

GERSON DE OLIVEIRA BARBOSA

Formação Planetária em Sistemas Binários

Guaratinguetá - SP
2016

Gerson de Oliveira Barbosa

Formação Planetária em Sistemas Binários

Trabalho de Graduação apresentado ao Conselho de Curso de Graduação em Licenciatura em Matemática da Faculdade de Engenharia do Campus de Guaratinguetá, Universidade Estadual Paulista, como parte dos requisitos para obtenção do diploma de Graduação em Licenciatura em Matemática.

Orientador: Othon Cabo Winter
Coorientador: Rita de Cássia Domingos

Guaratinguetá - SP
2016

B238f

Barbosa, Gerson de Oliveira

Formação planetária em sistemas binários / Gerson de Oliveira
Barbosa – Guaratinguetá, 2017.

63f. : il.

Bibliografia: f. 61-63

Trabalho de Graduação em Licenciatura em Matemática –
Universidade Estadual Paulista, Faculdade de Engenharia de
Guaratinguetá, 2017.

Orientador: Prof. Dr. Othon Cabo Winter

Coorientadora: Rita de Cássia Domingos

1. Exoplanetas. 2. Planetas. 3. Sistema binário (Matemática).
4. Sistema solar. I. Título

CDU 523.4

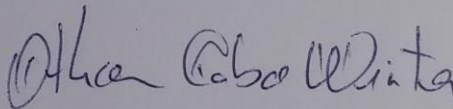
GERSON DE OLIVEIRA BARBOSA

ESTE TRABALHO DE GRADUAÇÃO FOI JULGADO ADEQUADO COMO
PARTE DO REQUISITO PARA A OBTENÇÃO DO DIPLOMA DE
"LICENCIATURA EM MATEMÁTICA"

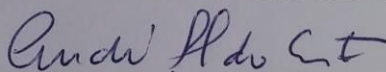
APROVADO EM SUA FORMA FINAL PELO CONSELHO DE CURSO DE
GRADUAÇÃO EM LICENCIATURA EM MATEMÁTICA

Prof. Dr. Vivian Martins Gomes
Coordenador

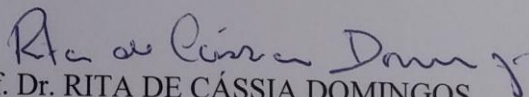
BANCA EXAMINADORA:



Prof. Dr. OTHON CABO WINTER
Orientador/UNESP-FEG



Prof. Dr. ANDRÉ IZIDORO FERREIRA DA COSTA
UNESP-FEG



Prof. Dr. RITA DE CÁSSIA DOMINGOS
UNESP/SJBV

Dezembro/2016

DADOS CURRICULARES

NOME COMPLETO DO AUTOR

NASCIMENTO	17.08.1987 – Guaratinguetá / SP
FILIAÇÃO	Geraldo Cotta Barbosa Janaína Fabrício de Oliveira Barbosa
2013/2016	Graduado em Licenciatura em Matemática Universidade Estadual Paulista “Júlio Mesquita Filho” - FEG

dedico este trabalho de modo especial, à
minha família.

AGRADECIMENTOS

Agradeço a todos que estiveram comigo nessa jornada e que de alguma forma contribuíram para minha formação. Em especial:

Aos meus pais *Geraldo Cotta Barbosa e Janaína Fabrício de Oliveira Barbosa*, que me ensinaram as principais coisas da vida e confiaram cegamente no meu sucesso. Não sei dizer o quanto tenho orgulho de ser filho de vocês, obrigado meus velhos!

Ao meu orientador, *Prof. Dr. Othon Cabo Winter* que me inspira, motiva e orgulha. Fez-me conhecer a coisa que mais gosto de fazer e sempre ocupou a posição de maior estima e referência. Muito obrigado Othon!

A todos meus colegas de graduação que estiveram presentes nas maiores dificuldades e alegrias. Em especial, a dois inesperados amigos de vida, *Pâmela e Rodolfo*, que eu tenho a honra de poder assim chama-los.

Aos meus irmãos *Leandro, Bruno e Daniele*, que me aturam, aconselham e principalmente me apoiam. Obrigado pelos computadores, com vocês nem de *Cluster* eu preciso. Muito obrigado pelos cafês, sem eles eu não sei o que seria de mim.

Por fim, agradeço a minha melhor amiga, meu amor, minha namorada, *Ana Luiza*, que esteve comigo em todos os momentos desse trabalho, me ajudando e confiando em meu sucesso. Muito obrigado pelo apoio nos momentos que mais precisei, e por fazer de meus dias cada vez melhores.

“All you need is love.”
The Beatles

RESUMO

O número de exoplanetas confirmados hoje passa de três mil. E sabe-se também que mais da metade desses exoplanetas estão em sistemas estelares múltiplos. Com isso, muitas questões referentes aos processos de formação pelos quais esses planetas foram submetidos, geram muitas discussões nos cientistas atualmente. Apesar de o sistema solar ser nosso quintal de pesquisas de dinâmica orbital, teorias sobre seu processo de formação ainda está sendo discutido e estudado. Portanto, um estudo ao processo de formação em sistemas binários, pode nos ajudar a entender melhor e a construir uma ampla teoria de formação, conseguindo contribuir inclusive para teorias da formação do sistema solar. Questões referentes à possível existência de vida nesses sistemas aumentam ainda mais a necessidade de um melhor entendimento dos processos de formação. Contudo, o objetivo desse trabalho é testar um novo software de simulação de N-corpos adaptado do pacote Mercury, e com ele estudar a possível formação de planetas terrestres na zona habitável de sistemas binários com órbitas P-type. Para testar o pacote computacional adaptado, reproduzimos algumas simulações numéricas de Elisa V. Quintana 2004, na intenção de comparar os resultados, e assim primeiramente checar a confiabilidade do nosso software. Após as integrações concluídas, podemos checar estatisticamente que nossos resultados apresentam uma boa confiabilidade. Assim com o pacote testado, a segunda etapa do trabalho foi realizar algumas simulações, utilizando dados dos sistemas binários Kepler 16, Kepler 34, Kepler 35 e Kepler 38. Após as simulações, percebemos a existência de estabilidade nas regiões de zona habitável e a possibilidade de formação planetária.

PALAVRAS-CHAVE: Formação Planetária. Pacote computacional de N-corpos. Sistemas binários. Zona Habitável.

ABSTRACT

The number of confirmed exoplanets exceeds three thousand. And it is also known that more than half of these exoplanets are in multiple star systems. With this, many questions concerning the formation processes for which these planets were submitted generate many discussions in scientists today. Although the solar system is our backyard of orbital dynamics research, theories about its process of formation are still being discussed and studied. A study of the process of formation in binary systems can help us to improve and build a broad theory of formation, and even contribute to theories of the formation of the solar system. Questions about the possible existence of life in these systems further increase the need for a better understanding of the formation processes. So, the objective of this work is to test new N-body simulation software adapted from the Mercury package, and with it to study the possible formation of terrestrial planets in the habitable zone of binary systems with P-type orbits. In order to test the adapted computational package, we have reproduced some numerical simulations of Elisa V. Quintana 2004, in order to compare the results, and thus first check the reliability of our software. After the completed integrations, we can statistically check that our results show good reliability. The second step of the work was to perform some simulations using data from the binary systems Kepler 16, Kepler 34, Kepler 35 and Kepler 38. After the simulations, we noticed the existence of stability in the regions of habitable zone and the possibility of planetary formation.

KEYWORDS: Planet Formation. N-body Package. Binary System. Subject. Habitable Zone.

LISTA DE ILUSTRAÇÕES

Figura 1 - Representação artística de um planeta tipo "Saturno" ao redor do sistema binário Kepler 16	14
Figura 2 - Representação do Sistema Solar com seus principais protagonistas.	17
Figura 3 - Movimento das estrelas no horizonte.	18
Figura 4 - Movimento “errante” de Marte.	19
Figura 5 - Dispositivo instalado dentro dos telescópios terrestres.	22
Figura 6 - Ilustração do Starshade com sua esquematização.	22
Figura 7 - Esquema mostrando a variação de brilho causada pelo planeta transitando sua estrela.	25
Figura 8 - Screenshot do site interativo para o calculo da HZ.	33
Figura 9 - Limites da HZ do sistema Kepler 16.	35
Figura 10 - Limites da HZ do sistema Kepler 34.	36
Figura 11- Limites da HZ do sistema Kepler 35.	37
Figura 12 - Limites da HZ do sistema Kepler 38.	38
Figura 13 - Limites da HZ do sistema Kepler 47.	39
Figura 14 - Limites da HZ do sistema Kepler 453.	40
Figura 15 - Simulação CB_0.2_0_0_0.5	48
Figura 16 - Simulação CB_0.2_0_0_0.5.	49
Figura 17 - Simulação da formação planetária no sistema Kepler 16.	52
Figura 18 - Parâmetros do sistema Kepler 34.	54
Figura 19 - Simulação da formação planetária no sistema Kepler 35.	56
Figura 20 - Simulação da formação planetária no sistema Kepler 38.	58

LISTA DE TABELAS

Tabela 1 - Valores dos Coeficientes da Equação (2).....	31
Tabela 2 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 16.	34
Tabela 3 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 34.	35
Tabela 4 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 35.	36
Tabela 5 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 38.	37
Tabela 6 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 47.	38
Tabela 7 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 453.	39
Tabela 8 - Elementos dos corpos sobreviventes da simulação CB_0.2_0_0_0.5.....	49
Tabela 9 - Parâmetros do sistema Kepler 16.	51
Tabela 10 - Parâmetros do sistema Kepler 34.	53
Tabela 11 - Parametros do sistema Kepler 35.	55
Tabela 12 - Dados do sistema Kepler 38.....	57

LISTA DE SÍMBOLOS

a	Semi eixo maior
e	Excentricidade
i	Inclinação
$M_{\odot}$	Massa Solar
$R_{\odot}$	Raio Solar
$L_{\odot}$	Luminosidade Solar
$T_{\odot}$	Temperatura efetiva Solar
$R_{\oplus}$	Raio da Terra
$M_{\oplus}$	Massa da Terra
M_j	Massa de Júpiter
R_j	Raio de Júpiter

SUMÁRIO

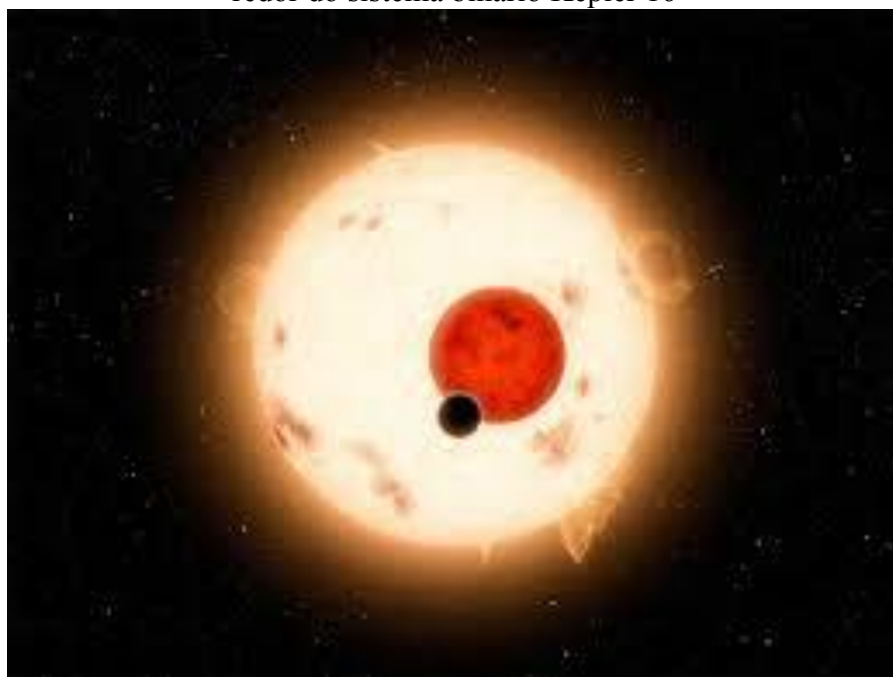
1	CAPÍTULO 1 INTRODUÇÃO	14
2	CAPÍTULO 2 EXOPLANETAS E FORMAÇÃO PLANETÁRIA	16
2.1	Introdução	16
2.2	Sistema Solar	16
2.3	Definição de Planeta	18
2.4	Métodos de Detecção de Exoplanetas	21
2.4.1	Imageamento Direto	21
2.4.2	Velocidade Radial	23
2.4.3	Astrometria	24
2.4.4	Trânsito Fotométrico	24
2.4.5	Micro lente Gravitacional	25
2.5	Planetas Extrassolares.....	26
3	CAPÍTULO 3 SISTEMAS BINÁRIOS E ZONAS HABITÁVEIS.....	28
3.1	Introdução	28
3.2	Tipos de Binários	28
3.3	Zona Habitável em Sistemas Binários	28
3.4	Calculo da Zona Habitável em Sistemas estelares Múltiplos	29
3.5	HZ nos sistemas Kepler-16, Kepler-34, Kepler-35, Kepler-38 e Kepler-453	
usando o	site interativo http://astro.twam.info/hz/	32
3.5.1	Kepler 16	34
3.5.2	Kepler 34	35
3.5.3	Kepler 35	36
3.5.4	Kepler 38	37
3.5.5	Kepler 47	38
3.5.6	Kepler 453	39
4	CAPÍTULO 4 MODELO NUMÉRICO	41
4.1	Pacote MERCURY	41
4.1.1	Os programas do MERCURY	42
4.1.2	Outros arquivos.....	42
4.1.3	Arquivos de entrada.....	42
4.2	Pacote MERCURY Adaptado	46
5	CAPÍTULO 5 VALIDAÇÃO DO PACOTE MERCURY ADAPTADO	47
5.1	Parâmetros do Disco.....	47

5.2	Simulações numéricas e resultados	47
6	CAPÍTULO 6 POSSÍVEL FORMAÇÃO PLANETÁRIA EM SISTEMAS CIRCUMBINÁRIOS, EM SUAS ZONAS HABITÁVEIS – RESULTADOS E DISCUSSÕES	51
6.1	Kepler 16	51
6.2	Kepler 34	53
6.3	Kepler 35	54
6.4	Kepler 38	56
7	CONSIDERAÇÕES FINAIS	60
	REFERÊNCIAS.....	61

1 INTRODUÇÃO

Planetas ao redor de sistemas binários têm sido recentemente detectados (Doyle et al. 2011; Orosz et al. 2012a, b; Welsh et al. 2012; Kostov et al. 2013, 2014a, b; Schwamb et al. 2013). Contudo, a formação desses planetas tem sido estudada ao longo das últimas décadas (Haghighipour 2010, capítulos 10 e 11). Quintana (2004) e Quintana & Lissauer (2006) são dois exemplos de estudos de formação planetária ao redor de sistemas com duas estrelas. Eles mostraram que talvez seja possível, considerando o último estágio de formação de planetas terrestres, formar planetas terrestres ao redor de um sistema binário com apocentros menores que 0.4 unidades astronômicas. Na Figura 1 é mostrada uma ilustração do sistema binário Kepler 16 e o primeiro planeta conhecido em órbita ao redor de duas estrelas (Doyle et al. 2011).

Figura 1 - Representação artística de um planeta tipo "Saturno" ao redor do sistema binário Kepler 16



Fonte: NASA/JPL-Caltech/R. Hurt 2016.

Alguns trabalhos (Trilling et al., 2007; Furlan et al., 2007; Gorlova et al., 2006; e outros) baseados em características espectrais de radiações na região do infravermelho e/ou no método da velocidade radial, têm sugerido a existência de sistemas estelares com discos massivos. Por outro lado, observações indiretas (velocidade radial, astrometria, trânsito fotométrico e microlente gravitacional) sugerem a existência de material de disco ao redor de uma das estrelas ou das componentes do sistema de estrelas (Akeson & Jensen, 2014; Trilling et al. 2007; Osorio et al., 2003; Jensen & Akeson, 2003; Stapelfeldt et al., 1998; D'Alessio,

Calvet & Hatmann, 1997 e outros). Segundo Jensen & Mathieu (1997) discos são comuns ao redor de estrelas binárias com separação menor que algumas unidades astronômicas. Observações de pares de estrelas da sequência principal feitas pelo telescópio espacial Spitzer revelaram discos circumbinários estáveis ao redor de pares de estrelas com separações de 0,04 a 5,31 U.A. em 14 sistemas (Trilling et al. 2007) sendo que dois dos sistemas possuem planetas.

Em Domingos et al. (2012) foi mostrado que em regiões do disco próximas a um sistema binário, corpos poderiam ser capturados em ressonâncias de movimento médio, que de acordo com estudos (Verrier & Evans, 2008; Farago & Laskar 2010) poderia ser um potencial mecanismo de instabilidade e falhas no disco. Além disso, se o disco estiver inclinado com relação ao plano da órbita do sistema binário, os corpos do disco próximos ao sistema binário devem sofrer o efeito de libração do nodo (Verrier & Evans, 2009; Domingos et al. 2015), o que dependendo da inclinação do disco, deve ser mais forte que o efeito Kozai-Lidov. Portanto, a libração do nodo tende a estabilizar o sistema, o que resulta em uma região estável. Contudo as órbitas são inclinadas, o que poderia tornar o processo de formação planetária mais longo quando comparado a sistemas com uma estrela (Domingos et al., 2015).

