento gravitacional. Já a técnica por imagem é considerada como uma técnica de detecção direta. A seguir, descreveremos cada uma delas.

1.1.1. Método da variação da velocidade radial

Este método consiste em medir o efeito Doppler nas linhas espectrais da estrela, ou seja, medir o deslocamento em comprimento de onda de uma linha em absorção ou emissão, correspondente a algum elemento químico na atmosfera da estrela. Pelo efeito Doppler, o comprimento de onda da luz diminui para objetos que estão se aproximando do observador, causando um deslocamento das linhas para o azul, e aumenta para objetos que estão se afastando do observador, causando um deslocamento para o vermelho. Dependendo do grau de deslocamento, podemos conhecer a velocidade radial da estrela, V_r , com a seguinte expressão:

$$V_r = c \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \quad (1.1)$$

onde c é a velocidade da luz, λ_0 é o comprimento de onda de laboratório da linha e $\Delta\lambda$ é o deslocamento ou variação do comprimento de onda observado em relação ao λ_0 de laboratório. Quando um planeta orbita ao redor de uma estrela, produz uma perturbação

gravitacional fazendo com que a estrela orbite ao redor do centro de massa do sistema. Assim, ao obter um espectro da estrela podemos medir o deslocamento das linhas devido a sua órbita em torno do centro de massa do sistema e determinar as variações na velocidade radial da estrela. Para observar esse efeito, o plano da órbita da estrela não pode ser perpendicular à linha de visada do observador, pois nesse caso não notaríamos variação da velocidade radial.

Fazendo-se observações a longo prazo da mesma estrela é possível conseguir a curva de velocidades radiais e analisar a existência de variações periódicas na mesma que, caso ocorram, podem indicar a presença de um ou mais planetas no sistema. Como exemplo, temos na Figura 1.1 a curva de velocidade radial obtida por Marcy et al. (1997) para o planeta 51 Pegasi-b, onde os pontos pretos são as velocidades radiais da estrela hospedeira e a linha contínua é o ajuste dos pontos, que é praticamente uma senoidal quando o sistema contém só um planeta em uma órbita quase circular ao redor da estrela hospedeira. Através do ajuste podemos determinar os parâmetros físicos do sistema, como por exemplo, o período e a excentricidade da órbita do planeta, o semieixo projetado em função da inclinação da órbita, ou seja, $a \sin i$, e também a massa mínima do planeta, esta última a partir da amplitude da curva. Neste caso, Marcy et al. (1997) encontraram que o planeta se encontra em uma órbita com excentricidade de 0,01, com período de 4,23 dias e tem uma massa mínima de 0,45 massas de Júpiter, M_J .

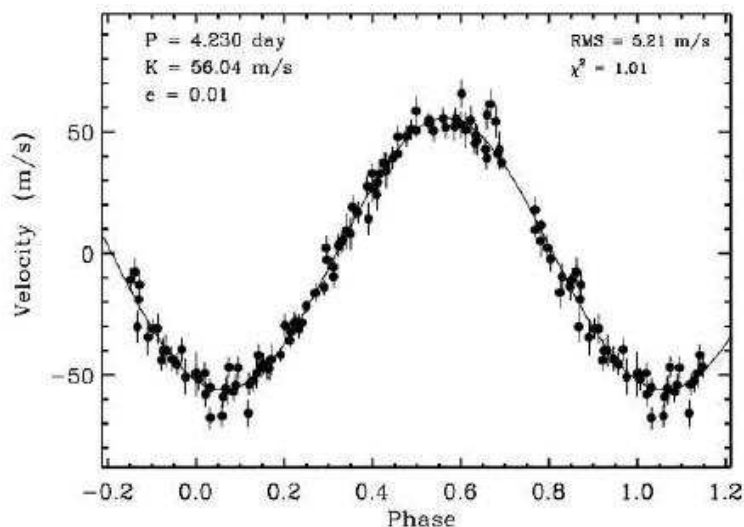


Figura 1.1.: *Velocidade radial em função da fase (pontos pretos) e ajuste com uma curva senoidal (linha contínua). Figura extraída de Marcy et al. (1997).*

É importante ressaltar que o método de velocidades radiais não pode ser aplicado para qualquer estrela, pois em estrelas mais frias do que o Sol (tipo M, por exemplo), as bandas moleculares em absorção dominam o espectro, não sendo possível identificar linhas para medirmos o deslocamento dos comprimentos de onda. Essa técnica favorece à detecção de planetas do tamanho de Júpiter ou maiores que se encontram perto da estrela, pois uma maior massa planetária implica em uma órbita mais notória da estrela ao redor do centro de massa do sistema, e por conseguinte uma maior variação da velocidade radial.

1.1.2. Trânsito Planetário

A técnica de trânsito planetário consiste em medir a variação do brilho devido à passagem de um planeta em frente ao disco estelar. Para a ocorrência do trânsito, o plano orbital do planeta deve estar praticamente alinhado com a linha de visada.

Na Figura 1.2 é mostrada uma representação esquemática de uma curva de luz de uma estrela devido ao trânsito de um planeta. Neste caso, quando o planeta está na posição (1) o fluxo observado é o da estrela; em (2) o exoplaneta começa a realizar o trânsito e o brilho observado da estrela sofre uma queda, atingindo um mínimo na posição (3). Concluído o trânsito, o brilho observado volta ao nível da posição (1).

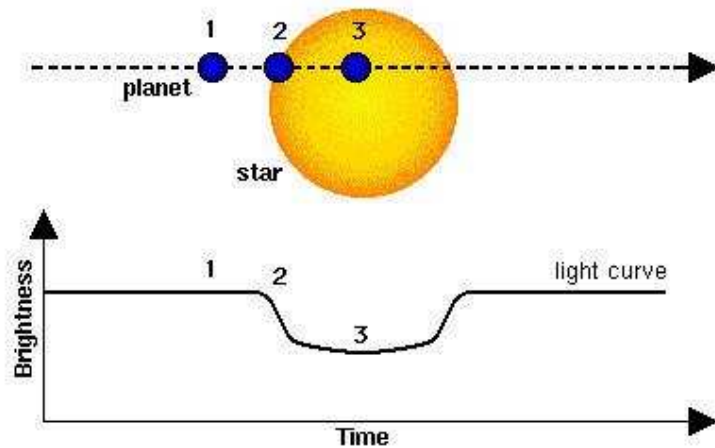


Figura 1.2.: Fluxo em função do tempo da estrela hospedeira. Figura extraída de <https://exoplanetaliada.wordpress.com/metodos-de-deteccion/>.

A profundidade do trânsito ou queda no brilho observado depende principalmente da razão dos raios do planeta e a estrela hospedeira. Por exemplo, um planeta do tamanho de Júpiter, transitando em uma estrela de tipo solar, produzirá um aumento na sua magnitude de 0,01, equivalente a uma diminuição no brilho estelar de $\sim 1\%$; já um planeta do tamanho da Terra transitando a mesma estrela, produzirá um aumento na magnitude estelar de somente 0,0001, equivalente a uma diminuição no brilho de 0,01%.

Como exemplo, na Figura 1.3 é mostrado o trânsito produzido pelo planeta Kepler 4-b. Borucki et al. (2010) detectaram a presença desse planeta ajustando aos dados observados uma curva de luz sintética (linha vermelha), gerada usando o modelo analítico de Mandel & Agol (2002). Dito modelo analítico depende da relação entre os raios da estrela e do planeta, R_P/R_* , do tempo em que o brilho atinge seu mínimo, do tempo de duração do trânsito, do escurecimento do limbo, do parâmetro de impacto b que por sua vez depende do semieixo da órbita do planeta, do raio estelar e da inclinação da órbita do planeta com relação ao plano céu, $b = (a/R_*) \cos i$, entre outros. Borucki et al. (2010) variaram os diferentes parâmetros anteriormente citados até encontrar, através da análise de mínimos quadrados, a melhor curva que ajustasse os dados e assim os parâmetros físicos e orbitais do planeta.

1.1.3. Variação no tempo de trânsito ou TTV

Esta técnica consiste em medir a variação do tempo de trânsito, que é produzida pela presença de mais de um planeta no sistema. O trânsito planetário produzido pela presença

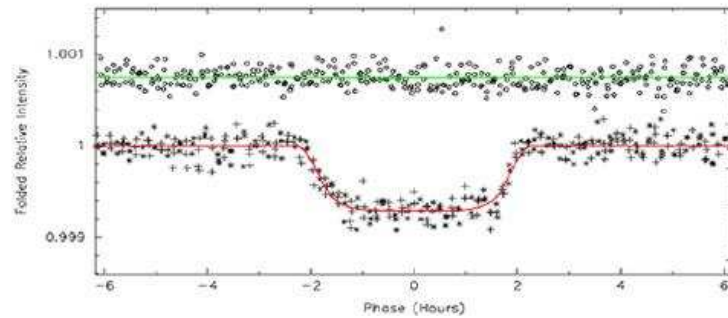


Figura 1.3.: *Trânsito planetário devido ao planeta Kepler 4-b. Figura extraída de Borucki et al. (2010).*

de um único planeta ao redor da estrela é sempre periódico e ocorre em intervalos de tempo constantes, enquanto que se existirem outros planetas orbitando a mesma estrela, os tempos dos trânsitos variarão. Este método permite a detecção de planetas com massas comparáveis à da Terra, mas que não necessariamente transitam à estrela. As variações no trânsito se detectam mais facilmente quando os planetas têm órbitas relativamente próximas e quando pelo menos um deles é mais massivo, fazendo com que o período orbital do planeta menor seja mais perturbado e possibilitando determinar a massa do planeta maior (Holman & Murray, 2005; Agol et al., 2005).

1.1.4. Pulsar timing

Esta técnica foi a primeira a detectar planetas além do sistema solar orbitando um pulsar (Wolszczan & Frail, 1992). Como os pulsares têm uma alta rotação e emitem radiação síncrotron na direção de seu eixo magnético, nós detectamos pulsos extremamente regulares quando o feixe de radiação cruza a direção da nossa linha de visada. Se existir qualquer perturbação, causada por um outro corpo orbitando o pulsar, o período dos pulsos será modificado. Dessa forma, Wolszczan & Frail (1992) confirmaram a existência dos dois primeiros planetas extra-solares através das variações no período do pulso produzido pelo pulsar PSR 1257+12. Na Figura 1.4 pode ser observada a variação no período dos pulsos em função do tempo, devido à presença dos planetas em PSR 1257+12.

1.1.5. Micro-lenteamento gravitacional

O efeito de microlente gravitacional ocorre devido ao fato que o campo gravitacional de uma estrela comporta-se como uma lente, magnificando o brilho de uma estrela de fundo, quando ambas se encontram alinhadas com a linha de visada. Se por acaso um planeta estiver orbitando a estrela lente, o campo gravitacional do planeta produzirá também um aumento extra no brilho da estrela de fundo por um curto instante de tempo, indicando a presença dele. A duração desse efeito pode ser de horas ou dias e as medições não podem ser repetidas, já que o fenômeno de alinhamento ocorre uma única vez.

Como exemplo, temos o planeta MOA 2011-BLG-028L-b descoberto por Skowron et al. (2016). Na Figura 1.5 é visualizado o aumento no brilho de uma fonte de fundo devido à estrela lente MOA 2011-BLG-028L (painel da esquerda), e o aumento no brilho devido ao planeta (painel da direita). As linhas contínuas foram ajustadas, com base em modelos teóricos, que permitem determinar a massa do planeta e o semieixo da sua órbita.

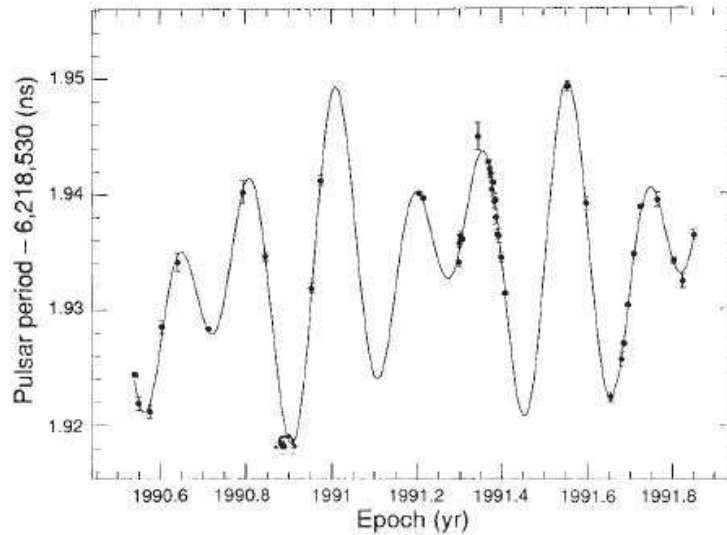


Figura 1.4.: Período em função do tempo dos pulsos de PSR1257+12. A linha contínua representa a variação do período considerando a presença de dois planetas orbitando o pulsar. Figura extraída de Wolszczan & Frail (1992).

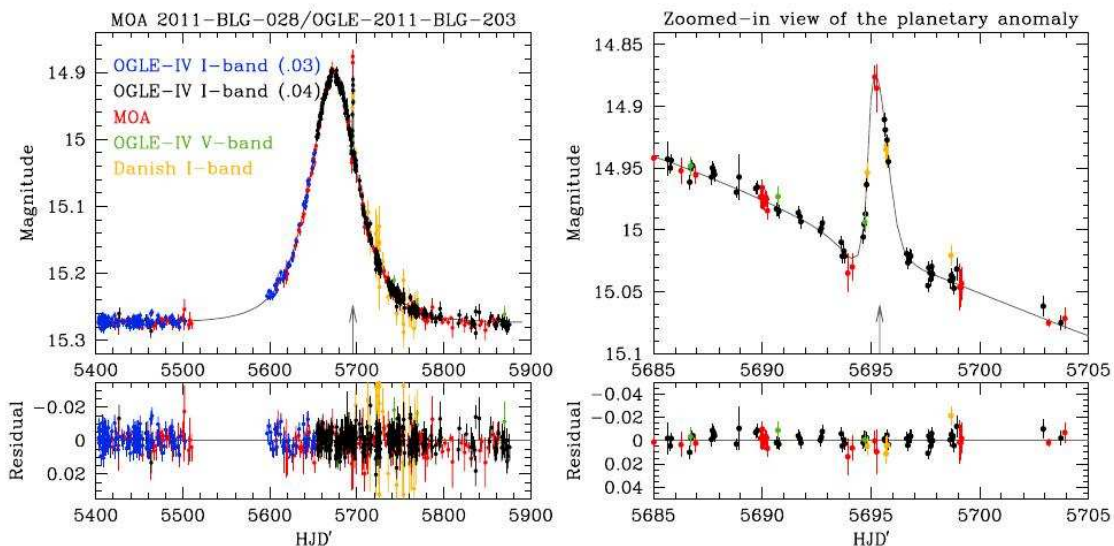


Figura 1.5.: Aumento do brilho em função do tempo devido ao efeito de microlente causado pela estrela MOA 2011-BLG-028L (painel da esquerda) e pelo planeta MOA 2011-BLG-028L-b (painel da direita). As linhas contínuas representam o ajuste realizado a partir de modelos teóricos. Figura extraída de Skowron et al. (2016).

1.1.6. Imagem direta

A detecção por imagem direta de exoplanetas orbitando ao redor das estrelas hospedeiras é extremamente difícil, pois (1) a separação angular entre eles é muito pequena, não permitindo por vezes resolver o planeta, e (2) porque existe um grande contraste de brilho, especialmente no óptico, mas que diminui conforme observamos em comprimentos de ondas mais longos, como por exemplo no infravermelho onde a radiação térmica do planeta é mais percebida. Com o uso de novas tecnologias, por exemplo óptica adaptativa, coronógrafo, etc., têm sido feitas observações diretas de planetas em torno de várias

estrelas (Chiang et al., 2009; Lagrange et al., 2009; Marois et al., 2010). Na Figura 1.6 temos a imagem direta no infravermelho, obtida com um coronógrafo, de quatro planetas ao redor de HR 8799, orbitando em 14, 24, 38 e 68 au, respectivamente (Marois et al., 2010).

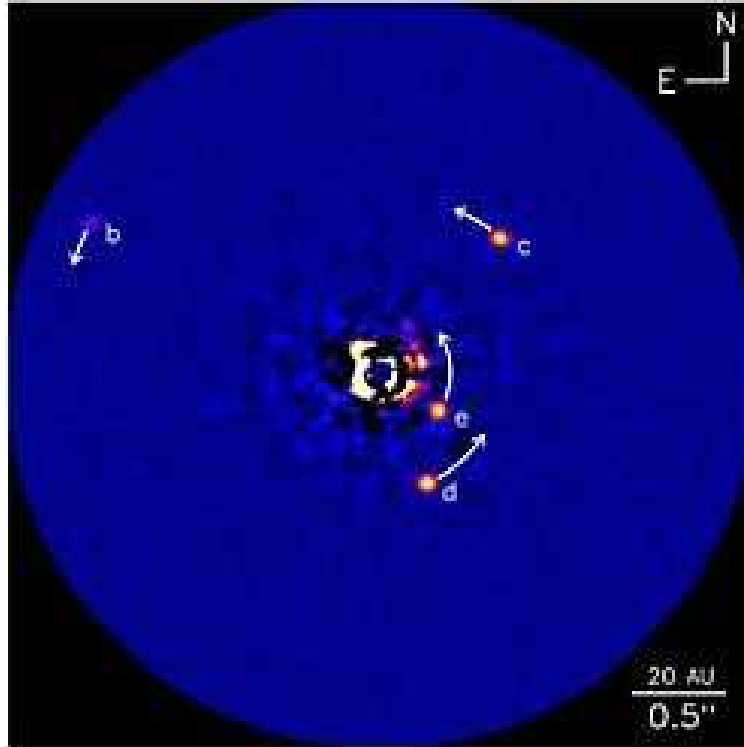


Figura 1.6.: Imagem direta para o sistema de HR 8799, onde os planetas estão representados pelas letras b, c, d, e. Figura extraída de Marois et al. (2010).

1.2. Missões de busca de exoplanetas

Com a descoberta de planetas do tamanho da Terra (ou tipo Terra), a idéia da existência de exoplanetas semelhantes ao nosso é cada vez mais otimista. Sendo assim, em 2007 foi lançada a missão espacial CoRoT, "CONvection ROTation et Transits planétaires", cujo objetivo foi a busca de planetas extra-solares, especialmente aqueles do tipo Terra (Borde et al., 2003). O satélite CoRoT esteve em operação até 2014 e possuía um telescópio de 27 cm de diâmetro e quatro detectores CCD, operando na região do visível. A técnica utilizada para detectar os planetas foi a de trânsito planetário com acompanhamento da técnica de variação de velocidade radial feita desde solo, levando à confirmação de aproximadamente 34 exoplanetas (www.exoplanet.eu).

Em 2009 foi lançada a missão espacial Kepler, que consiste de um satélite com um telescópio de 1,4 m de diâmetro e 42 CCDs, observando na região espectral entre 430 e 890 nm. O campo escolhido de observação está localizado no hemisfério norte, entre as constelações de Lyra e Cygnus* ($\alpha \sim 19\text{hr.}$, $\delta \sim 40$, ver Figura 1.7), cobrindo uma área de 105 graus quadrados aproximadamente (Borucki et al., 2003; Koch et al., 2010). Com

*Região escolhida por ter muita quantidade de estrelas e por sua vez o Sol não fica no caminho em toda a órbita da nave Kepler permitindo observar continuamente a mesma região.

1.2. Missões de busca de exoplanetas

o objetivo principal de detectar planetas de tamanho semelhante ao da Terra, que estão dentro da zona de habitabilidade estelar ou ZHE, a técnica de detecção utilizada foi a de trânsitos planetários e também TTV nos casos de sistemas multi-planetários. Através da missão Kepler, já foram identificados aproximadamente 2330 exoplanetas e existem mais de 4706 candidatos ([http : //kepler.nasa.gov/Mission/discoveries/](http://kepler.nasa.gov/Mission/discoveries/)), sendo a maior parte encontrados em sistemas multi-planetários. Da mesma forma, também foram detectados planetas em sistemas de estrelas binárias. Entretanto, a partir de 2013 a missão começou a ter dificuldades para conseguir observar o campo escolhido devido a problemas técnicos nos giroscópios do satélite. Esse fato levou ao início de uma nova fase, conhecida como missão K2, que se tornou totalmente operacional em junho do 2014 e que ficará funcionando até 2018. Nela, a região a ser mapeada é toda aquela que está no plano da elíptica. Até 26/09/2016, a K2 já havia detectado aproximadamente cerca de 110 novos planetas ([https : //archive.stsci.edu/k2/publishedplanets/search.php](https://archive.stsci.edu/k2/publishedplanets/search.php)).

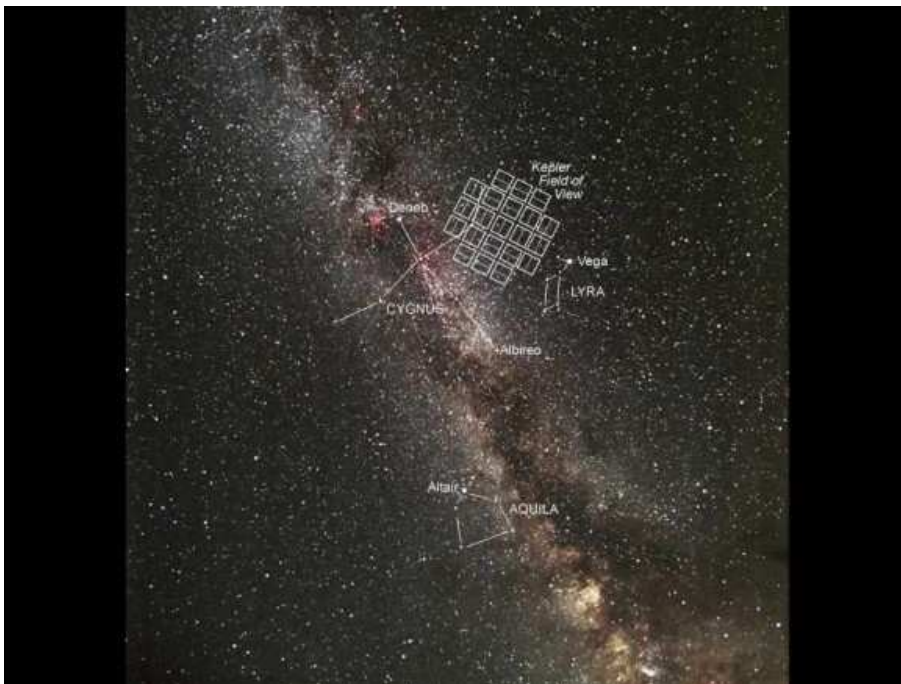


Figura 1.7.: *Campo de visão da missão Kepler. Figura extraída da web: [https : //kepler.nasa.gov/index.cfm](https://kepler.nasa.gov/index.cfm).*

Além das missões espaciais há também diferentes projetos em solo que procuram exoplanetas, principalmente pelo método de trânsito planetário, como por exemplo o projeto SUPERWASP, do inglês "Wide Angle Search for Planets" (Butters et al., 2010), que consiste de dois observatórios robóticos que operam de forma contínua durante o ano todo, cobrindo os dois hemisférios do céu. O SUPERWASP-Norte está localizado na ilha de La Palma e o SUPERWASP-Sul está localizado no Observatório Astronômico Sul-Africano (SAAO). Cada observatório é composto por oito câmeras que monitoram simultaneamente o céu para eventos de trânsito planetário. Até o momento, o projeto SUPERWASP já detectou aproximadamente 135 novos exoplanetas. Existe também o projeto HATNet que consta de 6 telescópios pequenos otimizados para a detecção de trânsitos planetários e para estudos de variabilidade estelar (Bakos et al., 2002), localizados no Observatório Astrofísico Smitsoniano (SAO-Smithsonian Astrophysical Observatory) no monte Mauna Kea, Hawai-USA, com cerca de 60 exoplanetas já detectados.

1.3. Caracterização dos exoplanetas

1.3.1. Relação massa-raio e o interior dos exoplanetas

Conforme os exoplanetas de diferentes tamanhos foram sendo descobertos, estudos teóricos começaram a ser realizados para tentar identificar a composição química no interior dos mesmos, principalmente naqueles planetas na faixa entre 1 e 10 M_{\oplus} que não são conhecidos no sistema solar. Na literatura há vários modelos teóricos para o interior de exoplanetas, como por exemplo o de Valencia et al. (2006), que considera planetas rochosos fictícios com massas entre 1 e 10 M_{\oplus} . Eles encontraram uma relação entre o raio e a massa dos planetas, na forma $R_P \propto M_P^{0,267-0,272}$ para diferentes misturas de ferro (Fe), Magnésio (Mg), e oxigênio (O) no seu interior. Outros autores, como por exemplo Fortney et al. (2007), levam em conta que a Terra é composta principalmente por Fe, rocha e gelo e, fazendo uso das equações de estado para o Fe (Lyon & Johnson, 1992), olivina (rocha) e água (Thompson, 1990), exploraram os raios e massas na faixa de 0,01 a 1000 M_{\oplus} que poderiam ter os exoplanetas. Fortney et al. (2007) também modelaram objetos formados por gelo puro, misturas de gelo e rocha, pura rocha, misturas de rocha e ferro e ferro puro. As misturas foram consideradas da seguinte forma: o gelo sempre recobre a rocha e a rocha sempre recobre o ferro. Fortney et al. (2007) consideraram a possível existência de planetas formados de puro gelo porque no sistema solar existem muitos objetos gelados com massas pequenas, mas que se fossem somadas poderiam alcançar massas comparáveis com a da Terra ou inclusive maiores (Kuchner, 2003; Leger et al., 2004). Na Figura 1.8 podem ser observados os resultados da relação massa-raio para objetos de ferro puro, rocha pura e gelo puro assim como as suas misturas.

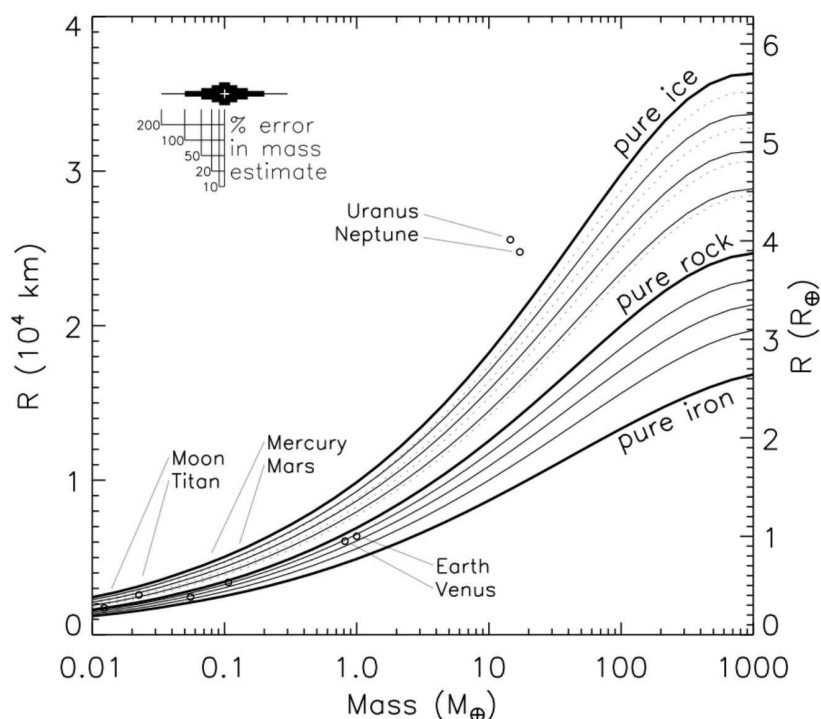


Figura 1.8.: Relação massa-raio para os modelos de interior planetário, calculada para objetos com diferentes composições químicas. Figura extraída de Fortney et al. (2007).

Se levarmos em conta os 8 planetas que formam o sistema solar, eles podem ser sepa-

rados em 3 grupos: planetas rochosos, gigantes gasosos e gigantes de gelo. Os planetas rochosos são Mercúrio, Vênus, Terra e Marte e são compostos principalmente por rocha e ferro (Lissauer, 1993; Lodders, 2010). Particularmente, existem modelos do interior da Terra, que afirmam que 33% da sua massa é devida ao Fe e que entre o núcleo e o manto, formado por rocha, existe uma separação aos 3480 km (Dziewonski & Anderson, 1981). As densidades médias para os planetas rochosos variam na faixa de 3,9 a 5,5 g/cm³†. Os planetas gigantes gasosos são Júpiter e Saturno que são formados por 90% de H e 7,5% de He e uma pequena quantidade de gelo no seu interior (Lissauer, 1993; Lodders, 2010), e com densidades médias de 1,3 e 0,68 g/cm³, respectivamente. Os planetas gigantes de gelo são Urano e Netuno, e estão formados por 25% de H e He e o restante (~ 75%) por gelo com misturas de elementos mais pesados (Lissauer, 1993; Lodders, 2010). As densidades médias desses objetos são 1,2 e 1,6 g/cm³, respectivamente.

Enquanto se consideramos os maiores satélites naturais do nosso sistema solar, eles estão formados na sua maioria por rocha e gelo (De Pater & Lissauer, 2015; Lissauer, 1993). Por exemplo, a nossa Lua é formada inteiramente de rocha com um pequeno núcleo de ferro, enquanto que Titã, satélite de Saturno, é formado de 35% de gelo na sua superfície e rocha no seu interior (Fortney et al., 2007; De Pater & Lissauer, 2015), sendo as suas densidades médias de ~ 3,3 e ~ 1,8 g/cm³, respectivamente.

Para validar os seus resultados, Fortney et al. (2007) incluíram na Figura 1.8, Mercúrio, Vênus, Terra, Marte, Urano, Netuno e os satélites naturais Lua e Titã, e encontraram uma boa concordância.

Diversos outros autores determinaram relações massa-raio para diferentes composições químicas (Seager et al., 2007; Grasset et al., 2009; Lissauer et al., 2011; Zeng & Sasselov, 2013; Weiss & Marcy, 2014; Kopparapu et al., 2014; Zeng et al., 2016), mas todos encontraram uma relação da forma:

$$\frac{R_P}{R_{\oplus}} = a \left(\frac{M_P}{M_{\oplus}} \right)^b \quad (1.2)$$

onde a e b são valores dependentes do modelo usado. Por exemplo, Seager et al. (2007) apresentaram a relação massa-raio para planetas de várias composições químicas calculada a partir de modelos teóricos. Segundo os resultados obtidos por eles, os planetas com raios menores que 1,5 R_{\oplus} são planetas rochosos. Já os planetas com raios maiores que 1,5 R_{\oplus} podem ter uma mistura de ferro-rocha-gelo-gases. Weiss & Marcy (2014) encontraram que em planetas com raios na faixa de 1,5 e 4 R_{\oplus} , a relação massa-raio é da forma $M_P/M_{\oplus} = 2,69 (R_P/R_{\oplus})^{0,93}$. Já Selsis et al. (2007) encontraram que o limite em massa para um planeta ser rochoso deve ser menor que 10 M_{\oplus} , pois um planeta com massa maior está mais próximo dos planetas gasosos com envoltórios de H₂ e He. Outra relação massa-raio que é comumente utilizada na literatura é a lei de potência para a Terra e Saturno encontrada por Lissauer et al. (2011). Estes autores sugerem que a relação massa-raio é da forma $M_P \sim R_P^2$.

1.3.2. Atmosferas dos exoplanetas

Outra maneira de caracterizar os exoplanetas é através da sua atmosfera. Atualmente existem duas formas de detectar as atmosferas dos exoplanetas mas que somente são aplicadas aos objetos que se encontram muito próximos da estrela hospedeira. A técnica

†Todos os valores de densidades médias foram tomados da página <http://nssdc.gsfc.nasa.gov/planetary/factsheet/>

utilizada combina o trânsito e o eclipse ou ocultação do planeta. Quando o planeta está em trânsito (passando em frente à estrela), parte da luz da estrela atravessa a atmosfera planetária trazendo até nós algumas das suas características. Nesse caso temos um espectro chamado de espectro de transmissão planetária que é obtido dividindo o espectro da estrela+planeta durante o trânsito pelo espectro da estrela sozinha obtido antes ou depois do trânsito (Seager & Deming, 2010; Seager, 2010; Seager & Sasselov, 2000; Charbonneau et al., 2002). No caso de eclipse ou ocultação, quando a estrela eclipsa o planeta, o fluxo total devido à estrela+planeta sofre uma diminuição que depende do tamanho relativo do sistema estrela-planeta e de seus respectivos brilhos. O fluxo espectral do planeta pode ser conhecido subtraindo o fluxo obtido antes do eclipse daquele obtido durante o eclipse. Nesse caso temos um espectro térmico, e o fluxo espectral do planeta em diferentes comprimentos de onda fornece informação sobre a composição química da atmosfera, o gradiente de temperatura, etc (Charbonneau et al., 2005; Deming et al., 2005, 2006; Seager, 2010).

A primeira detecção de uma atmosfera planetária foi feita para o planeta HD 209458-b (Charbonneau et al., 2002) com o telescópio espacial Hubble, HST. Já os modelos atmosféricos foram sendo desenvolvidos quase de forma paralela à detecção das atmosferas planetárias, com o objetivo de obter as propriedades físicas tais como a composição química, perfis de pressão e temperatura, circulação atmosférica, formação de nuvens, etc. As moléculas mais importantes que foram consideradas nos modelos são o monóxido e o dióxido de carbono, água, metano, sódio, potássio e amônia. Estas moléculas foram detectadas nas observações de dois exoplanetas: HD 209458-b (Charbonneau et al., 2002; Swain et al., 2009) e HD 189733-b (Swain et al., 2008a; Redfield et al., 2008; Swain et al., 2008b; Madhusudhan & Seager, 2009), e estão presentes também nas atmosferas dos planetas gigantes gasosos do sistema solar (De Pater & Lissauer, 2015; Lissauer, 1993; Perryman, 2011). Na Figura 1.9 pode ser observado o primeiro espectro ajustado para HD 189733-b (Swain et al., 2008b). Até o momento foram observadas e estudadas aproximadamente 20 atmosferas de exoplanetas (Sing et al., 2016).

As abundâncias relativas dos elementos químicos são importantes para conhecermos a composição das atmosferas planetárias. Entretanto pelas técnicas de observação atuais isso é bastante difícil de se inferir nos exoplanetas. Baseando-se nos planetas do sistema solar e nas teorias de formação planetária (Lissauer, 1993; Hubbard et al., 2002; Goldreich et al., 2004; Alibert et al., 2005; Papaloizou & Terquem, 2005; Blum & Wurm, 2008; Chiang & Youdin, 2009; Morbidelli et al., 2012), podemos inferir que os planetas gigantes nos sistemas exoplanetários são formados a partir de núcleos de acreção massivos ($\sim 10 M_{\oplus}$), que capturam o gás da nuvem molecular mãe e podem reter uma atmosfera dominada por H e He. Por outro lado, os núcleos de acreção de planetas terrestres não têm a massa necessária para reter H e He nas suas atmosferas, e se espera que os elementos químicos que formam parte das mesmas sejam produtos secundários, como por exemplo H_2O , CO_2 , CO, N_2 , Ne, Ar, Kr, SO_2 , SiO_2 , que se formaram da liberação de gás dos planetesimais acretados ou que foram fornecidos por impactos posteriores com pequenos corpos sólidos (Madhusudhan et al., 2016). Entre os planetas gigantes e terrestres encontram-se os planetas de tipo super-Terra ou sub-Netuno cuja composição química é desconhecida para nós, já que não existem análogos em nosso sistema solar. A partir de modelos químicos e físicos de atmosferas em conjunto com as observações, pode-se restringir a composição química elementar desses tipos de planetas (Seager & Deming, 2010; Madhusudhan et al., 2016). Rogers & Seager (2010a,b) catalogaram os tipos de atmosferas que os exoplanetas poderiam apresentar, levando em conta o tipo de interior planetário e considerando a

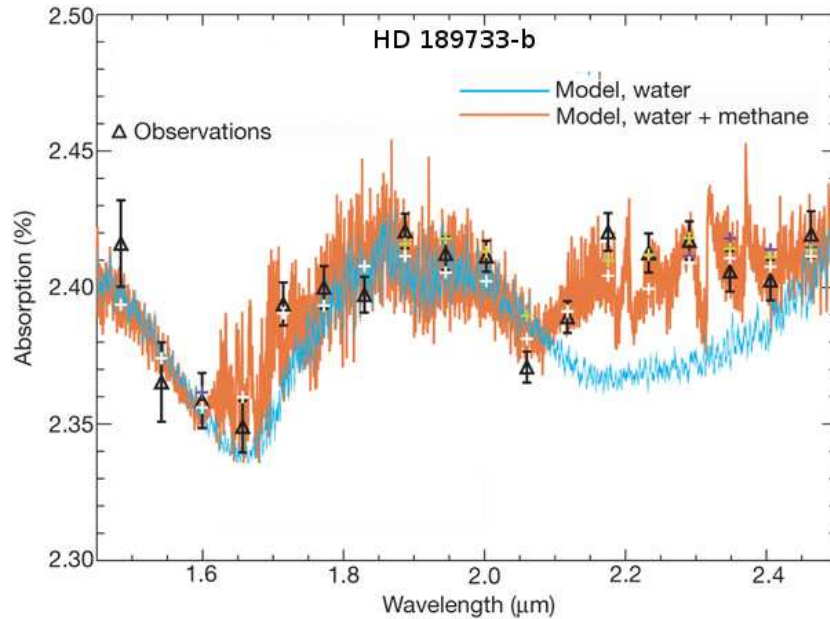


Figura 1.9.: Absorção versus comprimento de onda observado para a atmosfera de HD 189733-b. A linha contínua laranja representa um modelo com água e metano, enquanto que a linha contínua azul clara representa um modelo com somente água. Figura extraída de Swain et al. (2008b).

presença de elementos voláteis nas suas atmosferas, dividindo-as em 5 grupos:

1. Dominadas por H e He. Indicativas que o planeta se formou na nebulosa proto-planetária. Em nosso sistema solar seriam os planetas gigantes gasosos e gigantes de gelo.
2. Gaseificadas com presença de H: Os planetas no intervalo de massas de 10 a 30 M_{\oplus} que se encontrem frios podem reter H nas suas atmosferas, que podem ser dominadas por diferentes grupos de moléculas, como por exemplo H_2 , H_2O , CH_4 ou CO_2 .
3. Gaseificadas dominadas por CO_2 ou H_2O . Planetas tipo Vênus, Marte ou Terra.
4. Atmosferas de planetas do tipo Terra ou super-Terras com temperaturas muito altas ($T > 1000$ K) sem presença de elementos voláteis tipo H, C, N, O e S, e que seriam enriquecidas em silicatos como Ca, Al e Ti (Schaefer & Fegley, 2009).
5. Sem atmosferas. Planetas tipo Mercúrio.

1.4. Zona de habitabilidade

Define-se como zona de habitabilidade, ZH, a distância ao redor de uma estrela na qual um planeta do tipo Terra pode ter água em estado líquido na sua superfície. A terminologia ZH foi usada pela primeira vez por Shapley (1953), e depois por Huang (1960), Dole (1964) e Shklovskii & Sagan (1966) fazendo referência aos planetas que poderiam suportar vida como a da Terra. Entretanto, os limites de ZH variavam de um autor para outro, sendo definidos recentemente de uma forma mais precisa por Kopparapu et al. (2013b), com

base nos resultados obtidos com um modelo climático convectivo-radiativo (vide próximo capítulo).

1.4.1. Zona de habitabilidade no sistema solar

A ZH no sistema solar pode ser calculada com uma abordagem simples considerando dois fatores importantes: a energia recebida do Sol pela Terra e a energia irradiada pela própria Terra. A quantidade de energia por unidade de área que chega à Terra vinda do Sol, conhecida como constante Solar, S_{\odot} , é de 1360 W/m^2 , sendo a mesma absorvida apenas por um hemisfério do nosso planeta de acordo com a expressão:

$$E_{abs} = \pi R_{\oplus}^2 S_{\odot} \quad (1.3)$$

onde E_{abs} é a energia absorvida pelo hemisfério iluminado da Terra, R_{\oplus}^{\ddagger} é o raio da Terra e S_{\odot}^{\S} é a constante solar que pode ser expressa da seguinte forma:

$$S_{\odot} = \frac{L_{\odot}}{4\pi d_{\oplus}^2} \quad (1.4)$$

onde L_{\odot} é a luminosidade solar e d_{\oplus} é a distância Terra-Sol. A energia re-emitada pela Terra, assumida como sendo um corpo negro, obedece a seguinte expressão:

$$E_{emi} = 4\pi R_{\oplus}^2 \sigma T_{\oplus}^4 \quad (1.5)$$

onde σ é a constante de Stephan-Boltzmann e T_{\oplus} é a temperatura da Terra. Levando em conta que existe um balanço de energia, ou seja, que a energia absorvida deve ser igual à energia emitida, a distância da ZH para o sistema solar pode ser obtida com a seguinte equação:

$$d_{\oplus} = \sqrt{\frac{L_{\odot}}{16\pi\sigma T_{\oplus}^4}} \quad [au] \quad (1.6)$$

Para calcular a ZH em estrelas com temperaturas diferentes da do Sol, temos que considerar que o fluxo recebido pelo exoplaneta da estrela hospedeira (S_*) deve ser o mesmo fluxo que a Terra recebe no sistema solar, introduzindo a razão entre os fluxos recebidos, como fluxo efetivo solar:

$$S_{eff} = \frac{S_*}{S_{\odot}} \quad (1.7)$$

Assim temos que a distância da ZH nas estrelas com temperaturas diferentes da do Sol pode ser expressa como:

$$d_{ZH} = \sqrt{\frac{L_*/L_{\odot}}{S_{eff}}} \quad (1.8)$$

onde os valores de S_{eff} vão depender dos parâmetros usados nos modelos, como por exemplo a composição química da atmosfera, a presença de nuvens, a irradiação da estrela, etc.

[‡] \oplus é o símbolo de referência para a Terra.

[§] \odot é o símbolo de referência para o Sol.

Sendo assim, o objetivo principal deste trabalho de mestrado é a busca de exoplanetas astrobiologicamente interessantes. A abordagem utilizada é a caracterização dos planetas que se encontram dentro da ZH das suas estrelas hospedeiras. Para isto, foi calculada a ZH para uma amostra de exoplanetas rochosos identificados pela missão Kepler, fazendo uso do modelo climático radiativo-convectivo desenvolvido por Kasting et al. (1993) e atualizado por (Kopparapu et al., 2013b, 2014) no caso de estrelas simples, e do modelo de Kaltenegger & Haghighipour (2013); Haghighipour & Kaltenegger (2013) para o caso de estrelas binárias. Além disso, também levando em conta que esses exoplanetas tem que se manter estáveis em suas órbitas, foi realizado um estudo de estabilidade dos sistemas multi-planetários usando o integrador numérico SWIFT.

