



Ministério da
Ciência e Tecnologia



INPE-15399-TDI/1413

DINÂMICA DE FORMAÇÃO PLANETÁRIA NO ESTUDO DAS ORIGENS DA ÁGUA DE PLANETAS TERRESTRES

Karla de Souza Torres

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Engenharia e Tecnologia
Espaciais/Mecânica Espacial e Controle, orientada pelo Dr. Othon Cabo Winter,
aprovada em 19 de setembro de 2008

Registro do documento original:

<http://urlib.net/sid.inpe.br/mtc-m18@80/2008/10.24.22.28>

INPE
São José dos Campos
2008

PUBLICADO POR:

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais - INPE

Gabinete do Diretor (GB)

Serviço de Informação e Documentação (SID)

Caixa Postal 515 - CEP 12.245-970

São José dos Campos - SP - Brasil

Tel.:(012) 3945-6911/6923

Fax: (012) 3945-6919

E-mail: pubtc@sid.inpe.br

CONSELHO DE EDITORAÇÃO:**Presidente:**

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação Observação da Terra (OBT)

Membros:

Dr^a Maria do Carmo de Andrade Nono - Conselho de Pós-Graduação

Dr. Haroldo Fraga de Campos Velho - Centro de Tecnologias Especiais (CTE)

Dr^a Inez Staciarini Batista - Coordenação Ciências Espaciais e Atmosféricas (CEA)

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Dr. Ralf Gielow - Centro de Previsão de Tempo e Estudos Climáticos (CPT)

Dr. Wilson Yamaguti - Coordenação Engenharia e Tecnologia Espacial (ETE)

BIBLIOTECA DIGITAL:

Dr. Gerald Jean Francis Banon - Coordenação de Observação da Terra (OBT)

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Jefferson Andrade Ancelmo - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Simone A. Del-Ducca Barbedo - Serviço de Informação e Documentação (SID)

REVISÃO E NORMALIZAÇÃO DOCUMENTÁRIA:

Marciana Leite Ribeiro - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Marilúcia Santos Melo Cid - Serviço de Informação e Documentação (SID)

Yolanda Ribeiro da Silva Souza - Serviço de Informação e Documentação (SID)

EDITORAÇÃO ELETRÔNICA:

Viveca Sant´Ana Lemos - Serviço de Informação e Documentação (SID)



Ministério da
Ciência e Tecnologia



INPE-15399-TDI/1413

DINÂMICA DE FORMAÇÃO PLANETÁRIA NO ESTUDO DAS ORIGENS DA ÁGUA DE PLANETAS TERRESTRES

Karla de Souza Torres

Tese de Doutorado do Curso de Pós-Graduação em Engenharia e Tecnologia
Espaciais/Mecânica Espacial e Controle, orientada pelo Dr. Othon Cabo Winter,
aprovada em 19 de setembro de 2008

Registro do documento original:

<http://urlib.net/sid.inpe.br/mtc-m18@80/2008/10.24.22.28>

INPE
São José dos Campos
2008

Dados Internacionais de Catalogação na Publicação (CIP)

T636d Torres, Karla de Souza.

Dinâmica de formação planetária no estudo das origens da água de planetas terrestres / Karla de Souza Torres. – São José dos Campos: INPE, 2008.

121p. ; (INPE-15399-TDI/1413)

Tese (Engenharia e Tecnologia Espaciais/Mecânica Espacial e Controle) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, São José dos Campos, 2008.

1. Formação planetária. 2. Planetas terrestres. 3. Distribuição de água. 4. Razão D-H. 5. Sistemas planetários. 6. Dinâmica orbital. I.Título.

CDU 521.172

Copyright © 2008 do MCT/INPE. Nenhuma parte desta publicação pode ser reproduzida, armazenada em um sistema de recuperação, ou transmitida sob qualquer forma ou por qualquer meio, eletrônico, mecânico, fotográfico, microfílmico, reprográfico ou outros, sem a permissão escrita da Editora, com exceção de qualquer material fornecido especificamente no propósito de ser entrado e executado num sistema computacional, para o uso exclusivo do leitor da obra.

Copyright © 2008 by MCT/INPE. No part of this publication may be reproduced, stored in a retrieval system, or transmitted in any form or by any means, electronic, mechanical, photocopying, microfilming, recording or otherwise, without written permission from the Publisher, with the exception of any material supplied specifically for the purpose of being entered and executed on a computer system, for exclusive use of the reader of the work.

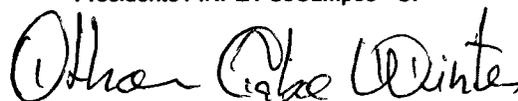
Aprovado (a) pela Banca Examinadora
em cumprimento ao requisito exigido para
obtenção do Título de Doutor(a) em
Engenharia e Tecnologia Espaciais/Mecânica
Espacial e Controle

Dr. Antonio Fernando Bertachini de
Almeida Prado



Presidente / INPE / SJCampos - SP

Dr. Othon Cabo Winter



Orientador(a) / UNESP/GUARA / Guaratinguetá - SP

Dr. Carlos Alexandre Wuensche de Souza



Membro da Banca / INPE / SJCampos - SP

Dr. Rodney da Silva Gomes



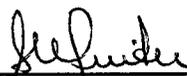
Convidado(a) / ON/RJ / Rio de Janeiro - RJ

Dr. Gustavo Frederico Porto de Mello



Convidado(a) / OVI UFRJ / Rio de Janeiro - RJ

Dra. Sílvia Maria Giuliatti Winter



Convidado(a) / UNESP/GUARA / Guaratinguetá - SP

Aluno (a): Karla de Souza Torres

São José dos Campos, 19 de setembro de 2008

“Seja a mudança que você quer ver no mundo.”

DALAI LAMA

RESUMO

Nos estados sólido e gasoso, a água está em toda parte no Universo: nas mais distantes galáxias, entre as estrelas, nas manchas solares, nos planetas, em seus satélites e sistemas de anéis, em asteróides e cometas. Em seu estado líquido, a água tem suma importância no surgimento, desenvolvimento e manutenção da vida terrestre. No estudo de formação do Sistema Solar, a origem da água na Terra é um dos mais importantes e controversos assuntos discutidos. Das hipóteses mais atuais, pode-se destacar possíveis fontes principais, endógenas e exógenas, para a maior parte desta água. A hipótese endógena mais aceita salienta que boa parte da água da Terra pode ter sido absorvida por grãos diretamente do gás nebular. Já a hipótese exógena defende que a maior parte da água terrestre veio do cinturão de asteróides, através de planetesimais com até 10 % de água por massa. No entanto, nenhuma hipótese sozinha explica de forma satisfatória a origem de toda esta água. É bastante provável que a água da Terra tenha uma componente absorvida, uma componente asteroidal e uma componente cometária. Neste trabalho analisamos as implicações da composição previstas pelas principais hipóteses em um modelo que busca analisar as possíveis origens não só da água da Terra, mas também de quaisquer planetas terrestres formados em sistemas do tipo solar. A razão D/H da água é usada como fator discriminador. Realizamos simulações do último estágio de formação planetária com integrações de N-corpos em três dimensões e em todas as simulações consideramos a presença de embriões planetários e planetesimais que variam em massa, quantidade e razão D/H da água. Também consideramos a existência de um ou dois planetas gigantes que influencia(m) a migração de planetesimais mais aquosos para a região de formação de planetas terrestres. Ao final, verificamos a massa, quantidade de água e razão D/H da água dos planetas sobreviventes, focando na formação de planetas dentro da zona habitável de suas estrelas principais. Dos resultados obtidos concluímos que o modelo criado produz valores esperados de massa e quantidade de água para planetas terrestres, além de melhor explicar a razão D/H da água da Terra. Prováveis contribuições relativas para a mesma são de 35–38 % de água localmente absorvida, ~ 60 % de água asteroidal e 2–5 % de água cometária.

PLANETARY FORMATION DYNAMICS IN THE STUDY OF TERRESTRIAL PLANETS' WATER ORIGINS

ABSTRACT

In its gaseous and solid forms, water is everywhere in the universe: in the most distant galaxies, among the stars, in the Sun's spots, in its planets and their satellites and ring systems, and in comets. In its liquid form, it has played an essential part in the appearance, development and maintenance of terrestrial life. The origin of water on Earth remains one of the most important subjects of debate and controversy in solar system formation science. Possible sources of water can be divided into endogenous and exogenous. Among them, the most accepted endogenous source is the direct absorption of water from gas onto grains in the accretion disk, and the exogenous one is that the bulk of the Earth's water may have come from the asteroid belt in the form of planetary embryos with up to 10% of water by mass. However, none of these hypotheses alone present a satisfactory explanation of the origin of water on Earth. It is very likely that Earth's water has an absorbed, an asteroidal and a cometary components. In the present work, we investigate the implications of the main hypotheses' composition in a model that seeks to analyze the possible sources of water not only on Earth, but also of any terrestrial planets formed in solar-type systems. The D/H ratio of water is used as a discriminator. We performed dynamical simulations of the late stage of planetary formation, and in all the simulations we consider the presence of planetary embryos and planetesimals that vary in their mass, quantity and D/H ratio of water. We also consider the presence of one or two giant planets that influences the migration of wet planetesimals for the region of formation of the terrestrial planets. At the end, we analyse the mass, quantity and D/H ratio of water from planets survivors, focusing on the formation of planets in the habitable zone of its main stars. From the results we can conclude that the compound model better explains the D/H ratio of Earth's water, as well as expected values of mass and water content for Earth-like planets. Relative contributions to Earth's water would be 35–38 % of absorbed water, ~ 60 % of asteroidal water and 2–5 % of cometary water.

SUMÁRIO

Pág.

LISTA DE FIGURAS

LISTA DE TABELAS

LISTA DE SÍMBOLOS

1	INTRODUÇÃO	23
2	FORMAÇÃO PLANETÁRIA	27
2.1	Coagulação da Poeira	28
2.2	Comportamento de Planetesimais	30
2.3	De Embriões Planetários a Planetas	32
2.4	Escala de Tempo de Formação	34
2.5	Distribuição Inicial da Densidade Superficial	34
3	A ORIGEM DA ÁGUA NOS PLANETAS TERRESTRES	37
3.1	Métodos de Discriminação	38
3.1.1	Razão D/H	38
3.1.2	Gases Nobres	40
3.1.3	Elementos Siderófilos no Manto Terrestre	40
3.2	Fontes Propostas	40
3.2.1	Fontes Endógenas	40
3.2.1.1	Gás Primordial Capturado	40
3.2.1.2	Absorção de Água em Grãos no Disco de Acreção	42
3.2.2	Fontes Exógenas	43
3.2.2.1	Cometas	43
3.2.2.2	Asteróides	45
3.2.2.3	Acreção de Água por Migração de Filossilicatos Hidratados	48
3.3	Água e Orgânicos	48
3.4	Desafios	49
4	MODELO	51
4.1	Massa	51
4.1.1	Embriões	51
4.1.2	Planetesimais	52

4.1.3	Planetas Gigantes	52
4.2	Água	52
4.3	Razão D/H	53
5	SIMULAÇÕES NUMÉRICAS	55
6	RESULTADOS	63
6.1	Densidade de superfície	63
6.1.1	Massa	66
6.1.2	Água	67
6.1.3	Razão D/H	70
6.2	Planetas Gigantes	70
6.2.1	Massa e Água	71
6.2.2	Razão D/H	74
6.3	Cometas e Zona Habitável	75
7	O Disco de Acréscão da Estrela MWC480	79
7.1	Modelo Matemático	79
7.1.1	Massa	80
7.1.1.1	Embriões	80
7.1.1.2	Planetesimais	80
7.1.1.3	Planeta Gigante	80
7.1.2	Água	81
7.1.3	Razão D/H	81
7.2	Simulações	81
7.3	Resultados	83
7.4	Zona Habitável	84
7.5	Observações	86
8	CONCLUSÕES	89
	REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	91
A	PROBLEMA NO MERCURY¹	101
A.1	Introdução	101
A.2	O Problema	101
A.2.1	Exceções	102
A.3	Testes	102
A.4	Solução	105
A.5	Conclusões	105

B MERCURY ALTERADO PARA INCLUIR ÁGUA	107
B.1 Introdução	107
B.2 Alterações	107
B.2.1 mercury6_1.for	107
B.2.2 element6.for	108
B.2.3 Arquivos de Entrada	109
B.3 Conclusões	109
C PROGRAMA DO MODELO MATEMÁTICO	115
D PROGRAMAS DE APOIO	119
D.1 Programa Gerador de Arquivos de Entrada	119
D.2 Programa de Análise de Arquivos de Saída	120
D.3 Conclusões	121

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
2.1 A formação planetária. Em a), b) Estágio Inicial; em c) Estágio Primário; d) Estágio Intermediário e em e), f) Último Estágio.	27
2.2 Gradiente de temperatura aproximado para a nebulosa solar.	29
3.1 As razões D/H da água de 3 cometas, meteoritos, Terra (Vienna standard mean ocean water - VSMOW), H2 protosolar, Marte e Vênus. ‘CC’ = condritos carbonáceos, ‘LL3-IW’ = água interestelar em Semarkona ² , ‘LL3-PS’ = água protoestelar em Semarkona ²	39
3.2 Gases nobres em Vênus, Terra, Marte e Meteoritos.	41
3.3 Razões $^{187}\text{Os}/^{188}\text{Os}$ em condritos carbonáceos, ordinários e enstatites, e no Manto Superior Primitivo (MSP).	42
3.4 Distribuição inicial de água e evolução de um dos sistemas planetários simulados por (RAYMOND et al., 2004). Simulação inclui um júpiter em 5.2 UA com excentricidade zero e planetesimais com massa de $0.01 M_{\oplus}$. Objetos mais hidratados possuem fração de água por massa de $\log_{10}(5\%) = -1.3$	47
4.1 Figura 2.2 mostrando a relação entre o gradiente de temperatura na nebulosa protoplanetária e a absorção de água por grãos que se aglomeram para formar embriões. Três pontos são dados por STIMPFL et al. (2004), e a partir destes encontra-se a função que dá a quantidade de água absorvida em qualquer posição.	54
5.1 Condições iniciais para a simulação 6 da Tabela 5.1 num gráfico de massa por quantidade de água. Razão D/H da água é representada pelas cores dos dois grupos de corpos. Asteróides têm todos mesma massa e quantidade de água, por isso são representados por um único círculo.	56
5.2 Parte de um dos arquivos de entrada do Mercury: arquivo de grandes corpos.	57
5.3 Inatâneos da simulação 6 da Tabela 5.1. Simulação inclui um Júpiter em 5.2 UA. Planetesimais possuem fração de água por massa de $\log_{10}(5\%) = -1.3$. Fração inicial de água por massa de embriões varia de acordo com a posição.	59
5.4 Semi-eixo maior inicial dos embriões que acretaram aos planetas formados na simulação 6 da Tabela 5.1	60
5.5 Massa final dos planetas formados na simulação 6 da Tabela 5.1	61
5.6 Água final dos planetas formados na simulação 6 da Tabela 5.1	61
5.7 Razão D/H final da água dos planetas formados na simulação 6 da Tabela 5.1	62

6.1	Semi-eixo maior (em UA) versus excentricidade finais, mostrando massa em M_{\oplus} . Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam massa final de cada planeta formado em M_{\oplus}	66
6.2	Semi-eixo maior final (em UA) versus massa final (em M_{\oplus}). Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam quantidade final de água de cada planeta formado em O_{\oplus}	67
6.3	Semi-eixo maior final (em UA) versus porcentagem de água asteroidal dos planetas formados em todas as simulações. Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam quantidade final de água de cada planeta formado em O_{\oplus}	68
6.4	Massa final (em M_{\oplus}) versus porcentagem de massa asteroidal. Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam quantidade final de água de cada planeta formado em O_{\oplus}	69
6.5	Enfoque da Figura 6.4 para porcentagens menores que 14 %. Curvas mostram números de colisões com asteróides. Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam quantidade final de água de cada planeta formado em O_{\oplus}	69
6.6	Massa final (em M_{\oplus}) versus razão D/H da água dos planetas formados. Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam quantidade final de água de cada planeta formado em O_{\oplus} . Barras de erro são em $1,49 \pm 0,03$	71
6.7	Semi-eixo maior versus excentricidade finais, mostrando distribuição de massa em M_{\oplus} (cores). Diferentes símbolos mostram as diferentes configurações de planetas gigantes.	72
6.8	Massa de planetas por semi-eixo maior de todas as simulações. Diferentes símbolos mostram as diferentes configurações de planetas gigantes. Cores mostram quantidade de água.	73
6.9	Enfoque da Figura 6.4 para porcentagens menores que 14 %. Curvas mostram números de colisões com asteróides. Símbolos mostram as duas configurações de planetas gigantes e cores mostram água de cada planeta formado em O_{\oplus}	73
6.10	Semi-eixo maior final versus razão D/H final, mostrando distribuição de água (cores). Símbolos representam as duas configurações de planetas gigantes.	74
7.1	Parte de um dos arquivos de entrada do Mercury: arquivo de grandes corpos.	82
7.2	Snapshots da simulação 1 da Tabela 7.2. Tamanho dos corpos representa suas massas e cor representa quantidade de água por massa.	84
7.3	Colisões que geraram os planetas da simulação 1 da Tabela 7.2. Cores representam quantidade de água por massa como na Figura 7.2.	85

7.4	Snapshots da simulação 2 da Tabela 7.2. Tamanho dos corpos representa suas massas e cor representa quantidade de água por massa.	86
7.5	Colisões que geraram os planetas da simulação 2 da Tabela 7.2. Cores representam quantidade de água por massa como na Figura 7.4.	87
7.6	Massa final em M_{\oplus} dos planetas formados nas simulações da Tabela 7.2. Cores representam quantidade de água por massa como nas Figuras 7.2 e 7.4.	87
7.7	Quantidade de água final em O_{\oplus} dos planetas formados nas simulações da Tabela 7.2. Cores representam quantidade de água por massa como nas Figuras 7.2 e 7.4.	88
7.8	Planetas descobertos em torno de estrelas com massa 1,5–2,5 M_{\odot} . Os dois planetas de estrelas com 2,3 M_{\odot} estão assinalados (Fonte: exoplanet.eu).	88
A.1	Valores mínimos de NMAX para uma possível execução livre de problemas em dois ambientes computacionais.	103
B.1	Princípio das alterações feitas no Mercury. Alterações estão marcadas em vermelho.	108
B.2	Passagem do novo parâmetro <i>ag</i> pelas funções do programa Mercury. Alterações estão marcadas em vermelho.	109
B.3	Onde o parâmetro é utilizado e alterado: quando dois corpos colidem. Alterações estão marcadas em vermelho.	110
B.4	Início das alterações no programa <i>element6.for</i> . Alterações estão marcadas em vermelho.	111
B.5	Onde o parâmetro é utilizado e alterado: descompressão. Alterações estão marcadas em vermelho.	112
B.6	Arquivo de dados iniciais para grandes corpos alterado. Alterações estão marcadas em vermelho.	113
B.7	Arquivo de dados iniciais para pequenos corpos. Alterações estão marcadas em vermelho.	114
C.1	Implementação do modelo matemático para embriões em MATHEMATICA - Parte 1.	116
C.2	Implementação do modelo matemático para embriões em MATHEMATICA - Parte 2.	117
D.1	Programa que gera os arquivos de condições iniciais para o MERCURY.	119
D.2	Programa que analisa os arquivos de saída do MERCURY, criando novos dados.	120

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
5.1 Sistemas de condições iniciais. ^a	55
6.1 Dados finais dos planetas formados para simulações com Júpiter ^a	64
6.2 Dados finais dos planetas formados em simulações com Júpiter e Saturno ^a . . .	65
6.3 Dados dos planetas sobreviventes na zona habitável da estrela, com a porcentagem de água cometária necessária para atingir a razão D/H da água da Terra. ^a	76
7.1 Condições iniciais para os exemplos de simulações aqui apresentados. ^a	82
7.2 Dados finais dos embriões sobreviventes para as simulações de exemplo da Tabela 7.2 ^a	83
A.1 Valores válidos para a variável STAT no MERCURY.	102
A.2 Testes feitos para se encontrar a causa das discontinuidades nos resultados do MERCURY ^a	104

LISTA DE SÍMBOLOS

α	–	Parâmetro associado à distribuição de massa de um sistema
a	–	Semi-eixo maior da órbita
Ab	–	Quantidade de água absorvida em oceanos terrestres por massa terrestre
Ar	–	Gás nobre argônio
CH ₄	–	Gás metano
D	–	Elemento deutério
D/H	–	Razão de átomos de deutério por hidrogênio
e	–	Excentricidade da órbita
G	–	Constante gravitacional
H	–	Elemento hidrogênio
Kr	–	Gás nobre kriptônio
m	–	Massa de um corpo
M_J	–	Massa de Júpiter
m_1, m_2	–	Massas de planetesimais
M_{\oplus}	–	Massa da Terra
M_{\star}	–	Massa da estrela
M_{\odot}	–	Massa solar
Myr	–	Medida de tempo (Mega-year) = 10 ⁶ anos
Ne	–	Gás nobre neônio
O_{\oplus}	–	Oceano Terrestre
Os	–	Elemento ósmio
p	–	Parâmetro associado com a distribuição de temperatura no disco
pc	–	Unidade de distância parsec
R	–	Distância da estrela em unidades astronômicas
R_{in}	–	Limite inferior do disco
r_1, r_2	–	Raios de planetesimais
ε	–	Coeficiente de restituição
R_H	–	Raio de Hill
Σ_a	–	Densidade de superfície na posição a
Σ_1	–	Densidade de superfície em 1 UA
Σ_{gelo}	–	Densidade de superfície na linha de gelo do sistema
T	–	Temperatura
T_{in}	–	Temperatura no limite interior do disco
V	–	Velocidade relativa de planetesimais
V_c	–	Velocidade relativa de colisão entre dois corpos
V_e	–	Velocidade de escape mútua
UA	–	Unidades Astronômicas
Xe	–	Gás nobre xeônio

1 INTRODUÇÃO

O problema de como planetas do tipo terrestre podem obter e reter água líquida é um dos mais discutidos entre pesquisadores da formação planetária. A maior dificuldade está na escassa quantidade de dados que temos sobre a formação de nosso Sistema Solar, ou mesmo de dados mais atuais sobre novos sistemas em formação. Apesar do grande desafio, há um consenso de que a formulação de hipóteses sobre os poucos dados existentes e o estudo de suas implicações são essenciais para a orientação de novas pesquisas e para um melhor entendimento do assunto.

De acordo com a teoria mais aceita de formação planetária (LISSAUER, 1993), a nebulosa protoplanetária é mais quente e mais densa em direção ao seu centro, e mais fria e menos densa em direção à sua periferia. Esses gradientes influenciam a composição química de diferentes regiões do sistema planetário em formação, incluindo a distribuição de água. Próximo ao centro da nebulosa, altas temperaturas e pressões vaporizam cristais de gelo e elementos leves. O forte vento estelar varre então esses elementos para a periferia da nebulosa, deixando principalmente grãos de rocha para a formação dos planetas terrestres. No Sistema Solar, após a região de formação dos planetas rochosos, debris formaram asteróides do tipo condritos carbonáceos que possuem até 10% de água por massa (MORBIDELLI et al., 2000). Além dos planetas gigantes, a água se condensou em grandes quantidades na formação de cometas, que podem ter até 80 % de água por massa (JESSBERGER et al., 1989). Comparada com esses objetos a Terra contém pouca água; apenas uma pequena parcela de sua massa está em seus oceanos (DRAKE; CAMPINS, 2006). Ao longo dos anos, muitos modelos surgiram na tentativa de explicar a água da Terra (*e.g.* MORBIDELLI et al. (2000), RAYMOND et al. (2004), STIMPFL et al. (2004), O'BRIEN et al. (2006)). Fontes de água sugeridas podem ser divididas em endógenas e exógenas, e incluem principalmente água absorvida em grãos na nebulosa, asteróides e cometas. Outras teorias foram também propostas como, por exemplo, a migração de filossilicatos hidratados das regiões mais externas da nebulosa (CIESLA et al., 2004), oxidação da atmosfera terrestre, que era rica em hidrogênio (GENDA; IKOMA, 2007) ou migração da linha de gelo para as regiões mais internas (KUCHNER, 2003).

Diferentes fontes para a água de planetas terrestres podem ser distinguidos pela razão deutério-por-hidrogênio (D/H) e outras diferenças isotópicas, e por predições das quantidades relativas de sua água e massa (LUNINE, 2006).

Cometas foram por muito tempo considerados a fonte mais provável da água de planetas terrestres no Sistema Solar (ORO, 1961). Uma fonte cometária era atraente porque acreditava-se que o Sistema Solar interior era muito quente para que os corpos em for-

mação retessem água (BOSS, 1998), além de que cometas são os corpos celestes com maior porcentagem de água conhecidos. DRAKE e RICHTER (2002) afirmam que dados recentes limitam uma contribuição cometária para a água da Terra a 50%, sendo que a porcentagem real esperada é menor que 10–15 %. Medidas da razão D/H da água em três cometas da Nuvem de Oort mostram que essas são aproximadamente o dobro da razão D/H da água da Terra, e por volta de 15 vezes maior que a do gás protosolar.

Quando uma maior contribuição cometária foi contestada por medidas isotópicas, asteróides hidratados vindos do Cinturão de Asteróides Primordial se tornaram uma fonte mais provável para a maior parte da água dos planetas terrestres. As razões D/H individuais de condritos carbonáceos estão entre os valores $1,2\text{--}3,2 \times 10^{-4}$ (LECUYER et al., 1998), de forma que a razão D/H da água da Terra está dentro desses valores ($1,49 \times 10^{-4}$). Planetesimais rochosos contendo água (*e.g.* MORBIDELLI et al. (2000), RAYMOND et al. (2004), RAYMOND et al. (2005)) e/ou planetesimais de gelos (*e.g.* GOMES et al. (2005)) podem ter vindo das regiões mais externas (tipicamente $> 2\text{--}3$ AU) principalmente por causa da perturbação mútua entre os corpos em formação. MORBIDELLI et al. (2000) mostrou que mais de 15 % da massa da Terra pode ter sido acretaada de asteróides do Cinturão Principal. RAYMOND et al. (2004) usou simulações do último estágio de formação planetária, focando na entrega de voláteis a planetas terrestres, para analisar a influência de um planeta gigante na dinâmica de acreção e obtenção de água. Foi encontrado que um Júpiter excêntrico produz planetas terrestres mais secos e com órbitas mais excêntricas do que um planeta gigante com órbita circular.

Alguns argumentos geoquímicos são contra uma grande contribuição de água asteroidal considerando, por exemplo, razões de gases nobres e composição isotópica do elemento Ósmio no Manto Superior Primitivo da Terra (DRAKE; CAMPINS, 2006).

Alternativas às fontes exógenas como cometas e asteróides, existem as fontes endógenas, que consideram que a água da Terra pode ter vindo diretamente da nebulosa protoplanetária, onde os planetas terrestres estavam se formando. STIMPFL et al. (2004) modelaram a absorção de água por grãos a 1000 K, 700 K, e 500 K usando simulações de Monte Carlo. Seus resultados sugerem que grãos acretados à Terra poderiam ter absorvido 1–3 Oceanos Terrestres¹ de água e que a eficiência de absorção de água aumenta quando a temperatura decresce. Contudo, há considerações a serem feitas em relação à capacidade de retenção de água por grãos que colidem e crescem para formarem planetas, além da discrepância entre os valores da razão D/H da água absorvida e o valor terrestre, uma vez que a razão D/H da nebulosa é ~ 6 vezes menor que o valor da água da Terra.

¹Medida correspondente à toda a água superficial da Terra, $1 O_{\oplus} = 1,4 \times 10^{24}\text{g}$.

Baseados nas principais teorias de distribuição de água no Sistema Solar, formulamos um modelo composto representando o último estágio de formação planetária, que busca analisar a formação de planetas hidratados (*ocean-planets*, LÉGER et al. (2004)) em Sistemas do tipo Solar, através de obtenção local ou migração de água através dos sistemas em formação. Neste último estágio de formação planetária, os embriões planetários já acretaram a maior parte do material disponível em suas zonas de alimentação e têm então suas órbitas cruzadas com as de planetesimais do cinturão de asteróides, devido a perturbações gravitacionais cumulativas. Ao final do processo de formação dos sistemas simulados, analisamos a massa, a quantidade de água e a razão D/H da água final, usando como parâmetro de comparação os valores esperados para um planeta como a Terra, dentro da zona habitável de sua estrela principal. Em análise *a posteriori* também incluímos a fonte cometária e analisamos as possíveis contribuições relativas da mesma usando os resultados obtidos nas simulações.

A seguir, no [Capítulo 2](#), descrevemos a teoria mais aceita para a evolução de um sistema planetário em cada uma de suas fases. Já no [Capítulo 3](#), apresentamos um estudo sobre as fontes possíveis (e seus discriminadores) para a água dos planetas terrestres. No [Capítulo 4](#) descrevemos a proposta de trabalho juntamente com o modelo físico utilizado. No [Capítulo 5](#) descrevemos as simulações realizadas e os parâmetros utilizados. O [Capítulo 6](#) apresenta os resultados obtidos e as análises sobre os mesmos. O [Capítulo 7](#) mostra a aplicação do modelo a um sistema planetário em formação, no qual foram descobertos indícios de água. Finalmente, o [Capítulo 8](#) mostra as conclusões obtidas até o momento nesta pesquisa.

2 FORMAÇÃO PLANETÁRIA

A formação de planetas está completamente ligada à formação estelar, e esse processo tem início quando uma nuvem interestelar passa por processos de fragmentação e colapso. A massa crítica que deflagra a instabilidade inicial é a chamada Massa de Jeans ([JEANS, 1902](#)), estabelecendo o nível abaixo do qual a nuvem não entra em colapso. Entre os valores típicos de uma nuvem interestelar densa, a nuvem em colapso tem massa de mil a 1 milhão de vezes maior que a massa solar. Um único colapso pode resultar em uma grande quantidade de estrelas. Por esse motivo é comum se encontrar estrelas em aglomerados, associações e sistemas múltiplos. Durante o colapso da nuvem e origem da proto-estrela a formação planetária têm início, como descrito por [LISSAUER \(1993\)](#) ([Figura 2.1](#)):

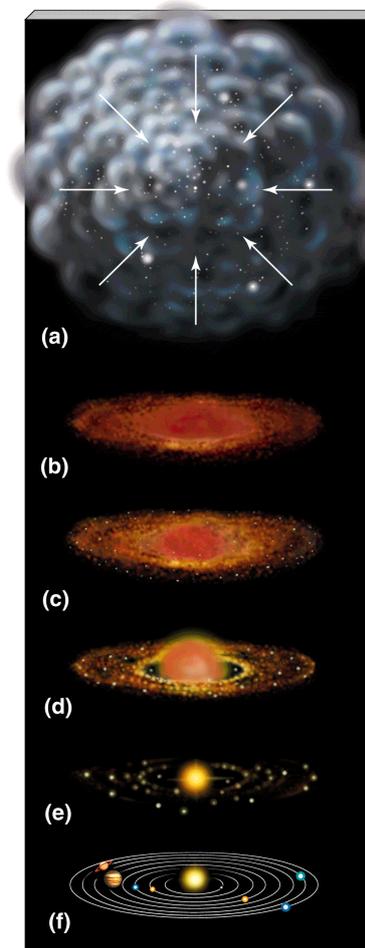


Figura 2.1 - A formação planetária. Em a), b) Estágio Inicial; em c) Estágio Primário; d) Estágio Intermediário e em e), f) Último Estágio.

Fonte: [BRANDT \(2000\)](#)

- Estágio Inicial: Coagulação da poeira e crescimento de grãos no disco nebular, assentamento gradual no plano médio. A composição dos grãos é determinada pela temperatura local da nebulosa e pelo histórico da nuvem (BOECHAT-ROBERTY et al., 2005) (Figura 2.1, a e b).
- Estágio Primário: Crescimento de grãos acontece via colisões par-a-par no disco turbulento ou possivelmente via instabilidades gravitacionais (GOLDREICH; WARD, 1973; YODIN; SHU, 2002). Planetesimais (de tamanho da ordem de km) possuem inicialmente baixas excentricidades (e) e inclinações (i) devido ao arrasto do gás. (Figura 2.1, c).
- Estágio Intermediário - *Runaway*: Aglomeração de planetesimais em embriões planetários de tamanho entre Lua e Marte. Um embrião cresce e domina a região gravitacional em torno de si, acretando toda a massa disponível na sua zona de alimentação (definida pelo raio de Hill planetário, Equação 2.4) (Figura 2.1, d).
- Último Estágio: Uma vez que o estágio *Runaway* termina devido à falta de material nas zonas de alimentação, embriões planetários e planetesimais gradualmente evoluem em órbitas que se cruzam, devido a perturbações gravitacionais cumulativas. Isto conduz a sucessivos impactos até que somente alguns sobreviventes restem. Tempo aproximado para este período é de $\sim 10^8$ anos para a região de formação dos planetas rochosos¹ (RAYMOND et al., 2004) (Figura 2.1, e e f).

As seções seguintes apresentam mais informações sobre os aspectos incluídos nesta teoria.

2.1 Coagulação da Poeira

Enquanto a nebulosa protoplanetária se contrai ela se aquece. Este aquecimento é gerado em parte pela contração de Helmholtz² e em parte pela absorção da radiação liberada pela proto estrela. No caso do sistema solar, supõe-se que a nebulosa possuiu um gradiente de temperatura que se inicia em 2000 K dentro da órbita atual de Mercúrio (Figura 2.2), até aproximadamente 20 K em 50 UA, onde Plutão se formaria. Esta diferença de temperatura significa que diferentes elementos químicos se condensariam em diferentes distâncias dentro da nebulosa protoplanetária (CLARK, 1998).

Quando a nebulosa se contrai, ela também se torna mais densa. O primeiro estágio do nascimento de planetas é, assim, a formação de planetesimais, através do processo de

¹Para a formação de planetas gigantes ver POLLACK et al. (1996).

²A contração de Helmholtz é o colapso gravitacional de uma nuvem protoestelar que é desacelerada pela pressão que o gás da nuvem exerce para fora e pela taxa limitada na qual a radiação pode escapar da nuvem.

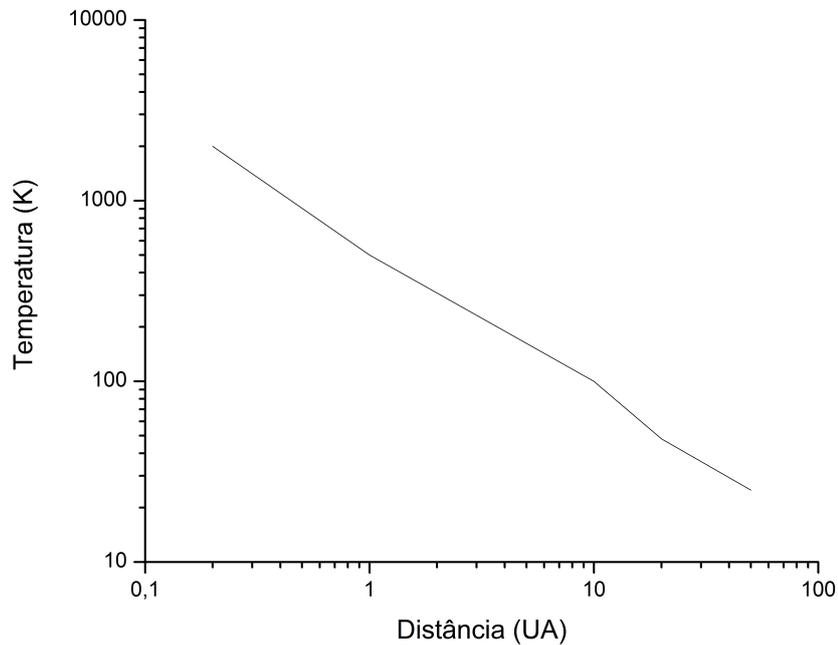


Figura 2.2 - Gradiente de temperatura aproximado para a nebulosa solar.