Várias são as teorias de formação e evolução planetária que tentam explicar a existência de planetas em sistemas de múltiplas estrelas. Em geral estas propõe que eles passaram por diversas mudanças até atingirem seus estágios atuais, como a formação de planetas em posições diferentes das atuais, fenômeno conhecido como migração planetária. Entretanto, supondo que planetas poderiam ter se formado nesses sistemas, qual seria a probabilidade desses planetas sobreviverem às condições de evolução pelas quais teriam passado? Neste projeto estamos interessados em estudar a estabilidade e o processo de formação planetária em sistemas binários, visando realizar estudos com uma nova versão de um pacote computacional desenvolvido a partir de adaptação do pacote Mercury (Chambers et al., 2002) seguindo o estudo apresentado em Verrier & Evans, (2007). Nessa nova versão o integrador utilizado é o integrador simplético híbrido, o qual deve tornar as simulações numéricas mais rápidas diminuindo assim o tempo gasto com CPU, viabilizando pesquisas desse tipo.

2 EXOPLANETAS E FORMAÇÃO PLANETÁRIA

2.1 Introdução

Uma das grandes dúvidas da humanidade é a sua origem, muito é dito sobre isso desde religião à ciência. Nossa concepção de mundo foi crescendo com o passar do tempo, e isso nos impulsionou a desenvolver teorias de formação planetária com diferentes características.

Recentes descobertas de sistemas planetários extrassolares têm colocado nossas atuais teorias de formação planetária a prova e estão ajudando a desenvolver novas. A diversidade de sistemas com planetas descobertos com características cada vez mais singulares mostra que o sistema solar é apenas um caso de uma infinidade de sistemas, com isso é necessária uma teoria de formação universal que explique nosso sistema Solar e também os que têm sido descobertos.

A Formação planetária, é uma questão que por muito tempo vem desafiando muitos cientistas, apesar de sabermos que o sistema solar existe por volta de 6 bilhões de anos, sua origem ainda é objeto de pesquisa sem uma teoria completa sobre sua formação. Essa questão hoje é ainda mais ampla por causa dos inúmeros sistemas que vem sendo descobertos, e assim teorias precisam ser ainda mais robustas para que se possa explicar de forma completa como se formam sistemas planetários.

A primeira teoria de formação planetária foi proposta pelo filósofo Immanuel Kant em 1755. Sua teoria diz que planetas são formados em discos protoplanetários em que corpos pequenos são atraídos entre si, através do efeito gravitacional mutuo, e vão se tornando cada vez maiores e assim formando os planetas. Sua teoria foi posteriormente fundamentada quantitativamente e com modernos recursos matemáticos e computacionais, usaremos também nesse presente trabalho sua ideia de formação.

2.2 Sistema Solar

O sistema Solar é nosso quintal de pesquisa por nos fornecer um fácil acesso aos dados. Seus elementos estão representados na Figura 2, e são classificados basicamente de duas maneiras: Os **Planetas Telúricos** (do latim "*tellus*", um sinónimo de *Terra*), são planetas rochosos e estão situados no Sistema Solar interior, ou seja, mais próximos do sol. Os planetas Telúricos do sistema solar são Mercúrio, Vênus, Terra e Marte; e os **Planetas Gasosos**, são planetas que não são apenas formados apenas por rochas, mas também por um envelope de gás. Os planetas gasosos são maiores que os rochosos tanto em massa quanto em

raio, e são eles Júpiter, Saturno, Urano e Netuno, sendo Júpiter o maior de todos os planetas do sistema solar.

Figura 2 - Representação do Sistema Solar com seus principais protagonistas.



Fonte: Nasa/ JPL-Caltech/ Space Science Institute 2015.

O Sol é o maior e mais importante corpo do Sistema Solar, com massa de $1,989 \times 10^{30}$ kg, e raio 695.700 km, sendo que o sol possui aproximadamente 99% de toda a matéria do sistema, sendo o restante dividido entre os demais corpos. O sistema solar possui 8 planetas como visto anteriormente (Mercúrio, Vênus, Terra, Marte, Júpiter, Saturno, Urano e Netuno), e mais cinco corpos menores conhecidos como planetas anões que são eles: Ceres, Plutão, Haumea, Makemake e Éris.

O sistema solar possui também mais duas regiões como é possível ver na Figura 2, povoada por corpos menores: o **cinturão de asteroides** que fica entre marte e Júpiter, e separa os planetas Telúrios dos planetas gasosos, e os objetos **transnetunianos** que ficam no **cinturão de Kuiper**. O sistema solar também possui provavelmente uma nuvem esférica sem observação direta de pequenos objetos chamada nuvem de Oort que define o limite gravitacional do sistema solar.

Recentemente uma missão chamada New Horizons¹ proporcionou ao mundo uma das imagens mais importantes de toda a história da humanidade por conseguir registrar imagens reais de Plutão como jamais haviam sido mostradas. A sonda foi lançada em 19 de Janeiro de 2006 e fez um encontro próximo com Plutão no dia 14 de Julho de 2015.

¹ Página com informações sobre a missão https://www.nasa.gov/mission_pages/newhorizons/main/index.html

2.3 Definição de Planeta

O nome Planeta deriva de um termo grego que significa “errante”. O nome foi dado por suas órbitas não serem bem comportadas parecendo estarem perdidos no céu, diferente das estrelas que possuíam trajetórias mais lentas e invariáveis.

Na antiguidade os astros visíveis eram divididos em duas categorias, as **estrelas fixas**, presas em uma esfera imaginária que gira ao redor da Terra fazendo com que vejamos as estrelas nascendo no leste e se pondo no oeste em nosso horizonte, como na Figura 3, e os

Figura 3 - Movimento das estrelas no horizonte.



Fonte: Iztok Bonina/ESO 2015.

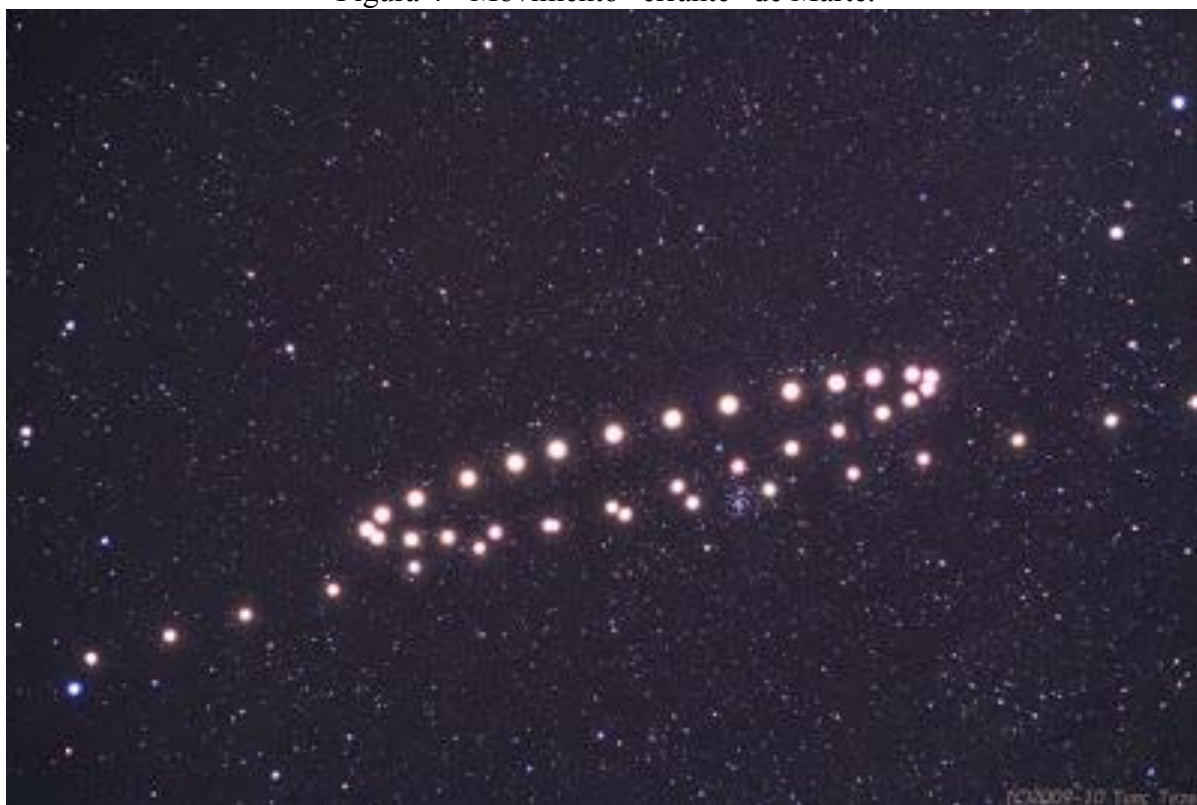
sete astros visíveis que se movem de forma “errante” entre as estrelas (Lua, Mercúrio, Vênus, Sol, Marte, Júpiter e Saturno), todos até então, se movendo ao redor da Terra, como por exemplo na Figura 4.

Esses sete planetas de alguma forma influenciaram quase todas as culturas como por exemplo na língua Inglesa onde Saturday e Sunday significam dia de saturno e dia de sol, respectivamente. Em espanhol esses dias se chamam como em português, porém o restante dos dias são Lunes, Martes, Miércoles, Jueves e Viernes que significam os dias da Lua, de Marte, de Mercúrio, de Júpiter e de Venus.

Com a adoção do Heliocentrismo, no início da Astronomia moderna, o Sol foi colocado no centro do universo e os planetas passaram a ser apenas seis, Mercúrio, Vênus, Terra, Marte, Júpiter e Saturno. A Lua passou a assumir a definição de um astro que possui

órbita em torno de outro planeta. A definição de planeta nessa época era apenas de um astro que possui órbita ao redor do Sol. Quando Urano foi descoberto, em 1781 por Herschel, logo foi classificado como um planeta por estar orbitando o Sol, porém quando Ceres foi descoberto por Piazzi em 1801, preenchendo o imenso vazio de planetas entre Marte e Júpiter, discussões começaram a surgir por muitos outros corpos estarem sendo descobertos nessa mesma região. E logo foi descoberto que se tratava de corpos muito menores que os demais, começando a serem chamados, inicialmente por Herschel de Asteroides.

Figura 4 - Movimento “errante” de Marte.



Fonte: Tunç Tezel (TWAN) 2013.

Em 1846, Netuno foi descoberto por Leverrier, em uma órbita ainda mais distante que Urano e nesse tempo muitos outros “planetas” estavam sendo descobertos na região entre Marte e Júpiter. Já somavam mais de 50 corpos em 1860, mostrando que se tratava de uma família de corpos com características distintas dos outros 8 maiores. A comunidade astronômica então, começou lentamente a se referir a esses corpos como sendo algo distinto dos 8 planetas, usando outros nomes além da definição de asteroides proposta por Herschel.

Com isso apenas a definição de que planetas eram astros com órbitas ao redor do Sol já não bastava mais, porém a ideia de que os asteroides eram restos de planetas que sobraram na formação do sistema solar, ajudava a completar e deixar a teoria completa.

A descoberta de Plutão em uma órbita além de Netuno por Tombaugh, em 1930, pois fim a uma intensa procura por mais um planeta. Mas Plutão de imediato foi coroado como sendo um planeta, porém ele era de fato um? Até então era óbvio que sim, pois ele possuía uma órbita em torno do Sol e seu tamanho nem era questionado. Na década de 60, respeitadas publicações, indicavam que Plutão era um corpo brilhante e com tamanho similar ao da Terra, porém com massa e densidade menor.

Com a descoberta de Caronte, um satélite de Plutão, por Christy em 1978 muitas discussões começaram a surgir. O estudo de Caronte ao redor de Plutão, resultou em descobertas pertinentes em relação a Plutão. Foi descoberto então que sua massa era de aproximadamente dois milésimos da massa da Terra e que seu diâmetro era de apenas 2274 km, muito menor que o da Lua, cujo diâmetro é de 3476 km. Com isso, Plutão poderia muito bem ser chamado de um grande Asteroide ou um Cometa, pois se sua órbita fosse mais próxima ao Sol, certamente apresentaria um comportamento tipo cometário, devido a possível sublimação do gelo em sua superfície.

Os novos meios de observação de planetas (velocidade radial, astrometria, trânsito fotométrico e microlente gravitacional) contribuíram para muitas outras novas descobertas, como por exemplo, Éris, um corpo com órbita além de Netuno e com diâmetro maior que o de Plutão. Outros corpos com diâmetro acima de 1000 km, como Sedna, também foram descobertos, repetindo a história de Ceres. O que parecia ser um planeta, na realidade é apenas um protagonista de uma família de corpos menores, resíduos da formação planetária que não chegaram a se acretarem e formarem um corpo maior.

Assim, com novas descobertas e muita discussão, a União Astronômica Internacional, com influência de toda a comunidade de pesquisadores dessa área, em uma assembleia em 24 de agosto de 2006, chega a seguinte conclusão do que planeta é um corpo celeste que:

- Está em órbita ao redor do Sol;
- Tem forma determinada pelo equilíbrio hidrostático (arredondada) resultante do fato de que sua força de gravidade supera as forças de coesão dos materiais que o constituem;
- É um objeto de dimensão predominante entre os objetos que se encontram em órbitas vizinhas.

Com essa resolução, Plutão perde o status de planeta, restando assim oito planetas (Mercúrio, Vênus, Terra, Marte, Júpiter, Saturno, Urano e Netuno). Plutão com a perda do status de planeta recebe agora o título de planeta anão.

2.4 Métodos de Detecção de Exoplanetas

Detectar um exoplaneta por imageamento direto é muito difícil, pois a luz de sua estrela hospedeira é muito maior que o brilho refletido pelo planeta, com isso sua radiação é totalmente ofuscada pela estrela. Outro problema é a luz Zodiacal, que se estende pelo plano da eclíptica e é causada pela dispersão de luz estelar nas partículas de poeira localizadas no sistema.

Mesmo a massa da estrela hospedeira sendo muito superior a massa do planeta, a presença do planeta pode influenciar o movimento orbital da estrela, e com instrumentos sensíveis, se faz possível verificar essa pequena perturbação. As técnicas que usam esse efeito são a astrometria, velocidade radial e efeitos temporais para o caso de detecção de exoplanetas em pulsares.

2.4.1 Imageamento direto

Além de exoplanetas estarem muito distantes, também são milhões de vezes mais escuros que suas estrelas hospedeiras, o que torna um imageamento direto (fotografia) muito difícil.

A dificuldade de detecção direta é muito complicada pela soma de dois principais motivos; a pequena separação entre a estrela e o planeta, em relação a distância da Terra ao sistema e a grande diferença entre a intensidade do brilho do planeta e sua estrela hospedeira. Com isso se faz o uso de algumas estratégias, como: Procurar em estrelas de baixo brilho (anãs marrons). Também é colocado anteparos em frente às estrelas para que se possa bloquear seu brilho e assim visualizar o planeta. Técnica observacional juntamente com análises de imagens onde o brilho das estrelas é removido também é muito utilizado. Novas tecnologias e técnicas estão tornando a detecção direta possível, em 2005 foram divulgadas as primeiras imagens diretas de sistemas planetários. Atualmente o número de exoplanetas encontrados por imageamento direto já chega a 33² planetas.

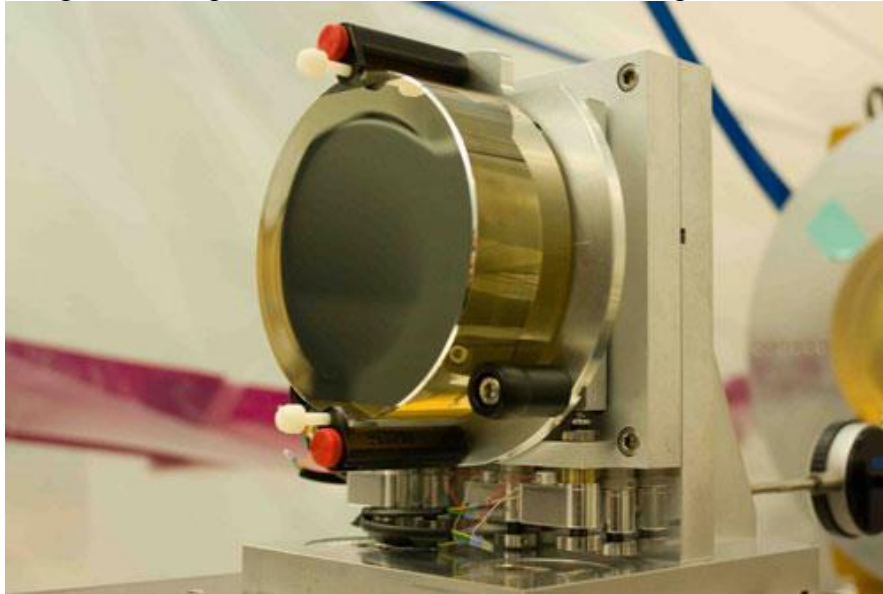
O bloqueio de brilho com anteparos, como bloqueamos o Sol com a mão para poder enxergar o céu melhor, é o mesmo princípio por trás dos instrumentos utilizados para detecção direta. Com esses instrumentos, várias técnicas de bloqueio de luz são aplicadas em

² Página da NASA sobre Exoplanetas <https://exoplanets.nasa.gov/interactable/11/>

sistemas planetários que possam possuir planetas, e com isso diminuir o brilho da estrela para que se possa enxergar o planeta.

Existem dois métodos para bloquear a luz das estrelas hospedeiras, um deles é chamado de Coronografia (figura 5), em que um dispositivo dentro do telescópio bloqueie a luz antes que ela atinja o detector do telescópio.