Portanto, a dissertação está dividida da seguinte forma: no capítulo 2 é descrito o modelo climático radiativo-convectivo e os diferentes resultados obtidos com ele. No capítulo 3 descrevemos como foi selecionada a nossa amostra de estudo e os resultados obtidos neste trabalho. No capítulo 4 é apresentado o modelo usado por Kaltenegger & Haghighipour (2013) e Haghighipour & Kaltenegger (2013) para a determinação da ZH em sistemas binários. No capítulo 5 discutimos a análise da estabilidade dos sistemas multi-planetários. Finalmente, o capítulo 6 é dedicado às conclusões e perspectivas futuras do nosso trabalho.

2. Código radiativo-convectivo

2.1. Introdução

No período de 1980 a 1990, James Kasting e colaboradores desenvolveram um código climático radiativo-convectivo para atmosferas planetárias, visando descrever de um ponto de vista teórico se Vênus e Marte poderiam ter tido água em suas superfícies e tentar explicar as diferenças existentes entre as suas atmosferas e a da Terra (Ver Tabela 2.1).

Tabela 2.1.: *Composição química das atmosferas de Vênus, Terra e Marte.*

Venus	Terra	Marte
CO ₂ 96%	N ₂ 78,1%	CO ₂ 95,35%
N ₂ 3,5%	O ₂ 20,95%	N ₂ 2,7%
SO ₂ 150(ppm)	Ar 9340(ppm)	Ar 1,6%
Ar 70 (ppm)	CO ₂ 400 (ppm)	O ₂ 0,13%
H ₂ O 20 (ppm)	Ne 18,18(ppm)	CO 0,08%
CO 17 (ppm)	CH ₄ 1,7 (ppm)	H ₂ O 210 (ppm)

ppm: parte por milhão.

Dados extraídos de <http://nssdc.gsfc.nasa.gov/planetary/factsheet/>

Esses autores fizeram dois tipos de estudos diferentes. O primeiro deles levando em consideração o cenário de um planeta do tipo Terra, ou seja, com o raio igual a 6378 km, uma gravidade de 9,80 m/s² e uma atmosfera como a da Terra (Kasting et al., 1984; Kasting, 1988) e analisaram o comportamento do fluxo solar incidente e o fluxo infravermelho re-emitido pela atmosfera conforme aumenta a temperatura superficial. No segundo foi levado em conta um cenário de um planeta do tipo Marte ($R_M = 3391$ km, $g_M = 3,73$ m/s²), com uma atmosfera como a de Marte (Kasting, 1991) e também analisaram o comportamento do fluxo solar incidente e do fluxo infravermelho re-emitido pela atmosfera do planeta em função do aumento da pressão superficial. Em ambos os modelos foram assumidos um reservatório de água líquida fixa, representando a água dos oceanos no planeta. Este valor foi fixado de $1,4 \cdot 10^{24}$ g. Os resultados obtidos a partir dos cenários propostos foram usados *a posteriori* para a determinação da Zona de Habitabilidade (ZH) ao redor do Sol.

Kasting et al. (1993) fizeram os mesmos cálculos que os mencionados anteriormente, mas considerando um planeta do tipo Terra e variando o tipo de atmosfera. Em um caso foi considerada uma atmosfera como a da Terra e em outro uma atmosfera como a de Marte. Foram definidos os dois limites da ZH pelo modelo, os limites interno e externo, ou *inner* e *outer edge* em inglês, respectivamente. Para o Sol, eles identificaram esses limites em 0,95 e 1,65 au, respectivamente.

Kopparapu et al. (2013b) atualizaram o código climático radiativo-convectivo de Kasting et al. (1993), atualizando os coeficientes de absorção das moléculas usadas nos modelos (especialmente H₂O e CO₂) para a determinação do limite interior e exterior de

ZH. Desta forma, eles identificaram os limites interno e externo da ZH em 0,99 e 1,67 au, respectivamente, para um planeta do tipo Terra ao redor do Sol. O código radiativo-convectivo não leva em conta a influência das nuvens, já que o processo de formação delas não é muito bem entendido até agora.

2.2. Descrição do modelo

Como já citado, o código climático radiativo-convectivo usado por Kopparapu et al. (2013b), baseia-se no código de Kasting et al. (1984) e Kasting (1988) para a determinação do limite interior da ZH (ZHI), e de Kasting (1991) para o limite exterior (ZHE). Embora as nuvens não sejam consideradas, seu efeito é levado em conta no valor fixo adotado para o albedo superficial, A_S^* .

No código climático radiativo-convectivo, a atmosfera planetária é dividida em duas partes: estratosfera e troposfera. A estratosfera encontra-se em equilíbrio radiativo, enquanto que a troposfera é considerada convectiva com um gradiente térmico adiabático. Em qualquer cálculo padrão em um código radiativo-convectivo, um perfil de temperatura teste é assumido e os fluxos são calculados em todas as camadas da atmosfera. Logo após, um novo perfil de temperatura é ajustado uma vez que o equilíbrio no fluxo é atingido. Esse procedimento é repetido até o perfil da temperatura convergir. No caso do código climático radiativo-convectivo não é preciso fazer iteração, pois assume-se um perfil de temperatura e depois é calculado o fluxo em todas as camadas da atmosfera para manter essa temperatura (Kasting, 1988). Esse modelo calcula o fluxo estelar incidente (F_S) e o fluxo infravermelho re-emitido pela atmosfera (F_{IR}) necessários para manter o perfil de temperatura escolhido. Para isto, a atmosfera (troposfera e estratosfera) é sub-dividida em 101 camadas planas paralelas e a equação de transferência radiativa é resolvida em cada uma delas, usando os coeficientes de absorção da H_2O e do CO_2 obtidos na base de dados HITRAN 2008 (Rothman et al., 2009) e HITEMP 2010 (Rothman et al., 2010).

No caso da ZHI, o modelo supõe uma atmosfera dividida em uma estratosfera radiativa isotérmica a 200 K, e em uma troposfera convectiva, onde é assumido um gradiente de temperatura adiabático para a água, que pode ser úmido ou seco dependendo da temperatura superficial (T_S) escolhida. Para temperaturas superficiais menores do que 645 K[†], o gradiente comporta-se como úmido; enquanto que para temperaturas superficiais maiores que 645 K, o gradiente adiabático comporta-se como seco. A metodologia utilizada para o cálculo do gradiente adiabático é descrita no apêndice A de Kasting (1988). Na Figura 2.1 temos os perfis calculados por Kasting (1988).

Já no caso do cálculo da ZHE, a atmosfera é dividida em uma estratosfera radiativa isotérmica a 160 K, e uma troposfera descrita por um gradiente adiabático úmido, mas desta vez, para o CO_2 e a água. A temperatura da superfície foi fixada em 273 K (ponto de fusão da água) e pressão de CO_2 foi variada de 1 até 35 bar, limite no qual o CO_2 muda da fase gasosa para a fase líquida (condensação). A metodologia usada para o cálculo do gradiente adiabático úmido foi descrito no apêndice B de Kasting (1991).

*É a quantidade de energia refletida pelo exoplaneta com relação à quantidade total de energia recebida por este na superfície do planeta.

†Temperatura crítica da água ou ponto crítico usado para denotar a condição física na qual as densidades do líquido e do vapor desse elemento são iguais.

2.3. Determinação da zona de habitabilidade interior ("Inner Edge") - Caso do Sol

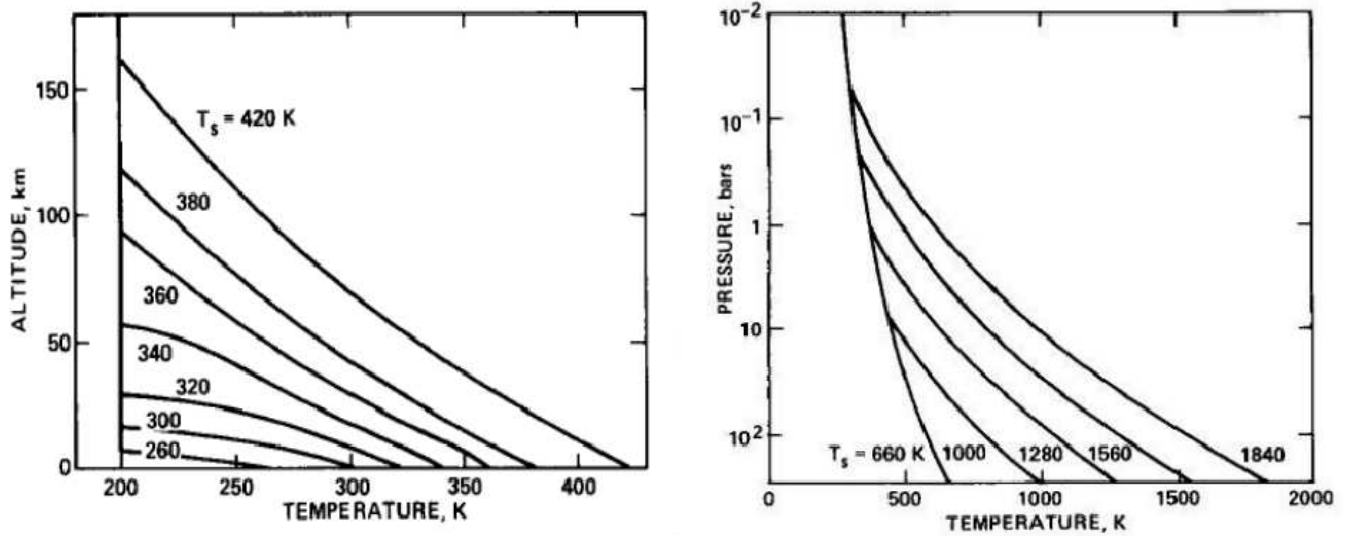


Figura 2.1.: Painel esquerdo: Perfis de temperatura correspondentes à um gradiente adiabático úmido ($T_s < 645$ K). Painel direito: Perfis de temperatura correspondentes à um gradiente adiabático seco ($T_s > 645$ K) Figuras extraídas de Kasting (1988).

2.3. Determinação da zona de habitabilidade interior ("Inner Edge") - Caso do Sol

Para a determinação da ZHI, Kopparapu et al. (2013b) variaram a temperatura superficial de um planeta do tamanho da Terra entre 220 K e 2200 K. A atmosfera escolhida foi a do tipo Terra com a seguinte composição química: N_2 , Ar e CO_2 , dominada por H_2O , e uma pressão parcial de nitrogênio $pN_2 = 1$ bar. As nuvens não foram incluídas, mas seu efeito pode ser quantificado considerando-se um valor alto para o albedo superficial, $A_S = 0,32$.

Para uma atmosfera em equilíbrio, a radiação emitida tem que ser igual à radiação incidente. O fluxo solar efetivo S_{eff} necessário para manter a temperatura da superfície do planeta no modelo foi calculado a partir da equação:

$$S_{eff} = \frac{F_{IR}}{F_S} \quad (2.1)$$

A Figura 2.2 mostra os resultados obtidos por Kopparapu et al. (2013b): no painel superior esquerdo observam-se os valores do F_S e do F_{IR} obtidos pelo modelo no topo da atmosfera em função da temperatura superficial. Pode ser observado que entre 200 e 400 K aproximadamente, o F_{IR} vai aumentando conforme a temperatura superficial aumenta, até alcançar o valor de aproximadamente 291 W/m^2 . No caso da Terra, esse valor é de aproximadamente 270 W/m^2 . Entre 400 e 1900 K, o F_{IR} permanece constante, comportamento que Kopparapu et al. (2013b) atribuem ao fato da atmosfera se tornar opaca à radiação infravermelha, devido ao alargamento da camada convectiva úmida da troposfera. Para temperaturas na superfície acima de 2000 K, o F_{IR} aumenta novamente, pois nesse caso Kopparapu et al. (2013b) alegam que a troposfera e a superfície do planeta começam a irradiar no óptico e no infravermelho próximo, onde há uma baixa opacidade

do vapor de água. Com relação ao comportamento do F_S , entre 200 e 400 K ele necessita aumentar para sustentar a temperatura superficial, devido à absorção no infravermelho pela água. Assim após atingir um valor máximo, ele começa a diminuir até alcançar um valor constante de aproximadamente 264 W/m^2 em altas temperaturas superficiais, devido ao espalhamento Rayleigh[‡] que se torna importante (Kopparapu et al., 2013b). No painel superior direito da figura 2.2 podemos observar o S_{eff} em função da temperatura superficial. Neste caso o S_{eff} cresce até perto do ponto crítico da água ($\sim 645 \text{ K}$) onde se tornar constante, voltando a aumentar após $T_S > 1800 \text{ K}$.

A partir do painel superior direito da Figura 2.2, dois limites foram identificados para a ZHI. Em primeiro lugar temos o efeito estufa irreversível, ou "*runaway greenhouse*" em inglês, quando o F_{IR} e o S_{eff} são constantes com a temperatura superficial. Isso acontece entre uma temperatura superficial de aproximadamente 645 K e 1800 K. Neste caso os oceanos já foram evaporados deixando a atmosfera, opaca devido à água, em um estado irreversível. O segundo limite é definido como efeito estufa úmido, ou "*moist greenhouse*" em inglês, e acontece quando a fração de água na estratosfera é aproximadamente 10^{-3} , ao redor de $T_S \sim 340 \text{ K}$ (Figura 2.2). A taxa de difusão do hidrogênio na Terra[§], segundo Hunten (1973), pode ser expressa pela equação:

$$\Phi_{esc}(H) \simeq 2.10^{13} f_t(H) \quad (2.2)$$

onde $f_t(H)$ é a fração de hidrogênio na estratosfera, neste caso o reservatório de água dos oceanos é a única fonte de hidrogênio, assim $f_t(H) \simeq 2f(\text{H}_2\text{O})$. Kopparapu et al. (2013b) calcularam a quantidade de $f(H)$ na estratosfera que corresponde a evaporação dos oceanos numa escala de tempo igual à idade da Terra ($4,47 \times 10^9$ anos).

Fazendo uso da equação 1.8, Kopparapu et al. (2013b) calcularam a distância na qual começam os efeitos estufa irreversível e úmido; e os limites calculados para o Sol foram de 0,97 e 0,99 au, respectivamente.

Além desses dois limites, Kopparapu et al. (2013b) identificaram um terceiro limite empírico, considerando as observações feitas pela sonda espacial *Magellan* sobre Vênus (Solomon & Head, 1991). Foi sugerido que Vênus não possui água na sua superfície há aproximadamente 10^9 anos ou 1 Ga, quando a luminosidade do Sol, de acordo com os modelos de evolução estelar, era 92% da atual. Assim como o fluxo solar que chega à Vênus atualmente é de $1,92 S_\odot$, há 1 Ga chegava $1,76 S_\odot$. Fazendo uso da equação 1.8, Kopparapu et al. (2013b) obtiveram uma distância de 0,75 au para esse terceiro limite interior empírico. Entretanto, esse limite tem que ser tratado com muito cuidado pois não existe um indicativo confiável da presença de água na superfície do planeta naquela época.

2.4. Determinação da zona de habitabilidade exterior ("*Outer Edge*") - Caso do Sol

Para a determinação da ZHE, Kopparapu et al. (2013b) variaram a pressão de CO_2 para um planeta do tipo Terra, com uma atmosfera do tipo Marte e com a seguinte composição

[‡]Espalhamento rayleigh ocorre quando o comprimento de onda da radiação electromagnética incidente é da ordem do tamanho da partícula e esse efeito observa-se com muita frequência em gases.

[§]Taxa de difusão do hidrogênio é a perda desse elemento em função do tempo através da atmosfera do planeta para o espaço.

2.4. Determinação da zona de habitabilidade exterior ("Outer Edge") - Caso do Sol

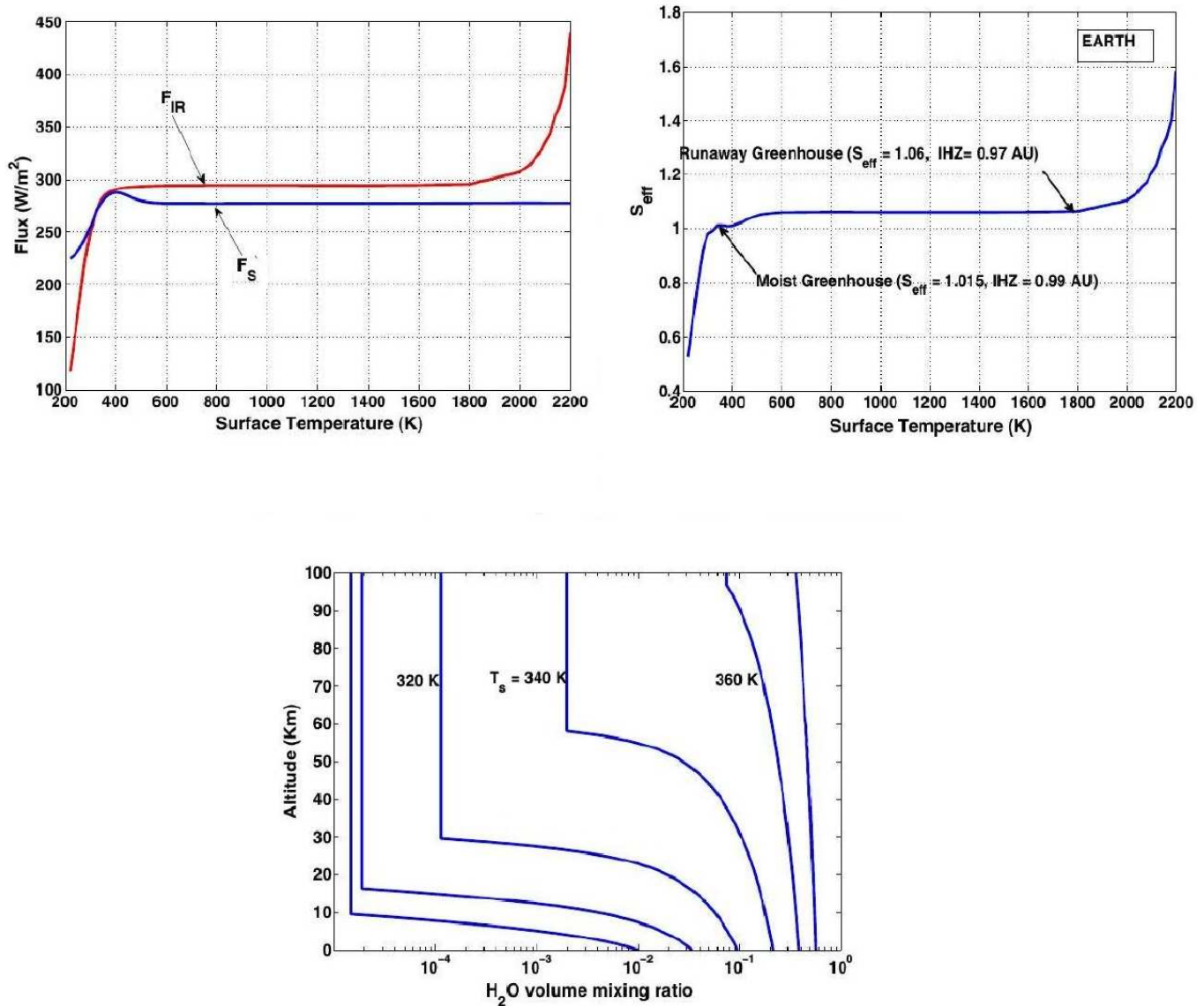


Figura 2.2.: Painel superior esquerdo: Fluxo infravermelho (F_{IR}) e fluxo solar incidente (F_S) em função da temperatura de superfície. Painel superior direito: fluxo solar efetivo (S_{eff}) necessário para manter a temperatura superficial. Painel inferior: Altitude em função da fração de água nas camadas da atmosfera para diferentes temperaturas superficiais (T_S). Figuras extraídas de Koppapapu et al. (2013b).

química: CO_2 e N_2 , dominada por CO_2 e uma pressão parcial para o nitrogênio molecular de 1 bar. A temperatura da superfície foi fixada em 273 K (ponto de fusão da água) e a temperatura da estratosfera em 160 K. Neste cenário, a pressão de CO_2 variou desde 1 bar até 35 bar, e o valor escolhido para o albedo superficial foi de 0,32.

A Figura 2.3 mostra os resultados obtidos em função da pressão parcial de CO_2 (pCO_2) para a ZHE. No painel esquerdo podemos observar os comportamentos dos fluxos calculados pelo código: F_S decresce conforme pCO_2 aumenta, devido ao espalhamento Rayleigh, causado pelo CO_2 (2,5 vezes melhor que o ar); e F_{IR} decresce conforme o pCO_2 aumenta, mas próximo de 10 bar, ele se torna constante. No painel direito da Figura 2.3, por

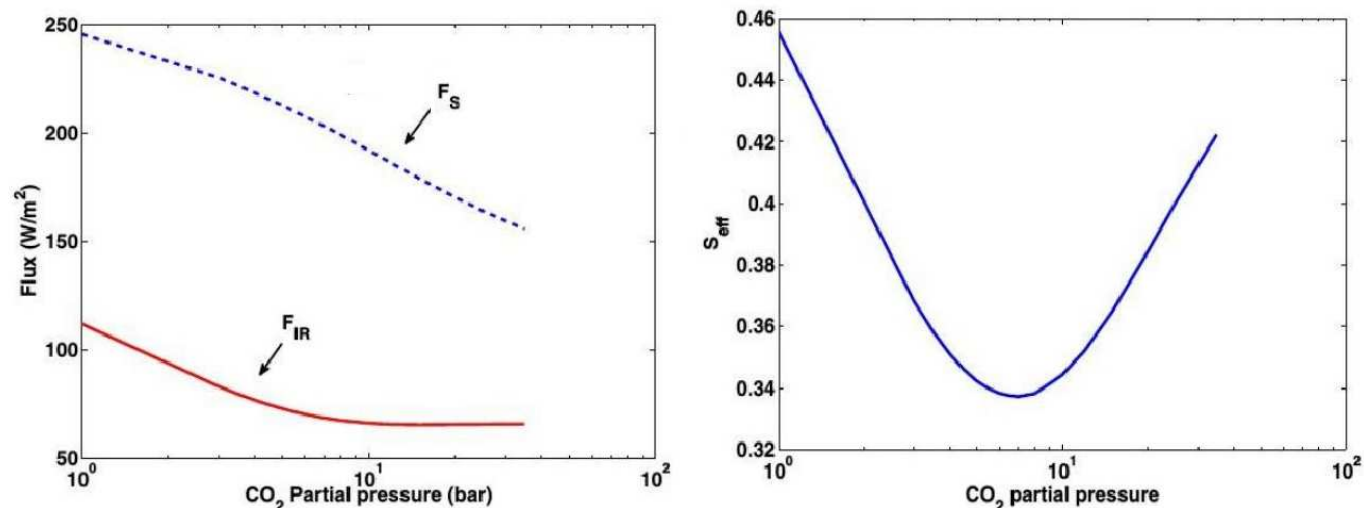


Figura 2.3.: Painel esquerdo: F_S e F_{IR} em função da pressão parcial do CO_2 . Painel direito: S_{eff} em função da pressão parcial do CO_2 . Figuras extraídas de Kopparapu et al. (2013b).

outro lado, podemos observar o S_{eff} necessário para sustentar as condições atmosféricas e principalmente a temperatura da superfície em 273 K. A sua forma fica determinada pelo comportamento de F_S e de F_{IR} , atingindo um valor mínimo de aproximadamente 0,325 para 8 bar, que é o valor mínimo que pode ter S_{eff} para que um planeta como a Terra possa manter água no estado líquido em uma atmosfera abundante em CO_2 . Esse limite é definido como o efeito estufa máximo ou "*maximum greenhouse*" em inglês.

Usando a equação 1.8, Kopparapu et al. (2013b) calcularam a distância do efeito de "*maximum greenhouse*" como sendo de 1,67 au do Sol. Esse limite é considerado pelos autores como bem conservador, já que no modelo não foi considerada a formação de nuvens. Eles justificam que as nuvens de CO_2 poderiam gerar aquecimento no planeta, implicando em um valor maior para o limite exterior de ZH.

Kopparapu et al. (2013b) também calcularam um limite exterior empírico, com base no fato de que a água líquida pode ter existido na superfície de Marte. Assumindo uma idade de 3,8 Ga para os rios secos nos vales na superfície de Marte (Pollack et al., 1987; Bibring et al., 2006), temos com base nos modelos de evolução do Sol, que a sua luminosidade naquela época teria sido 75% do valor atual. Como o fluxo solar que chega em Marte atualmente é $0,43 S_{\odot}$, o fluxo recebido pelo planeta há 3,8 Ga teria sido de $0,32 S_{\odot}$.

Usando a equação 1.8, eles determinaram uma distância de 1,77 au para esse limite. Assim vemos que esse limite empírico para Marte é maior (isto é, ZHE é mais afastada) do que o primeiro valor obtido, sugerindo que o Marte antigo poderia ter tido outros tipos de gases, como por exemplo o metano, que esquentavam o planeta. Ramirez et al. (2014) mostram que uma atmosfera com 90% CO_2 e 10% H_2 e uma pressão de 3 bar na sua superfície, pode elevar a temperatura superficial acima dos 273 K. Outros autores concordam também com os resultados de um Marte jovem mais quente (Segura et al., 2008, 2002), pois segundo eles, a idéia de um Marte jovem frio não produziria chuva suficiente para a formação dos vales nesse planeta.

2.5. Determinação da zona de habitabilidade para outras estrelas na sequência principal

Kopparapu et al. (2013b) fizeram a mesma análise e determinaram a ZH para outras estrelas diferentes do Sol e que estão na sequência principal. Nesse caso, eles consideraram estrelas com temperaturas efetivas entre 2600 e 7200 K, ou seja, do tipo espectral F, G, K e M. Foram gerados espectros sintéticos para essas estrelas usando o *BTSettlegridmodels* (Allard et al., 2003, 2007) e normalizados com o fluxo solar que a Terra recebe ou seja S_{\odot} . Na Figura 2.4 podemos observar os resultados obtidos para um planeta do tipo Terra com atmosfera do tipo Terra para o ZHI e do tipo Marte para o ZHE, considerando as diferentes estrelas.

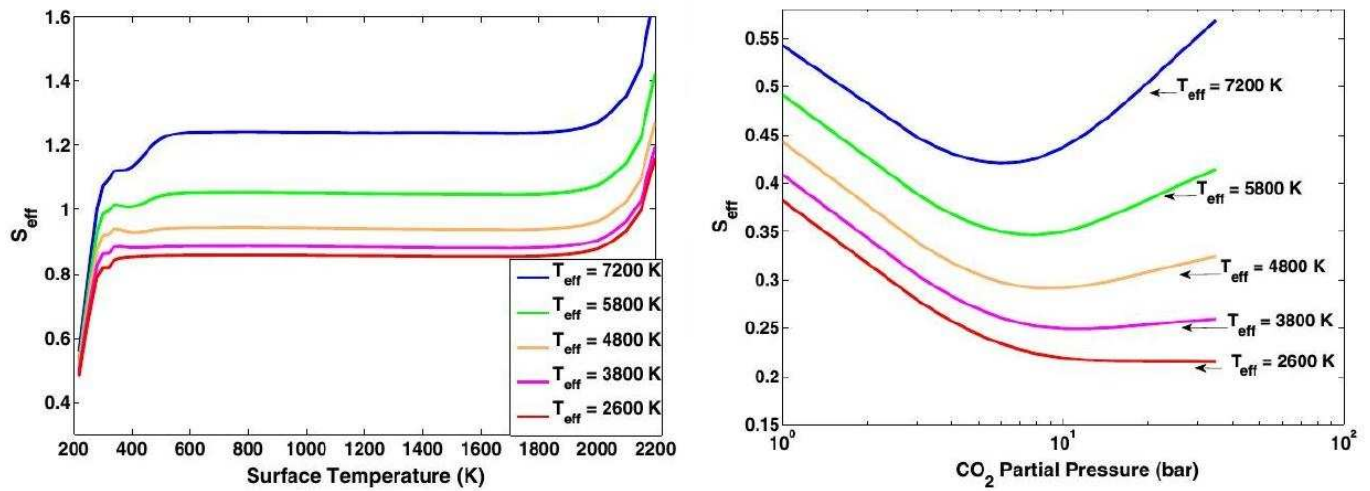


Figura 2.4.: Painel esquerdo: Fluxo solar efetivo em função da temperatura superficial para as diferentes estrelas de sequência principal (atmosfera do tipo Terra). Painel direito: Fluxo solar efetivo em função da pressão do CO_2 para as diferentes estrelas na sequência principal (atmosfera tipo Marte). Figuras extraídas de Kopparapu et al. (2013b).

Nesse mesmo trabalho os autores encontraram uma expressão geral para o fluxo solar efetivo (S_{eff}), em função da temperatura efetiva da estrela, dentro do intervalo 2600-7200 K (equação 2.3), considerando os diferentes limites da ZH para um planeta como a Terra.

$$S_{eff} = S_{\odot} + aT_p + bT_p^2 + cT_p^3 + dT_p^4 \quad (2.3)$$

sendo $T_p = T_{eff,*} - 5780$ K, onde $T_{eff,*}$ é a temperatura efetiva estelar, e a , b , c e d são os coeficientes listados na tabela 2.2.

2.6. Determinação da zona de habitabilidade para planetas com diferentes massas

A equação 2.3 somente é válida para planetas do tipo Terra, isto é, para planetas com massa, raio e gravidade iguais aos da Terra: $1 M_{\oplus}$, $R_{\oplus} = 6378$ km e $g_{\oplus} = 9,8$ m/s². Para

Tabela 2.2.: Coeficientes para calcular a ZH em estrelas com temperaturas efetivas entre 2600 e 7200 K. Tabela extraída de (Kopparapu et al., 2013a)

Constantes	Vênus <i>primitivo</i>	Runaway <i>greenhouse</i>	Moist <i>greenhouse</i>	Maximum <i>greenhouse</i>	Marte <i>jovem</i>
$S_{eff\odot}$	1,7763	1,0385	1,0146	0,3507	0,3207
a	$1,4335 \cdot 10^{-4}$	$1,2456 \cdot 10^{-4}$	$8,1884 \cdot 10^{-5}$	$5,9578 \cdot 10^{-5}$	$5,4471 \cdot 10^{-5}$
b	$3,3954 \cdot 10^{-9}$	$1,4612 \cdot 10^{-8}$	$1,9394 \cdot 10^{-9}$	$1,6707 \cdot 10^{-9}$	$1,5275 \cdot 10^{-9}$
c	$-7,6364 \cdot 10^{-12}$	$-7,6345 \cdot 10^{-12}$	$-4,3618 \cdot 10^{-12}$	$-3,0058 \cdot 10^{-12}$	$-2,1709 \cdot 10^{-12}$
d	$-1,1950 \cdot 10^{-15}$	$-1,7511 \cdot 10^{-15}$	$-6,8260 \cdot 10^{-16}$	$-5,1925 \cdot 10^{-16}$	$-3,8282 \cdot 10^{-16}$

calcularmos a ZH para planetas maiores ou menores do que a Terra temos que utilizar o código climático e analisar os limites interior e exterior da ZH caso a caso.

Kopparapu et al. (2014) fizeram estudos da ZH para 3 planetas com diferentes massas: $0,1 M_{\oplus}$, $1 M_{\oplus}$ e $5 M_{\oplus}$. Para todos eles, foi assumido uma atmosfera do tipo Terra, dominada por H_2O , e uma atmosfera do tipo Marte, dominada por CO_2 , para os limites interior e exterior, respectivamente. E sobre essas massas fizeram 3 diferentes tipos de estudo usando o código radiativo-convectivo:

- 1- Variaram a pressão parcial do nitrogênio (pN_2) na atmosfera de um planeta com $1 M_{\oplus}$ e analisaram o efeito que causa este gás sobre os limites da ZH ao redor do Sol.
- 2- Fixaram a pN_2 da atmosfera em 0,01 bar para todos os planetas considerados, a fim de estudar o efeito da gravidade na ZH.
- 3- Variaram a pN_2 da atmosfera levando em consideração o raio do planeta para a determinação da ZH.

Neste último item, Kopparapu et al. (2014) assumiram que a quantidade de elementos voláteis no planeta na sua formação é uma função da massa do planeta, e estimaram o valor de pN_2 na superfície do planeta em comparação com a Terra, da seguinte forma:

$$\frac{P_S}{P_S^{\oplus}} = \frac{N_{col} g}{N_{col}^{\oplus} g_{\oplus}} \quad (2.4)$$

onde P_S e P_S^{\oplus} correspondem à pressão parcial do N_2 sobre a superfície do planeta e na Terra, respectivamente; N_{col} e N_{col}^{\oplus} constituem a densidade de coluna do N_2 ¶ na atmosfera do planeta e da Terra, respectivamente; e g e g_{\oplus} são as gravidades do planeta e da Terra, respectivamente. Como ambos os termos da direita na equação acima são proporcionais a M_P/R_P^2 , Kopparapu et al. (2014) re-escreveram a equação 2.4:

$$\frac{P_S}{P_S^{\oplus}} = \left(\frac{M_P}{M_{\oplus}}\right)^2 \left(\frac{R_{\oplus}}{R_P}\right)^4 \quad (2.5)$$

e fazendo uso da relação Massa-Raio empírica, obtida por Wright et al. (2011), com base nos exoplanetas conhecidos (www.exoplanet.org):

$$\frac{M_P}{M_{\oplus}} = 0,968 \left(\frac{R_P}{R_{\oplus}}\right)^{3,2} \quad M_P < 5M_{\oplus} \quad (2.6)$$

¶Pode ser calculada pela seguinte fórmula: $N_{col} = \int \rho(z) dz$, onde z é a altura sobre a atmosfera e $\rho(z)$ é a densidade do gás considerado.

2.6. Determinação da zona de habitabilidade para planetas com diferentes massas

temos que

$$\frac{P_S}{P_S^\oplus} = 0,937 \left(\frac{R_P}{R_\oplus} \right)^{2,40} \quad (2.7)$$

que é válida somente para planetas com massa menor do que $5 M_\oplus$. Planetas mais massivos terão uma pressão maior, indicando um acúmulo de uma importante envoltória de gás. Assim Kopparapu et al. (2014) assumiram que planetas com massa maior do que $5 M_\oplus$ não são rochosos.

Na Figura 2.5 temos os resultados para ZHI e ZHE para o Sol, considerando planetas de diferentes massas, obtidos a partir do código de Kopparapu et al. (2014). No painel superior esquerdo apresentam-se os resultados para a ZHI no caso em que a pN_2 varia entre 0,01 e 10 bar, para um planeta de $1 M_\oplus$. Podemos observar que para temperaturas superficiais menores do que 400 K, o F_{IR} ou OLR^{||} (do inglês "*outgoing longwave radiation*") é menor para pN_2 altas. A partir de temperaturas superficiais maiores do que 400 K, o maior constituinte da atmosfera é o vapor de H_2O , tornando a atmosfera opaca e com isso, F_{IR} passa a ser constante. Na mesma figura podemos observar o fluxo solar efetivo, S_{eff} , para manter as condições da atmosfera. O ZHI neste caso foi calculado somente levando em conta o efeito estufa irreversível, pois existe apenas uma diferença de 2% para o caso do efeito estufa úmido (Kopparapu et al., 2014). Leconte et al. (2013) usando um modelo climático global 3-D, prevêem temperaturas para a tropopausa mais baixas, ~ 115 K, do que o código climático radiativo-convectivo, para um planeta do tipo Terra. Leconte et al. (2013) encontraram que a estratosfera permanece fria e seca, dificultando a fuga de água através da atmosfera (efeito estufa úmido). Segundo Kopparapu et al. (2014) uma análise mais aprofundada independente é necessária para testar a robustez desse resultado.

Assim o efeito estufa irreversível foi calculado a partir do comportamento constante de F_{IR} e de S_{eff} . Neste limite toda a água dos oceanos foi evaporada deixando uma atmosfera formada basicamente por H_2O . Pelo comportamento do F_{IR} e o S_{eff} , Kopparapu et al. (2014) não encontraram diferença no ZHI, com a variação de pN_2 . Nos painéis superiores direitos da Figura 2.5 temos os resultados para o limite interior no caso em que a pN_2 foi fixada a 0,01 bar, para as diferentes massas de planetas consideradas, a fim de estudar o efeito da gravidade na ZH. Podemos observar que ambos os fluxos, o OLR e o S_{eff} , variam conforme a massa do planeta (gravidade) aumenta. Neste caso podemos notar que o limite interior de ZH variou em função da massa do planeta.

Por outro lado, nos painéis inferiores esquerdos temos os resultados para o limite exterior no caso em que a massa é fixa e a pN_2 varia em função de pCO_2 . Pode-se observar que quando pCO_2 é baixo, os valores de OLR e S_{eff} obtidos para $pN_2 = 0,01$ bar são maiores do que para $pN_2 = 10$ bar. O cálculo do efeito estufa máximo é definido pelo menor valor alcançado por S_{eff} conforme pCO_2 aumenta. Podemos observar que o limite exterior não muda muito para baixas pN_2 , mas que existe uma diferença para altos pN_2 . Então, o limite exterior de ZH é mais afastado para altas pN_2 do que para baixos valores.

Por fim, nos painéis inferiores à direita temos resultados para o limite exterior no caso em que pN_2 é fixa a 0,01 bar para as diferentes massas de planetas consideradas. Neste caso, o planeta mais massivo ($5 M_\oplus$), ou com maior gravidade, apresentam OLR e S_{eff} maiores a baixas pCO_2 do que aqueles planetas menos massivos ($0,1$ e $1 M_\oplus$). Entretanto, todos os planetas atingem o mesmo valor mínimo de S_{eff} , indicando que ZHE não irá variar sensivelmente para diferentes massas.

^{||}Kopparapu et al. (2014) consideraram que o F_{IR} é igual à OLR

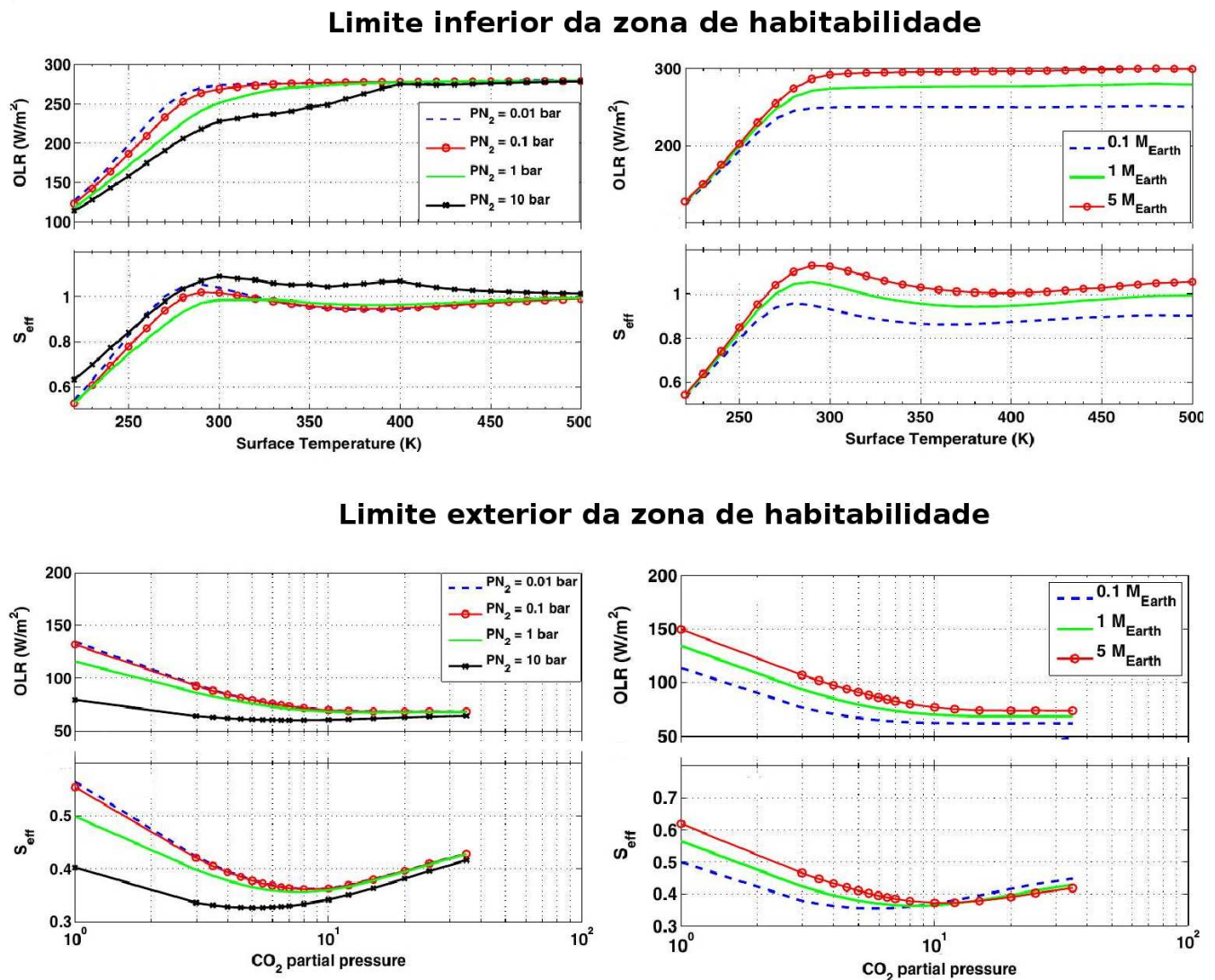


Figura 2.5.: Painéis à esquerda: Resultados para OLR e S_{eff} com a variação de pN_2 em $1 M_{\oplus}$. Painéis à direita: Resultados para OLR e S_{eff} para a variação de massa com pN_2 fixa. Figura tomada de Kopparapu et al. (2014)

Kopparapu et al. (2014) também consideraram um terceiro caso que acharam mais realista do que os anteriores, onde a pN_2 é calculada levando em conta a massa do planeta. Olhando a equação 2.7 podemos dizer que os planetas com raios maiores teriam uma quantidade de N_2 maior do que aqueles com raios menores, em comparação com a Terra ($pN_2^{\oplus} \sim 0,78$ bar). Nos painéis esquerdo e direito da Figura 2.6 são observados os resultados obtidos para o limite interior e exterior, respectivamente. Dessa figura concluímos que os efeitos anteriormente encontrados tem influência nesses resultados, onde a ZHI varia conforme à gravidade do planeta e a ZHE não varia devido à massa e ao baixo conteúdo de N_2 nos planetas. Em resumo, ZHI desloca-se para mais perto da

2.6. Determinação da zona de habitabilidade para planetas com diferentes massas

estrela conforme a massa do planeta é maior. Entretanto, a ZHE não apresenta mudança sensível.