Fonte: [CLARK \(1998\)](#)

coagulação da poeira. Acredita-se que esses são similares aos menores asteróides presentes no sistema solar hoje. Da observação dos grandes envoltórios de mais de 1000 UA em torno de jovens estrelas, sabe-se que a composição das nebulosas protoplanetárias é de aproximadamente 99 % de partículas de gás e 1% de partículas de poeira, todas em órbita em torno da proto-estrela ([WATT; WILLIAMS, 1995](#)). Colisões entre átomos e moléculas criam uma pressão de gás que faz com que a velocidade necessária para manter estável o gás na nebulosa seja menor do que a velocidade kepleriana. Os grãos de poeira também seriam golpeados pelo gás, fazendo com que sua velocidade também fosse menor que a kepleriana. Pelo fato de que os grãos de poeira são muito maiores que as partículas de gás, a gravidade da proto-estrela deve agir sobre os grãos de poeira fazendo com que migrem de sua posição original para o centro da nebulosa planetária e em direção à proto-estrela. Deste modo, a poeira formaria um disco achatado denso em torno da proto-estrela, conhecido como disco de acreção, onde os planetas se formam.

A escala de tempo para que uma partícula se acomode no disco de acreção irá depender de seu tamanho, ou seja, o quanto ela é suscetível à gravidade do corpo central ([CLARK, 1998](#)). Quando os grãos de poeira viajam através da nebulosa estelar, eles eventualmente

colidem entre si, se unindo e se tornando maiores. Uma vez mais massivos se torna mais rápido o processo de acomodação no disco central. Este processo é conhecido como ‘raining out’, pois se assemelha ao modo em que o vapor d’água se condensa e se transforma em chuva na Terra.

As partículas formam então um disco de acreção de até 200 UA, contendo 1% da massa da nebulosa (CLARK, 1998). Durante este período - por volta de 5000 anos - os grãos de poeira continuam a coagular e crescer por colisão, tanto que o disco de acreção vai possuir corpos com alguns metros de diâmetro. Estes planetesimais definem então o começo da próxima fase na formação do sistema planetário. Se tornando maiores, eles já não são muito afetados pela colisão com partículas de gás, e se movem inteiramente sob a influência da gravidade. O único efeito residual do gás é que os planetesimais vão sofrer um arrasto, diminuindo um pouco sua velocidade. Este efeito é muito importante, uma vez que o próximo estágio depende das colisões entre estes planetesimais.

No momento, não se pode ordenar de forma não ambígua os mecanismos físicos dominantes nos estágios primários. Simulações nesta área são modeladas por microfísica de interações eletrostáticas e mecânica de fluidos (e.g. JOHANSEN et al. (2007), ASAY-DAVIS et al. (2007), BARRANCO e MARCUS (2000), GOODMAN e PINDOR (2000)).

2.2 Comportamento de Planetesimais

Alguns pesquisadores defendem que planetesimais deveriam ser definidos como corpos que estão entre 1 km e 10 km de diâmetro. Isto é porque, com este tamanho, eles possuirão um campo gravitacional considerável em torno de si mesmos. Assim, após o período de coagulação de poeira em corpos com alguns metros de comprimento no disco de aglomeração, um outro período de aglomeração gradual será necessário para construir planetesimais com alguns quilômetros de diâmetro.

O número de planetesimais com alguns quilômetros de comprimento necessário para construir o Sistema Solar é colossal. Os quatro planetas terrestres sozinhos - Mercúrio, Vênus, Terra e Marte - possuem uma massa combinada de 10^{28} gramas. Um planetesimal de 10 km contém tão pouca massa que 10^{10} deles seriam necessários para construir somente o sistema solar interior. Inicialmente, este grande número de objetos estaria se movendo em órbitas que possuem pequenas excentricidades e baixas inclinações. Isso aliado ao fato de que os objetos estão se movendo aproximadamente na mesma direção faz com que a velocidade relativa de colisão entre dois planetesimais seja baixa, o que aumenta a probabilidade de que os dois objetos se unam em um único. Em termos gerais, dois planetesimais irão se acretar se a velocidade relativa de colisão, V_c , é menor que duas

vezes a velocidade de escape mútua, V_e . A velocidade de colisão é dada por:

$$V_c = \sqrt{V^2 + V_e^2} \quad (2.1)$$

onde V é a velocidade relativa dos planetesimais longe do encontro e sua velocidade de escape mútua é dada por:

$$V_e = \sqrt{2G \frac{m_1 + m_2}{r_1 + r_2}} \quad (2.2)$$

onde m_1 e m_2 são as massas dos planetesimais, e r_1 e r_2 são os raios dos planetesimais. G é a constante gravitacional universal¹.

Tendo colidido, os planetesimais irão ricochetear com uma velocidade que é sempre menor que a velocidade de colisão. Assim, essa velocidade pode ser expressa como a velocidade colisional multiplicada por um fator conhecido como o coeficiente de restituição, ε . Este fator é sempre menor ou igual a 1, e é geralmente abaixo de 0.5. E, assim, se a velocidade colisional é menor que duas vezes a velocidade de escape mútua, os planetesimais irão se fundir. Formalmente, a condição para que a união gravitacional aconteça é:

$$\varepsilon V_c < V_e \quad (2.3)$$

Planetesimais crescem então quando eles colidem em velocidades suficientemente baixas. Dois tipos de crescimento podem acontecer (CLARK, 1998):

- a) Crescimento ordenado: os planetesimais em uma certa região na nebulosa irão se acretar quando colidem. Alguns irão crescer mais rápido que outros uma vez que as interações são randômicas. Em geral, no entanto, os planetesimais terão tamanhos similares em seus estágios de crescimento.
- b) Crescimento descontrolado (*runaway*): um planetesimal cresce tão rápido que seu campo gravitacional domina completamente seus arredores, e atrai todos os planetesimais nas proximidades.

O crescimento descontrolado de um planetesimal só pára quando todos os planetesimais disponíveis nas proximidades foram atraídos (LISSAUER, 1993). Isto conduz a um anel

¹Constante física cujo valor é $G = (6.6742 \pm 0.0010) \times 10^{-8} \text{cm}^3 \text{g}^{-1} \text{s}^{-2}$

vazio na nebulosa protoplanetária em torno do corpo formado. O objeto final nesse anel é conhecido como embrião planetário, pois são deles que se originam os planetas. O raio de influência gravitacional que um embrião atinge é dado pelo Raio de Hill:

$$R_H = a \left(\frac{m}{3M_\star} \right)^{1/3} \quad (2.4)$$

onde a é o semi-eixo maior da órbita do embrião, m sua massa e M_\star a massa da proto-estrela. Pela relação pode-se ver que a esfera de Hill não aumenta muito quando o embrião cresce. Assim, cada embrião planetário possui uma massa limite acima da qual ele não pode mais crescer, sendo esta determinada pela circunferência média do anel, que por sua vez é determinado pelo raio orbital do embrião. Quanto mais longe da proto-estrela, maior a circunferência média do anel, maior é a massa contida no mesmo, e assim maior também é a massa do embrião planetário final (WETHERILL, 1990).

No entanto, conhecendo-se as massas dos atuais planetas do sistema solar, pode-se constatar que o crescimento desordenado pára antes que os embriões planetários acumulem a massa que os planetas têm atualmente. O raio da esfera de Hill é muito menor que as distâncias atuais entre as órbitas dos planetas, e então torna-se claro que os embriões passaram por outro processo de crescimento, que resultou nos planetas conhecidos no Sistema Solar.

Neste assunto, KOKUBO e IDA (2000) apresentam resultados da formação de embriões planetários a partir de planetesimais usando simulações de N-corpos tri-dimensionais. BARNES et al. (2006) simulam o crescimento de planetesimais de 1 km de diâmetro e WARD (2000) apresenta o estudo do comportamento coletivo de planetesimais num sistema em formação.

2.3 De Embriões Planetários a Planetas

Supõe-se que o número de embriões planetários pode não ter sido muito grande, uma vez que se o crescimento descontrolado pode produzir embriões da ordem de 10^{26} gramas nas vizinhanças de 1 UA, que é somente uma ordem de grandeza menor que a massa aproximada da Terra atual. Uma forma de imaginar estes embriões é pensar no planeta Marte, que contém somente um décimo da massa da Terra e por isso é muito similar, pelo menos em tamanho, aos maiores embriões planetários.

Ao fim da formação dos embriões planetários, o Sistema Solar interno estava quase vazio de grandes objetos, apesar de que um grande número de planetesimais menores estaria

ainda em órbita em torno da proto-estrela. Em escala de tempo maior, estes objetos ainda continuaram a se fundir entre si e a se chocarem com os embriões (CLARK, 1998).

As interações gravitacionais entre os embriões teriam causado pequenas perturbações em suas órbitas. Estas interações teriam eventualmente feito com que os caminhos se cruzassem e que alguns embriões colidissem. O mais massivo dos dois faria com que o menor fosse destruído e a maior parte de seus fragmentos absorvidos. Se os embriões fossem de tamanhos similares, ambos se fragmentariam e o material disperso se fundiria com o tempo. Deste modo, quatro embriões foram dominantes e se tornaram os quatro planetas internos conhecidos hoje.

Três abordagens têm sido tomadas para a modelagem do estágio intermediário ao estágio final de formação planetária: analítica, estatística e simulação direta (RICHARDSON et al., 2000). SAFRONOV e ZVJAGINA (1969) iniciaram a etapa analítica com métodos de ‘particle-in-a-box’ que usa teoria cinética com colisões e operadores de espalhamento para evoluir as velocidades dos planetesimais (ver também GREENBERG et al. (1978), STEWART e WETHERILL (1988), WETHERILL e STEWART (1989), WETHERILL e STEWART (1993), PALMER et al. (1998)). Técnicas estatísticas frequentemente ignoram interações fora da esfera de Hill (cujo raio é definido pela Equação 2.4) e então perturbações de longo período são perdidas (WISDOM, 1980; DUNCAN et al., 1989).

As primeiras simulações diretas usaram 200 corpos de tamanho lunar durante o último estágio de formação planetária no Sistema Solar interior, com um tempo de integração de $10^{4.8}$ anos (LECAR; AARSETH, 1986). Um pouco mais tarde, BEAUGE e AARSETH (1990) acrescentam um modelo de colisões mais realístico ao de GREENBERG et al. (1978). As interações coletivas foram finalmente incluídas por IDA e MAKINO (1992). TANAKA e IDA (1997) investigaram o arrasto do gás e encontram que este é efetivo em reter pequenos planetesimais na zona de alimentação de um embrião planetário. Finalmente, CHAMBERS e WETHERILL (1996) e CHAMBERS (1999) usaram o integrador MVS (*mixed-variable symplectic*) de LEVISON e DUNCAN (1994) para simular o último estágio de formação planetária com algumas centenas de protoplanetas, mas integrando em 10^8 anos e incluindo planetas gigantes. Eles encontraram em suas simulações que a evolução dinâmica era altamente estocástica e bastante dependente das perturbações causadas pelos planetas gigantes. Para a formação da Lua, uma interessante teoria é proposta por (BELBRUNO; GOTT, 2005).

2.4 Escalas de Tempo de Formação

Estima-se que as nebulosas circunstelares sejam dissipadas dentro de 10^7 anos de sua formação (STROM, 1993). Por essa razão, quaisquer planetas que vão se formar devem ser feitos dentro deste tempo, ou o intenso vento estelar irá arrastar o material disponível de volta ao espaço interestelar.

No cenário de crescimento ordenado, modelos computacionais prevêem que embriões planetários em 1 UA iriam adquirir uma massa de 10^{25} gramas em um período de 10^6 anos. No Sistema Solar exterior, contudo, o crescimento ordenado significaria um período de 10^8 anos para a massa de um planeta como Júpiter e 10^{10} anos para Netuno. Apesar de a escala de tempo para o Sistema Solar interior ser aceitável, a do Sistema Solar exterior é muito grande e neste caso uma situação de crescimento descontrolado parece ser essencial (CHAMBERS; WETHERILL, 1996).

Com um cenário de crescimento descontrolado, um embrião em 1 UA poderia se formar em 10^5 anos e conter 10^{26} gramas. Em 5 UA, o embrião destinado a ser Júpiter poderia adquirir 10^{28} gramas em menos de 10^6 anos (CLARK, 1998). O núcleo de um planeta gasoso deve se formar antes que o gás nebular se dissipe, caso contrário não terá campo gravitacional suficiente e material disponível para absorver sua parte gasosa (RICHARDSON et al., 2000).

2.5 Distribuição Inicial da Densidade Superficial

Examinando a massa conhecida no Sistema Solar e considerando a condensação de voláteis, pode-se usar a distribuição atual como partida para a determinação da distribuição de densidade superficial de massa (Σ_a) na nebula interior. Esta é modelada como $\Sigma_a \propto a^{-\alpha}$, onde a é distância do Sol (semi-eixo maior), α é um valor entre 1 e 2, e $\Sigma_{1UA} \leq 10 \text{ g/cm}^2$ (WEIDENSCHILLING, 1977; HAYASHI, 1981; TREMAINE, 1990; CHAMBERS; WETHERILL, 1998). Contudo esta abordagem conduz à uma dificuldade de explicação para o cinturão de asteróides: se a ausência de um planeta terrestre no cinturão de asteróides é atribuída às perturbações gravitacionais de Júpiter, então um proto-Júpiter deve se formar muito rapidamente ($\lesssim 10^5$ anos) de forma a evitar a acreção descontrolada no cinturão de asteróides. Isso pode requerir um excesso de massa comparado ao modelo de ‘massa mínima’ no Sistema Solar exterior (LISSAUER; STEWART, 1993). O sistema bifásico de distribuição de densidade superficial (KOKUBO; IDA, 2000) propõe a solução desse problema considerando um aumento na densidade de superfície devido à condensação da água após a linha de gelo¹.

¹A linha de gelo de um sistema planetário é a distância da estrela a partir da qual a água se condensa. No Sistema Solar a linha de gelo encontra-se hoje em 2.5 U.A.

O capítulo seguinte mostra como os paradigmas de formação planetária são usados no estudo das origens da água em planetas do tipo terrestres.

3 A ORIGEM DA ÁGUA NOS PLANETAS TERRESTRES

Há mais de 4,5 bilhões de anos atrás, o Sol e seus planetas estavam se formando a partir de um disco de gelo, gás e poeira em rotação. Esta nebulosa protoplanetária era mais quente e mais densa quanto mais próxima do centro, e mais fria e menos densa em suas extremidades. Estes gradientes influenciaram profundamente a composição química das diferentes regiões do sistema solar em formação, inclusive a distribuição de água. Próximas ao centro da nebulosa, as altas temperaturas e pressões vaporizaram os cristais de gelo e os elementos leves, produzindo os chamados voláteis. O vento da proto-estrela espalhou a maior parte dos voláteis para a periferia da nebulosa, deixando principalmente grãos de rocha para formar os planetas interiores.

Mais adiante, após a região de formação dos planetas rochosos, debris se agruparam em meteoritos chamados condritos carbonáceos, que possuem até 10 % de sua massa em gelo (MORBIDELLI et al., 2000). Além dos planetas gigantes Júpiter e Saturno, a água condensou-se em grandes quantidades e formou cometas, que são compostos em até 80 % de gelo (JESSBERGER et al., 1989). Comparados com estes objetos, a Terra contém pouca água. Somente por volta de 0,02 % de sua massa está em seus oceanos, e uma outra parte está abaixo de sua superfície (DRAKE; CAMPINS, 2006). Apesar disto, a Terra tem substancialmente mais água do que seria esperado a meros 150 milhões de km de distância do Sol: o valor mínimo é de $1 O_{\oplus}$, o valor máximo de $50 O_{\oplus}$, mas o valor mais esperado seria de $\sim 10 O_{\oplus}$ (DRAKE; CAMPINS, 2006). Ao longo dos anos, muitos modelos têm sido propostos para explicar as origens da água em planetas terrestres baseando-se nas evidências disponíveis (*e.g.* MORBIDELLI et al. (2000), RAYMOND et al. (2004), STIMPFL et al. (2004), O'BRIEN et al. (2006)).

Existe água também em Marte, Vênus e há evidências de sua existência nos pólos da Lua e de Mercúrio (DRAKE; CAMPINS, 2006). Não há realmente um consenso sobre a origem da água nos planetas terrestres. Possíveis fontes podem ser divididas em endógenas e exógenas. Fontes endógenas incluem absorção direta da água do gás pelos grãos no disco de acreção e acreção de minerais hidratados que se formavam no sistema solar interior. Fontes exógenas incluem cometas, asteróides hidratados, e filossilicatos que migraram do cinturão de asteróides. Sabe-se muito pouco sobre a água em Mercúrio e Vênus. Algumas informações sobre a água de Marte foram obtidas pelo estudo de meteoritos marcianos. Contudo, ainda existem dúvidas sobre a confiabilidade destas poucas informações existentes (DRAKE; CAMPINS, 2006).

Parece provável que a origem da água dos outros planetas terrestres não pode ser dissociada da origem da água na Terra. Porém pela maior quantidade de informações sobre a

água terrestre, as análises aqui feitas são focadas na mesma.

3.1 Métodos de Discriminação

Existem algumas assinaturas químicas e isotópicas que, a princípio, deveriam ser suficientes para a determinação das principais fontes possíveis para a água na Terra e suas contribuições relativas (DRAKE; CAMPINS, 2006). Essas assinaturas funcionam como discriminadores para gerar e testar as diversas teorias existentes. As principais são:

- a) A razão D/H da água na Terra, Marte, cometas, meteoritos e nebulosa protoplanetária;
- b) As abundâncias relativas e razões isotópicas de gases nobres na Terra, Marte, meteoritos, cometas e nebulosa protoplanetária;
- c) A composição isotópica de elementos altamente siderófilos (que possuem afinidade com o ferro) como o Ósmio (Os) no manto superior primitivo da Terra (MSP), no manto Marciano, e em meteoritos.

3.1.1 Razão D/H

A maior parte dos átomos de hidrogênio possui um núcleo com somente um próton. Raras formas de isótopos também contêm um nêutron ou dois. O isótopo com um próton e um nêutron, chamado deutério (D), age quimicamente como um hidrogênio e pode formar água e outros componentes. Contudo, as moléculas resultantes são distintamente mais pesadas do que aquelas contendo a forma mais comum de hidrogênio.

O deutério é extremamente raro na Terra. Para cada 7000 átomos de hidrogênio existe aproximadamente um único átomo de deutério. A razão D/H do gás da nebulosa protoplanetária solar é estimada a partir de observações do CH₄ em Júpiter e Saturno e está abaixo de $(2,1 \pm 0,4) \times 10^{-5}$. Júpiter e Saturno provavelmente obtiveram a maior parte de seu hidrogênio diretamente do gás da nebulosa protoplanetária (DRAKE; CAMPINS, 2006).

Foram medidas as razões D/H da água em três cometas (todos originários da nuvem de Oort): Halley $[(3,2 \pm 0,1) \times 10^{-4}]$; Hyakutake $[(2,9 \pm 1,0) \times 10^{-4}]$; e Hale-Bopp $[(3,3 \pm 0,8) \times 10^{-4}]$. Todos têm por volta de duas vezes o valor calculado para a água terrestre $(1,49 \pm 0,03 \times 10^{-4}$, VSMOW - Vienna Standard Mean Ocean Water - LECUYER et al. (1998)), e por volta de quinze vezes o valor para o gás da nebulosa protoplanetária solar $(2,1 \pm 0,4 \times 10^{-5})$. Esses valores da razão D/H dos cometas estão consistentes com a extensão de valores calculados para os núcleos quentes de densas nuvens moleculares (2 a

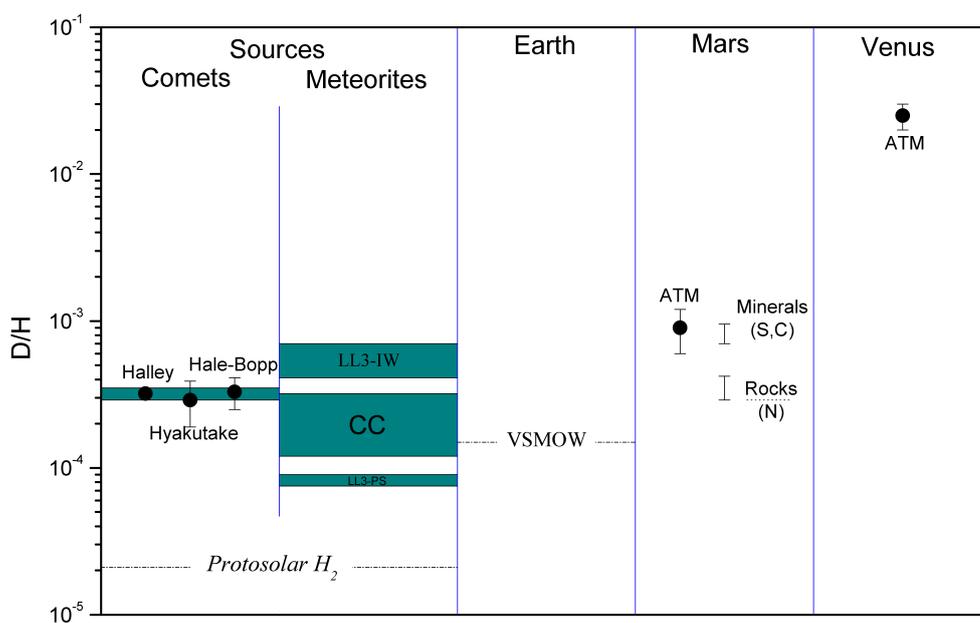


Figura 3.1 - As razões D/H da água de 3 cometas, meteoritos, Terra (Vienna standard mean ocean water - VSMOW), H₂ protosolar, Marte e Vênus. 'CC' = condritos carbonáceos, 'LL3-IW' = água interestelar em Semarkona², 'LL3-PS' = água protoestelar em Semarkona².

Fonte: After [DRAKE e CAMPINS \(2006\)](#)

6×10^{-4}). Meteoritos do tipo condritos carbonáceos, que têm a mais alta abundância de água entre todos os meteoritos, possuem razões D/H que variam entre $1,2 \times 10^{-4}$ a $3,2 \times 10^{-4}$. Estes resultados são ilustrados na [Figura 3.1](#).

As medidas da razão D/H nesses três cometas são um avanço muito importante. Diferentes autores interpretam estas razões de diferentes modos. Alguns (por exemplo, [DAUPHAS et al. \(2000\)](#); [MORBIDELLI et al. \(2000\)](#); [DRAKE e RICHTER \(2002\)](#); [ROBERT \(2001\)](#)) consideram a alta razão D/H nestes cometas como uma evidência contra uma origem cometária para a maior parte da água terrestre. Outros (por exemplo, [DELSEMME \(2000\)](#), [OWEN e BAR-NUN \(2001\)](#)) argumentam que cometas são os principais reservatórios da água rica em deutério que elevou a razão D/H terrestre em um fator de seis acima do valor protosolar. Em contrapartida, resultados de laboratório ([WEIRICH et al. \(2004\)](#); [MOORES et al. \(2005\)](#)) mostram que as medidas das razões D/H em cometas podem não ser representativas de todos os valores cometários.

¹A autora desconhece a existência de referências que explicam as discrepâncias nos valores de razões D/H em diferentes corpos celestes ou meios interestelares.

²Semarkona é um meteorito bastante estudado, da classe dos condritos ordinários (LL3).

3.1.2 Gases Nobres

Gases nobres são quimicamente inertes e muito voláteis. Provavelmente, assim que eles chegam a um planeta, juntamente com outros voláteis, são incorporados à atmosfera do mesmo, evitando assim as complicações químicas da evolução planetária (DRAKE; CAMPINS, 2006). Assim, as características dos gases nobres de uma atmosfera planetária podem dar pistas sobre a fonte de voláteis daquele planeta.

A Figura 3.2 mostra as abundâncias de gases nobres de Vênus, Terra e Marte comparadas com as abundâncias solares e com as de dois tipos de meteoritos. Note que as razões de Ar, Kr e Xe nas atmosferas da Terra e Marte são proporcionalmente similares, e completamente diferentes das abundâncias encontradas em meteoritos ou no Sol (vento solar) (DRAKE; CAMPINS, 2006). Não se sabe muito sobre os gases nobres em cometas e algumas das medidas existentes parecem contraditórias (ver, por exemplo, KRASNOPOLSKY et al. (1997) ou STERN et al. (2000)).

3.1.3 Elementos Siderófilos no Manto Terrestre

As altas abundâncias de elementos siderófilos e as altas proporções de elementos condriticos no Manto Superior Primitivo (MSP) sugerem que estes elementos chegaram quando a formação do núcleo da Terra já havia sido concluída (DRAKE; CAMPINS, 2006). Este material é freqüentemente chamado de ‘última camada’. DRAKE e RIGHTER (2002) argumentam que este material não é proveniente somente de meteoritos, pois não há correspondentes do material primitivo do manto da Terra nas coleções disponíveis de meteoritos. Os valores da razão $^{187}\text{Os}/^{188}\text{Os}$ medidos em condritos carbonáceos são menores do que as do MSP. Condritos ordinários têm valores da razão $^{187}\text{Os}/^{188}\text{Os}$ comparáveis aos do MSP, mas são pobres em água (Figura 3.3).

3.2 Fontes Propostas

Aqui são apresentadas as principais fontes da água dos planetas terrestres propostas pelas teorias mais atuais. As fontes são divididas em duas categorias: endógenas e exógenas, e suas possíveis contribuições são avaliadas segundo os discriminadores discutidos anteriormente.

3.2.1 Fontes Endógenas

3.2.1.1 Gás Primordial Capturado

As principais restrições à teoria de que uma atmosfera primordial pode ter sido capturada diretamente da nebulosa protoplanetária são as disparidades entre a razão D/H da água

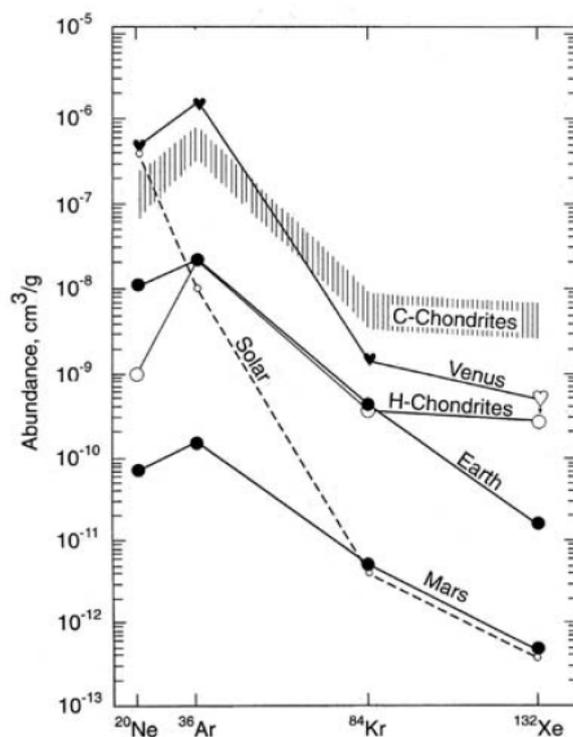


Figura 3.2 - Gases nobres em Vênus, Terra, Marte e Meteoritos.

Fonte: OWEN e BAR-NUN (2001)

na Terra e a calculada para a água nebular e as disparidades entre as abundâncias previstas dos gases nobres. Em contrapartida, alguns pesquisadores (por exemplo, Campins e Laurretta (2004)) argumentam que os processos envolvidos na acreção planetária, como a evolução de uma hidrosfera e atmosfera, são complexos e podem ter fragmentado as assinaturas químicas e isotópicas das fontes de água. O hidrogênio, por exemplo, pode ser um importante constituinte do núcleo externo e possivelmente do núcleo interno da Terra (OKUCHI, 1997). Se H e D foram fragmentados neste processo, a razão D/H residual na hidrosfera pode não refletir a da fonte original. É argumentado ainda que após a acreção, a superfície da Terra continuou a ser modificada pelo grande número de impactos de asteróides e cometas. Grandes impactos têm a capacidade de volatilizar completamente quaisquer oceanos (ZAHNLE; SLEEP, 1997). A fragmentação de razões D/H e gases nobres poderia então ocorrer como uma consequência dos impactos, que podem também mascarar as assinaturas do material da fonte original.

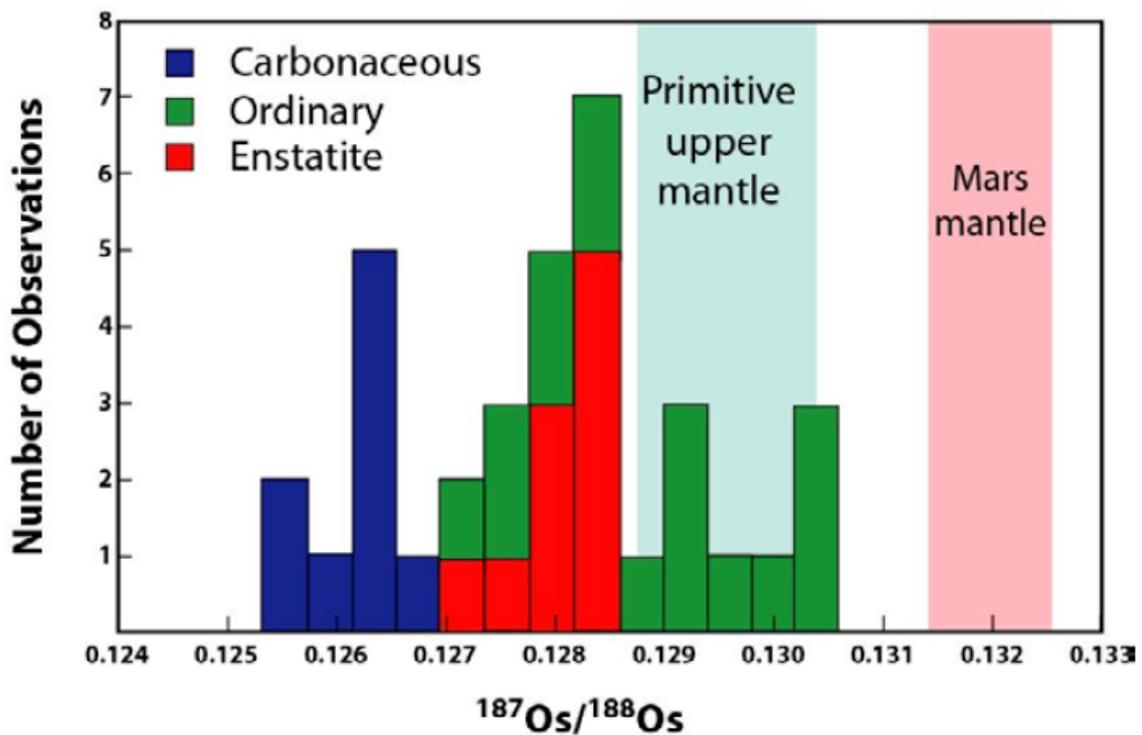


Figura 3.3 - Razões $^{187}\text{Os}/^{188}\text{Os}$ em condritos carbonáceos, ordinários e enstatites, e no Manto Superior Primitivo (MSP).

Fonte: [DRAKE e CAMPINS \(2006\)](#)

3.2.1.2 Absorção de Água em Grãos no Disco de Acreção

Os planetas terrestres cresceram em um disco de acreção de gás e grãos de poeira. Os gases H_2 , He e O_2 prevaleceram no complexo gasoso em que a poeira esteve banhada. Uma parte do H_2 e do O_2 se combinaram para fazer o vapor de água. [DRAKE e CAMPINS \(2006\)](#) defendem que, se o equilíbrio termodinâmico foi obtido, houve aproximadamente duas massas terrestres de vapor de água no disco de acreção dentro de 3 UA. A massa da Terra é de $\sim 6 \times 10^{27}$ g. A massa de um oceano da Terra é $1,4 \times 10^{24}$ g. Como a estimativa máxima para a quantidade de água na Terra é de aproximadamente 50 oceanos terrestres ([ABE et al., 2000](#)), sendo o valor esperado por volta de 10 oceanos, é argumentado então que a massa do vapor de água disponível na região dos planetas terrestres seria suficiente para completar a quantidade da água terrestre.

[STIMPFL et al. \(2004\)](#) examinam a possibilidade de o vapor d'água ser absorvido em grãos antes que o gás no sistema solar interno fosse dissipado, modelando a absorção de água em grãos em 1000 K, em 700 K, e em 500 K usando simulações de Monte Carlo, e obtiveram resultados em que até três oceanos poderiam ter sido absorvidos por massa

terrestre.

STIMPFL *et al.* (2004) mostraram também que a eficiência de absorção da água aumenta quando a temperatura diminui, isto é, o processo deve ter sido mais eficiente quanto mais distante do Sol. Assim, é provável que Marte, Terra e Vênus tenham acrecido alguma água por absorção, com Marte acrecendo mais que todos por sua maior distância em relação ao Sol e mais baixa energia das colisões durante a acreção, devido a sua menor massa final. DRAKE e CAMPINS (2006) argumentam que as diferenças atuais nas abundâncias aparentes de água entre os planetas terrestres podem ser o resultado de diferentes envoltórios iniciais e subsequentes processos geológicos e atmosféricos.

As restrições deste modelo incluem principalmente as dificuldades possíveis para a retenção de água por grãos que colidem para formar os planetas, e as discrepâncias em relação ao D/H da água absorvida e da água da Terra, como já descritos.

3.2.2 Fontes Exógenas

Se quanto maior a distância solar, mais eficiente foi o processo de absorção, corpos que se formaram além do sistema solar interior conseguiram absorver uma quantidade ainda maior de água e outros voláteis. Assim, através de processos dinâmicos, estes corpos podem ter trazido boa parte da água existente hoje nos planetas terrestres. Esta é a base das teorias das fontes exógenas, que são apresentadas e discutidas a seguir.

3.2.2.1 Cometas

Por muito tempo, os cometas foram considerados a fonte mais provável da água dos planetas terrestres. Uma fonte cometária era atrativa principalmente por se acreditar que o sistema solar interno era muito quente para que houvesse a absorção necessária de voláteis, e também pela alta porcentagem de água em cometas (BOSS, 1998). No entanto, pesquisas como as realizadas por DRAKE e RIGHTER (2002) asseguram que no máximo 50% e, mais provavelmente uma porcentagem muito pequena da água foi acrecida à Terra por impactos cometários. A Figura 3.1 compara a composição isotópica do hidrogênio na Terra, em Marte, em Vênus, nos três cometas da nuvem de Oort, e em algumas outras estimativas para o Sistema Solar. Da figura está claro que toda a água da Terra não veio de cometas da nuvem de Oort com razões D/H como as dos três cometas medidos até agora. As razões D/H de meteoritos marcianos concordam com os três valores cometários (Figura 3.1). Isso pode refletir a importância do impacto de cometas para a água de Marte. Como não há tectonismo de placas em Marte também não há reciclagem do material entre a superfície e seu manto (DRAKE; CAMPINS, 2006). Há ainda modelos (LUNINE *et al.*, 2003) que têm asteróides e cometas de distâncias superiores a 2,5 UA como a fonte principal

da água de Marte. A razão D/H da atmosfera de Vênus é por volta de 120 vezes maior que a da Terra. É sugerido que esse valor pode ser entendido como um resultado de uma contínua evaporação comum nos últimos 0,5–1,0 Gyrs (GRISPOON, 1993; DE BERGH et al., 2006).