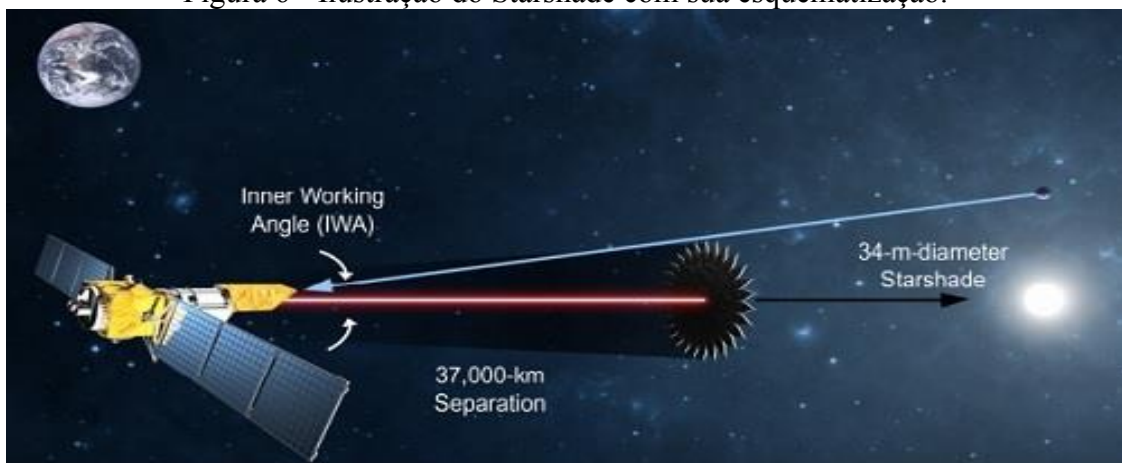
Figura 5 - Dispositivo instalado dentro dos telescópios terrestres.



Fonte: Coronagraphs/ NASA 2015.

Outro é chamado de “Starshade” (figura 6), um dispositivo que bloqueia a luz de uma estrela antes mesmo dela entrar no telescópio. Em um telescópio espacial, esse instrumento seria uma espécie de espaçonave separada do telescópio que em um ângulo e distância exata do telescópio, consiga bloquear a luz da estrela.

Figura 6 - Ilustração do Starshade com sua esquematização.



Fonte: JPL/NASA 2015.

Novas tecnologias, apesar de toda dificuldade que existe, estão a cada dia aumentando os resultados de detecções por imageamento direto. Muitos cientistas estão confiantes que em algum tempo a detecção direta seja a principal e mais eficaz ferramenta para detecção de exoplanetas, e, além disso, conseguir também fotos de sua atmosfera e solo.

2.4.2 Velocidade Radial

As técnicas mais eficazes de detecção atualmente são as indiretas, que podem variar tanto no estudo de seu movimento quanto de sua fotometria. E com isso, a maioria dos planetas detectados hoje em dia ocorre através de uma dessas duas maneiras.

O problema de dois corpos nos diz que dois corpos giram em torno do centro de massa comum, portanto, por menor que seja a massa do planeta, a estrela também gira em torno desse centro de massa. Em outras palavras, podemos dizer que a estrela balança por conta do efeito gravitacional do planeta. Podemos concluir que um planeta do tipo Júpiter produz uma variação muito maior que a da Terra na estrela, (estando os dois com distâncias aproximadamente iguais da estrela) devido ao efeito gravitacional ser maior por conta de sua massa, e com essa amplitude de variação, podemos além de descobrir se existem planetas, mensurar o quão grande eles são.

O método utilizado nesse tipo de detecção é o efeito de deslocamento Doppler³. Quando um objeto que emite energia (como um alto-falante ou uma estrela) se aproxima de você, as ondas emitidas se espremem. E quando o objeto está se afastando, as ondas expandem novamente. Essas mudanças no comprimento de onda mudam a forma de como vemos ou ouvimos essa onda. À medida que o objeto se aproxima de você, o tom de que a ouvimos soa mais alto se for uma onda sonora, e se a onda emitida for luminosa, quando espremidas se tornam azuis na sua coloração. Quando a onda se afasta do observador, o tom que você ouve soa mais baixo se for uma onda sonora, e se a onda for luminosa se torna mais avermelhada em sua coloração.

Essa mudança na coloração se chama “redshift”, com ela, astrônomos podem perceber se o objeto está se afastando ou se aproximando da fonte que observa. Em outras palavras, o planeta faz com que a estrela oscile em sua órbita, e à medida que o planeta se move se

³ Efeito Doppler é um fenômeno observado nas ondas quando emitidas ou refletidas por um objeto que está em movimento com relação ao observador. Se uma fonte sonora e um receptor estão se movendo, um em relação ao outro, a frequência recebida não é a mesma frequência da fonte. Se eles estão se aproximando, a frequência recebida é maior do que a frequência da fonte; se eles estão se afastando, a frequência recebida é menor do que a frequência da fonte.

aproximando e se afastando do observador, as ondas de luz se comprimem e depois se esticam, mudando a cor da luz que vemos.

Esse método é o mais confiável para se detectar exoplanetas, e com isso, muitas vezes ele é utilizado para confirmar a existência de exoplanetas descobertos por outras formas de detecção. Muitos astrônomos e telescópios de todo o mundo utilizam essa técnica para procurar exoplanetas, e duas referências nesse tipo de descoberta são os telescópios *Keck* no Hawaii e o *La Silla Observatory* no Chile.

2.4.3 Astrometria

Encontrar exoplanetas analisando a velocidade radial pelo efeito Doppler não é a única maneira de detectar um exoplaneta estudando a perturbação por efeitos gravitacionais. A oscilação da estrela devido ao efeito gravitacional sofrido pela presença de um planeta pode ser percebida pelo movimento aparente da estrela no céu, ou seja, astrometria. Porém, encontrar um planeta por astrometria é muito difícil pela oscilação da estrela ser muito pequena, principalmente quando se trata de planetas pequenos como a Terra.

Para se detectar estrelas por esse método, astrônomos tomam uma série de imagens da estrela a ser estudada, com mais algumas outras que estão próximas. Assim, em cada imagem, verificam se a posição da estrela se altera em relação às outras, com isso se a estrela-alvo se move em relação às outras estrelas, os astrônomos podem analisar esse movimento para detectar sinais de exoplanetas.

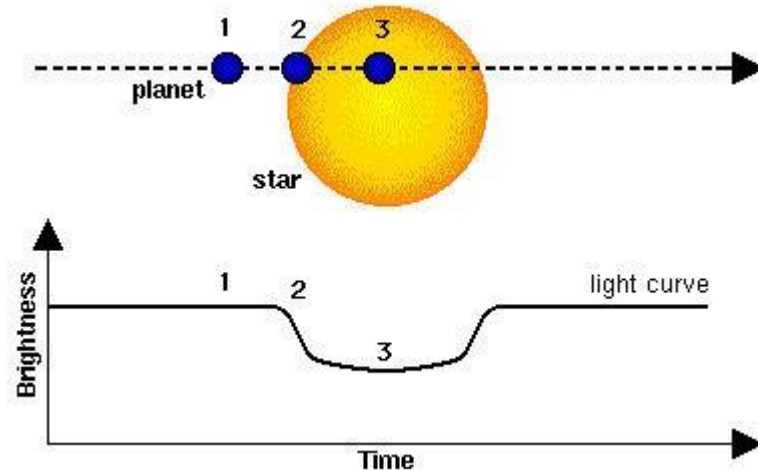
A grande dificuldade desse método é a carência por uma altíssima precisão ao se observar uma pequena variação angular, e é extremamente difícil realizar esse tipo de processo da superfície da Terra, pois a atmosfera terrestre distorce a luz. Várias técnicas foram desenvolvidas tendo em comum determinar o referencial fixo com grande precisão. Duas técnicas que ajudam a melhorar esse método são: observação a partir do espaço, que assim contorna o problema da atmosfera terrestre e a interferometria, que utiliza dois telescópios de forma a permitir o aumento da resolução angular.

2.4.4 Trânsitos fotométricos

Um eclipse solar acontece quando a lua passa diretamente em frente ao Sol, bloqueando totalmente sua luz. A detecção por trânsito fotométrico acontece de forma similar a isso. Acontece quando um exoplaneta passa entre o observador e a estrela em que ele orbita,

bloqueando parte da luz emitida pela estrela. Apesar da queda na emissão de fluxo ser pequena e geralmente de curta duração, já é suficiente para astrônomos detectarem exoplanetas ao redor de estrelas.

Figura 7 - Esquema mostrando a variação de brilho causada pelo planeta transitando sua estrela.



Fonte: JPL/NASA 2016.

Este "método de trânsito" funciona apenas com uma pequena percentagem de planetas cujos planos orbitais estejam perfeitamente alinhados com nossa linha de visão que são apenas cerca de 15%. Tem a grande vantagem de poder ser aplicado mesmo a estrelas muito distantes. O tamanho e o comprimento de um trânsito pode nos dizer muito sobre o planeta que está orbitando. Planetas maiores bloqueiam mais luz que os menores, e quanto mais distantes das estrelas esses planetas estiverem, por mais tempo o transito ocorrerá, devido ao maior período orbital.

O método de trânsito não é apenas útil para detectar exoplanetas. Ele pode ser usado também para conhecer a composição da atmosfera desses planetas. Quando o transito ocorre, parte da luz passa pela atmosfera do planeta, assim, astrônomos podem analisar o espectro a fim de conhecer sua composição, mas isso ainda é bastante desafiador.

O método de trânsito tem sido muito bem sucedido em encontrar novos exoplanetas. A missão Kepler da NASA, que buscou planetas usando o método de trânsito de 2009 a 2013, encontrou milhares de exoplanetas e deu aos astrônomos informações valiosas sobre a distribuição de exoplanetas na galáxia.

2.4.5 Microlente Gravitacional

Um evento de microlente gravitacional, em nossa galáxia, ocorre quando um objeto massivo, compacto e escuro (fazendo o papel da lente) passa muito próximo da linha de visão de uma estrela mais brilhante ao fundo (a fonte). Os raios de luz da estrela (fonte) são então curvados pelo campo gravitacional da lente no meio do caminho. Esse efeito foi proposto primeiramente por Albert Einstein, foca a luz da fonte distante causando, portanto, a amplificação aparente da sua luz.

Uma vantagem desse método é não ser necessário detectar a luz da lente, geralmente fraca, que tanto pode ser uma estrela ou um planeta ao seu redor. O método de microlente é principalmente sensível a planetas com órbitas entre 1 e 5 U.A. e massas desde da ordem da de Júpiter até massas terrestres. Em princípio, esse método é capaz de detectar planetas tão pequenos quanto 0,1 massa da Terra no caso de estrelas-fontes da sequência principal.

Devido ao movimento relativo entre fonte, lente e observador, o fator de amplificação varia com o tempo, aumentando gradativamente e depois diminuindo num período que pode durar horas ou dias. Caso a estrela-lente possua um planeta ao seu redor, este atuará como uma lente também causando um pico secundário de amplificação com menor intensidade e duração.

Embora esse método seja eficaz para detecção de planetas pequenos, é necessário um alinhamento extremamente preciso entre as estrelas fonte e lente e o observador. A probabilidade de que isso ocorra causando uma amplificação substancial é bastante diminuta, da ordem de 10^{-6} para as estrelas no bojo galáctico ou nas Nuvens de Magalhães.

Uma desvantagem do método de microlente gravitacional é o fato de não poder ser reproduzível, isto é, uma vez que um evento ocorra é bastante improvável que ele ocorra novamente para o mesmo sistema em uma escala de tempo humana. Além disso, não é possível escolher uma estrela-lente específica para determinar se existe ou não algum planeta ao seu redor. Entretanto, esse método possui várias vantagens como sua alta sensibilidade mesmo para planetas de massa terrestre, detecção de planetas distantes, e finalmente não é necessário observar a luz da estrela-lente ou seu planeta, pois o que se mede é apenas o seu efeito gravitacional.

2.5 Planetas Extrasolares

A assembleia em 24 de agosto de 2006 se refere apenas a planetas do sistema solar, para planetas extrassolares ou exoplanetas (planetas que orbitam outras estrelas) um novo item se torna necessário: que não exista um processo nuclear de geração de energia em seu

interior. Quando um corpo atinge uma massa de 13 vezes a massa de Júpiter, sua densidade, pressão e temperatura permite que ocorra fusão de deutério em seu núcleo. Por mais que se a quantidade de deutério não seja suficiente para que a fusão ocorra até que outros elementos também comecem a queimar por reação em cadeia, o corpo não é considerado mais um planeta, e sim uma anã marrom⁴.

Um exoplaneta ou planeta extrassolar são planetas que orbitam estrelas que não sejam o Sol, ou seja, habitam um sistema diferente do nosso sistema solar. Até 18 de novembro de 2016, somam 3.413 exoplanetas confirmados e 2.544 sistemas estelares.⁵

A descoberta do primeiro exoplaneta só foi anunciada em 1989 pelos cientistas Lawton e Wright em torno do Gamma Cephei A, também conhecida como Alrai na constelação de Cepheus, a 50 anos-luz da Terra. A hipótese de sua existência foi baseada na velocidade radial, uma técnica muito utilizada em outras buscas por exoplanetas; porém essa hipótese foi retirada em 1992 devido à baixa qualidade dos dados para concretizar uma sólida descoberta, e somente em 2002 o exoplaneta foi confirmado pelos Astrônomos do Observatório MacDonald.

Com toda discussão até então, o primeiro exoplaneta com descoberta bem fundamentada foi em torno do pulsar *PSR1257+12^a* (Wolszczan; Frail, 1992). Hoje em dia sabemos que se trata de um sistema planetário triplo, com planetas a 0.02, 0.2 e 0.46 U.A. do pulsar. Acredita-se que esses planetas são subprodutos da supernova que produziu o pulsar, onde não há expectativa da existência de vida, com isso o foco da detecção de exoplanetas, está mais concentrado em estrelas do tipo solar, do tipo espectral G2.

⁴ Anãs marrons são objetos que têm um tamanho entre o de um planeta gigante, como Júpiter e de uma pequena estrela. Na verdade, a maioria dos astrônomos classificará qualquer objeto entre 15 e 75 vezes a massa de Júpiter como uma anã marrom. Estando nessa variação de massa, o objeto não seria capaz de sustentar a fusão do hidrogênio como uma estrela regular, por isso, muitos cientistas chamam as anãs marrons de “*estrelas fracassadas*”.

⁵ Página informativa de exoplanetas <https://exoplanets.nasa.gov/>

3 SISTEMAS BINÁRIOS E ZONAS HABITÁVEIS

3.1 Introdução

Sistemas Binários são sistemas estelares com duas estrelas. Pesquisas de regiões formadoras de estrelas indicaram que aproximadamente 70% de todas as estrelas em nossa galáxia estão em sistemas binários ou de estrelas múltiplas (Batten et al., 1989)

O sistema solar, apesar de ser nosso maior laboratório de astronomia, ainda possui características e individualidades que não conseguimos explicar pelas atuais teorias de formação. As recentes descobertas de sistemas estelares múltiplos propuseram a astrônomos de todo o mundo muitos novos desafios relacionados a formação de sistemas planetários nessas estrelas e possibilidade de existência de vida.

3.2 Tipos de Binários

Basicamente existem dois tipos de sistemas binários, o sistema **“Close-Binary Star System”**, também chamado de circumbinário, em que as estrelas estão próximas uma da outra e giram em torno do centro de massa de ambas. Planetas que orbitam esse tipo de sistema, possuem órbitas chamadas de P-Type. Existe também o **“Wide-Binary Star System”**, em que as estrelas são mais separadas uma da outra e o disco de matéria ou os planetas giram em torno de apenas uma das estrelas. Os planetas que habitam esse tipo de sistema possuem órbitas chamadas S-Type.

3.3 Zonas Habitáveis em sistemas binários

Um dos principais ingredientes para a vida como conhecemos é água líquida. A água existe como um líquido entre 273K e 373K (0° C e 100°), a menos que a pressão seja muito baixa, neste caso a água sublima em vapor de água gasoso. A região de qualquer sistema planetário onde a temperatura está nesta faixa, é chamada de zona habitável.⁶

A grande quantidade de sistemas estelares múltiplos nos traz o questionamento se eles podem abrigar vida ou não. Esse questionamento não é uma exclusividade da ciência. Em grandes filmes como Star Wars, o planeta natal da família Skywalker, Tatooine, pertencia a

⁶ astro.sunysb.edu.

um sistema estelar duplo. Como a habitabilidade de um planeta (e, portanto, a zona habitável do sistema (HZ)), além da dependência do tamanho, composição atmosférica e dinâmica orbital do planeta, depende também do fluxo total recebido na atmosfera do planeta. A multiplicidade estelar desempenha um papel fundamental na determinação do alcance e localização da HZ do sistema (Müller & Haghighipour, 2014).

Estudos recentes dizem que a atmosfera de um planeta, interage diferentemente com a radiação incidente, dependendo da temperatura na superfície e dos parâmetros orbitais. Cada estrela tem um diferente papel na determinação das HZ. Com isso, resultará em uma temperatura de equilíbrio imprecisa na superfície do planeta se somássemos o fluxo de radiação de cada estrela e colocássemos como a energia total incidente no planeta.

3.4 Calculo da Zona Habitável em Sistemas Estelares Múltiplos

No artigo de Tobias W. A. Müller and Nader Haghighipour, Calculating the Habitable Zones of Multiple Star Systems with a New Interactive Web Site, é mostrado uma generalização do cálculo da zona habitável em sistemas com mais de duas estrelas. Pois é necessário desenvolver uma metodologia auto consistente e abrangente que possa ser usada para calcular uma zona habitável em qualquer sistema com mais de uma estrela. Consideramos a HZ como uma região onde um planeta semelhante à Terra (isto é, um planeta rochoso com uma atmosfera de CO₂ / H₂O / N₂ e uma quantidade de água razoavelmente grande) possa manter permanentemente água em sua forma líquida. As fronteiras da HZ são então associadas a uma atmosfera dominada por H₂O para seu limite exterior e uma atmosfera dominada por CO₂ para seu limite interno. Entre esses limites, em um planeta geologicamente ativo, a estabilidade do clima é estabelecida por um mecanismo de realimentação através do qual a concentração de CO₂ na atmosfera varia inversamente com a temperatura da superfície planetária. Contudo, é importante notar, que o movimento mútuo das estrelas, provoca uma variação na HZ do sistema, em outras palavras, pode-se perceber que a HZ varia juntamente com o movimento das estrelas.