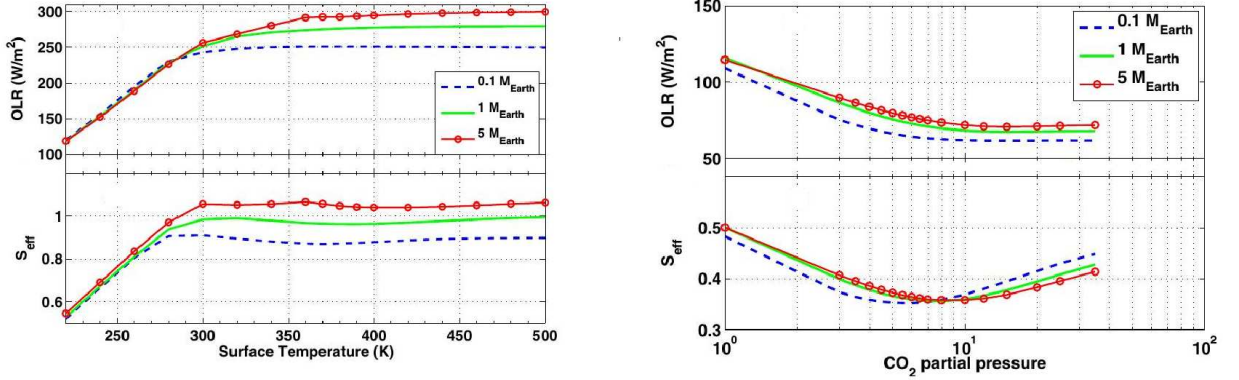


Figura 2.6.: Painel esquerdo: OLR e S_{eff} em função da temperatura superficial para o ZHI. Painel direito: OLR e S_{eff} em função da pressão parcial do dióxido de carbono para o ZHE. Figura tomada do trabalho de Kopparapu et al. (2014).

Dos resultados obtidos no terceiro caso, Kopparapu et al. (2014) determinaram a ZH para estrelas com temperaturas efetivas entre 2600 e 7200 K. Para isto, calcularam os coeficientes da equação 2.3 para os diferentes limites definidos anteriormente: Vênus primitivo, efeito estufa irreversível ou "runaway greenhouse", efeito estufa máximo ou "maximun greenhouse" e Marte jovem (vide tabela 2.3).

Tabela 2.3.: Coeficientes para calcular a ZH de estrelas com temperaturas efetivas entre 2600 e 7200 K. Tabela extraída de (Kopparapu et al., 2014)

Constantes	M_P [M_{\oplus}]	Vênus primitivo	Runaway greenhouse	Maximun greenhouse	Marte jovem
$S_{eff\odot}$	0,1	1,776	0,99	0,356	0,32
	1	1,776	1,107	0,356	0,32
	5	1,776	1,188	0,356	0,32
a	0,1	$2,136 \cdot 10^{-4}$	$1,209 \cdot 10^{-4}$	$6,171 \cdot 10^{-5}$	$5,547 \cdot 10^{-5}$
	1	$2,136 \cdot 10^{-4}$	$1,332 \cdot 10^{-4}$	$6,171 \cdot 10^{-5}$	$5,547 \cdot 10^{-5}$
	5	$2,136 \cdot 10^{-4}$	$1,433 \cdot 10^{-4}$	$6,171 \cdot 10^{-5}$	$5,547 \cdot 10^{-5}$
b	0,1	$2,533 \cdot 10^{-8}$	$1,404 \cdot 10^{-8}$	$1,698 \cdot 10^{-9}$	$1,526 \cdot 10^{-9}$
	1	$2,533 \cdot 10^{-8}$	$1,58 \cdot 10^{-8}$	$1,698 \cdot 10^{-9}$	$1,526 \cdot 10^{-9}$
	5	$2,533 \cdot 10^{-8}$	$1,707 \cdot 10^{-8}$	$1,698 \cdot 10^{-9}$	$1,526 \cdot 10^{-9}$
c	0,1	$-1,332 \cdot 10^{-11}$	$-7,418 \cdot 10^{-12}$	$-3,198 \cdot 10^{-12}$	$-2,874 \cdot 10^{-12}$
	1	$-1,332 \cdot 10^{-11}$	$-8,308 \cdot 10^{-12}$	$-3,198 \cdot 10^{-12}$	$-2,874 \cdot 10^{-12}$
	5	$-1,332 \cdot 10^{-11}$	$-8,968 \cdot 10^{-12}$	$-3,198 \cdot 10^{-12}$	$-2,874 \cdot 10^{-12}$
d	0,1	$-3,097 \cdot 10^{-15}$	$-1,713 \cdot 10^{-15}$	$-5,575 \cdot 10^{-16}$	$-5,011 \cdot 10^{-16}$
	1	$-3,097 \cdot 10^{-15}$	$-1,931 \cdot 10^{-15}$	$-5,575 \cdot 10^{-16}$	$-5,011 \cdot 10^{-16}$
	5	$-3,097 \cdot 10^{-15}$	$-2,084 \cdot 10^{-15}$	$-5,575 \cdot 10^{-16}$	$-5,011 \cdot 10^{-16}$

3. Metodologia de trabalho e determinação da zona de habitabilidade

3.1. Introdução

Neste capítulo descreveremos os critérios adotados para a seleção da nossa amostra de exoplanetas. Com base nos parâmetros físicos deles e de suas estrelas hospedeiras, obtidos na literatura, descreveremos a metodologia adotada para a determinação da ZH. A partir dos resultados obtidos será determinada uma possível atmosfera, temperatura e pressão superficial que o planeta poderia ter.

Atualmente existem aproximadamente 3545 planetas que foram detectados (05/12/2016) através de diferentes técnicas de detecção (www.exoplanets.org, www.exoplanet.eu). Destes, 2660 estão em um sistema que contém um único planeta, ou seja, o sistema é formado por um planeta orbitando uma ou mais estrelas. Os outros 597 fazem parte de sistemas multi-planetários, ou seja, com mais de um planeta ao redor de uma ou mais estrelas. Na tabela 3.1 podemos observar os planetas detectados através das diferentes técnicas.

Tabela 3.1.: *Exoplanetas detectados pelas diferentes técnicas até 05/12/2016.*

Técnicas de detecção	Quantidade de planetas detectados
Trânsito	2696
Variação da velocidade radial	692
Imagem direta	74
Microlente gravitacional	51
TTV e timing	31

Dados extraídos da página web: <http://exoplanets.eu>

Até o momento a técnica de trânsito planetário forneceu a maior parte dos exoplanetas detectados. Destes, aproximadamente 76% foram detectados pela missão Kepler.

3.2. Seleção da amostra

Para a construção da nossa amostra do banco de dados www.exoplanets.org somente foi possível selecionar um conjunto de aproximadamente 1644 dos 3545 planetas detectados por diferentes técnicas, dos quais 1552 são planetas orbitando ao redor de uma só estrela e os restantes são planetas em sistemas estelares binários ou múltiplos.

Para o grupo de 1552 planetas orbitando uma única estrela, calculamos a ZH interior e exterior de suas estrelas hospedeiras, usando a equação 1.8, onde a partir da equação 2.3

obtivemos os valores de fluxo efetivo solar, S_{eff} , usando os coeficientes para o efeito estufa irreversível e máximo que se encontram na Tabela 2.2 para $1 M_{\oplus}$. Logo, selecionamos aqueles exoplanetas potencialmente rochosos que estão dentro da ZH para fazer parte da nossa amostra.

Neste trabalho, o critério escolhido para dizer se o planeta é ou não rochoso foi o mesmo adotado por Selsis et al. (2007), onde a massa do planeta tem que ser menor do que dez massas terrestres ($M_P < 10 M_{\oplus}$). Selsis et al. (2007) encontraram que o limite em massa para um planeta ser rochoso deve ser menor que $10 M_{\oplus}$, pois um planeta com massa maior está mais próximo dos planetas gasosos com envoltórios de H_2 e He. Desta forma, eliminamos da amostra os planetas que possam ser mais similares aos planetas gasosos com envoltórios de H e He. Este intervalo de massa é mais amplo do que o comumente adotado na literatura (vide por exemplo Kopparapu et al. 2014).

Além disso, a nossa amostra foi também selecionada considerando os objetos (planetas e estrelas hospedeiras) com a maior quantidade de parâmetros físicos determinados, como por exemplo o raio (R_P) e massa (M_P) dos planetas, os parâmetros orbitais como o semi-eixo maior (a), excentricidade (e), período (P), inclinação (i), temperatura efetiva (T_{eff}), raio da estrela (R_*), gravidade superficial ou $\log g$, metalicidade ($[Fe/H]$) e luminosidade estelar (L_*). Para isso, foi feita uma busca na literatura e em diferentes bases de dados. Esses parâmetros são necessários para o uso do modelo climático radiativo-convectivo.

Para o cálculo preliminar da ZH de um planeta com uma massa terrestre utilizado na seleção da nossa amostra, desenvolvemos um código na linguagem Python. Como resultado, identificamos 7 planetas potencialmente rochosos dos 1644 que estão dentro da ZH das suas estrelas hospedeiras, todos identificados pela missão Kepler.

Nas Tabelas 3.2 e 3.3 apresentamos as propriedades físicas das estrelas e dos planetas selecionados respectivamente e os limites da ZH calculados.

Tabela 3.2.: Características físicas das estrelas selecionadas.

Estrela	Tipo espectral	T_{eff} [K]	R_* [R_{\odot}]	$\log g$	$[Fe/H]$ dex	L_* [L_{\odot}]	Ref.
Kepler 174	K2V–K3V	4880±126	0,63±0,03	4,68±0,15	-0,55	0,19±0,04	(1),(4)
Kepler 186	M1V	3788±54	0,472±0,052	4,770±0,069	-0,26±0,1	0,06	(2),(4)
Kepler 283	K5V	4350±100	0,566±0,024	4,72±0,15	-0,26	0,10	(1),(4)
Kepler 440	K7V	4134±154	0,559±0,041	4,706±0,032	-0,30±0,15	0,08	(3),(4)
Kepler 441	KV	4340±177	0,550±0,046	4,715±0,035	-0,57±0,18	0,09	(3),(4)
Kepler 442	K5V	4400±100	0,598±0,023	4,673±0,019	-0,37±0,1	0,12	(3),(4)
Kepler 443	K3V	4720±100	0,706±0,026	4,614±0,022	-0,01±0,1	0,22	(3),(4)

(1):(Rowe et al., 2014). (2):(Quintana et al., 2014). (3):(Torres et al., 2015).

(4):<http://exoplanets.org/>; <http://www.exoplanet.eu/>.

Na Tabela 3.2 podemos notar que as temperaturas das estrelas que contêm planetas dentro da ZH, variam entre 3700 e 4880 K, sendo estrelas de tipo espectral M e K na sequência principal, ou seja mais tardias do que o Sol. O $\log g$ varia entre 4,40 e 4,77 e a metalicidade entre -0,75 e 0. Já na Tabela 3.3 observamos que os raios dos planetas selecionados variam entre 1,09 e 2,2 R_{\oplus} , e a massa varia entre 1,34 e 5,65 M_{\oplus} , ou seja, são planetas maiores e com mais massa do que a Terra. As distâncias nas quais os planetas estão orbitando ao redor das estrelas hospedeiras variam entre 0,35 e 0,77 au, aproximadamente. Assim, vemos que todos os planetas da nossa amostra estão mais perto das suas estrelas do que a Terra do Sol. O valor de gravidade superficial g_P , varia

3.3. Cálculo preciso da zona de habitabilidade

Tabela 3.3.: Características físicas dos planetas da nossa amostra e a ZH para $1 M_{\oplus}$.

Planetas	a [au]	ZHI* [au]	ZHE* [au]	R_P [R_{\oplus}]	M_P [m/s^2]	g_P M_{\oplus}	Ref.
Kepler 174-d	$0,77 \pm 0,01$	0,45	0,81	$2,15 \pm 0,13$	5,22	11,07	(1),(4)
Kepler 186-f	$0,39 \pm 0,02$	0,21	0,41	$1,09 \pm 0,14$	1,34	11,08	(2),(4)
Kepler 283-c	$0,401 \pm 0,007$	0,33	0,62	$1,79 \pm 0,12$	4,26	13,09	(1),(4)
Kepler 440-b	$0,353 \pm 0,009$	0,30	0,56	$1,83 \pm 0,21$	4,35	12,80	(3),(4)
Kepler 441-b	$0,57 \pm 0,02$	0,32	0,60	$1,61 \pm 0,22$	3,87	14,64	(3),(4)
Kepler 442-b	$0,39 \pm 0,06$	0,36	0,66	$1,32 \pm 0,15$	2,57	14,58	(3),(4)
Kepler 443-b	$0,559 \pm 0,009$	0,36	0,66	$1,32 \pm 0,21$	5,65	10,60	(3),(4)

(1):(Rowe et al., 2014). (2):(Quintana et al., 2014). (3):(Torres et al., 2015).

(4):<http://exoplanets.org/>; <http://www.exoplanet.eu/>.

*Calculados neste trabalho

na faixa entre 10,60 e 14,64 m/s^2 , ou seja, todos eles tem uma gravidade superficial maior do que a Terra.

Dentro da nossa amostra, há 3 planetas que se encontram em sistemas multi-planetários: Kepler 283-c, que está em um sistema com dois planetas, Kepler 174-d em um sistema com 3 planetas, e Kepler 186-f em um sistema com 5 planetas.

3.3. Cálculo preciso da zona de habitabilidade

Utilizando o código climático radiativo-convectivo de Kopparapu et al. (2014), calculamos a ZH de forma própria para os planetas da nossa amostra, já que como vimos no capítulo anterior, a mesma pode variar dependendo das condições físicas do planeta e da sua atmosfera planetária. Calculamos o fluxo efetivo solar no topo da atmosfera para cada planeta com a equação 2.1, a partir dos valores de F_S e F_{IR} fornecidos pelo código. Identificamos o efeito estufa úmido, o efeito estufa irreversível e o efeito estufa máximo, e calculamos os limites da ZH em cada caso usando a equação 1.8. Neste trabalho, não calculamos os limites para os casos de Vênus primitivo e Marte jovem.

Nas subseções seguintes são apresentados os parâmetros de entrada do código climático radiativo-convectivo, as considerações feitas para o cálculo, e os resultados obtidos.

3.3.1. Parâmetros de entrada e saída do código climático radiativo-convectivo

Dentro do código climático radiativo-convectivo temos diferentes parâmetros de entrada, são eles:

- NSTEPS: Número de iterações do modelo.
- RSURF: Umidade da superfície.
- P0: Pressão no topo da atmosfera.
- PN2: Pressão parcial do nitrogênio.
- PCO2: Pressão parcial do dióxido de carbono.

- G: Gravidade do planeta.
- RADIUS: Raio do planeta.
- TG0: Temperatura na superfície do planeta.
- TSTRAT: Temperatura na estratosfera.
- STARR: Tipo de estrela a ser escolhida.
- SRFALB: Albedo superficial.
- SOLCON: Constante Solar de normalização S_{\odot} : igual 1 no caso da Terra e 0,43 no caso de Marte atual.

Além dos parâmetros de entrada, também podemos escolher a composição química inicial da atmosfera do planeta. As moléculas e os elementos químicos que formam parte da atmosfera são: argônio (Ar), metano (CH₄), etano (C₂H₆), dióxido de carbono (CO₂), nitrogênio (N₂), oxigênio (O₂), hidrogênio molecular (H₂) e dióxido de nitrogênio (NO₂).

Depois de cada iteração, o modelo gera um arquivo com os resultados de saída como: altitude, temperatura, pressão, fração de H₂O e CO₂ em cada uma das 101 camadas na qual a atmosfera foi dividida, F_{IR} , e F_S , entre outros parâmetros de controle do modelo.

Neste trabalho consideramos somente uma iteração seguindo a metodologia de Kasting (1988). A umidade da superfície foi fixada em 0,8, correspondendo a 80% de umidade na atmosfera, a pressão no topo da atmosfera foi fixada em 10^{-5} bar, o albedo superficial foi fixado em 0,32 e a constante solar de normalização em 1. Esses valores também foram adotados por Kasting et al. (1993) e Kopparapu et al. (2013b).

Os parâmetros livres do modelo são: a temperatura da estratosfera e da superfície, o raio e a gravidade do planeta, a pressão parcial de N₂ e CO₂, e a estrela hospedeira.

3.3.2. Estrelas Hospedeiras

Como já mencionamos, o código nos permite trabalhar com modelos assumindo diferentes estrelas hospedeiras. Na versão mais atual, temos a possibilidade de escolher os parâmetros de 292 estrelas diferentes.

Com base na temperatura efetiva das estrelas hospedeiras dos planetas da amostra, o nosso procedimento foi selecionar a estrela do código que tivesse os parâmetros mais similares. Por vezes, tivemos de escolher mais de uma estrela oferecida pelo código para melhor representar um objeto da nossa amostra.

Vale ressaltar que o código utiliza um determinado padrão para identificar cada uma de suas estrelas. Ele consiste em uma letra seguida de 4 números. Por exemplo, a estrela B4568 é uma estrela com uma $[Fe/H] = 0.0$, $\log g = 4,5$ e $T_{eff} = 6800$ K. Então, a letra faz referência à metalicidade estelar, $[Fe/H]$, podendo ser A, B ou C, correspondendo à -0,5, 0,0 e 0,5, respectivamente. Os dois números do meio são os valores do logaritmo da gravidade superficial da estrela, podendo ser 30, 35, 40, 45 e 50, o que correspondem a 3,0, 3,5, 4,0, 4,5 e 5,0 respectivamente. Os últimos dois números podem ser escolhidos no intervalo de 26 a 72, que corresponde a temperaturas efetivas de 2600 a 7200 K. A temperatura efetiva das estrelas no código tem um passo de 200 K, ou seja, podemos escolher estrelas com temperaturas de 2600 K, 2800 K, 3000 K, etc., até 7200 K. Já a luminosidade estelar é calculada em função da luminosidade solar, assumindo que a estrela do modelo tem o mesmo raio que a estrela da amostra.

3.3. Cálculo preciso da zona de habitabilidade

Na Tabela 3.4 são apresentadas as estrelas do código que foram selecionadas para o nosso estudo e suas luminosidades.

Tabela 3.4.: *Estrelas selecionadas para os nossos modelos climático radiativo-convectivo.*

Estrela da amostra	Estrelas do modelo	Luminosidade [L_{\odot}]
Kepler 174	A4548	0,18
	A4550	0,22
Kepler 186	A4536	0,03
	A4538	0,04
	B4536	0,03
	B4538	0,04
Kepler 283	A4542	0,09
	A4544	0,11
	B4542	0,09
Kepler 440	B4544	0,11
	A4540	0,07
	A4542	0,09
Kepler 441	B4540	0,07
	B4542	0,09
	A4542	0,08
Kepler 442	A4546	0,12
	A4542	0,10
	A4546	0,14
	B4542	0,10
Kepler 443	B4546	0,14
	B4546	0,20
	B4548	0,24

3.3.3. Pressão parcial dos gases nos limites da zona de habitabilidade

Outro parâmetro que é levado em conta no modelo climático radiativo-convectivo é a $p\text{CO}_2$ e $p\text{N}_2$. A pressão parcial de um gás corresponde a pressão exercida por ele como se fosse o único gás, dentro de um certo volume. Já a pressão total é a soma das pressões parciais dos diferentes gases que estão dentro desse mesmo volume.

No caso da $p\text{CO}_2$, ela é desprezada no cálculo de ZHI devido ao baixo conteúdo de CO_2 em uma atmosfera do tipo Terra. Entretanto, para o cálculo de ZHE, a $p\text{CO}_2$ varia na faixa de 1 a 35 bar.

Para o N_2 é adotada uma pressão parcial levando em conta a massa e/ou o raio do planeta, fazendo-se uso das equações 2.5 ou 2.7, respectivamente. Para os planetas com $M_P < 5 M_{\oplus}$ utilizamos a equação 2.7, mas para os planetas com $M_P > 5 M_{\oplus}$ foi utilizada a equação 2.5. As equações anteriores consideram a pressão parcial do nitrogênio molecular na Terra, que no caso de uma atmosfera do tipo Terra é $p\text{N}_2 = 0,78$ bar. No caso de um planeta como a Terra, mas com uma atmosfera do tipo Marte temos que $p\text{N}_2 = 0,027$ bar, assumindo-se uma pressão na superfície de 1 bar. Por outro lado, como

no limite exterior a $p\text{CO}_2$ varia na faixa de 1 a 35 bar, a $p\text{N}_2$ foi re-calculada como sendo $p\text{N}_2 = 0,027 \times p\text{CO}_2$ de forma a manter proporcionalmente a mesma quantidade de N_2 na atmosfera do planeta.

3.3.4. Cálculo do limite interior da zona de habitabilidade

Para a determinação da ZHI dos exoplanetas da nossa amostra foi levada em conta uma atmosfera do tipo Terra com a seguinte composição química: 78% de N_2 , 21% de O_2 , 9340 ppm de Ar e 300 ppm de CO_2 . A temperatura considerada para a estratosfera isotérmica foi de 200 K e a temperatura da superfície foi variada de 220 K a 1600 K.

Obtivemos um modelo radiativo-convectivo para cada uma das estrelas da Tabela 3.4 e identificamos o efeito estufa irreversível e o efeito estufa úmido, analisando o comportamento da atmosfera do planeta em cada caso, especialmente F_{IR} e S_{eff} em função da temperatura superficial do planeta.

O efeito estufa irreversível é alcançado quando ambos os fluxos ficam constantes com a temperatura superficial. Já o efeito estufa úmido é identificado quando a fração de água na estratosfera é da ordem de 10^{-3} , como foi mencionado no capítulo anterior.

3.3.5. Cálculo do limite exterior da zona de habitabilidade

Para a determinação da ZHE variamos a $p\text{CO}_2$ na faixa de 1 a 35 bar levando em conta uma atmosfera do tipo Marte, com uma composição química de 95% de CO_2 , 2,7% de N_2 , 1,6% de Ar e 0,13% de O_2 . Nesse caso, a temperatura da estratosfera foi fixada em 160 K e a temperatura da superfície em 273 K.

Ao aumentar a $p\text{CO}_2$ na atmosfera, fisicamente aumentamos a quantidade de moléculas de CO_2 , o que causaria uma variação da composição química inicial. Como foi citado acima, para mantermos a composição química original (95% de CO_2 e 2,7% de N_2), a $p\text{N}_2$ foi recalculada para cada variação de $p\text{CO}_2$ considerando-se a relação $p\text{N}_2 = 0,027 \times p\text{CO}_2$.

3.4. Resultados: Kepler 186-f

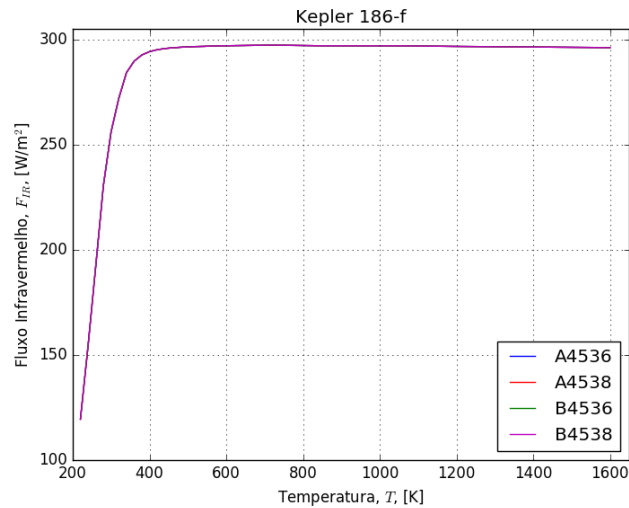
A seguir, apresentamos os resultados obtidos de ZHI e ZHE para o planeta Kepler 186-f, como exemplo escolhido de forma aleatória. Kepler 186-f que possui raio, massa e gravidade de $1,09 R_{\oplus}$, $1,34 M_{\oplus}$ e $11,08 \text{ m/s}^2$, respectivamente. O planeta se encontra orbitando a uma distância de $0,39 \pm 0,02$ au ao redor de uma estrela com uma temperatura efetiva de 3788 ± 54 K, $\log g$ de 4,77, metalicidade de $-0,26 \pm 0,01$ dex e luminosidade de $0,06 L_{\odot}$. As estrelas escolhidas para modelar Kepler 186, com base nos parâmetros oferecidos pelo código, foram as seguintes: A4536, A4538, B4536 e B4538, com metalicidades de $-0,5$ e $0,0$ dex, $\log g = 4,5$ e temperaturas de 3600 e 3800 K.

3.4.1. Limite interior da zona de habitabilidade para Kepler 186-f

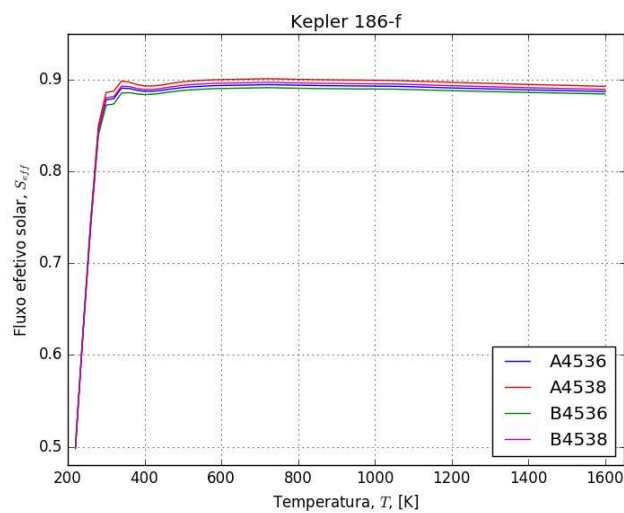
Considerando uma atmosfera do tipo Terra, a $p\text{N}_2$ foi calculada usando a equação 2.7 e o valor obtido foi de 0,9 bar. A Figura 3.1 mostra a resposta da atmosfera do planeta para as diferentes estrelas selecionadas. Na Figura 3.1(a) vemos o F_{IR} em função da temperatura superficial do planeta que para todos os casos apresenta o mesmo comportamento, aumentando rapidamente até atingir um valor de fluxo constante em $\sim 296 \text{ W/m}^2$, a partir de uma temperatura superficial de 460 K.

A Figura 3.1(b) mostra S_{eff} em função da temperatura superficial do planeta. Nesse caso, o S_{eff} necessário para suportar a temperatura superficial vai aumentando até a temperatura de ~ 300 K, sofrendo uma queda entre 300 e 420 K, e depois aumentando novamente até chegar um valor constante de 0,89 para as estrelas A4536, A4538, B4538 e de 0,88 para a estrela B4536, indicando a presença do efeito estufa irreversível.

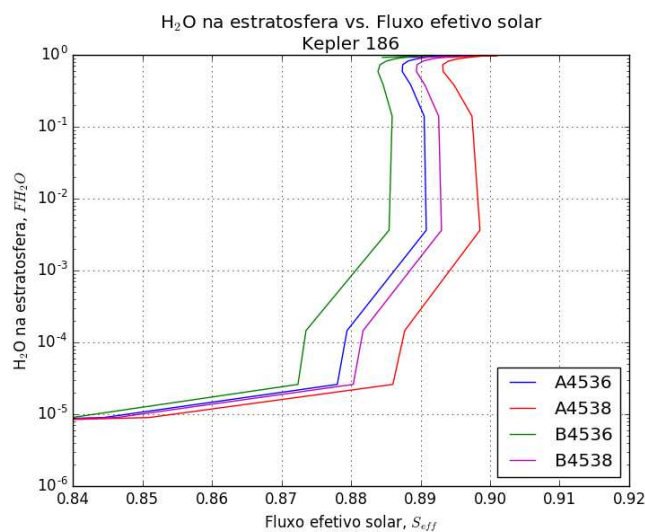
Na Figura 3.1(c) podemos observar a fração de água na estratosfera (fH_2O) em função de S_{eff} . Notamos que $fH_2O = 10^{-3}$, onde assumimos que começa o efeito estufa úmido, é alcançada primeiro para a estrela B4536, logo depois para as estrelas A4536 e B4538, e finalmente para A4538. Dos resultados obtidos pelo código observamos que para temperaturas superficiais entre 334 K e 344 K a estratosfera já fica úmida com uma fração de $1,3 \times 10^{-3}$ e $7,4 \times 10^{-3}$ de água, respectivamente, implicando em valores de $S_{eff} = 0,88$ para B4536, de $\sim 0,89$ para A4536 e B4538 e A4538.



(a)



(b)



(c)

Figura 3.1.: (a): F_{IR} em função da temperatura superficial. (b): S_{eff} em função da temperatura superficial. (c): Proporção de água na estratosfera em função de S_{eff} , para Kepler 186-f

3.4.2. Limite exterior da zona de habitabilidade para Kepler 186-f

Considerando uma atmosfera com altas quantidades de CO_2 onde, como já mencionado anteriormente a $p\text{CO}_2$ varia entre 1 e 35 bar, temos que a $p\text{N}_2$ irá variar entre 0,03 e 1,09 bar para se manter a mesma composição química de uma atmosfera do tipo Marte. Assim, identificamos o efeito estufa máximo quando S_{eff} alcança o seu valor mínimo em função da $p\text{CO}_2$.

Na Figura 3.2 apresentamos o comportamento de S_{eff} em função da $p\text{CO}_2$, que é o mesmo para todas as estrelas usadas para modelar Kepler 186. Notamos que S_{eff} diminui conforme $p\text{CO}_2$ aumenta, até alcançar um valor mínimo em torno de 13 bar, sendo observado o menor valor no caso da estrela B4536. Esse valor mínimo alcançado por S_{eff} que foi de $\sim 0,27$ para as estrelas A4536, A4538 e B4536 e de $\sim 0,26$ para B4536 indica o efeito estufa máximo. Logo depois, S_{eff} apresenta em leve incremento conforme a $p\text{CO}_2$ aumenta, sendo que o valor mais alto de S_{eff} é obtido para a estrela A4538.

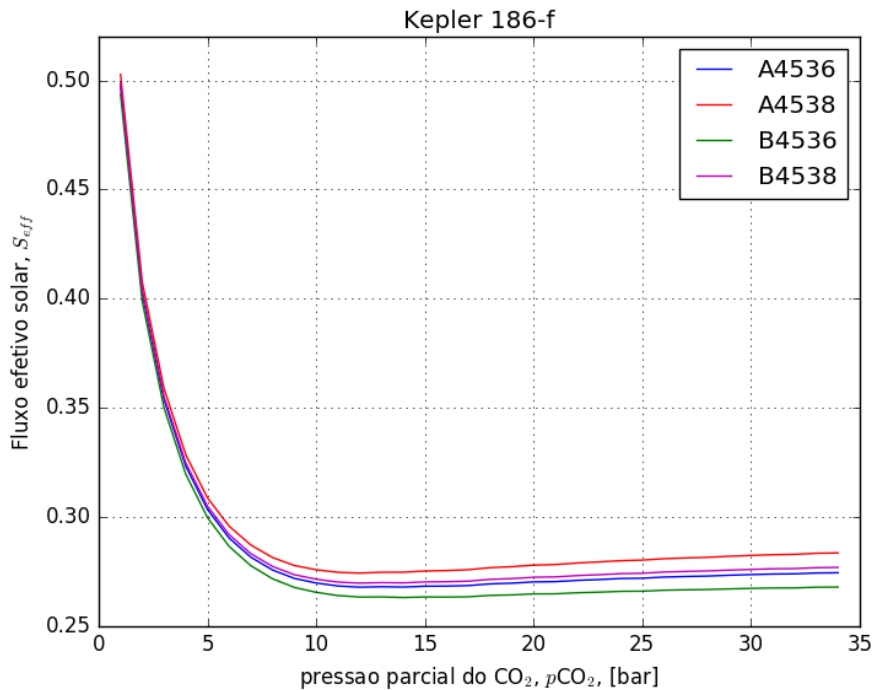


Figura 3.2.: S_{eff} em função da pressão parcial do dióxido de carbono, para o planeta Kepler 186-f

3.4.3. ZHI e ZHE para Kepler 186-f

Fazendo uso da equação 1.8 e das luminosidades estelares (Tabela 3.4), calculamos as distâncias da ZHI e ZHE para cada uma das estrelas escolhidas para modelar Kepler 186. Por fim, consideramos a média dos valores encontrados de S_{eff} para o cálculo da ZH de Kepler 186-f, mas considerando a luminosidade estelar de Kepler 186 na equação 1.8. Na Tabela 3.5 temos os resultados obtidos, onde podemos notar que não existe diferença entre S_{eff} para o efeito estufa irreversível e o efeito estufa úmido, como foi citado por Kopparapu et al. (2014).

Tabela 3.5.: Limites interno e externo da ZH para Kepler 186-f, onde d é distância para cada caso.

Estrelas	Efeito Estufa Irreversível		Efeito Estufa Úmido		Efeito Estufa Máximo	
	S_{eff}	$d_{runaway}$ [au]	S_{eff}	d_{moist} [au]	S_{eff}	$d_{maximum}$ [au]
A4536	0,89	0,18	0,89	0,18	0,27	0,33
A4538	0,90	0,21	0,89	0,21	0,27	0,39
B4536	0,89	0,18	0,89	0,18	0,26	0,34
B4538	0,88	0,21	0,88	0,21	0,27	0,39
Kepler 186	0,89	0,26	0,89	0,26	0,27	0,47

3.5. Resultados para todos os planetas da nossa amostra

Aplicamos a mesma análise para todos os planetas da nossa amostra e também para os planetas que estão à uma distância 20% menor do que a ZHI e 20% maior do que a ZHE para um planeta do tipo Terra. Estes planetas foram incluídos na nossa amostra porque a ZH depende também das características físicas de cada planeta. Assim, procuramos confirmar se estes planetas se encontram efetivamente dentro ou fora das respectivas ZH. Sendo assim, encontramos 2 novos planetas que estão dentro da ZH, bem próximos do limite interior: Kepler 22-b e Kepler 298-d.

No Apêndice A apresentamos as diferentes figuras e resultados obtidos para cada um dos planetas da nossa amostra, além das características físicas destes 2 novos planetas e de suas estrelas hospedeiras.

Para todos os objetos estudados, não encontramos uma diferença significativa nos valores dos efeitos estufa irreversível e úmido (menos de 2%), em boa concordância com os resultados obtidos por Kopparapu et al. (2014); portanto consideraremos somente os valores do primeiro efeito. Na Tabela 3.6 podemos observar o semieixo maior da órbita de cada planeta, os valores médios de S_{eff} para as ZHI e ZHE, obtidos a partir das estrelas consideradas em cada modelo, bem como as suas respectivas distâncias calculadas a partir da equação 1.8.

Tabela 3.6.: Zona de habitabilidade para os planetas da nossa amostra.

Estrelas	Semieixo maior do planeta	Efeito Estufa Irreversível		Efeito Estufa Máximo	
	[au]	S_{eff}	d_{ZHI} [au]	S_{eff}	d_{ZHE} [au]
Kepler 186	$0,39 \pm 0,02$	0,89	0,26	0,27	0,47
Kepler 174	$0,77 \pm 0,01$	0,97	0,44	0,32	0,77
Kepler 283	$0,401 \pm 0,007$	0,93	0,33	0,28	0,60
Kepler 440	$0,353 \pm 0,009$	0,92	0,29	0,28	0,53
Kepler 441	$0,57 \pm 0,02$	0,95	0,31	0,30	0,55
Kepler 442	$0,39 \pm 0,06$	0,95	0,36	0,30	0,63
Kepler 443	$0,559 \pm 0,009$	0,93	0,49	0,30	0,85
Kepler 22	$0,85 \pm 0,02$	1,01	0,87	0,35	1,50
Kepler 298	$0,356 \pm 0,006$	0,91	0,36	0,29	0,64

Podemos notar que quase todos os planetas da nossa amostra estão dentro das respectivas ZH (ver Tabela 3.6). No caso de Kepler 441-b, Kepler 22-b e Kepler 298-d, eles

3.6. Tipos de atmosferas e possíveis condições físicas para os exoplanetas da nossa amostra

estariam na ZH dentro de 1σ .

Na Tabela 3.7 são listadas as larguras da ZH ao redor das diferentes estrelas da amostra, ou seja a diferença entre a ZHI e a ZHE, tanto para um planeta de $1 M_{\oplus}$, quanto para os planetas da nossa amostra. Notamos que as larguras das ZHs para os planetas da nossa amostra variaram em comparação com as larguras para o planeta com $1 M_{\oplus}$, devido às diferentes condições físicas.

Tabela 3.7.: ZH para um planeta de $1 M_{\oplus}$ e para os planetas da amostra.

Estrelas	$\Delta ZH_{1M_{\oplus}}$ [au]	$\Delta ZH_{amostra}$ [au]
Kepler 174	0,36	0,33
Kepler 186	0,20	0,21
Kepler 283	0,29	0,27
Kepler 440	0,26	0,24
Kepler 441	0,28	0,24
Kepler 442	0,30	0,27
Kepler 443	0,30	0,36
Kepler 22	0,67	0,63
Kepler 298	0,30	0,28

3.6. Tipos de atmosferas e possíveis condições físicas para os exoplanetas da nossa amostra

Como já foi mencionado anteriormente, o código climático radiativo-convectivo trabalha com dois tipos de atmosferas para o cálculo da ZH: do tipo Terra para ZHI, variando a temperatura superficial do planeta, e o tipo Marte para ZHE variando $p\text{CO}_2$ com uma temperatura superficial fixa em 273 K. Assim, a partir dos valores fornecidos pelo código, podemos calcular o S_{eff} (vide equação 2.1). Levando em consideração a equação 1.8 e as luminosidades das estrelas utilizadas em cada modelo, foi calculada a distância a partir dos valores de S_{eff} para as diferentes atmosferas consideradas nos cálculos. Com essa mesma equação também foi calculado o S_{eff} que teria o planeta considerando a distância na qual ele se encontra e a luminosidade da estrela da amostra.

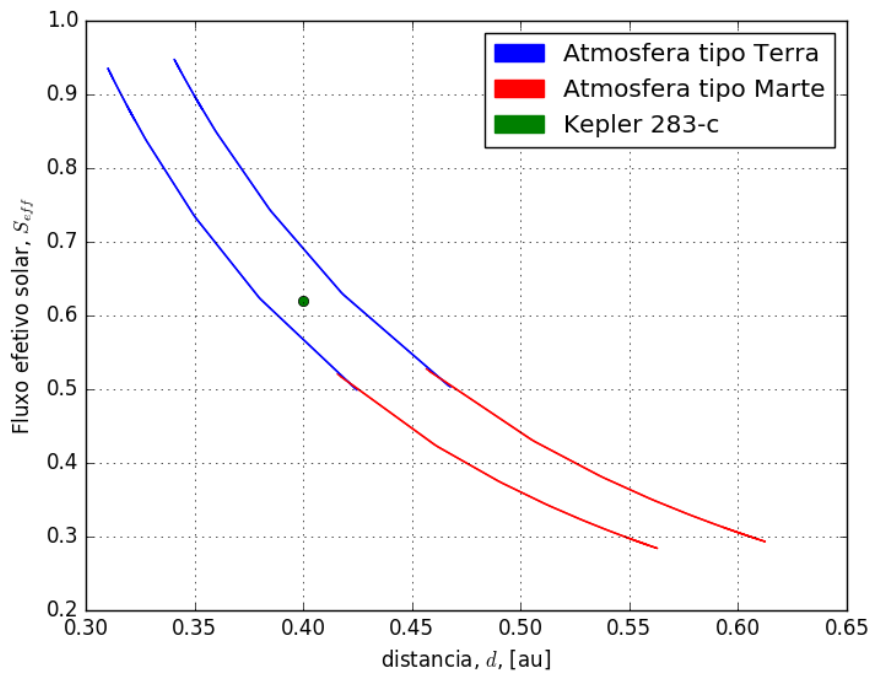
Através dos resultados obtidos, estimamos o tipo de atmosfera que o planeta pode ter dependendo da sua posição na ZH. Além disso, já que cada valor de S_{eff} esta ligado com condições físicas diferentes (temperatura e pressão) na superfície do planeta, obtivemos limites para esses parâmetros com base aos valores de S_{eff} .

3.6.1. Resultados: Kepler 283-c

A seguir, apresentamos os resultados obtidos para o planeta Kepler 283-c, apenas a modo de exemplo. Este é um planeta com raio, massa e gravidade de $1,78 R_{\oplus}$, $4,26 M_{\oplus}$ e $13,09 \text{ m/s}^2$, respectivamente. Ele está dentro da sua ZH, orbitando a uma distância de $0,401 \pm 0,007 \text{ au}$ de uma estrela com temperatura efetiva de $4350 \pm 100 \text{ K}$, $\log g$ de 4,72, metalicidade de -0,26 dex e luminosidade de $0,10 L_{\odot}$.

As estrelas escolhidas para modelar Kepler 283 foram quatro: A4542, A4544, B4542 e B4544. Elas são estrelas com metalicidades de -0,5 e 0,0 dex, $\log g = 4, 5$, e temperaturas efetivas de 4200 e 4400 K.

Considerando a luminosidade da estrela Kepler 283 e a distância na qual está o planeta, calculamos um valor de $S_{eff} = 0,62$ para Kepler 283-c.



(a)

Figura 3.3.: S_{eff} em função da distância. As linhas azuis representam os valores obtidos de S_{eff} para uma atmosfera do tipo Terra, enquanto as linhas vermelhas os valores para uma atmosfera do tipo Marte. O círculo verde representa o valor de S_{eff} recebido pelo planeta.

Na Figura 3.3 podem ser observados os valores de S_{eff} para as 4 estrelas utilizadas em função da distância. A linha azul representa os resultados de S_{eff} para uma atmosfera como a Terra, enquanto que a linha vermelha corresponde a uma atmosfera do tipo Marte. A linha contínua acima representa os valores encontrados a partir das estrelas com temperatura efetiva de 4400 K, enquanto a linha contínua abaixo representa os valores para as estrelas com temperatura efetiva de 4200 K. O círculo verde representa o planeta Kepler 283-c. Primeiramente é observado que o planeta não se encontra sobre nenhuma das linhas contínuas, mas se localiza entre as duas. Por esse motivo, não foi possível obter um valor específico de temperatura e pressão superficial do planeta, mas apenas estimar limites inferiores e superiores para esses parâmetros físicos ($T_S = 230-260$ K; $P_S \sim 3$ bar). A partir da figura, vemos que o valor de S_{eff} do planeta está entre as duas linhas azuis, ou seja, o mais provável é que o planeta tenha uma atmosfera do tipo Terra.

3.6. Tipos de atmosferas e possíveis condições físicas para os exoplanetas da nossa amostra

3.6.2. Amostra completa

A mesma metodologia e análise foi aplicada para todos os planetas da nossa amostra. Na Tabela 3.8 podemos observar as possíveis atmosferas inferidas e as faixas de temperatura e pressão superficial obtidas através dos modelos.