Em relação à água da Terra, pode-se considerar, por exemplo, que talvez a Terra possa ter acretado corpos hidratados ou absorvido água, e que alguma quantidade de água veio dos cometas. A água indígena da Terra teria tido razões D/H representativas do sistema solar interno, isto é, valores baixos das razões D/H, talvez como o hidrogênio protosolar ($2 - 3 \times 10^{-5}$, LÉCLUSE e ROBERT (1994)). Neste caso, uma contribuição cometária de até 50% é possível. Alternativamente, a água indígena da Terra poderia ter tido razões D/H representativas da água protosolar identificadas em meteoritos ($\sim 9 \times 10^{-5}$, DELOULE e ROBERT (1995)), em que uma contribuição cometária poderia ser tão pouca quanto de 10 - 15% (OWEN; BAR-NUN, 2000).

Há algumas restrições em se usar razões D/H para limitar a fonte de água cometária para a Terra. Em primeiro lugar, não se sabe o quanto os cometas Halley, Hale-Bopp, e Hyakutake são representativos de todos os cometas da nuvem de Oort, apesar de que, com órbitas e massas diferentes, é pouco provável que não sejam. Certamente, é improvável que eles sejam representativos dos objetos do cinturão de Kuiper, residentes além da órbita de Netuno. Em segundo, as medidas D/H não são feitas nos núcleos sólidos, mas dos gases emitidos durante a sublimação. Isso implica que certas medidas talvez não possam ser generalizadas. Espera-se que a razão D/H aumente na difusão e na sublimação, como foi confirmado em experimentos preliminares de laboratório feitos em gelo puro de água (WEIRICH et al., 2004). Razões D/H mais baixas aumentariam a quantidade possível de água cometária. No entanto, experiências em misturas feitas por MOORES et al. (2005) sugerem que razões D/H poderiam ser diminuídas na sublimação. Em terceiro lugar, as razões D/H de silicatos orgânicos e hidratados em cometas são desconhecidas, embora essa situação possa ser retificada pela análise das amostras obtidas pela missão Stardust (DRAKE; CAMPINS, 2006). É notável, entretanto, que as razões D/H acima de $50 \times$ acima do VSMOW têm sido medidas em algumas partículas condriticas de poeira interplanetárias e porosas (CP-IDPs) que podem ter origens cometárias (MESSENGER, 2000), e mais elevadas razões D/H de cometas diminuiriam ainda mais a contribuição cometária possível à água da Terra.

Uma outra abordagem para estimar a contribuição de materiais cometários ao total da água da Terra pode ser feita considerando as implicações para as abundâncias de metais nobres e de gases nobres. DAUPHAS e MARTY (2002) mostram que a massa total do material cometário e asteroidal que foi acretado à Terra depois da formação do núcleo é

de $0,7 - 2,7 \times 10^{25}$ g e que os cometas contribuíram com menos de 0,001 por massa ou menos que $0,7 - 2,7 \times 10^{22}$ g. Dado que a massa mínima de água na Terra, um oceano terrestre, é de $1,4 \times 10^{24}$ g, cometas poderiam então contribuir com menos que 1% da água da Terra. GOMES et al. (2005) calculou a soma de material cometário que caiu na Terra como $\sim 1,8 \times 10^{23}$ g, que é por volta de 6% da atual massa de um oceano terrestre ($1,4 \times 10^{24}$ g). Baseando-se em cálculos de razões de gases nobres, SWINDLE e KRING (2001) argumentam que cometas não poderiam ter fornecido qualquer fração significativa para a água da Terra, a menos que isso tenha acontecido nos primeiros milhões de anos de história da Terra, ou que a água veio de cometas diferentes dos que vieram da nuvem de Oort. Contudo, IPATOV e MATHER (2006) analisaram a evolução orbital de cometas da família de Júpiter (JFCs) cometas do tipo Halley (HTCs), e cometas de longo período, e as probabilidades de suas colisões com planetas. Em suas análises foi encontrado que a probabilidade de colisões de JFCs com a Terra seria o bastante para completar os oceanos terrestres durante a formação dos planetas gigantes.

3.2.2.2 Asteróides

É bem conhecido que meteoritos mostram uma forte correlação entre sua quantidade de água e sua distância heliocêntrica original: condritos carbonáceos, do cinturão de asteróide externo (2,5 - 4 UA) são os mais ricos (~ 10 % por massa), enquanto condritos ordinários e enstatites, das partes mais internas do cinturão (~ 2 UA), são os meteoritos mais secos conhecidos (0,05 - 0,1 %). Isto reforça a idéia de que planetesimais formados na zona terrestre teriam uma porcentagem de água ainda mais baixa, devido às mais altas temperaturas em que os grãos se acretaram; o que é agravado ainda pela perda de água possível devido ao processo de acreção (MORBIDELLI et al., 2000).

Como já mencionado, a razão D/H da água no oceano terrestre é $\sim 6\times$ mais alta que a do valor da nebulosa protoplanetária e metade da encontrada em cometas. Os condritos carbonáceos tem uma razão D/H média (tomada sobre todas as amostras conhecidas) de $(1,59 \pm 0,1) \times 10^{-4}$ (DAUPHAS et al., 2000), que é muito similar, apesar de não exatamente igual, à da Terra. Contudo, as razões D/H dos condritos carbonáceos individuais variam entre $(1,2 - 3,2) \times 10^{-4}$, de forma que a razão D/H da água terrestre está dentro dos valores condríticos (cf. Figura 3.1). Por essa razão, a razão D/H da Terra é dita ‘condrítica’.

Como o H na forma de água é continuamente reciclado no manto inferior terrestre, a razão D/H da Terra primitiva pode não ser precisamente conhecida. Dados obtidos de rochas do manto inferior indicam que essa razão devia ser menor que $1,38 \times 10^{-4}$ (DELOULE et al., 1991), que é definitivamente menor do que em cometas; por outro lado, é difícil imaginar que este valor pudesse ser menor que a razão D/H mínima encontrada em condritos

carbonáceos ($1,28 \times 10^{-4}$; [KERRIDGE et al. \(1985\)](#)).

No caso do Ne, nenhuma reciclagem importante é esperada entre a superfície e os reservatórios do manto ([SARDA et al., 1988](#); [MARTY, 1989](#)). Assim, as composições isotópicas destes dois reservatórios podem ser consideradas como representativas dos valores para a Terra primitiva. O Ne do manto inferior da Terra tem uma composição isotópica bem próxima da solar. Já o valor da superfície é mais similar ao condritico: isto poderia indicar que a maior parte do Ne atmosférico pode ter sido trazido por planetesimais de condritos carbonáceos ou que uma grande parte do Ne primordial - com uma composição isotópica solar - foi perdida no espaço produzindo um fracionamento isotópico da parte restante ([MORBIDELLI et al., 2000](#))([Figura 3.2](#)).

Entretanto, há alguns argumentos geoquímicos contra uma contribuição significativa de água por parte dos asteróides, a menos que se considere que a Terra tenha sido golpeada por um tipo de asteróide hidratado diferente de qualquer um que exista hoje na forma de meteoritos. Não se pode realmente considerar que esta seja uma hipótese errada, pois ela pode envolver um único evento. [DRAKE e CAMPINS \(2006\)](#) argumentam que a adição final de água deve ser acompanhada por outros elementos químicos tais como Re e Os. O manto superior primitivo da Terra (MSP) tem uma razão mais alta de $^{187}\text{Os}/^{188}\text{Os}$ do que a de condritos carbonáceos. A razão $^{187}\text{Os}/^{188}\text{Os}$ do MSP sobrepõe condritos ordinários não hidratados e é também mais elevada do que a de condritos enstatites não hidratados ([Figura 3.3](#)). O MSP de Marte tem uma razão $^{187}\text{Os}/^{188}\text{Os}$ mais elevada, fazendo com que a hipótese de uma fonte asteroidal da água de Marte seja ainda mais improvável ([Figura 3.3](#)).

A identificação de meteoritos não hidratados com o cenário de ‘última camada’ ([WALKER et al., 2002](#)) praticamente exclui uma fonte asteroidal para a água da Terra e Marte. Há uma lacuna, entretanto; o processamento térmico dos asteróides estava ocorrendo a 4,5 bilhões de anos atrás. Não se pode excluir a possibilidade de que condritos ordinários já tiveram água e que estes que caem na Terra atualmente a tenham perdido por metamorfismo.

Um outro ponto é que somente um número limitado de planetesimais poderia trazer água ao sistema solar interior. Ou seja, somente o acaso ditaria quais embriões planetários receberiam mais água do que outros. Isso poderia explicar as diferenças em quantidades de água dos atuais planetas terrestres. O principal trabalho que explora esse aspecto, e no qual baseamos grande parte dessa pesquisa, foi feito por [RAYMOND et al. \(2004\)](#). [RAYMOND et al. \(2004\)](#) baseiam-se no trabalho de [MORBIDELLI et al. \(2000\)](#) para criar seu modelo e apresentam resultados de 44 simulações do último estágio de formação planetária, focando na entrega de voláteis para planetas terrestres. O trabalho também

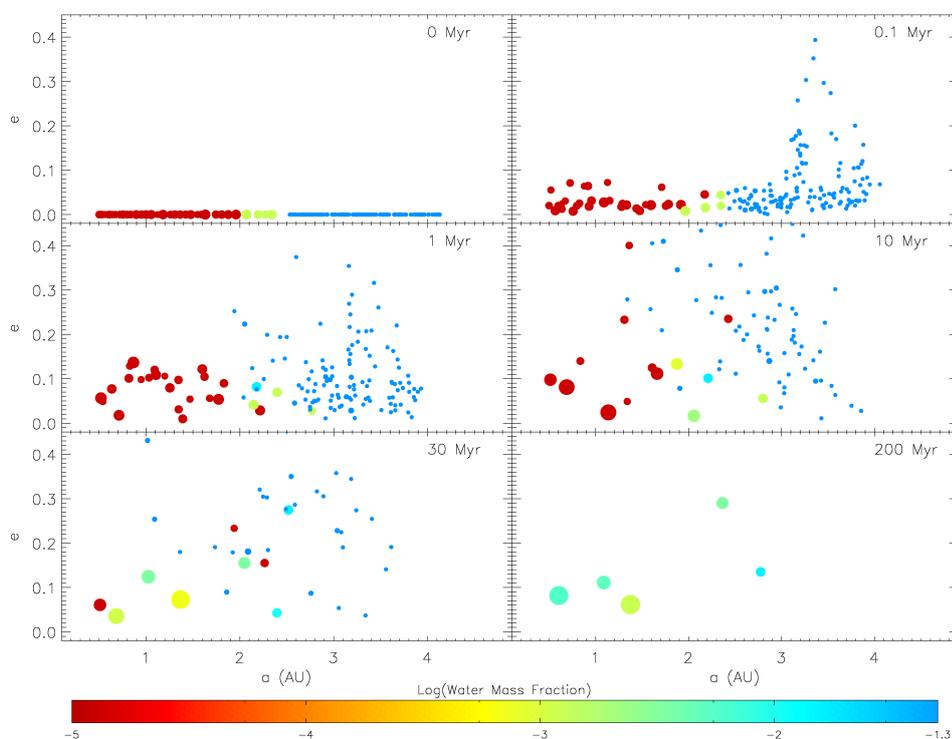


Figura 3.4 - Distribuição inicial de água e evolução de um dos sistemas planetários simulados por (RAYMOND et al., 2004). Simulação inclui um júpiter em 5.2 UA com excentricidade zero e planetesimais com massa de $0.01 M_{\oplus}$. Objetos mais hidratados possuem fração de água por massa de $\log_{10}(5\%) = -1.3$.

Fonte: RAYMOND et al. (2004)

inclui embriões planetários (de tamanho entre Lua e Marte) a planetesimais, assumindo que os embriões se formaram via crescimento oligárquico. Neste trabalho a entrega de voláteis é investigada como uma função da massa, posição e excentricidade da órbita de um planeta gigante, posição da linha de gelo e densidade (em sólidos) da nebulosa. A distribuição de água é baseada em dados de meteoritos e os sistemas planetários são divididos em apenas três regiões: além de 2,5 UA, 5% por massa, aquém de 2 UA, 0,001% de água por massa e entre 2 e 2,5 UA, corpos possuem 0,1% de água por massa. A Figura 3.4 mostra a distribuição de água inicial adotada, bem como a evolução de um dos sistemas calculados.

Em todas as suas simulações são formados 1-4 planetas terrestres antes de 2 UA, que variam em massa e conteúdo de voláteis. As simulações são estocásticas: diferentes disposições iniciais dos embriões conduzem a diferentes configurações finais. Em 44 simu-

lações, 43 planetas entre 0,8 e 1,5 UA foram formados, incluindo 11 planetas na zona habitável entre 0,9 e 1,1 UA. Estes planetas variam de planetas *secos* a planetas hidratados, esses últimos com mais de 100 oceanos¹ de água e com massa variando entre 0,23 M_{\oplus} e 3,85 M_{\oplus} .

3.2.2.3 Acresção de Água por Migração de Filossilicatos Hidratados

Como já dito anteriormente, a maioria dos modelos de nebulosas protoplanetárias sugere que as zonas de crescimento dos planetas terrestres eram muito quentes para que os minerais hidratados se formassem (por exemplo, [CYR et al. \(1998\)](#), [DELSEMME \(2000\)](#), [CUZZI e ZAHNLE \(2004\)](#)). [CIESLA et al. \(2004\)](#) sugerem que minerais hidratados possam ter se formado na região externa do cinturão de asteróides da nebulosa protoplanetária e foram transportados então às regiões mais quentes da nebulosa (isto é, Sistema Solar interior) pelo arrasto do gás, onde foram incorporados aos planetesimais que se formaram lá. Estes minerais hidratados seriam capazes de sobreviver por longos períodos nas regiões mais quentes devido à lenta cinética de desidratação. Este mecanismo difere assim da água obtida por impactos estocásticos com os grandes embriões planetários que se originaram na região exterior do cinturão de asteróides descrito na seção anterior. [DRAKE e CAMPINS \(2006\)](#) apontam que parece improvável que filossilicatos pudessem ser desacoplados de outros minerais e transportados para o sistema interno. Assim, a migração radial de minerais hidratados proposta fica sob as mesmas objeções envolvendo isótopos de Os discutidas na sessão anterior.

3.3 Água e Orgânicos

Parece possível que o material orgânico complexo tenha sido entregue à Terra após ela ter se formado e os oceanos líquidos da água se tornem estáveis. Os cometas, que são conhecidos por serem ricos em moléculas orgânicas, foram escolhidos como a fonte principal de aminoácidos terrestres ([PIERAZZO; CHYBA, 1999](#)). Alguns meteoritos também são ricos em carbono e compostos orgânicos, e assim, asteróides podem também ter contribuído de forma significativa para a composição do material orgânico da Terra. De fato, [KRING e COHEN \(2002\)](#) indicam que, durante o último bombardeio pesado, o material asteroidal trouxe provavelmente uma massa grande de material orgânico à superfície da Terra. Mesmo se algumas das moléculas orgânicas fossem desassociadas durante os impactos, [KRING e COHEN \(2002\)](#) propõe que as moléculas orgânicas poderiam se reagrupar após 10^6 anos nas regiões hidrotérmicas geradas pelos impactos.

¹1 oceano = 1.49×10^{24} g

3.4 Desafios

Diante dos dados mais atuais existentes, algumas teorias para a água dos planetas terrestres estão sendo reformuladas, e outras novas estão surgindo. No entanto, muitas questões devem ser resolvidas a fim de se obter um progresso adicional. Algumas das mais importantes são:

- a) A razão D/H do gás nebular inferido das medidas espectroscópicas de CH₄ nas atmosferas de Júpiter e de Saturno ($2,1 \pm 0,4 \times 10^{-5}$, [LELLOUCH et al. \(2001\)](#)), são muito mais baixas que o VSMOW. Medidas espectroscópicas ou diretas do D/H solar não podem ser feitas porque praticamente todo o deutério do Sol foi queimado para produzir He. Se a razão D/H nebular for realmente tão baixa como a implicada pelas atmosferas Joviana e Saturniana, um mecanismo para elevar a razão D/H do gás nebular da solar para a VSMOW é necessário ([DRAKE; CAMPINS, 2006](#)).
- b) É possível que as razões D/H medidas nas superfícies e caudas cometárias não sejam verdadeiramente representativas dos interiores cometários. Pesquisas mostraram que as razões D/H em experiências de laboratório podem aumentar ou diminuir com o tempo devido à difusão diferencial e à sublimação, dependendo da natureza física do material inicial ([WEIRICH et al., 2004](#); [MOORES et al., 2005](#)). A missão Deep Impact foi a primeira a tentar expor o material fresco do interior cometário para a análise espectral, mas nenhuma medida D/H foi realizada ([A'HEARN, 2006](#)).
- c) O argumento chave contra uma fonte asteroidal da água da Terra é que a composição isotópica de Os do MSP da Terra combina com a de condritos ordinários não hidratados, mas não com a de condritos carbonáceos hidratados. Mas seriam esses corpos pais dos condritos ordinários não hidratados? Os meteoritos condritos ordinários poderiam ser derivados metamorfoseados de asteróides hidratados das partes exteriores, e nestes casos, o impacto de asteróides poderia trazer uma maior parte da água.
- d) Uma pergunta relacionada é por que há quaisquer corpos primordiais não hidratados no sistema solar se a absorção de água do gás no disco de acreção foi um processo eficiente como os cálculos preliminares sugerem que ele pode ter sido.
- e) O tempo de perda do gás do disco de acreção na região dos planetas terrestres é desconhecido. Para que a absorção seja eficiente, o gás nebular deve persistir

o suficiente para que os grãos possam absorver água. A migração radial dos flossilicatos depende também da presença do gás.

Novos dados podem fortalecer, descartar ou originar teorias. As dificuldades inerentes à obtenção de dados confiáveis fazem com que simulações que recriem as condições iniciais conhecidas ou assumidas sejam importantes para validar e reformular alguns dos modelos existentes, direcionando novas pesquisas. Os desafios são muitos mas o assunto é cada vez mais pesquisado, principalmente por sua provável ligação direta com a origem da vida, na forma como é conhecida.

4 MODELO

Como proposta de trabalho, formulamos um modelo físico composto e único para a distribuição de massa e água de um sistema proto-planetário que inclui as principais e mais recentes teorias, de forma a adquirir um conhecimento mais acurado sobre a evolução do processo de formação de planetas do tipo terrestre e sua aquisição de água.

O plano de pesquisa é baseado em um modelo de equações que prevê a evolução dos estágios primordiais de formação planetária ([Capítulo 2](#)) e usa simulações numéricas de N-corpos para analisar possíveis evoluções do último. O modelo de equações é projetado pra descrever realisticamente o começo do último estágio de acreção planetária e é baseado nas informações disponíveis sobre o Sistema Solar. De forma inédita na literatura, esse modelo incorpora as principais teorias endógena e exógena para a distribuição de água, usando a razão D/H da água como fator discriminador. A teoria endógena adotada é absorção por grãos ([STIMPFL et al., 2004](#)) e a teoria exógena usada é a de asteróides ([RAYMOND et al., 2004](#)), como definidas no [Capítulo 3](#). Cometas serão considerados em análise *a posteriori*. As equações produzem as condições iniciais para as simulações dinâmicas do último estágio de formação e as sub-seções seguintes descrevem como valores de massa, água e razão D/H são inicialmente atribuídos aos corpos.

4.1 Massa

O modelo de distribuição de massa é o mesmo utilizado por [RAYMOND et al. \(2004\)](#), onde a massa é dividida em embriões e planetesimais. Nós assumimos que o crescimento oligárquico ocorreu no Sistema Solar interior. Um perfil bifásico de densidade superficial é usado e isso reflete um aumento de densidade de superfície devido à condensação da água imediatamente após passada a linha de gelo. Σ_1 e Σ_{gelo} são as densidades de superfície em 1 AU e 5 AU, respectivamente.

$$\Sigma(r) = \begin{cases} \Sigma_1 \left(\frac{r}{1UA}\right)^{-3/2}, & r < \text{linhadegelo} \\ \Sigma_{gelo} \left(\frac{r}{5UA}\right)^{-3/2}, & r > \text{linhadegelo} \end{cases} \quad (4.1)$$

4.1.1 Embriões

A massa de cada embrião é determinada por uma função do semi-eixo maior. Isto ocorre porque a fase anterior ao crescimento oligárquico (fase *Runaway*) deve parar quando o embrião acretou toda a massa disponível em sua zona de alimentação. A zona de alimentação de um embrião planetário é um anel com largura comparável ao raio de Hill do

embrião (Equação 2.4). A massa disponível dentro deste anel é dada por:

$$M = 2\pi a R_H \Sigma \quad (4.2)$$

onde Σ é a densidade de superfície dada pela Equação 4.1. Substituindo o raio de Hill (Equação 2.4, usando agora massa da estrela como massa solar, M_\odot) na Equação 4.2 e isolando M pode-se obter a massa do embrião no começo do crescimento oligárquico, dada por:

$$M_{embryo} = \left(\frac{2\pi \Sigma a^2}{(3M_\odot)^{1/3}} \right)^{3/2} \quad (4.3)$$

Simulações da formação de embriões a partir de planetesimais (KOKUBO; IDA, 2000) mostram que estes se formam tipicamente com separações de 5-10 raios de Hill mútuos, definidos como:

$$R_{H,m} = \left(\frac{a_1 + a_2}{2} \right) \left(\frac{M_1 + M_2}{3M_\odot} \right)^{1/3} \quad (4.4)$$

Embriões planetários são então espaçados entre 0,5 a 2,5 UA por um número randômico (entre 5 e 10) vezes o raio de Hill mútuo.

4.1.2 Planetesimais

Entre a linha de gelo (2,5 UA no Sistema Solar) e 4,0 UA, nós assumimos a massa na forma de planetesimais, representando asteróides do tipo condrito carbonáceos. A massa do planetesimal é fixa em $0,01 M_\oplus$ e nós usamos ~ 200 destes distribuídos como $N \sim r^{-1/2}$, correspondendo à massa anular em um disco com densidade de superfície proporcional a $r^{-3/2}$, de acordo com a Equação 4.1.

4.1.3 Planetas Gigantes

Duas configurações de planetas gigantes são estudadas: Ambas possuem um planeta gigante com as mesmas características (massa e elementos orbitais) de Júpiter; uma com também um planeta com as mesmas características de Saturno. O objetivo é analisar como as diferentes configurações podem influenciar a dinâmica de acreção de embriões e partículas.

4.2 Água

A quantidade de água de planetesimais e embriões planetários em um dado sistema planetário depende de um grande número de fatores, incluindo a massa e as características evolucionárias de um disco protoplanetário, sobretudo metalicidade da nuvem molecular na qual a estrela está se formando, e posições, massas e tempos de formação dos planetas

gigantes do sistema (RAYMOND et al., 2004).

De forma a representar realisticamente a distribuição inicial de água de embriões e planetesimais no começo do último estágio de formação planetária, nós projetamos um modelo composto único que inclui as teorias mais recentes sobre o assunto. A criação de um modelo composto parte do princípio de que, muito provavelmente, a água da Terra (e de quaisquer planetas terrestres) é composta por diferentes fontes endógenas e exógenas, e suas possíveis contribuições relativas são quantificadas nesta pesquisa.

Para embriões, foi usada uma quantidade inicial de água definida pela teoria endógena mais aceita, absorção de água em grãos (STIMPFL et al., 2004), que depende do gradiente de temperatura na nebulosa de formação planetária. O gradiente de temperatura no disco de material onde os planetas se formaram no Sistema Solar pode ser visto na [Figura 2.2](#).

Explorando a correlação entre temperatura e distância da estrela como exemplificado na [Figura 4.1](#), e então entre distância¹ e quantidade de água suscetível de ser absorvida localmente pelos embriões no sistema solar interior, tem-se a equação:

$$W = 10a(r) - 7 \tag{4.5}$$

que descreve a quantidade de água absorvida em função do semi-eixo maior a . Na [Equação 4.5](#), W é a quantidade de água absorvida (em oceanos terrestres por massas terrestres) e a é o semi-eixo maior em UA. O limite inferior da função é $a = 0,7$ UA e valores de semi-eixo maior menores que esse recebem uma quantidade de água absorvida fixa de 0,001% de água por massa.

Planetesimais recebem uma quantidade de água (5 % por massa) representativa dos asteróides condritos carbonáceos, como em (RAYMOND et al., 2004).

4.3 Razão D/H

Em princípio, deveria ser possível determinar as principais fontes e contribuições relativas para a água da Terra se as fontes têm assinaturas químicas e isotópicas distintas. Assinaturas que são usadas como discriminadores incluem a razão D/H, as razões de gases nobres e a composição isotópica do elemento altamente siderófilo Os. Entre eles, a razão D/H é o discriminador para o qual mais dados sobre diferentes corpos celestes estão disponíveis.

Os dados sobre a razão D/H em diferentes corpos do sistema solar descritos no [Capítulo 3](#) (*cf.* [Figura 3.1](#)) são usados para a determinação dos valores da razão D/H inicial para em-

¹A distância aqui é dada pelo semi-eixo maior a , uma vez que a excentricidade inicial e dos embriões é zero.

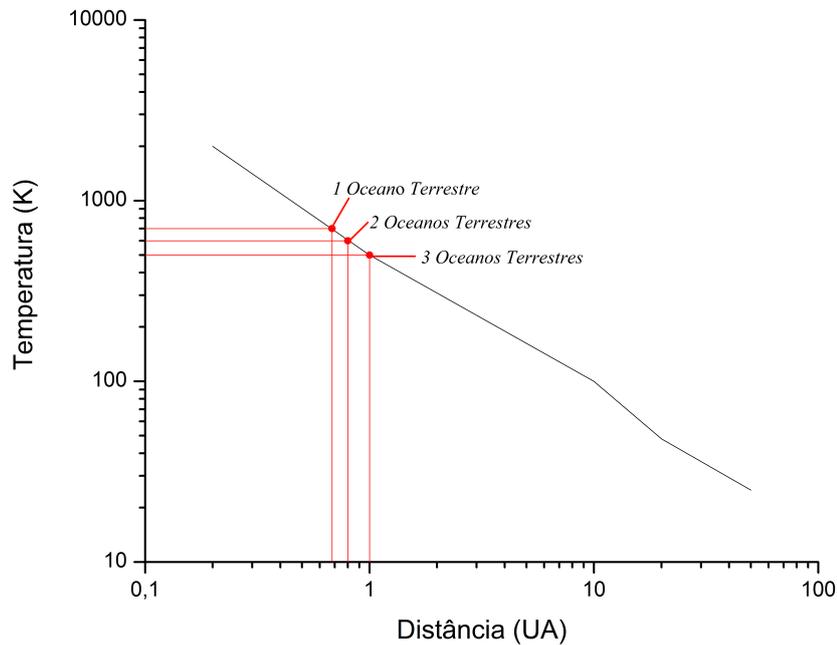


Figura 4.1 - Figura [Figura 2.2](#) mostrando a relação entre o gradiente de temperatura na nebulosa protoplanetária e a absorção de água por grãos que se aglomeram para formar embriões. Três pontos são dados por [STIMPFL et al. \(2004\)](#), e a partir destes encontra-se a função que dá a quantidade de água absorvida em qualquer posição.

briões e partículas. Inicialmente, embriões são considerados tendo alguma água absorvida localmente (como descrita na sub-seção anterior) e para esta água inicial um valor de razão D/H como o da nebulosa proto-planetária é atribuído (2.1×10^{-5} , [Subseção 3.1.1](#)). Partículas recebem um valor médio (2.2×10^{-4} , [Subsubseção 3.2.2.2](#)) entre os valores da razão D/H dos asteróides Carbonáceos Condritos. Em análise posterior, cometas recebem um valor médio (3.1×10^{-4} , [Subsubseção 3.2.2.1](#)) sobre os três valores conhecidos.

Todas as equações do modelo foram implementadas usando o software Mathematica (*cf.* [Apêndice C](#)) para criar os dados de condições iniciais para as simulações numéricas. Um pequeno programa em C++ foi criado (*cf.* [Apêndice D](#)) para transformar esses dados em arquivos de entrada no formato requerido para o MERCURY, integrador utilizado e descrito no capítulo a seguir.

5 SIMULAÇÕES NUMÉRICAS

Utilizando os arquivos de dados iniciais gerados pelas implementações do modelo, dezenove sistemas de condições iniciais foram simulados numericamente. A [Tabela 5.1](#) mostra as propriedades gerais dessas condições iniciais. Três valores de densidade de superfície em 1 UA (Σ_1) são usados ([RAYMOND et al., 2004](#)): o valor mínimo esperado para o Sistema Solar interior (6 g/cm^2), o valor máximo esperado (10 g/cm^2), e um valor intermediário (8 g/cm^2). Duas configurações de planetas gigantes são consideradas, ambas com um planeta gigante com mesma massa e elementos orbitais de Júpiter, e uma com mais um planeta gigante com mesma massa e elementos orbitais de Saturno.

[Figura 5.1](#) mostra as condições iniciais de uma das simulações, num gráfico de massa (em M_{\oplus}) por quantidade de água (em O_{\oplus}) de todos os corpos da simulação. O círculo azul representa 204 asteróides com mesma massa ($0,01 M_{\oplus}$), quantidade de água (5% da massa, $2,986 \times 10^{24} \text{ g}$) e razão D/H desta água ($2,2\text{E-}4$, representativa dos asteróides C.C., [Subsubseção 3.2.2.2](#)). Os círculos vermelhos representam os embriões, que possuem massa

Tabela 5.1 - Sistemas de condições iniciais.^a

SIM	Gigantes	S_1	N_{emb}	$M_{emb}(M_{\oplus})$	$A_{emb}(O_{\oplus})$	$M_{tot}(M_{\oplus})$	$A_{tot}(O_{\oplus})$
1	1	6	87	1.89928	14.6263	3.94956	449.846
2	1	6	86	1.88182	14.3859	3.9321	449.605
3	1	6	86	1.8932	14.7927	3.94348	450.012
4	1	8	71	2.40893	18.7706	4.45922	453.99
5	1	8	72	2.40227	17.8944	4.45256	453.114
6	1	10	65	3.08714	24.1985	5.13743	459.418
7	1	10	64	3.04304	23.8665	5.09333	459.086
8	1	10	62	2.95023	23.7207	5.00052	458.94
9	2	6	87	1.92367	14.96	3.97395	450.179
10	2	6	87	1.88764	14.3131	3.93793	449.533
11	2	8	73	2.45833	18.9903	4.50861	454.21
12	2	8	71	2.4004	18.7472	4.45068	453.967
13	2	8	73	2.41787	17.9713	4.46815	453.191
14	2	8	72	2.40227	17.8904	4.45256	453.11
15	2	10	67	3.17884	25.185	5.22913	460.404
16	2	10	62	2.96131	23.5134	5.0116	458.733
17	2	10	66	3.12007	24.2091	5.17035	459.428
18	2	10	65	3.08714	24.198	5.13743	459.417
19	2	10	64	3.04304	23.8724	5.09333	459.092

^a Colunas são: número da simulação, número de planetas gigantes, densidade superficial de sólidos em 1 UA (em g/cm^2), número de embriões, massa total de embriões, quantidade de água total dos embriões, massa total e água total da simulação. Todas as simulações possuem 204 partículas de massa igual a $0,01 M_{\oplus}$ e quantidade de água igual a $2.14 O_{\oplus}$.

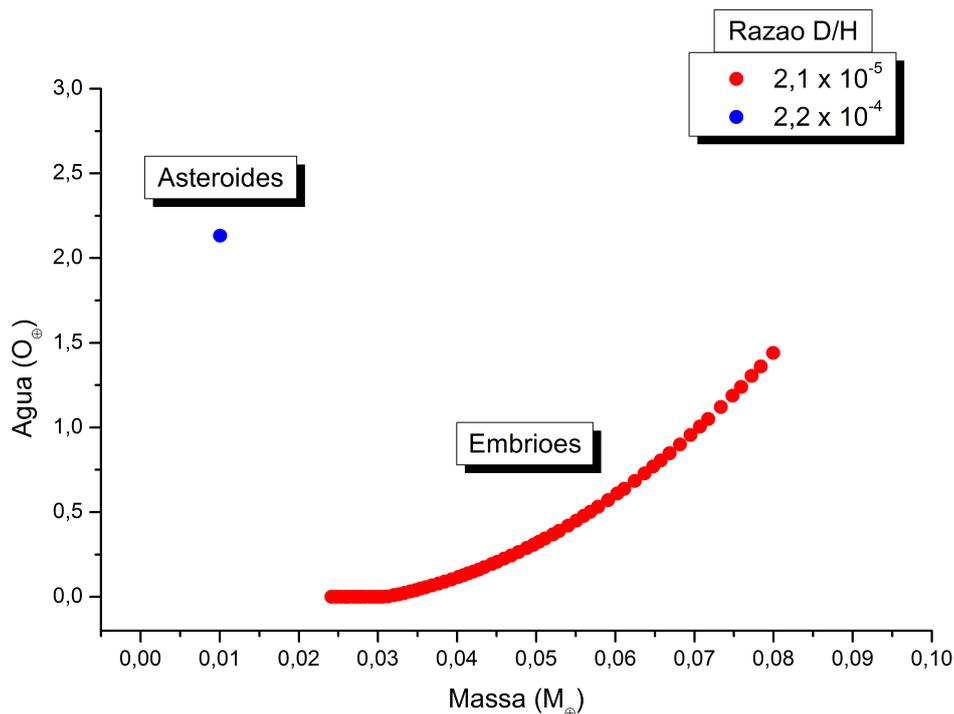


Figura 5.1 - Condições iniciais para a simulação 6 da Tabela 5.1 num gráfico de massa por quantidade de água. Razão D/H da água é representada pelas cores dos dois grupos de corpos. Asteróides têm todos mesma massa e quantidade de água, por isso são representados por um único círculo.

e quantidades de água proporcionais à sua posição inicial no disco proto-planetário, e mesma razão D/H da água ($2,1E-5$, representativa do gás nebular, Subseção 3.1.1). Quanto mais distante, maior a zona de alimentação do embrião e menor a temperatura local, o que significa maiores massas e maiores quantidades de água absorvida, de acordo com modelo descrito no Capítulo 4. Todas as simulações apresentam um padrão semelhante, mas a quantidade, posições, massas e porções de água de embriões são determinados pelos parâmetros específicos de cada uma (Tabela 5.1).

A massa total de cada sistema de condições iniciais está dividida então em embriões planetários de 0,5 a 2,5 UA, e planetesimais a partir de 2,5 UA, que é a localização da linha de gelo no Sistema Solar. Simulamos o último estágio de formação planetária e compomos uma distribuição inicial de água com as duas hipóteses mais aceitas entre as possíveis fontes, endógenas e exógenas, para a água dos planetas terrestres. A possibilidade de uma contribuição cometária é analisada *a posteriori*.