Para calcular o fluxo de radiação, foi generalizada, uma metodologia apresentada por Haghighipour, N. & Kaltenegger, L. 2013 e Kaltenegger, L. & Haghighipour, N. 2013, para sistemas de mais de duas estrelas, implicando em:

$$F_{total} = \sum_{i=1}^N W_i(T_{estrela}) \frac{L_i / L_{\odot}}{d_i^2} \quad (1)$$

Nessa equação F_{total} é o fluxo total de radiação recebido pelo planeta, L_i é a luminosidade da estrela i , em unidades de luminosidade solar ($L_{\odot}$), d_i é a distância do planeta a estrela i (AU), e $W_i(T_{estrela})$ é o fator de ponderação espectral que representa o SED⁷ da diferente estrela i em comparação com o Sol. A quantidade $(T_{estrela})$ é a temperatura estelar efetiva.

O valor do fator de ponderação espectral $W(T)$, somado com a temperatura efetiva da estrela, depende também do modelo de HZ do Sol. Foi considerado por Tobias W. A. Müller and Nader Haghighipour o modelo recentemente desenvolvido por Kopparapu et al. (2013a, 2013b), para o qual o peso do fator espectral de uma estrela com temperatura efetiva variando entre $2600K \leq T_{estrela} \leq 7200K$, é dado por:

$$W(T_{estrela}) = [1 + \alpha(T_s)d_{sol}^2]^{-1} \quad (2)$$

Na equação (2), $T_s = T_{estrela} - 5780K$ é a diferença entre a temperatura da estrela e a do Sol.

$$\alpha(T_s) = aT_s + bT_s^2 + cT_s^3 + dT_s^4. \quad (3)$$

Os valores a , b , c e d são valores constantes que determinam o limite inferior e exterior da HZ do sol. A Tabela 1 mostra esses valores.

São coeficientes constantes com valores que dependem das condições que determinam os limites internos e externos da HZ do Sol. A Tabela 1 mostra estes valores.

⁷ SED É um gráfico de brilho ou densidade de fluxo versus frequência ou comprimento de onda da luz. É usado em muitos ramos da astronomia para caracterizar fontes astronômicas

Tabela 1 - Valores dos Coeficientes da Equação (2).

	Narrow HZ		Empirical HZ	
	Runaway Greenhouse	Maximum Greenhouse	Recent Venus	Early Mars
F_{Sun}	1.06	0.36	1.78	0.32
$d_{\text{Sun}} \text{ (AU)}$	0.97	1.67	0.75	1.77
a	1.2456×10^{-4}	5.9578×10^{-5}	1.4335×10^{-4}	5.4471×10^{-5}
b	1.4612×10^{-8}	1.6707×10^{-9}	3.3954×10^{-9}	1.5275×10^{-9}
c	-7.6345×10^{-12}	-3.0058×10^{-12}	-7.6364×10^{-12}	-2.1709×10^{-12}
d	-1.7511×10^{-15}	-5.1925×10^{-16}	-1.1950×10^{-15}	-3.8282×10^{-16}

Fonte: Kopparapu et al. (2013b).

De acordo com os autores, e foi mencionado anteriormente, no calculo da HZ de um sistema múltiplo estelar, é comparado o fluxo total recebido por um planeta semelhante a Terra com o recebido pela Terra do Sol, assim, da equação (1) temos que,

$$\sum_{i=1}^N W_i(T_{\text{estrela}}) \frac{L_i / L_{\odot}}{d_i^2} = \frac{L_{\odot}}{l_{x-\text{Sol}}^2} \quad (4)$$

onde $x=(\text{interno}, \text{externo})$, e $l_{x-\text{sol}}$ denota os limites da HZ do Sol. Para calcular o alcance e a localização da HZ, a distância de cada estrela d_i deve ser calculada para diferentes valores de $l_{x-\text{sol}}$, resolvendo um conjunto de equações diferenciais correspondente ao movimento estelar de um sistema de N-corpos.

Para determinar os limites $l_{x-\text{sol}}$, os autores (Tobias W. A. Müller and Nader Haghighipour) seguindo os trabalhos de Haghighipour, N. & Kaltenegger, L. 2013 e Kaltenegger, L. & Haghighipour, N. 2013, e considerando uma estreita HZ, correspondente entre final da zona de estufa, até o limite máximo de umidade, nos modelos mais recentes para o Sol (Kopparapu et al., 2013a, 2013b).

Neste modelo usado de Kopparapu et al. (2013a, 2013b), não é considerado o efeito que as nuvens de água causam⁸, e portanto para compensar esse efeito, foi introduzida uma

⁸ As nuvens de água influenciam o clima e a habitabilidade de um planeta espalhando a radiação estelar incidente de volta ao espaço ou absorvendo e radiando de novo a emissão térmica da superfície (aquecimento).

HZ empírica com um limite interno, que o autor chama de “recent Venus” e um limite externo, “early Mars”. Esses limites foram derivados pelo fluxo de energia recebida por Vênus e Marte a 3.5 e 1 Gyr atrás, respectivamente. A partir disso, ambos os planetas não indicam a presença de água líquida em suas superfícies. Assim, seguindo Haghighipour, N. & Kaltenegger, L. 2013 e Kaltenegger, L. & Haghighipour, N. 2013, foi utilizado nesse modelo para cálculo da HZ esses limites empíricos como um segundo intervalo dos limites das HZ. Nessas definições, as localizações das HZ são determinadas com base no fluxo recebido pelo planeta (Kasting et al., 1993, Kaltenegger & Sasselov 2011, Kopparapu et al., 2013a).

Por se tratar de um sistema múltiplo, as estrelas se movimentam mutuamente alterando assim suas posições, com isso a HZ do sistema é dinâmica e seu limite é alterado no decorrer do período orbital das estrelas. Portanto, para determinar as localizações e limites da HZ do sistema em qualquer tempo, é necessário realizar o cálculo para todo o período orbital das estrelas com pequenos incrementos de tempo.

$$\frac{L_{\odot}}{l_{in-Sol}} \leq \sum_{i=1}^N W_i(T_{estrela}) \frac{L_i / L_{\odot}}{d_i^2} \leq \frac{L_{\odot}}{l_{Out-Sol}} \quad (5)$$

Com isso percebe-se que a maioria dos sistemas múltiplos possuem HZ instáveis, variando seus limites no decorrer de todo o seu período. A seguir, utilizando o website interativo <http://astro.twam.info/hz> de Müller & Haghighipour (2014), farei alguns exemplos do cálculo da HZ.

3.5 HZ nos sistemas Kepler-16, Kepler-34, Kepler-35, Kepler-38 e Kepler-453 usando o site interativo <http://astro.twam.info/hz/>

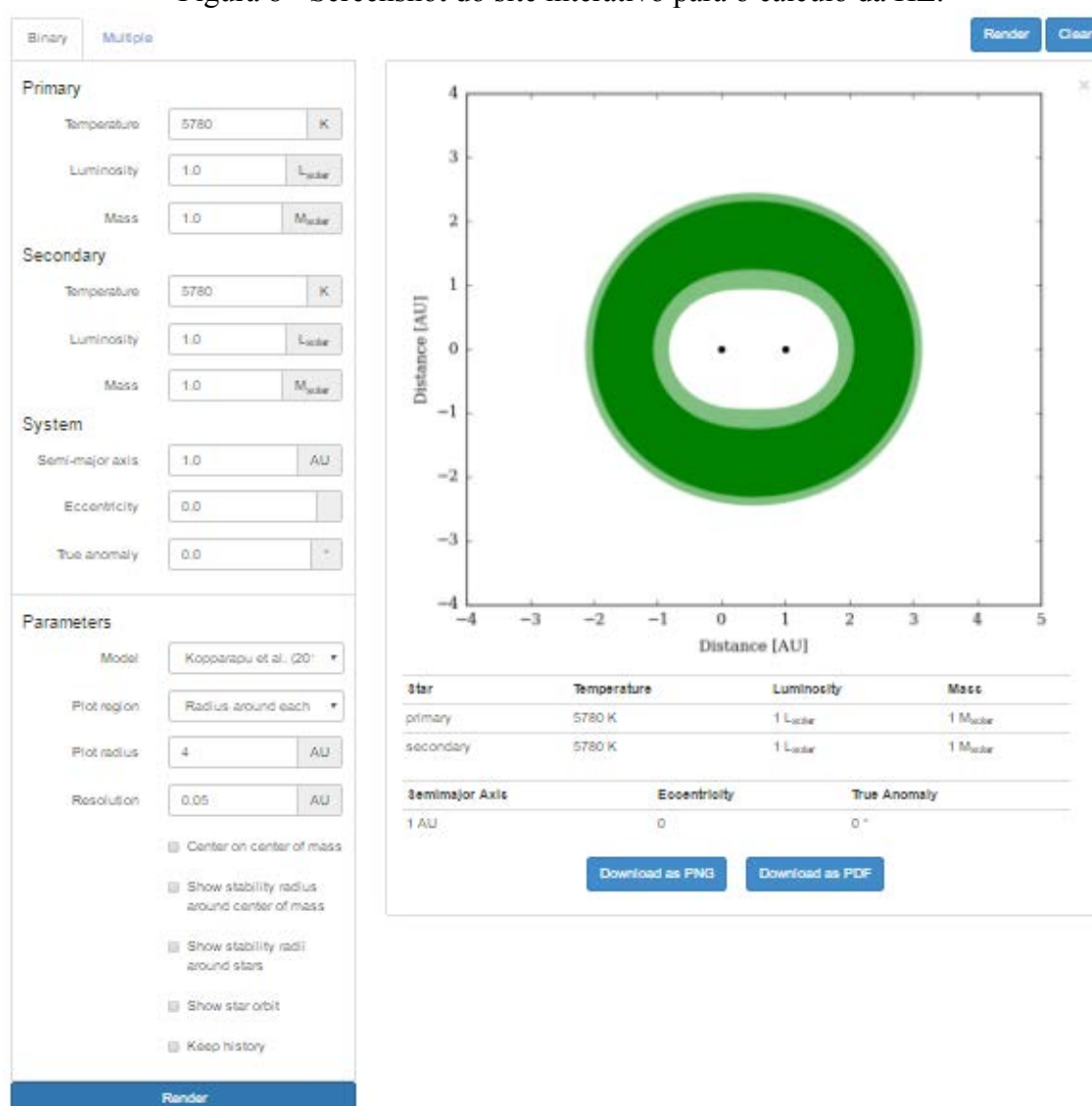
Os sistemas descritos nesse trecho do capítulo são sistemas binários com órbitas do tipo P-Type, em que as estrelas estão próximas uma da outra e giram em torno do centro de massa comum. Usaremos o site interativo (Tobias W. A. Müller and Nader Haghighipour),

Perto da extremidade externa fria da zona habitável (HZ, Kasting et al., 1993), as nuvens de gelo de CO₂ podem espalhar a radiação térmica de saída de volta para a superfície, causando também o aquecimento (Forget & Pierrehumbert, 1997, Wordsworth et al., 2011). Perto da borda interna quente do HZ, o vapor de água transforma-se um componente principal da atmosfera e domina sua opacidade infravermelha. As nuvens de água teriam, portanto, um efeito de estufa fraco nesse regime (Kasting, 1988), mas podem aumentar significativamente o albedo planetário (Selsis et al., 2007) e Kaltenegger et al. (Yang, J., Cowan, N. B., & Abbot, D. S).

que gera as HZ de sistemas de uma única estrela, binários e múltiplas estrelas, seguindo as teorias citadas anteriormente.

A Figura 7 é um “screenshot” do site interativo. Como podemos perceber na parte superior da figura, o site proporciona duas opções de calculo da HZ, em sistemas binários, e em múltiplas estrelas (no caso desse trabalho, exemplificaremos apenas em sistemas binários). Caso você queira calcular a HZ em sistemas de uma única estrela, a opção deve ser sistemas múltiplos e declarar os parâmetros de apenas uma estrela.

Figura 8 - Screenshot do site interativo para o calculo da HZ.



Fonte: Müller & Haghighipour 2014.

Os dados de entrada que precisam ser declarados para o calculo da HZ são: a temperatura das estrelas (K), massa das estrelas (em unidades de massas solares $M_{\odot}$),

luminosidade das estrelas (em unidades de luminosidade solar $L_{\odot}$), a excentricidade das binárias e o semi eixo maior das binárias (AU). O site proporciona também a opção de escolha entre o modelo de calculo de HZ que o usuário deseja utilizar

A seguir testaremos o site para os sistemas mencionados anteriormente. Tendo em vista que os limites das HZ são referentes a planetas com massa de um planeta tipo terra.

3.5.1 Kepler 16

Os dados dos sistemas para o calculo de suas respectivas HZ foram todos retirados de artigos científicos citados nas tabelas.

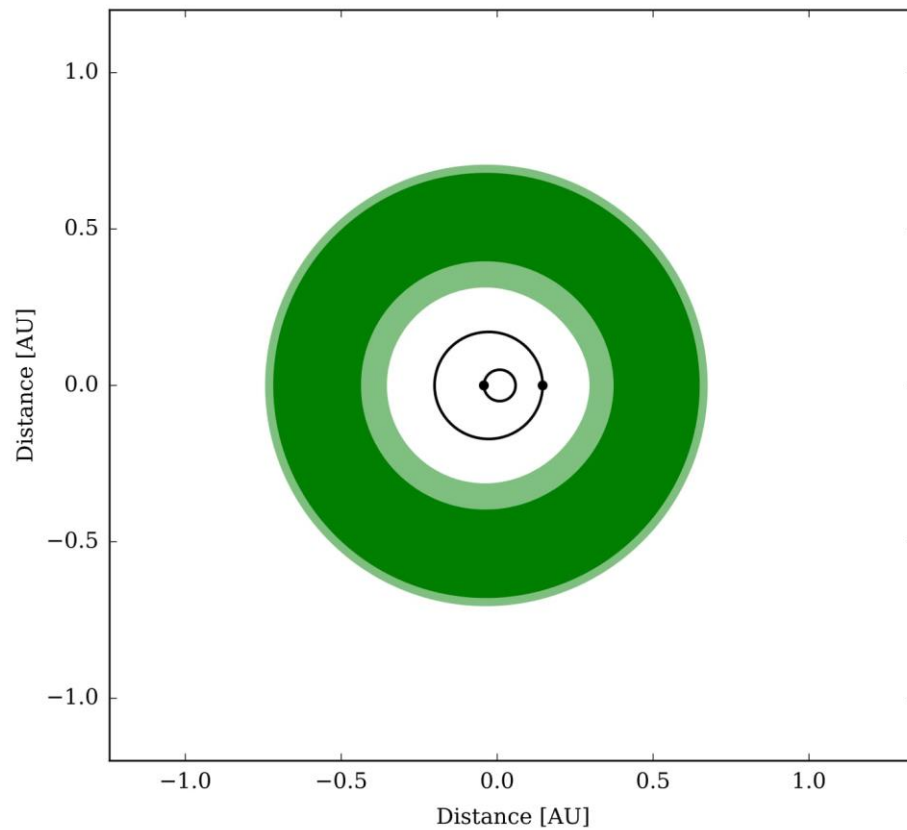
Tabela 2 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 16.

<i>Estrelas</i>	<i>A</i>	<i>B</i>
Temperatura (K)	4450	3311
Luminosidade ($L_{\odot}$)	0.148	0.0057
Massa ($M_{\odot}$)	0.6897	0.20255
Semi eixo (AU)	0.22431	
Excentricidade	0.15944	

Fonte: Doyle et al. 2011.

Inserindo os dados da Tabela 2 no site, é gerado um gráfico conforme a figura 9 abaixo. É importante notar que o sistema Kepler 16 possui um planeta (Kepler 16b) com massa de 0.3 massas de Júpiter e semi eixo de 0.7048 AU, portanto é um planeta que está dentro da HZ do sistema.

Figura 9 - Limites da HZ do sistema Kepler 16.



Fonte: Autor 2016.

3.5.2 Kepler 34

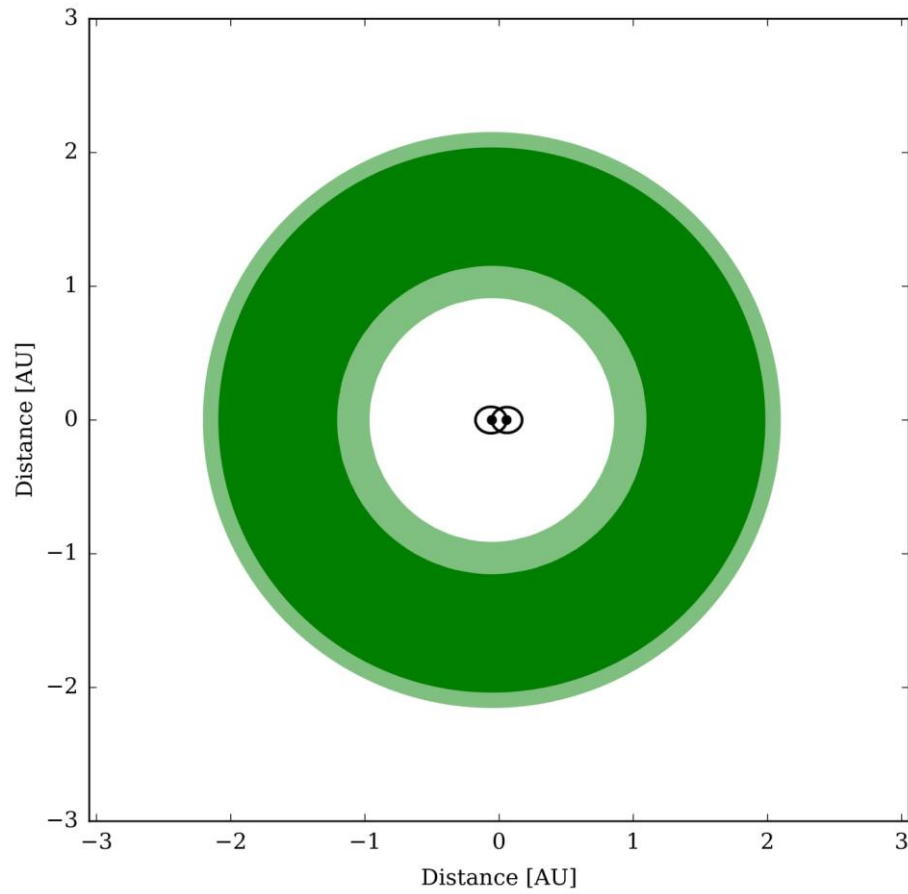
O sistema Kepler 34, possui um planeta (Kepler 34b) com massa de 0.2 massas de Júpiter, com semi eixo maior de 1.0896 AU. A figura 10 representa os limites da HZ do sistema.