Kepler 174-d, Kepler 186-f, Kepler 441-b, Kepler 22-b, e Kepler 298-d ficam nos extremos da ZH, sendo possível estimarmos somente o maior ou o menor valor de temperatura e pressão. Por exemplo, nos casos dos planetas que estão nos extremos da ZHE, como Kepler 174-d, Kepler 186-f e Kepler 441-b, os resultados de S_{eff} em função da distância para as estrelas do código (linhas vermelhas), foram obtidos considerando uma atmosfera do tipo Marte com um valor da temperatura superficial fixado em 273 K (ZHE). Portanto as temperaturas superficiais para esses planetas são limitadas a cima ou o baixo desse valor. No caso de Kepler 22-b, sua atmosfera estaria sofrendo o efeito estufa irreversível já que a temperatura superficial mínima que ele poderia ter é de 500 K, suficiente para desencadear este efeito. Já no caso de Kepler 298-d, a temperatura mínima que ele poderia ter é de 260 K, mas também é possível que ele tenha uma temperatura mais elevada causando o efeito estufa irreversível.

Tabela 3.8.: *Tipo de atmosfera e seus parâmetros físicos para os planetas da nossa amostra determinados a partir dos modelos.*

Planetas	S_{eff} recebido pelo planeta	Tipo de atmosfera	Temperatura superficial [K]	Pressão superficial [bar]
Kepler 174-d	0,32	Marte	< 273	> 4,65
Kepler 186-f	0,39	Marte	> 273	> 1
Kepler 283-c	0,62	Terra	230 - 260	3
Kepler 440-b	0,64	Terra	240 - 260	3,07
Kepler 441-b	0,28	Marte	< 273	< 5,40
Kepler 442-b	0,79	Terra	240 - 320	1,4 - 1,5
Kepler 443-b	0,70	Terra	240 - 280	5,63
Kepler 22-b	1,01	Terra	> 500	> 27
Kepler 298-d	0,71	Terra	> 260	> 0,84

Borucki et al. (2012) determinaram que o planeta Kepler 22-b encontra-se dentro da ZH, com base no cálculo da temperatura de equilíbrio* que ele poderia ter (295 K), assumindo que a atmosfera do planeta tem as mesmas propriedades que a da Terra e considerando que o albedo é de 0,29. Borucki et al. (2012) argumentaram que o planeta pode manter água em estado líquido já que a T_{eq} está acima do ponto de fusão, mas não determinaram os limites da ZH ao redor da estrela. Garcia et al. (2013), a partir de um modelo de temperatura constante para o cálculo da ZH (Poffo, 2012), determinaram que ZHI e ZHE ao redor da estrela Kepler 22 é de 0,5361 e 0,9828 au, respectivamente, encontrando-se Kepler 22-b dentro da ZH. Entretanto, esse modelo não inclui considerações do tipo atmosférico. Esse autores também encontraram valores para T_{eq} e pressão superficial do

A temperatura de equilíbrio radiativo depende do albedo do Bond A_B (relação entre a energia refletida e recebida pelo planeta depende do comprimento de onda), do semi-eixo maior do planeta, do seu raio, da temperatura efetiva da estrela e do coeficiente de circulação atmosférica f , e pode ser calculada com a seguinte expressão: $T_{eq} = T_{eff,} \times (\frac{R_*}{2a})^{1/2} \times [f(1 - A_B)]^{1/4}$.

planeta de 262 ± 3 K e 39 ± 12 bar, respectivamente. No caso de Kepler 186-f, Bolmont et al. (2014) fizeram cálculos da ZH que concordam com os valores determinados no nosso estudo, e encontraram que a temperatura da superfície pode estar acima do ponto de fusão da água para $p\text{CO}_2$ na faixa de 0,5 a 5,0 bar, dependendo do valor da $p\text{N}_2$ na atmosfera do planeta. Recentemente, Kane et al. (2016) publicaram um catálogo de planetas confirmados e candidatos detectados pela missão Kepler que estão dentro dos limites conservativos e empíricos da ZH, ou seja, os limites dados pelo efeito estufa irreversível e o efeito estufa máximo, e os dados por Vênus primitivo e Marte jovem, respectivamente. Entretanto, eles não especificam os valores dos limites calculados para cada planeta, mas fazem referência a que os planetas Kepler 186-f, Kepler 283-c, Kepler 442-b, Kepler 174-d, e outros que não formam parte da nossa mostra, estão dentro da ZH conservativa, em concordância com os nossos resultados, enquanto que os planetas Kepler 440-b, Kepler 443-b, Kepler 22-b e Kepler 298-d estão dentro da ZH empírica.

4. Zona de habitabilidade em sistemas binários

4.1. Introdução

Os exoplanetas foram detectados em estrelas com diferentes características físicas, em diversas configurações orbitais (Winn & Fabrycky, 2014), e também orbitando sistemas binários. Este tipo de cenário é interessante, pois pode ajudar a compreender alguns aspectos da teoria de formação planetária e da estabilidade dinâmica desses sistemas (Rabl & Dvorak, 1988; Artymowicz & Lubow, 1994; Holman & Wiegert, 1999a; Winn & Fabrycky, 2014).

Existem duas configurações de planetas detectados em volta de sistemas binários: os sistemas circunstelares, onde o planeta se encontra orbitando ao redor de uma das estrelas do par binário, e os sistemas circumbinários, onde o planeta orbita ao redor das duas estrelas, sendo conhecidos na literatura como sistemas do tipo-S e tipo-P, respectivamente (Dvorak, 1982). Aproximadamente 80 sistemas circunstelares e 15 circumbinários já foram identificados* (Roell et al., 2012), a maioria pela missão Kepler. O primeiro planeta circumbinário foi detectado em um sistema formado por um pulsar e uma anã branca (Thorsett et al., 1999; Ford et al., 2000).

A ZH em torno de uma estrela individual pode ser descrita por uma esfera ao redor dela, sendo dependente da sua distribuição espectral de energia (SED em inglês), das características físicas do planeta considerado e da sua atmosfera, como já vimos no capítulo anterior. Já em sistemas binários a radiação das duas estrelas pode influenciar a extensão da ZH, especialmente nos sistemas fechados, ou seja, onde as estrelas estão próximas entre si (distâncias menores que 50 au). Nesses casos, o fluxo da estrela companheira que atingirá o planeta não pode ser negligenciado. Assim, temos de levar em conta não a soma direta do fluxo de cada estrela do sistema binário, mas a SED de cada estrela e a resposta da atmosfera do planeta à radiação que atinge a sua camada mais externa.

Existem também outros efeitos que podem alterar a ZH em sistemas binários, como por exemplo, a perturbação gravitacional da estrela secundária na órbita do planeta. Esse efeito pode fazer com que a órbita do planeta seja instável ou que a sua atmosfera não consiga manter um equilíbrio com base na variação da radiação total recebida, levando a flutuações na temperatura do planeta (Rabl & Dvorak, 1988; Holman & Wiegert, 1999a; Georgakarakos, 2002; Eggl et al., 2012).

Kaltenegger & Haghighipour (2013) e Haghighipour & Kaltenegger (2013) apresentaram uma metodologia analítica para o cálculo da ZH de um planeta fictício do tipo Terra em sistemas binários (tipo S e tipo P) levando em conta a SED de cada uma das estrelas e suas órbitas (ver figura 4.1). Recentemente, Wang & Cuntz (2016) apresentaram um conjunto de fórmulas teóricas apropriadas para a rápida determinação da existência da ZH em sistemas binários de ambos tipos, baseando-se no trabalho de Cuntz (2013).

*www.openexoplanetcatalogue.com

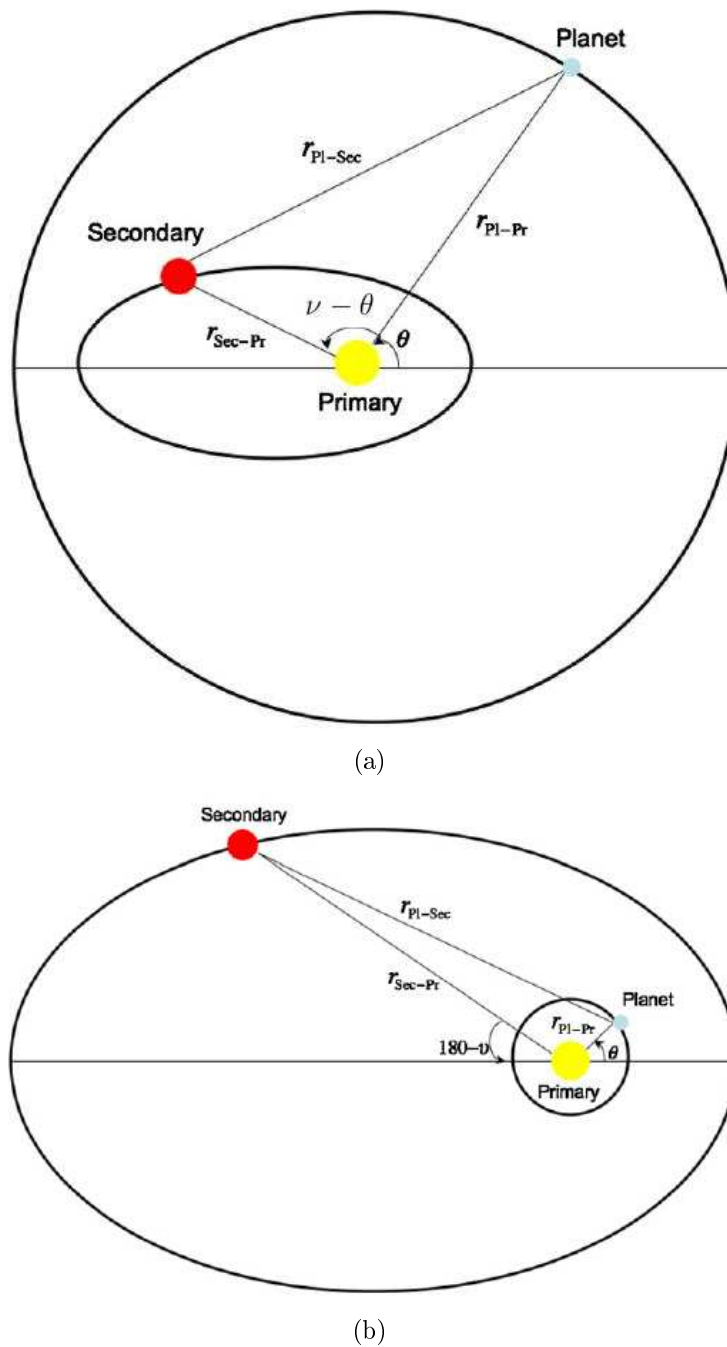


Figura 4.1.: Modelo esquemático: (a) sistema circumbinário (tipo P), e (b) sistema circunestelar (tipo S). Referência: Kaltenegger & Haghighipour (2013).

Apesar de até o momento não ter sido identificado nenhum planeta rochoso em sistemas binários, neste capítulo descreveremos a metodologia por nós aplicada para o cálculo da ZH em uma determinada amostra de exoplanetas em sistemas binários e compararemos os nossos resultados com a literatura.

4.2. Cálculo da zona habitabilidade em sistemas binários

Para o cálculo da ZH nos sistemas binários, Kaltenegger & Haghighipour (2013) e Haghighipour & Kaltenegger (2013) compararam os fluxos que chegam à parte superior da atmosfera do planeta com aquele que chegaria à Terra, tanto no limite interior quanto exterior da ZH no sistema solar, considerando o efeito estufa irreversível e o efeito estufa máximo, bem como os limites empíricos para Vênus primitivo e Marte jovem obtidos por Kopparapu et al. (2013b).

Kaltenegger & Haghighipour (2013) e Haghighipour & Kaltenegger (2013) consideraram que o fluxo recebido pelo planeta na ZH do sistema binário é a soma dos fluxos individuais de cada estrela do sistema com o seu respectivo peso espectral, que depende de cada SED. Esses autores também consideraram uma das estrelas do sistema como estacionária e expressaram os elementos orbitais dos outros corpos do sistema (secundária e planeta) em relação à ela. Assim, temos que o fluxo recebido pelo planeta pode ser descrito pela seguinte equação:

$$W_{pr}(f, T_{pr}) \cdot \frac{L_{pr}}{l_{x-bin}^2} + W_{sec}(f, T_{sec}) \cdot \frac{L_{sec}}{r_{pl-sec}^2} = \frac{L_{\odot}}{l_{x-\odot}^2} \quad (4.1)$$

onde $W_{pr}(f, T_{pr})$ e $W_{sec}(f, T_{sec})$ são os pesos espectrais das estrelas primária e secundária, respectivamente, L_{pr} e L_{sec} são as luminosidades, e T_{pr} e T_{sec} são as temperaturas efetivas. r_{pl-sec} é a separação entre a estrela secundária e o planeta, l_{x-bin} representa a distância aos limites da ZH no sistema binário e $l_{x-\odot}$ representa a distância aos limites da ZH no sistema Solar. A variável x representa exatamente o limite interior ou exterior da ZH. É importante destacar que o valor de $l_{x-\odot}$ vai depender do modelo utilizado e das diferentes frações de nuvens consideradas na atmosfera planetária, e também da composição química da mesma.

Para o cálculo dos pesos espectrais, $W(f, T_{eff})$, que dependem da SED das estrelas, Kaltenegger & Haghighipour (2013) determinaram o fluxo na parte superior da atmosfera de um planeta do tipo Terra levando em consideração as expressões obtidas por Kopparapu et al. (2013b) para as estrelas na sequência principal com temperaturas efetivas na faixa de 2600 a 7200 K (vide equação 2.3 e equação 1.8), e com isso:

$$W_i(f, T_i) = [1 + (a_x \cdot T_p + b_x \cdot T_p^2 + c_x \cdot T_p^3 + d_x \cdot T_p^4) \cdot l_{x-\odot}^2]^{-1} \quad (4.2)$$

sendo $T_p = T_* - 5780$ K; a , b , c e d coeficientes constantes, todos estes parâmetros listados na Tabela 2.2.

Na Figura 4.2 podemos observar os pesos espectrais calculados para as diferentes estrelas na sequência principal e normalizados pelo valor do Sol, considerando a ZHI e a ZHE de um planeta do tipo Terra. Na Figura 4.2(a) são mostrados os pesos espectrais em função da temperatura efetiva para os efeitos estufa irreversível e máximo. Na Figura 4.2(b) são mostrados os pesos espectrais em função da temperatura efetiva para os limites empíricos de Marte jovem e Vênus primitivo. Podemos observar que em ambas as figuras, que as estrelas mais quentes que o Sol possuem pesos espectrais menores do que 1, enquanto que as estrelas mais frias possuem pesos espectrais maiores do que 1.

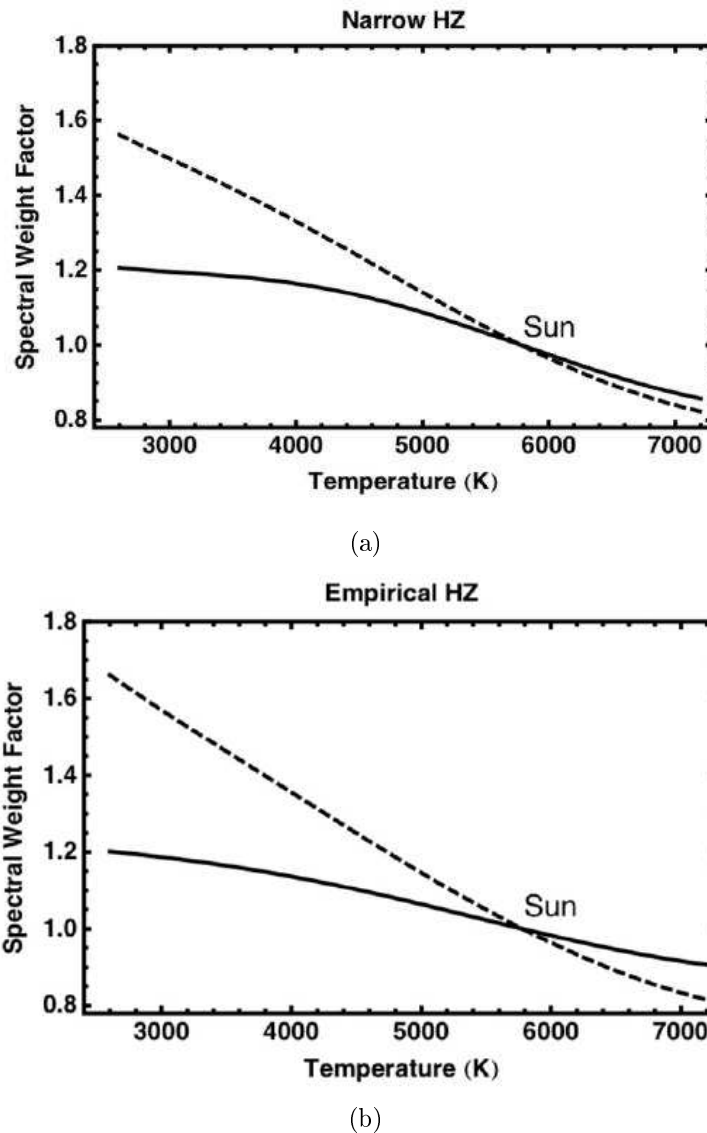


Figura 4.2.: (a) Peso espectral em função da temperatura efetiva da estrela para o efeito estufa irreversível (linha sólida) e máximo (linha tracejada). (b) Peso espectral em função da temperatura efetiva da estrela para o caso de Vênus primitivo (linha tracejada) e Marte jovem (linha sólida).

4.2.1. Sistema circunstelares (tipo S)

Para o cálculo da ZH em sistemas circunstelares ou do tipo S, Kaltenegger & Haghighipour (2013) usaram a equação 4.1 assumindo que a órbita do planeta fictício do tipo Terra ao redor da estrela primária é circular. Nos sistemas circunstelares compactos, i.e. semieixos (a_{bin}) menores do que 50 au, a excentricidade do sistema binário (e_{bin}) é um fator importante já que o efeito gravitacional da estrela secundária sobre o planeta pode causar instabilidades na sua órbita. Além disso, a excentricidade também pode truncar o disco circunstellar, não permitindo a formação de planetas (Artymowicz & Lubow, 1994) ou restringindo a acreção de objetos que poderiam levar água até o planeta que se encontra dentro da ZH (Haghighipour & Raymond, 2007). Sendo assim, Kaltenegger & Haghighipour (2013) usaram os resultados para sistemas circunstelares obtidos por Rabl & Dvorak (1988) e Holman & Wiegert (1999a) que encontram que para um determinado

4.2. Cálculo da zona habitabilidade em sistemas binários

valor de a_{bin} e e_{bin} e levando em conta a relação entre as massas do sistema binário, $\mu = \frac{m_2}{m_1+m_2}$, existe um valor do semi-eixo maior da órbita do planeta no qual ele não sofreria uma perturbação gravitacional significativa da estrela secundária. O valor máximo para o semi-eixo maior é dado pela seguinte equação:

$$a_{max} = a_{bin}(0,464 - 0,38\mu - 0,631e_{bin} + 0,586\mu e_{bin} + 0,15e_{bin}^2 - 0,198\mu e_{bin}^2) \quad (4.3)$$

Kaltenegger & Haghighipour (2013) também determinaram a excentricidade máxima que pode ter a estrela secundária para que o planeta fictício do tipo Terra esteja em uma órbita estável na ZH.

4.2.2. Sistemas circumbinários (tipo P)

No caso dos sistemas circumbinários também foi considerado que a estrela primária é estacionária e que os elementos orbitais dos outros corpos do sistema são referidos a ela.

Os cálculos para a ZHI e a ZHE não são feitos de forma direta como no caso anterior porque, como pode ser observado na equação 4.1, precisamos conhecer a distância entre a estrela secundária e o planeta. Da Figura 4.1 é observado que a distância entre a estrela secundária e o planeta, r_{pl-sec} , pode ser expressa em função das outras distâncias e ângulos envolvidos no sistema mediante o teorema do cosseno, ou seja:

$$r_{pl-sec}^2 = r_{pl-pr}^2 + r_{bin}^2 - 2r_{pl-pr} \cdot r_{bin} \cdot \cos(v - \theta) \quad (4.4)$$

onde v é a anomalia verdadeira da binária, r_{bin} é a distância entre as estrelas, ou seja, $r_{bin} = \frac{a_{bin}(1-e_{bin}^2)}{(1+e_{bin}\cos v)}$, e r_{pl-pr} é a distância entre a estrela primária e o planeta, ou seja, $r_{pl-pr} = l_{x-bin}$.

Para um planeta que se encontra no campo gravitacional de duas estrelas, o ângulo θ pode ser determinado através da sua equação de movimento, que deve ser resolvida por métodos numéricos, pois se trata de um problema de 3 corpos[†]. Haghighipour & Kaltenegger (2013) resolveram a equação de movimento do planeta fictício considerando que o sistema é co-planar, ou seja, que os 3 corpos estão em um mesmo plano, e escolheram coordenadas polares para descrever a sua posição ao longo da órbita. Assim, as equações de movimento em coordenadas polares para um planeta no campo gravitacional de um sistema binário (órbita circumbinária) são descritas pelas seguintes equações (Haghighipour & Kaltenegger, 2013):

$$P_r = \dot{r};$$

$$P_\theta = r^2\dot{\theta};$$

$$\dot{P}_r = \frac{\dot{P}_\theta}{r^3} - \frac{1}{r^2} - \frac{\varepsilon}{|\vec{r} - \vec{r}_{bin}|^3} [r - r_{bin}\cos(v - \theta)]; \quad (4.5)$$

$$\dot{P}_\theta = -\varepsilon \frac{rr_{bin}}{|\vec{r} - \vec{r}_{bin}|^3} \text{sen}(v - \theta)$$

[†]Na física é bem conhecido que o problema de 3 ou mais corpos não tem uma solução analítica, diferentemente do problema de 2 corpos. As equações de movimento podem ser resolvidas mediante métodos numéricos que proporcionam soluções aproximadas da solução real.

Capítulo 4. Zona de habitabilidade em sistemas binários

onde $r = l_{x-bin}$ é a distância à ZH do sistema, $\varepsilon = M_{sec}/M_{pr}$, e P_r e P_θ são as componentes radial e azimutal do momento angular do planeta, respectivamente.

Os limites da ZH para os sistemas binários foram calculados resolvendo simultaneamente as equações anteriormente mencionadas. Para isso, Haghighipour & Kaltenegger (2013) consideraram a estrela secundária fixa em diferentes posições da sua órbita no intervalo $0 < v < 2\pi$ e resolveram numericamente a equação de movimento para o planeta, procurando para quais distâncias era satisfeita a equação 4.1.

Haghighipour & Kaltenegger (2013) também levaram em conta a excentricidade da estrela secundária, já que esse parâmetro desempenha um papel importante na formação e estabilidade do planeta. Artymowicz & Lubow (1994) mostraram que a interação entre um sistema binário e um disco de objetos circumbinário faz com que o disco seja truncado e perca parte do material que poderia formar planetas no sistema. Dvorak (1986), Dvorak et al. (1989) e Holman & Wiegert (1999b) mostraram que, como resultado do truncamento do disco, a sua borda interior vai se afastar em direção ao limite das órbitas planetárias estáveis. Esse limite é dado pelo semi-eixo mínimo que poderia ter um planeta para permanecer em uma órbita estável, e é definido pela equação:

$$a_{min} = a_{bin}(1,60 + 5,10e_{bin} + 4,12\mu - 2,22e_{bin}^2 - 4,27\mu e_{bin} - 5,09\mu^2 + 4,61\mu^2 e_{bin}^2) \quad (4.6)$$

Como podemos notar, o limite dessa região de estabilidade para a órbita do planeta depende fortemente da excentricidade do sistema binário. Quanto maior a excentricidade, mais distante ficará a região de estabilidade e, dependendo do tipo espectral da estrela, o sistema pode não ser capaz de ter um planeta na ZH.

Nesse trabalho, diferentemente do que foi feito por Kaltenegger & Haghighipour (2013) e Haghighipour & Kaltenegger (2013), nós utilizamos a equação 4.1 para o cálculo dos limites da ZH considerando que a distância entre o planeta e a estrela secundária pode ser expressa pela equação 4.4. Assim, substituindo a equação 4.4 dentro da equação 4.1 encontramos que para a determinação dos limites da ZH nesses sistemas temos que encontrar as raízes de um polinômio de quarta ordem, onde a variável independente é l_{x-bin} :

$$c_4 l_{x-bin}^4 + c_3 l_{x-bin}^3 + c_2 l_{x-bin}^2 + c_1 l_{x-bin} + c_0 = 0 \quad (4.7)$$

e onde os coeficientes do polinômio vão depender da localização da estrela secundária e do planeta em suas órbitas, ou seja, das anomalias verdadeiras v e θ dos dois corpos, respectivamente, e também das outras variáveis físicas envolvidas no sistema, como os pesos espectrais, luminosidades das estrelas e limites da ZH para o Sol; em particular:

$$\begin{aligned} c_4 &= 1; \\ c_3 &= -2r_{bin} \cos(v - \theta); \\ c_2 &= r_{bin}^2 - l_{x-\odot}^2 (W_1 E_1 + W_2 E_2); \\ c_1 &= 2W_1 E_1 l_{x-\odot}^2 r_{bin} \cos(v - \theta); \\ c_0 &= -W_1 E_1 l_{x-\odot}^2 r_{bin}^2; \end{aligned} \quad (4.8)$$

4.3. Seleção da nossa amostra de sistemas binários

onde W_1 e W_2 são os pesos espectrais de cada estrela respectivamente, e E_1 e E_2 são as luminosidades de cada estrela com relação a luminosidade solar, ou seja, L_*/L_\odot .

Para o cálculo da ZH nos sistemas circumbinários que selecionamos para o nosso estudo, nós consideramos o planeta do tipo Terra fixo em diferentes posições da sua órbita no intervalo $0 < \theta < 2\pi$. Para cada posição do planeta, geramos valores aleatórios de posições da estrela secundária em sua órbita a partir da equação $r_{bin} = \frac{a_{bin}(1-e_{bin}^2)}{(1+e_{bin}\cos v)}$, assumindo diferentes valores de v no intervalo de $0-2\pi$. Finalmente, para cada valor de θ e v foram calculadas as raízes do polinômio de quarta ordem, equação 4.7.

Além disso, também foram calculados os valores das raízes do polinômio para o valor médio dos coeficientes sobre um período orbital completo da estrela secundária. Os coeficientes encontrados neste caso podem ser expressos pelas seguintes equações:

$$\begin{aligned} \langle c_4 \rangle &= -\frac{L_\odot}{l_{x-\odot}^2}; \\ \langle c_3 \rangle &= -3a_{bin}e_{bin}\frac{L_\odot}{l_{x-\odot}^2}\cos(\theta); \\ \langle c_2 \rangle &= W_1L_1 + W_2L_2 - a_{bin}^2\frac{L_\odot}{l_{x-\odot}^2}\left[1 + \frac{3}{2}e^2\right]; \\ \langle c_1 \rangle &= 3a_{bin}W_1L_1e_{bin}\cos(\theta); \\ \langle c_0 \rangle &= W_1L_1a_{bin}^2\left[1 + \frac{3}{2}e^2\right]; \end{aligned} \tag{4.9}$$

4.3. Seleção da nossa amostra de sistemas binários

Dos 1644 planetas detectados por diferentes técnicas e extraídos do banco de dados www.exoplanets.org, já mencionamos que 1552 são planetas que orbitam ao redor de uma estrela e os restantes 92 planetas orbitam sistemas binários ou múltiplos.

Destes 92 planetas, selecionamos aqueles que apresentam a maior quantidade de parâmetros físicos bem determinados, especialmente os parâmetros orbitais do sistema binário, como por exemplo, semi-eixo maior (a_{bin}), excentricidade (e_{bin}), inclinação (i_{bin}), período (P_{bin}), argumento do periastro (ω_{bin}), longitude do nodo (Ω_{bin}), etc. Entretanto, nenhum desses planetas é rochoso, mas assumindo que seja possível a formação de um planeta deste tipo ao redor dessas estrelas ou a possível existência de luas ao redor dos planetas detectados, resolvemos calcular a ZH para um planeta fictício do tipo Terra.

Além disso, selecionamos os planetas que estão dentro dos limites da ZH de uma das estrelas do sistema. No caso dos sistemas do tipo P, aceitamos que o planeta esteja dentro da ZH de uma das estrelas do sistema. Enquanto que no caso dos sistemas tipo S, buscamos em primeira aproximação que o planeta esteja dentro da ZH da estrela com maior temperatura efetiva. Para isso, usamos o mesmo código desenvolvido para o cálculo preliminar da ZH nas estrelas simples. Foram encontrados 16 sistemas com planetas dentro da ZH de uma das estrelas, mas somente 3 deles apresentaram todos os parâmetros físicos bem determinados. Os três sistemas são todos do tipo P: Kepler 16,

Capítulo 4. Zona de habitabilidade em sistemas binários

Kepler 47 e Kepler 453. Na Tabela 4.1 são mostrados os parâmetros físicos das estrelas dos três sistemas selecionados e na Tabela 4.2 são apresentados os parâmetros orbitais dos mesmos sistemas.

Tabela 4.1.: *Parâmetros físicos das estrelas dos sistemas binários selecionados.*

Estrela primária	T_{eff-A} [K]	R_{*-A} [R_{\odot}]	L_A [L_{\odot}]	Estrela secundária	T_{eff-B} [K]	R_{*-B} [R_{\odot}]	L_B [L_{\odot}]	Ref.
Kepler 16-A	4450 ± 150	$0,648 \pm 0,001$	0,148	Kepler 16-B	3311	$0,2262 \pm 0,0006$	0,0057	(1);(4)
Kepler 47-A	5636 ± 100	$0,96 \pm 0,02$	0,84	Kepler 47-B	3357 ± 100	$0,351 \pm 0,006$	0,014	(2);(4)
Kepler 453-A	5527 ± 100	$0,83 \pm 0,01$	0,58	Kepler 453-B	3226 ± 100	$0,215 \pm 0,001$	0,005	(3);(4)

(1):(Doyle et al., 2011). (2):(Orosz et al., 2012). (3):(Welsh et al., 2015).
(4): <http://exoplanets.org/>;<http://www.exoplanet.eu/>.

Tabela 4.2.: *Parâmetros orbitais dos sistemas binários da nossa amostra.*

Sistema binário	a_{bin} [au]	e_{bin}	P_{bin} [dias]	i_{bin} [deg]	ω_{bin} [deg]	Ref.
Kepler 16 AB	$0,2243 \pm 0,0004$	$0,1594 \pm 0,0006$	$41,07922 \pm 0,00008$	$90,340 \pm 0,002$	$263,46 \pm 0,03$	(1);(4)
Kepler 47 AB	$0,084 \pm 0,001$	$0,023 \pm 0,001$	$7,448 \pm 0,001$	$89,4 \pm 0,1$	209 ± 4	(2);(4)
Kepler 453 AB	$0,1854 \pm 0,0007$	$0,054 \pm 0,004$	$27,32 \pm 0,01$	$90,27 \pm 0,05$	$263,1 \pm 0,5$	(3);(4)

(1):(Doyle et al., 2011). (2):(Orosz et al., 2012). (3):(Welsh et al., 2015).
(4): <http://exoplanets.org/>;<http://www.exoplanet.eu/>.

O sistema Kepler 16, descoberto por Doyle et al. (2011), tem um planeta denominado Kepler 16 AB-b com 0,33 massas de Júpiter (M_J) e 0,7538 raios de Júpiter (R_J). Ele se encontra em uma órbita ao redor do sistema binário com um semieixo de $\sim 0,705$ au e excentricidade de $\sim 0,007$. Quanto às estrelas do sistema, Kepler 16-A (primária) tem uma massa de $0,69 M_{\odot}$, raio de $0,65 R_{\odot}$, temperatura efetiva de 4450 K e luminosidade de $0,148 L_{\odot}$. Já Kepler 16-B (secundária) é uma anã do tipo M com uma massa $0,20 M_{\odot}$, raio de $0,23 R_{\odot}$, temperatura efetiva de 3311 K e luminosidade de $0,0057 L_{\odot}$. O semi-eixo maior e a excentricidade do sistema binário são 0,22 au e 0,16, respectivamente (Doyle et al. 2011; Haghighipour & Kaltenegger 2013).

O sistema Kepler 47 é um sistema multi-planetário que contém dois planetas do tipo Netuno orbitando ao redor das estrelas (Orosz et al., 2012). Os planetas são denominados Kepler 47 AB-b e Kepler 47 AB-c, com raios de 0,266 e 0,419 R_J e massas de 0,0265 e 0,0729 M_J , respectivamente. Os valores do semi-eixo maior de suas órbitas são de 0,30 e 0,99 au e as excentricidades não foram determinadas de forma exata, mas foram estimados valores máximos de $e_b < 0,035$ e $e_c < 0,411$. Já a estrela primária do sistema é do tipo solar com uma massa de $1.043 M_{\odot}$, raio de $0,964 R_{\odot}$, temperatura efetiva de 5636 K e luminosidade de $0,84 L_{\odot}$, enquanto que a secundária é uma anã do tipo M com uma massa de $0,362 M_{\odot}$, raio de $0,3506 R_{\odot}$, temperatura efetiva de 3357 K e luminosidade de $0,014 L_{\odot}$. A órbita do sistema binário é quase circular ($e_{bin} = 0.02$) e com um semi-eixo maior de ~ 0.08 au (Orosz et al., 2012; Haghighipour & Kaltenegger, 2013).

O último sistema selecionado é Kepler 453, onde foi detectado o décimo planeta descoberto pela missão Kepler (Welsh et al., 2015). Ele tem um planeta com um raio de $6,206 R_{\oplus}$ e massa que, segundo diferentes autores, estaria entre 0,2 e 16 M_{\oplus} . Welsh et al. (2015) atribuíram esta variação na massa à qualidade dos dados obtidos. A órbita do

planeta Kepler 453 AB-b tem um semi-eixo de 0,7903 au e uma excentricidade de 0,0359. Quanto às estrelas do sistema, Kepler 453-A tem uma massa de $0,944 M_{\odot}$, raio de $0,833 R_{\odot}$ e temperatura e luminosidade de 5527 K e $0,58 L_{\odot}$, e Kepler 453-B tem uma massa de $0,1951 M_{\odot}$, raio de $0,2150 R_{\odot}$ e temperatura e luminosidade de 3226 K e $0,005 L_{\odot}$ (Welsh et al., 2015).

4.4. Nossos Resultados

Para a determinação das raízes do polinômio foi desenvolvido um código na linguagem Python fazendo uso do pacote Numpy. Os parâmetros de entrada do código são as características físicas do sistema binário, ou seja, a_{bin} , e_{bin} , T_{eff-A} , T_{eff-B} , L_A e L_B . Foram gerados 100 valores diferentes da anomalia verdadeira do planeta, θ , e para cada um desses valores foram geradas 1000 posições diferentes da estrela secundária em sua órbita. O cálculo dos pesos espectrais das estrelas do sistema binário também foram implementados no código através da equação 4.2. Os valores escolhidos para os limites da ZH solar foram os determinados considerando os efeitos estufa irreversível e máximo encontrados por Kopparapu et al. (2013b), ou seja $l_{in-\odot} = 0,97$ au e de $l_{ext-\odot} = 1,67$ au, respectivamente.

O código foi utilizado para os três sistemas binários selecionados. O código fez 100.000 determinações de diferentes raízes para cada sistema binário. Em todos os casos foram encontradas somente uma raiz real positiva, correspondente ao valor do limite interno ou externo da ZH do sistema binário e três raízes negativas, complexas ou ambas.

4.4.1. Zona de habitabilidade em Kepler 16

Na Figura 4.3 são apresentados os resultados obtidos pelo nosso código para o sistema Kepler 16. Foram adicionados no gráfico os valores médios da ZH obtidos a partir dos coeficientes médios para um período completo da estrela secundária em volta da primária (em azul) e a variação de r_{sec-pr} em função de v (em vermelho). Em verde são apresentados os resultados para a ZHI e a ZHE em função de θ . Na Figura 4.3 pode ser observado que ZHI e ZHE apresentam um intervalo de valores que depende da posição da estrela secundária em sua órbita. Tomando um valor fixo de anomalia verdadeira para o planeta, ou seja fixando um valor para θ , os valores mínimos de ambos limites (ZHI e ZHE) foram obtidos quando a estrela secundária se encontra no apoastro da sua órbita, ou seja no ponto mais afastado da estrela primária. Já os valores máximos foram obtidos quando a secundária está no periastro da sua órbita, ou seja, no ponto mais próximo da primária. Além disso, pode ser observado na Figura 4.3 que os valores máximos de ambos limites variam com a anomalia verdadeira do planeta, indicando uma forma elíptica para a ZH ao redor do sistema binário.

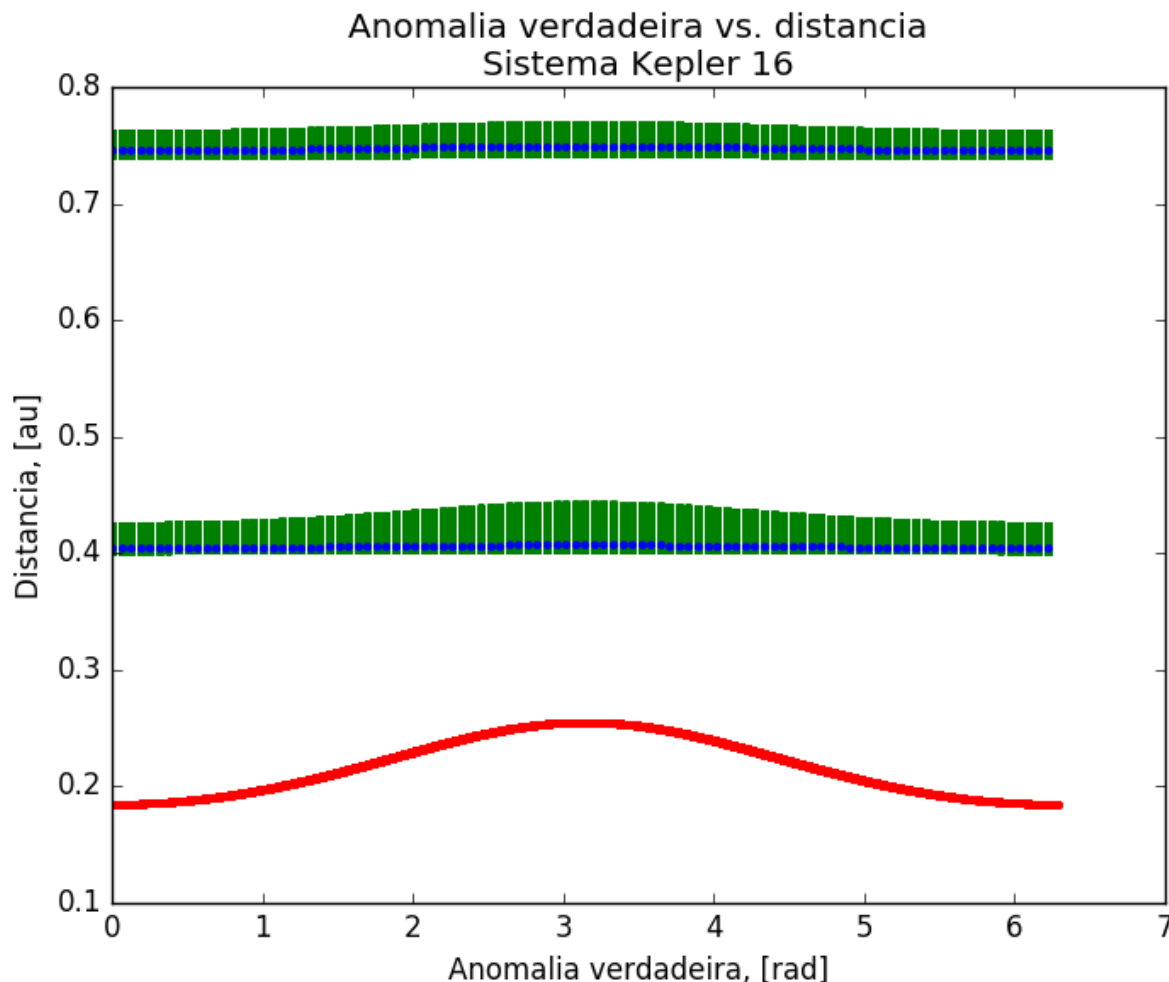


Figura 4.3.: Distância em função da anomalia verdadeira do planeta fictício. Em verde são apresentadas as distâncias de ZHI e ZHE em função de θ . Em azul são apresentados os valores médios dos limites em função de θ . Em vermelho é apresentada a distância da estrela secundária em função de ν .

Já que a ZH varia com a posição da secundária em sua órbita, com base nos valores obtidos pelo código definimos duas ZH: ZH segura, ou ZHS, obtida através dos valores máximos de ZHI e mínimos de ZHE, garantindo assim uma região que não dependerá da posição da estrela secundária; e a ZH variável, ou ZHV, considerando os valores mínimos de ZHI e máximos de ZHE, sendo esta uma região cujas bordas dependem da posição da estrela secundária na sua órbita. Também definimos a ZH média, ou ZHM, a partir dos coeficientes médios determinados a partir da equação 4.9. Como esperado, a ZHM fica entre a ZHS e a ZHV. Na Tabela 4.3 são mostrados os semi-eixos, excentricidades e distâncias mínimas e máximas das diferentes ZH acima definidas.

Na Figura 4.4 pode ser observada a ZHS e a ZHV para o sistema Kepler 16. Na figura é mostrada também a órbita da estrela secundária (linha preta) e a órbita do planeta Kepler 16 AB-b (linha vermelha), que se encontra dentro da ZHS, mas próximo ao seu limite exterior.

A mesma análise foi feita para os sistemas Kepler 453 e Kepler 47. Na Tabela 4.4 são mostrados os resultados para os dois sistemas. Nestes casos, as excentricidades das ZHI e

Tabela 4.3.: Zonas de habitabilidade para Kepler 16.