As simulações foram realizadas usando uma versão reprogramada do Mercury (CHAMBERS, 1999). O Mercury é um pacote de programação na linguagem Fortran 77 que realiza integrações de N-corpos e calcula a evolução orbital de objetos que se movem no campo

```

)O+_06 Big-body initial data (WARNING: Do not delete this line!!)
) Lines beginning with ')' are ignored.
)-----
style (Cartesian, Asteroidal, Cometary) = Asteroidal
epoch (in days) = 0.0
)-----
JUP  m= 0.95D-03  a= 0.0D0  r= 1.0D0  d=1.33D0
      5.2D0  0.048435D0  1.30536D0  13.67823D0  100.04444D0  259.83112D0
      0 0 0
EM1  m=3.35269D-8  a=6.66884D20  r= 1.0D0  d=3.0D0
      0.5 0 0.0056 0 0 0
      0 0 0
EM2  m=3.42454D-8  a=6.81175D20  r= 1.0D0  d=3.0D0
      0.514337 0 0.0081 0 0 69
      0 0 0
EM3  m=3.49742D-8  a=6.95672D20  r= 1.0D0  d=3.0D0
      0.528984 0 0.0048 0 0 211
      0 0 0
EM4  m=3.53413D-8  a=7.02973D20  r= 1.0D0  d=3.0D0
      0.536399 0 0.009 0 0 126
      0 0 0
EM5  m=3.58604D-8  a=7.13298D20  r= 1.0D0  d=3.0D0
      0.546929 0 0.0075 0 0 297
      0 0 0
EM6  m=3.63847D-8  a=7.23729D20  r= 1.0D0  d=3.0D0
      0.557619 0 0.0086 0 0 62
      0 0 0
EM7  m=3.68382D-8  a=7.32748D20  r= 1.0D0  d=3.0D0
      0.566903 0 0.0051 0 0 256
      0 0 0
EM8  m=3.74498D-8  a=7.44915D20  r= 1.0D0  d=3.0D0
      0.579489 0 0.0001 0 0 109
      0 0 0
EM9  m=3.79906D-8  a=7.55671D20  r= 1.0D0  d=3.0D0
      0.590673 0 0.0036 0 0 32
      0 0 0
EM10 m=3.86952D-8  a=7.69687D20  r= 1.0D0  d=3.0D0
      0.605325 0 0.0016 0 0 53
      0 0 0

```

Figura 5.2 - Parte de um dos arquivos de entrada do Mercury: arquivo de grandes corpos.

gravitacional de uma estrela central. A versão original foi corrigida de um problema em seu código fonte (*cf.* Apêndice A) e reprogramada para realizar também a acreção de água quando dois corpos colidem (*cf.* Apêndice B).

A Figura 5.2 mostra um exemplo de arquivo de entrada contendo parte dos dados iniciais de grandes corpos em uma das simulações (exceto para o corpo central, definido à parte). Um grande corpo é definido como aquele que perturba e interage com todos os outros objetos durante a integração. Todas as linhas começadas com ')' são comentários e são ignorados pelo sistema (exceto a primeira linha, que é necessária ao programa). A primeira linha não comentada diz ao programa o formato usado para os dados iniciais. As opções são cartesiano (com coordenadas xyz e velocidades), asteroidal (com elementos orbitais keplerianos) e cometário (elementos keplerianos como a opção asteroidal mas incluindo também distância e época do pericentro). A linha seguinte diz a época a partir da qual os elementos são válidos. As linhas restantes fornecem dados para cada grande corpo.

A primeira linha para cada grande corpo contém o nome do corpo, a massa em massas solares, água em gramas (somente nesta versão reprogramada), o raio que define a máxima distância do corpo que constitui um encontro próximo (em raios de Hill) e a densidade do corpo (em g/cm^3). A linha seguinte contém os seis elementos orbitais, semi-eixo maior (em

UA), excentricidade, inclinação (em graus), argumento do pericentro (em graus), longitude do nodo ascendente (em graus) e anomalia média (graus). A última linha contém três parâmetros de spin de momento angular para o corpo (AU^2/dia) considerados inicialmente como zero para todos os corpos nesta pesquisa. Os primeiros corpos definidos são os planetas gigantes do sistema simulado. O raio que define encontro próximo é sempre considerado como 1 e a densidade de cada corpo é definida como 3 g/cm^3 (usando como base a densidade do planeta Marte, 3.9 g/cm^3). Excentricidade, argumento do pericentro e longitude do nodo ascendente iniciais são sempre zero e inclinações recebem um valor pequeno, mas diferente de zero, suficiente para fazer com que o programa trabalhe tridimensionalmente. Anomalias médias são definidas randomicamente.

Pequenos corpos seguem o mesmo estilo, exceto que possuem valores de massa e água fixos, e são definidos em arquivo à parte. Pequenos corpos não interagem entre si e são tratados como partículas.

Em todas as simulações um passo de tempo de 5 dias foi adotado e o tempo total de integração é de 200 Myrs. Colisões conservam momento linear e não levam fragmentação em conta. As simulações foram realizadas em CPUs com velocidade de processamento por volta de 2.34GHz, memória cache de 7.80G, com tempo variando entre 15 a 45 dias (simulações com maior número de corpos e 2 planetas gigantes levam mais tempo).

Apesar de nos basearmos em dados do Sistema Solar, nossas simulações não se restringem ao mesmo. Buscamos descrever o disco protoplanetário ([Capítulo 4](#)), variando sua densidade superficial e número de corpos, focando na formação de planetas dentro da Zona Habitável (ZH) ([KASTING et al., 1993](#)) de suas estrelas principais. Nessas simulações, estudamos a formação de planetas em sistemas do tipo Solar. No [Capítulo 7](#) apresentamos outro exemplo de aplicação do modelo.

Ao final das simulações principais, arquivos com dados em elementos orbitais são gerados pelo sub-programa do Mercury ELEMENT6.FOR e esses dados são então analisados por um programa em C++ (*cf.* [Apêndice D](#)), criado para gerar valores finais de razão D/H e percentagens relativas de água de cada fonte, para cada embrião sobrevivente. Após este processo, gráficos são criados usando o software Origin.

Como exemplo de integração realizada, a [Figura 5.3](#) mostra alguns instantâneos da evolução do sistema de condições iniciais mostrado na [Figura 5.1](#) (simulação 6 da [Tabela 5.1](#)). O tamanho de cada corpo é representativo de sua massa e a cor é representativa de sua parcela de água por massa. Fazemos a distinção entre embriões planetários e planetas, sendo esses últimos todos os embriões sobreviventes ao final das simulações. Três

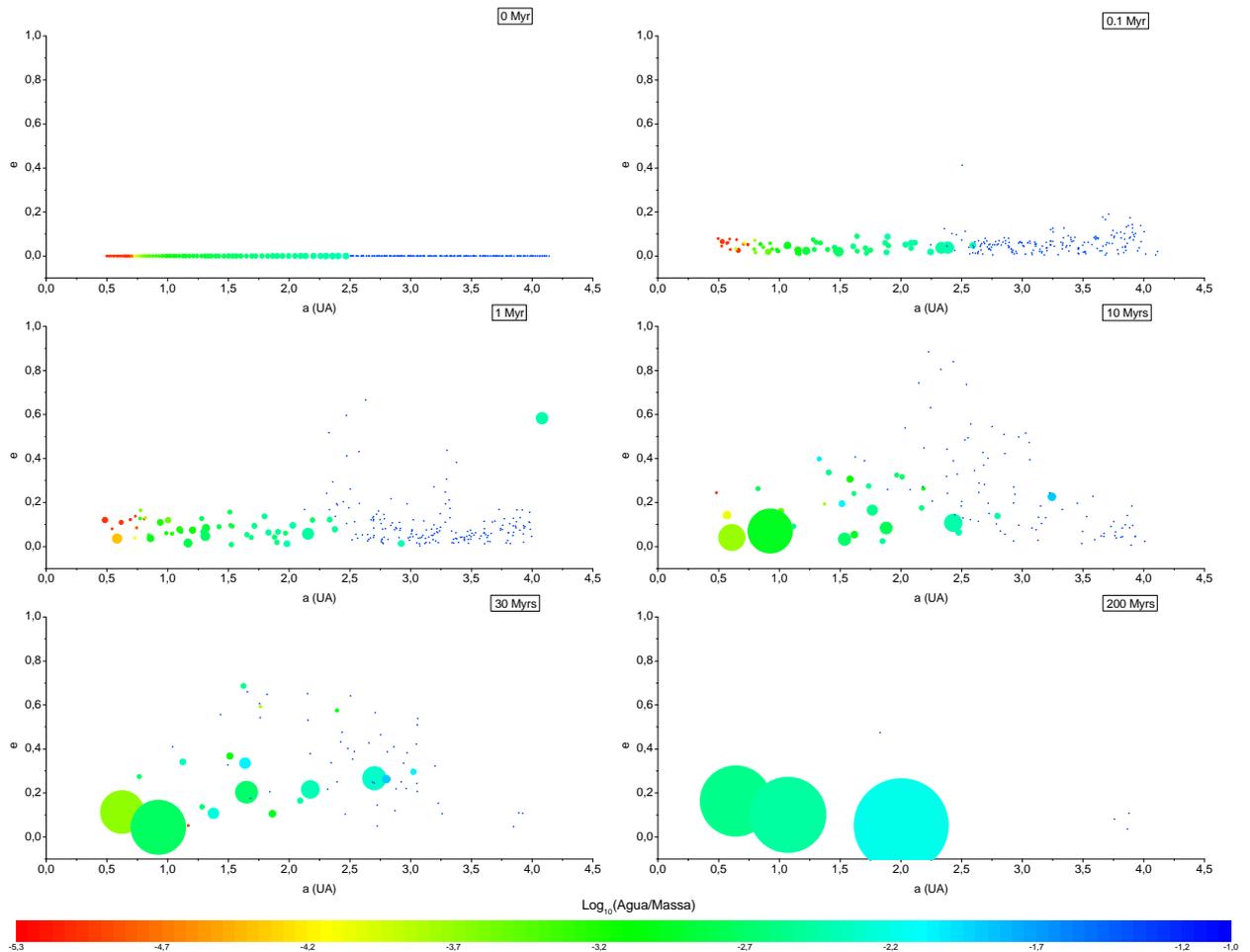


Figura 5.3 - Instatâneos da simulação 6 da Tabela 5.1. Simulação inclui um Júpiter em 5.2 UA. Planetesimais possuem fração de água por massa de $\log_{10}(5\%) = -1.3$. Fração inicial de água por massa de embriões varia de acordo com a posição.

planetas são formados ao final da simulação e para cada um deles, a Figura 5.4 mostra a origem de cada embrião planetário e asteróide que foi acretaado à esse planeta. A linha tracejada indica onde os semi-eixos maiores inicial e final são iguais. Um objeto próximo à linha teve um pequeno deslocamento radial no processo de formação, enquanto um objeto distante desta linha teve um grande deslocamento (e.g., o asteróide vindo de $\sim 3,2$ UA que se acretaou ao planeta em 0,6 UA). Todos os planetas formados nesta simulação tiveram massa oriunda de ambas as regiões mais interna e mais externa às posições destes.

É possível se ver pela Figura 5.5 que as massas dos planetas formados nessa simulação são bem próximas à massa da Terra. Para a água (Figura 5.6), os valores são no mínimo o número de oceanos terrestres esperados para a quantidade de água total da Terra ($\sim 10 O_{\oplus}$, ABE et al. (2000)), como discutido no Capítulo 3. A Figura 5.7 mostra que, para esta simulação, a combinação das teorias de absorção local e de asteróides para a origem

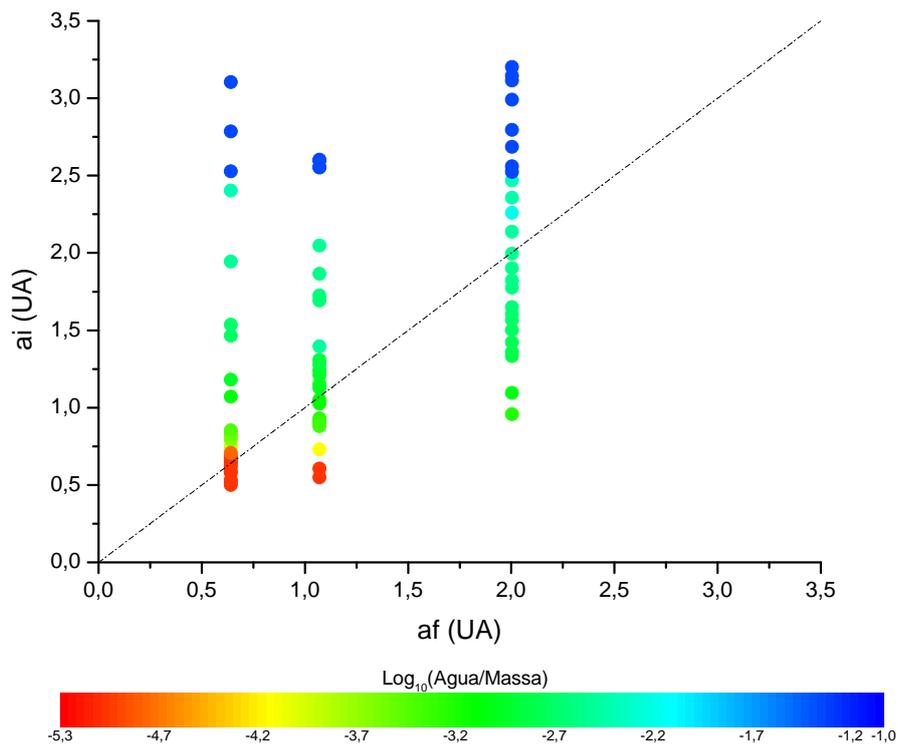


Figura 5.4 - Semi-eixo maior inicial dos embriões que acretaram aos planetas formados na simulação 6 da Tabela 5.1

da água de planetas terrestres (*cf.* Capítulo 3) conduz a valores de razão D/H final da água dos planetas formados bem próximos ao VSMOW.

O Capítulo 6 apresenta os resultados e análises gerais de todas as simulações.

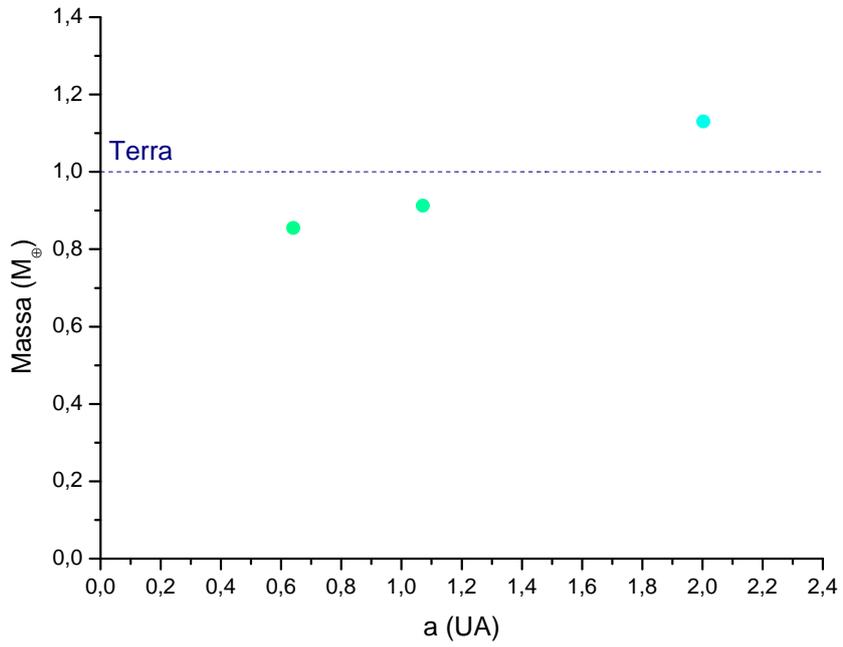


Figura 5.5 - Massa final dos planetas formados na simulação 6 da [Tabela 5.1](#)

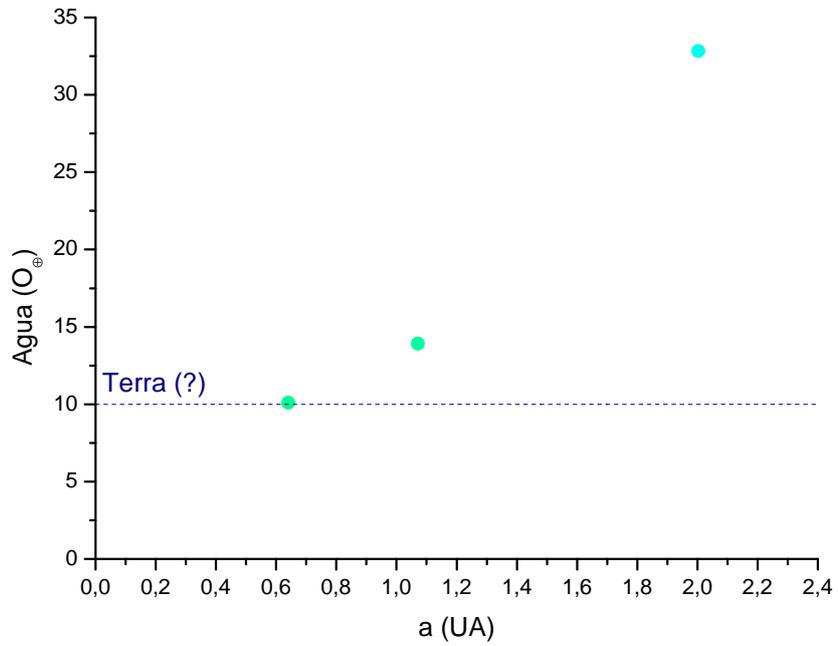


Figura 5.6 - Água final dos planetas formados na simulação 6 da [Tabela 5.1](#)

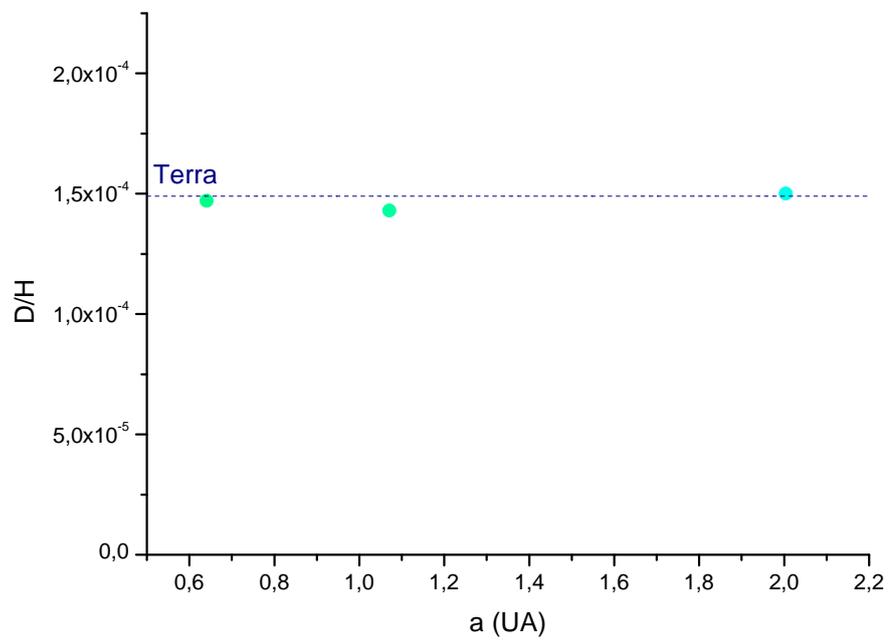


Figura 5.7 - Razão D/H final da água dos planetas formados na simulação 6 da [Tabela 5.1](#)

6 RESULTADOS

Neste capítulo apresentamos os resultados das simulações projetadas pelo modelo físico proposto, descrito no [Capítulo 4](#). [Tabela 6.1](#) resume os dados finais dos planetas formados em todas as simulações com um planeta gigante e a [Tabela 6.2](#) das simulações com dois planetas gigantes.

Em todas as simulações, entre dois e oito planetas terrestres são formados ao tempo final de 200 Myrs, com massas que variam de 0,027 a $1,39 M_{\oplus}$ ¹, com diferentes parâmetros orbitais e quantidades de água.

A quantidade de água final irá depender não só da contribuição asteroidal como também da quantidade de água absorvida inicialmente, antes que as simulações se iniciem (como descrito na [Seção 4.2](#)). Valores finais variam entre planetas muito secos (com, por exemplo, apenas $0,005 O_{\oplus}$ de água) a planetas com uma grande quantidade de água (até $\sim 33 O_{\oplus}$). Nenhum planeta formado nestas simulações adquire mais água do que o máximo esperado para a Terra ($50 O_{\oplus}$ é o máximo considerado por [ABE et al. \(2000\)](#)). Há grande variedade entre os sistemas formados, como também uma significativa variação estocástica entre simulações com condições iniciais semelhantes. Nas duas próximas seções, resumimos como os planetas formados são influenciados pelos diferentes valores de densidade de superfície em 1 UA e pelas duas configurações de planetas gigantes consideradas. Na seção final são apresentadas considerações sobre uma contribuição cometária para a água dos planetas formados na Zona Habitável dos sistemas simulados.

6.1 Densidade de superfície

Como descrito no [Capítulo 5](#), os valores de densidade superficial em 1 UA considerados nas simulações são:

- a) 6 g/cm^2
- b) 8 g/cm^2
- c) 10 g/cm^2

Nas subseções seguintes, a influência de cada um destes valores nos parâmetros de massa, água e razão D/H da água é analisada em detalhes.

¹No Sistema Solar, as massas dos planetas terrestres variam entre 0,055 a $1 M_{\oplus}$

Tabela 6.1 - Dados finais dos planetas formados para simulações com Júpiter^a.

Corpo	Σ_1	Sim	a_f	e_f	Massa(M_\oplus)	$\%M_{Ast}$	Água(O_\oplus)	$\%A_{Ast}$	D/H
EM4	6	1	0,468	0,03758	0,104457	0	0,0389391	0	2,1E-5
EM50	6	1	2,0414	0,10288	0,413243	2,43	6,04877	35,27	9,1E-5
EM51	6	1	0,8728	0,027	0,781565	1,29	4,52233	47,18	1,15E-4
EM63	6	1	2,371	0,12807	0,0503058	0	0,398847	0	2,1E-5
EM65	6	1	2,9142	0,10759	0,0274693	0	0,265843	0	2,1E-5
EM78	6	1	1,2483	0,02696	0,180662	0	2,21811	0	2,1E-5
EM4	6	2	0,8007	0,05345	0,725577	6,93	12,1287	87,95	1,96E-4
EM53	6	2	2,0334	0,24515	0,0337987	29,74	2,29284	93,05	2,06E-4
EM67	6	2	0,5495	0,20034	0,0782832	25,68	4,90844	86,93	1,94E-4
EM78	6	2	1,5042	0,00382	0,651782	3,08	9,82365	43,43	1,07E-4
EM83	6	2	2,5763	0,07798	0,0357528	0	0,599079	0	2,1E-5
EM85	6	2	2,9674	0,08889	0,0713349	0	1,19217	0	2,1E-5
EM7	6	3	0,5907	0,19175	0,406829	2,47	2,90075	73,55	1,67E-4
EM16	6	3	0,9981	0,09369	0,315958	3,18	3,55757	59,97	1,4E-4
EM61	6	3	2,6066	0,1652	0,0267657	0	0,243734	0	2,1E-5
EM72	6	3	2,1399	0,01387	0,0602655	0	0,71831	0	2,1E-5
EM75	6	3	2,8994	0,1892	0,0321602	0	0,437713	0	2,1E-5
EM80	6	3	3,1305	0,35543	0,0342913	0	0,530245	0	2,1E-5
EM81	6	3	2,3907	0,26038	0,0447992	22,43	2,68475	79,46	1,79E-4
EM86	6	3	1,4378	0,02225	0,768689	6,54	17,5122	60,91	1,42E-4
EM4	8	4	0,6673	0,12655	0,689359	5,83	10,2693	83,1	1,86E-4
EM39	8	4	1,4336	0,03118	0,565249	5,33	10,2282	62,57	1,46E-4
EM45	8	4	1,111	0,0679	0,507776	3,96	8,27842	51,54	1,24E-4
EM47	8	4	2,2213	0,07854	0,341538	2,94	5,30754	40,2	1,01E-4
EM13	8	5	0,6453	0,18161	0,538015	1,87	3,23892	65,87	1,52E-4
EM24	8	5	0,9454	0,0831	0,788923	1,27	6,24372	34,17	8,9E-5
EM48	8	5	1,8164	0,08268	0,215606	9,32	6,05205	70,5	1,61E-4
EM53	8	5	2,4649	0,32352	0,0409742	0	0,368079	0	2,1E-5
EM59	8	5	1,6555	0,21665	0,312484	6,43	7,36944	57,9	1,36E-4
EM12	10	6	0,641	0,1633	0,854468	3,53	10,0983	63,38	1,47E-4
EM41	10	6	1,071	0,10075	0,912721	4,4	13,91	61,35	1,43E-4
EM61	10	6	2,0038	0,05241	1,13022	8,89	32,8232	65	1,5E-4
EM14	10	7	0,6836	0,05608	1,00826	1,99	8,01886	53,21	1,27E-4
EM27	10	7	1,1805	0,03829	0,927362	3,25	13,4137	47,71	1,16E-4
EM50	10	7	1,8351	0,13038	0,133045	7,55	3,43633	62,08	1,45E-4
EM60	10	7	2,2597	0,19008	0,357714	8,43	10,4784	61,08	1,43E-4
EM38	10	8	0,7096	0,03512	1,2773	3,15	13,6416	62,56	1,46E-4
EM50	10	8	2,3942	0,05854	0,457535	6,59	11,248	56,9	1,34E-4
EM62	10	8	1,4994	0,06659	0,881393	6,84	20,4914	62,47	1,45E-4

^aColunas são: nome do planeta (Corpo), densidade de superfície em 1 UA em g/cm² (Σ_1), número da simulação (Sim), semi-eixo maior em UA (a_f), excentricidade (e_f), massa em massas terrestres (M_{\oplus}), porcentagem de massa asteroidal ($\%M_{AST}$), quantidade de água em oceanos terrestres ($\text{Água}(O_{\oplus})$), porcentagem de água asteroidal ($\%A_{AST}$) e razão D/H (D/H) finais.

Tabela 6.2 - Dados finais dos planetas formados em simulações com Júpiter e Saturno^a.

Corpo	Σ_1	Sim	a_f	e_f	Massa(M_\oplus)	$\%M_{Ast}$	Água(O_\oplus)	$\%A_{Ast}$	D/H
EM29	6	9	0,6044	0,44745	0,444681	4,52	5,67506	75,19	1,71E-4
EM56	6	9	1,1958	0,06197	0,688456	1,46	6,23371	34,22	8,9E-5
EM80	6	9	1,4929	0,21862	0,230211	0	2,08864	0	2,1E-5
EM10	6	10	0,6499	0,08168	0,52144	0	0,830846	0	2,1E-5
EM47	6	10	1,6633	0,16389	0,375044	5,36	6,40756	66,59	1,54E-4
EM85	6	10	1,0232	0,15355	0,39766	0	3,85525	0	2,1E-5
EM12	8	11	0,5945	0,04062	0,494656	0	1,09639	0	2,1E-5
EM28	8	11	1,0149	0,01495	0,66288	1,52	4,99932	42,67	1,06E-4
EM73	8	11	1,5117	0,09837	0,498188	6,05	11,378	56,25	1,33E-4
EM18	8	12	0,7751	0,11325	1,27896	0,79	8,481	25,16	7,1E-5
EM24	8	12	1,8764	0,21105	0,0928866	10,82	2,34952	90,8	2,02E-4
EM39	8	12	1,4599	0,12194	0,100044	0	0,519491	0	2,1E-5
EM46	8	12	2,2417	0,34208	0,0745553	0	0,527923	0	2,1E-5
EM54	8	12	2,2813	0,62161	0,0435467	0	0,450539	0	2,1E-5
EM32	8	13	1,603	0,16317	0,506394	0	1,51787	0	2,1E-5
EM49	8	13	0,8825	0,11735	0,915147	4,39	12,3412	69,15	1,59E-4
EM56	8	13	0,5278	0,02507	0,285508	0	2,71304	0	2,1E-5
EM70	8	13	1,1618	0,2585	0,0538773	0	0,866496	0	2,1E-5
EM20	8	14	0,6354	0,16142	0,833088	3,62	10,3309	61,95	1,44E-4
EM40	8	14	1,0901	0,14728	0,625601	3,21	7,04723	60,55	1,41E-4
EM55	8	14	2,2471	0,2117	0,246579	0	2,29095	0	2,1E-5
EM71	8	14	1,4888	0,13308	0,136964	58,7	18,065	94,48	2,09E-4
EM9	10	15	0,6627	0,13472	1,13213	1,78	7,72928	55,2	1,31E-4
EM37	10	15	1,1769	0,10503	0,242541	4,14	4,5122	47,28	1,15E-4
EM49	10	15	1,4443	0,0575	0,707199	0	5,83777	0	2,1E-5
EM9	10	16	0,7101	0,08871	1,25787	2,4	10,4915	61	1,42E-4
EM30	10	16	1,5739	0,11538	0,762384	1,32	9,9331	21,48	6,4E-5
EM53	10	16	2,2497	0,18261	0,122661	0	1,33367	0	2,1E-5
EM2	10	16	0,6735	0,1176	1,38588	3,63	19,0581	55,97	1,32E-4
EM22	10	17	0,8792	0,25144	0,0364847	0	0,0621343	0	2,1E-5
EM29	10	17	1,444	0,0207	0,796351	0	2,77061	0	2,1E-5
EM58	10	17	2,1791	0,20664	0,0797468	12,60	3,09593	68,91	1,58E-4
EM63	10	17	1,6826	0,25192	0,136606	0	1,86446	0	2,1E-5
EM6	10	18	0,3975	0,1731	0,127472	0	0,00541178	0	2,1E-5
EM31	10	18	0,835	0,10719	1,32545	2,27	12,3737	51,73	1,24E-4
EM54	10	18	1,6016	0,04188	0,813136	6,18	18,9566	56,27	1,33E-4
EM55	10	18	3,0134	0,14308	0,0769065	13,07	2,98116	71,56	1,63E-4
EM18	10	19	0,6579	0,12341	1,21931	0,82	6,32174	33,75	8,8E-5
EM41	10	19	1,5104	0,22734	0,8315	3,63	13,5358	47,28	1,15E-4

^aColunas são: nome do planeta (Corpo), densidade de superfície em 1 UA em g/cm² (Σ_1), número da simulação (Sim), semi-eixo maior em UA (a_f), excentricidade (e_f), massa em massas terrestres (M_{\oplus}), porcentagem de massa asteroidal ($\%M_{AST}$), quantidade de água em oceanos terrestres ($\text{Água}(O_{\oplus})$), porcentagem de água asteroidal ($\%A_{AST}$) e razão D/H (D/H) finais.

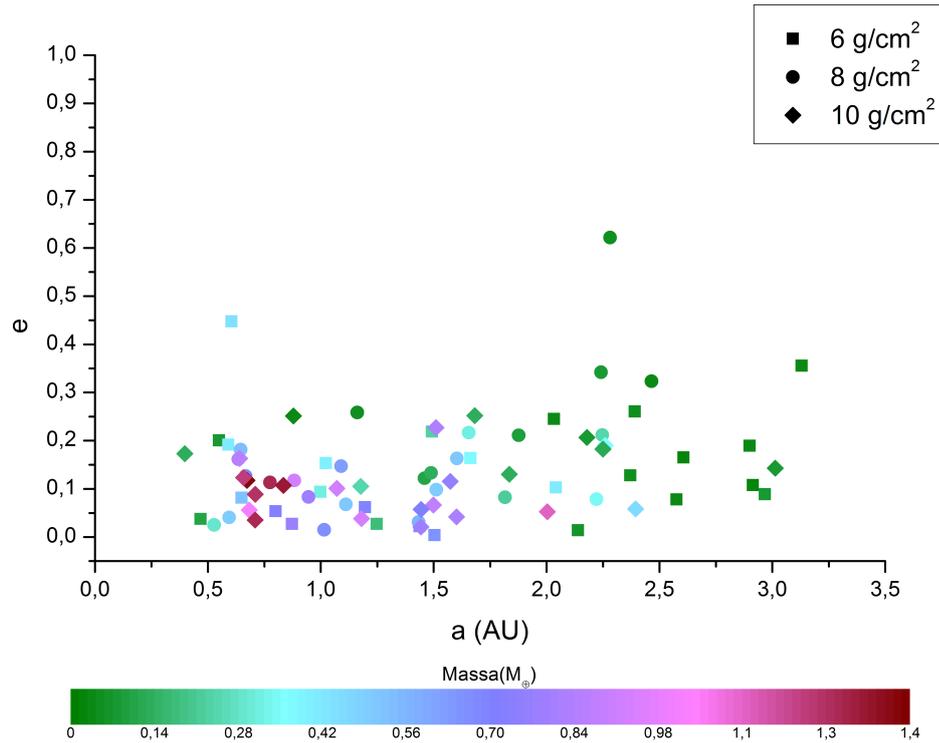


Figura 6.1 - Semi-eixo maior (em UA) versus excentricidade finais, mostrando massa em M_{\oplus} . Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam massa final de cada planeta formado em M_{\oplus} .

6.1.1 Massa

O valor de densidade de superfície em 1 UA define a quantidade de massa disponível para a formação de planetas, de acordo com as equações definas no [Capítulo 4](#). Um menor valor de densidade de superfície está associado desde o início com um maior número de embriões com menores massas (*cf.* [Tabela 5.1](#)), também de acordo com as equações. Ao final, as massas dos planetas estarão em geral também associadas com a densidade superficial de massa. Nestas simulações, a massa média para um planeta formado em um sistema de densidade de superfície em 1 UA como em: a) é de $0,29 \pm 0,05 M_{\oplus}$; b) $0,43 \pm 0,06 M_{\oplus}$ e em c) é de $0,69 \pm 0,09 M_{\oplus}$. A [Figura 6.1](#) mostra a massa final de todos os planetas formados nas simulações, num gráfico de semi-eixo maior por excentricidade, para os diferentes valores de densidade superficial. As maiores massas estão concentradas entre 0,5–1,7 UA, com pico por volta de 0,7–0,8 UA. Isso é esperado pela menor influência gravitacional do(s) planeta(s) gigante(s) nas regiões mais internas. Na região mais externa (entre 2,0–3,5 UA) prevalecem os planetas com menores massas.

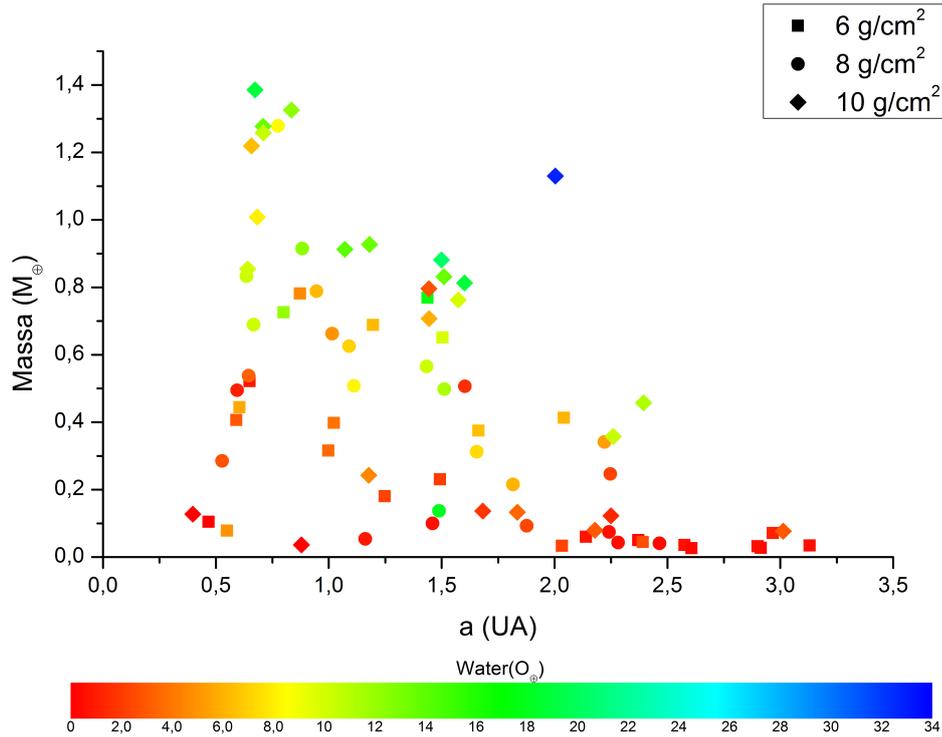


Figura 6.2 - Semi-eixo maior final (em UA) versus massa final (em M_{\oplus}). Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam quantidade final de água de cada planeta formado em O_{\oplus} .