Tabela 3 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 34.

<i>Estrelas</i>	<i>A</i>	<i>B</i>
Temperatura (K)	5913	5867
Luminosidade ($L_{\odot}$)	1.49	1.28
Massa ($M_{\odot}$)	1.0479	1.0208
Semi eixo (AU)	0.22882	
Excentricidade	0.52087	

Fonte: Welsh et al, 2012.

Figura 10 - Limites da HZ do sistema Kepler 34.



Fonte: Autor 2016.

3.5.3 Kepler 35

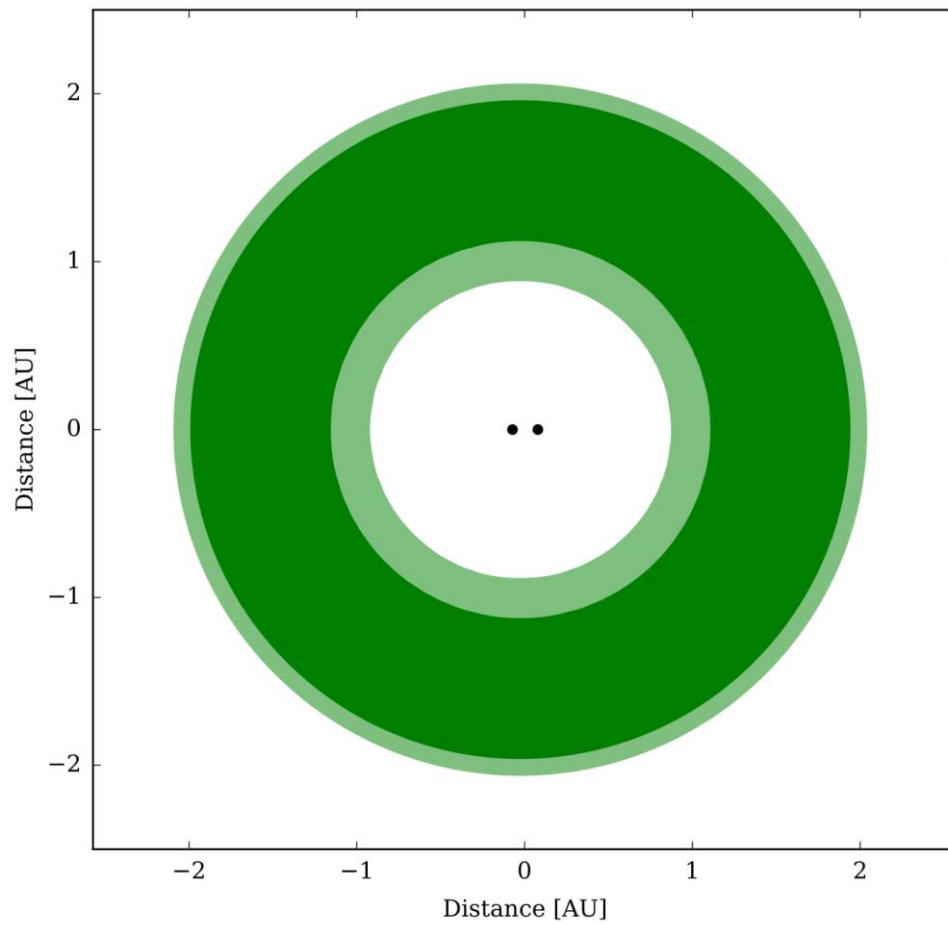
O sistema Kepler 35 possui um planeta (Kepler 35b) com massa de 0.13 massas de Júpiter e com semi eixo maior de 0.60347 AU. A figura 11 representa os limites da HZ do sistema.

Tabela 4 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 35.

<i>Estrelas</i>	<i>A</i>	<i>B</i>
Temperatura (K)	5606	5202
Luminosidade ($L_{\odot}$)	0.94	0.41
Massa ($M_{\odot}$)	0.8877	0.8094
Semi eixo (AU)	0.1761	
Excentricidade	0.1421	

Fonte: Welsh et al, 2012.

Figura 11- Limites da HZ do sistema Kepler 35.



Fonte: Autor 2016.

3.5.4 Kepler 38

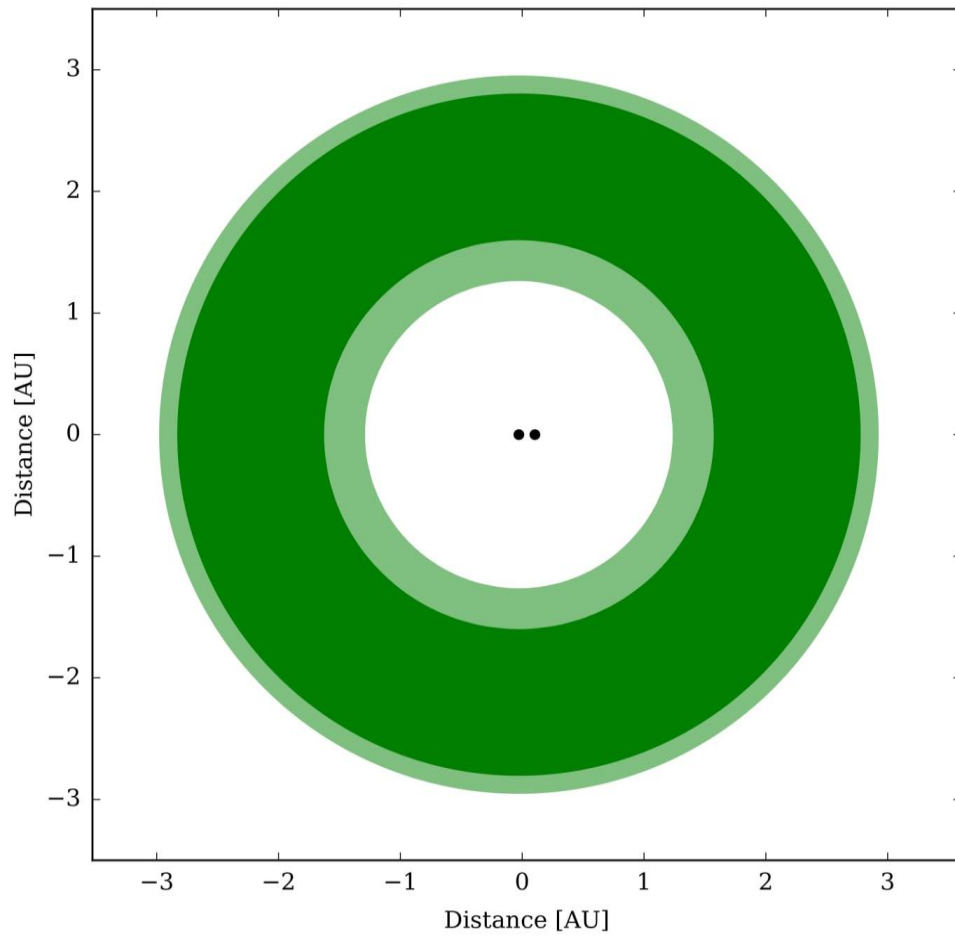
O sistema Kepler 38 possui um planeta (Kepler 38b) com massa de 0.38 massas de Júpiter com semi eixo maior de 0.4644 AU. A figura 12 representa os limites da HZ do sistema.

Tabela 5 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 38.

<i>Estrelas</i>	<i>A</i>	<i>B</i>
Temperatura (K)	5640	3318
Luminosidade ($L_{\odot}$)	2.77	0.008
Massa ($M_{\odot}$)	0.949	0.2492
Semi eixo (AU)	0.1469	
Excentricidade	0.1032	

Fonte: Jerome A. Orosz, William F. Welsh, et al, 2012.

Figura 12 - Limites da HZ do sistema Kepler 38.



Fonte: Autor 2016.

3.5.5 Kepler 47

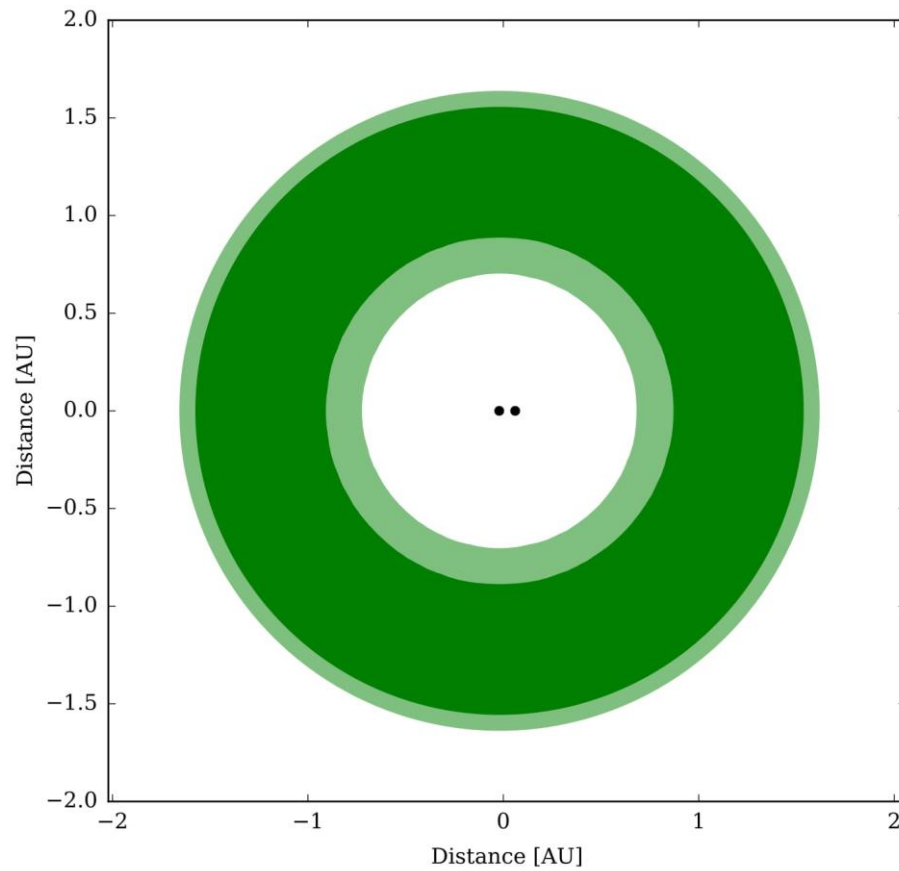
O sistema Kepler 47 possui dois planetas confirmados (Kepler 47b e Kepler 47c) com massas de 8.43 e 23.2 massas da terra, com semi eixos maiores de 0.3 e 1 AU respectivamente. A figura 13 mostra os limites da HZ do sistema.

Tabela 6 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 47.

Estrelas	A	B
Temperatura (K)	5636	3357
Luminosidade ($L_{\odot}$)	0.84	0.014
Massa ($M_{\odot}$)	1.043	0.362
Semi eixo (AU)	0.0836	
Excentricidade	0.0234	

Fonte: Orosz, Welsh, et al, 2012.

Figura 13 - Limites da HZ do sistema Kepler 47.



Fonte: Autor 2016.

3.5.6 Kepler 453

O sistema Kepler 453 possui um planeta (Kepler 453b) com massa de 0.2 massas da Terra e e semi eixo maior de 0.79 AU. A figura 14 mostra os Limites da HZ do sistema.

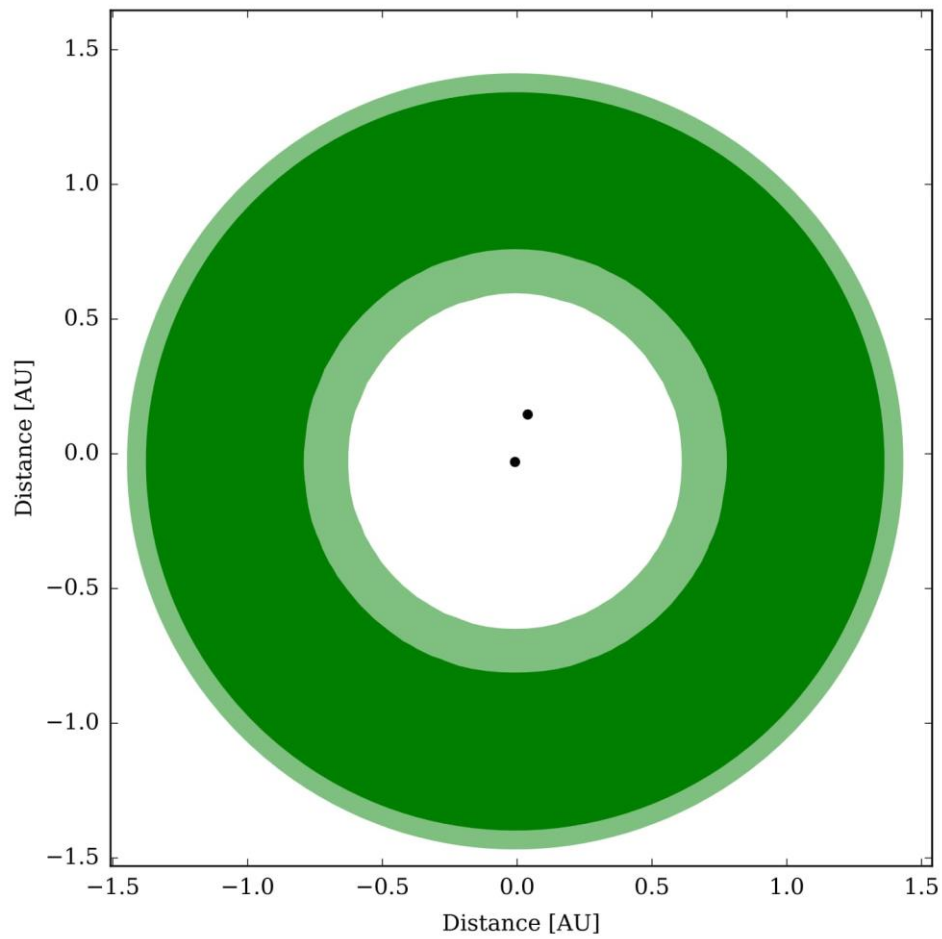
Tabela 7 - Parâmetros estelares do sistema Kepler 453.

<i>Estrelas</i>	<i>A</i>	<i>B</i>
Temperatura (K)	5636	3357
Luminosidade ($L_{\odot}$)	0.84	0.014
Massa ($M_{\odot}$)	1.043	0.362
Semi eixo (AU)	0.0836	
Excentricidade	0.0234	

Fonte: Welsh et al, 2014.

Podemos notar que o planeta está dentro da HZ do sistema, Lembrando que os limites da HZ são para planetas com massas de uma terra.

Figura 14 - Limites da HZ do sistema Kepler 453.



Fonte: Autor 2016.

4 MODELO NUMÉRICO

4.1 Pacote Mercury

Usaremos o pacote computacional Mercury (Chambers, 1999) adaptado para nossas simulações numéricas no presente trabalho. O pacote original é um integrador numérico de N-Corpos. Ele foi desenvolvido para simular a evolução orbital de corpos ao redor de um grande corpo central, assim ele pode ser utilizado para simular movimento de planetas, asteroides e cometas orbitando o Sol.

O pacote é escrito em Fortran77 e originalmente possuía os seguintes algoritmos de N-Corpos:

- i. Um Algoritmo simplético de variável mista (MVS) de segunda ordem. (Wisdom et al., 1996). É um algoritmo muito rápido porém ele não pode calcular encontros próximos entre os corpos.
- ii. O algoritmo Bulirsh-Stoer (BS), muito lento, porém muito preciso em todas simulações, Esse algoritmo é recomendado em todas as situações, porém leva muito tempo de CPU. Também pode ser usado para checar se outros algoritmos são apropriados.
- iii. O algoritmo conservativo Bulirsch-Stoer. Leva metade do tempo de integração do BS, porém só funciona em sistemas conservativos.
- iv. RA15 de Everhart (RADAU), cerca de três vezes mais rápido que o BS, geralmente possui valores confiáveis, a não ser em órbitas muito excêntricas.
- v. Um algoritmo Híbrido (simplético e BS), esse algoritmo é muito rápido mas sua precisão é média e também pode calcular encontros próximos.

O pacote inclui os efeitos de gravitação de Newton, porém é possível incluir outros efeitos de força não gravitacional, alterando as sub-rotinas *mfo_user.for*. O Mercury é constituído de programas com muitas rotinas e os arquivos de entrada em que o usuário edita de acordo com sua necessidade.

4.1.1 Os programas do Mercury

- *mercury.for*

É o principal programa do Mercury. Ele possui todas as sub-rotinas necessárias para integrar as simulações numéricas usando qualquer um dos algoritmos descritos acima. O *mercury.for* produz arquivos de saída compactados (“*.out*”) em que é impossível a leitura sem dois outros programas que veremos a seguir.