Limite	Zona de habitabilidade	a [au]	e	r_{max} [au]	r_{min} [au]
Interior	ZHS	0,4333	0,021	0,4423	0,4242
	ZHV	0,4029	0,0009	0,4032	0,4025
	ZHM	0,4059	0,003	0,4071	0,4046
Exterior	ZHS	0,7421	0,0009	0,7427	0,7414
	ZHV	0,7644	0,005	0,7682	0,7606
	ZHM	0,7475	0,0026	0,7494	0,7455

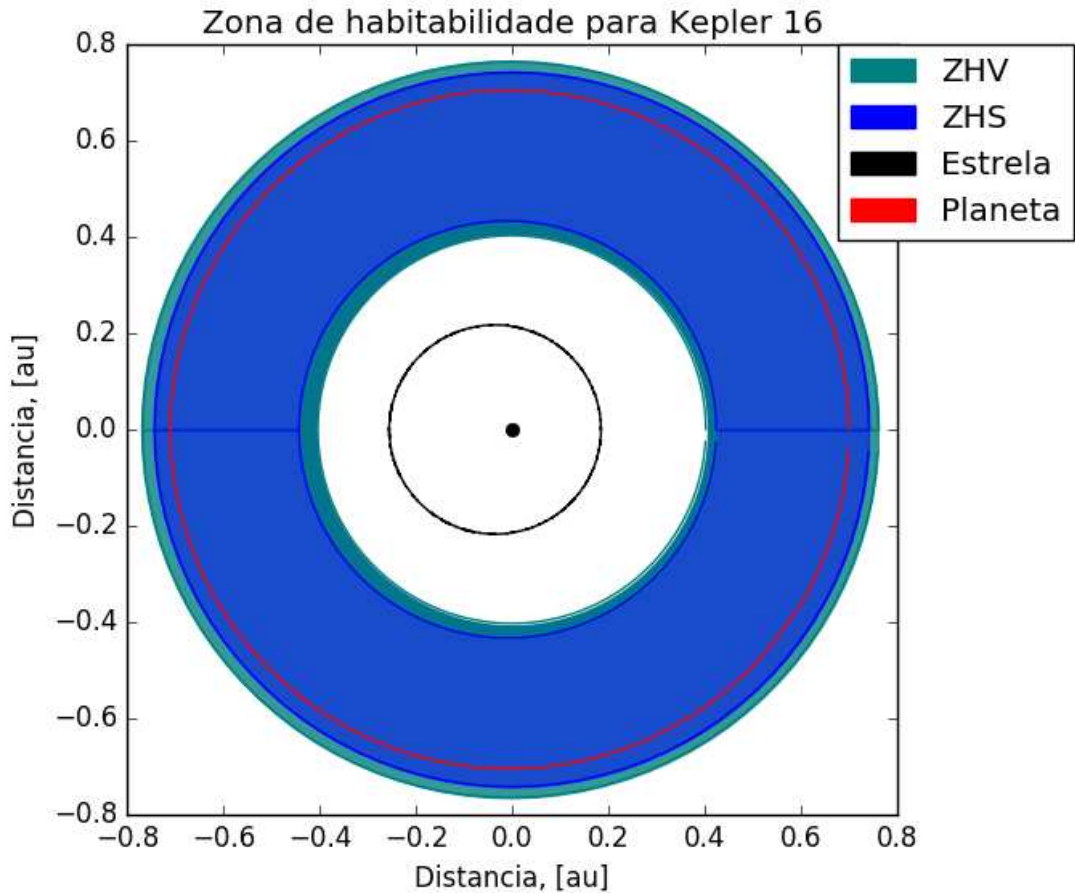


Figura 4.4.: As diferentes zonas de habitabilidade para o sistema binário Kepler 16. Em azul e verde temos a ZHS e a ZHV, respectivamente. Em vermelho está a órbita de Kepler 16-b, e em preto a órbita da estrela secundária.

ZHE são muito baixas, razão pela qual as bordas dos limites da ZH são quase circulares.

Na Figura 4.5 pode ser observada a ZHS e a ZHV para o sistema Kepler 453, bem como a órbita da estrela secundária e do planeta em relação à estrela principal. Podemos notar que a órbita do planeta Kepler 453 AB-b encontra-se dentro da ZHS, próximo ao seu limite interno.

Tabela 4.4.: Limites da zona de habitabilidade para os sistemas Kepler 453 e Kepler 47.

Sistema binário	Limite	Zona de habitabilidade	a [au]	e	r_{max} [au]	r_{min} [au]
Kepler 453	interior	ZHS	0,7568	2.10^{-5}	0,7568	0,7567
		ZHV	0,7526	6.10^{-6}	0,7526	0,7525
		ZHM	0,7538	1.10^{-5}	0,7538	0,7537
	exterior	ZHS	1,3294	6.10^{-6}	1,3294	1,3293
		ZHV	1,3341	1.10^{-5}	1,3341	1,3340
		ZHM	1,3311	1.10^{-5}	1,3311	1,3310
Kepler 47	interior	ZHS	0,9075	4.10^{-5}	0,9075	0,9074
		ZHV	0,9043	2.10^{-5}	0,9043	0,9042
		ZHM	0,9056	5.10^{-5}	0,9056	0,9055
	exterior	ZHS	1,5943	2.10^{-5}	1,5943	1,5942
		ZHV	1,5980	2.10^{-5}	1,5980	1,5979
		ZHM	1,5959	3.10^{-5}	1,5959	1,5958

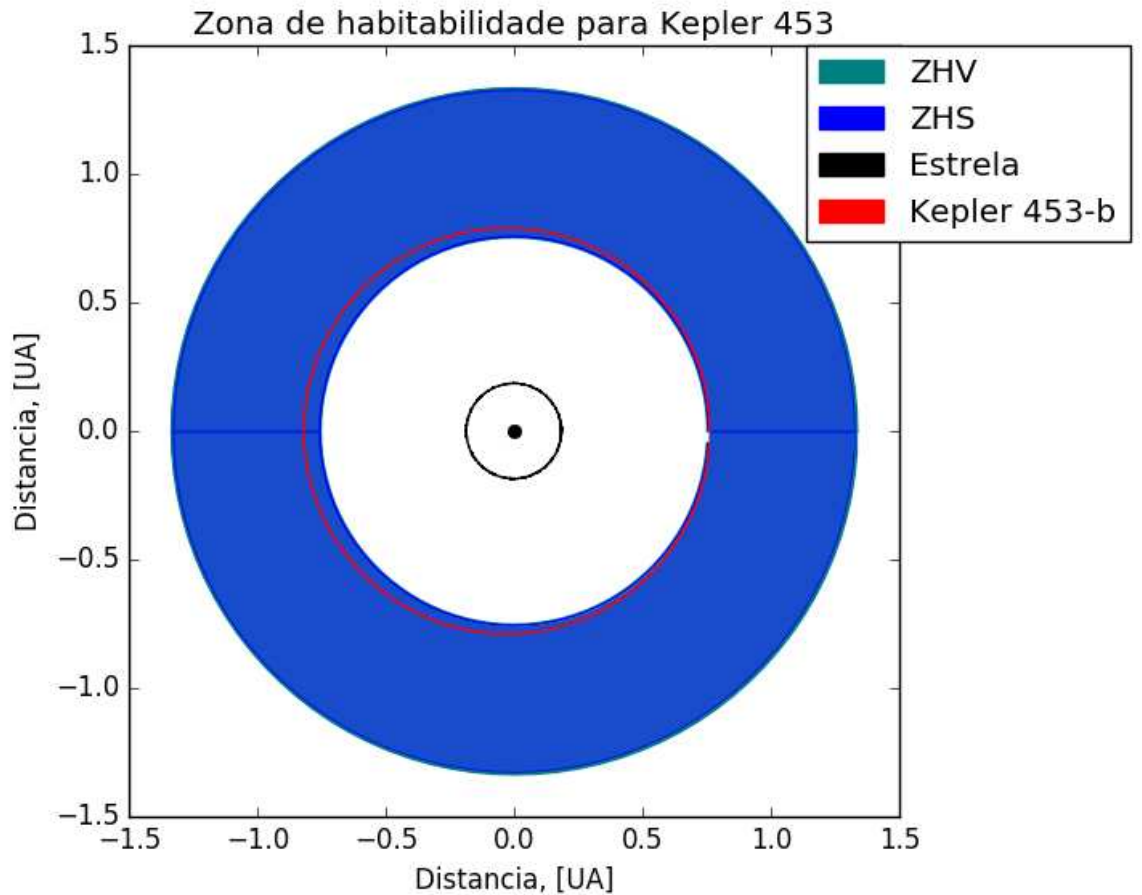


Figura 4.5.: As diferentes zonas de habitabilidade para o sistema binário Kepler 453. Em azul e verde temos ZHS e ZHV, respectivamente. Em vermelho temos a órbita de Kepler 453-b, e em preto a órbita da estrela secundária.

Nas Figuras 4.6 e 4.7 são mostradas as ZHS e ZHV para o sistema Kepler 47, juntamente com as órbitas dos dois planetas do sistema e da estrela secundária. Neste sistema, as excentricidades das órbitas dos planetas não foram determinadas de forma precisa, mas foram estimados valores máximos ($e_b < 0,035$; $e_c < 0,411$). No caso da Figura 4.6, as excentricidades de Kepler 47 AB-b e de Kepler 47 AB-c foram assumidas como sendo 0,03 e 0,4, respectivamente, enquanto que no caso de Figura 4.7, as excentricidades assumidas foram de 0,03 e 0,0, respectivamente. Observamos que Kepler 47 AB-c estaria dentro da ZHS para uma excentricidade 0, porém bem próximo do seu limite interior. Por outro lado, se considerarmos uma excentricidade de 0.4, ele ficaria entrando e saindo da ZH ao longo de sua órbita, sofrendo assim mudanças de temperatura causadas pela variação de fluxo recebido das estrelas.

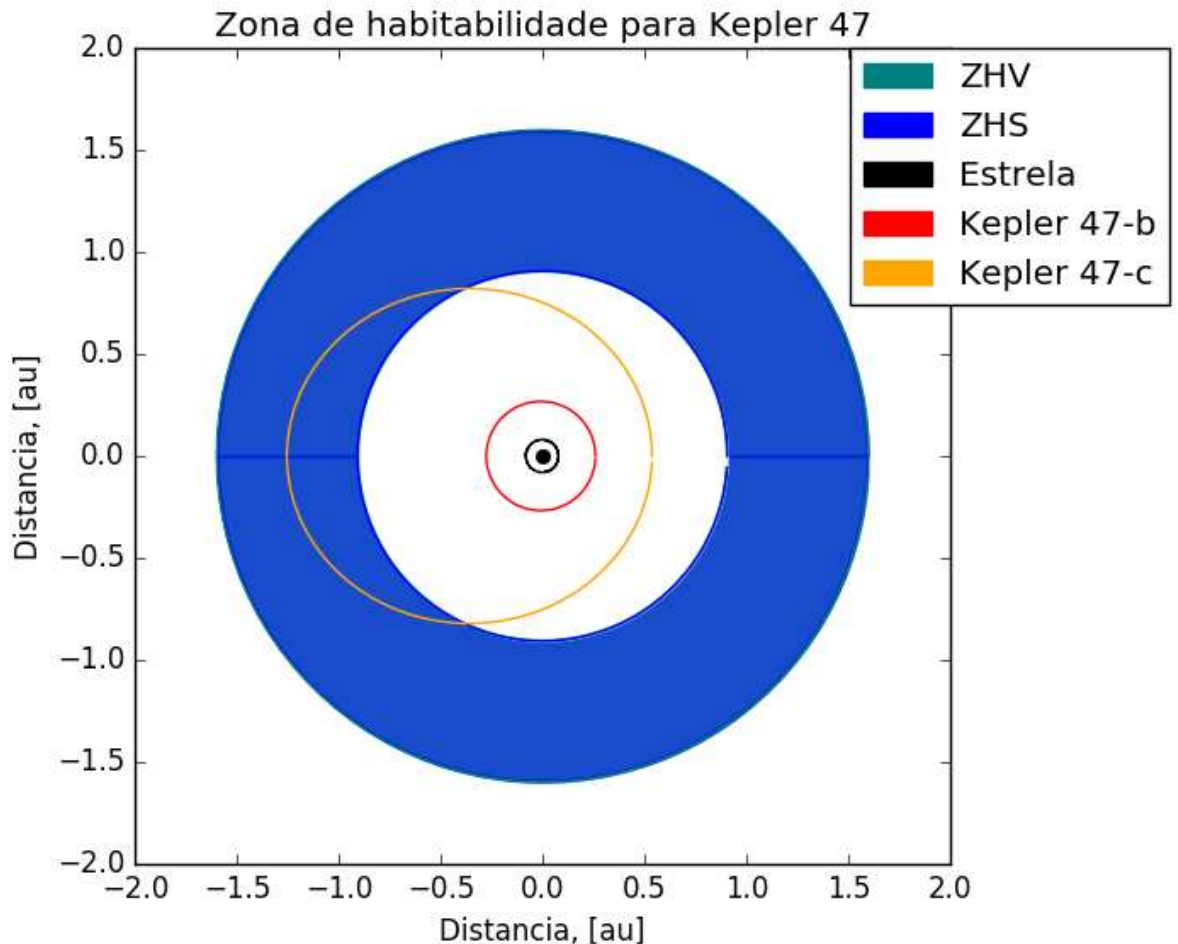


Figura 4.6.: As diferentes zonas de habitabilidade para o sistema binário Kepler 47. Em azul e verde temos ZHS e ZHV, respectivamente. Em vermelho temos a órbita de Kepler 47-b e em laranja a órbita de Kepler 47-c, considerando excentricidades de 0,03 e 0,4 respectivamente. Em preto temos a órbita da estrela secundária.

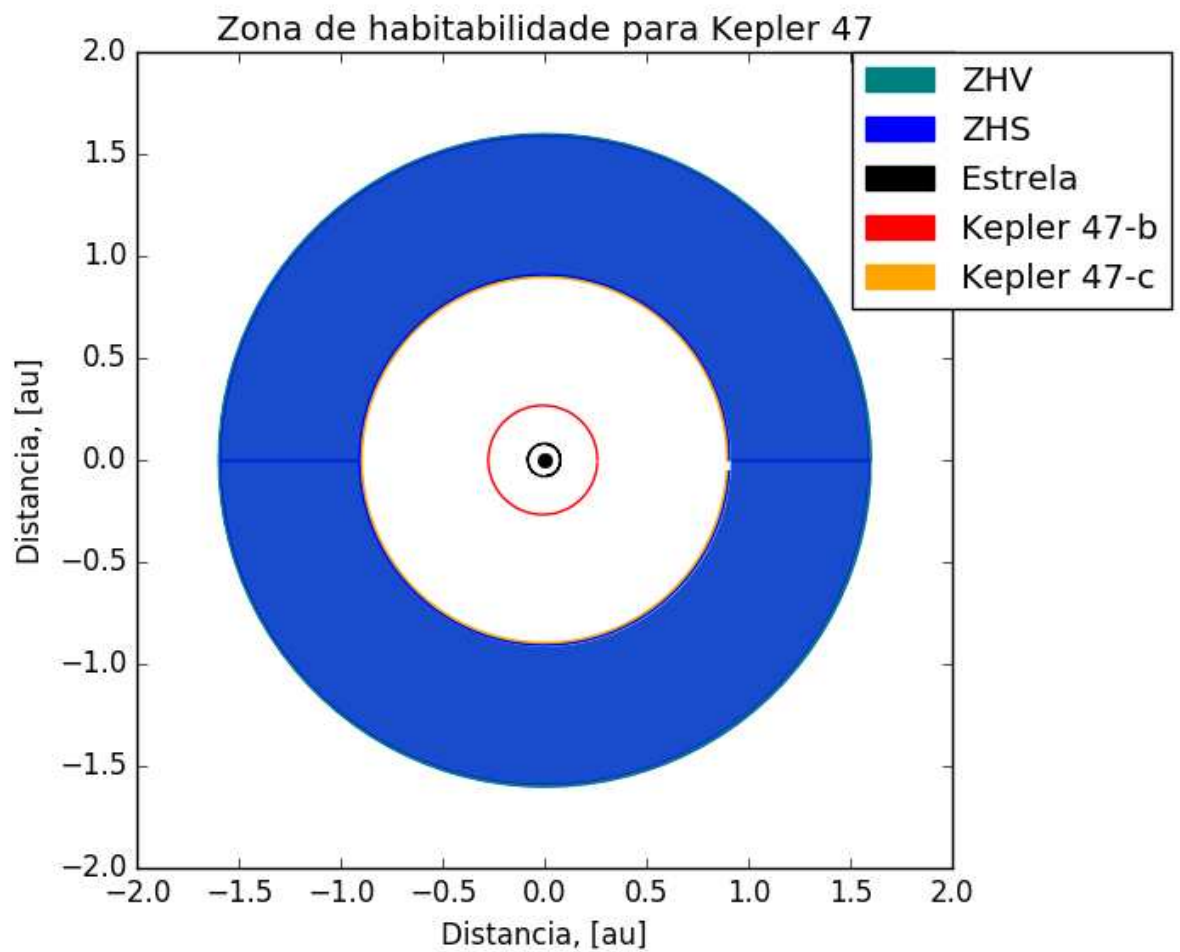


Figura 4.7.: As diferentes zonas de habitabilidade para o sistema binário Kepler 47. Em azul e verde temos ZHS e ZHV, respectivamente. Em vermelho temos a órbita de Kepler 47-b e em laranja a órbita de Kepler 47-c, considerando excentricidades de 0,03 e 0 respectivamente. Em preto temos a órbita da estrela secundária.

Os resultados obtidos através da nossa análise estão em boa concordância com os resultados obtidos por Haghighipour & Kaltenegger (2013) e Welsh et al. (2015) para os sistemas estudados.

5. Estabilidade dos sistemas planetários da nossa amostra

5.1. Introdução

Com base no que sabemos sobre a Terra, para que um planeta seja astrobiologicamente interessante ele tem que ser capaz de manter água em estado líquido na sua superfície por um longo período de tempo, da ordem de bilhões de anos, de forma a permitir a origem e desenvolvimento da vida. Para isso, o planeta precisa se manter dentro da sua ZH. Assim, em um sistema multi-planetário precisamos analisar a influência gravitacional dos outros planetas do sistema para verificar possíveis alterações nas suas órbitas ou, no caso mais extremo, possíveis instabilidades que levariam à eventual expulsão de planetas do sistema. Daí a importância de se estudar a estabilidade do sistema completo e conhecer as variações da órbita do planeta que se encontra dentro da ZH.

Levando em consideração os resultados obtidos por Marchal & Bozis (1982) e Gladman (1993), um sistema composto por dois planetas orbitando uma estrela simples é estável quando a separação entre as órbitas dos planetas é maior do que ~ 3.5 raios de Hill, $R_{H,m}^*$. Já para um sistema com mais de dois planetas ser estável, as órbitas devem se encontrar separadas num intervalo de 5 a 10 $R_{H,m}$ (Chambers et al., 1996; Marzari et al., 2002).

Quintana et al. (2014) e Bolmont et al. (2014) estudaram a estabilidade do sistema Kepler 186 considerando o intervalo de massas que poderiam ter os planetas do sistema. Levando em conta os resultados obtidos por Fortney et al. (2007) que calcularam diferentes massas assumindo diferentes composições químicas a partir do raio do planeta. Para todos os valores de massas calculados, foram realizadas simulações numéricas de N -corpos para diferentes fases orbitais ou condições iniciais, com excentricidades acima de ~ 0.4 . Quintana et al. (2014) e Bolmont et al. (2014) mapearam esse intervalo de excentricidades para ter uma idéia geral do comportamento dinâmico do sistema nos casos mais extremos e encontraram que Kepler 186 é dinamicamente estável por pelo menos 0,1 Manos. No caso de planetas compostos de puro ferro, os autores encontraram que o sistema é estável por 100 Manos.

Recentemente Kane et al. (2016) fizeram estudos da estabilidade dinâmica para 24 sistemas multi-planetários identificados pela missão Kepler, entre eles, Kepler 186 e Kepler 283 que fazem parte da nossa amostra. Eles exploraram a estabilidade assumindo diferentes composições químicas para os planetas e calcularam as suas massas usando a relação de massa-raio obtida por Valencia et al. (2006), Fortney et al. (2007), Lissauer et al. (2011) e Weiss & Marcy (2014). Kane et al. (2016) analisaram primeiramente a estabilidade dos sistemas adotando o mesmo critério usado por Quintana et al. (2014) e

*O raio de Hill é a região ao redor de cada planeta na qual a influência gravitacional sobre uma partícula teste é devida principalmente a esse planeta; portanto ele depende da massa do planeta e da sua distância à estrela.

Bolmont et al. (2014), ou seja, considerando o $R_{H,m}$, mas com a diferença de que, para sistemas com mais de dois planetas, a separação entre três planetas adjacentes teria que ser maior que $18 R_{H,m}$ (Smith & Lissauer, 2009). Posteriormente, realizaram um estudo da estabilidade dinâmica desses sistemas usando o integrador simplético MERCURY[†], mas nesse caso levando em conta a massa dos planetas a partir somente da relação massa-raio de Lissauer et al. (2011). O tempo de evolução para cada sistema foi de 10^{10} vezes o período do planeta mais distante da estrela e o tamanho de passo de integração foi de $1/20$ vezes o período do planeta mais interno. No caso de Kepler 186 e Kepler 283, o tempo de integração foi de $\sim 3,55 \times 10^{10}$ e $\sim 2,53 \times 10^{10}$ anos, respectivamente, enquanto que o tamanho do passo foi de $\sim 0,19$ e $\sim 0,55$ dias, respectivamente. Kane et al. (2016) encontraram que os valores máximos de excentricidade que poderiam ter os planetas Kepler 186-f e Kepler 283-c para que os sistemas sejam dinamicamente estáveis foram de 0,62 e 0,72, respectivamente (entretanto, nesse trabalho não são especificados os valores de excentricidade que poderiam ter os outros planetas que formam parte desses dois sistemas).

5.2. Amostra selecionada e metodologia de trabalho

No capítulo 2 foram identificados 9 planetas que se encontram dentro da ZH, mas somente 4 deles encontram-se em sistemas multi-planetários. São eles: Kepler 174, Kepler 186, Kepler 283 e Kepler 298, que estão constituídos por 3, 5, 2 e 3 planetas, respectivamente. Levando em conta os parâmetros orbitais que estão nas bases de dados www.exoplanets.org e www.exoplanet.eu, fizemos estudos dinâmicos destes sistemas usando o integrador simplético SWIFT, que permite integrar um conjunto de corpos que interagem gravitacionalmente entre si através de diferentes métodos simpléticos. Os pacotes utilizados neste trabalho foram o MVS ou Mixed Variable Symplectic (Wisdom & Holman, 1991), que não considera encontros próximos entre os corpos do sistema, e o SyMBA ou Symplectic Massive Body Algorithm (Duncan et al., 1998), que leva em conta encontros próximos entre os planetas. Na Tabela 5.1 são apresentados os parâmetros físicos e orbitais mais importantes dos sistemas multi-planetários da nossa amostra.

Nos casos em que alguns dos parâmetros orbitais dos sistemas não tinham um valor determinado na literatura, os valores foram assumidos. Em particular, no caso do ângulo Ω foi assumido o valor de 90 de forma que a linha dos nodos[‡] se encontra sobre o plano do céu. Além disso, apenas o sistema Kepler 186 possui excentricidades determinadas a partir dos estudos de estabilidade feitos por Bolmont et al. (2014), enquanto que nos outros sistemas os valores de excentricidade não estão determinados ou são considerados iguais a 0. No nosso estudo, assumimos valores de 0.0, 0.2 e 0.4 para excentricidade de cada planeta e estudamos as diferentes combinações possíveis destes valores para analisar o comportamento dinâmico. Por exemplo, as combinações de excentricidade entre os planetas que compõem o sistema Kepler 174 levaram a 19 configurações diferentes e, conseqüentemente, 19 simulações de estabilidade dinâmica diferentes. No caso de Kepler 283 foram consideradas 7 configurações, e no caso de Kepler 298 foram 17.

[†]Um integrador simplético é um tipo de integrador numérico específico para resolver sistemas hamiltonianos, pois tem a propriedade de conservar a energia total do sistema (Chambers, 1999).

[‡]A linha dos nodos é definida a partir da interseção entre o plano que contém a órbita do planeta e o plano de referência usado. No nosso caso, o plano de referência usado é o plano do céu.

Tabela 5.1.: *Parâmetros orbitais dos planetas da nossa amostra que estão em sistemas multi-planetários.*

Planetas	R_P [R_J]	M_P [M_J]	a [UA]	e	P [dias]	i [deg]	ω [deg]	Ω [deg]	Anomalia média [radiano]
Kepler 174-b	0,1749	0,01445	0,1136	–	13,98179	89,95	90	–	81,87101
Kepler 174-c	0,1329	0,0115	0,2439	–	44,00053	89,95	90	–	21,90514
Kepler 174-d	0,195	0,0164	0,771	–	247,3537	89,95	90	–	0
Kepler 186-b	0,095	0,0037	0,0378	0,04	3,88679	89,95	270	–	63,53035
Kepler 186-c	0,111	0,0064	0,061	0,03	7,26727	89,38	270	–	0
Kepler 186-d	0,125	0,0093	0,091	0,03	13,34058	87,66	270	–	0,18835
Kepler 186-e	0,113	0,0067	0,129	0,03	22,40779	89,38	270	–	7,87920
Kepler 186-f	0,099	0,0047	0,393	0,01	129,9459	89,96	270	–	2,83828
Kepler 283-b	0,19	0,0159	0,0968	–	11,00815	87,66	90	–	17,17184
Kepler 283-c	0,162	0,017	0,401	–	92,7437	87,06	90	–	0
Kepler 298-b	0,1749	0,01445	0,0937	–	10,47546	89,38	90	–	102,20139
Kepler 298-c	0,172	0,0142	0,158	–	22,92881	89,38	90	–	0
Kepler 298-d	0,223	0,0197	0,3557	–	77,47363	89,38	90	–	11,25573

Parâmetros físicos obtido da base de dados: <http://exoplanets.org/> e <http://www.exoplanet.eu/>.

Começamos a realizar os estudos de estabilidade usando o pacote MVS de SWIFT, o qual como já mencionamos não leva em conta os encontros próximos entre os planetas nem permite simular a possibilidade de colisão entre eles. Este pacote também não pode ser utilizado quando as órbitas dos planetas se cruzam entre si, mesmo não havendo encontros próximos entre os corpos. Para contornar estas limitações, quando necessário, foi utilizado o pacote SyMBA, que pode por exemplo levar em conta a possibilidade de algum planeta ser ejetado do sistema em função de algum tipo de instabilidade causada por encontros próximos ou colisões. As condições iniciais utilizadas para cada configuração são apresentadas na tabela 5.1. Em todos os casos, o tempo total de cada simulação foi 10^9 vezes e o passo de integração foi $1/20$ vezes o período do planeta mais interno. Por exemplo, levando em conta a configuração atual do sistema Kepler 174 o tempo de integração foi de aproximadamente $3,8 \times 10^8$ anos e o passo foi de 0,69 dias. Todas as simulações foram feitas usando o cluster da Coordenação de Astronomia e Astrofísica (COAA) do Observatório Nacional.

5.3. Resultados

Das 19 simulações de estabilidade dinâmica realizadas para o sistema Kepler 174, 16 mostraram que o sistema é estável pelo tempo total da simulação. Somente 3 delas apresentaram cruzamento entre as órbitas dos planetas interiores, Kepler 174-b e Kepler 174-c, como pode ser observado na Figura 5.1. Nestes 3 casos, a simulação foi repetida utilizando o pacote SyMBA para saber se alguns dos planetas foi ejetado do sistema, mas isto não aconteceu e ambos ficaram ligados gravitacionalmente à estrela. Entretanto, não é possível assegurar que nestes casos o sistema seja estável a longo prazo e precisaríamos fazer mais estudos, como por exemplo utilizando outro integrador numérico ou deixando o sistema evoluir por mais tempo. Por esta razão, e para efeitos do presente trabalho, não consideramos que este sistema seja estável.

Tabela 5.2.: Mínimo valor de periastro e máximo valor de apoastro para Kepler 174-d.

Planeta	ZHI-ZHE [au]	periastro mínimo [au]	apoastro máximo [au]	Δe
Kepler 174-d	0,45-0,80	0,7706	0,7714	$0 < e < 3,5 \cdot 10^{-4}$
		0,7645	0,7775	$0 < e < 0,008$
		0,7582	0,7837	$0 < e < 0,016$
		0,7626	0,7794	$0 < e < 0,011$
		0,7531	0,7888	$0 < e < 0,023$
		0,7572	0,7847	$0 < e < 0,018$
		0,7496	0,7923	$0 < e < 0,027$
		0,7509	0,791	$0 < e < 0,026$

No caso das 16 simulações realizadas para o sistema Kepler 174, em 8 delas[§] o planeta Kepler 174-d permanece dentro da ZH pelo tempo total da simulação. Na Tabela 5.2 são apresentados os valores mínimos e máximos do periastro e do apoastro, respectivamente, e a variação da excentricidade que alcança o planeta em cada simulação. Para as restantes 8 simulações, o planeta Kepler 174-d fica entrando e saindo da ZH, não conseguindo permanecer o tempo todo dentro da mesma. Todas as Figuras são apresentadas no apêndice B.

As 7 simulações feitas para o sistema Kepler 283 resultaram todas em configurações estáveis, mas apenas em 2 delas o planeta Kepler 283-c permanece dentro da sua ZH. No caso do sistema Kepler 186, a única simulação feita que forneceu uma configuração estável mostrou que o planeta Kepler 186-f permanece dentro da ZH pelo tempo total da simulação, em concordância com os resultados de Bolmont et al. (2014). Para o último sistema analisado, Kepler 298, tivemos que das 17 simulações, 7 apresentaram cruzamentos entre as órbitas dos planetas e utilizando o pacote SyMBA encontramos que em todas elas um dos planetas internos foi ejetado[¶] para fora do sistema. Nesses casos, a instabilidade do sistema ocorreu em função do aumento das excentricidades e da pouca separação entre as órbitas dos planetas, já que Kepler 298 é um sistema muito compacto, aumentando assim a probabilidade de encontros próximos entre eles. As outras 10 simulações realizadas para este sistema resultaram em configurações estáveis, porém em nenhuma delas o planeta Kepler 298-d permanece o tempo todo dentro da ZH.

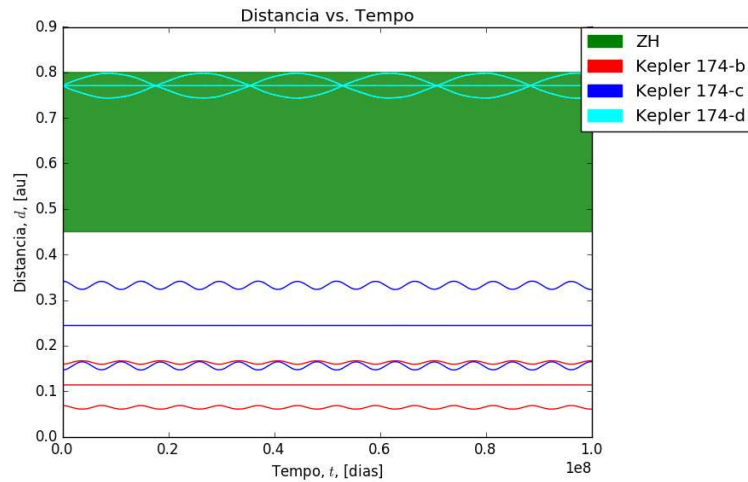
Na Tabela 5.3 podem ser observados os valores mínimos e máximos de periastro e apoastro, respectivamente, e a variação da excentricidade para o planeta que se encontra dentro da ZH dos sistemas Kepler 186 e Kepler 283.

[§]Correspondentes às seguintes excentricidades iniciais: 1) $e_b = 0, e_c = 0, e_d = 0$; 2) $e_b = 0, 2, e_c = 0, e_d = 0$; 3) $e_b = 0, 4, e_c = 0, e_d = 0$; 4) $e_b = 0, e_c = 0, 2, e_d = 0$; 5) $e_b = 0, e_c = 0, 4, e_d = 0$; 6) $e_b = 0, 2, e_c = 0, 2, e_d = 0$; 7) $e_b = 0, 2, e_c = 0, 4, e_d = 0$; 8) $e_b = 0, 4, e_c = 0, 2, e_d = 0$.

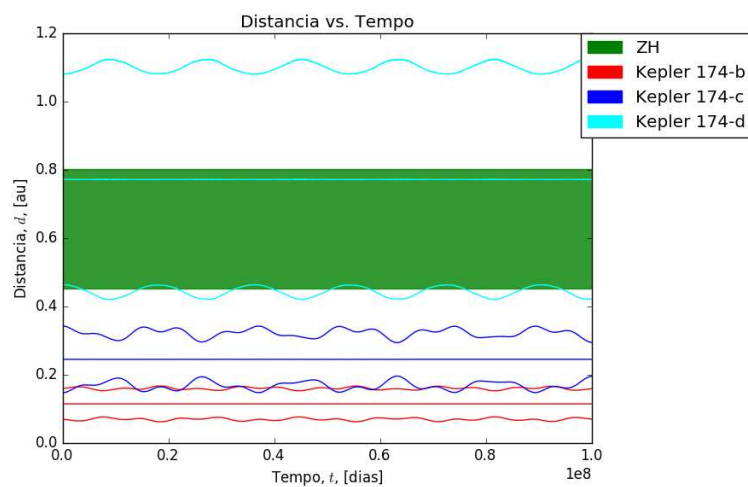
[¶]Aquelas correspondentes às seguintes excentricidade iniciais: 1) $e_b = 0, 2, e_c = 0, 4, e_d = 0$; 2) $e_b = 0, 4, e_c = 0, 2, e_d = 0$; 3) $e_b = 0, 4, e_c = 0, 4, e_d = 0$; 4) $e_b = 0, 2, e_c = 0, 4, e_d = 0, 2$; 5) $e_b = 0, 4, e_c = 0, 4, e_d = 0, 2$; 6) $e_b = 0, 4, e_c = 0, 4, e_d = 0, 4$; 7) $e_b = 0, 4, e_c = 0, e_d = 0, 4$.

Tabela 5.3.: *Mínimo valor de periastro e máximo valor de apoastro para os planetas que se encontram dentro da ZH dos sistemas Kepler 186 e Kepler 283*

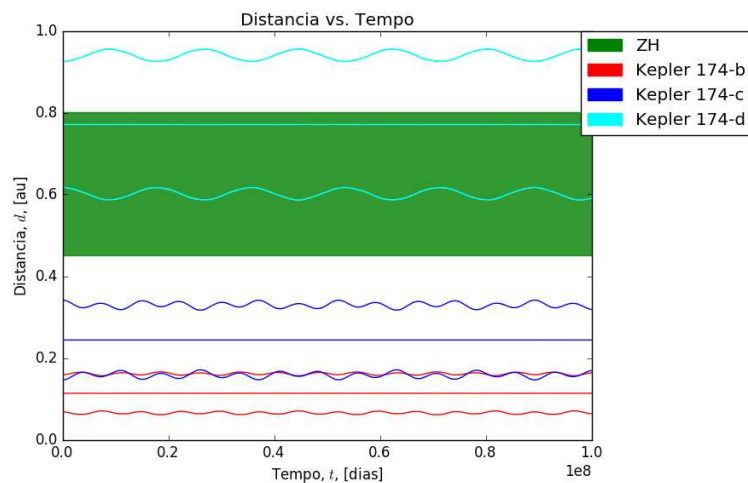
Planetas	ZHI-ZHE [au]	periastro mínimo [au]	apoastro máximo [au]	Δe
Kepler 283-c	0,33-0,60	0,4009	0,4011	$0 < e < 0,00015$
		0,3657	0,4363	$0 < e < 0,09$
Kepler 186-f	0,24-0,43	0,3882	0,3972	$0,0095 < e < 0,0114$



(a)



(b)



(c)

Figura 5.1.: São apresentadas distância do periastro, semieixo e apoastro em função do tempo das órbitas dos planetas do sistema Kepler 174 com as seguintes excentricidades iniciais (a): $e_b=0,4-e_c=0,4-e_d=0$. (b): $e_b=0,4-e_c=0,4-e_d=0,4$. (c): $e_b=0,4-e_c=0,4-e_d=0,2$. Nesses gráficos podemos ver o cruzamento do apoastro da órbita de Kepler 174-b com o periastro da órbita de Kepler 174-c.

6. Conclusões e Perspectivas Futuras

O objetivo principal deste trabalho foi identificar exoplanetas astrobiologicamente interessantes, para o qual calculamos os limites da ZH usando o código climático radiativo-convectivo de Kasting et al. (1993), atualizado por Kopparapu et al. (2013b) e Kopparapu et al. (2014), levando em conta os parâmetros físicos dos planetas e das estrelas hospedeiras para uma amostra selecionada de 9 planetas possivelmente rochosos ($M_P < 10 M_{\oplus}$). Os resultados são apresentados na Tabela 3.6, onde vemos que todos os planetas da nossa amostra estão dentro da sua ZH. Particularmente, 2 deles, Kepler 22-b e Kepler 298-b, encontram-se bem próximos do limite interior de ZH, enquanto que outros 3, Kepler 174-d, Kepler 186-f e Kepler 441-b, encontram-se próximos do limite exterior. Os planetas restantes da nossa amostra, Kepler 283-c, Kepler 440-b, Kepler 442-b e Kepler 443-b, encontram-se na região central da ZH.

Com base na distância na qual se encontra o planeta e na luminosidade da estrela hospedeira, calculamos o fluxo solar efetivo, S_{eff} , de cada exoplaneta da nossa amostra e identificamos a possível atmosfera que eles podem ter, sendo possível também estimar um limite inferior, superior ou ambos para a temperatura e a pressão superficiais. Estes resultados são apresentados na Tabela 3.8, onde temos que dos 9 planetas analisados, considerando o valor calculado para S_{eff} e a sua posição dentro da ZH, 3 apresentam uma maior probabilidade de terem atmosferas do tipo Marte, sendo eles Kepler 174-d, Kepler 186-f e Kepler 441-b. Para os dois primeiros, foi determinado um limite inferior na pressão superficial de 4,65 e 7,23 bar, respectivamente, enquanto que para o terceiro foi determinado um limite superior na pressão superficial de 5,24 bar. Também encontramos que a temperatura superficial para Kepler 174-d e Kepler 441-b poderia ser menor que 273 K, sendo este o limite superior permitido. Já o planeta Kepler 186-f pode ter uma temperatura superior a 273 K, no caso de ter uma atmosfera do tipo Marte.

Quanto aos outros 6 planetas analisados, é mais provável que os mesmos tenham uma atmosfera do tipo da Terra. Por exemplo para Kepler 283-c e Kepler 440-b encontramos que o intervalo de temperatura superficial seria de 230-260 K e 240-260 K, respectivamente, enquanto que a pressão seria de ~ 3 bar. Se em ambos os casos considerarmos apenas as temperaturas superficiais encontradas, podemos ser levados a concluir que o planeta apresenta gelo na superfície, já que a temperatura de fusão da água é de 273 K. Porém, esse valor para a temperatura de fusão da água corresponde a uma pressão superficial de 1 bar, ou seja, menor do que a pressão superficial nos planetas analisados. Logo, para concluirmos se a água na superfície se encontra em estado líquido ou sólido teremos que estudar o seu diagrama de fase para todos os planetas da nossa amostra, o que não foi realizado no presente trabalho por falta de tempo.

Para Kepler 22-b e Kepler 298-d só foi possível determinar os limites inferiores para temperatura e pressão, já que ambos se encontram no limite da ZHI (Figuras A.15 e A.17 no Apêndice A). Como foi mencionado no capítulo 2, a atmosfera de Kepler 22-b estaria sofrendo o efeito estufa irreversível, já que a temperatura superficial mínima determinada

é de 500 K. Por outro lado, para Kepler 298-d a temperatura mínima estimada é de 260 K, mas também é possível que ele tenha uma temperatura mais elevada na superfície, fazendo com que também sofra o efeito estufa irreversível. De acordo com o nosso estudo, para todos os planetas analisados o efeito estufa irreversível inicia-se a partir dos 500 K aproximadamente.

No caso dos planetas Kepler 442-b e Kepler 443-b, os limites determinados para a temperatura superficial foram de 240-320 K e 240-280 K, respectivamente, com uma pressão na superfície de $\sim 1,4$ e $\sim 5,6$ bar, respectivamente. Nesses planetas, devido ao intervalo de temperaturas, pode existir água em estado líquido nas suas superfícies com pressões mais altas do que a Terra, sendo portanto planetas astrobiologicamente interessantes juntamente com o Kepler 186-f e Kepler 298-d. Entretanto da mesma forma, necessitamos analisar o diagrama de fase da água para concluirmos a sua possível existência ou não no estado líquido.

Já a partir de estudos de estabilidade dinâmica que realizamos para os sistemas multiplanetários da nossa amostra, concluímos que no caso dos sistemas Kepler 174, Kepler 186, Kepler 283 e Kepler 298, apenas algumas configurações orbitais possibilitam que o planeta permaneça dentro da ZH pelo tempo total da simulação. Por exemplo, dos 19 casos analisados para o sistema Kepler 174, 16 deles resultaram estáveis por $3,8 \times 10^8$ anos, e em metade destes o planeta Kepler 174-d permaneceu dentro da ZH pelo mesmo intervalo de tempo, variando a sua distância de 0,7496 a 0,7923 au, aproximadamente, e com excentricidade aproximadamente 0 (Tabela 5.2). Para o sistema Kepler 186, a simulação realizada resultou estável pelo tempo total de $1,06 \times 10^7$ anos e o planeta Kepler 186-f permaneceu dentro da ZH durante todo esse tempo, variando a sua distância e excentricidade nos intervalos de 0,3882 a 0,3972 au e de 0,0095 a 0,0114, respectivamente. Para o sistema Kepler 283, as 7 simulações realizadas foram estáveis por um tempo de $3,01 \times 10^7$ anos, mas somente em 2 delas o planeta Kepler 283-c permaneceu dentro da ZH, variando a sua distância e excentricidade nos intervalos de 0,3657 a 0,4363 au e de 0 a 0,09, respectivamente (ver Tabela 5.3 para ambos casos). Finalmente, das 17 simulações feitas para o sistema Kepler 298, 10 delas resultaram estáveis pelo tempo total de $2,86 \times 10^7$ anos, mas em nenhuma delas o planeta Kepler 298-d permaneceu todo o tempo dentro da ZH.

Todos esses planetas que estão orbitando dentro da ZH, como Kepler 174-d, Kepler 186-f e Kepler 283-c, podem variar a temperatura e pressão superficiais, devido as condições físicas nas prováveis atmosferas que são dependentes da radiação recebida das estrelas hospedeiras. A análise dessas diferentes condições físicas causadas pelas variações nas órbitas desses planetas fará parte das próximas etapas deste trabalho. Na tabela 6.1 apresentamos as características físicas que os planetas da nossa amostra poderiam ter, como por exemplo a sua posição na ZH, tipo de atmosfera, estado da água sobre a sua superfície levando em conta somente a temperatura de fusão desse elemento a 1 bar, estabilidade dinâmica do sistema, e máxima variação de excentricidade em aquelas configurações na qual o planeta ficou dentro da ZH.