6.1.2 Água

A Figura 6.2 mostra um gráfico de massa por semi-eixo maior de todos os planetas formados nas simulações. Maiores quantidades de água estão geralmente associadas com maiores massas, refletindo a distribuição inicial destes parâmetros². Mas a quantidade de água final também depende da quantidade de água recebida de asteróides e por isso vai haver grandes planetas com pouca água (formados principalmente com embriões internos, mais secos) e pequenos embriões com maiores quantidades de água, associadas com pelo menos 50% de água asteroidal, como pode ser visto na Figura 6.3. Pequenos símbolos vermelhos na parte inferior e à direita do gráfico representam embriões que se formaram nas regiões mais internas do disco protoplanetário (por isso menores e mais secos) e migraram ilesos - sem nenhuma colisão com asteróides - para as partes mais externas do mesmo. No geral, as quantidades médias de água final por planeta formado para cada valor de densidade superficial são a) $3,77 \pm 0,82 O_{\oplus}$; b) $5,69 \pm 0,93 O_{\oplus}$ e c) $9,64 \pm 1,49 O_{\oplus}$.

A Figura 6.3 também mostra planetas com pequena quantidade de água final, mas que

²Como descrito no Capítulo 4, quanto mais distante da estrela, maior a zona de alimentação do planeta, menor a temperatura e, portanto, maiores massas e maiores quantidades de água

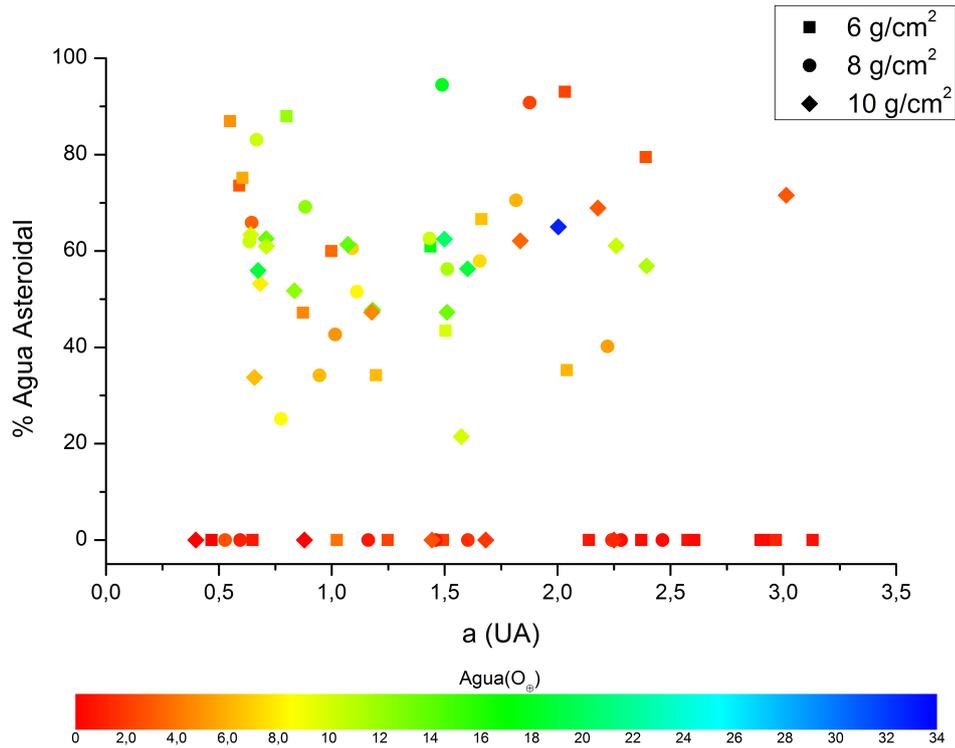


Figura 6.3 - Semi-eixo maior final (em UA) versus porcentagem de água asteroidal dos planetas formados em todas as simulações. Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam quantidade final de água de cada planeta formado em O_⊕.

receberam maior parte dessa água de asteróides (símbolos vermelhos-alaranjados na parte superior do gráfico). Esses planetas são em geral embriões originados das regiões mais internas do disco (embriões pequenos e secos) e que migraram para regiões mais externas, em colidindo com asteróides durante esse processo. A Figura 6.4 mostra os planetas finais num gráfico de massa por porcentagem de massa asteroidal. O planeta com maior porcentagem de massa asteroidal ($\sim 60\%$) teve massa inicial de $0,047 M_{\oplus}$ e sofreu 8 colisões com asteróides e nenhuma com outro embrião. Suas posições inicial e final foram 1,49 e 2,43 UA, respectivamente. A maior parte dos planetas formados possui uma porcentagem de massa asteroidal inferior a 14%. A Figura 6.5 mostra um enfoque da Figura 6.4, com as menores porcentagens de massa asteroidal. As curvas representam o número de colisões com asteróides, o que explica as similares quantidades de água nos planetas sobre uma mesma curva. As diferenças de cores numa mesma linha são devidas às quantidades de água inicial (embriões inicialmente mais distantes da estrela possuem maiores quantidades de água absorvida localmente) e colisões entre embriões. Neste mesmo gráfico pode-se ver que planetas com massas maiores que $0,8 M_{\oplus}$ tiveram pelo menos 1 colisão asteroidal. Portanto, este é um limite superior para o tamanho da massa de um planeta formado com massa local, provinda apenas de embriões planetários, para essas simulações.

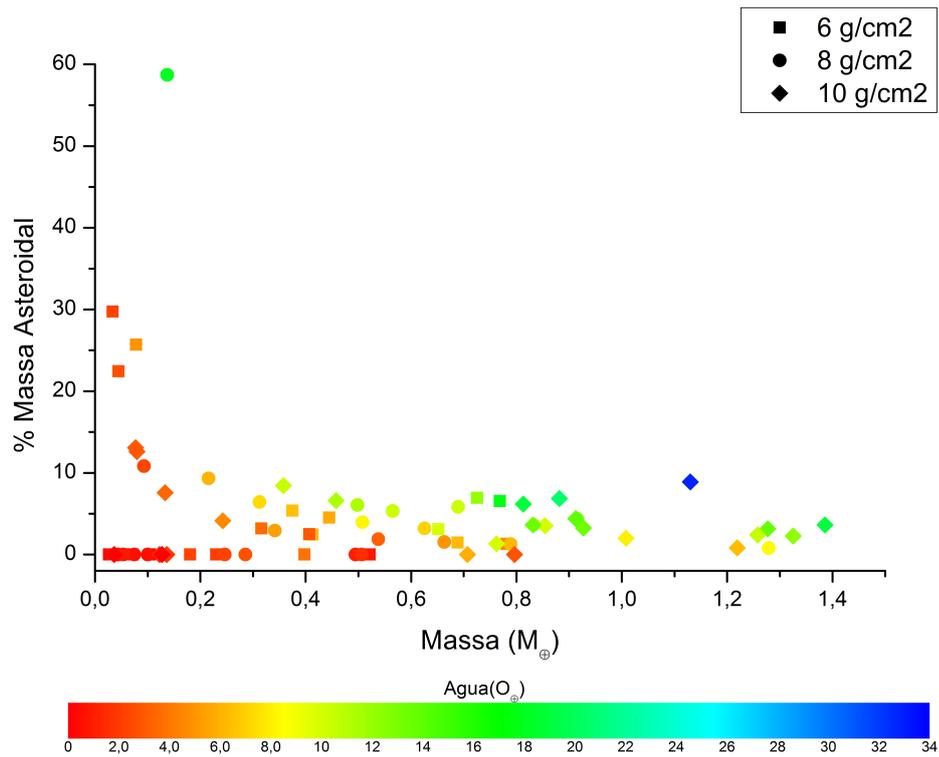


Figura 6.4 - Massa final (em M_{\oplus}) versus porcentagem de massa asteroidal. Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam quantidade final de água de cada planeta formado em O_{\oplus} .

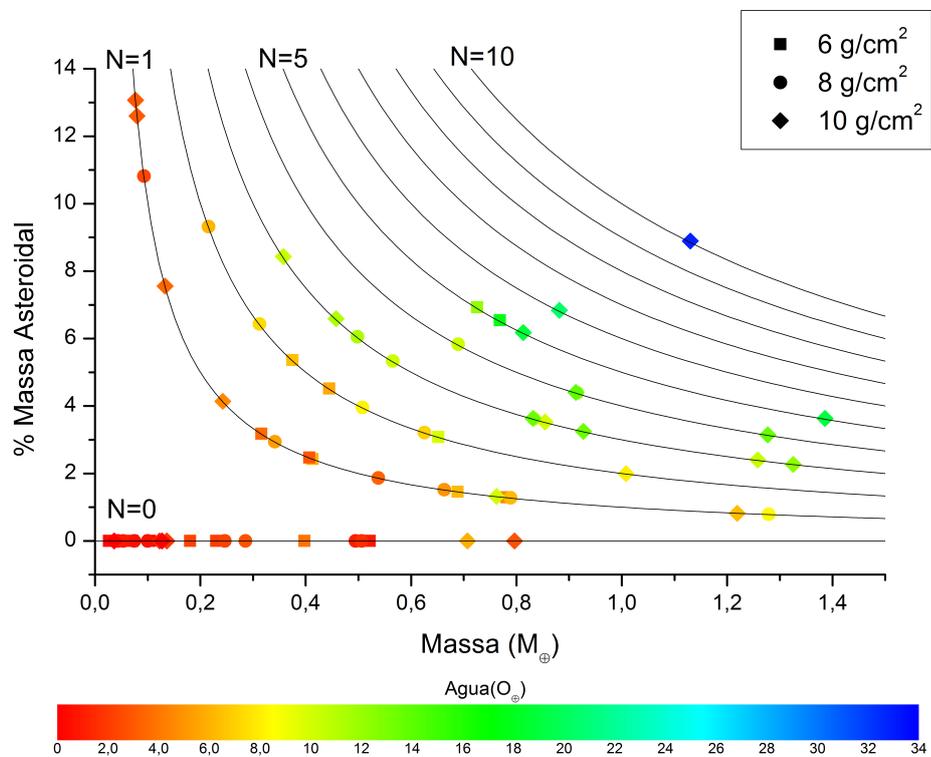


Figura 6.5 - Enfoque da [Figura 6.4](#) para porcentagens menores que 14 %. Curvas mostram números de colisões com asteróides. Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam quantidade final de água de cada planeta formado em O_{\oplus} .

6.1.3 Razão D/H

A razão D/H da água de cada planeta formado nestas simulações é totalmente relacionada com sua porcentagem de água asteroidal. A porcentagem de água asteroidal necessária para que a água do planeta atinja o D/H da água da Terra é dado pela [Equação 6.1](#), com K representando a porcentagem de água asteroidal. A equação dá $K \sim 64\%$.

$$K(DH_{Ast}) + (1 + K)(DH_{Neb}) = DH_{Earth} \quad (6.1)$$

onde $DH_{Ast} = 2.2 \times 10^{-4}$ e $DH_{Neb} = 2.1 \times 10^{-5}$ e $DH_{Earth} = 1.49 \times 10^{-4}$, a razão D/H asteroidal usada aqui, a razão D/H nebular e o VSMOW, respectivamente.

Não há portanto uma relação direta entre os valores de densidade superficial e os valores para a razão D/H final da água dos planetas formados. No entanto, como pode ser visto na [Figura 6.6](#), vai haver uma relação indireta com as porcentagens de água asteroidal (*cf.* [Figura 6.3](#)): maiores valores destas estarão em geral associados com planetas de menores massas formados em menores valores de densidade superficial. Estes serão os planetas formados com a razão D/H de sua água maiores que a razão D/H da água da Terra. A [Figura 6.6](#) mostra que vários planetas atingem valores de razão D/H próximos ao VSMOW, sendo que 5 planetas (EM39 - Sim 4, EM13 - Sim 5, EM12 - Sim 6, EM61 - Sim 6 e EM38 - Sim 8, todos da [Tabela 6.1](#)) possuem valores de razão D/H de sua água dentro da margem de erro do VSMOW ($1,49 \pm 0,03$). Isso mostra que a composição das teorias de absorção local e asteróides para explicar as origens da água da Terra pode ser bastante efetiva. Maior discussão na [Seção 6.3](#).

6.2 Planetas Gigantes

Como descrito no [Capítulo 4](#), as configurações de planetas gigantes são:

- a) um planeta gigante, mesma massa e propriedades orbitais de Júpiter;
- b) dois planetas gigantes, um como Júpiter e outro com mesma massa e propriedades orbitais de Saturno.

A média de formação para a configuração a) é de 4,4 planetas por simulação, um pouco maior que a da configuração b), de 3,6 planetas por simulação³.

³Análises são feitas sobre 10 simulações, 5 de cada uma das configurações de planeta gigante (simulações (2, 10), (4, 12), (5, 14), (6, 18) e (7, 19) da [Tabela 5.1](#)) que possuem condições iniciais semelhantes. Já os gráficos mostram os planetas formados em todas as simulações.

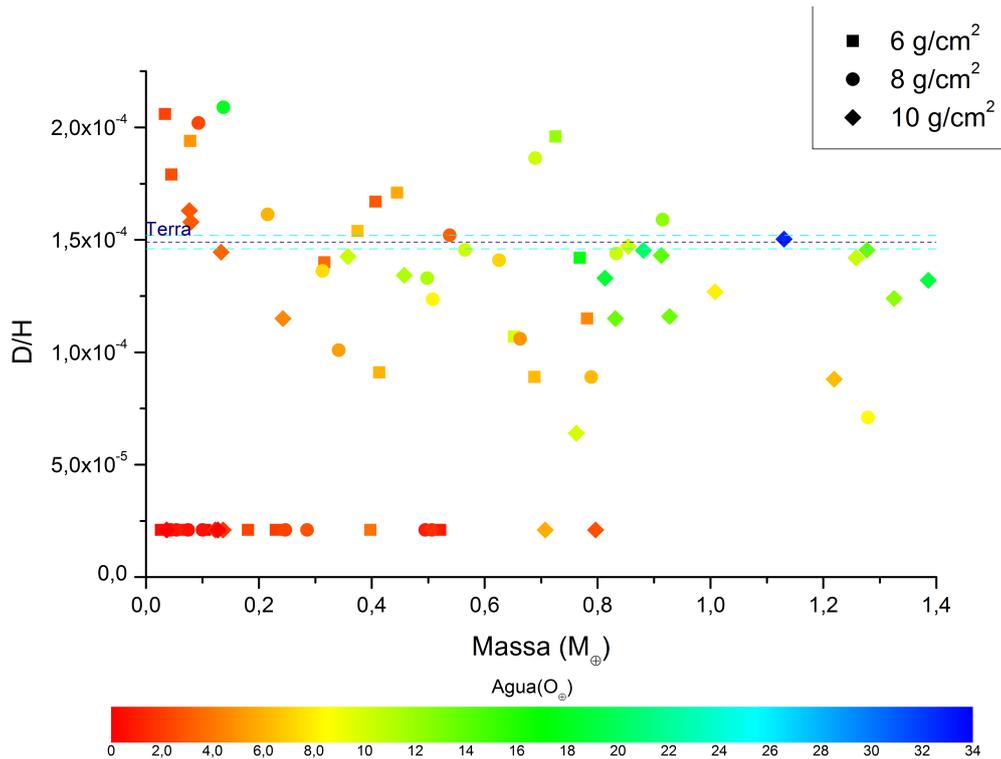


Figura 6.6 - Massa final (em M_{\oplus}) versus razão D/H da água dos planetas formados. Símbolos mostram diferentes densidades de superfície em 1 UA e cores representam quantidade final de água de cada planeta formado em O_{\oplus} . Barras de erro são em $1,49 \pm 0,03$.

A Figura 6.7 mostra a distribuição de massa de todas as simulações (como na Figura 6.1, mas separadas agora em 1 e 2 planetas gigantes), em um gráfico de $a \times e$. A configuração b) produz, em média, planetas com órbitas mais excêntricas (médias de $0,12 \pm 0,02$ para a) e $0,18 \pm 0,03$ para b) mostrando que a presença de Saturno poderia perturbar a órbita de planetas terrestres em formação se seu tempo de formação for menor que o início da fase oligárquica no sistema planetário. Neste caso, algum outro mecanismo seria necessário para reduzir a excentricidade de planetas no Sistema Solar para os valores atuais.

Nas subseções seguintes, a influência de cada uma destas configurações nos parâmetros de massa, água e razão D/H da água é analisada em detalhes.

6.2.1 Massa e Água

Massas de planetas formados nas duas configurações são semelhantes (em ambas médias de aproximadamente $0,5 M_{\oplus}$), mas a configuração a) produziu em média planetas com maior quantidade de água (médias das configurações a) $\sim 8,2 \pm 1,4 O_{\oplus}$ e b) $\sim 6,4 \pm 1,4 O_{\oplus}$), mas tendo erros padrões altos isso pode ser um reflexo do pequeno número de simulações consideradas. A Figura 6.8 mostra um gráfico de semi-eixo maior por massa, mostrando

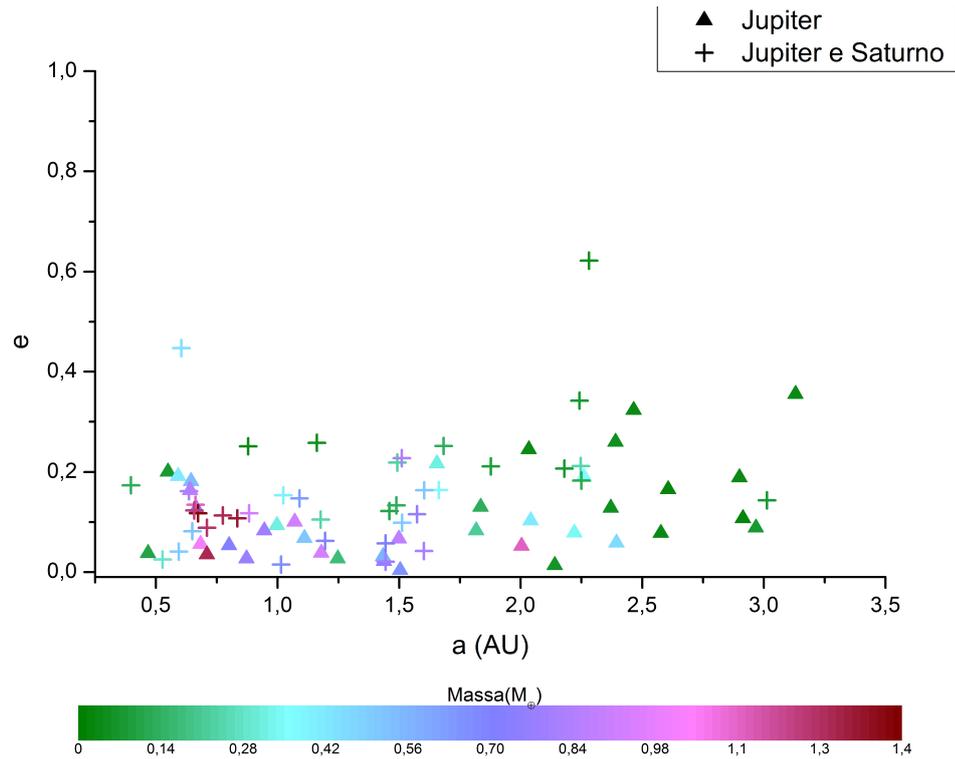


Figura 6.7 - Semi-eixo maior versus excentricidade finais, mostrando distribuição de massa em M_{\oplus} (cores). Diferentes símbolos mostram as diferentes configurações de planetas gigantes.

também a quantidade final de água de todos os planetas formados nas simulações.

Houve uma maior importância da água asteroidal para a água dos planetas da configuração a) do que para os planetas da configuração b). [Figura 6.9](#) mostra o mesmo gráfico da [Figura 6.5](#), mas com a divisão dos planetas nas duas configurações de planetas gigantes. A média de colisões com asteróides para a configuração a) foi de 2,0 por planeta e para a configuração b) de 1,5 por planeta. A média por simulação foi de 10,4 colisões para a configuração a) e 6 colisões para a simulação b). Há também um limite superior para o crescimento de planetas sem contribuição asteroidal para a configuração a) ($0,2 M_{\oplus}$) muito menor que para a configuração b) ($0,8 M_{\oplus}$). Aparentemente, um planeta como Saturno perturba a distribuição de asteróides de forma a dificultar as colisões dos mesmos com os planetas terrestres, diminuindo a taxa de água asteroidal entregue aos mesmos. Isso pode ter acontecido no Sistema Solar, mas por causa do alto grau de estocasticidade das simulações, um maior número de condições iniciais deve ser simulado de forma a confirmar ou descartar esta hipótese.

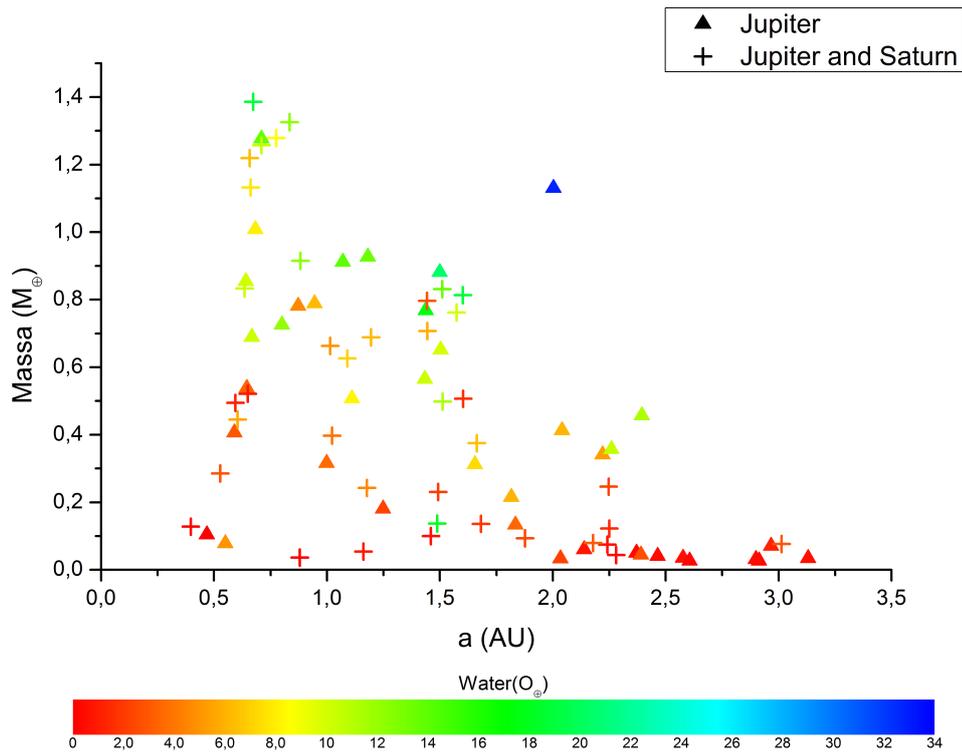


Figura 6.8 - Massa de planetas por semi-eixo maior de todas as simulações. Diferentes símbolos mostram as diferentes configurações de planetas gigantes. Cores mostram quantidade de água.

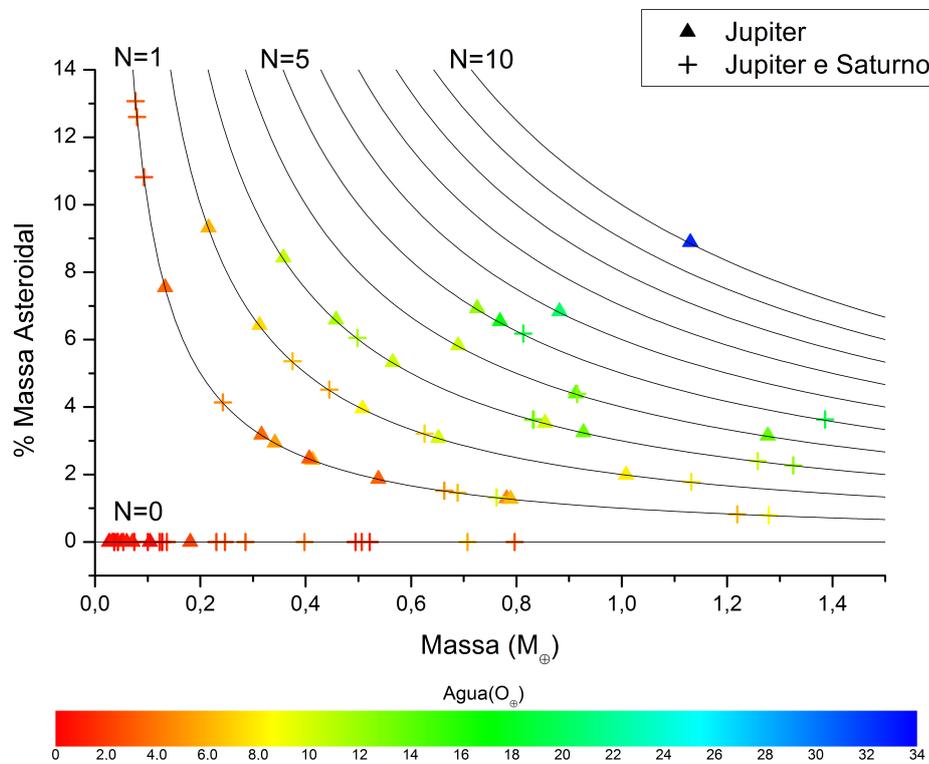


Figura 6.9 - Enfoque da Figura 6.4 para porcentagens menores que 14 %. Curvas mostram números de colisões com asteróides. Símbolos mostram as duas configurações de planetas gigantes e cores mostram água de cada planeta formado em O_{\oplus} .

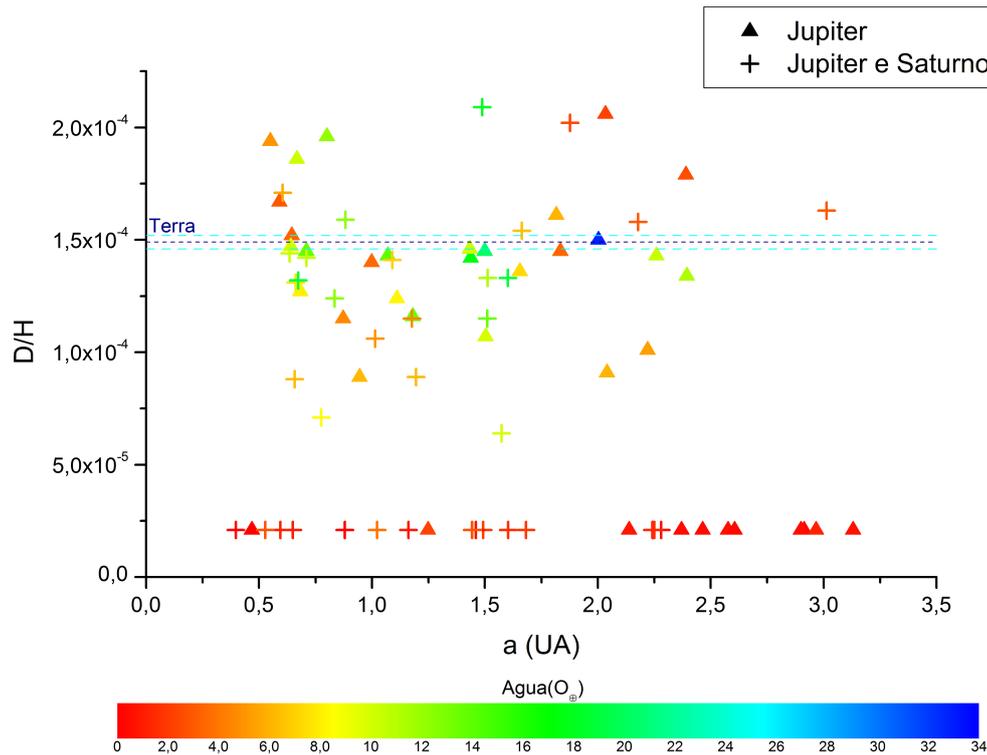


Figura 6.10 - Semi-eixo maior final versus razão D/H final, mostrando distribuição de água (cores). Símbolos representam as duas configurações de planetas gigantes.

6.2.2 Razão D/H

Por causa da relação entre a configuração a) e uma maior quantidade de água asteroidal, a água dos planetas da mesma terão em média uma razão D/H maior que a da água dos planetas formados na configuração b). A [Figura 6.10](#) mostra a razão D/H final de todos os planetas formados em todas as simulações, em um gráfico de semi-eixo maior e razão D/H. Na figura é possível se ver também que a maior parte dos planetas com nenhuma contribuição asteroidal em sua massa e quantidade de água (linha de símbolos vermelhos na parte inferior do gráfico) da configuração b) estão nas regiões mais internas do disco, ao passo que os da configuração a) estão nas partes mais externas do mesmo. A razão D/H da água desses planetas será a mesma do gás nebular, 6x menor que a razão D/H da água da Terra. No entanto a formação de planetas deste tipo está de acordo com [GENDA e IKOMA \(2007\)](#) que argumenta que a razão D/H da água da Terra não é imutável sendo, provavelmente, mais alta do que era primordialmente. Neste caso tanto a contribuição asteroidal como cometária seriam desvalorizadas. A [Seção 6.3](#) traz outras discussões a respeito da razão D/H dos planetas formados na Zona Habitável dos sistemas simulados.

6.3 Cometas e Zona Habitável

Uma contribuição cometária à água da Terra não é improvável, apesar de não ser esperada como extremamente significativa. A [Tabela 6.3](#) resume os dados dos planetas formados dentro da zona habitável do sistema simulado, que se estende de 0,9 a 1,5 UA ([KASTING et al., 1993](#)). Esta mostra qual a porcentagem de água cometária seria necessária para aumentar a razão D/H da água destes planetas ao valor de D/H da água da Terra. Planetas com razão D/H já superior ao VSMOW possuem contribuição cometária necessária como nula. A razão D/H usada para os cometas é uma média entre os três valores de razão D/H cometária conhecidos (ver [Capítulo 3](#)), $3,1 \times 10^{-4}$. Massa final e quantidade de água são atualizadas de acordo com a porcentagem de água cometária que seria recebida, de forma a avaliar os valores finais desses parâmetros.

Um total de 20 planetas são formados na ZH dos sistemas planetários simulados. Interessantemente, suas massas vão da de Marte ($0,1 M_{oplus}$) à 0,9 da massa da Terra, e com no mínimo $0,9 O_{\oplus}$ (máximo de $20 O_{\oplus}$). Porcentagens de água asteroidal vão de 0 a 95% e apenas um planeta com razão D/H superior ao VSMOW (EM71, razão D/H final de $2,09E-4$). Nove embriões foram formados com um e onze foram formados com dois planetas gigantes.

Para planetas que possuem nenhuma ou pouca água asteroidal, muita água cometária é necessária para elevar o valor da razão D/H da água contida no planeta à razão D/H da água da Terra. Existem alguns estudos que consideram essa configuração como provável, ignorando uma considerável contribuição asteroidal. [IPATOV e MATHER \(2006\)](#) se baseiam no estudo das probabilidades de colisões de cometas da família de Júpiter (JFCs) com os planetas terrestres para argumentar que, sob um ponto de vista dinâmico, a probabilidade de JFC's colidirem com a Terra seria o bastante para completar sua água durante a formação dos planetas gigantes. Uma questão complicadora relacionada a esse assunto é a de que planetas gigantes provavelmente se formaram antes de planetas terrestres, antes que o gás nebular se dissipasse completamente (ver [Seção 2.4](#)). Outros estudos (e.g. [OWEN e BAR-NUN \(2001\)](#), [DRAKE e CAMPINS \(2006\)](#)) se baseiam nas proporções de gases nobres e/ou composição isotópica do elemento Ósmio⁴ para mostrar que uma contribuição cometária pode ter sido pequena. Mas [SWINDLE e KRING \(2001\)](#) também usam gases nobres para mostrar que cometas não poderiam ter fornecido qualquer significante quantidade de água à Terra a menos que isso tenha ocorrido durante os primeiros 100 Myrs da história da Terra, ou que a água tenha vindo de 'cometas' diferentes dos vindos da nuvem de Oort nos dias de hoje.

⁴Ver [Capítulo 3](#) para maior discussão a respeito.

Tabela 6.3 - Dados dos planetas sobreviventes na zona habitável da estrela, com a porcentagem de água cometária necessária para atingir a razão D/H da água da Terra.^a

Corpo	Gig	Σ_1	Sim	a_f	e_f	Massa(M_\oplus)	$\%M_{Ast}$	Água(O_\oplus)	$\%W_{Ast}$	$\% W_{COM}$
EM78	1	6	1	1.2483	0.02696	0.181595	0.00	3.98152	0.00	44.29
EM16	1	6	3	0.9981	0.09369	0.316836	3.18	3.74915	59.97	5.11
EM86	1	6	3	1.4378	0.02225	0.772965	6.54	18.2495	60.91	4.04
EM39	1	8	4	1.4336	0.03118	0.567697	5.33	10.4487	62.57	2.11
EM45	1	8	4	1.111	0.0679	0.510022	3.96	9.58594	51.54	13.64
EM24	1	8	5	0.9454	0.0831	0.790932	1.27	8.57065	34.17	27.15
EM41	1	10	6	1.071	0.10075	0.916101	4.40	14.4204	61.35	3.54
EM27	1	10	7	1.1805	0.03829	0.931151	3.25	16.1669	47.71	17.03
EM62	1	10	8	1.4994	0.06659	0.886305	6.84	20.9609	62.47	2.24
EM56	2	6	9	1.1958	0.06197	0.69046	1.46	8.55222	34.22	27.11
EM80	2	6	9	1.4929	0.21862	0.23109	0.00	3.74912	0.00	44.29
EM85	2	6	10	1.0232	0.15355	0.399282	0.00	6.92022	0.00	44.29
EM28	2	8	11	1.0149	0.01495	0.664365	1.52	6.33708	42.67	21.11
EM39	2	8	12	1.4599	0.12194	0.100263	0.00	0.932492	0.00	44.29
EM70	2	8	13	1.1618	0.2585	0.0542418	0.00	1.55537	0.00	44.29
EM40	2	8	14	1.0901	0.14728	0.62733	3.21	7.3762	60.55	4.46
EM71	2	8	14	1.4888	0.13308	0.141197	58.70	18.065	94.48	-
EM37	2	10	15	1.1769	0.10503	0.243821	4.14	5.46271	47.28	17.40
EM49	2	10	15	1.4443	0.0575	0.709655	0.00	10.4788	0.00	44.29
EM29	2	10	17	1.444	0.0207	0.797516	0.00	4.97327	0.00	44.29

^a Colunas são: nome do planeta (Corpo), planetas gigantes (Gig), densidade de superfície em 1 UA em g/cm² (Σ_1), número da simulação (Sim), semi-eixo maior em UA (a_f), excentricidade final (e_f), novo valor de massa após contribuição cometária em massas terrestres (Massa(M_\oplus)), porcentagem de massa asteroidal ($\%M_{AST}$), novo valor de água em oceanos terrestres após contribuição cometária (Água(O_\oplus)), porcentagem de água asteroidal ($\%W_{AST}$) e porcentagem de água cometária para atingir valor VSMOW ($\%W_{COM}$).