- *element.for*

O *element.for*, é um dos programas que converte as saídas produzidas pelo *mercury.for* em arquivos de leitura. Esses arquivos gerados contêm os elementos orbitais de todos os corpos do sistema, em intervalos periódicos de tempo, conforme o usuário desejar.

- *close.for*

Esse programa converte as saídas produzidas pelo *mercury.for* em arquivos de leitura contendo detalhes de todos os encontros próximos entre os corpos que ocorreram durante a integração.

4.1.2 Outros arquivos

- *mercury.inc* e *swift.inc*

Esses arquivos contêm constantes e parâmetros usados nas rotinas dos programas do pacote. O usuário pode alterar qualquer uma dessas constantes e parâmetros, porém se isso for feito, deverá compilar o *mercury.for* para que as alterações tenham algum efeito.

4.1.3 Arquivos de entrada

- *files.in*

Esse arquivo lista todos os 10 arquivos (entre arquivos de entrada e saída), que o *mercury.for* usará nas integrações, sendo cada arquivo escrito em uma linha distinta. Os três primeiros nomes são arquivos de entrada (“*.in*”), que já existem (outros arquivos surgiram no decorrer da integração). Tais arquivos listados em ordem são:

- 1º Um arquivo contendo os parâmetros iniciais dos corpos grandes do sistema (como por exemplo os planetas do sistema solar). **big.in**.
- 2º Um arquivo contendo os parâmetros iniciais dos corpos menores do sistema (como por exemplo os cometas e asteroides). **small.in**.
- 3º Um arquivo contendo os parâmetros do integrador, tais como tempo de começo e fim da simulação, o tipo de integrador utilizado, e etc. **param.in**.
- 4º Informação sobre a posição e velocidade de todos os corpos do sistema, em diferentes intervalos periódicos de tempo escolhido pelo usuário. **xv.out**.
- 5º Detalhes dos encontros próximos que ocorreram durante a integração. **ce.out**.
- 6º Um arquivo contendo um sumário dos parâmetros do integrador, e uma lista de todos os eventos que ocorreram durante sua integração como por exemplo colisões e ejeções. **info.out**.
- 7º Um arquivo de despejo que faz cópias de segurança dos dados dos corpos grandes do seu sistema de tempos em tempos, conforme escolhido pelo usuário. Esses arquivos são uteis para continuar a integração caso ocorra algo com seu computador e o programa pare de integrar. **big.dmp**.
- 8º Um arquivo de despejo que faz cópias de segurança contendo informação dos corpos menores do seu sistema, que funciona e serve de forma análoga ao descrito acima. **small.dmp**.
- 9º Um arquivo de despejo contendo informações sobre os parâmetros do integrador. **param.dmp**.
- 10º E por último um arquivo adicional de despejo contendo outras variáveis utilizadas pelo *mercury.for*. **restart.dmp**.

- **big.in**

Esse arquivo possui todos dados iniciais dos corpos grandes do seu sistema, exceto o corpo central. Uma coisa importante no Mercury, é que esses corpos grandes são os corpos que perturbam e interagem com todos outros corpos do sistema.

Os dados de posição e velocidade dos corpos podem ser declarados em três formatos distintos, sendo eles:

- 1º Cartesian: para coordenadas e velocidades em xyz. As unidades das posições devem estar em AU, e as velocidades em AU por dia.

2º Asterooidal: Para elementos orbitais “Keplerianos”.

a = semi eixo maior (AU);
 e = excentricidade;
 I = inclinação (graus);
 g = argumento do pericentro (graus);
 n = longitude do nodo ascendente (graus);
 M = anomalia média (graus).

3º Cometary: elementos orbitais Keplerianos em um formato “cometary”.

q = distância do pericentro (AU);
 e, I, g, n = como no formato anterior;
 T = época do pericentro (dias).

Além dos dados sobre as posições e as velocidades, ainda deve-se declarar os valores sobre a **massa**, em unidades de massa solar, se por acaso o usuário não declarar nada nesse campo, a massa é declarada como zero. Também é necessário declarar o **raio**, que é a distância mínima do corpo para caracterizar um encontro próximo, dado em raios de Hill, se por acaso o usuário não declarar esse campo, o raio adotado será um. E a **densidade** que deve ser dada em g/cm^3 , caso o usuário não declare essa variável, o programa adotará uma densidade de 1 g/cm^3 .

- *small.in*

Esse arquivo de entrada possui todos os dados iniciais dos corpos menores do sistema. É importante saber que os corpos desse arquivo só perturbam e interagem com corpos do *big.in*, ou seja, corpos do *small.in* ignoram um ao outro completamente.

O formato das posições e velocidades dos corpos do *small.in* possuem as mesmas características enunciadas anteriormente no *big.in*.

- *param.in*

Esse arquivo de entrada possui todos os parâmetros que o integrador irá adotar. Principalmente as escolhas são:

- 1° - qual o algoritmo de integração (entre os cinco descritos anteriormente);
 - 2° - tempo de início da integração (em dias);
 - 3° - tempo final da integração (em dias);
 - 4° - intervalo de saída (em dias). Esse é o intervalo em que o programa armazenará os dados dos corpos;
 - 5° o timestep usado pelo integrador (em dias). É importante notar que se o usuário declarar um passo muito grande, o próprio programa reduz o timestep até um valor que resulte na precisão desejada;
 - 6° precisão do integrador;
- Os outros parâmetros do *param.in* somente serão alterados ocasionalmente. Caso o usuário esteja em dúvida, o usuário pode considerar os parâmetros preenchidos pelo sample do *param.in*.

- *message.in*

Esse arquivo de entrada possui todas as mensagens enviadas pelo programa (avisos, erros, perigos e etc).

Todos esses arquivos descritos acima são usados no programa principal do Mercury (*mercury.for*). Existem também os arquivos de entrada utilizados pelo *element.for* e pelo *close.for*, sendo eles:

- *element.in*

O programa *element.for* utiliza essa entrada para produzir os arquivos de leitura contidos nos arquivos compactados gerados pelo *mercury.for* como descrito anteriormente. Esse arquivo de entrada permite ao usuário escolher como serão gerados os dados de todos os corpos do sistema, as mais importantes são: o tipo dos elementos, o início de tempo em que os dados serão gerados, o tempo final dos dados, o intervalo de tempo entre as saídas e opções de como será a unidade de tempo (dias ou anos).

- *close.in*

Esse arquivo possui opções e parâmetros utilizados pelo *close.for*. Nele o usuário determina como serão reproduzidas as saídas geradas pelo *mercury.for* em relação as colisões. Essas opções são semelhantes as do *element.in*, podendo escolher o tempo inicial, final e intervalo entre as saídas de dados contendo informações sobre as colisões.

4.2 Pacote Mercury adaptado

Varias alterações foram implementadas no pacote desde sua versão original. O pacote Mercury original funciona basicamente com os planetas girando em torno de um corpo central. Partindo dessa ideia, o pacote impossibilitaria qualquer pesquisa que envolvesse um sistema estelar múltiplo por não possuir um corpo central, e sim estrelas girando em torno do baricentro comum entre elas, pois as saídas de posições do Mercury são todas em relação ao corpo central e em sistemas múltiplos não existe um corpo central.

Nesse trabalho, simularemos a formação planetária em sistemas binários com órbitas P-type (“Close Binary System”). Contudo, a versão original não possuía até então, condições para esse tipo de trabalho, porém uma das adaptações realizadas no pacote Mercury, foi a implementação de um algoritmo chamado “*Close-Binary Hybrid (close-binary coordinates)*” (Chambers, 2007), um algoritmo Híbrido que combina o Bulirsch-Stoer e o mapa simplético, tornando as simulações mais rápidas sem perder a precisão.

Por fim, os elementos dos corpos do sistema, eram dados em relação ao corpo central, porém, no caso de sistemas binários, não existe um. Tendo em vista isso, nessa adaptação, os elementos dos corpos são todos dados em relação ao baricentro da binária.

5 VALIDAÇÃO DO PACOTE MERCURY ADAPTADO

Para a validação da adaptação do pacote, realizamos as simulações feitas na dissertação de doutorado de Elisa V. Quintana (2004). Nesse estudo, a autora estuda a formação planetária em sistemas binários com órbitas P-type e S-type. Em nossa validação estudaremos apenas o caso de sistemas com orbitas P-type (sistema com duas estrelas próximas uma da outra girando em torno do centro de massa comum entre elas).

5.1 Parâmetros do disco

A configuração do disco é similar a utilizada pela autora em todas as simulações, tanto de sistemas P-type quanto para sistemas S-type. Com isso a variação nas massas, e órbitas foi amplamente estudada em um grande set de simulações.

Muitas simulações, na tentativa de reproduzir os planetas terrestres do sistema solar (último estágio da formação do sistema solar), são desenvolvidas com Júpiter e Saturno perturbando o sistema. Existem várias configurações do disco utilizadas nesse tipo de estudo, porém, um disco de distribuição de massa bimodal (em que possui dois tamanhos de corpos diferentes, os embriões e os planetesimais) tem conseguido bons resultados na tentativa de reproduzir planetas terrestres.

Esse modelo de disco, adotado pela autora, é composto por 14 corpos maiores (embriões) contendo metade da massa total do disco, e 140 corpos menores (planetesimais) contendo a outra metade. A colisão entre os corpos é adotada a partir de uma densidade de 3g/cm^3 . A massa de cada embrião é $2.8 \times 10^{-7} M_{\odot}$ (aproximadamente 1 décimo da massa da terra) com uma distância de 0.36 AU a 2.0 AU referente ao centro de massa das binárias. A massa inicial dos planetesimais é de $2.8 \times 10^{-8} M_{\odot}$ e estão dispostos a uma distância de 0.36 a 2.05 AU também em relação ao centro de massa das binárias. As inclinações de todos os corpos estão variando randomicamente entre 0° e 0.5° em relação ao plano das binárias, e suas excentricidades variando entre 0 e 0.01. Em todos os casos usaremos dois planetas tipo Júpiter e Saturno perturbando o disco.

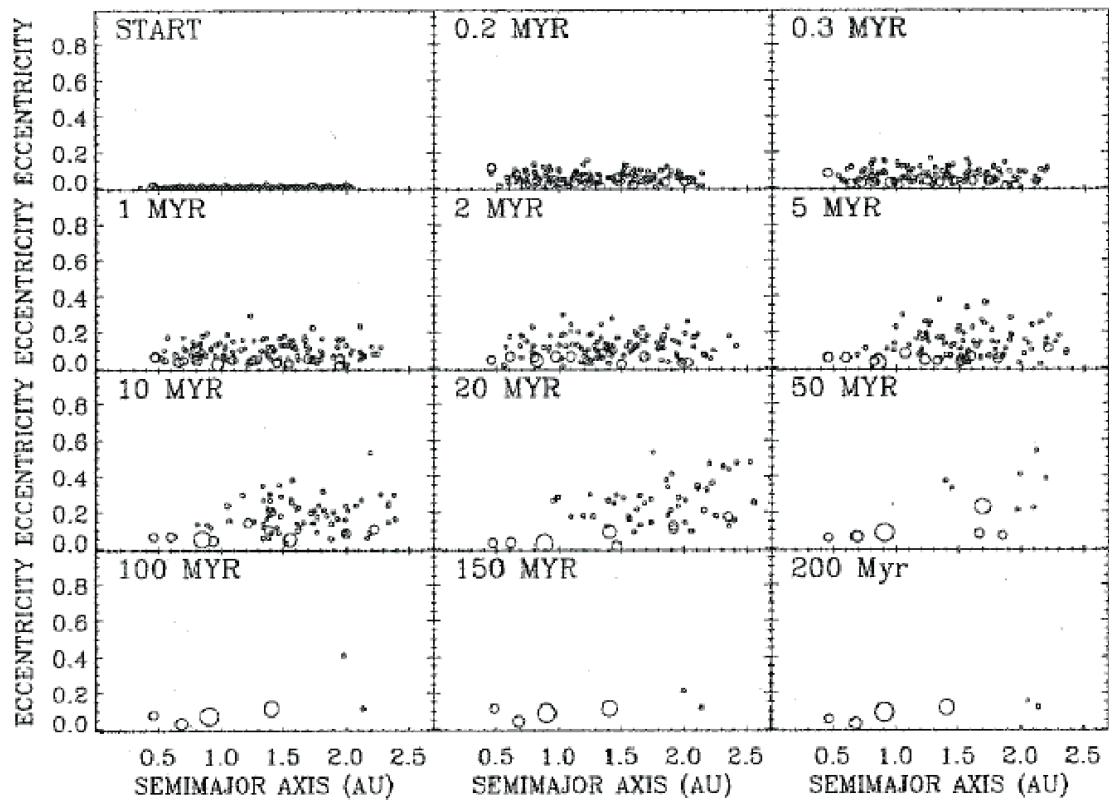
5.2 Simulações numéricas e resultados

Como dito anteriormente, em todas as simulações estaremos usando a mesma configuração do disco com Júpiter e Saturno atuando como corpos perturbadores, variando

apenas as massas, excentricidade e a inclinação das binárias. Em todas as simulações o tempo final de integração é de 200 Myr. Cada set recebe o seguinte nome, $CB_a_b_e_b_i_b_μ$, onde CB significa *close binary*, a_b representa a separação, e_b a excentricidade, i_b a inclinação e o $μ$ representa a razão entre as massas das binárias utilizadas na simulação.

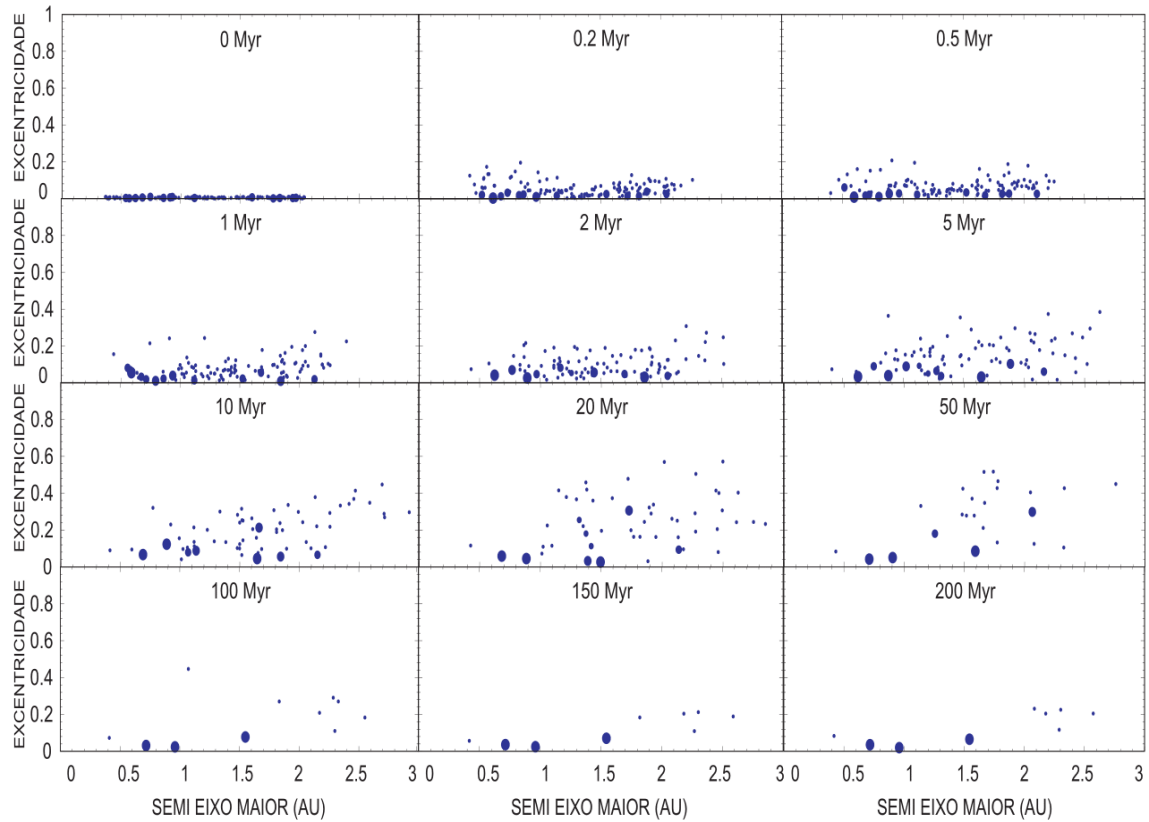
A primeira validação foi CB_0.2_0_0_0.5 e as figuras 15 e 16, representam a evolução do semi eixo e da excentricidade no tempo, da simulação realizada por Elisa V. Quintana 2004 e por mim respectivamente.

Figura 15 - Simulação CB_0.2_0_0_0.5



Fonte: Quintana, 2004.

Figura 16 - Simulação CB_0.2_0_0_0.5.



Fonte: Autor 2016.

Podemos notar que a evolução da excentricidade e do semi eixo (AU) dos objetos evoluem de forma semelhante nas duas simulações mostrando que nosso pacote adaptado, fornece resultados confiáveis. Na tabela 8 podemos verificar os corpos resultantes com seus elementos.

Tabela 8 - Elementos dos corpos sobreviventes da simulação CB_0.2_0_0_0.5.

	a (AU)	e	Massa ($M_{\odot}$)
1	0.41737	0.083145	2.800000E-08
2	0.71714	0.035543	1.148000E-06
3	0.96001	0.019532	1.708000E-06
4	1.54350	0.065402	1.848000E-06
5	2.08416	0.230965	2.800000E-08
6	2.17807	0.204160	2.800000E-08
7	2.29005	0.116655	2.800000E-08
8	2.30302	0.225404	2.800000E-08
9	2.30302	0.204658	2.800000E-08

Fonte: Autor 2016.