Por último, ainda que até o momento não tenha sido detectado nenhum planeta de tipo rochoso ao redor de sistemas estelares binários, apresentamos neste trabalho um método alternativo ao de Kaltenegger & Haghighipour (2013) e Haghighipour & Kaltenegger (2013) para o cálculo da ZH nesses sistemas. Verificamos que a ZH pode ser calculada a partir da determinação das raízes de um polinômio de quarta ordem, cujos coeficientes dependem das anomalias verdadeiras do planeta e da estrela secundária, da distância entre as estrelas, da excentricidade do sistema binário e dos limites da ZH assumidos para o

Tabela 6.1.: *Resultados finais para os planetas da nossa amostra*

Planetas	Posição na ZH	Tipo de atmosfera	Estado da água (1 bar)	Sistema estável	Máxima excentricidade
Kepler 174-d	Limite exterior	Marte	Gelo	Sim	$e < 0,027$
Kepler 186-f	Limite exterior	Marte	Líquido	Sim	$e < 0,0114$
Kepler 441-b	Limite exterior	Marte	Gelo	Sim(2-corpos)	—
Kepler 283-c	Região central	Terra	Gelo	Sim	$e < 0,09$
Kepler 440-b	Região central	Terra	Gelo	Sim(2-corpos)	—
Kepler 442-b	Região central	Terra	Gelo-Líquido	Sim(2-corpos)	—
Kepler 443-b	Região central	Terra	Gelo-Líquido	Sim(2-corpos)	—
Kepler 298-d	Limite interior	Terra	Líquido-Gás	Sim	—
Kepler 22-b	Limite interior	Terra	Gás	Sim(2-corpos)	—

sistema solar. Este método foi aplicado para 3 planetas circumbinários descobertos pela missão Kepler: Kepler 16, Kepler 47 e Kepler 453, e os nossos resultados se comparados com os obtidos por Haghighipour & Kaltenegger (2013) e Welsh et al. (2015) encontram-se em um bom acordo. A vantagem do nosso método é que não requer a solução das equações de movimento do sistema e com isso, a determinação das raízes do polinômio acaba sendo mais eficiente. Assim podemos definir duas ZH: a ZH segura na qual a condição de habitabilidade não depende da posição da estrela secundária, e a ZH variável correspondente a uma região em que a condição de habitabilidade depende da posição da estrela secundária na sua órbita. Também foi possível definir a ZH média, considerando os valores médios dos coeficientes do polinômio (equação 4.9) sobre um período completo da estrela secundária. Em geral, as bordas das diferentes ZH apresentam um formato elíptico, podendo ser caracterizadas pelo respectivo semieixo e excentricidade.

Ao longo deste trabalho foram levantadas várias questões que poderiam ser aprimoradas nas próximas etapas. Cabe destacar que as massas dos exoplanetas da nossa amostra devem ser refinadas, pois os valores usados neste trabalho foram extraídos da base de dados `exoplanets.org` e foram inferidos através de alguma relação empírica massa-raio não especificada. Sendo assim, uma possibilidade para aprimorar a determinação da ZH e das possíveis atmosferas dos planetas seria obtendo uma melhor estimativa destas massas, utilizando para isso diferentes relações massa-raio (Seager et al., 2007; Grasset et al., 2009; Lissauer et al., 2011; Zeng & Sasselov, 2013; Weiss & Marcy, 2014; Kopparapu et al., 2014; Zeng et al., 2016), e posteriormente utilizar o código climático radiativo-convectivo para cada um desses novos valores. Outra possibilidade de aprimoramento seria observar o espectro das estrelas hospedeiras de cada planeta e introduzir esta informação dentro do modelo radiativo-convectivo (porém isto vai requerer um conhecimento mais aprofundado do código).

Além disso, a principal desvantagem do modelo climático radiativo-convectivo utilizado é que o mesmo consegue trabalhar com apenas dois tipos de atmosferas: tipo Terra e tipo Marte. Portanto seria interessante explorar se esses planetas poderiam ter atmosferas com outras composições químicas. Uma possibilidade para um futuro próximo será a utilização do modelo atmosférico PHOENIX (Allard et al., 2012) para tentarmos obter espectros teóricos de diferentes atmosferas, prevendo ou não a possibilidade de bioassinaturas nesses planetas, que indicariam um cenário astrobiologicamente interessante.

A. Apêndice A

A.1. Limite da ZH para cada planeta da amostra

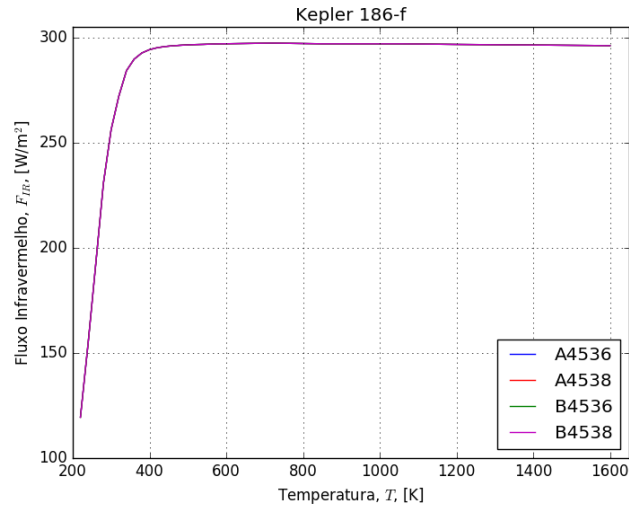
Nessa seção é possível observar as diferentes figuras e resultados obtidos para cada planeta da nossa amostra, além das características físicas dos sistemas Kepler 22 e Kepler 298.

Os resultados estão apresentados por planeta da seguinte forma, nome do planeta analisado, tabela com os limites obtidos, figuras F_{IR} vs. T_{sup} , S_{eff} vs. T_{sup} para o limite interior e S_{eff} vs. pCO_2 para o limite exterior, seguido de S_{eff} vs. distância para a caracterização do tipo de atmosfera e parâmetros físicos.

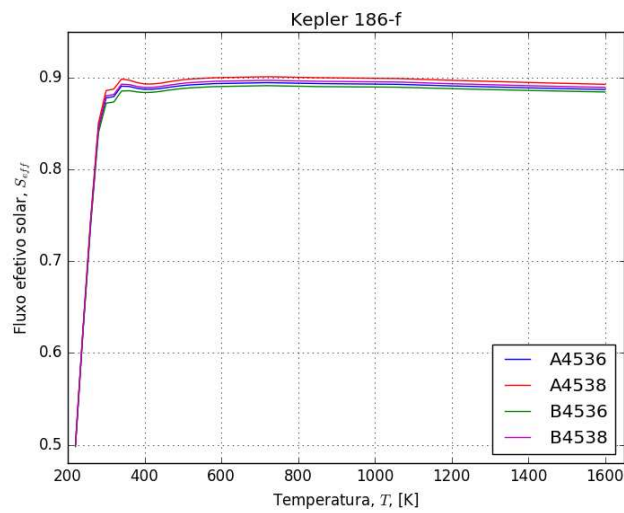
A.1.1. Kepler 186-f

Tabela A.1.: *Limites para Zona de habitabilidade de Kepler 186.*

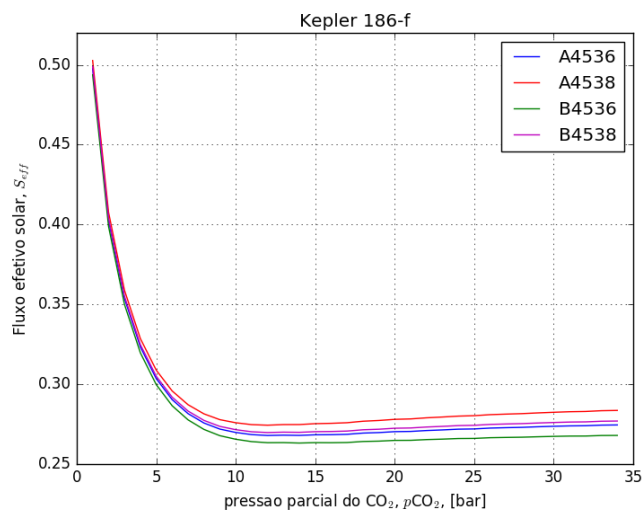
Estrelas	<i>Efeito Estufa Irreversível</i>		<i>Efeito Estufa Máximo</i>	
	S_{eff}	$d_{runaway}$ [au]	S_{eff}	$d_{maximum}$ [au]
A4536	0,89	0,18	0,27	0,33
A4538	0,89	0,21	0,27	0,39
B4536	0,89	0,18	0,26	0,34
B4538	0,88	0,21	0,27	0,39
Kepler 186	0,89	0,26	0,27	0,47



(a)



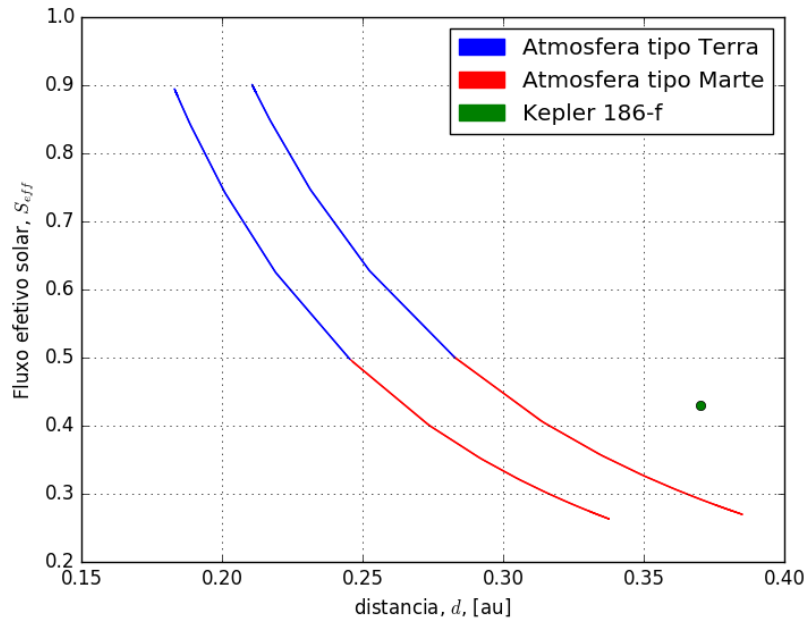
(b)



(c)

Figura A.1.: (a): F_{IR} em função da temperatura superficial. (b): S_{eff} em função da temperatura superficial. (c): S_{eff} em função da pressão parcial do dióxido de carbono.

A.1. Limite da ZH para cada planeta da amostra



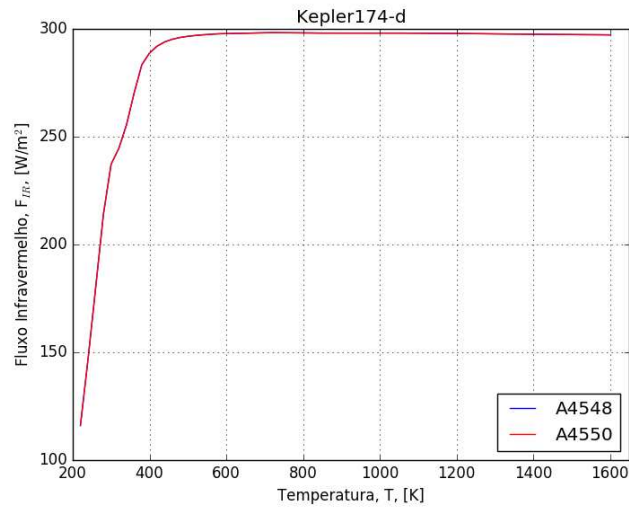
(a)

Figura A.2.: S_{eff} em função da distância. As linhas azuis representam os valores obtidos de S_{eff} para uma atmosfera do tipo Terra, enquanto as linhas vermelhas são os valores para uma atmosfera do tipo Marte. O círculo verde representa o valor de S_{eff} recebido pelo planeta.

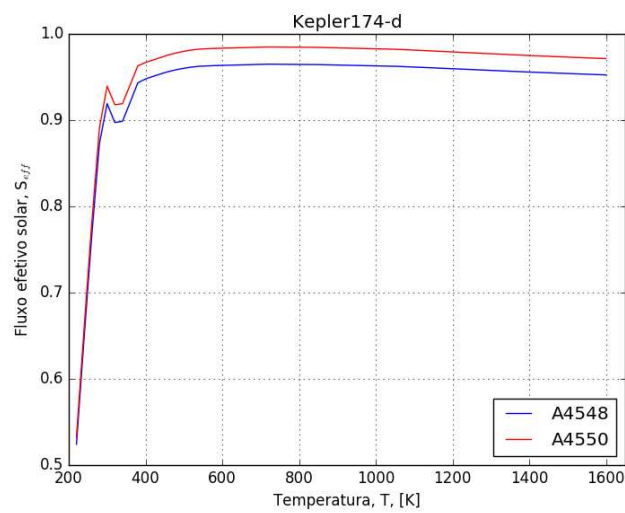
A.1.2. Kepler 174-d

Tabela A.2.: Limites para Zona de habitabilidade de 174-d.

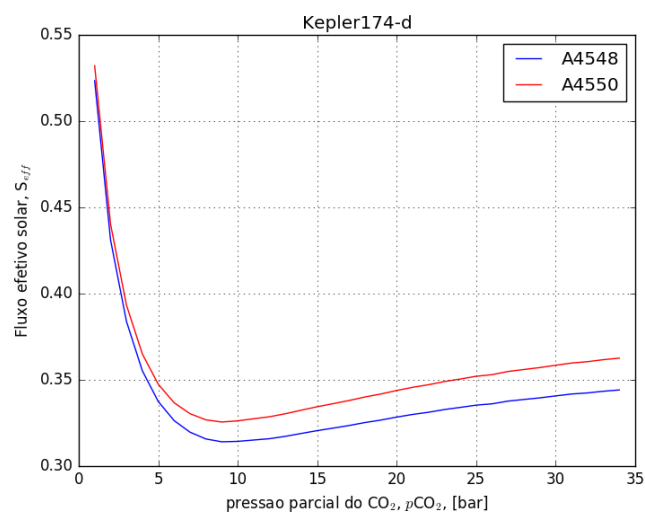
Estrelas	Efeito Estufa Irreversível		Efeito Estufa Máximo	
	S_{eff}	$d_{runaway}$ [au]	S_{eff}	$d_{maximum}$ [au]
A4548	0,96	0,43	0,31	0,76
A4550	0,98	0,47	0,33	0,82
Kepler 174	0,97	0,44	0,32	0,77



(a)



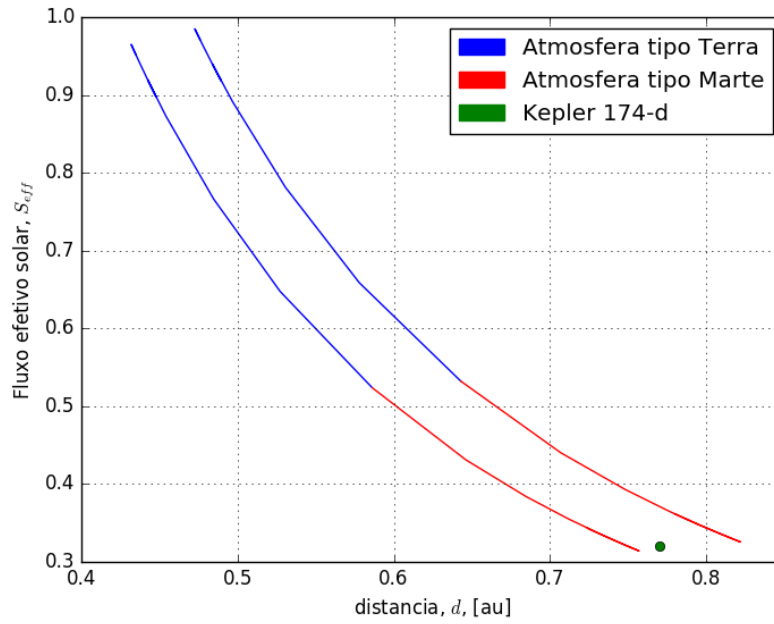
(b)



(c)

Figura A.3.: a: F_{IR} em função da temperatura superficial. (b): S_{eff} em função da temperatura superficial. (c): S_{eff} em função da pressão parcial do dióxido de carbono.

A.1. Limite da ZH para cada planeta da amostra



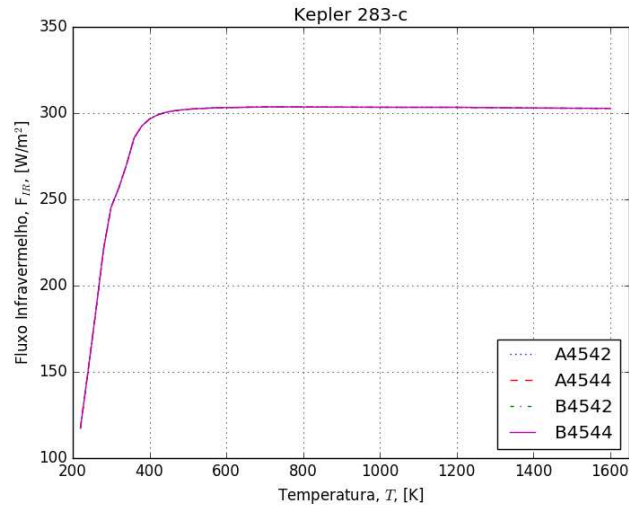
(a)

Figura A.4.: S_{eff} em função da distância. As linhas azuis representam os valores obtidos de S_{eff} para uma atmosfera do tipo Terra, enquanto as linhas vermelhas são os valores para uma atmosfera do tipo Marte. O círculo verde representa o valor de S_{eff} recebido pelo planeta.

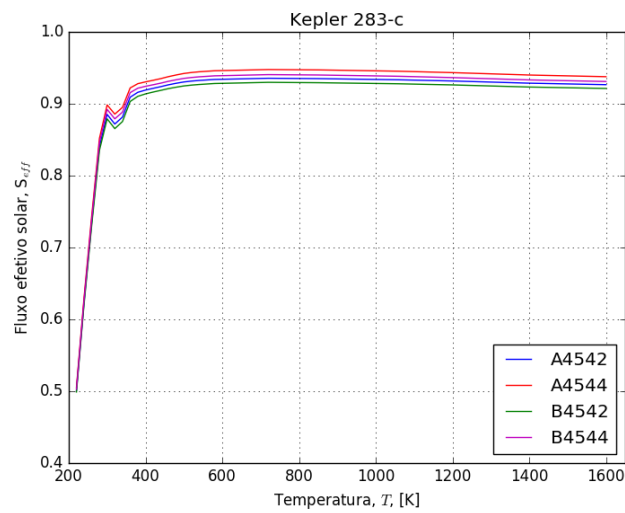
A.1.3. Kepler 283-c

Tabela A.3.: Limites para Zona de habitabilidade de Kepler 283-c.

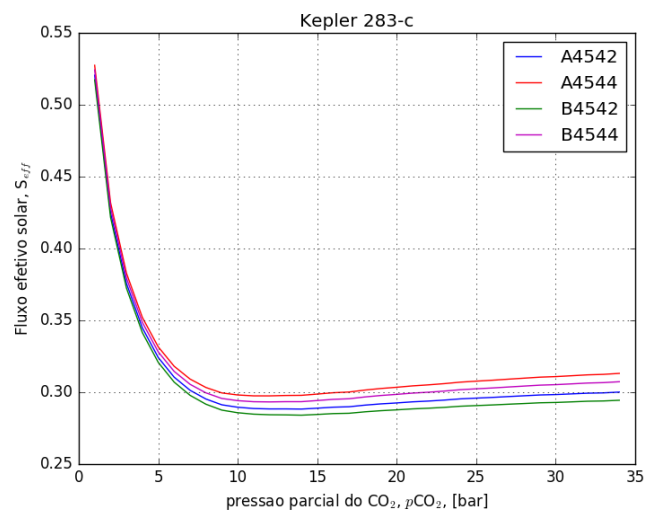
Estrelas	Efeito Estufa Irreversível		Efeito Estufa Máximo	
	S_{eff}	$d_{runaway}$ [au]	S_{eff}	$d_{maximum}$ [au]
A4542	0,93	0,31	0,28	0,57
A4544	0,94	0,34	0,29	0,62
B4542	0,92	0,31	0,28	0,57
B4544	0,94	0,34	0,29	0,62
Kepler 283	0,93	0,33	0,28	0,60



(a)



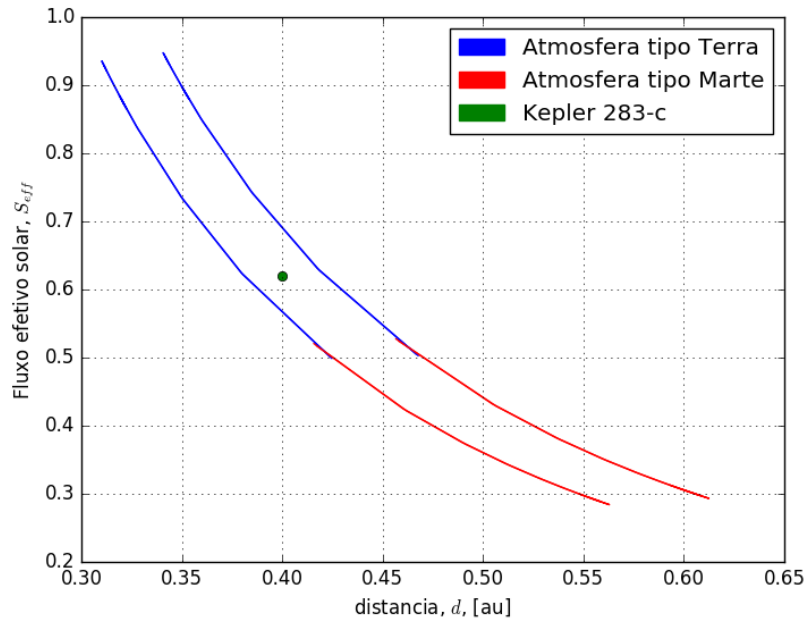
(b)



(c)

Figura A.5.: (a): F_{IR} em função da temperatura superficial. (b): S_{eff} em função da temperatura superficial. (c): S_{eff} em função da pressão parcial do dióxido de carbono.

A.1. Limite da ZH para cada planeta da amostra



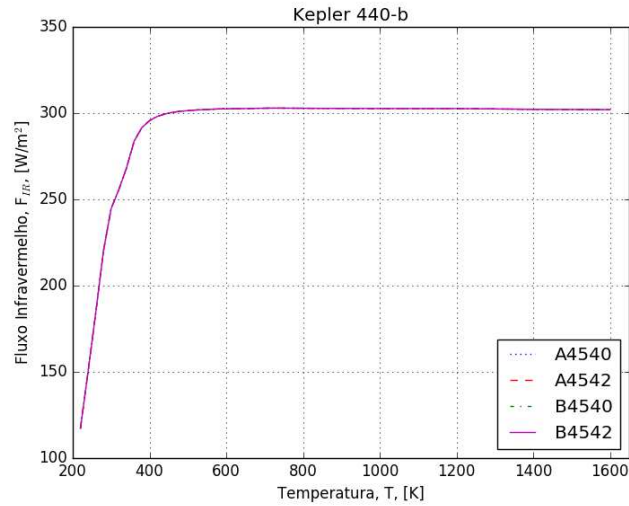
(a)

Figura A.6.: S_{eff} em função da distância. As linhas azuis representam os valores obtidos de S_{eff} para uma atmosfera do tipo Terra, enquanto as linhas vermelhas são os valores para uma atmosfera do tipo Marte. O círculo verde representa o valor de S_{eff} recebido pelo planeta.

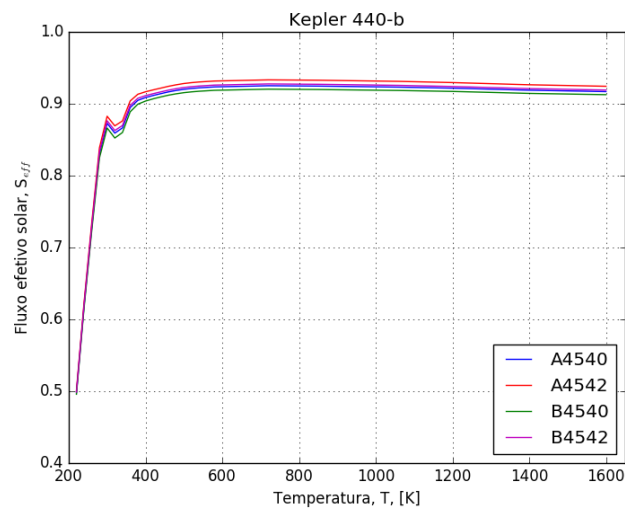
A.1.4. Kepler 440-b

Tabela A.4.: Limites para Zona de habitabilidade de Kepler 440-b.

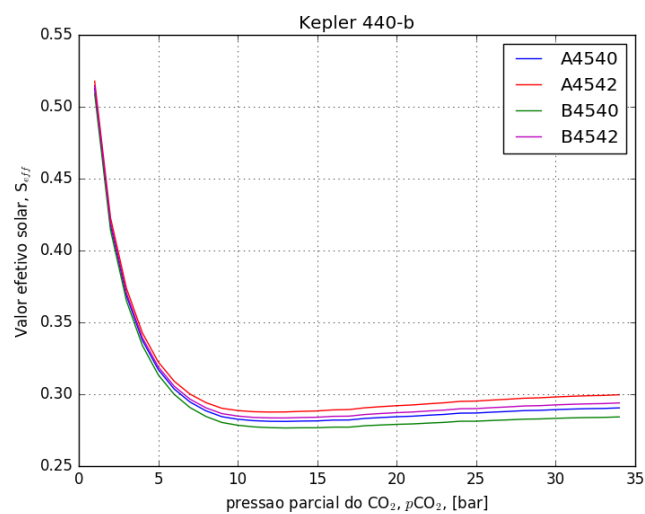
Estrelas	Efeito Estufa Irreversível		Efeito Estufa Máximo	
	S_{eff}	$d_{runaway}$ [au]	S_{eff}	$d_{maximum}$ [au]
A4540	0,92	0,28	0,28	0,50
A4542	0,93	0,31	0,29	0,56
B4540	0,91	0,28	0,28	0,50
B4542	0,92	0,31	0,28	0,57
Kepler 440	0,92	0,29	0,28	0,53



(a)



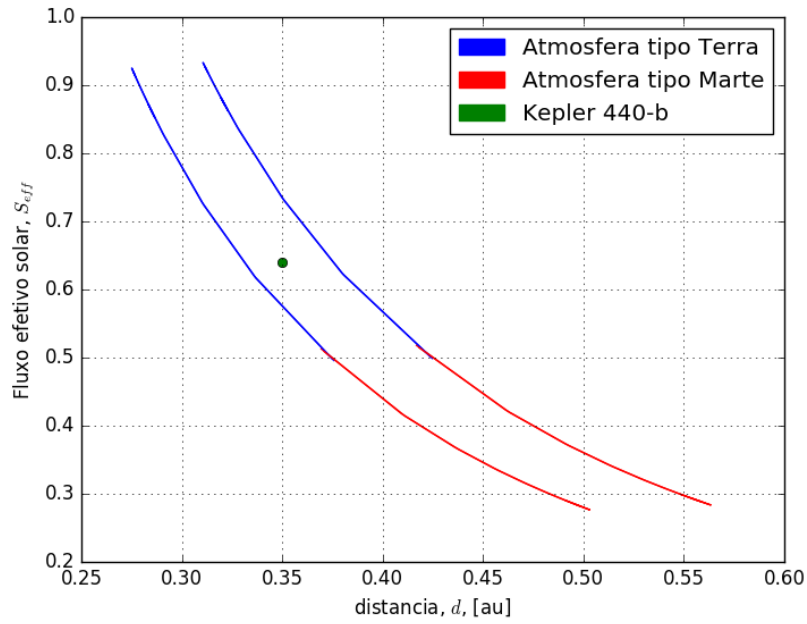
(b)



(c)

Figura A.7.: (a): F_{IR} em função da temperatura superficial. (b): S_{eff} em função da temperatura superficial. (c): S_{eff} em função da pressão parcial do dióxido de carbono.

A.1. Limite da ZH para cada planeta da amostra



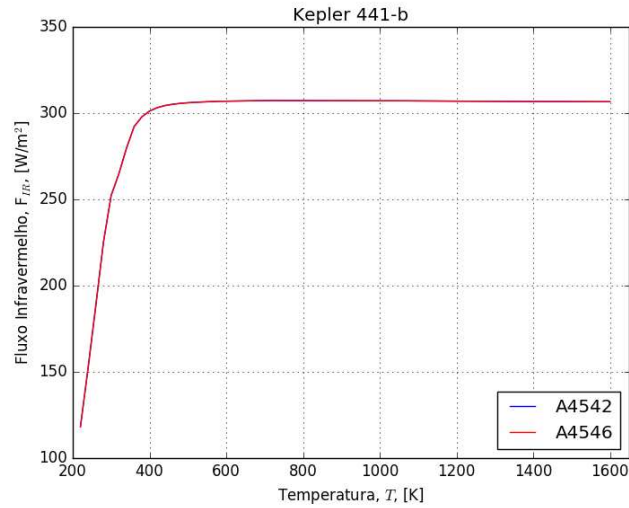
(a)

Figura A.8.: S_{eff} em função da distância. As linhas azuis representam os valores obtidos de S_{eff} para uma atmosfera do tipo Terra, enquanto as linhas vermelhas são os valores para uma atmosfera do tipo Marte. O círculo verde representa o valor de S_{eff} recebido pelo planeta.

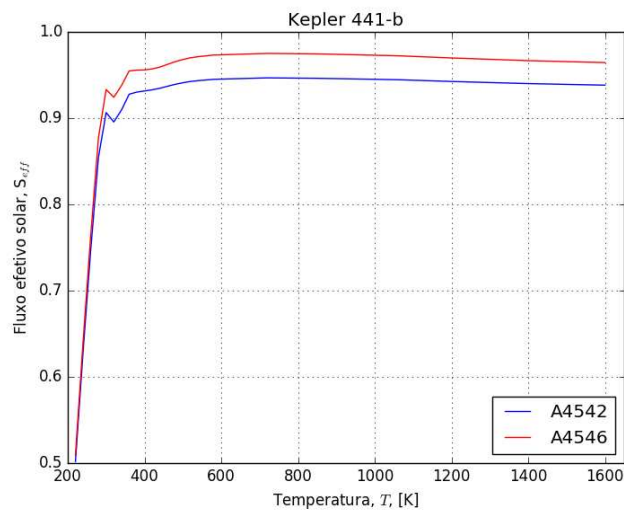
A.1.5. Kepler 441-b

Tabela A.5.: Limites para Zona de habitabilidade de Kepler 441-b.

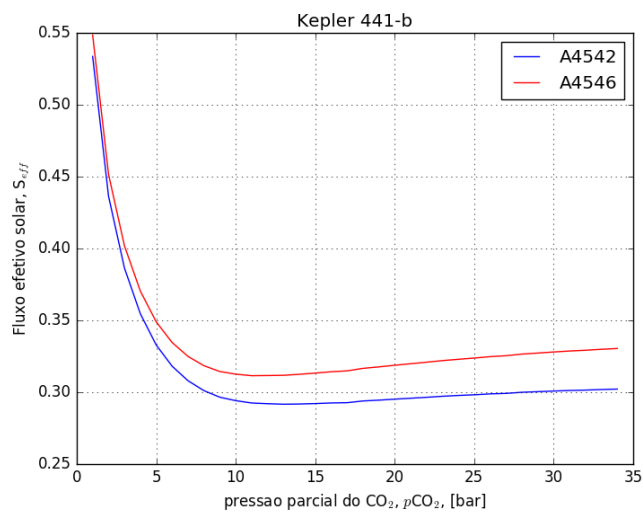
Estrelas	Efeito Estufa Irreversível		Efeito Estufa Máximo	
	S_{eff}	$d_{runaway}$ [au]	S_{eff}	$d_{maximum}$ [au]
A4542	0,94	0,29	0.29	0,53
A4546	0,97	0,35	0.31	0,62
Kepler 441	0,95	0,31	0,30	0,55



(a)



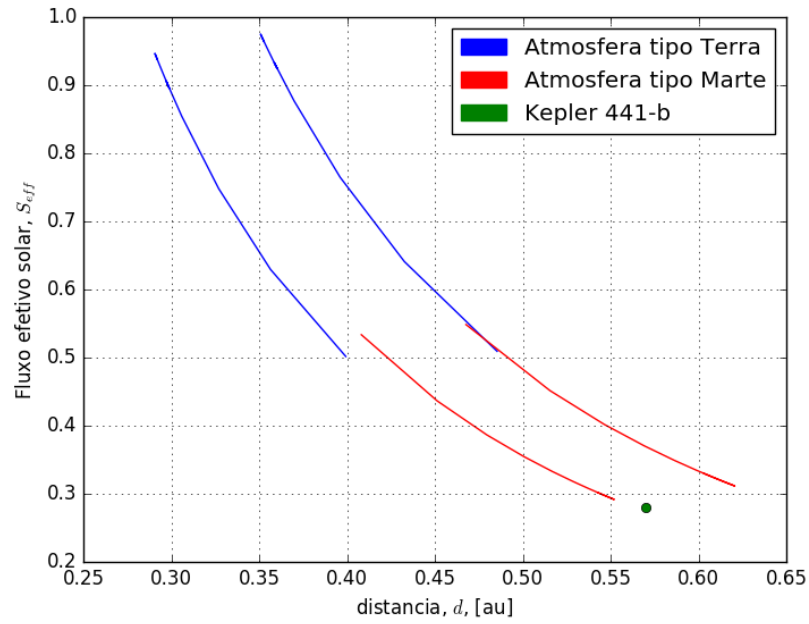
(b)



(c)

Figura A.9.: (a): F_{IR} em função da temperatura superficial. (b): S_{eff} em função da temperatura superficial. (c): S_{eff} em função da pressão parcial do dióxido de carbono.

A.1. Limite da ZH para cada planeta da amostra



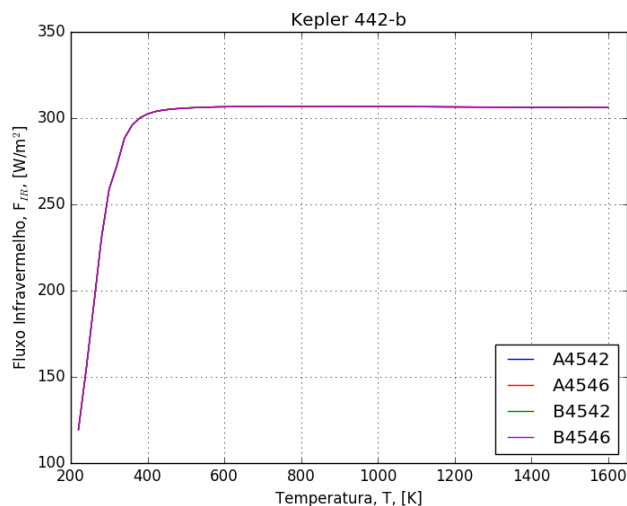
(a)

Figura A.10.: S_{eff} em função da distância. As linhas azuis representam os valores obtidos de S_{eff} para uma atmosfera do tipo Terra, enquanto as linhas vermelhas são os valores para uma atmosfera do tipo Marte. O círculo verde representa o valor de S_{eff} recebido pelo planeta.

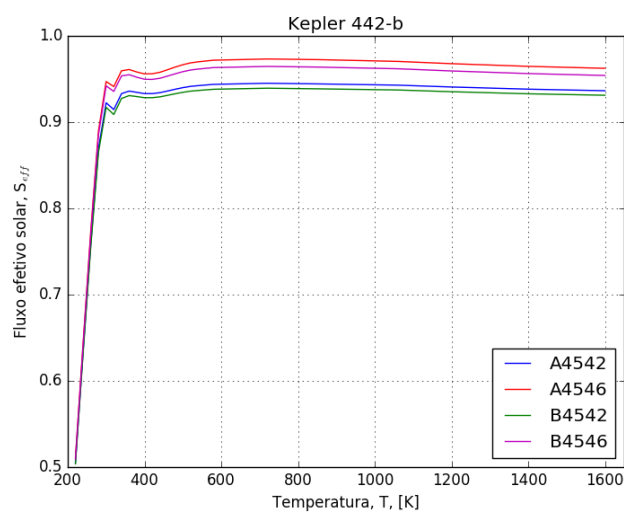
A.1.6. Kepler 442-b

Tabela A.6.: Limites para Zona de habitabilidade de Kepler 442-b.

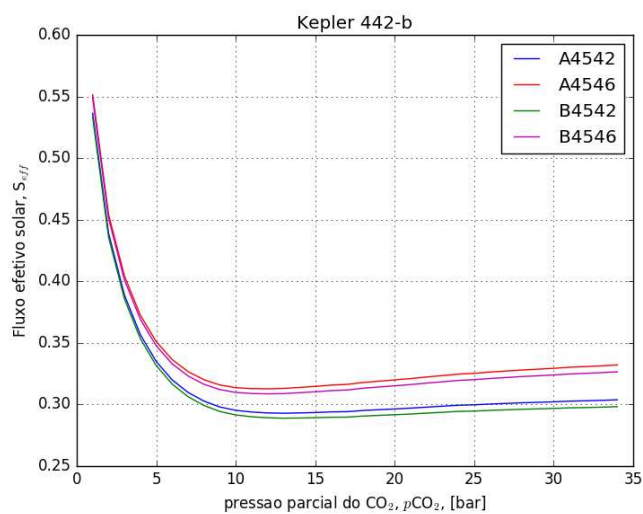
Estrelas	Efeito Estufa Irreversível		Efeito Estufa Máximo	
	S_{eff}	$d_{runaway}$ [au]	S_{eff}	$d_{maximum}$ [au]
A4542	0,94	0,33	0,29	0,59
A4546	0,96	0,38	0,31	0,67
B4542	0,93	0,33	0,29	0,59
B4546	0,96	0,38	0,31	0,67
Kepler 442	0,95	0,36	0,30	0,63



(a)



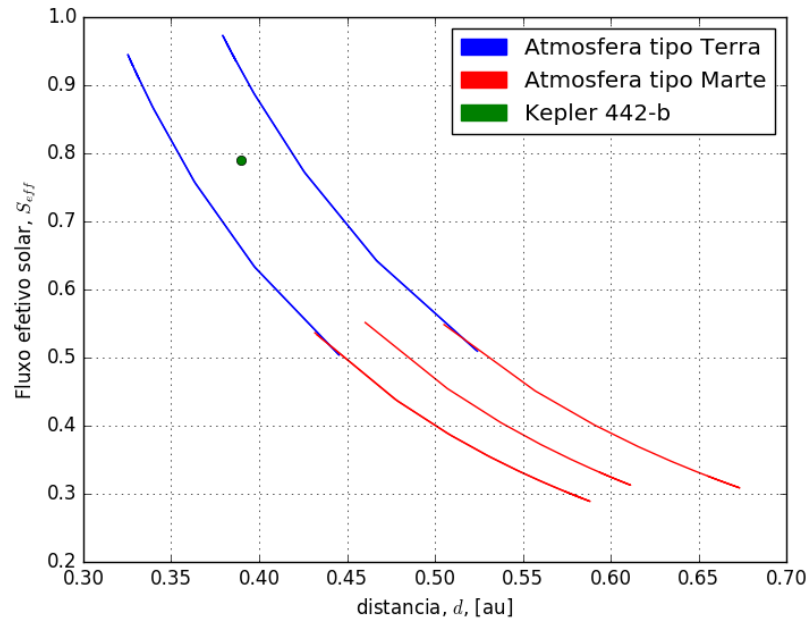
(b)



(c)

Figura A.11.: (a): F_{IR} em função da temperatura superficial. (b): S_{eff} em função da temperatura superficial. (c): S_{eff} em função da pressão parcial do dióxido de carbono.

A.1. Limite da ZH para cada planeta da amostra



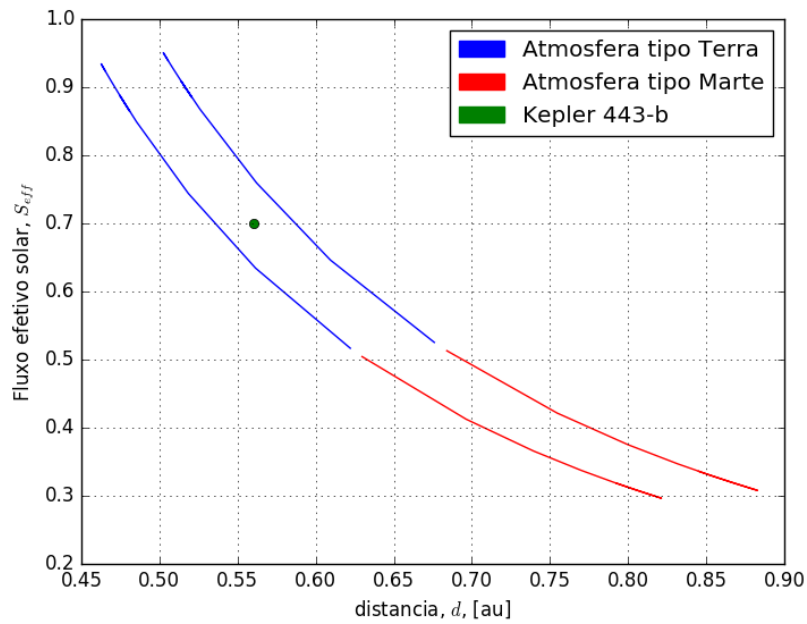
(a)

Figura A.12.: S_{eff} em função da distância. As linhas azuis representam os valores obtidos de S_{eff} para uma atmosfera do tipo Terra, enquanto as linhas vermelhas são os valores para uma atmosfera do tipo Marte. O círculo verde representa o valor de S_{eff} recebido pelo planeta.

A.1.7. Kepler 443-b

Tabela A.7.: Limites para Zona de habitabilidade de Kepler 443-b.

Estrelas	Efeito Estufa Irreversível		Efeito Estufa Máximo	
	S_{eff}	$d_{runaway}$ [au]	S_{eff}	$d_{maximum}$ [au]
A4542	0,93	0,46	0,30	0,67
A4546	0,95	0,50	0,31	0,77
Kepler 443	0,93	0,49	0,30	0,85



(a)

Figura A.14.: S_{eff} em função da distância. As linhas azuis representam os valores obtidos de S_{eff} para uma atmosfera do tipo Terra, enquanto as linhas vermelhas são os valores para uma atmosfera do tipo Marte. O círculo verde representa o valor de S_{eff} recebido pelo planeta.

A.1.8. Características físicas de Kepler 22-b e Kepler 298-d e suas estrelas hospedeiras

Tabela A.8.: Características físicas das estrelas Kepler 22 e Kepler 298.