Alguns planetas da [Tabela 6.3](#) possuem massas próximas à da Terra (EM41, EM27, EM62, todos com apenas um gigante). O planeta EM41 possui também valor de semi-eixo maior similar e quantidade de água dentro da quantidade esperada para a Terra, mas possui órbita mais excêntrica. Para esse planeta, uma porcentagem pequena de água cometária ($\sim 3,5\%$) da água total seria necessária para que a água do planeta atingisse o VSMOW. O planeta EM27 é um pouco mais distante da estrela que a Terra, mas tem órbita menos excêntrica que o planeta EM41, massa mais próxima e maior quantidade de água final. Uma porcentagem maior de água cometária ($\sim 17\%$) da água total desse planeta seria necessária para que a água deste tivesse mesmo valor de razão D/H da Terra.

Planetas formados na ZH de sistemas planetários com dois planetas gigantes não passam de $0,8 M_{\oplus}$ e os maiores dentre estes possuem nenhuma ou pouca água asteroidal.

Dos 12 planetas formados na ZH com pelo menos uma colisão asteroidal, 50% precisa de menos que 5,5% de água cometária para atingir a razão D/H da Terra. Os outros 50% precisam entre 13–27% de água cometária. Para a água da Terra, a primeira dessas duas opções seria a mais provável, pois está dentro dos limites superiores para a contribuição cometária calculados em alguns trabalhos prévios: ($\sim 10\%$ por [MORBIDELLI et al. \(2000\)](#), até 12% por [DELOULE et al. \(1998\)](#)).

7 O Disco de Acresção da Estrela MWC480

Os discos de poeira e gás em volta de estrelas recém-nascidas fornecem um laboratório natural para o estudo da formação de sistemas planetários. Mas mesmo as estrelas jovens mais próximas são tão distantes que telescópios atuais são incapazes de ver o centro do disco, onde planetas habitáveis podem estar se formando. Simulações dinâmicas com base nos dados disponíveis para estes sistemas podem complementar as pesquisas observacionais, além de dar indicações de possíveis evoluções destes futuros sistemas planetários.

MWC480 é uma estrela Herbig Ae¹, com tipo espectral A2/3ep², com massa de 2,3 M_{\odot} e à uma distância de 140 pc (EISNER et al., 2004). A estrela possui um disco planar de gás e poeira em torno de si. O gás é composto principalmente por hidrogênio, mas componentes de água e monóxido de carbono foram também observadas (EISNER, 2007). EISNER (2007) detectou linhas de emissão de água no disco interior da estrela, e suas observações suportam a idéia de que corpos com gelo de água se formaram a partir da linha de gelo do sistema ($\sim 7,5$ UA) e estão migrando para o disco interior.

A partir dos dados disponíveis para o disco de acreção da estrela MWC480, nós reformulamos o modelo descrito no Capítulo 4 e o aplicamos ao sistema, simulando possíveis formações e evoluções de planetas rochosos na zona habitável desta estrela gigante.

7.1 Modelo Matemático

O modelo matemático para o disco da estrela MWC480 segue o mesmo padrão do modelo descrito no Capítulo 4, mas com adaptações aos dados observados para o mesmo. A linha de gelo foi calculada resolvendo-se para R (distância da estrela em UA) a equação de gradiente de temperatura (EISNER et al., 2007):

$$T = T_{in} \left(\frac{R}{R_{in}} \right)^{-p} \quad (7.1)$$

e usando o limite interno do disco R_{in} como 0,28 UA e sua temperatura conhecida T_{in} de 1200 K (EISNER, 2007). O valor de T é o valor de congelamento da água (273,16 K) e o valor de p para o disco é calculado como 0,45 (EISNER et al., 2007).

Nas subseções seguintes, as demais condições iniciais para massa e água dos corpos são

¹Estrelas Herbig Ae/Be (HAeBe) são estrelas de linha de emissão de tipos espectrais B, A e em alguns poucos casos F, e na maioria das vezes correlacionada com discos circumstelares (HERNÁNDEZ et al., 2004). Estes objetos são jovens, ainda se aproximando da sequência principal de evolução estelar.

²Esta classificação espectral se refere a estrelas gigantes comuns, azuis ou brancas, com temperatura de superfície de 7500 a 11000 K, com fortes linhas de hidrogênio e possivelmente metais.

descritas.

7.1.1 Massa

A massa total do sistema está então dividida em embriões planetários de 0,28 a 7,5 UA, e planetesimais a partir de 7,5 UA, que é a localização da linha de gelo calculada para esse sistema. A distribuição de massa para o disco é assumida como:

$$\Sigma = \Sigma_1 \left(\frac{a}{UA} \right)^{-\alpha} \quad (7.2)$$

e para esse sistema o valor de $\alpha = 0,5$ (HAMIDOUCHE et al., 2005). O valor de Σ_1 (densidade de superfície em 1 UA) foi calculado usando a massa total do disco definida em (HAMIDOUCHE et al., 2005) como $0,0175 M_{\odot}$ (usando um disco de 120 UA) e confirmada usando a densidade de superfície em 100 UA calculada por (PIÉTU et al., 2007) como $3,1 \text{ g/cm}^2$. O valor encontrado foi de $\sim 30 \text{ g/cm}^2$, mas são simulados também outros dois valores menores (10 e 20 g/cm^2), assumindo que parte da massa do disco não será usada para formar planetas.

7.1.1.1 Embriões

Como descrito no modelo definido no [Capítulo 4](#), a massa de cada embrião é determinada por uma função do semi-eixo maior definida pela [Equação 4.3](#). Os embriões planetários são separados na faixa que vai de 0,28 a 7,5 UA também por alguns raios de Hill mútuos dados pela [Equação 4.4](#).

7.1.1.2 Planetesimais

Após a linha de gelo em 7,5 UA assumimos que a massa em sólidos está na forma de planetesimais. O número total dos mesmos neste sistema é de aproximadamente 500, e a massa de cada um é de $0,01 M_{\oplus}$. O anel se estende até 9 UA e os planetesimais são distribuídos com N_{Pl} proporcional a $r^{-1/2}$.

7.1.1.3 Planeta Gigante

De forma a testar diferentes possibilidades, três diferentes configurações são analisadas. Uma delas considerando a possibilidade deste sistema não ter formado nenhum planeta gigantes nas suas fases anteriores. Outra considerando um planeta gigante com massa igual à massa de Júpiter, na posição de 10 AU. E uma última considerando um planeta gigante com 2 massas de Júpiter na posição de 10 AU. Em ambos os casos a excentricidade e a inclinação do planeta gigante são iguais a zero.

Para cada configuração, cada um dos três valores de densidade superficial de massa são simulados, totalizando 9 sistemas de condições iniciais.

7.1.2 Água

Conhecendo-se a posição de cada embrião, é possível saber a temperatura local usando a equação de gradiente de temperatura, dada pela [Equação 7.1](#). Os valores ([EISNER et al., 2007](#)) usados são também:

$$R_{in} = 0,28 \text{ AU}$$

$$T_{in} = 1200 \text{ K}$$

$$\alpha = 0,45$$

Sabendo-se a temperatura, é possível se conhecer quanta água pode ser absorvida naquele ponto ([DRAKE; CAMPINS, 2006](#)). E usando três pontos onde temperatura e quantidade de água absorvida são conhecidas, foi plotada uma curva que engloba estes pontos, de forma a prever valores intermediários ([Figura 7.1](#)). Os pontos são (500 K, $3 M_{\oplus}$), (700 K, $2 M_{\oplus}$) e (100 K, $1 M_{\oplus}$). O melhor *fit* considerado para essa curva foi de³:

$$Ab = 0,305948a^2 + 1,05756a - 0,248144$$

onde Ab é absorção (em oceanos terrestres por massa terrestre) e a é o semi-eixo maior (em UA). Assim, usando essa equação é possível se determinar a quantidade de água absorvida inicialmente por qualquer embrião do sistema.

Planetesimais também possuem 5% de água por massa como nas simulações descritas no [Capítulo 4](#).

7.1.3 Razão D/H

A razão D/H da água dos corpos neste sistema planetário não é considerada, uma vez que ainda não há registros de observações da mesma e valores conhecidos para o Sistema Solar podem não ser representativos.

7.2 Simulações

As equações para esse sistema foram também geradas pelo programa Mathematica, e todo o processo de simulações é similar ao descrito no [Capítulo 5](#).

³Deve-se ter cautela ao tentar aplicar essa equação a outro sistema planetário ou mesmo variar a faixa espacial coberta para esse sistema. Essa equação representará bem a água absorvida dentro dos limites [0,28UA, 7,5 UA] mas pode gerar valores incorretos de absorção além destes limites.

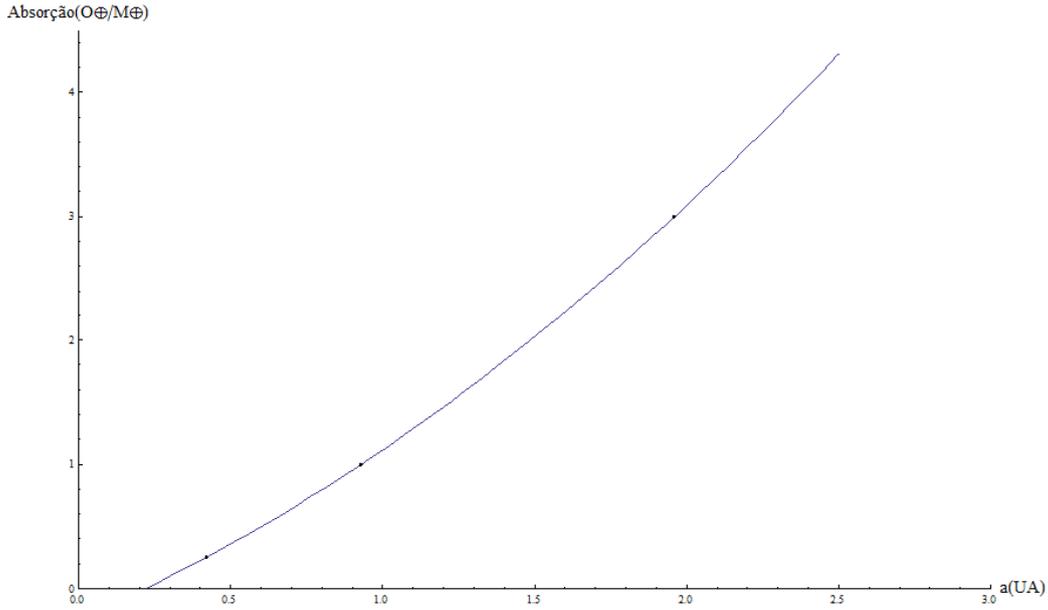


Figura 7.1 - Parte de um dos arquivos de entrada do Mercury: arquivo de grandes corpos.

Tabela 7.1 - Condições iniciais para os exemplos de simulações aqui apresentados.^a

Sim	Gigante	Σ_1	N_{emb}	$M_{embs}(M_{\oplus})$	$A_{embs}(O_{\oplus})$	$M_{tot}(M_{\oplus})$	$A_{tot}(O_{\oplus})$
1	$2M_J$	30	46	83.7666	1067.03	88.8119	2138.01
2	$2M_J$	20	56	50.4599	578.515	55.5052	1649.5

^a Colunas são: número da simulação (Sim), número de planetas gigantes (Gigante), densidade superficial de sólidos em 1 UA (Σ_1), número de embriões (N_{emb}), massa total de embriões em massas terrestres ($M_{embs}(M_{\oplus})$), quantidade de água total em oceanos terrestres dos embriões ($A_{embs}(O_{\oplus})$), massa total em massas terrestres ($M_{tot}(M_{\oplus})$) e água total em oceanos terrestres ($A_{tot}(O_{\oplus})$) da simulação. Todas as simulações possuem 502 partículas de massa igual a $0,01 M_{\oplus}$ e quantidade de água igual a $2.14343 O_{\oplus}$.

Nove sistemas de condições iniciais foram gerados, combinando os três valores adotados para densidade superficial de massa ($10, 20$ e 30 g/cm^2) com as três configurações de planetas gigantes (nenhuma, 1 ou 2 massas de Júpiter a 10 UA).

A maior parte das simulações ainda está em execução. Na seção seguinte dois exemplos de resultados são apresentados e suas condições iniciais estão descritas na [Tabela 7.2](#). Os parâmetros principais de massa, quantidade de água e posição final são analisados para cada um dos exemplos, com enfoque dado aos planetas formados na possível zona habitável desta estrela.

Tabela 7.2 - Dados finais dos embriões sobreviventes para as simulações de exemplo da Tabela 7.2^a.

Corpo	Σ_1	Sim	a_f	e_f	Massa(M_{\oplus})	$\%M_{Ast}$	Água(O_{\oplus})	$\%A_{Ast}$
EM20	30	1	0.4784	0.67729	2.64643	0.00	1.62046	0.00
EM39	30	1	1.174	0.17358	5.13654	0.00	10.8526	0.00
EM45	30	1	2.9518	0.03925	27.3054	0.15	297.254	2.87
EM46	30	1	5.9648	0.07659	30.6823	0.52	680.88	5.01
EM52	20	2	1.127	0.14929	6.39189	0.00	26.0436	0.00
EM56	20	2	3.1484	0.0411	15.853	0.38	315.626	4.06

^aColunas são: Nome do planeta (Corpo), densidade de superfície em 1UA (Σ_1), número da simulação (Sim), semi-eixo maior (a_f), excentricidade (e_f), massa em massas terrestres (Massa (M_{\oplus}), porcentagem de massa asteroidal ($\%M_{Ast}$), quantidade de água em oceanos terrestres (Água (O_{\oplus})), e porcentagem de água asteroidal ($\%A_{Ast}$) finais.

7.3 Resultados

A Tabela 7.2 mostra os dados finais dos embriões sobreviventes dos dois exemplos de simulações apresentados aqui. Ambas as simulações apresentam planetas próximos a 1 UA e a 3 UA, o que sugere regiões de maior estabilidade para esses sistemas. A maioria dos planetas formados tem massa de Super-Terras (2 a 17 M_{\oplus} , LOVIS et al. (2007)⁴) e os demais têm massas de grandes Netunos (acima de 17 M_{\oplus}).

Os sistemas evoluem e se estabilizam rapidamente: a maioria dos embriões possui órbitas estáveis em menos de 30 Myrs do início desta fase final de acreção. Em ambos os exemplos, a influência gravitacional do planeta gigante faz com que os planetesimais se espalhem pela região de formação dos planetas, mas essa mesma influência é responsável pela ejeção da maior parte dos mesmos. Apesar disso, mais de 70% da massa inicial sobrevive no sistema do Exemplo 1. Sua evolução pode ser vista na Figura 7.2, que mostra seis instantâneos da integração. A Figura 7.3 mostra de onde vieram os corpos acretados aos planetas finais. Somente os planetas mais externos recebem alguma massa asteroidal.

Para o Exemplo 2, a evolução do sistema é mostrada na Figura 7.4 e as colisões que geraram os planetas podem ser vistas na Figura 7.5. Menos da metade da massa inicial sobrevive neste conjunto de condições iniciais. Isso ocorre porque os embriões são inicialmente menores pela menor quantidade de massa disponível, tornando-os mais suscetíveis à influência gravitacional do planeta gigante.

As Figuras 7.6 e 7.7 mostram as distribuições finais de massa e água, respectivamente, dos dois exemplos de condições iniciais.

⁴Fontes variam: VALENCIA et al. (2007), por exemplo, sugerem menos de 10 M_{\oplus}

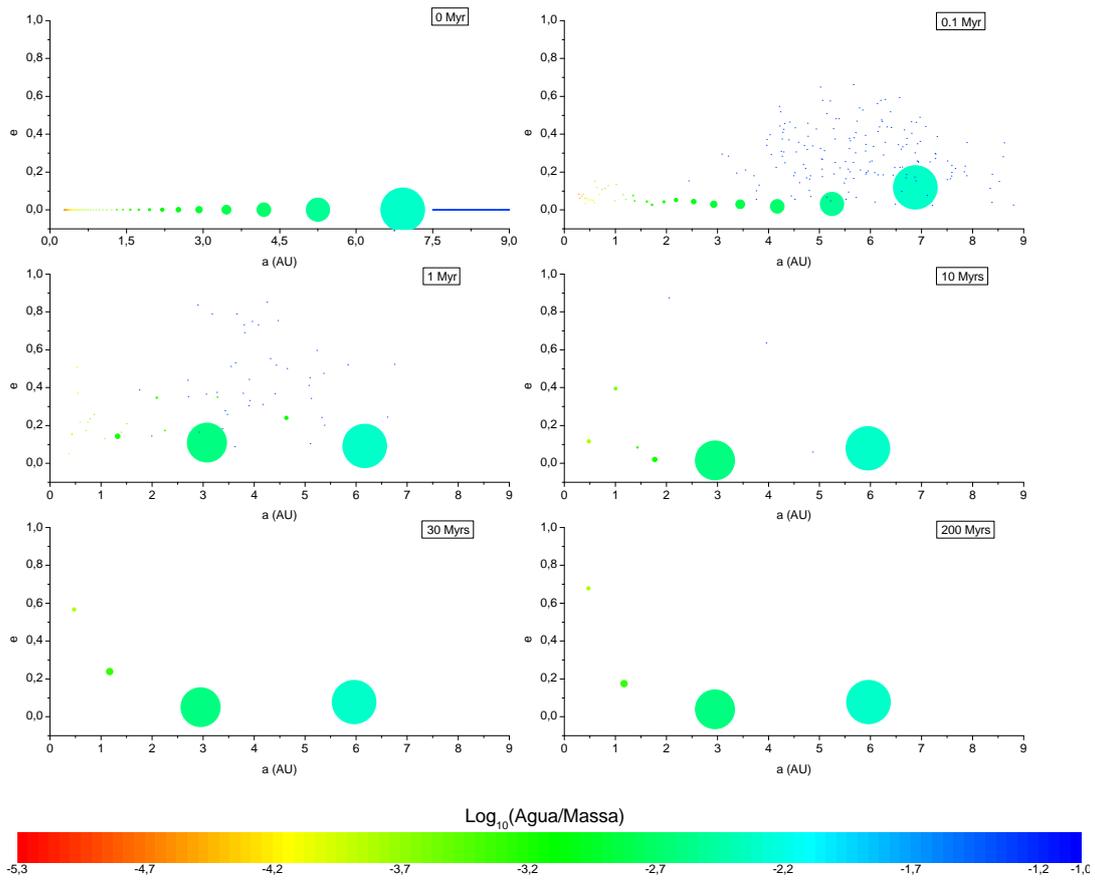


Figura 7.2 - Snapshots da simulação 1 da Tabela 7.2. Tamanho dos corpos representa suas massas e cor representa quantidade de água por massa.

7.4 Zona Habitável

A definição exata da zona habitável em torno de uma estrela ainda é objeto de contínuo estudo e debate. De forma simplificada, pode-se assumir que a zona habitável de um sistema planetário é centrada em (GOULD et al., 2003):

$$a_{ZH} = (1UA) \sqrt{\frac{L_{\star}}{L_{\odot}}} \quad (7.3)$$

onde L é a luminosidade bolométrica ⁵ da estrela.

A luminosidade da estrela MWC480 é de $11,5 L_{\odot}$ (SIMON et al., 2000), o que coloca o centro da zona habitável desta estrela em ~ 3.4 UA. Uma faixa possível para esta zona habitável seria entre 2–5 UA, o que incluiria pelo menos um embrião em cada uma dos exemplos

⁵Energia total emitida por uma estrela, por unidade de tempo, em todas as direções e em todas as frequências. A luminosidade do Sol é de $3,9 \times 10^{26}$ W

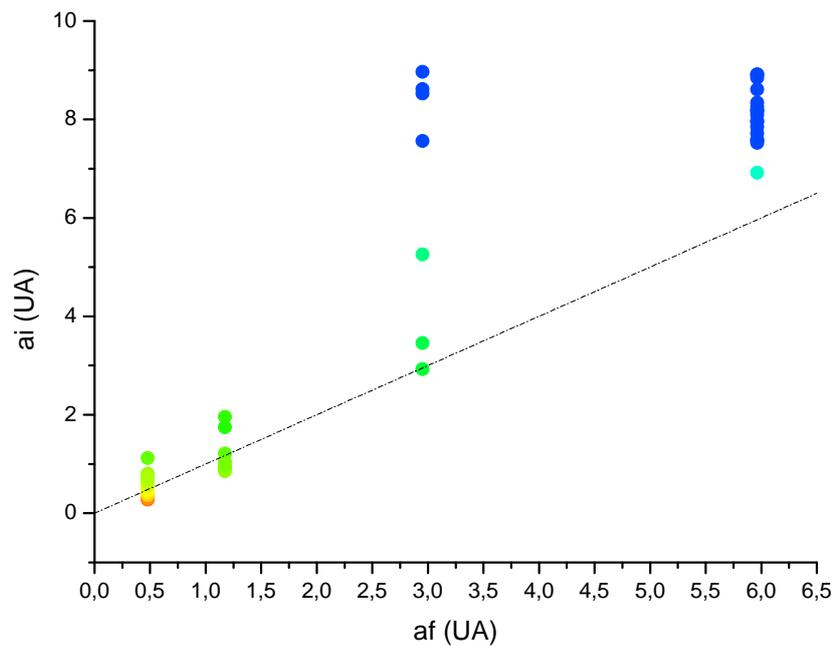


Figura 7.3 - Colisões que geraram os planetas da simulação 1 da [Tabela 7.2](#). Cores representam quantidade de água por massa como na [Figura 7.2](#).

mostrados aqui (*cf.* [Tabela 7.2](#)). Isso significa que esses planetas, além de possuírem uma grande quantidade de água, poderiam possuir parte dessa água na forma líquida, sobre ou sob a superfície do planeta. No entanto deve-se manter em mente que estes planetas são muito mais massivos que os planetas terrestres do Sistema Solar.

Deve-se considerar também que estrelas do tipo Herbig Ae são estrelas que estão evoluindo em direção à sequência principal (SP)⁶ e terão sua luminosidade alterada durante seu tempo de evolução ([MARCONI; PALLA, 2004](#)). De acordo com [PALLA e STAHLER \(1993\)](#), após seu nascimento, uma estrela Herbig Ae adquire seu máximo de luminosidade em curto período de tempo (~ 17 Myrs) e então começa a se contrair em direção à SP. À medida que a luminosidade da estrela decresce, a zona habitável em torno da mesma desloca-se para regiões mais internas do disco. No entanto, de acordo com a evolução calculada por [MARCONI e PALLA \(2004\)](#) para estrelas de massa de $1,5\text{--}4 M_{\odot}$, esse deslocamento seria menor que 0,5 UA para uma estrela como MWC480, de seu nascimento até o início da sequência principal.

⁶A sequência principal é o nome dado para um conjunto de estrelas num diagrama de cor-magnitude (conhecido como diagrama Hertzsprung-Russell) que geram luz e calor da queima de Hidrogênio em Hélio através de fusão nuclear em seu núcleo. O Sol, juntamente com a maior parte das estrelas, está na sequência principal.

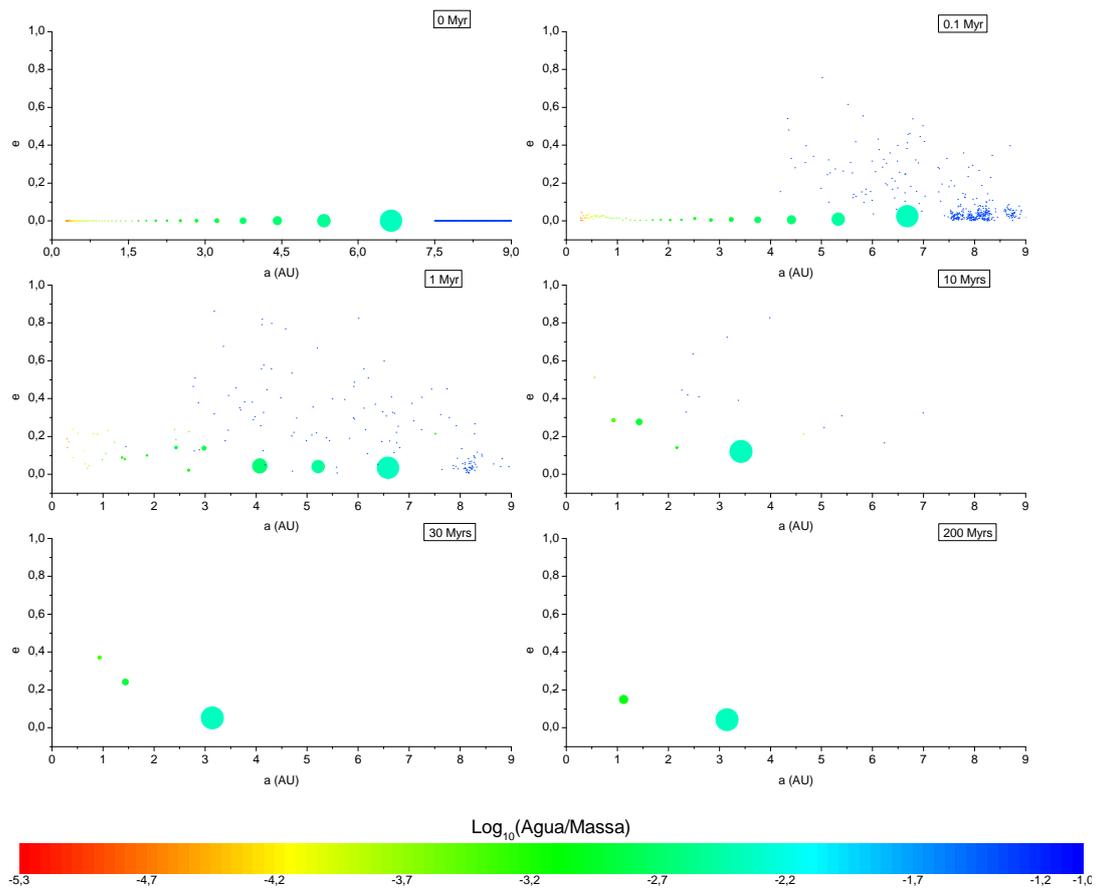


Figura 7.4 - Snapshots da simulação 2 da Tabela 7.2. Tamanho dos corpos representa suas massas e cor representa quantidade de água por massa.

7.5 Observações

Observações já confirmam a existência de planetas em torno de estrelas com mesma massa que MWC480. A Figura 7.8 mostra a distribuição de planetas descobertos⁷ em um gráfico de semi-eixo maior por massa estelar, mostrando a faixa de massa estelar aproximada à massa de MWC480. Os dois pontos assinalados são exoplanetas encontrados em torno de estrelas de mesma massa que MWC480 ($2,3 M_{\odot}$) e suas posições são $1.29 (\pm 0.05)$ UA e $2,6$ UA, com massas de $4,6 (\pm 0.3)$ e $10,3 M_J$, respectivamente.

⁷Fonte: Enciclopédia dos Planetas Extra-solares (<http://exoplanet.eu>)

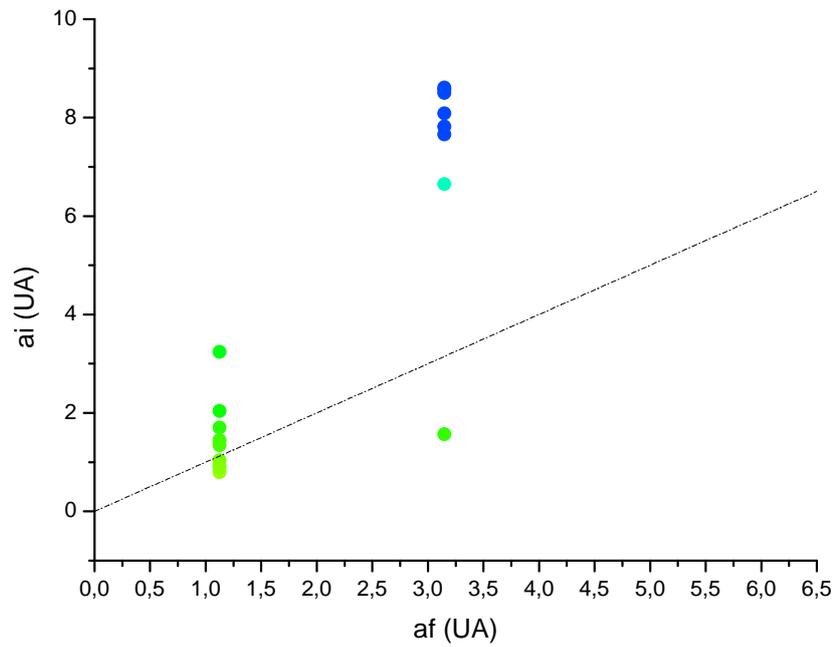


Figura 7.5 - Colisões que geraram os planetas da simulação 2 da Tabela 7.2. Cores representam quantidade de água por massa como na Figura 7.4.

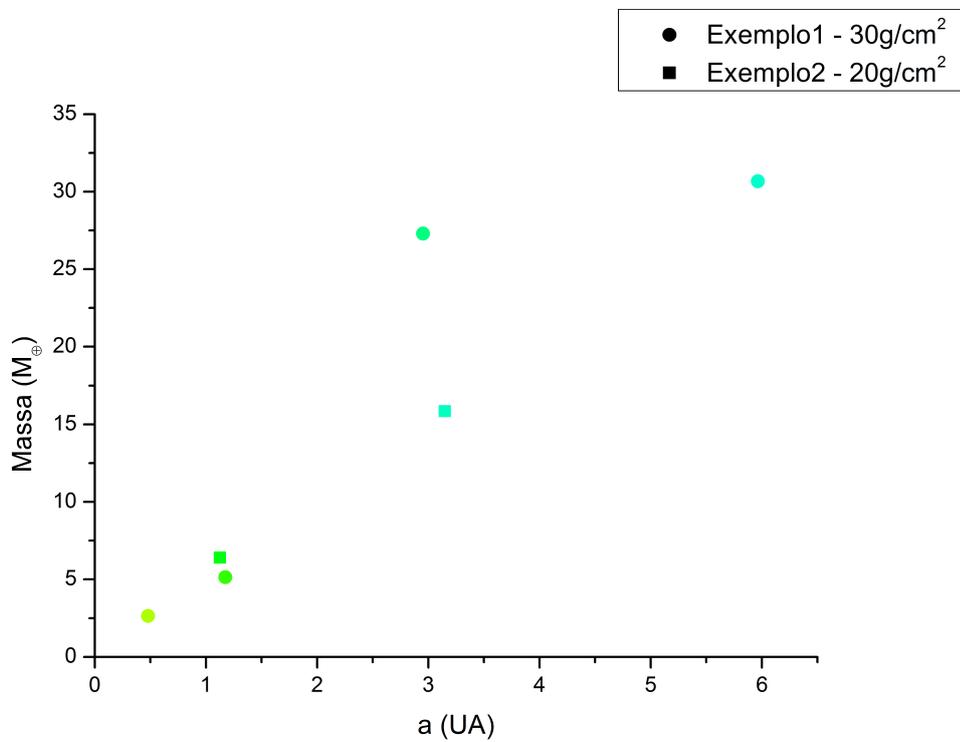


Figura 7.6 - Massa final em M_{\oplus} dos planetas formados nas simulações da Tabela 7.2. Cores representam quantidade de água por massa como nas Figuras 7.2 e 7.4.

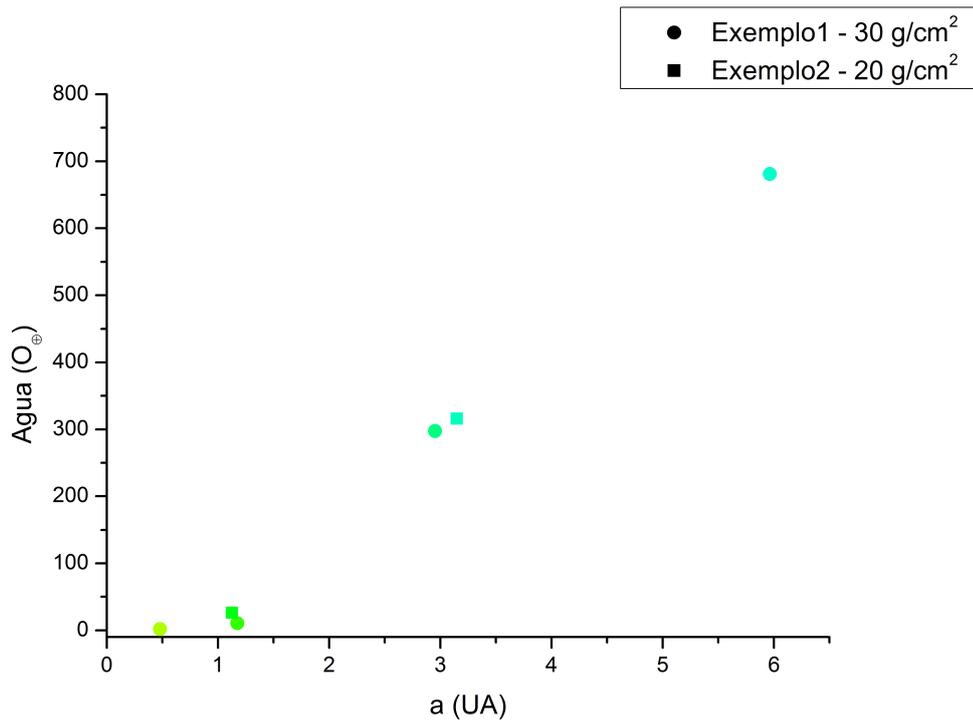


Figura 7.7 - Quantidade de água final em O_{\oplus} dos planetas formados nas simulações da Tabela 7.2. Cores representam quantidade de água por massa como nas Figuras 7.2 e 7.4.

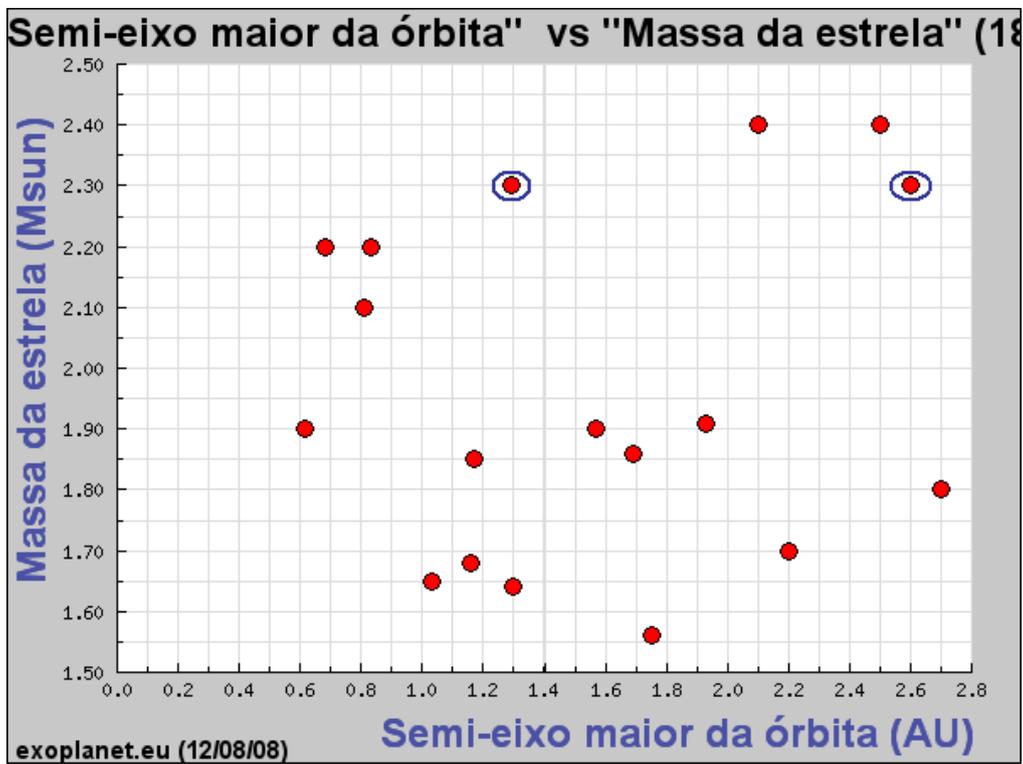


Figura 7.8 - Planetas descobertos em torno de estrelas com massa 1,5–2,5 M_{\odot} . Os dois planetas de estrelas com 2,3 M_{\odot} estão assinalados (Fonte: exoplanet.eu).