O planeta de índice 1 e do 5 ao 9, possuem massa inicial dos planetesimais. O planeta de índice 2 possui $0.4 M_{\oplus}$, o de índice 3 possui $0.6 M_{\oplus}$ e o de índice 4 possui também $0.6 M_{\oplus}$ aproximadamente.

6 POSSÍVEL FORMAÇÃO PLANETÁRIA EM SISTEMAS CIRCUMBINÁRIOS EM SUAS ZONAS HABITÁVEIS – RESULTADOS E DISCUSSÕES

Para simular a formação nesses sistemas, usaremos dados reais de alguns sistemas circumbinários encontrados em artigos científicos. Os parâmetros dos discos utilizados nesse capítulo, possuem as mesmas características dos discos utilizados no capítulo anterior. Trata-se de um disco com distribuição bi-modal, ou seja, um disco composto por corpos com dois diferentes tamanhos. Sendo 14 corpos maiores (embriões) com massas de $2.8 \times 10^{-7} M_{\odot}$ e 140 corpos menores (planetesimais) com massas de $2.8 \times 10^{-8} M_{\odot}$, e todos com uma densidade de 3 g/cm^3 . A distribuição randômica das excentricidades desses corpos varia de 0 a 0.01 e a inclinação de 0° a 0.5° em relação ao plano das binárias. A distância do centro de massa de cada disco irá variar de acordo com a posição da HZ de cada sistema.

6.1 Kepler 16

Como visto anteriormente, o sistema Kepler 16 é um sistema composto por duas estrelas girando em torno do centro de massa comum, e abriga pelo menos um planeta. A tabela 9 possui os principais parâmetros do sistema utilizados em nossa simulação.

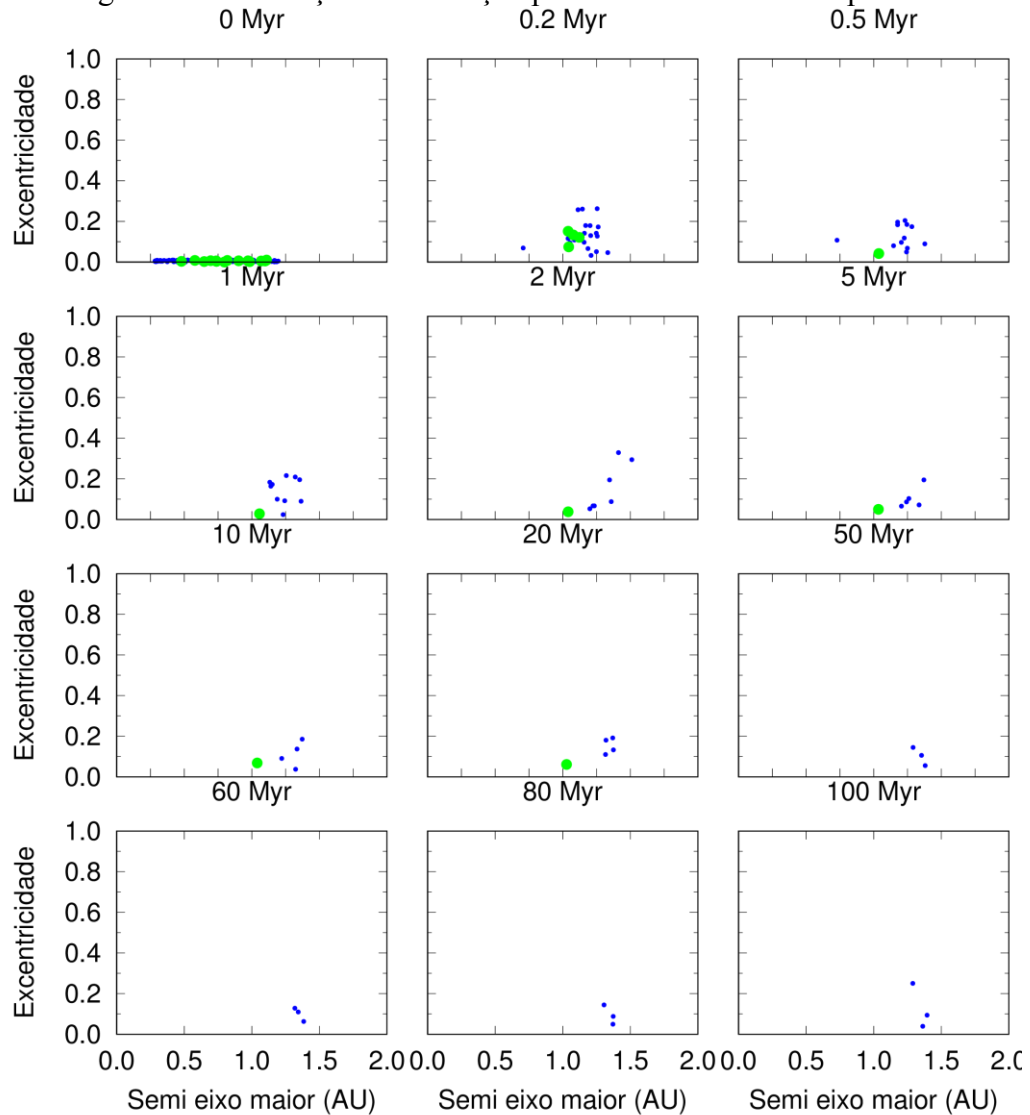
Tabela 9 - Parâmetros do sistema Kepler 16.

<i>Binárias</i>		<i>Planeta b</i>	
Massa A ($M_{\odot}$)	0.6897	Massa (M_j)	0.333
Massa B ($M_{\odot}$)	0.20255	Raio (R_j)	0.7538
Raio A ($R_{\odot}$)	0.6469	Densidade (g/cm^3)	0.964
Raio B ($R_{\odot}$)	0.22623	a (AU)	0.7048
Densidade A (g/cm^3)	3.563	e	0.0069
Densidade B (g/cm^3)	24.69		
a (AU)	0.22431	Inclinação (plano das binárias, $^{\circ}$)	0.3079
e	0.15944		

Fonte: Laurance R. Doyle et al. 2011.

A HZ do sistema possui seus limites entre 0.3 e 0.75 AU do centro de massa das binárias. Assim, foi utilizado um disco com os embriões com distâncias variando entre 0.3 e 1.15 AU, e planetesimais com distâncias entre 0.28 e 1.2 AU do centro de massa das binárias.

Figura 17 - Simulação da formação planetária no sistema Kepler 16.



Fonte: Autor 2016.

Podemos perceber na figura 17 que nos primeiros instantes da simulação, a grande maioria dos corpos foi ejetada, pois o planeta margeia exteriormente a HZ do sistema, restando apenas três planetesimais com suas respectivas massas iniciais. Entretanto, podemos perceber uma região de estabilidade no sistema. Em um estudo de simples formação planetária, esse resultado nos indicaria que existe uma possibilidade de formar planetas entre 1.2 a 2 AU do centro de massa. Assim, em estudos futuros, a distribuição do disco será mais próxima dessa região.

6.2 Kepler 34

É um sistema estelar binário, com órbitas P-type e abriga pelo menos um planeta. Para simular a formação de planetas, foram usados os dados contidos na tabela 10.

Tabela 10 - Parâmetros do sistema Kepler 34.

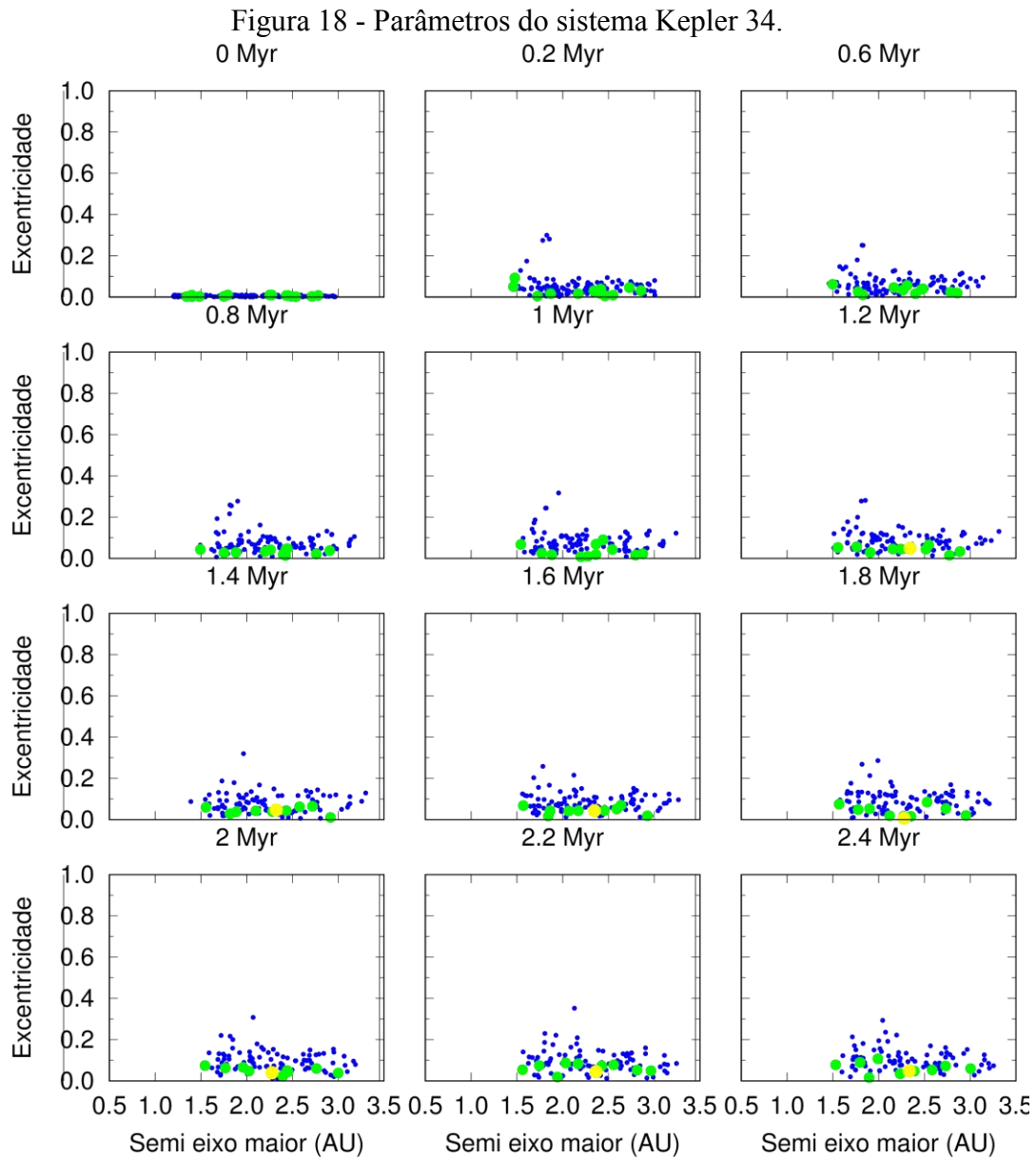
<i>Binárias</i>		<i>Planeta b</i>	
Massa A ($M_{\odot}$)	1.0479	Massa (M_j)	0.220
Massa B ($M_{\odot}$)	1.021	Raio (R_j)	0.764
Raio A ($R_{\odot}$)	1.1618	Densidade (g/cm^3)	0.613
Raio B ($R_{\odot}$)	1.0927	a (AU)	1.0896
Densidade A (g/cm^3)	0.94	e	0.182
Densidade B (g/cm^3)	1.104		
a (AU)	0.22882	Inclinação (plano das binárias, °)	0.4966
e	0.52087		

Fonte: W. Welsh. et al. 2012.

A HZ do sistema possui limites entre 1.25 a 2.8 AU do centro de massa da binária. Portanto, os embriões estarão distribuídos entre 1.25 a 2.8 AU do centro de massa, e os planetesimais entre 1.2 e 3.0 AU.

Analisando os resultados obtidos na figura 18, que mostra a variação do semi eixo e da excentricidade no decorrer do tempo, podemos perceber que corpos maiores começam a surgir com apenas 1.8 Myr. O objeto em destaque amarelo, possui um semi eixo de 2.3 AU e uma excentricidade de 0.048, e com apenas 1.8 Myr sua massa é de 0.2 massas da Terra, o que indica a grande possibilidade de que planetas terrestres sejam formados na região da HZ do sistema, em um tempo ideal de 200 Myr.

É importante notar que nesse sistema, o planeta possui um semi eixo maior de 1.0896 AU, uma posição interna a HZ do sistema. Portanto se planetas terrestres fossem formados nessa região em que o disco está distribuído, seria algo diferente do sistema solar, em que os planetas terrestres estão na região mais interna.



Fonte: Autor 2016.

6.3 Kepler 35

É um sistema binário com órbita P-type e abriga pelo menos um planeta. Os parâmetros principais utilizados na simulação de formação planetária estão contidos na tabela 11.

Tabela 11 - Parametros do sistema Kepler 35.

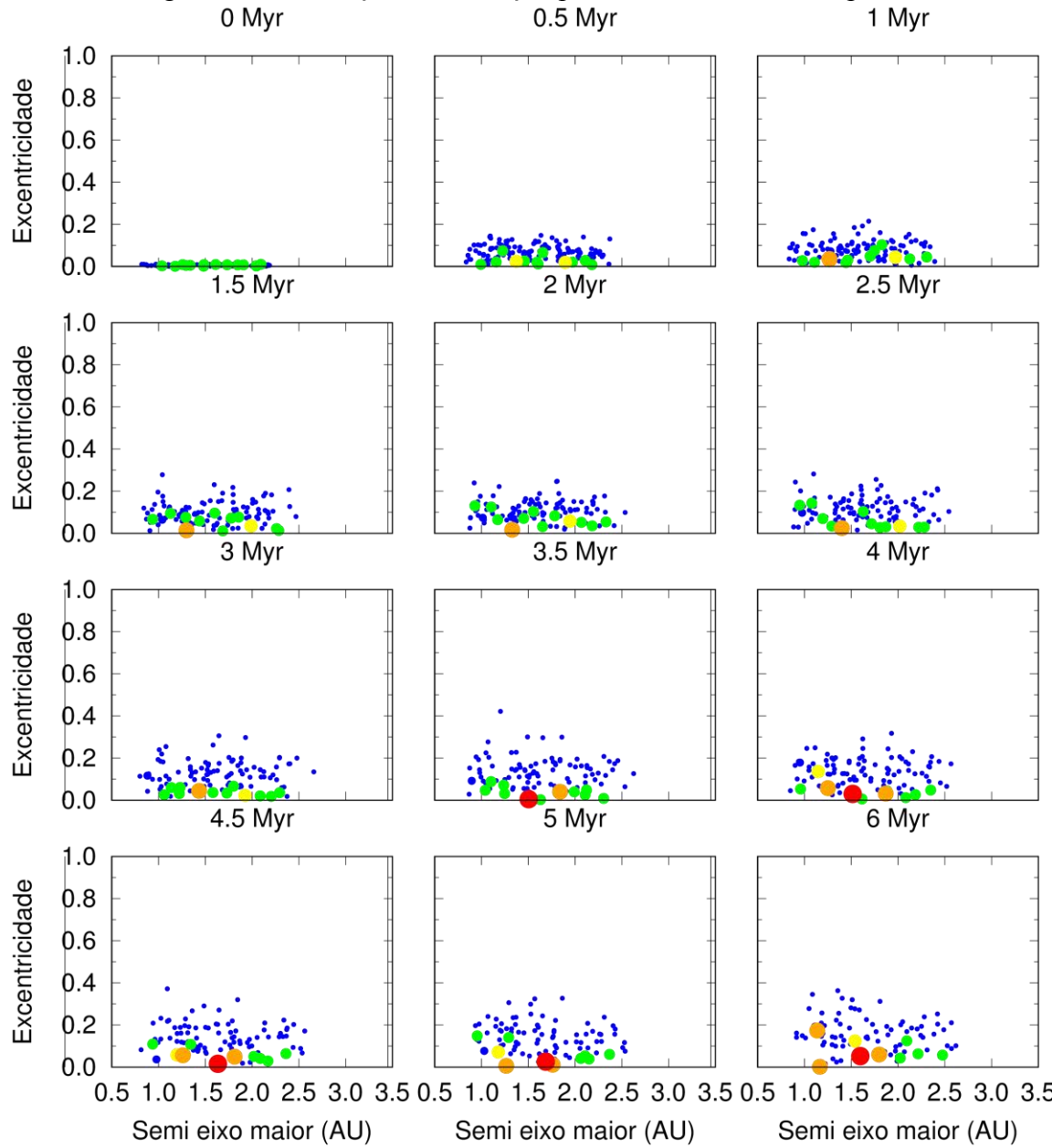
<i>Binárias</i>		<i>Planeta b</i>	
Massa A ($M_{\odot}$)	0.8877	Massa (M_j)	0.127
Massa B ($M_{\odot}$)	0.8094	Raio (R_j)	0.728
Raio A ($R_{\odot}$)	1.0284	Densidade (g/cm^3)	0.410
Raio B ($R_{\odot}$)	0.7861	a (AU)	0.60347
Densidade A (g/cm^3)	1.152	e	0.042
Densidade B (g/cm^3)	2.352	Inclinação (plano das binárias, °)	0.3362
a (AU)	0.17617		
e	0.1421		

Fonte: W. Welsh et al. 2012.

A HZ desse sistema possui limites entre 0.9 e 2.1 AU. Portanto, os embriões estarão distribuídos entre 0.9 e 2.1 AU do centro de massa das binárias e planetesimais entre 0.8 e 2.2 AU.