Estrela	T_{eff} [K]	R_* [R_\odot]	$logg$ dex	[Fe/H] dex	L_* [L_\odot]	Ref.
Kepler 22	5518 ± 44	$0,979 \pm 0,02$	$4,44 \pm 0,06$	$-0,29 \pm 0,06$	0,73	(1);(3)
Kepler 298	4470 ± 100	$0,582 \pm 0,025$	$4,71 \pm 0,15$	-0,121	0,09	(2);(3)

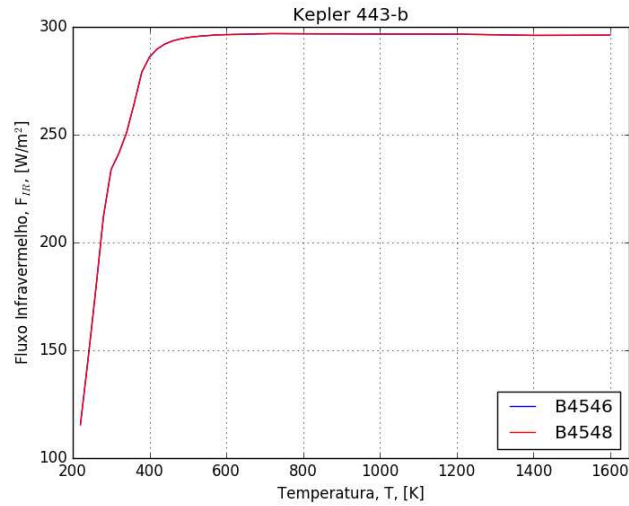
(1):(Borucki et al., 2012). (2):(Rowe et al., 2014).
(3):<http://exoplanets.org/>; <http://www.exoplanet.eu/>.

Tabela A.9.: Características físicas dos planetas Kepler 22-b e Kepler 298-d.

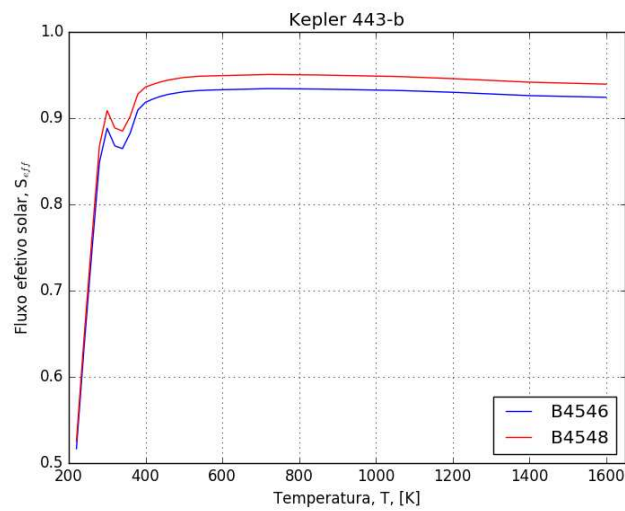
Planetas	a [au]	R_P [R_\oplus]	M_P M_\oplus	Ref.
Kepler 22-b	$0,85 \pm 0,02$	$2,34 \pm 0,13$	5,83	(1),(3)
Kepler 298-d	$0,356 \pm 0,006$	$2,46 \pm 0,20$	6,25	(2),(3)

(1):(Borucki et al., 2012). (2):(Rowe et al., 2014).
(3):<http://exoplanets.org/>; <http://www.exoplanet.eu/>.

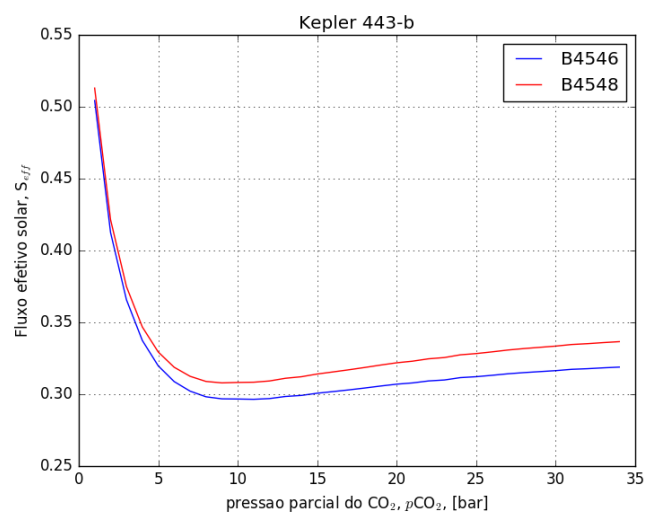
A.1. Limite da ZH para cada planeta da amostra



(a)



(b)



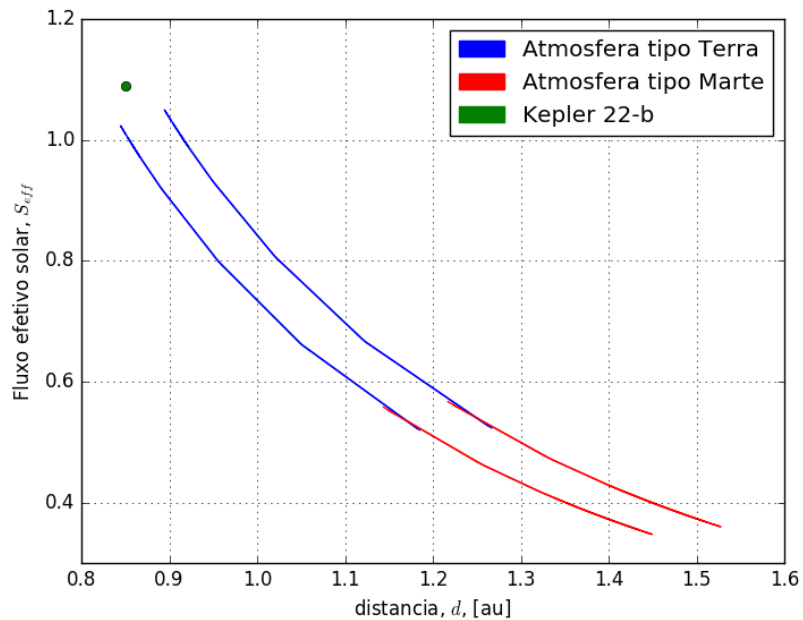
(c)

Figura A.13.: (a): F_{IR} em função da temperatura superficial. (b): S_{eff} em função da temperatura superficial. (c): S_{eff} em função da pressão parcial do dióxido de carbono.

A.1.9. Kepler 22-b

Tabela A.10.: Limites para Zona de habitabilidade de Kepler 22-b.

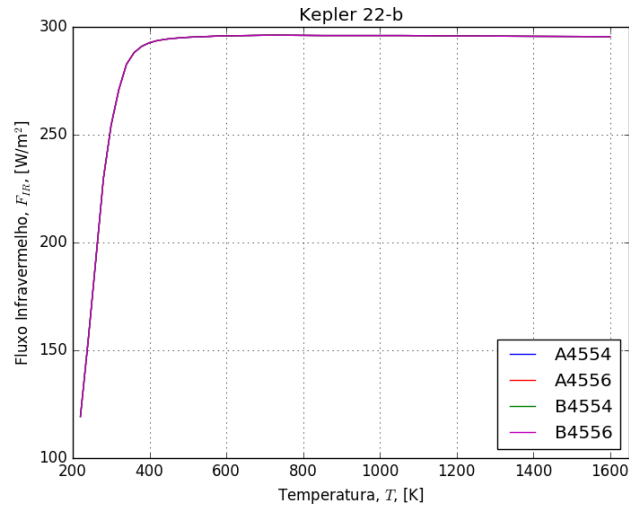
Estrelas	Efeito Estufa Irreversível		Efeito Estufa Máximo	
	S_{eff}	d_{ZHI} [au]	S_{eff}	d_{ZHE} [au]
A4554	1,01	0,84	0,35	1,43
A4556	1,03	0,89	0,36	1,51
B4554	0,99	0,85	0,34	1,45
B4556	1,02	0,90	0,35	1,52
Kepler 22	1,01	0,87	0,35	1,50



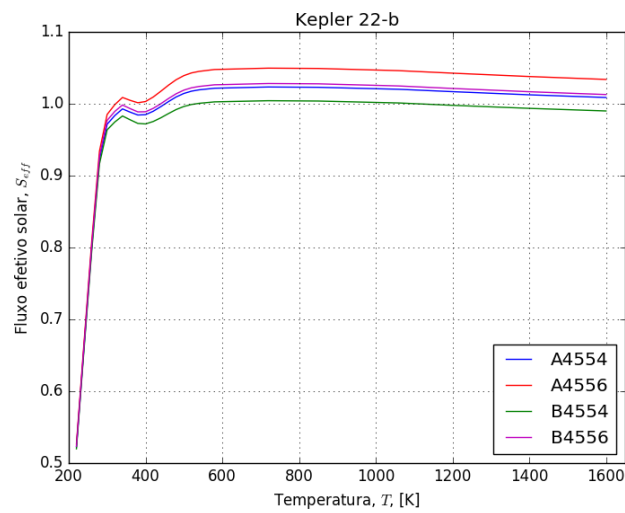
(a)

Figura A.15.: S_{eff} em função da distância. As linhas azuis representam os valores obtidos de S_{eff} para uma atmosfera do tipo Terra, enquanto as linhas vermelhas são os valores para uma atmosfera do tipo Marte. O círculo verde representa o valor de S_{eff} recebido pelo planeta.

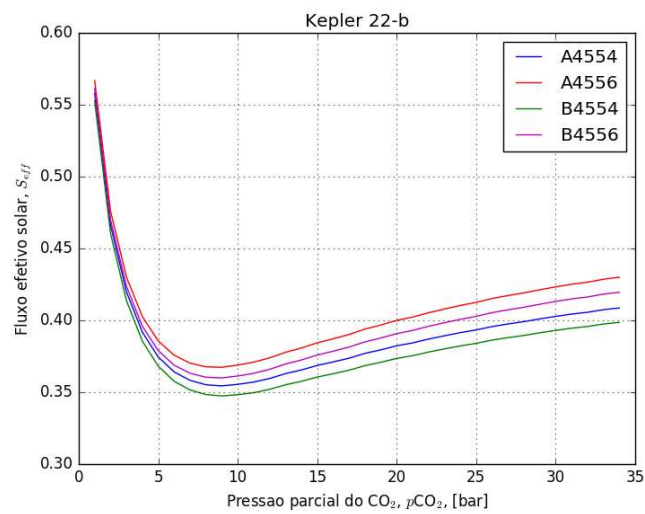
A.1. Limite da ZH para cada planeta da amostra



(a)



(b)



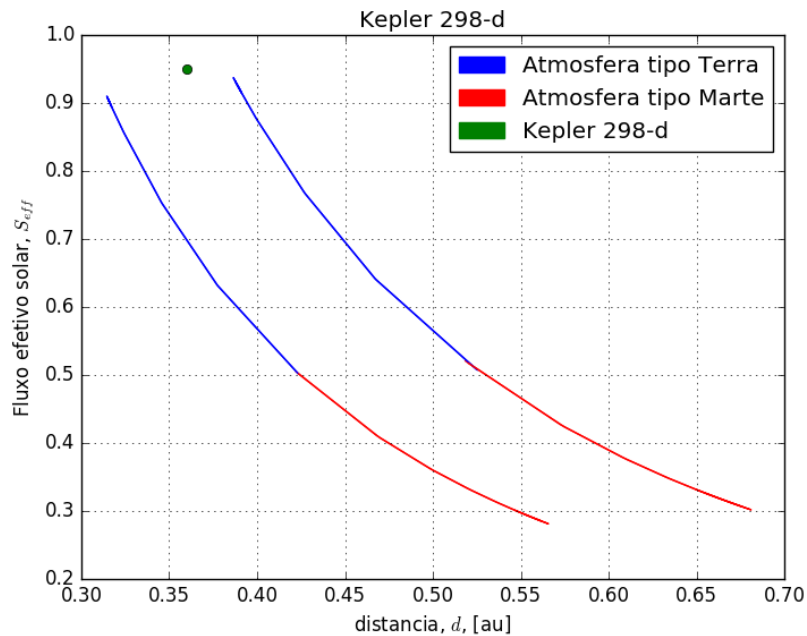
(c)

Figura A.16.: (a): F_{IR} em função da temperatura superficial. (b): S_{eff} em função da temperatura superficial. (c): S_{eff} em função da pressão parcial do dióxido de carbono.

A.1.10. Kepler 298-d

Tabela A.11.: Limites para Zona de habitabilidade de Kepler 298-d.

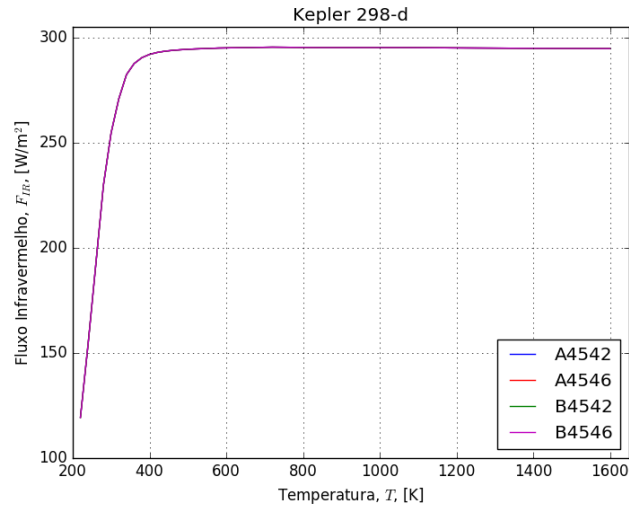
Estrelas	Efeito Estufa Irreversível		Efeito Estufa Máximo	
	S_{eff}	d_{ZHI} [au]	S_{eff}	d_{ZHI} [au]
A4542	0,90	0,31	0,28	0,56
A4546	0,93	0,38	0,30	0,67
B4542	0,90	0,31	0,28	0,56
B4546	0,92	0,39	0,30	0,68
Kepler 298	0,91	0,36	0,29	0,64



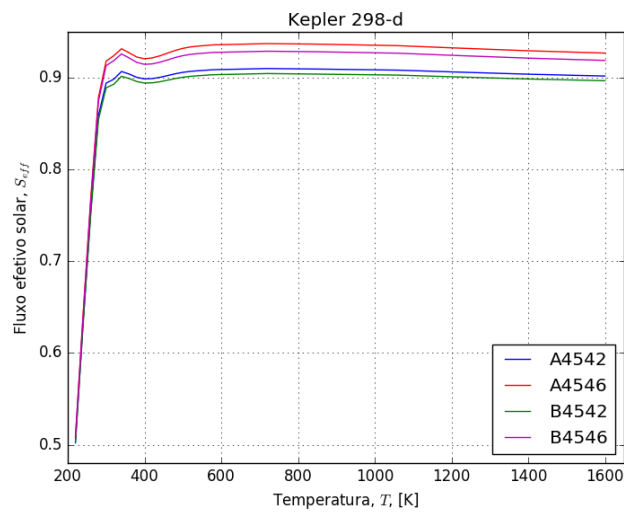
(a)

Figura A.17.: S_{eff} em função da distância. As linhas azuis representam os valores obtidos de S_{eff} para uma atmosfera do tipo Terra, enquanto as linhas vermelhas são os valores para uma atmosfera do tipo Marte. O círculo verde representa o valor de S_{eff} recebido pelo planeta.

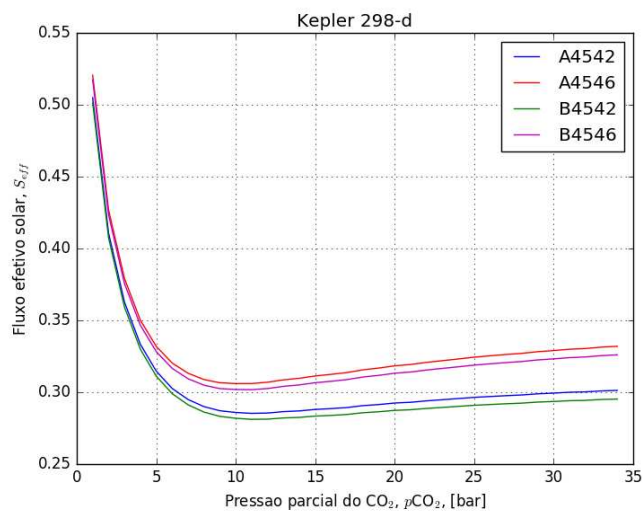
A.1. Limite da ZH para cada planeta da amostra



(a)



(b)



(c)

Figura A.18.: (a): F_{IR} em função da temperatura superficial. (b): S_{eff} em função da temperatura superficial. (c): S_{eff} em função da pressão parcial do dióxido de carbono.

B. Apêndice B

B.1. Estabilidade dinâmica para os sistema multi-planetários da nossa amostra

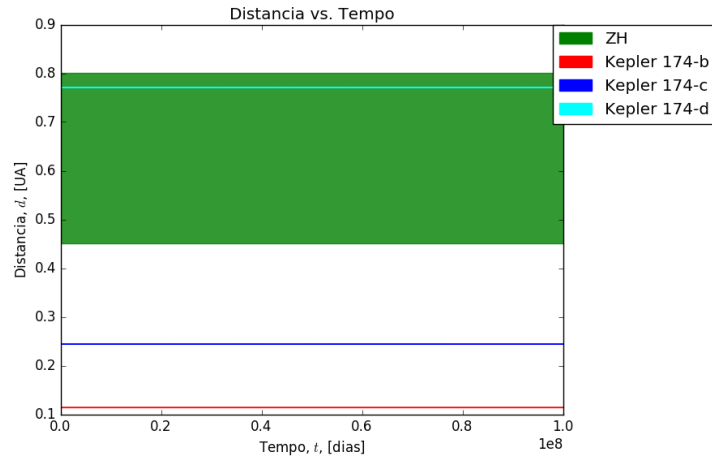
Nessa seção é possível observar as figuras com os resultados do cálculo de estabilidade dos diferentes sistemas multi-planetários analisados usando o código SWIFT.

A informação está apresentada por sistema multi-planetário com o seguinte formato: nome do sistema analisado, gráficos nos quais o sistema é dinamicamente estável e que o planeta de interesse permanece dentro da ZH. Logo depois apresentamos os outros gráficos nos quais o sistema fica dinamicamente estável mas o planeta de interesse encontra-se saindo e entrando da ZH. Por último, temos os gráficos nos quais o sistema não é estável, já que existe cruzamento entre as órbitas dos planetas do sistema analisado. Em todos os gráficos apresentamos o periastro, semieixo maior e apoastro de cada planeta do sistema multi-planetário em função do tempo.

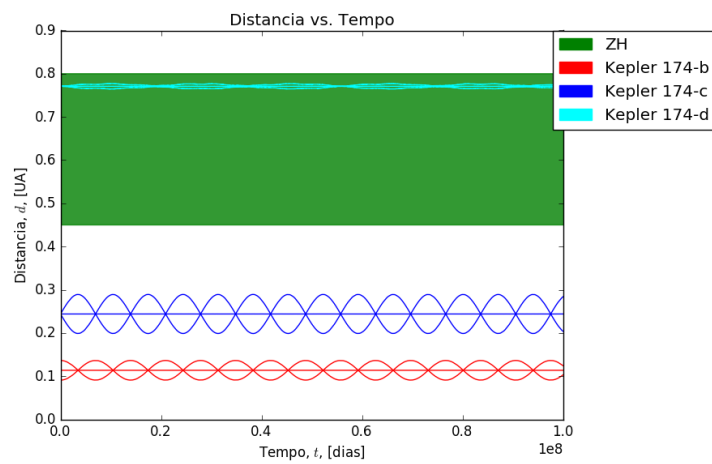
B.2. Sistema Kepler 174

B.2.1. Estabilidade dinâmica

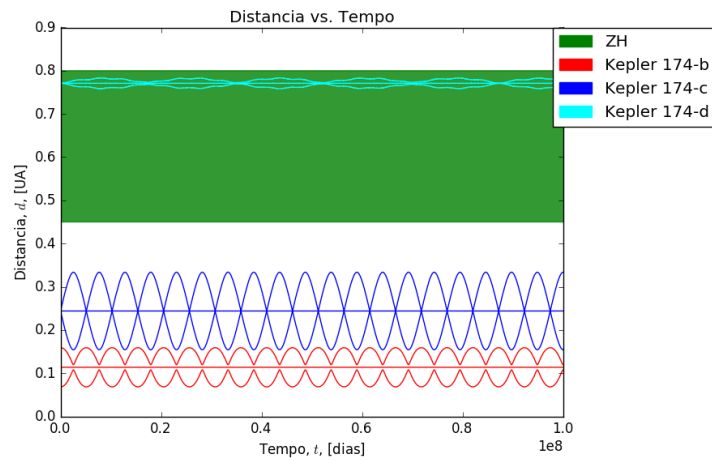
Nas figuras B.1, B.2 e B.3 pode ser observado que o sistema Kepler 174 é estável dinamicamente já que as órbitas dos planetas não se cruzam, e que Kepler 174-d fica dentro da ZH do sistema ao longo da simulação.



(a)

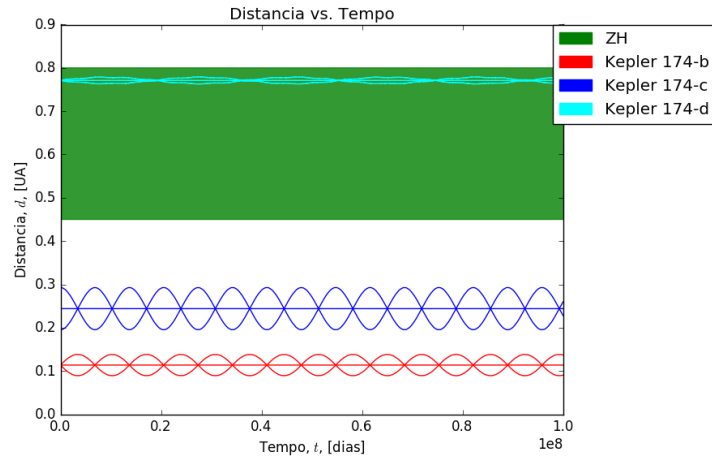


(b)

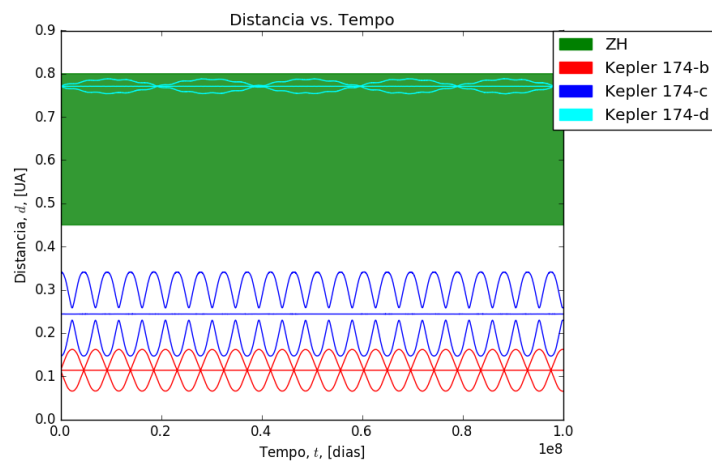


(c)

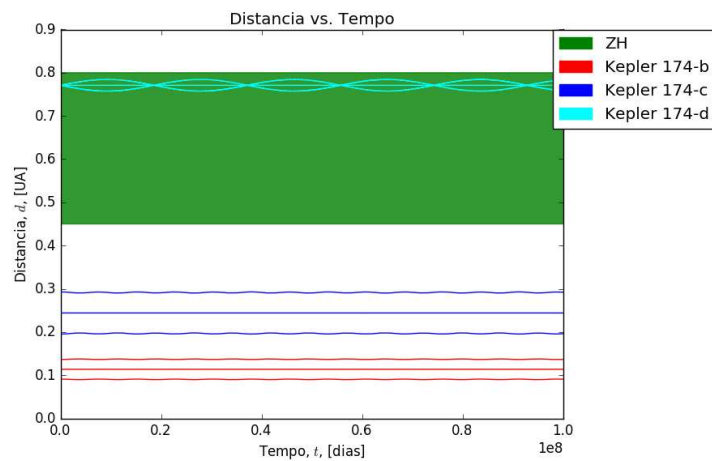
Figura B.1.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 174 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0 - e_c=0 - e_d=0$. (b): $e_b=0,2 - e_c=0 - e_d=0$. (c): $e_b=0,4 - e_c=0 - e_d=0$.



(a)

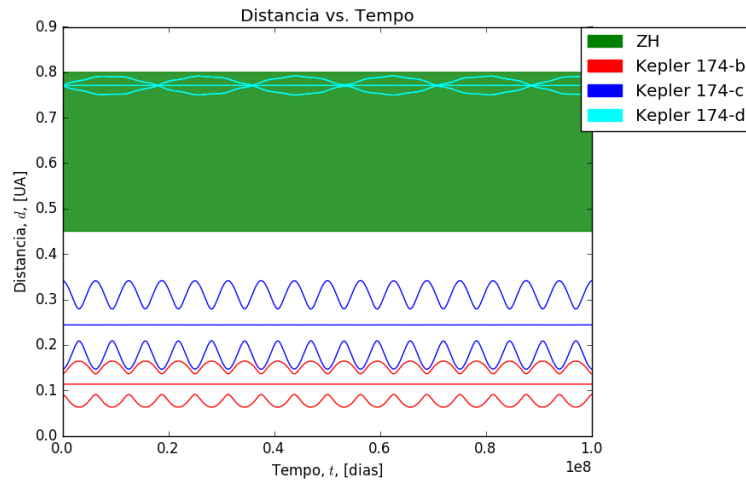


(b)

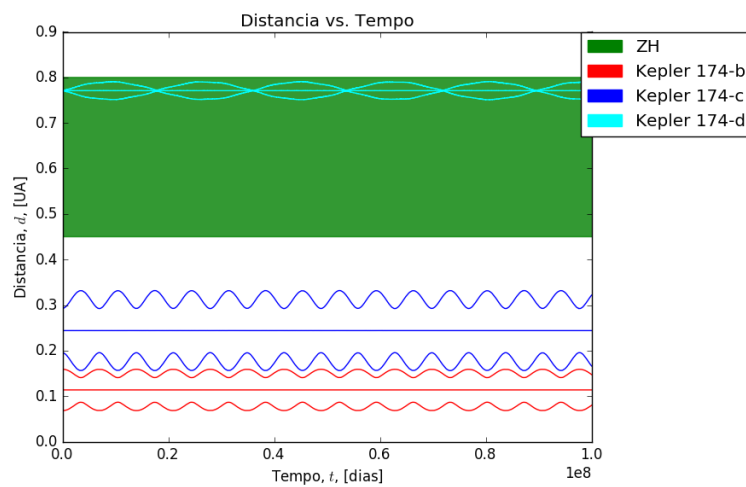


(c)

Figura B.2.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 174 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0$ - $e_c=0,2$ - $e_d=0$. (b): $e_b=0$ - $e_c=0,4$ - $e_d=0$. (c): $e_b=0,2$ - $e_c=0,2$ - $e_d=0$.



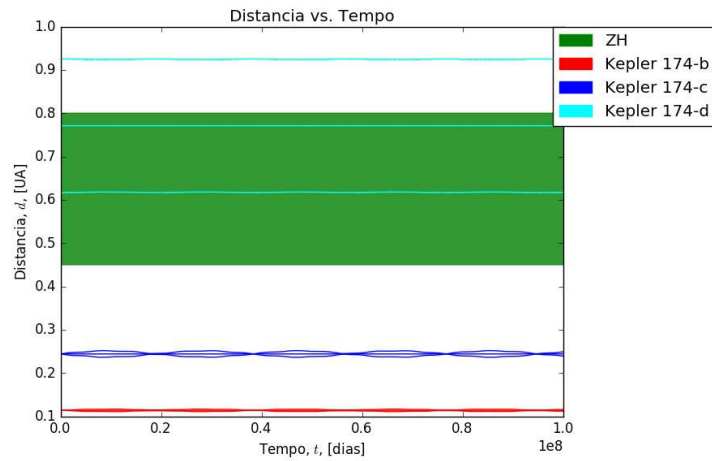
(a)



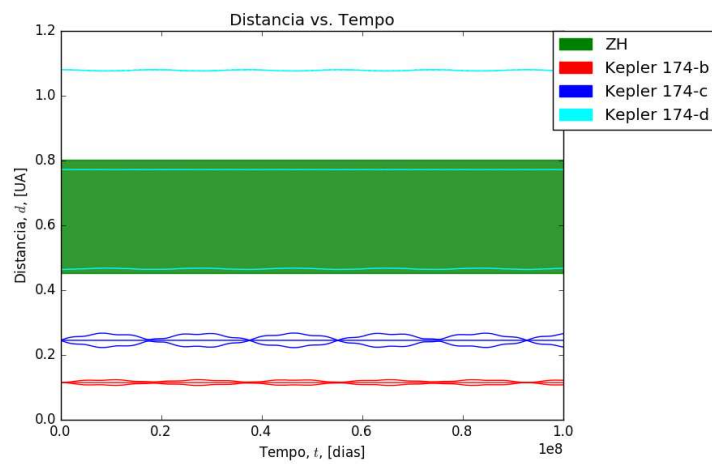
(b)

Figura B.3.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 174 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0,2$ - $e_c=0,4$ - $e_d=0$. (b): $e_b=0,4$ - $e_c=0,2$ - $e_d=0$.

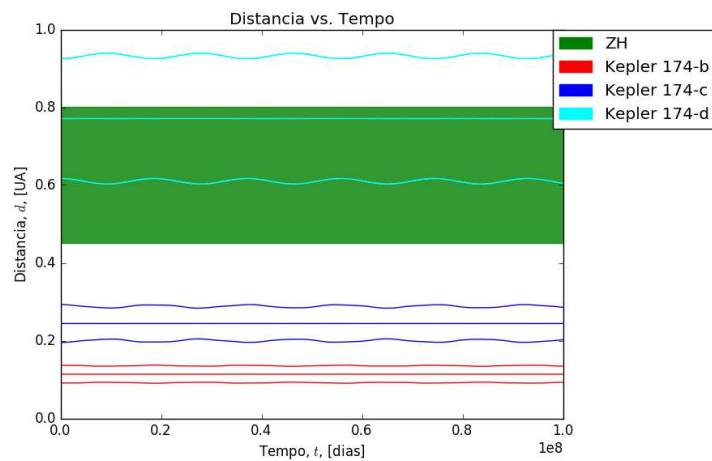
Enquanto que nas figuras B.4, B.5 e B.6 pode ser observado que o sistema Kepler 174 é estável dinamicamente porque as órbitas dos planetas não apresentam cruzamentos, mas que Kepler 174-d não fica o tempo todo dentro da ZH ao longo da simulação.



(a)

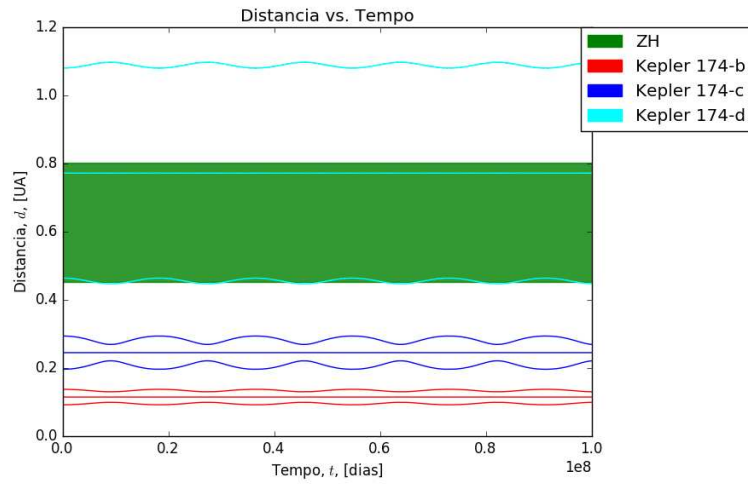


(b)

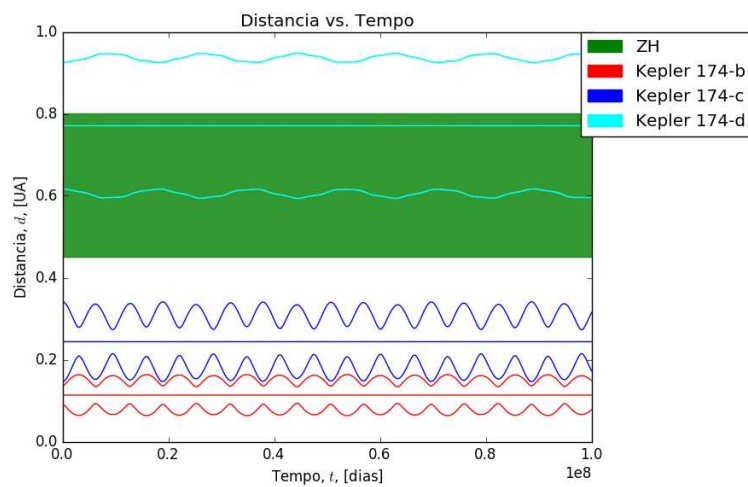


(c)

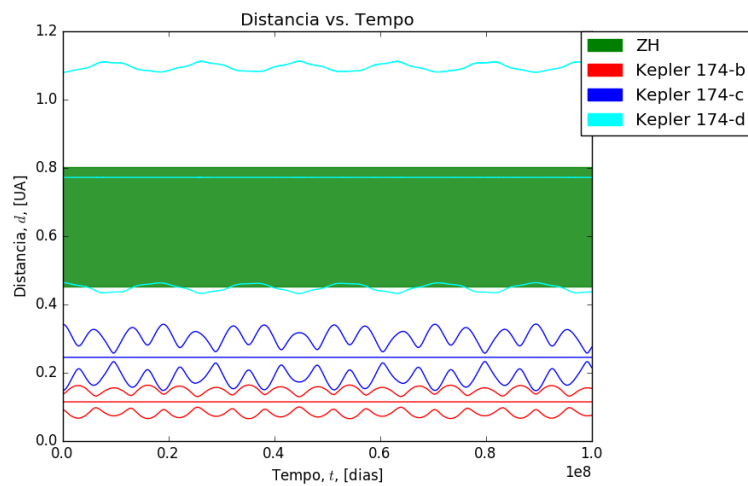
Figura B.4.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 174 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0 - e_c=0 - e_d=0$. (b): $e_b=0 - e_c=0 - e_d=0,4$. (c): $e_b=0,2 - e_c=0,2 - e_d=0,2$.



(a)

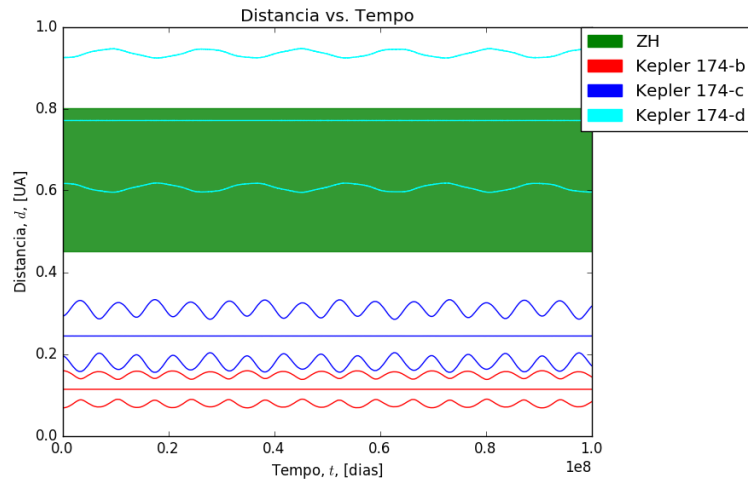


(b)

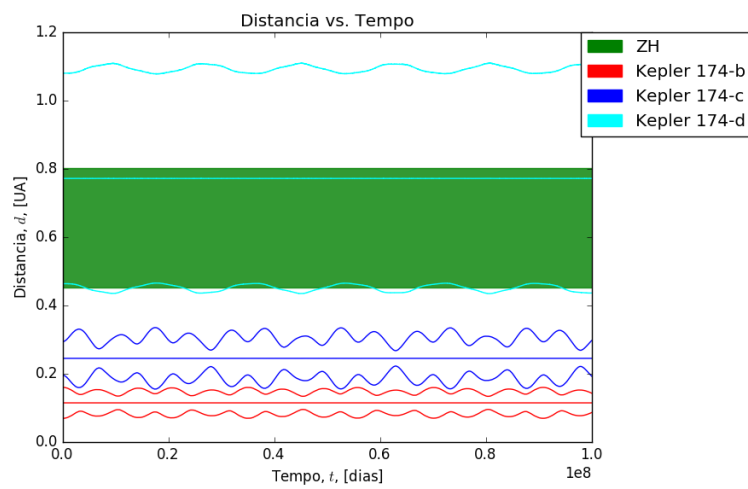


(c)

Figura B.5.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 174 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0,2$ - $e_c=0,2$ - $e_d=0,4$. (b): $e_b=0,2$ - $e_c=0,4$ - $e_d=0,2$. (c): $e_b=0,2$ - $e_c=0,4$ - $e_d=0,4$.



(a)

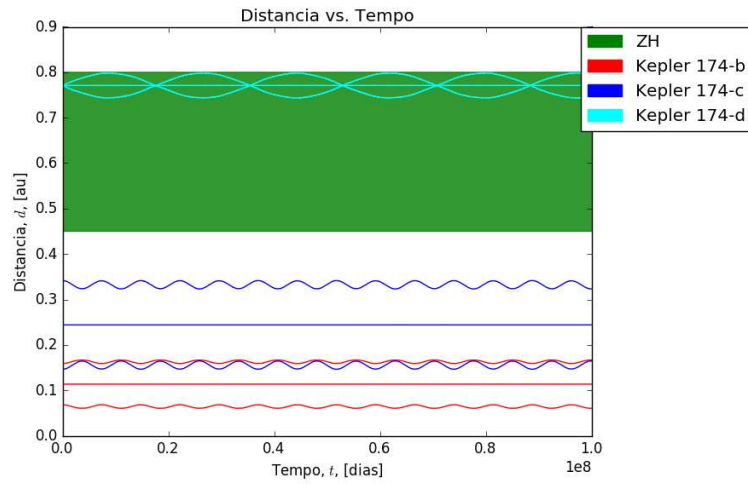


(b)

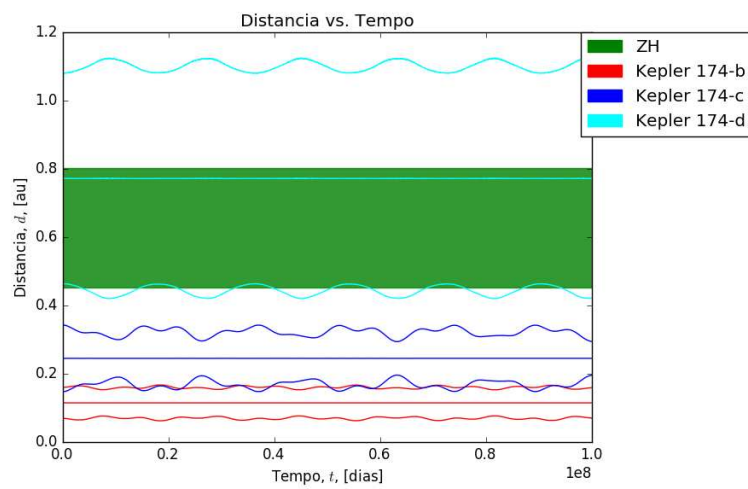
Figura B.6.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 174 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0,4$ - $e_c=0,2$ - $e_d=0,2$. (b): $e_b=0,4$ - $e_c=0,2$ - $e_d=0,4$.

B.2.2. Dinamicamente instável

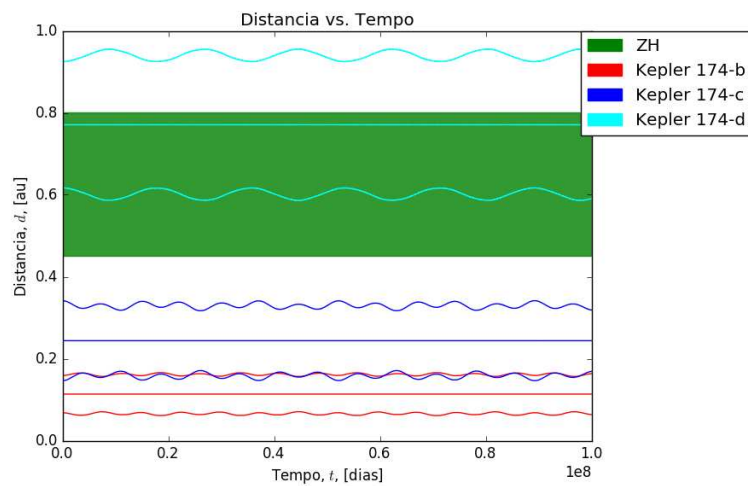
Apresentamos na figura B.7 os cenários com cruzamentos de órbitas que resultaram em instabilidade para o sistema Kepler 174.



(a)



(b)



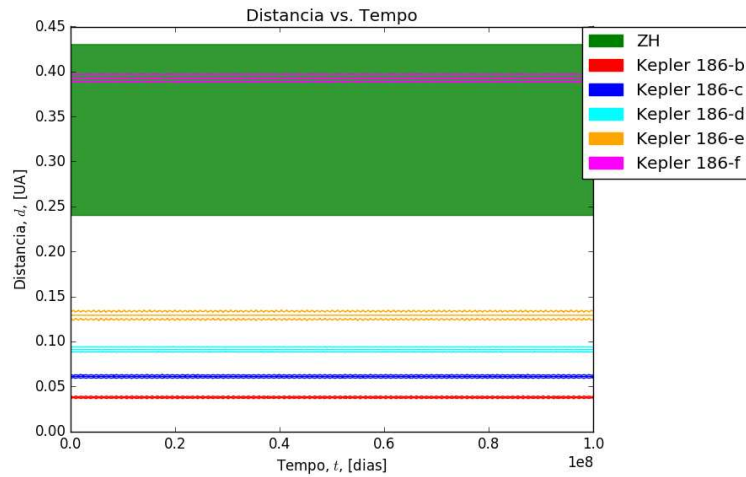
(c)

Figura B.7.: Instabilidade dinâmica do sistema Kepler 174 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0,4 - e_c=0,4 - e_d=0$. (b): $e_b=0,4 - e_c=0,4 - e_d=0,4$. (c): $e_b=0,4 - e_c=0,4 - e_d=0,2$.

B.3. Sistema Kepler 186

B.3.1. Estabilidade dinâmica

Na figura B.8 pode ser observado que o sistema Kepler 186 é estável dinamicamente já que as órbitas dos planetas não se cruzam, e que Kepler 186-f fica dentro da ZH do sistema ao longo da simulação.