8 CONCLUSÕES

Motivados pelo fato de que muito provavelmente a água da Terra teve diferentes origens ao invés de uma única, criamos um modelo que reúne as principais possíveis fontes de água para planetas terrestres e estudamos suas implicações com simulações numéricas da dinâmica de formação do último estágio de formação planetária. O modelo é composto de planetesimais representando asteróides com maior quantidade de água, e embriões planetários na região de formação dos planetas terrestres com uma quantidade de água absorvida *in loco*. Dezenove sistemas de condições iniciais foram simulados.

Usamos parâmetros como massa, quantidade e qualidade da água da Terra como parâmetro de comparação, mas expandimos os resultados para planetas terrestres possíveis de serem formados em sistemas do tipo Solar. Também aplicamos o modelo criado para um outro sistema planetário: estamos realizando integrações sobre os dados disponíveis do disco de acreção da estrela MWC480, onde vapor de água foi descoberto. Exemplos de resultados mostram possíveis evoluções do futuro sistema planetário da estrela, enfocando embriões formados na zona habitável da mesma. Planetas formados possuem massas entre 2 e 30 massas terrestres. Em cada exemplo, pelo menos um planeta é formado dentro da zona habitável da estrela. Observações confirmam presença de planetas em torno de estrelas com mesma massa que MWC480 nas mesmas possíveis regiões de estabilidade.

Nas simulações todas as colisões são assumidas como perfeitamente inelásticas, e a quantidade de água do embrião sobrevivente é igual à soma das quantidades de água dos corpos que colidem. As simulações apresentadas são de baixa resolução (reduzido número de grandes corpos) mas, como mostrado por [AGNOR et al. \(1999\)](#) e [CHAMBERS \(2001\)](#), tais integrações podem produzir as principais propriedades gerais da configuração final dos sistemas planetários. Simulações numéricas são sempre limitadas pelo fato de que a velocidade de computação varia com N^2 , onde N é o número de objetos envolvidos ([HAGHIGHIPOUR; RAYMOND, 2007](#)).

Apesar de suas limitações, nossos estudos mostram que o modelo composto incorporando as principais teorias produz resultados compatíveis com o esperado para massa e quantidade de água de planetas terrestres, além de melhor explicar a razão D/H da água da Terra, onde qualquer teoria de uma única fonte falha. Propriedades dos sistemas formados variam e são influenciadas pelo valor de densidade superficial em 1 UA e pela configuração de planetas gigantes. Planetas com maior massa são principalmente formados nas regiões mais internas dos sistemas planetários, onde a influência dos planetas gigantes é menor. Nas regiões mais externas, prevalecem planetas com menores massas.

Massa e quantidade de água são as propriedades mais influenciadas pelo valor de densidade superficial em 1 UA, sendo que maiores embriões com mais água são formados principalmente nos maiores valores da mesma, refletindo as condições iniciais. O número de colisões com asteróides sofridas por planetas em cada simulação é dependente da configuração de planeta gigante. O limite superior de massa para planetas com nenhuma massa asteroidal foi de 80 % da massa terrestre para simulações com dois planetas gigantes, e apenas 20 % da massa terrestre para simulações com apenas um planeta gigante. Aparentemente a presença de Saturno dificulta a entrega de massa e água asteroidal para planetas terrestres em formação, mas a estocasticidade das simulações deve ser considerada. Saturno influencia também as excentricidades finais dos sistemas, produzindo planetas com órbitas mais excêntricas.

Cinco planetas formados nas simulações tiveram valores de razão D/H de sua água iguais ao da Terra, com apenas água absorvida e asteroidal, e todos eles resultam das simulações com um planeta gigante.

Na Zona Habitável de uma estrela como o Sol, 20 planetas foram formados com massas entre a de Marte e a da Terra e com no mínimo 90 % da água superficial da Terra. Dentre os que não receberam nenhuma água asteroidal, seria necessário que aproximadamente 40 % de toda a água do planeta fosse de origem cometária. Dentre os que receberam alguma água asteroidal, metade dos mesmos precisaria de menos de 5 % de água cometária, a outra metade precisaria entre 13–27 % para atingir a razão D/H da água da Terra. Considerando também estudos prévios, as contribuições relativas mais prováveis para a água da Terra seriam de 35–38 % de água absorvida localmente, \sim 60 % de água asteroidal e 2–5 % de água cometária.

Esperamos com todo o trabalho contribuir para o avanço de pesquisas e resultados sobre o assunto, tão importante e tão escasso de informações, e que está diretamente ligado ao estudo da origem de vida em outros sistemas planetários.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- ABE, Y.; OHTANI, E.; OKUCHI, T.; RIGHTER, K.; DRAKE, M. Water in the early Earth. In: **Origin of the earth and moon**. Tucson, University of Arizona: Edited by R.M. Canup and K. Righter and 69 collaborating authors., 2000. p. 413–433. [42](#), [59](#), [63](#)
- AGNOR, C. B.; CANUP, R. M.; LEVISON, H. F. On the character and consequences of large impacts in the late stage of terrestrial planet formation. **Icarus**, v. 142, p. 219–237, nov. 1999. [89](#)
- A'HEARN, M. F. Deep Impact: excavating comet 9P/Tempel 1. In: **Asteroids, Comets, Meteors**. Búzios, Rio de Janeiro, Brasil: Edited by Lazaro, D.; Melo, S. F.; Angel, F. J. Cambridge: Cambridge University Press, 2006. (IAU Symposium, v. 229), p. 3340. [49](#)
- ASAY-DAVIS, X.; BARRANCO, J. A.; MARCUS, P. S. Planetesimal formation: Trapping dust in 3D vortices. DIVISION FOR PLANETARY SCIENCES MEETING, 2007, [S.l.]. In: **Abstracts...** [S.l.]: AAS, 2007. v. 39, p. 42. [30](#)
- BARNES, R.; QUINN, T. R.; LISSAUER, J. J.; RICHARDSON, D. C. Direct simulations of growth from 1 km planetesimals at 0.4 AU. In: **Bulletin of the American Astronomical Society**. [S.l.: s.n.], 2006. (Bulletin of the American Astronomical Society, v. 38), p. 610. [32](#)
- BARRANCO, J. A.; MARCUS, P. S. Vortices in protoplanetary disks and the formation of planetesimals. STUDYING TURBULENCE USING NUMERICAL SIMULATION DATABASES, 8., 2000, Stanford. In: **Proceedings...** Stanford: Stanford University/NASA-Ames Center for Turbulence Research, 2000. p. 97. [30](#)
- BEAUGE, C.; AARSETH, S. J. N-body simulations of planetary formation. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 245, p. 30–39, jul. 1990. [33](#)
- BELBRUNO, E.; GOTT, J. R. I. Where did the Moon come from? **Astrophysical Journal**, v. 129, n. 3, p. 1724–1745, mar. 2005. [33](#)
- BOECHAT-ROBERTY, H. M.; PILLING, S.; SANTOS, A. C. F. Destruction of formic acid by soft X-rays in star-forming regions. **Astronomy and Astrophysics**, v. 438, n. 3, p. 915–922, ago. 2005. [28](#)
- BOSS, A. P. Temperatures in protoplanetary disks. **Annual Review of Earth and Planetary Sciences**, v. 26, p. 53–80, 1998. [24](#), [43](#)

BRANDT, W. N. **The Formation of the Sun and Planets**. 2000. Disponível em: <http://www.astro.psu.edu/users/niel/astro1/slideshows/class43/slides-43.html>. Acesso em: 23 jan 2008. [27](#)

Campins, H.; Lauretta, D. S. Hydrated silicates in comets. In: **Bulletin of the American Astronomical Society**. University of Arizona, Lunar and Planetary Laboratory: [s.n.], 2004. (Bulletin of the American Astronomical Society, v. 36), p. 1118–+. [41](#)

CHAMBERS, J. **John Chambers Home Page**. 2001. Disponível em: <http://www.arm.ac.uk/jec/home.html>. Acesso em: 16 ago 2007. [102](#)

CHAMBERS, J. E. A hybrid symplectic integrator that permits close encounters between massive bodies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 304, n. 4, p. 793–799, abr. 1999. [33](#), [56](#), [107](#)

_____. Making more terrestrial planets. **Icarus**, v. 152, n. 2, p. 205–224, ago. 2001. [89](#)

CHAMBERS, J. E.; WETHERILL, G. W. N-body simulations of the formation of the inner planets. In: **Bulletin of the American Astronomical Society**. [S.l.: s.n.], 1996. (Bulletin of the American Astronomical Society, v. 28), p. 1107. [33](#), [34](#)

_____. Making the terrestrial planets: n-body integrations of planetary embryos in three dimensions. **Icarus**, v. 136, n. 2, p. 304–327, dez. 1998. [34](#)

CHIVERS, I.; SLEIGHTHOLME, J. **Introduction to Programming with Fortran with coverage of Fortran 90, 95, 2003 and 77**. [S.l.]: Springer, 2006. [102](#)

CIESLA, F. J.; LAURETTA, D. S.; HOOD, L. L. Radial migration of phyllosilicates in the Solar nebula. In: Mackwell, S.; Stansbery, E. (Ed.). **Lunar and Planetary Institute Conference Abstracts**. League City, Texas: [s.n.], 2004. (Lunar and Planetary Inst. Technical Report, v. 35), p. 1219. [23](#), [48](#)

CLARK, S. (Ed.). **Extrasolar planets: the search for new worlds**. New York : Wiley, 1998.: Wiley-Praxis series in astronomy and astrophysics: QB820 .C53 1998, 1998. [28](#), [29](#), [30](#), [31](#), [33](#), [34](#)

CUZZI, J. N.; ZAHNLE, K. J. Material enhancement in protoplanetary nebulae by particle drift through evaporation fronts. **The Astrophysical Journal**, v. 614, n. 1, p. 490–496, out. 2004. [48](#)

CYR, K. E.; SEARS, W. D.; LUNINE, J. I. Distribution and evolution of water ice in the Solar nebula: implications for Solar System body formation. **Icarus**, v. 135, n. 2, p. 537–548, out. 1998. [48](#)

DAUPHAS, N.; MARTY, B. Inference on the nature and the mass of Earth's late veneer from noble metals and gases. **Journal of Geophysical Research (Planets)**, v. 107, n. E12, p. 5129, dez. 2002. [44](#)

DAUPHAS, N.; ROBERT, F.; MARTY, B. The late asteroidal and cometary bombardment of earth as recorded in water deuterium to protium ratio. **Icarus**, v. 148, n. 2, p. 508–512, dez. 2000. [39](#), [45](#)

DE SOUZA TORRES, K.; ANDERSON, D. R. Symplectic integrator mercury: Bug report. **ArXiv e-prints: 0808.0483**, v. 808, ago. 2008. [101](#)

DE BERGH, C.; MOROZ, V. I.; TAYLOR, F. W.; CRISP, D.; BÉZARD, B.; ZASOVA, L. V. The composition of the atmosphere of Venus below 100 km altitude: An overview. **Planetary and Space Science**, v. 54, n. 13-14, p. 1389–1397, nov. 2006. [44](#)

DELOULE, E.; ALBARÉDE, F.; SHEPPARD, S. M. F. Hydrogen isotope heterogeneities in the mantle from ion probe analysis of amphiboles from ultramafic rocks. **Earth and Planetary Science Letters**, v. 105, n. 4, p. 543–553, ago. 1991. [45](#)

DELOULE, E.; ROBERT, F. Interstellar water in meteorites? **Geochimica et Cosmochimica Acta**, v. 59, n. 22, p. 4695–4706, nov. 1995. [44](#)

DELOULE, E.; ROBERT, F.; DOUKHAN, J. C. Interstellar hydroxyl in meteoritic chondrules: implications for the origin of water in the inner solar system. **GCA**, v. 62, n. 19-20, p. 3367–3378, out. 1998. [77](#)

DELSEMME, A. H. 1999 Kuiper prize lecture cometary origin of the biosphere. **Icarus**, v. 146, n. 2, p. 313–325, ago. 2000. [39](#), [48](#)

DRAKE, M. J.; CAMPINS, H. Origin of water on the terrestrial planets. ASTEROIDS, COMETS, METEORS - IAU SYMPOSIUM, 2006, Rio de Janeiro. In: **Proceedings...** Búzios, Rio de Janeiro, Brazil: Edited by Lazaro, D.; Melo, S. F.; Angel, F. J. Cambridge, 2006. v. 229, p. 381–394. [23](#), [24](#), [37](#), [38](#), [39](#), [40](#), [42](#), [43](#), [44](#), [46](#), [48](#), [49](#), [75](#), [81](#)

DRAKE, M. J.; RIGHTER, K. Determining the composition of the Earth. **Nature**, v. 416, n. 6876, p. 39–44, mar. 2002. [24](#), [39](#), [40](#), [43](#)

DUNCAN, M.; QUINN, T.; TREMAINE, S. The long-term evolution of orbits in the solar system - A mapping approach. **Icarus**, v. 82, p. 402–418, dez. 1989. [33](#)

EISNER, J. A. Water vapour and hydrogen in the terrestrial-planet-forming region of a protoplanetary disk. **Nature**, v. 447, n. 7144, p. 562–564, maio 2007. [79](#)

EISNER, J. A.; CHIANG, E. I.; LANE, B. F.; AKESON, R. L. Spectrally dispersed K-Band interferometric observations of herbig Ae/Be sources: Inner disk temperature profiles. **APJ**, v. 657, n. 1, p. 347–358, mar. 2007. [79](#), [81](#)

EISNER, J. A.; LANE, B. F.; HILLENBRAND, L. A.; AKESON, R. L.; SARGENT, A. I. Resolved inner disks around herbig Ae/Be stars. **The Astrophysical Journal**, v. 613, n. 3, p. 1049–1071, out. 2004. [79](#)

GENDA, H.; IKOMA, M. Origin of the ocean on the Earth: early evolution of water D/H in a hydrogen-rich atmosphere. **ArXiv e-prints: 0709.2025G**, accepted to **Icarus (6 Sep 2007)**, v. 709, n. 1, set. 2007. [23](#), [74](#)

GOLDREICH, P.; WARD, W. R. The formation of planetesimals. **The Astrophysical Journal**, v. 183, p. 1051–1062, ago. 1973. [28](#)

GOMES, R.; LEVISON, H. F.; TSIGANIS, K.; MORBIDELLI, A. Origin of the cataclysmic Late Heavy Bombardment period of the terrestrial planets. **Nature**, v. 435, n. 7041, p. 466–469, maio 2005. [24](#), [45](#)

GOODMAN, J.; PINDOR, B. Secular instability and planetesimal formation in the dust layer. **Icarus**, v. 148, n. 2, p. 537–549, dez. 2000. [30](#)

GOULD, A.; FORD, E. B.; FISCHER, D. A. Early-type stars: most favorable targets for astrometrically detectable planets in the habitable zone. **The Astrophysical Journal**, v. 591, n. 2, p. L155–L158, jul. 2003. [84](#)

GREENBERG, R.; HARTMANN, W. K.; CHAPMAN, C. R.; WACKER, J. F. Planetesimals to planets - Numerical simulation of collisional evolution. **Icarus**, v. 35, p. 1–26, jul. 1978. [33](#)

GRISPOON, D. H. Implications of the high D/H ratio for the sources of water in Venus' atmosphere. **Nature**, v. 363, n. 6428, p. 428–431, jun. 1993. [44](#)

HAGHIGHIPOUR, N.; RAYMOND, S. N. Habitable planet formation in binary planetary systems. **The Astrophysical Journal**, v. 666, n. 1, p. 436–446, set. 2007. [89](#)

HAMIDOUCHE, M.; LOONEY, L. W.; MUNDY, L. G. Resolving the circumstellar disk around the herbig Ae star MWC 480: Grain growth? In: **Protostars and Planets V**. Hilton Waikoloa Village, Hawaii: [s.n.], 2005. p. 8285. [80](#)

HAYASHI, C. Structure of the Solar nebula, growth and decay of magnetic fields and effects of magnetic and turbulent viscosities on the nebula. **Progress of Theoretical Physics Supplement**, v. 70, p. 35–53, 1981. [34](#)

- HERNÁNDEZ, J.; CALVET, N.; BRICEÑO, C.; HARTMANN, L.; BERLIND, P. Spectral analysis and classification of herbig Ae/Be stars. **The Astronomical Journal**, v. 127, n. 3, p. 1682–1701, mar. 2004. [79](#)
- IDA, S.; MAKINO, J. N-body simulation of gravitational interaction between planetesimals and a protoplanet. I - Velocity distribution of planetesimals. **Icarus**, v. 96, p. 107–120, mar. 1992. [33](#)
- IPATOV, S. I.; MATHER, J. C. Migration of interplanetary dust and comets. In: **European Planetary Science Congress 2006**. Berlin, Germany: [s.n.], 2006. p. 197. [45](#), [75](#)
- JEANS, J. H. The stability of a spherical nebula. **Philosophical transactions of the Royal Society of London. Series A, containing papers of a mathematical or physical character**, v. 199, p. 1–53, 1902. [27](#)
- JESSBERGER, E. K.; KISSEL, J.; RAHE, J. **The composition of comets**. 1989. 167-191 p. [23](#), [37](#)
- JOHANSEN, A.; OISHI, J. S.; LOW, M.-M. M.; KLAHR, H.; HENNING, T.; YODIN, A. Rapid planetesimal formation in turbulent circumstellar disks. **Nature**, v. 448, n. 7157, p. 1022–1025, ago. 2007. [30](#)
- KASTING, J. F.; WHITMIRE, D. P.; REYNOLDS, R. T. Habitable zones around main sequence stars. **Icarus**, v. 101, n. 1, p. 108–128, jan. 1993. [58](#), [75](#)
- KERRIDGE, J. F.; SHIPP, R.; CHANG, S. Measurement and interpretation of d/h in meteorites: a reappraisal. LUNAR AND PLANETARY INSTITUTE CONFERENCE, 1985, [S.l.]. In: **Abstracts...** [S.l.]: Lunar and Planetary Inst. Technical Report, 1985. v. 16, p. 432–433. [46](#)
- KOKUBO, E.; IDA, S. Formation of protoplanets from planetesimals in the Solar nebula. **Icarus**, v. 143, p. 15–27, jan. 2000. [32](#), [34](#), [52](#)
- KRASNOPOLSKY, V. A.; MUMMA, M. J.; ABBOTT, M.; FLYNN, B. C.; MEECH, K. J.; YEOMANS, D. K.; FELDMAN, P. D.; COSMOVICI, C. B. Detection of soft X-rays and a sensitive search for noble gases in comet Hale-Bopp (C/1995 O1). **Science**, v. 277, p. 1488–1491, set. 1997. [40](#)
- KRING, D. A.; COHEN, B. A. Cataclysmic bombardment throughout the inner solar system 3.9-4.0 Ga. **Journal of Geophysical Research (Planets)**, v. 107, n. E2, p. 5009, fev. 2002. [48](#)

- KUCHNER, M. J. Volatile-rich Earth-mass planets in the habitable zone. **The Astrophysical Journal**, v. 596, n. 1, p. L105–L108, out. 2003. [23](#)
- LECAR, M.; AARSETH, S. J. A numerical simulation of the formation of the terrestrial planets. **The Astrophysical Journal**, v. 305, p. 564–579, jun. 1986. [33](#)
- LÉCLUSE, C.; ROBERT, F. Hydrogen isotope exchange reaction rates: Origin of water in the inner solar system. **Geochimica et Cosmochimica Acta**, v. 58, n. 13, p. 2927–2939, jul. 1994. [44](#)
- LECUYER, C.; GILLET, P.; ROBERT, F. **Geochimica et Cosmochimica Acta**, v. 145, p. 249, 1998. [24](#), [38](#)
- LÉGER, A.; SELSIS, F.; SOTIN, C.; GUILLOT, T.; DESPOIS, D.; MAWET, D.; OLLIVIER, M.; LABÉQUE, A.; VALLETE, C.; BRACHET, F.; CHAZELAS, B.; LAMMER, H. A new family of planets? “Ocean-Planets”. **Icarus**, v. 169, n. 2, p. 499–504, jun. 2004. [25](#)
- LELLOUCH, E.; BÉZARD, B.; Fouchet, T.; Feuchtgruber, H.; Encrenaz, T.; de Graauw, T. The deuterium abundance in Jupiter and Saturn from ISO-SWS observations. **Astronomy and Astrophysics**, v. 370, p. 610–622, maio 2001. [49](#)
- LEVISON, H. F.; DUNCAN, M. J. The long-term dynamical behavior of short-period comets. **Icarus**, v. 108, n. 1, p. 18–36, mar. 1994. [33](#)
- LISSAUER, J. J. Planet formation. **Annual review of astronomy and astrophysics**, v. 31, p. 129–174, 1993. [23](#), [27](#), [31](#)
- LISSAUER, J. J.; STEWART, G. R. Growth of planets from planetesimals. In: Levy, E. H.; Lunine, J. I. (Ed.). **Protostars and Planets III**. [S.l.: s.n.], 1993. p. 1061–1088. [34](#)
- LOVIS, C.; MAYOR, M.; PEPE, F.; ALIBERT, Y.; BENZ, W.; BOUCHY, F.; CORREIA, A. C. M.; LASKAR, J.; MORDASINI, C.; QUELOZ, D.; SANTOS, N. C.; UDRY, S.; BERTAUX, J.; SIVAN, J. An extrasolar planetary system with three Neptune-mass planets. **ArXiv Astrophysics e-prints: 0703024**, mar. 2007. [83](#)
- LUNINE, J. I. Origin of water ice in the Solar System. In: **Meteorites and the Early Solar System II**. University of Arizona, Tucson: University of Arizona Press, 2006. p. 309–319. [23](#)
- LUNINE, J. I.; CHAMBERS, J.; MORBIDELLI, A.; Leshin, L. A. The origin of water on Mars. **Icarus**, v. 165, n. 1, p. 1–8, set. 2003. [43](#)

- MARCONI, M.; PALLA, F. Pre-main-sequence A-type stars. In: Zverko, J.; Ziznovsky, J.; Adelman, S. J.; Weiss, W. W. (Ed.). **The A-Star Puzzle**. Cambridge, UK: [s.n.], 2004. (IAU Symposium, v. 224), p. 69–79. [85](#)
- MARTY, B. Neon and xenon isotopes in MORB: implications for the earth-atmosphere evolution. **Earth and Planetary Science Letters**, v. 94, n. 1-2, p. 45–56, ago. 1989. [46](#)
- MESSENGER, S. Identification of molecular-cloud material in interplanetary dust particles. **Nature**, v. 404, n. 6781, p. 968–971, abr. 2000. [44](#)
- MOORES, J. E.; BROWN, R. H.; LAURETTA, D. S.; SMITH, P. H. Preliminary results of sublimation fractionation in dusty disaggregated samples. 36TH ANNUAL LUNAR AND PLANETARY SCIENCE CONFERENCE, 2005, Texas. In: **Proceedings...** League City, Texas: Lunar and Planetary Inst. Technical Report, 2005. v. 36, p. 1973. [39](#), [44](#), [49](#)
- MORBIDELLI, A.; CHAMBERS, J.; LUNINE, J. I.; PETIT, J. M.; ROBERT, F.; VALSECCHI, G. B.; CYR, K. E. Source regions and time scales for the delivery of water to Earth. **Meteoritics and Planetary Science**, v. 35, n. 6, p. 1309–1320, nov. 2000. [23](#), [24](#), [37](#), [39](#), [45](#), [46](#), [77](#)
- O'BRIEN, D. P.; MORBIDELLI, A.; LEVISON, H. F. Terrestrial planet formation with strong dynamical friction. **Icarus**, v. 184, n. 1, p. 39–58, set. 2006. [23](#), [37](#)
- OKUCHI, T. Hydrogen partitioning into molten iron at high pressure: implications for Earth's core. **Science**, v. 278, n. 5344, p. 1781, dez. 1997. [41](#)
- ORO, J. Comets and the formation of biochemical compounds on the primitive Earth. **Nature**, v. 190, p. 389–390, abr. 1961. [23](#)
- OWEN, T. C.; BAR-NUN, A. Volatile contributions from icy planetesimals. Edited by R.M. Canup and K. Righter and 69 collaborating authors. In: **Origin of the earth and moon**. Tucson, University of Arizona: University of Arizona Press., 2000. p. 459–471. [44](#)
- _____. Contributions of icy planetesimals to the Earth's early atmosphere. **Origins of Life and Evolution of the Biosphere**, v. 31, n. 4/5, p. 435–458, ago. 2001. [39](#), [41](#), [75](#)
- PALLA, F.; STAHLER, S. W. The pre-main-sequence evolution of intermediate-mass stars. **The Astrophysical Journal**, v. 418, p. 414–+, nov. 1993. [85](#)
- PALMER, R.; SESSLER, A.; TOLLESTRUP, A.; GALLARDO, J. Muon collider overview: Progress and future plans. **ArXiv Physics e-prints: 9807006**, jul. 1998. [33](#)

- PIERAZZO, E.; CHYBA, C. F. Amino acid survival in large cometary impacts. **Meteoritics and Planetary Science**, v. 34, n. 6, p. 909–918, nov. 1999. [48](#)
- PIÉTU, V.; DUTREY, A.; GUILLOTEAU, S. Probing the structure of protoplanetary disks: a comparative study of DM Tau, LkCa 15, and MWC 480. **Astronomy and Astrophysics**, v. 467, n. 1, p. 163–178, maio 2007. [80](#)
- POLLACK, J. B.; HUBICKYJ, O.; BODENHEIMER, P.; LISSAUER, J. J.; PODOLAK, M.; GREENZWEIG, Y. Formation of the giant planets by concurrent accretion of solids and gas. **Icarus**, v. 124, n. 1, p. 62–85, nov. 1996. [28](#)
- RAYMOND, S. N.; QUINN, T.; LUNINE, J. I. Making other earths: dynamical simulations of terrestrial planet formation and water delivery. **Icarus**, v. 168, n. 1, p. 1–17, mar. 2004. [15](#), [23](#), [24](#), [28](#), [37](#), [46](#), [47](#), [51](#), [53](#), [55](#)
- _____. The formation and habitability of terrestrial planets in the presence of close-in giant planets. **Icarus**, v. 177, n. 1, p. 256–263, set. 2005. [24](#)
- RICHARDSON, D. C.; QUINN, T.; STADEL, J.; LAKEL, G. Direct large-scale N-Body simulations of planetesimal dynamics. **Icarus**, v. 143, p. 45–59, jan. 2000. [33](#), [34](#)
- ROBERT, F. Origin of water in the inner Solar System. Successively: Interstellar synthesis, condensation in the protosolar disk, transport on planetary surfaces. ELEVENTH ANNUAL V. M. GOLDSMIDT CONFERENCE, 2001, Virginia. In: **Proceedings...** Hot Springs, Virginia: [s.n.], 2001. p. 3570. [39](#)
- SAFRONOV, V. S.; ZVJAGINA, E. V. Relative sizes of the largest bodies during the accumulation of planets. **Icarus**, v. 10, p. 109, jan. 1969. [33](#)
- SARDA, P.; STAUDACHER, T.; ALLÉGRE, C. J. Neon isotopes in submarine basalts. **Earth and Planetary Science Letters**, v. 91, n. 1-2, p. 73–88, dez. 1988. [46](#)
- SIMON, M.; DUTREY, A.; GUILLOTEAU, S. Dynamical masses of T Tauri stars and calibration of pre-main-sequence evolution. **The Astrophysical Journal**, v. 545, n. 2, p. 1034–1043, dez. 2000. [84](#)
- STERN, S. A.; SLATER, D. C.; FESTOU, M. C.; PARKER, J. W.; Gladstone, G. R.; A’Hearn, M. F.; Wilkinson, E. The discovery of argon in comet C/1995 O1 (Hale-Bopp). **The Astrophysical Journal**, v. 544, n. 2, p. L169–L172, dez. 2000. [40](#)
- STEWART, G. R.; WETHERILL, G. W. Evolution of planetesimal velocities. **Icarus**, v. 74, p. 542–553, jun. 1988. [33](#)

- STIMPFL, M.; LAURETTA, D. S.; DRAKE, M. J. Adsorption as a mechanism to deliver water to the Earth. METEORITICS AND PLANETARY SCIENCE - 67TH ANNUAL MEETING OF THE METEORICAL SOCIETY, 2004, Rio de Janeiro. In: **Proceedings...** Rio de Janeiro, Brazil: [s.n.], 2004. v. 39, p. 5218. [15](#), [23](#), [24](#), [37](#), [42](#), [43](#), [51](#), [53](#), [54](#)
- STROM, S. E. Astrophysics - Early stages of star formation. **Nature**, v. 364, n. 6433, p. 99, jul. 1993. [34](#)
- SWINDLE, T. D.; KRING, D. A. Implications of noble gas budgets for the origin of water on Earth and mars. ELEVENTH ANNUAL V. M. GOLDSMIDT CONFERENCE, 2001, Virginia. In: **Proceedings...** Hot Springs, Virginia: [s.n.], 2001. p. 3785. [45](#), [75](#)
- TANAKA, H.; IDA, S. Distribution of planetesimals around a protoplanet in the nebula gas. **Icarus**, v. 125, n. 2, p. 302–316, fev. 1997. [33](#)
- TREMAINE, S. Dark matter in the Solar System. NATO ASIC 305: BARYONIC DARK MATTER, 1990, Cambridge. In: **Proceedings...** Cambridge, U.K.: Edited by D. Lynden-Bell and G. Gilmore, 1990. p. 37. [34](#)
- VALENCIA, D.; O'CONNELL, R. J.; SASSELOV, D. D. Evolution of super-earths. **AGU Fall Meeting Abstracts**, p. A3+, dez. 2007. [83](#)
- WALKER, R. J.; HORAN, M. F.; MORGAN, J. W.; BECKER, H.; GROSSMAN, J. N.; RUBIN, A. E. Comparative ^{18}Re - ^{18}Os systematics of chondrites - Implications regarding early solar system processes. **Geochimica et Cosmochimica Acta**, v. 66, n. 23, p. 4187–4201, dez. 2002. [46](#)
- WARD, W. R. On collective behavior in a planetesimal disk. In: **Bulletin of the American Astronomical Society**. [S.l.: s.n.], 2000. (Bulletin of the American Astronomical Society, v. 32), p. 856. [32](#)
- WATT, G. D.; WILLIAMS, P. M. Circumstellar matter 1994. **Astrophysics and Space Science**, v. 224, n. 1-2, fev. 1995. [29](#)
- WEIDENSCHILLING, S. J. The distribution of mass in the planetary system and solar nebula. **Astrophysics and Space Science**, v. 51, n. 1, p. 153–158, set. 1977. [34](#)
- WEIRICH, J. R.; BROWN, R. H.; LAURETTA, D. S. Cometary d/h fractionation during sublimation. In: **Bulletin of the American Astronomical Society**. [S.l.: s.n.], 2004. (Bulletin of the American Astronomical Society, v. 36), p. 1143. [39](#), [44](#), [49](#)

WETHERILL, G. W. Formation of the Earth. **Annual Review of Earth and Planetary Sciences**, v. 18, p. 205–256, 1990. [32](#)

WETHERILL, G. W.; STEWART, G. R. Accumulation of a swarm of small planetesimals. **Icarus**, v. 77, p. 330–357, fev. 1989. [33](#)

_____. Formation of planetary embryos - Effects of fragmentation, low relative velocity, and independent variation of eccentricity and inclination. **Icarus**, v. 106, p. 190, nov. 1993. [33](#)

WISDOM, J. The resonance overlap criterion and the onset of stochastic behavior in the restricted three-body problem. **The Astronomical Journal**, v. 85, p. 1122–1133, ago. 1980. [33](#)

YOUDIN, A. N.; SHU, F. H. Planetesimal formation by gravitational instability. **The Astrophysical Journal**, v. 580, n. 1, p. 494–505, nov. 2002. [28](#)

ZAHNLE, K. J.; SLEEP, N. H. Impacts and the early evolution of life. **Coelum Periodico Bimestrale per la Divulgazione dell'Astronomia**, p. 175–208, 1997. [41](#)

A PROBLEMA NO MERCURY¹

A.1 Introdução

Em nosso conjunto inicial de simulações, foi encontrado² que o número de planetas formados nas regiões mais internas dos sistemas simulados era menor que o número esperado, uma vez que esta região sofre mínimas perturbações de planetas gigantes. Análises dos arquivos de saída, juntamente com a criação de scripts de análise e animações da dinâmica das simulações, mostraram que haviam descontinuidades no número de embriões durante as integrações. Nenhum evento para corpos desaparecidos estavam sendo registrados nos arquivos de saída do MERCURY, indicando que estes estavam desaparecendo de maneira não física. Isso então nos conduziu a um processo de *debugging* no código fonte, com o propósito de descobrir como o programa estava lidando com esses corpos desaparecidos.

MERCURY tem seu código fonte escrito em FORTRAN77. Arquivos de entrada e de configurações são usados, onde o usuário define as condições iniciais e os parâmetros para as simulações. Dentro do código, esses dados são lidos e atribuídos a variáveis. Vetores são usados para manter e manipular a maior parte das informações sobre os corpos. Um desses é o vetor do tipo inteiro chamado STAT, responsável por 'marcar' corpos para exclusão após eventos.

Encontramos que o vetor STAT não estava sendo inicializado em qualquer parte do código fonte, o que acarretava no acesso de valores inválidos da memória e na exclusão errônea de corpos durante a execução do programa.

A.2 O Problema

A variável STAT é um vetor do tipo inteiro e cada uma de suas posições corresponde a um corpo na simulação. Quando um evento ocorre, um corpo deve ser excluído da integração e sua respectiva posição de STAT é modificada para um número negativo. Valores normais da variável STAT são mostradas na [Tabela A.1](#) com os respectivos eventos ou estado. A subrotina MXX_ELIM é então chamada após um evento para completar a exclusão e re-arranjar os vetores de corpos, atualizando também o número destes.

Inicialmente, todos os corpos devem ter seus respectivos valores no vetor STAT iguais a zero, independente se a integração é nova ou uma continuação. Mas com a não-inicialização da variável STAT valores inválidos da memória são acessados. A variável poderá obter quaisquer valores na parte de memória acessada, previamente lá deixados por outros

¹Extraído de (DE SOUZA TORRES; ANDERSON, 2008)

²Agradecemos ao Dr. Sean Raymond por apontar a falha.

Tabela A.1 - Valores válidos para a variable STAT no MERCURY.

0	Corpo sobrevivente
-2	Colisão
-3	Ejeção

processos executados na máquina, ou mesmo pela própria execução do MERCURY. Se os valores acessados forem um número negativo, alguns corpos serão erroneamente marcados para exclusão, causando então descontinuidades no número total destes na simulação.