Podemos perceber a partir da figura 19, que em pouquíssimo tempo, planetas maiores começam a surgir na simulação. O objeto em destaque vermelho, com semi eixo maior de 1.6 AU e excentricidade de 0.05, possui uma massa de $1.092 \times 10^{-06} M_{\odot}$, o que equivale a 0.36 massas da terra. Com isso podemos perceber a grande possibilidade de que planetas terrestres se formem na HZ desse sistema. Vale notar também, que no mesmo caso do sistema visto anteriormente, o planeta do sistema Kepler 35 possui um semi eixo maior de 0.6 AU, que é uma posição interna a HZ do sistema. Assim, se planetas terrestres forem formados nessa região de distribuição (0.8 a 2.2 AU), eles também estariam em uma região além de um gigante gasoso.

Figura 19 - Simulação da formação planetária no sistema Kepler 35.



Fonte: Autor 2016.

6.4 Kepler 38

O sistema Kepler 38 abriga pelo menos um planeta. Os principais dados do sistema utilizados em nossa simulação de acreção estão listados na tabela 12.

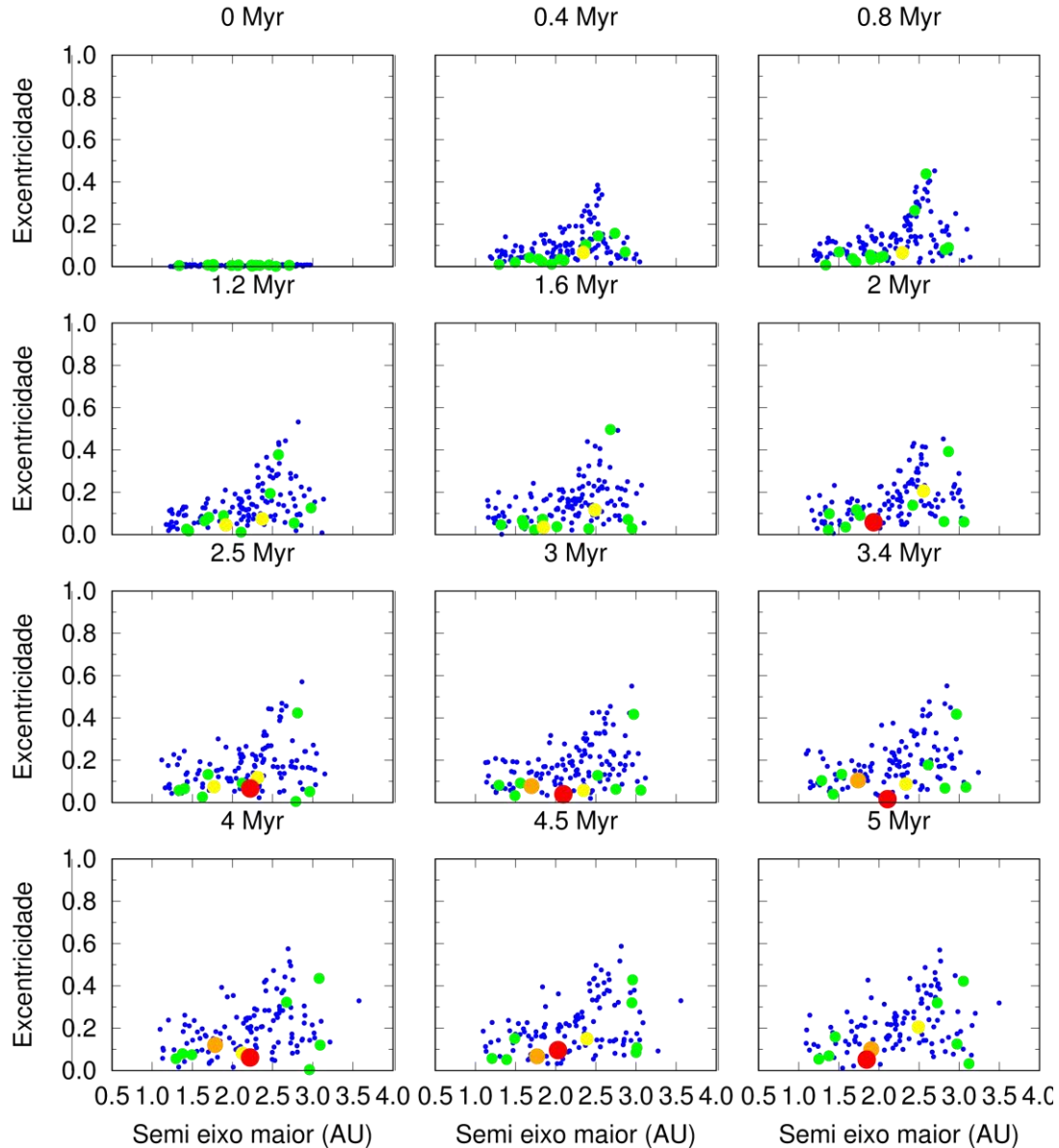
Tabela 12 - Dados do sistema Kepler 38.

<i>Binárias</i>		<i>Planeta b</i>	
Massa A ($M_{\odot}$)	0.949	Massa ($M_{\oplus}$)	122
Massa B ($M_{\odot}$)	0.249	Raio ($R_{\oplus}$)	4.35
Raio A ($R_{\odot}$)	1.757	Densidade (g/cm^3)	8.18
Raio B ($R_{\odot}$)	0.2724	a (AU)	0.4644
Densidade A (g/cm^3)	0.1749	e	0.03
Densidade B (g/cm^3)	12.32	Inclinação (plano das binárias, °)	0.177
a (AU)	0.1469		
e	0.1032		

Fonte: J. Orosz et al. 2012.

A HZ do sistema possui limites entre 1.25 e 2.95 AU em relação ao centro de massa das binárias. Portanto, utilizamos em nossas simulações os embriões distribuídos entre 1.25 e 2.95 AU do centro de massa das binárias, e os planetesimais entre 1.15 e 3.05 AU.

Figura 20 - Simulação da formação planetária no sistema Kepler 38.



Fonte: Autor 2016.

Na simulação de formação do sistema Kepler 38, nenhum corpo foi ejetado e ocorreram 34 colisões entre os corpos, o que indica uma enorme zona de estabilidade na região de distribuição. Podemos notar observando a figura 20, um planeta em destaque vermelho, com semi eixo de 1.84 AU e excentricidade de 0.05, possui uma massa de 0.3 massas da Terra em 5 Myr. Também é possível verificar um grande aumento nas excentricidades dos corpos com semi eixo entre 2 e 3.5 AU.

O planeta desse sistema, possui uma massa de 122 massas da Terra, com semi eixo de 0.4644 AU. Se trata de um planeta de tamanho parecido com o de Netuno. Com isso,

nesse sistema ocorre o mesmo visto anteriormente. Assim, se planetas terrestres se formarem na região que o disco foi distribuído (1.15 e 3.05 AU), dentro da HZ, o planeta do sistema estará interior aos nossos planetas formados.

7 CONSIDERAÇÕES FINAIS

Um dos objetivos desse trabalho era testar a adaptação do pacote Mercury. A partir dos resultados obtidos na validação do código, foi o possível observar que a adaptação foi boa por dois importantes pontos. O primeiro foi a velocidade de integração, pois pesquisas em trabalhos similares a esse, demonstram um tempo muito maior de CPU. O segundo ponto foi a confiabilidade dos resultados obtidos na validação do código, tendo em vista a comparação dos resultados com trabalhos anteriores.

Outro objetivo, porém esse ainda precisa de mais tempo de simulação, era a possibilidade de formação planetária dentro das HZ dos sistemas binários descritos no trabalho. Mesmo as simulações ainda precisarem de mais tempo de integração, tendo em vista que uma formação planetária ocorre aproximadamente em 200 Myr, os sistemas mostram fortes evidências de que planetas serão formados dentro dos limites das HZ dos sistemas.

No sistema Kepler 16, era de se esperar que não formasse planetas devido ao grande planeta já existente no sistema, que margeia o limite exterior da HZ do sistema. Em contrapartida, no sistema Kepler 38, nenhum corpo foi ejetado, e 34 corpos colidiram entre si o que evidencia uma enorme região de estabilidade. Nos sistemas Kepler 34 e 35, também foi possível observar de que há indícios de que planetas serão formados nas HZ dos sistemas. Vale notar também, que nossas simulações buscam a formação planetária de planetas terrestres (último estágio da formação), assim é interessante perceber que planetas terrestres estão se formando em regiões da HZ, porém além de um gigante gasoso.

Em trabalhos futuros, utilizando a adaptação do Mercury e com mais tempo de simulação, serão prolongados os tempos de integração desses sistemas. Além disso, outros sistemas com órbitas P-type e outros tipos de binários, serão também estudados, o que tornará o estudo completo e amplamente variado.

REFERÊNCIAS

- AKESON, R. L.; JENSEN, E. L. N. Circumstellar disks around binary stars in Taurus. **The Astrophysical Journal**, v. 784, n. 1, p. 62-74, 2014.
- BATTEN, A. H.; FLETCHER, J. M.; MACCARTHY, D. G. Catalogue of the orbital elements of spectroscopic binary systems. **Publications of the Dominion Astrophysical Observatory Victoria**, v. 17, p. 1-317, 1989.
- CHAMBERS, J. E. A hybrid symplectic integrator that permits close encounters between massive bodies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical**, v. 304, n. 4, p. 793-799, 1999.
- CHAMBERS, J. E. Making more terrestrial planets. **Icarus**, v. 152, p. 205-224, 2001.
- CHAMBERS, J. E.; QUINTANA, E. V.; DUNCAN, M. J.; LISSAUER, J. J. Symplectic integrator algorithms for modelling planetary accretion in binary star systems. **The Astrophysical Journal**, v. 123, p. 2884-2894, 2002.
- CHAMBERS, J. E. **N-body integrators for planets in binary star systems**. 1. ed. Washington: Springer Netherlands, 2010. 263 p.
- D’ALESSIO, P.; CALVET, N.; HATMANN, L. Accretion disks around young objects. Ii. Tests of well-mixed models with ism dust. **The Astrophysical Journal**, v. 527, p. 893-909, 1999.
- DOMINGOS, R. C.; WINTER, O. C.; CARRUBA V. Mean motion resonances and the stability of a circumbinary disk in a triple stellar system. **Astronomy & Astrophysics (A&A)**, v. 544, n. A63, p. 1110-1118, 2012.
- DOMINGOS, R. C.; WINTER, O. C.; A. IZIDORO. Planet formation in a triple stellar system: implications of the third star’s orbital inclination. **International Journal Of Astrobiology**, v. 14, n. 2, p. 153-163, 2015.
- DOYLE, L.R.; CARTER, J.A.; FABRYCKY, D.C.; SLAWSON, R.W. et al., Kepler-16: a transiting circumbinary planet. **Science**. v. 333, n. 6049, p. 1602-1606, 2011.
- FARAGO, F.; LASKAR, J. High-inclination orbits in the secular quadrupolar three-body problem. **Monthly Notices of the Royal Astronomical**, v. 401, n. 2, p. 1189-1198, 2010.
- FORGET, F.; PIERREHUMBERT, R. T. Warming early mars with carbon dioxide clouds that scatter infrared radiation. **Science**, v. 278, n. 5341, p. 1273-1276, 1997.
- FURLAN, E.; SARGENT, B.; CALVET, N.; FORREST, W. J.; D’ALESSIO, P.; HARTMANN, L.; WATSON, D. M.; GREEN, J. D.; NAJITA, J.; CHEN, C. H. HD 98800: A 10 Myr old transition disk. **The Astrophysical Journal**, v. 664, n. 21, p. 1176-1184, 2007.
- GORLOVA, N.; RIEKE, G. H.; MUZEROLLE, J.; STAUFFER, J. R.; SIEGLER, N.; YOUNG, E. T.; STANSBERRY, J. H. Spitzer 24 μ m survey of debris disks in the Plêiades. **The Astrophysical Journal**, v. 649, n. 2, p. 1028-1042, 2006.

- HAGHIGHIPOUR, N. **Book: Planets in binary star systems**. New York: Springer, 2010. 316 p.
- JENSEN, E. L. N.; AKESON, R. L. Protoplanetary disk mass distribution in young binaries. **The Astrophysical Journal**, v. 584, n. 2, p. 875-881, 2003.
- JEROME A. OROSZ; WILLIAM F. WELSH; et al. The Neptune-sized circumbinary planet Kepler-38b. **The Astrophysical Journal**, v. 758, n. 2, p. 87-107, 2012.
- JEROME A. OROSZ; WILLIAM F. WELSH; et al. Kepler-47: A transiting circumbinary multiplanet system. **Science**, v. 337, n. 6101, p. 1511-1514, 2012.
- KALTENEGGER, L.; UDRY, S.; PEPE, F. A. Habitable planet around HD85512?. **Astronomy & Astrophysics (A&A)**, v. 501, p. 1-4, 2011.
- KASTING, J. F. Runaway and moist greenhouse atmospheres and the evolution of Earth and Venus. **Icarus**, v. 74, p. 472-494, 1988.
- KASTING, J. F.; WHITMIRE, D. P.; REYNOLDS, R. T. Habitable zones around main sequence stars. **Icarus**, v. 101, p. 108-136, 1993.
- KOSTOV, V.B.; MCCULLOUGH, P.R.; HINSE, T.C.; TSVETANOV, Z.I.; HBRARD, G.; DÍAZ, R.F.; DELEUIL, M.; VALENTI, J.A. A gas giant circumbinary planet transiting the f star primary of the eclipsing binary star kic 4862625 and the independent discovery and characterization of the two transiting planets in the kepler-47 system. **The Astrophysical Journal**, v. 770, n. 1, p. 52-71, 2013.
- KOSTOV, V.B. et al. Kepler-413b: a slightly misaligned, neptune-size transiting circumbinary planet. **The Astrophysical Journal**, v. 784, n. 14, p. 600-618, 2014a.
- KOSTOV, V.B. et al. Erratum: "Kepler-413b: A slightly misaligned, neptune-size transiting circumbinary planet" (2014, ApJ, 784, 14). **The Astrophysical Journal**, 787, n. 93, p. 1-1, 2014b.
- KOPPARAPU, R. K.; RAMIREZ, R.; KASTING, J. F. et al., 131. Habitable zones around main-sequence stars: New estimates. **The Astrophysical Journal**, v. 765, p. 131-172, 2013a.
- KOPPARAPU, R. K.; RAMIREZ, R.; KASTING, J. F. et al. Erratum: "Habitable zones around main-sequence stars: New estimates". **The Astrophysical Journal**, v. 770, p. 82-85, 2013b.
- LAURANCE R. DOYLE; JOSHUA A. CARTER; et al. Kepler-16: A Transiting Circumbinary Planet. **Science**, v. 333, n. 6049, p. 1602-1606, 2011.
- MÜLLER T. W. A.; HAGHIGHIPOUR N. Calculating the habitable zones of multiple star systems with a new interactive web site. **The Astrophysical Journal**, v. 782, p. 26-61, 2014.
- OSORIO, M.; D'ALESSIO, P.; MUZEROLLE, J.; CALVET, N.; HATMANN, L. A comprehensive study of the L1551 IRS 5 binary system. **The Astrophysical Journal**, v. 586, n. 2, p. 1148-116, 2003.

QUINTANA, E.V.; LISSAUER, J.J.; CHAMBERS, J.E.; DUNCAN, M.J. Terrestrial planet formation in the α centauri system. **The Astrophysical Journal**, v. 576, n. 2, p. 982- 996, 2002.

QUINTANA, E.V.; LISSAUER, J.J. Terrestrial planet formation surrounding close binary stars. **Icarus**, v. 185, n. 1, p. 1-20, 2006.

SELSIS, F.; KASTING, J. F.; LEVARD, B. et al. Habitable planets around the star Gliese 581?. **Astronomy & Astrophysics (A&A)**, v. 476, n. 3, p. 1373-1387, 2007.

SCHWAMB, M. et al. A Transiting Circumbinary Planet in a Quadruple Star System. **The Astrophysical Journal**, v. 768, p. 127-148, 2013.

STAPELFELDT, K. R.; KRIST, J. E.; MENARD, F.; BOUVIER, J.; PADGETT, D. L.; BURROWS, C. J. An edge-on circumstellar disk in the young binary system hk Tauri. **The Astrophysical Journal**, v. 502, n. 1, p. L65-L69, 1998.

TRILLING, D. E.; STANSBERRY, J. A.; STAPELFELDT, K. R.; RIEKE, G. H.; SU, K. Y. L.; GRAY, R. O.; CORBALLY, C. J.; BRYDEN, G.; CHEN, C. H.; BODEN, A.; BEICHMAN, C. A. Debris disks in main-sequence binary systems. **The Astrophysical Journal**, v. 658, p. 1289-1311, 2007.

VERRIER, P. E.; EVANS, N. W. Planetary stability zones in hierarchical triple star systems. **Monthly Notices of the Royal Astronomical**, v. 382, n. 4, p. 1432-1446, 2007.

VERRIER, P. E.; & EVANS, N. W.; HD 98800: A most unusual debris disc. **Monthly Notices of the Royal Astronomical**, v. 390, n. 4, p. 1377-1387, 2008.

VERRIER, P. E.; EVANS, N.W. High-inclination planets and asteroids in multistellar systems. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 394, n. 4, p. 1721-1726, 2009.

WELSH, WILLIAM F.; JEROME A. OROSZ; JOSHUA A.; CARTER; et al. Transiting circumbinary planets Kepler-34 b and Kepler-35 b. **Nature** 481, 475–479, 2012

WELSH, WILLIAM F.; OROSZ, JEROME A.; SHORT, DONALD R. Kepler 453 b - The 10th Kepler transiting circumbinary planet. **The Astrophysical Journal**, v. 809, n. 1, p. 26-53, 2014.

YANG, J.; COWAN, N. B.; ABBOT, D. S. Stabilizing cloud feedback dramatically expands the habitable zone of tidally locked planets. **The Astrophysical Journal**, v. 771, n. 1, p. L45-L51, 2013.