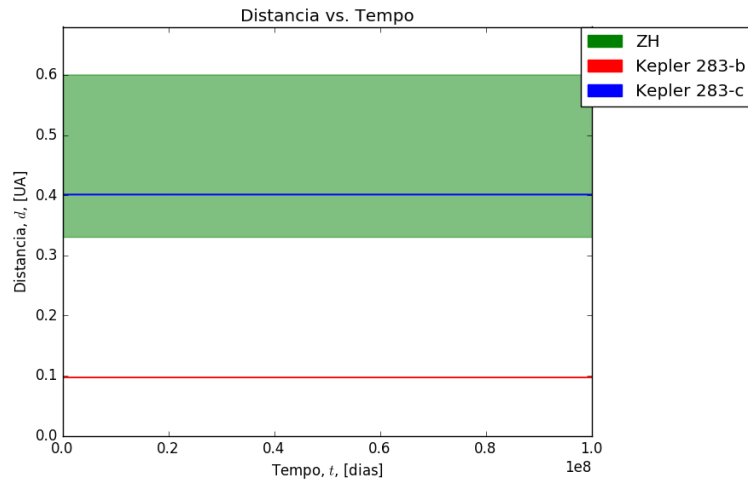
(a)

Figura B.8.: *Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 186 para excentricidades com a seguinte condição inicial (a): $e_b=0,04$ - $e_c=0,03$ - $e_d=0,03$ - $e_e=0,03$ - $e_f=0,01$.*

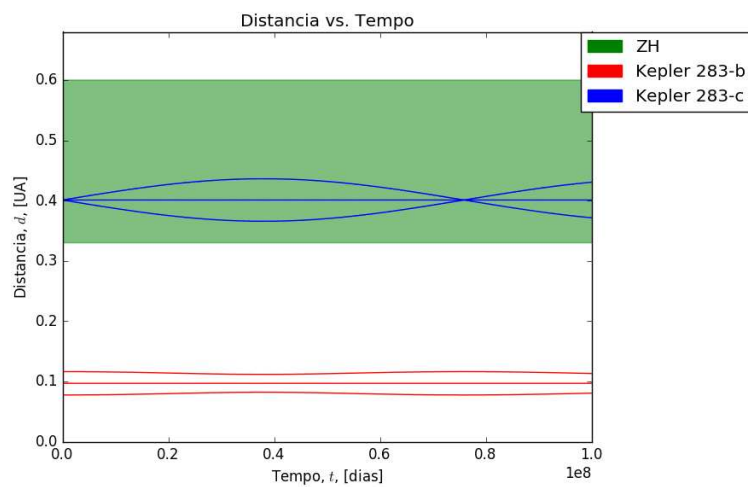
B.4. Sistema Kepler 283

B.4.1. Estabilidade dinâmica

Na figura B.9 pode ser observado que o sistema Kepler 283 é estável dinamicamente já que as órbitas dos planetas não se cruzam, e que Kepler 283-c fica dentro da ZH do sistema ao longo da simulação.



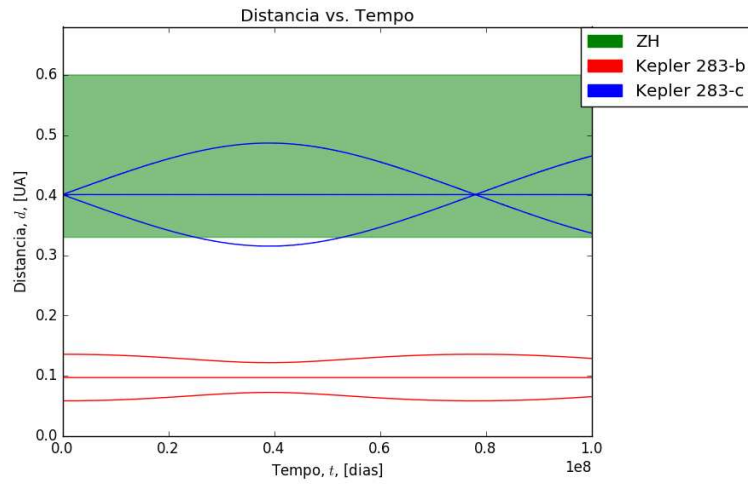
(a)



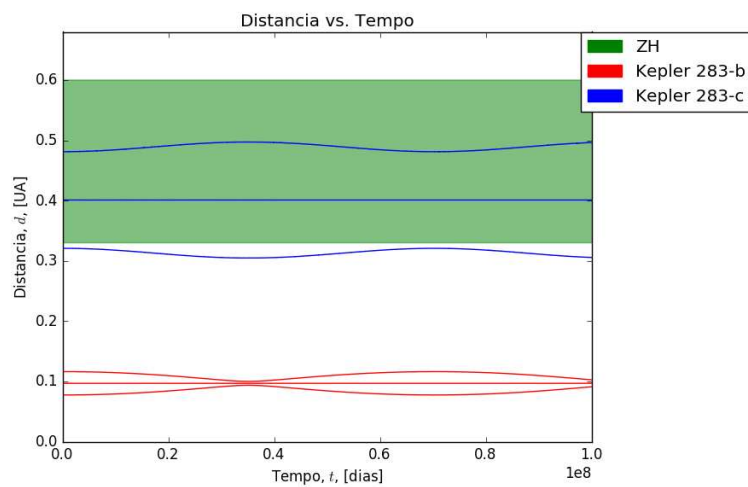
(b)

Figura B.9.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 283 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0$ - $e_c=0$. (b): $e_b=0,2$ - $e_c=0$.

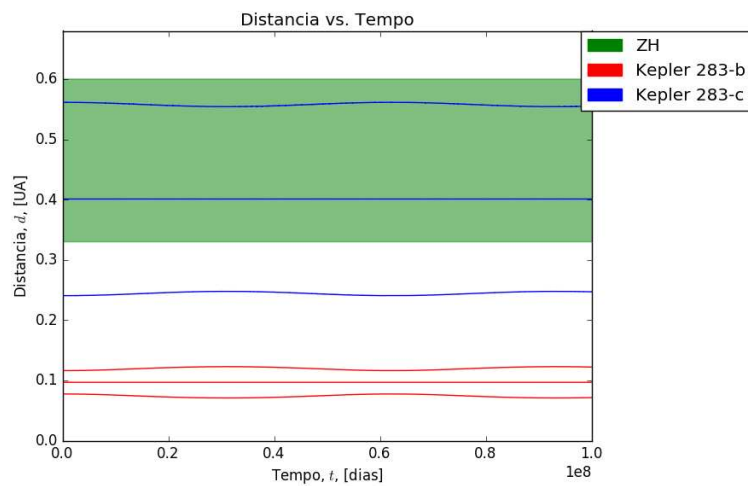
Enquanto que nas figuras B.10 e B.11 pode ser observado que o sistema Kepler 283 é estável dinamicamente porque as órbitas dos planetas do sistema não apresentam cruzamentos, mas que Kepler 283-c não fica o tempo todo dentro da ZH ao longo da simulação.



(a)

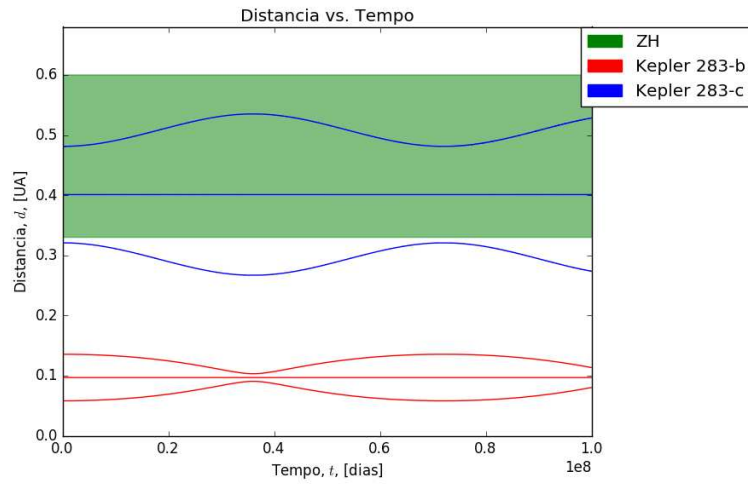


(b)

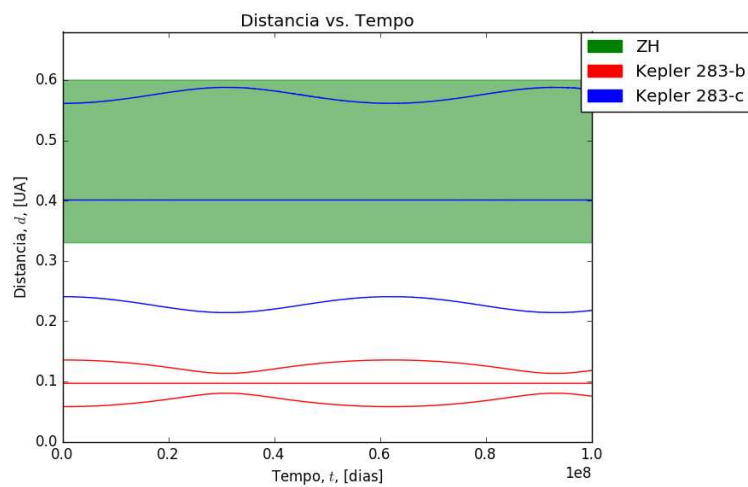


(c)

Figura B.10.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 283 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0,4$ - $e_c=0$. (b): $e_b=0,2$ - $e_c=0,2$. (c): $e_b=0,2$ - $e_c=0,4$.



(a)



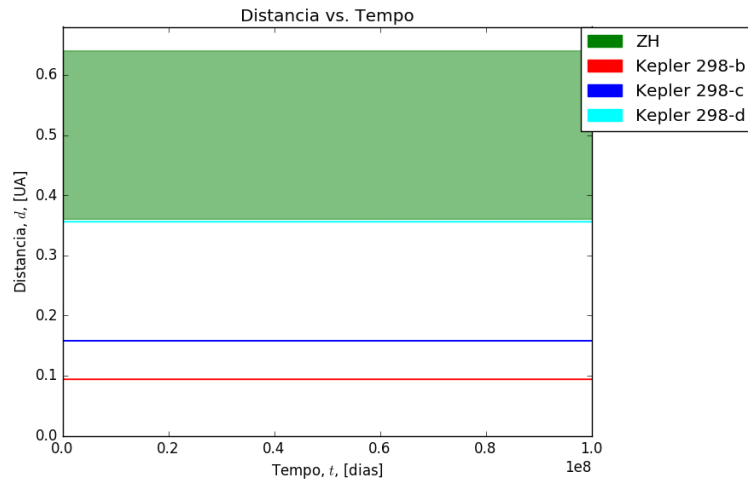
(b)

Figura B.11.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 283 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0,4$ - $e_c=0,2$. (b): $e_b=0,4$ - $e_c=0,4$.

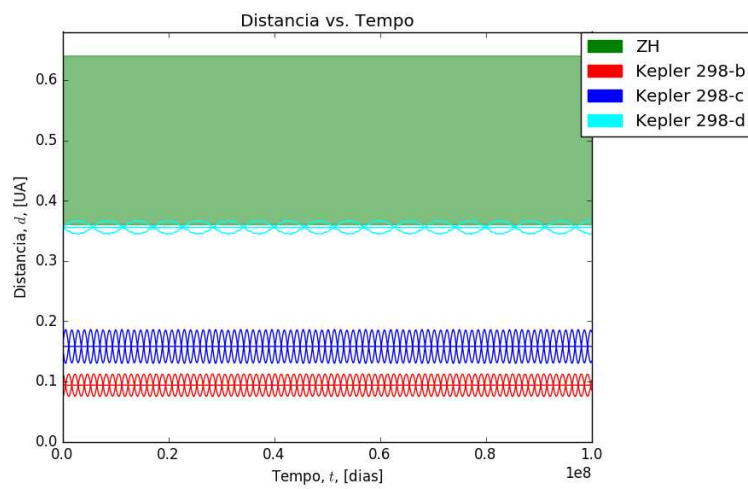
B.5. Sistema Kepler 298

B.5.1. Estabilidade dinâmica

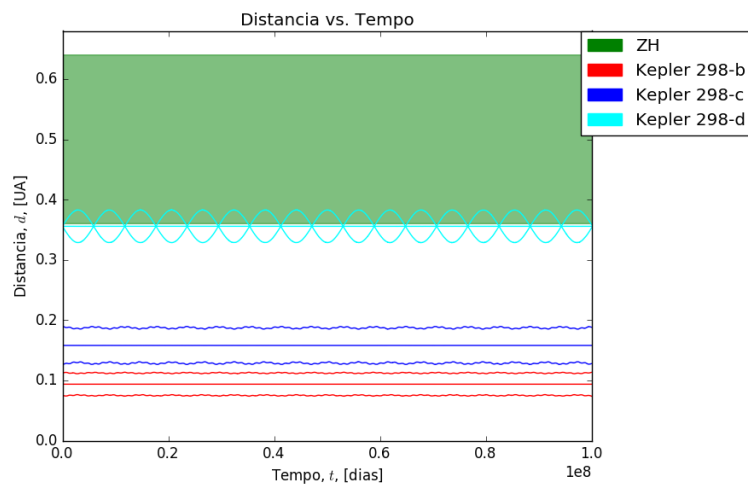
Nas figuras B.12, B.13 e B.14 pode ser observado que o sistema Kepler 298 é estável dinamicamente porque as órbitas dos planetas do sistema não apresentam cruzamentos, mas Kepler 298-d não fica o tempo todo dentro da ZH ao longo da simulação.



(a)

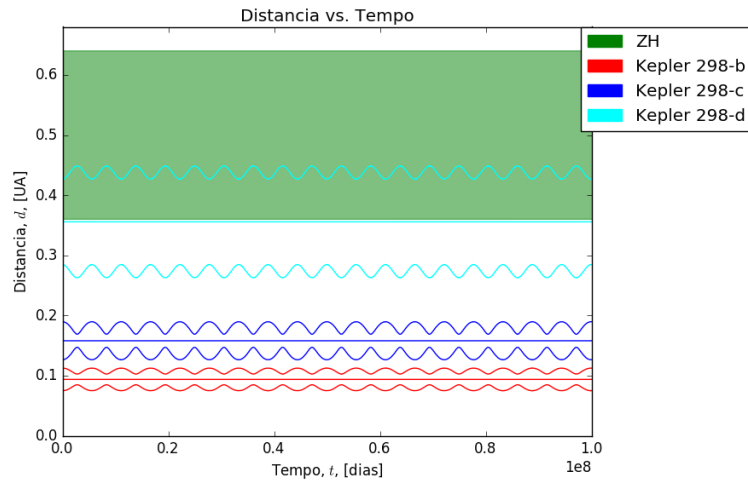


(b)

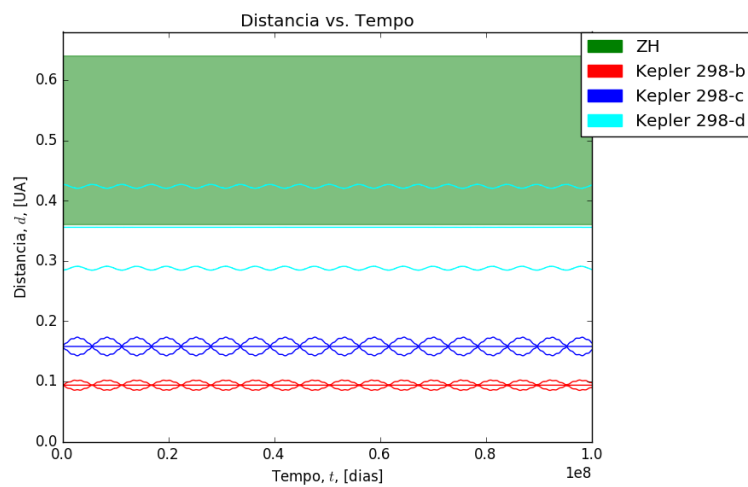


(c)

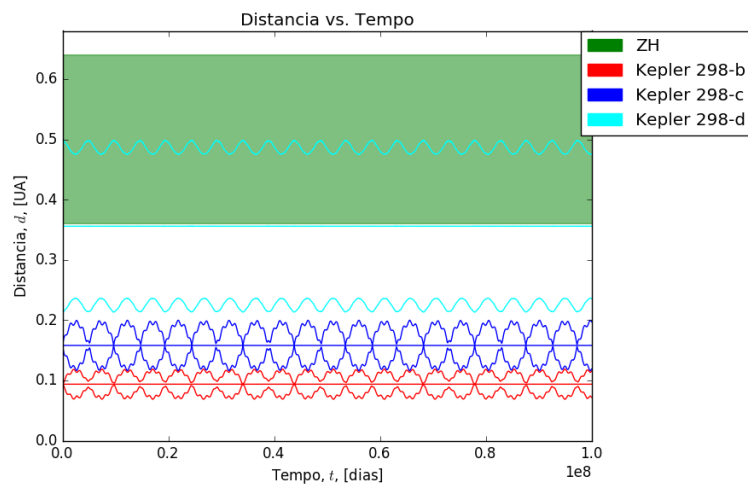
Figura B.12.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 298 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0 - e_c=0 - e_d=0$. (b): $e_b=0,2 - e_c=0 - e_d=0$. (c): $e_b=0,2 - e_c=0,2 - e_d=0$.



(a)

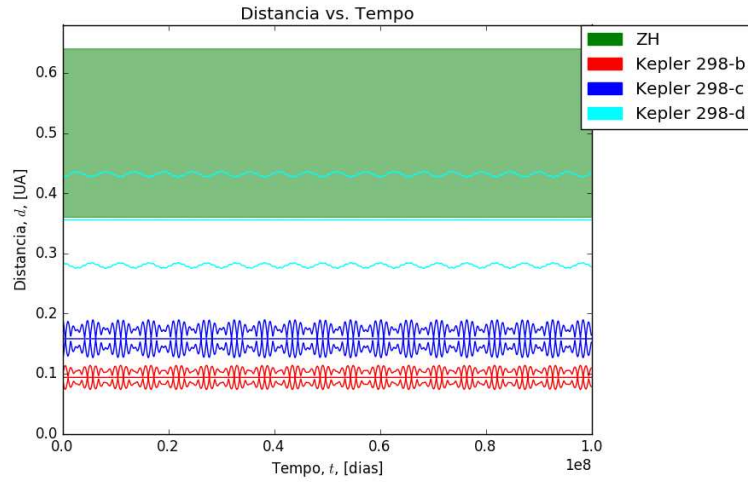


(b)

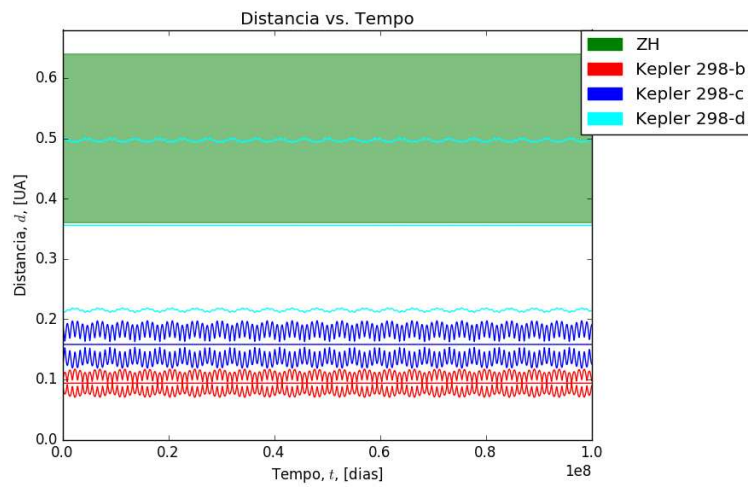


(c)

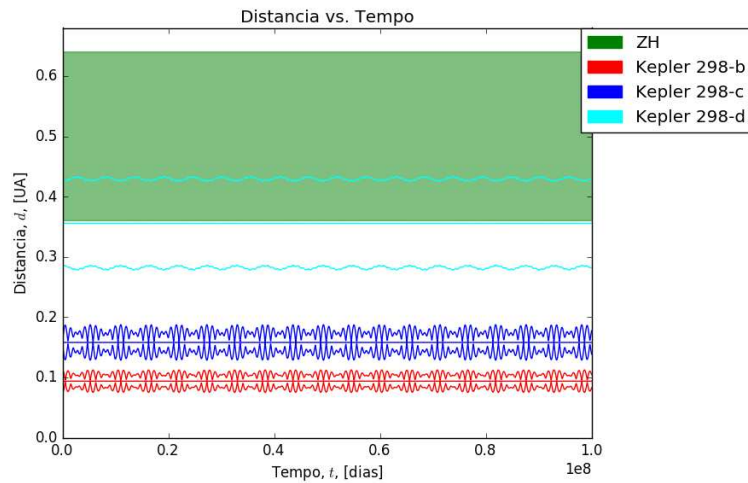
Figura B.13.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 298 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0,2 - e_c=0,2 - e_d=0,2$. (b): $e_b=0 - e_c=0 - e_d=0,2$. (c): $e_b=0 - e_c=0 - e_d=0,4$.



(a)



(b)

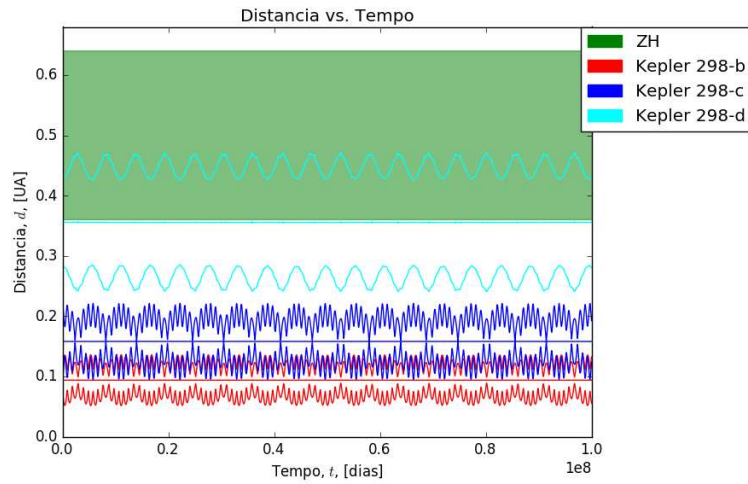


(c)

Figura B.14.: Estabilidade dinâmica do sistema Kepler 298 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0$ - $e_c=0,2$ - $e_d=0,2$. (b): $e_b=0$ - $e_c=0,2$ - $e_d=0,4$. (c): $e_b=0,2$ - $e_c=0$ - $e_d=0,2$.

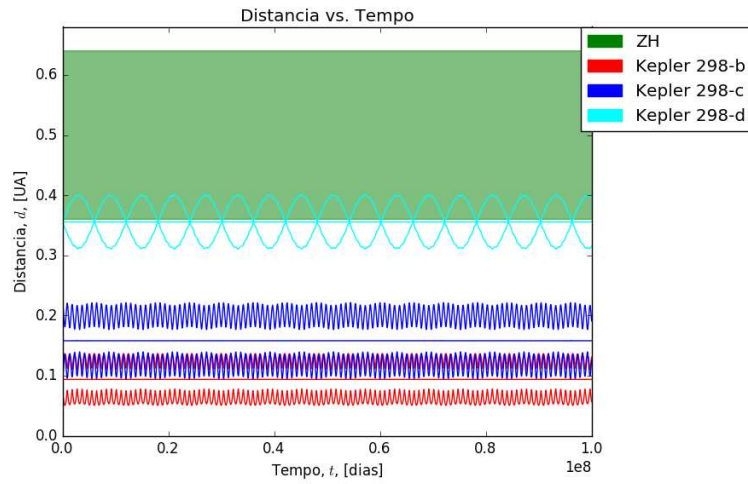
B.5.2. Dinamicamente instável

Apresentamos nas figuras B.15 e B.16 os cenários com cruzamentos de órbitas que resultaram em instabilidades para o sistema Kepler 298.

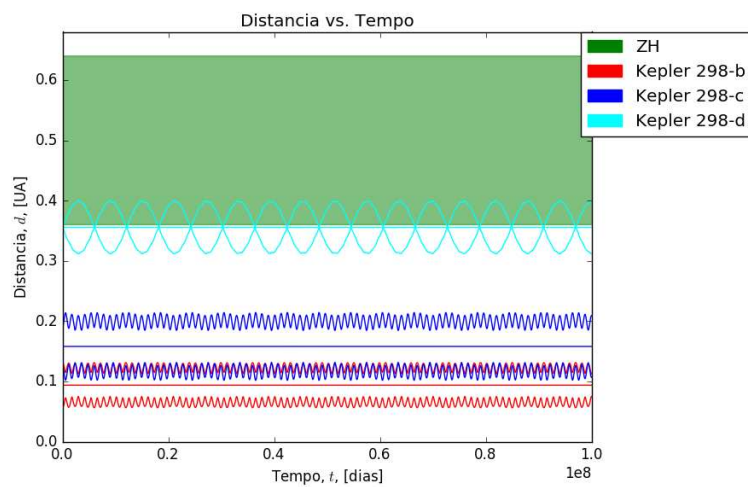


(a)

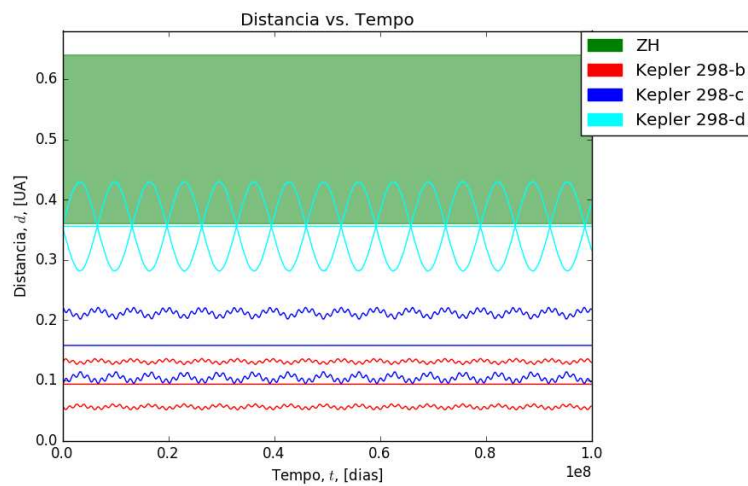
Figura B.15.: *Instabilidade dinâmica do sistema Kepler 298 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0,2$ - $e_c=0,4$ - $e_d=0,2$.*



(a)



(b)



(c)

Figura B.16.: *Instabilidade dinâmica do sistema Kepler 298 para excentricidades com as seguintes condições iniciais (a): $e_b=0,2$ - $e_c=0,4$ - $e_d=0$. (b): $e_b=0,4$ - $e_c=0,2$ - $e_d=0$. (c): $e_b=0,4$ - $e_c=0,4$ - $e_d=0$.*

Referências

- Agol E., Steffen J., Clarkson W., et al., 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 359, 567
- Alibert Y., Mordasini C., Benz W., Winisdoerffer C., 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 434, 343
- Allard F., Allard N. F., Homeier D., Kielkopf J., McCaughrean M. J., Spiegelman F., 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 474, L21
- Allard F., Guillot T., Ludwig H.-G., Hauschildt P. H., Schweitzer A., Alexander D. R., Ferguson J. W., 2003, in *Brown dwarfs*, Vol. 211, p. 325
- Allard F., Homeier D., Freytag B., Sharp C., 2012, *EAS Publications Series*, 57, 3
- Artymowicz P., Lubow S. H., 1994, *The Astrophysical Journal*, 421, 651
- Bakos G. A., Lazar J., Papp I., Sari P., Green E. M., 2002, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 114, 974
- Bibring J.-P., Langevin Y., Mustard J. F., Poulet F., Arvidson R., Gendrin A., Gondet B., Mangold N., Pinet P., Forget F., Berthe M., Bibring J.-P., Gendrin A., Gomez C., Gondet B., Jouglet D., Poulet F., Soufflot A., Vincendon M., Combes M., Drossart P., Encrenaz T., Fouchet T., Mercurio R., Belluci G., Altieri F., Formisano V., Cappaccioni F., Cerroni P., Coradini A., Fonti S., Korablev O., Kottsov V., Ignatiev N., Moroz V., Titov D., Zasova L., Loiseau D., Mangold N., Pinet P., Doute S., Schmitt B., Sotin C., Hauber E., Hoffmann H., Jaumann R., Keller U., Arvidson R., Mustard J. F., Duxbury T., Forget F., Neukum G., 2006, *Science*, 312, 400
- Blum J., Wurm G., 2008, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 46, 21
- Bolmont E., Raymond S. N., von Paris P., Selsis F., Hersant F., Quintana E. V., Barclay T., 2014, *The Astrophysical Journal*, 793, 3
- Borde P., Rouan D., Leger A., 2003, *Astronomy and Astrophysics*, 405, 1137
- Borucki W. J., Koch D. G., Batalha N., Bryson S. T., Rowe J., Fressin F., Torres G., Caldwell D. A., Cochran W. D., DeVore E., et al., 2012, *The Astrophysical Journal*, 745, 120
- Borucki W. J., Koch D. G., Brown T. M., Basri G., Batalha N. M., Caldwell D. A., Cochran W. D., Dunham E. W., Gautier III T. N., Geary J. C., et al., 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 713, L126
- Borucki W. J., Koch D. G., Lissauer J. J., Basri G. B., Caldwell J. F., Cochran W. D., Dunham E. W., Geary J. C., Latham D. W., Gilliland R. L., et al., 2003, in *Astronomical Telescopes and Instrumentation*, International Society for Optics and Photonics, pp. 129–140

Referências

- Butters O., West R. G., Anderson D., Cameron A. C., Clarkson W., Enoch B., Haswell C., Hellier C., Horne K., Joshi Y., et al., 2010, *Astronomy and Astrophysics*, 520, L10
- Chambers J., Wetherill G., Boss A., 1996, *Icarus*, 119, 261
- Chambers J. E., 1999, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 304, 793
- Charbonneau D., Allen L. E., Megeath S. T., Torres G., Alonso R., Brown T. M., Gilliland R. L., Latham D. W., Mandushev G., O'Donovan F. T., et al., 2005, *The Astrophysical Journal*, 626, 523
- Charbonneau D., Brown T. M., Noyes R. W., Gilliland R. L., 2002, *The Astrophysical Journal*, 568, 377
- Chiang E., Kite E., Kalas P., Graham J., Clampin M., 2009, *The Astrophysical Journal*, 693, 734
- Chiang E., Youdin A., 2009, arXiv preprint arXiv:0909.2652
- Cuntz M., 2013, *The Astrophysical Journal*, 780, 14
- De Pater I., Lissauer J. J., 2015, *Planetary sciences*. Cambridge University Press
- Deming D., Harrington J., Seager S., Richardson L. J., 2006, *The Astrophysical Journal*, 644, 560
- Deming D., Seager S., Richardson L. J., Harrington J., 2005, *Nature*, 434, 740
- Dole S. H., 1964, Co., New York
- Doyle L. R., Carter J. A., Fabrycky D. C., Slawson R. W., Howell S. B., Winn J. N., Orosz J. A., Pr̃sa A., Welsh W. F., Quinn S. N., et al., 2011, *Science*, 333, 1602
- Duncan M. J., Levison H. F., Lee M. H., 1998, *The Astronomical Journal*, 116, 2067
- Dvorak R., 1982, *Oesterreichische Akademie Wissenschaften Mathematisch naturwissenschaftliche Klasse Sitzungsberichte Abteilung*, 191, 423
- , 1986, *Astronomy and Astrophysics*, 167, 379
- Dvorak R., Froeschle C., Froeschle C., 1989, *Astronomy and Astrophysics*, 226, 335
- Dziewonski A. M., Anderson D. L., 1981, *Physics of the earth and planetary interiors*, 25, 297
- Eggl S., Pilat-Lohinger E., Georgakarakos N., Gyergyovits M., Funk B., 2012, *The Astrophysical Journal*, 752, 74
- Ford E. B., Joshi K. J., Rasio F. A., Zbarsky B., 2000, *The Astrophysical Journal*, 528, 336
- Fortney J. J., Marley M. S., Barnes J. W., 2007, *The Astrophysical Journal*, 659, 1661
- Garcia M., Abrevaya X., Gomez M., 2013, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 56, 407

- Georgakarakos N., 2002, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 337, 559
- Gladman B., 1993, *Icarus*, 106, 247
- Goldreich P., Lithwick Y., Sari R., 2004, arXiv preprint astro-ph/0405215
- Grasset O., Schneider J., Sotin C., 2009, *The Astrophysical Journal*, 693, 722
- Haghighipour N., Kaltenegger L., 2013, *The Astrophysical Journal*, 777, 166
- Haghighipour N., Raymond S. N., 2007, *The Astrophysical Journal*, 666, 436
- Holman M. J., Murray N. W., 2005, *Science*, 307, 1288
- Holman M. J., Wiegert P. A., 1999a, *The Astronomical Journal*, 117, 621
- , 1999b, *The Astronomical Journal*, 117, 621
- Huang S.-S., 1960, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 72, 106
- Hubbard W. B., Burrows A., Lunine J., 2002, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 40, 103
- Hunten D. M., 1973, *Journal of the Atmospheric Sciences*, 30, 1481
- Kaltenegger L., Haghighipour N., 2013, *The Astrophysical Journal*, 777, 165
- Kane S. R., Hill M. L., Kasting J. F., Kopparapu R. K., Quintana E. V., Barclay T., Batalha N. M., Borucki W. J., Ciardi D. R., Haghighipour N., et al., 2016, arXiv preprint arXiv:1608.00620
- Kasting J. F., 1988, *Icarus*, 74, 472
- , 1991, *Icarus*, 94, 1
- Kasting J. F., Pollack J. B., Ackerman T. P., 1984, *Icarus*, 57, 335
- Kasting J. F., Whitmire D. P., Reynolds R. T., 1993, *Icarus*, 101, 108
- Koch D. G., Borucki W. J., Basri G., Batalha N. M., Brown T. M., Caldwell D., Christensen-Dalsgaard J., Cochran W. D., DeVore E., Dunham E. W., et al., 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 713, L79
- Kopparapu R. K., Ramirez R., Kasting J. F., Eymet V., Robinson T. D., Mahadevan S., Terrien R. C., Domagal-Goldman S., Meadows V., Deshpande R., 2013a, *The Astrophysical Journal*, 770, 82
- , 2013b, *The Astrophysical Journal*, 765, 131
- Kopparapu R. K., Ramirez R. M., SchottelKotte J., Kasting J. F., Domagal-Goldman S., Eymet V., 2014, *The Astrophysical Journal Letters*, 787, L29
- Kuchner M. J., 2003, *The Astrophysical Journal Letters*, 596, L105

Referências

- Lagrange A.-M., Kasper M., Boccaletti A., Chauvin G., Gratadour D., Fusco T., Ehrenreich D., Apai D., Mouillet D., Rouan D., 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 506, 927
- Lecante J., Forget F., Charnay B., Wordsworth R., Selsis F., Millour E., Spiga A., 2013, *Astronomy & Astrophysics*, 554, A69
- Leger A., Selsis F., Sotin C., Guillot T., Despois D., Mawet D., Ollivier M., Labeque A., Valette C., Brachet F., et al., 2004, *Icarus*, 169, 499
- Lissauer J. J., 1993, *Annual review of astronomy and astrophysics*, 31, 129
- Lissauer J. J., Fabrycky D. C., Ford E. B., Borucki W. J., Fressin F., Marcy G. W., Orosz J. A., Rowe J. F., Torres G., Welsh W. F., et al., 2011, *Nature*, 470, 53
- Lodders K., 2010, *Exoplanet Chemistry*, Barnes R., ed., p. 157
- Lyon S., Johnson J., 1992, Lanl rep. Tech. rep., LA-UR-92-3407 (Los Alamos: LANL)
- Madhusudhan N., Agundez M., Moses J. I., Hu Y., 2016, *Space Science Reviews*, 1
- Madhusudhan N., Seager S., 2009, *The Astrophysical Journal*, 707, 24
- Mandel K., Agol E., 2002, *The Astrophysical Journal Letters*, 580, L171
- Marchal C., Bozis G., 1982, *Celestial Mechanics*, 26, 311
- Marcy G. W., Butler R. P., Williams E., Bildsten L., Graham J. R., Ghez A. M., Jernigan J. G., 1997, *The Astrophysical Journal*, 481, 926
- Marois C., Zuckerman B., Konopacky Q. M., Macintosh B., Barman T., 2010, *Nature*, 468, 1080
- Marzari F., Tricarico P., Scholl H., 2002, *The Astrophysical Journal*, 579, 905
- Mayor M., Queloz D., 1995, A jupiter-mass companion to a solar-type star
- Morbidelli A., Lunine J. I., O'Brien D. P., Raymond S. N., Walsh K. J., 2012, arXiv preprint arXiv:1208.4694
- Orosz J. A., Welsh W. F., Carter J. A., Fabrycky D. C., Cochran W. D., Endl M., Ford E. B., Haghighipour N., MacQueen P. J., Mazeh T., et al., 2012, *Science*, 337, 1511
- Papaloizou J. C., Terquem C., 2005, *Reports on Progress in Physics*, 69, 119
- Perryman M., 2011, *The exoplanet handbook*. Cambridge University Press
- Poffo Denis Alexander C. G. M. G. M. N., 2012
- Pollack J., Kasting J., Richardson S., Poliakov K., 1987, *Icarus*, 71, 203
- Quintana E. V., Barclay T., Raymond S. N., Rowe J. F., Bolmont E., Caldwell D. A., Howell S. B., Kane S. R., Huber D., Crepp J. R., et al., 2014, *Science*, 344, 277
- Rabl G., Dvorak R., 1988, *Astronomy and Astrophysics*, 191, 385

- Ramirez R. M., Kopparapu R., Zuger M. E., Robinson T. D., Freedman R., Kasting J. F., 2014, *Nature Geoscience*, 7, 59
- Redfield S., Endl Michael and Cochran W. D., Koesterke L., 2008, *The Astrophysical Journal Letters*, 673, L87
- Roell T., Neuhauser R., Seifahrt A., Mugrauer M., 2012, *Astronomy and Astrophysics*, 542, A92
- Rogers L., Seager S., 2010a, *The Astrophysical Journal*, 712, 974
- , 2010b, *The Astrophysical Journal*, 716, 1208
- Rothman L., Gordon I., Barber R., Dothe H., Gamache R., Goldman A., Perevalov V., Tashkun S., Tennyson J., 2010, *Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer*, 111, 2139
- Rothman L. S., Gordon I. E., Barbe A., Benner D. C., Bernath P. F., Birk M., Boudon V., Brown L. R., Campargue A., Champion J.-P., et al., 2009, *Journal of Quantitative Spectroscopy and Radiative Transfer*, 110, 533
- Rowe J. F., Bryson S. T., Marcy G. W., Lissauer J. J., Jontof-Hutter D., Mullally F., Gilliland R. L., Issacson H., Ford E., Howell S. B., et al., 2014, *The Astrophysical Journal*, 784, 45
- Schaefer L., Fegley B., 2009, *The Astrophysical Journal Letters*, 703, L113
- Seager S., 2010, *Exoplanet atmospheres: Physical processes* (princeton, nj
- Seager S., Deming D., 2010, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 48, 631
- Seager S., Kuchner M., Hier-Majumder C., Militzer B., 2007, *The Astrophysical Journal*, 669, 1279
- Seager S., Sasselov D., 2000, *The Astrophysical Journal*, 537, 916
- Segura T. L., Toon O. B., Colaprete A., 2008, *Journal of Geophysical Research: Planets*, 113, n/a, e11007
- Segura T. L., Toon O. B., Colaprete A., Zahnle K., 2002, *Science*, 298, 1977
- Selsis F., Kasting J., Levrard B., Paillet J., Ribas I., Delfosse X., 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 476, 1373
- Shapley H., 1953, *Climatic Change: Evidence, Causes, and Effects*, 1
- Shklovskii I. S., Sagan C., 1966, *Intelligent life in the universe* by IS Shklovskii [and] Carl Sagan. Authorized translation by Paula Fern. San Francisco: Holden-Day, 1966., 1
- Sing D. K., Fortney J. J., Nikolov N., Wakeford H. R., Kataria T., Evans T. M., Aigrain S., Ballester G. E., Burrows A. S., Deming D., et al., 2016, *Nature*, 529, 59
- Skowron J., Udalski A., Poleski R., Kozłowski S., Szymanski M., Ulaczyk K., Pietrukowicz P., Pietrzynski G., Soszynski I., Abe F., et al., 2016, *The Astrophysical Journal*, 820, 4

Referências

- Smith A. W., Lissauer J. J., 2009, *Icarus*, 201, 381
- Solomon S. C., Head J. W., 1991, *Science*, 252, 252
- Swain M., Tinetti G., Vasisht G., Deroo P., Griffith C., Bouwman J., Chen P., Yung Y., Burrows A., Brown L., et al., 2009, *The Astrophysical Journal*, 704, 1616
- Swain M., Vasisht G., Tinetti G., Bouwman J., Chen P., Yung Y., Deming D., Deroo P., 2008a, *The Astrophysical Journal Letters*, 690, L114
- Swain M. R., Vasisht G., Tinetti G., 2008b, *Nature*, 452, 329
- Thompson S. L., 1990, Sandia National Laboratories report SAND89-2951, working draft May, 1990
- Thorsett S., Arzoumanian Z., Camilo F., Lyne A., 1999, *The Astrophysical Journal*, 523, 763
- Torres G., Kipping D. M., Fressin F., Caldwell D. A., Twicken J. D., Ballard S., Batalha N. M., Bryson S. T., Ciardi D. R., Henze C. E., et al., 2015, *The Astrophysical Journal*, 800, 99
- Valencia D., O'Connell R. J., Sasselov D., 2006, *Icarus*, 181, 545
- Wang Z., Cuntz M., 2016, arXiv preprint arXiv:1609.07238
- Weiss L. M., Marcy G. W., 2014, *The Astrophysical Journal Letters*, 783, L6
- Welsh W. F., Orosz J. A., Short D. R., Cochran W. D., Endl M., Brugamyer E., Haghighipour N., Buchhave L. A., Doyle L. R., Fabrycky D. C., et al., 2015, *The Astrophysical Journal*, 809, 26
- Winn J. N., Fabrycky D. C., 2014, arXiv preprint arXiv:1410.4199
- Wisdom J., Holman M., 1991, *The Astronomical Journal*, 102, 1528
- Wolszczan A., Frail D. A., 1992, *Nature*, 355, 145
- Wright J. T., Fakhouri O., Marcy G. W., Han E., Feng Y., Johnson J. A., Howard A. W., Fischer D. A., Valenti J., Anderson J., Piskunov N., 2011, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 123, 412
- Zeng L., Sasselov D., 2013, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 125, 227
- Zeng L., Sasselov D. D., Jacobsen S. B., 2016, *The Astrophysical Journal*, 819, 127