A.2.1 Exceções

Nem todas as simulações são afetadas por este problema. Alguns compiladores FORTRAN (e.g. *ifort*) inicializam variáveis inteiras com zero implicitamente no momento de suas declarações (CHIVERS; SLEIGHTHOLME, 2006). Usando um destes compiladores, um vetor de inteiros teria todas as suas posições com valor zero desde sua declaração, mesmo sem uma inicialização explícita no código fonte. Outros compiladores (e.g. *g77* e *gfortran*) só começam a inicializar os primeiros elementos de um vetor de inteiros com zero quando o tamanho do vetor é maior que um certo valor; este valor irá depender do compilador e do ambiente da máquina. Com estes compiladores, os resultados serão afetados pela não inicialização do vetor STAT se elementos não inicializados forem usados.

O vetor STAT tem seu tamanho inicialmente definido pelo parâmetro NMAX, um número máximo de corpos definido pelo usuário no arquivo de configuração (*mercury.inc*). Durante a execução do MERCURY, o número usado de elementos do vetor STAT é igual ao real número de corpos (NBOD) na simulação. Se STAT fosse inicializado, seria necessário que NMAX fosse apenas maior que o número de corpos. No entanto, usando-se um compilador como *g77* ou *gfortran*, problemas aparecerão a menos que NMAX seja maior que NBOD por várias centenas.

A sessão seguinte mostra os testes feitos para a caracterização do problema e suas exceções.

A.3 Testes

Usando um compilador *g77*, simulações com 25 diferentes condições iniciais (Tabela A.2), incluindo o exemplo dado pelo autor do MERCURY (CHAMBERS, 2001), foram executadas uma ou mais vezes com diferentes valores de NMAX. Uma análise foi então feita no número de corpos e um padrão ficou evidente: simulações com um valor de NMAX consideravelmente maior que o número de corpos não apresentaram problemas; corpos desapareciam

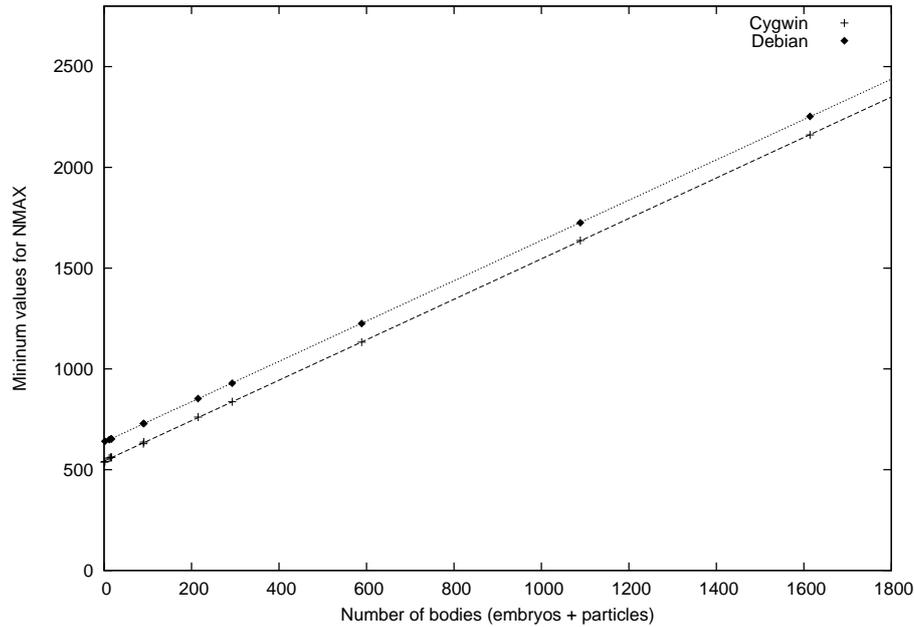


Figura A.1 - Valores mínimos de NMAX para uma possível execução livre de problemas em dois ambientes computacionais.

de simulações com valores menores de NMAX.

Um conjunto de 12 simulações, com diferentes números de corpos, foram usadas para se encontrar o limite mínimo para o valor de NMAX para uma execução livre de problemas (assinalados com * na [Tabela A.2](#)). Dois diferentes ambientes computacionais foram usados, um Cygwin (GNU-Bash, versão 3.2.39(19)-release) e um Debian (kernel 2.6.18-5-amd64). Para cada execução, um curto tempo de integração (por volta de 100 anos) foi usado. O valor de NMAX foi variado em cada simulação até que o limite inferior requerido para prevenir a perda de corpos de maneira não física foi encontrado. Esse limite inferior é proporcional ao número de corpos ([Figura A.1](#)). Quando o número de corpos tende para zero, o limite inferior de NMAX tende para um valor diferente de zero por volta de 500–700, sendo que o valor exato depende do ambiente computacional.

O melhor *fit* para os pontos no ambiente Cygwin é:

$$f(x) = 1.00341x + 542.708 \tag{A.1}$$

e no ambiente Debian:

Tabela A.2 - Testes feitos para se encontrar a causa das discontinuidades nos resultados do MERCURY^a

Grandes	Pequenos	Gigantes	Colisões	Central	Formato	Algoritmo	Vezes
*11	1	0	no	Jupiter	Asteroidal	BS	x 2
11	1	0	yes	Jupiter	Asteroidal	Hybrid	x 2
*11	4	0	yes	Jupiter	Asteroidal	Hybrid	x 1
*11	6	0	no	Jupiter	Asteroidal	Hybrid	x 1
9	204	4	no	Sun	Cartesian	BS	x 3
9	204	4	yes	Sun	Cartesian	Hybrid	x 1
9	0	4	no	Sun	Cartesian	Hybrid	x 1
18	200	4	yes	Sun	Asteroidal	MVS	x 1
14	6	4	Yes	Sun	Asteroidal	BS2	x 2
*14	2	4	Yes	Sun	Asteroidal	BS2	x 1
*1	0	0	no	Sun	Cartesian	Hybrid	x 1
0	1	0	no	Sun	Cartesian	Hybrid	x 1
*1	1	0	no	Sun	Cartesian	MVS	x 1
*89	500	2	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 1
*89	800	2	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 1
*89	1000	2	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 1
*89	1300	2	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 1
*89	1450	2	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 1
*88	1525	1	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 2
89	204	2	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 9
88	204	1	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 3
72	204	1	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 1
68	204	1	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 2
73	204	2	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 3
69	204	2	yes	Sun	Asteroidal	Hybrid	x 3

^a Colunas são: Número de grandes corpos, número de pequenos corpos, número de planetas gigantes, se aceita colisões ou não, corpo central, formato dos dados de entrada, algoritmo de integração e número de vezes em que o mesmo conjunto de condições iniciais foi simulado com pequenas diferenças nas posições dos corpos. Simulações usadas para [Figura A.1](#) são marcadas com *

$$g(x) = 1.00009x + 637.329 \quad (\text{A.2})$$

onde x é o número total de corpos. Estas funções são basicamente o número de corpos mais um valor inicial. Estes testes oferecem uma maneira básica de se verificar se simulações recentes ou antigas poderiam ter sido afetadas pelo problema com os valores do vetor STAT.

A.4 Solução

Exceto quando o compilador FORTRAN usado é um dos que fazem inicialização implícita incondicional, uma variável não explicitamente inicializada tem um comportamento imprevisível. De forma a resolver de maneira definitiva este problema, o vetor variável STAT deve ser inicializado com zero em algum ponto do arquivo *Mercury6_2.for*, antes do conjunto de comandos que fazem as integrações principais do programa. Uma sugestão é que esta inicialização seja feita na subrotina MIO_IN, antes (linha 6046) ou após (linha 6111) o bloco de comandos “Check for attempts to do incompatible things”. Acrescentando-se o comando fora do comando condicional (linhas 5911-6045) que seleciona se a integração é nova ou antiga irá garantir que este será executado para ambas destas. A inicialização pode ser feita com as três linhas:

```
do j=2, nbod
  STAT(j) = 0
end do
```

Com este comando sendo executado a cada vez que uma integração nova ou antiga começa, a variável STAT não receberá valores inválidos, independentemente do valor do parâmetro NMAX (desde que este valor ainda repete a regra básica $NMAX > NBOD$).

A.5 Conclusões

Todos os testes mostrado na [Seção A.3](#) foram repetidos com uma versão corrigida do MERCURY, inicializando-se o vetor STAT ao final da subrotina MIO_IN no código fonte. Nenhuma discontinuidade foi vista em qualquer um dos resultados. A nova versão está sendo usada em 49 novas simulações de acreção dinâmica. Nós acreditamos que esta pequena mudança pode melhorar o programa fazendo com que este seja mais confiável para qualquer tipo de simulações de N-corpos. A versão corrigida pode ser obtida de <http://www.astro.keele.ac.uk/~dra/mercury/>.

B MERCURY ALTERADO PARA INCLUIR ÁGUA

B.1 Introdução

Mercury (CHAMBERS, 1999) é um pacote de programação na linguagem Fortran 77 que realiza integrações de N-corpos e calcula a evolução orbital de objetos que se movem no campo gravitacional de uma estrela central. Mercury pode ser usado, por exemplo, para simular o movimento de planetas, asteróides e cometas orbitando em torno do Sol; ou um sistema de luas orbitando um planeta; ou, como nessa pesquisa, para realizar o estudo da formação de planetas.

Mercury inclui efeitos de forças gravitacionais entre corpos, que são assumidos como pontos de massa. O pacote consiste de diversas rotinas (drivers e subrotinas específicas), bem como de arquivos de entrada que podem ser alterados segundo as necessidades da aplicação.

A inclusão da água no pacote foi feita diretamente no código, alterando as rotinas necessárias. A água faz parte da massa total de cada corpo e sua presença não altera a dinâmica das simulações. Quando dois corpos colidem, além de acretar suas massas, eles vão acretar também suas parcelas de água.

As linhas de comando que realizam isso são simples. O maior problema encontrado foi incluir a passagem de um novo parâmetro ao longo das várias rotinas do Mercury.

B.2 Alterações

Os três programas do Mercury são *mercury6_2.for*, *element6.for* e *close6.for*. Somente os dois primeiros foram alterados, uma vez que o último não está sendo utilizado nesta pesquisa. As alterações feitas são descritas a seguir.

B.2.1 mercury6_1.for

Este é o programa básico de integração do Mercury. Nele estão contidas todas as subrotinas necessárias para as integrações principais. As alterações foram assinaladas com o comentário 'c###K###' como mostrado na [Figura B.1](#). O novo parâmetro é declarado como um vetor de números reais nomeado *ag*, de tamanho NMAX, que significa o total número de corpos na integração.

A [Figura B.2](#) é mostrada a passagem do novo parâmetro e algumas das funções de inicialização e integração principal. O programa todo tem quase 9000 linhas e a passagem de parâmetros é utilizada com extrema frequência, fazendo com o que a adição desse novo

```

c*****
c
c   Esta versão do Mercury6_2.for contém alterações feitas
c   no programa para se incluir mais um parâmetro: a água
c|
c   As alterações feitas são registradas pelo comentário: c###
c
c   Essencialmente, eu alterei a função que faz o merge de dois corpos
c   (mce_merg) e todas as funções ligadas a ele por cadeia. Também
c   são alteradas as funções de leitura (mio_in) e escrita (mio_out)
c   dos dados. Também nos arquivos temporários (mio_dump).
c
c   Funções alteradas:  -> mio_in
c                       -> mio_out
c                       -> mio_dump
c                       -> mce_merg
c                       -> mce_coll
c                       -> mdt_hkce
c                       -> mal_hvar
c                       -> mal_hcon
c                       -> mdt_hy
c                       -> call_onestep
c
c   Programadora: Karla de Souza Torres
c   Data da última atualização: 15/3/2006
c
c*****
c###
c   implicit none
c   include 'mercury.inc'
c
c   integer j,algor,nbod,nbig,opt(8),stat(NMAX),lmem(NMESS)
c   integer opflag,ngflag,ndump,nfun
c   real*8 m(NMAX),xh(3,NMAX),vh(3,NMAX),s(3,NMAX),rho(NMAX)
c   real*8 ag(NMAX)
c   real*8 rceh(NMAX),epoch(NMAX),ngf(4,NMAX),rmax,rcen,jcen(3)
c   real*8 cefac,time,tstart,tstop,dtout,h0,tol,en(3),am(3)
c   character*8 id(NMAX)
c   character*80 outfile(3),dumpfile(4),mem(NMESS)

```

Figura B.1 - Princípio das alterações feitas no Mercury. Alterações estão marcadas em vermelho.

parâmetro tenha de ser feita em muitas funções em que este não é alterado ou utilizado.

Na [Figura B.3](#) mostra onde o parâmetro é realmente alterado. Quando dois corpos colidem eles têm suas massas (representadas pelos parâmetros $m[i]$ e $m[j]$) e quantidades de água somadas. Depois disso a quantidade de água total (e massa) é atribuída ao corpo que sobrevive à colisão (sempre o corpo com maior massa).

mercury6_1.for produz arquivos de saída que estão em formato de compressão independente de máquina e é necessário usar o programa seguinte para converter a saída no formato que possa ser lido e analisado.

B.2.2 element6.for

Este programa converte os arquivos criados por *mercury6_1.for* em um conjunto de arquivos contendo elementos orbitais keplerianos para cada um dos objetos na integração. Estes arquivos permitem que se veja como as órbitas dos objetos evoluem com o tempo e pode ser usado como base para gráficos ou animações utilizando um pacote gráfico.

As alterações foram feitas no mesmo padrão que no programa *mercury6_1.for* e o início

```

c-----
c
c Get initial conditions and integration parameters
c###K###
    call mio_in (time,tstart,tstop,dtout,algor,h0,tol,rmax,rcen,jcen,
    % en,am,cefac,ndump,nfun,nbod,nbig,m,ag,xh,vh,s,rho,rceh,stat,id,
    % epoch,ngf,opt,opflag,ngflag,outfile,dumpfile,lmem,mem)
c
c If this is a new integration, integrate all the objects to a common epoch.
    if (opflag.eq.-2) then
20    open (23,file=outfile(3),status='old',access='append',err=20)
        write (23,'(/,a)') mem(55) (1:lmem(55))
        write (*,'(a)') mem(55) (1:lmem(55))
        call mxx_sync (time,tstart,h0,tol,jcen,nbod,nbig,m,xh,vh,s,rho,
    % rceh,stat,id,epoch,ngf,opt,ngflag)
        write (23,'(/,a,/)') mem(56) (1:lmem(56))
        write (*,'(a)') mem(56) (1:lmem(56))
        opflag = -1
        close (23)
    end if
c
c Main integration
c###K###
    if (algor.eq.1) call mal_hcon (time,tstart,tstop,dtout,algor,h0,
    % tol,jcen,rcen,rmax,en,am,cefac,ndump,nfun,nbod,nbig,m,ag,xh,vh,
    % s,rho,rceh,stat,id,ngf,opt,opflag,ngflag,outfile,dumpfile,mem,
    % lmem,mdt_mvs,mco_h2mvs,mco_mvs2h)
c
    if (algor.eq.9) call mal_hcon (time,tstart,tstop,dtout,algor,h0,
    % tol,jcen,rcen,rmax,en,am,cefac,ndump,nfun,nbod,nbig,m,ag,xh,vh,
    % s,rho,rceh,stat,id,ngf,opt,opflag,ngflag,outfile,dumpfile,mem,
    % lmem,mdt_mvs,mco_iden,mco_iden)
c
    if (algor.eq.2) call mal_hvar (time,tstart,tstop,dtout,algor,h0,
    % tol,jcen,rcen,rmax,en,am,cefac,ndump,nfun,nbod,nbig,m,ag,xh,vh,
    % s,rho,rceh,stat,id,ngf,opt,opflag,ngflag,outfile,dumpfile,mem,
    % lmem,mdt_bs1)

```

Figura B.2 - Passagem do novo parâmetro *ag* pelas funções do programa Mercury. Alterações estão marcadas em vermelho.

das mesmas pode ser visto na [Figura B.4](#). A única alteração essencial feita (além das passagens do novo parâmetro pelas funções) foi a descompressão do valor contido na variável *ag*, como pode ser visto na [Figura B.5](#).

B.2.3 Arquivos de Entrada

Arquivos de entrada para os programas do Mercury também sofreram algumas alterações na inclusão do parâmetro água. Arquivos contendo os dados iniciais para os grandes e pequenos corpos irão conter também a quantidade de água especificada nos mesmos. Figuras [B.6](#) e [B.7](#) mostram as alterações. A quantidade de água é registrada em gramas.

B.3 Conclusões

As alterações feitas no pacote de programação Mercury foram úteis para que esse fosse utilizado nesta pesquisa, no estudo da formação e estudo da água de planetas do tipo terrestre. A alteração direta de um programa feito por outros é um processo delicado, toma tempo e não é muito recomendado, uma vez que existem muitas dificuldades e riscos envolvidos.

```

c
c If two bodies collided...
c####
msum = m(i) + m(j)
msum_1 = 1.d0 / msum
mredu = m(i) * m(j) * msum_1
agsum = ag(i) + ag(j)
dx = xh(1,i) - xh(1,j)
dy = xh(2,i) - xh(2,j)
dz = xh(3,i) - xh(3,j)
du = vh(1,i) - vh(1,j)
dv = vh(2,i) - vh(2,j)
dw = vh(3,i) - vh(3,j)

c
c Calculate energy loss due to the collision
elost = elost + .5d0 * mredu * (du*du + dv*dv + dw*dw)
%      - m(i) * m(j) / sqrt(dx*dx + dy*dy + dz*dz)

c
c Calculate spin angular momentum of the new body
s(1,i) = s(1,i) + s(1,j) + mredu * (dy * dw - dz * dv)
s(2,i) = s(2,i) + s(2,j) + mredu * (dz * du - dx * dw)
s(3,i) = s(3,i) + s(3,j) + mredu * (dx * dv - dy * du)

c
c Calculate new coords and velocities by conserving centre of mass & momentum
tmp1 = m(i) * msum_1
tmp2 = m(j) * msum_1
xh(1,i) = xh(1,i) * tmp1 + xh(1,j) * tmp2
xh(2,i) = xh(2,i) * tmp1 + xh(2,j) * tmp2
xh(3,i) = xh(3,i) * tmp1 + xh(3,j) * tmp2
vh(1,i) = vh(1,i) * tmp1 + vh(1,j) * tmp2
vh(2,i) = vh(2,i) * tmp1 + vh(2,j) * tmp2
vh(3,i) = vh(3,i) * tmp1 + vh(3,j) * tmp2
m(i) = msum
ag(i) = agsum
end if

c
c Flag the lost body for removal, and move it away from the new body
stat(j) = -2
xh(1,j) = -xh(1,j)

```

Figura B.3 - Onde o parâmetro é utilizado e alterado: quando dois corpos colidem. Alterações estão marcadas em vermelho.

Algum tempo após feitas as alterações descritas aqui, nós descobrimos que alterar diretamente o programa não é a única forma de se adicionar maiores informações às simulações. É também possível acompanhar os eventos de colisões e ejeções pelo arquivo de saída *info.out*. Criando-se um outro programa que automatiza o processo de leitura desse arquivo e faz os cálculos necessários de acordo com os impactos, é possível se obter os mesmos resultados. Isso foi também feito para os cálculos da razão D/H da água dos embriões, e está descrito no [Apêndice D](#). As dificuldades envolvidas com esse método são apenas as envolvidas na criação de um programa que leia, analise e faça os cálculos corretamente. Mas uma vez criado e testado o programa, essa é uma maneira mais efetiva e mais rápida de se adquirirem os resultados necessários.

Continuamos utilizando o Mercury alterado para incluir água em todas as simulações, uma vez que funciona de forma confiável. Mas qualquer outra análise de outro parâmetro não incluído originalmente no Mercury continuará sendo contabilizado pelo programa que analisa as saídas do mesmo.

```

c   Arquivo alterado para incluir a presença de outro dado para os
c   corpos: a água
c   As alterações feitas são registradas pelo comentário: c###K##
c--->
c   Nesta versão, também alterado para imprimir arquivos de sumário
c   em várias faixas de tempo.
c--->
c
c   O elemento referente à água é el(19). O número de elementos passou
c   de 22 para 23. Todos os elementos antigos com número maior que
c   18 devem ser aumentados de 1.
c
c   Funções alteradas:  -> M_FORMAT
c
c
c   Programadora: Karla de Souza Torres
c   Data da última atualização: 02/10/2006
c
c*****
c###K##
c
c
c   implicit none
c   include 'mercury.inc'
c
c   integer itmp,i,j,k,l,iback(NMAX),precision,lenin
c   integer nmaster,nopen,nwait,nbig,nsml,nbod,nsup,lim(2,100)
c   integer year,month,timestyle,line_num,lenhead,lmem(NMESS)
c   integer nchar,algor,centre,allflag,firstflag,ninfile,nel,iel(23)
c   integer nbod1,nbig1,unit(NMAX),code(NMAX),master_unit(NMAX)
c   real*8 time,teval,t0,t1,tprevious,rmax,rcen,rfac,rhocgs,temp
c   real*8 mcen,jcen(3),el(23,NMAX),s(3),is(NMAX),ns(NMAX),a(NMAX)
c   real*8 mio_c2re, mio_c2fl,fr,theta,phi,iv,vtheta,vphi,gm
c   real*8 x(3,NMAX),v(3,NMAX),xh(3,NMAX),vh(3,NMAX),m(NMAX),ag(NMAX)
c   logical test
c   character*250 string,fout,header,infile(50)

```

Figura B.4 - Início das alterações no programa *element6.for*. Alterações estão marcadas em vermelho.

```

c
c Decompress orbital variables for each object
c####
      l = j + 1
      m(l) = el(18,code(j)) * K2
      ag(l) = el(19,code(j)) * K2
      fr = mio_c2re (c(j)(4:11), 0.d0, rfac, nchar)
      theta = mio_c2re (c(j)(4+ nchar:11+ nchar), 0.d0, PI,
%           nchar)
      phi = mio_c2re (c(j)(4+2*nchar:11+2*nchar), 0.d0, TWOPI,
%           nchar)
      fv = mio_c2re (c(j)(4+3*nchar:11+3*nchar), 0.d0, 1.d0,
%           nchar)
      vtheta = mio_c2re (c(j)(4+4*nchar:11+4*nchar), 0.d0, PI,
%           nchar)
      vphi = mio_c2re (c(j)(4+5*nchar:11+5*nchar), 0.d0, TWOPI,
%           nchar)
      call mco_ov2x (rcen,rmax,m(1),m(l),fr,theta,phi,fv,
%           vtheta,vphi,x(1,1),x(2,1),x(3,1),v(1,1),v(2,1),v(3,1))
      el(16,code(j)) = sqrt(x(1,1)*x(1,1) + x(2,1)*x(2,1)
%           + x(3,1)*x(3,1))
      end do
c
c Convert to barycentric, Jacobi or close-binary coordinates if desired
      nbod1 = nbod + 1
      nbig1 = nbig + 1
      call mco_iden (jcen,nbod1,nbig1,temp,m,x,v,xh,vh)
      if (centre.eq.1) call mco_h2b (jcen,nbod1,nbig1,temp,m,xh,vh,
%           x,v)
      if (centre.eq.2) call mco_h2j (jcen,nbod1,nbig1,temp,m,xh,vh,
%           x,v)
      if (centre.eq.0.and.algor.eq.11) call mco_h2cb (jcen,nbod1,
%           nbig1,temp,m,xh,vh,x,v)
c
c Put Cartesian coordinates into element arrays
      do j = 1, nbod
        k = code(j)
        l = j + 1
        el(10,k) = x(1,1)

```

Figura B.5 - Onde o parâmetro é utilizado e alterado: descompressão. Alterações estão marcadas em vermelho.

```

)O+_06 Big-body initial data (WARNING: Do not delete this line!!)
) Lines beginning with `)' are ignored.
)-----
style (Cartesian, Asteroidal, Cometary) = Asteroidal
epoch (in days) = 0.0
)-----
JUP  m= 0.95D-03  a= 0.0D0  r= 1.0D0  d=1.33D0
      5.2D0  0.048435D0  1.30536D0  13.67823D0  100.04444D0  259.83112D0
      0 0 0
EM1  m=3.35269D-8  a=6.66884D20  r= 1.D0  d=3.D0
      0.5 0 0.0056 0 0 0
      0 0 0
EM2  m=3.42454D-8  a=6.81175D20  r= 1.D0  d=3.D0
      0.514337 0 0.0081 0 0 69
      0 0 0
EM3  m=3.49742D-8  a=6.95672D20  r= 1.D0  d=3.D0
      0.528984 0 0.0048 0 0 211
      0 0 0
EM4  m=3.53413D-8  a=7.02973D20  r= 1.D0  d=3.D0
      0.536399 0 0.009 0 0 126
      0 0 0
EM5  m=3.58604D-8  a=7.13298D20  r= 1.D0  d=3.D0
      0.546929 0 0.0075 0 0 297
      0 0 0
EM6  m=3.63847D-8  a=7.23729D20  r= 1.D0  d=3.D0
      0.557619 0 0.0086 0 0 62
      0 0 0
EM7  m=3.68382D-8  a=7.32748D20  r= 1.D0  d=3.D0
      0.566903 0 0.0051 0 0 256
      0 0 0
EM8  m=3.74498D-8  a=7.44915D20  r= 1.D0  d=3.D0
      0.579489 0 0.0001 0 0 109
      0 0 0
EM9  m=3.79906D-8  a=7.55671D20  r= 1.D0  d=3.D0
      0.590673 0 0.0036 0 0 32
      0 0 0
EM10 m=3.86952D-8  a=7.69687D20  r= 1.D0  d=3.D0
      0.605325 0 0.0016 0 0 53
      0 0 0

```

Figura B.6 - Arquivo de dados iniciais para grandes corpos alterado. Alterações estão marcadas em vermelho.

```

)O+_06 Small-body initial data (WARNING: Do not delete this line!!)
) Lines beginning with `)' are ignored.
)-----
) style (Cartesian, Asteroidal, Cometary) = Asteroidal
)-----
P1 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3
  2.507 0 0.0084 0 0 264
  0 0 0
P2 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3
  2.536 0 0.0075 0 0 216
  0 0 0
P3 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3
  2.512 0 0 0 0 52
  0 0 0
P4 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3
  2.503 0 0.0086 0 0 291
  0 0 0
P5 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3
  2.51 0 0.0055 0 0 41
  0 0 0
P6 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3
  2.55 0 0.0045 0 0 41
  0 0 0
P7 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3
  2.588 0 0.0054 0 0 247
  0 0 0
P8 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3
  2.553 0 0.002 0 0 157
  0 0 0
P9 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3
  2.585 0 0.0044 0 0 104
  0 0 0
P10 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3
  2.561 0 0.0053 0 0 208
  0 0 0
P11 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3
  2.632 0 0.005 0 0 57
  0 0 0
P12 m=3.003167D-8 a=2.986800D24 r= 1.D0 d=3

```

Figura B.7 - Arquivo de dados iniciais de pequenos corpos. Alterações estão marcadas em vermelho.

C PROGRAMA DO MODELO MATEMÁTICO

O modelo matemático ([Capítulo 4](#)) foi implementado no ambiente computacional MATHEMATICA, para a geração das condições iniciais para o programa Mercury. O MATHEMATICA é um software que abrange diversos tipos de operações com expressões algébricas, cálculos numéricos, geração de gráficos, etc. Os recursos do MATHEMATICA incluem computação simbólica (operações com literais) e numérica, otimização, programação linear, análises e visualização (gráficos 2-D e 3-D). O formato de documentos no MATHEMATICA são em *notebooks* e comentários podem ser acrescentados como em um editor comum de texto.

As Figuras [C.1](#) e [C.2](#) mostra o início da implementação do modelo matemático para os embriões planetários a serem simulados pelo Mercury.

Para cada conjunto de condições iniciais dois programas em MATHEMATICA foram executados, um para embriões e um para partículas, alterando-se parâmetros necessários. Todas as equações são então analisadas e dados como massa, quantidade de água e posição de cada corpo são então calculados segundo as mesmas.

O MATHEMATICA possui fácil semântica de programação e por isso quase nenhuma dificuldade relevante foi encontrada na produção dos programas (desconsiderando aquelas encontradas no processo de elaboração das equações necessárias aos sistemas simulados).

A obtenção de água na formação de planetas terrestres

Modelo Matemático - Embriões

Dados:

$$\begin{aligned} \text{UA} &= 1.49596 * 10^{13}; \\ \text{Ms} &= 1.9891 * 10^{33}; \\ \text{a1} &= 0.5 * \text{UA}; \\ \text{af} &= 2.5 * \text{UA}; \\ \Sigma 1 &= 6; \\ \text{FA} &= 0.00024; \end{aligned}$$

** FA é o fator água definido por 1 oceano terrestre / 1 massa terrestre. A quantidade de água de acordo com a posição será dada pela equação $QA = 10 * a - 7$, onde QA é a quantidade de água em oceanos terrestres e a é o semi-eixo maior em Unidades Astronômicas.

A massa total do sistema está dividida em embriões planetários de 0,5 a 2,5 UA, e planetesimais a partir de 2,5 UA, que é localização da linha de gelo em nosso Sistema Solar. A linha de gelo é a distância aproximada da estrela a partir da qual ocorre a condensação da água. Como densidade superficial de sólidos, adotamos uma distribuição semelhante a Raymonds et al. (2004), que reflete o aumento na densidade superficial devido à condensação de água imediatamente após a linha de gelo ($\Sigma 1$ e Σ_{gelo} são as densidades superficiais mínimas antes e após a linha de gelo, respectivamente):

$$\Sigma(r) = \begin{cases} \sum_1 r^{-3/2}, & r < \text{linha de gelo} \\ \sum_{\text{gelo}} \left(\frac{r}{5\text{UA}}\right)^{-3/2}, & r > \text{linha de gelo} \end{cases}$$

$$\text{Dens1} = \Sigma 1 * \left(\frac{a}{\text{UA}}\right)^{-3/2}$$

$$\frac{3.47161 \times 10^{20}}{a^{3/2}}$$

Embriões

A massa de cada embrião é determinada por uma função do semi-eixo maior. A razão disto é que a fase anterior ao crescimento oligárquico (chamada de crescimento 'descontrolado') deve parar quando o embrião acretoou a maior parte da massa disponível na sua zona de alimentação, determinada pelo seu raio de Hill. O raio de Hill de um corpo de massa M a semi-eixo maior a é dado por:

$$\text{Rh} = a \left(\frac{M}{3 * \text{Ms}} \right)^{1/3};$$

onde MS é a massa solar. A massa disponível na zona de alimentação de largura RH e raio a é dada por:

$$M = 2 * \pi * a * \text{Rh} * \text{Dens1} * \Delta$$

Figura C.1 - Implementação do modelo matemático para embriões em MATHEMATICA - Parte 1.

E assim a massa do embrião será dada por:

$$\text{Membriao} = \left(\frac{2 * \pi * \Delta * \text{Dens1} * a^2}{(3 * M_s)^{1/3}} \right)^{3/2};$$

Os embriões planetários são separados na faixa que vai de 0,5 a 2,5 UA por alguns (delta) raios de Hill mútuos dados por:

$$\text{Rhm} = \left(\frac{a1 + a2}{2} \right) \left(\frac{M1 + M2}{3 * M_s} \right)^{1/3};$$

Primeiro embrião pode ser determinado. Sabendo-se então a posição do primeiro embrião, a posição do próximo pode ser calculada, e assim sucessivamente:

```

Δ = 5;
cont = 105;
a = 3.68054` UA;
a1 = a;
M1 =  $\frac{1.4983 \cdot M_s}{10^7}$ ;
Print["semiEixo[" , cont, "] = \" ,  $\frac{a1}{UA}$  , \" ;"];
Print["agua[" , cont, "] = \" , SetPrecision (0.00001 * M1, 6) , \" ;"];
Print["massa[" , cont, "] = \" , SetPrecision (M1 / Ms, 6) , \" ;"];
cont = 106;
a = a2;
M2 = Membriao;
While [a1 < af, Print []; Δ = RandomInteger [{5, 10}]; {a2} = a2 /. Solve [a2 == a1 + Δ Rhm, a2];
Print ["semiEixo[" , cont, "] = \" ,  $\frac{a2}{UA}$  , \" ;"]; QA =  $\left( \frac{10 a2}{UA} - 7 \right) FA$ ;
If [ $\frac{a2}{UA} \leq 0.7$  , Print ["agua[" , cont, "] = \" , SetPrecision (0.00001 * M2, 6) , \" ;"];
Print ["agua[" , cont, "] = \" , SetPrecision (QA * M2, 6) , \" ;"];];
Print ["massa[" , cont, "] = \" , SetPrecision (M2 / Ms, 6) , \" ;"];
a1 = Rationalize [a2]; M1 = M2; cont += 1; Clear [a2];]

```

Figura C.2 - Implementação do modelo matemático para embriões em MATHEMATICA - Parte 2.

D PROGRAMAS DE APOIO

Para auxiliar a pesquisa alguns programas de apoio foram criados. Estes programas foram escritos em C++ e seus propósitos são os de aumentar a eficiência do processo de produção dos dados necessários ao trabalho. Programas foram criados, alterados e unidos ao longo de pesquisa, e dois restaram ao final do processo.

D.1 Programa Gerador de Arquivos de Entrada

O programa *Gerador.cpp* transforma as condições iniciais geradas pelo programa criado no Mathematica (ver [Apêndice C](#)) e as transforma em arquivos de entrada com o formato necessário ao MERCURY. A [Figura D.1](#) mostra o início do código fonte deste programa.

O programa também tem a função de completar os dados que não são atribuídos pelo programa em Mathematica. Estes dados são algumas variáveis de valores fixos (como a quantidade de água dos planetesimais ou valores de razão D/H) ou randômicos (como inclinação inicial e anomalia média das órbitas dos corpos). Sua saída são os arquivos de dados iniciais dos grandes corpos (*big.in*) e pequenos corpos (*small.in*).

```
////////////////////////////////////
//
// Arquivo: Gerador.cpp
// Função: Gera arquivos big.in e small.in para o Mercury. Neste caso,
// usa o conjunto de condições iniciais baseadas nos
// dados de Raymond(2004) e Drake & Campings (2006). O
// Modelo matemático é definido à parte (pasta Tese/Modelo Matematico).
//
// Data: 25/09/2006
// Programadora: Karla de Souza Torres
//
////////////////////////////////////

#include <iostream.h>
#include <fstream.h>
#include <cstdlib>
#include <cmath>

#include "dados.h"
#include <stdio.h>

void main()
{
    // Declara função que escreve em arquivo de grandes corpos.
    void big();

    // Declara função que escreve em arquivo de pequenos corpos.
    void small();

    // Chama a função que escreve no arquivo de grandes corpos.
    big();

    // Chama a função que escreve no arquivo de pequenos corpos.
    small();

} // Fim da função principal.

// Função que cria arquivo de condições iniciais para grandes corpos.
void big()
{
    // Declaração das variáveis.
    ofstream bigFile; // Stream do arquivo big.in.

    char* semiEixo[MaxEmb]; // Semi-eixos maiores dos embriões(na forma de string para
    // manter o formato requerido pelo Mercury).
    char* agua[MaxEmb]; // Quantidade de água (em gramas) que os embriões contém.
    char* massa[MaxEmb]; // Massas dos embriões (na forma de string para
    // manter o formato requerido pelo Mercury).

    float d = 3.0; // Densidade do embrião.
    float e = 0.0; // Excentricidade da órbita.
    double I; // Inclinação da órbita (randômica).
```

Figura D.1 - Programa que gera os arquivos de condições iniciais para o MERCURY.

```

////////////////////////////////////
//
// Arquivo: Porcentagens.cpp
// Função: Analisa os resultados gerados pelo Mercury, principalmente
//         no que refere à água e proporção D/H da mesma. Nesta versão
//         calcula também porcentagens da água vinda de embriões e de
//         planetesimais.
// Data: 28/06/2007
// Programadora: Karla de Souza Torres
//
////////////////////////////////////

#include <iostream.h>
#include <stdlib.h>
#include <cmath>
#include <stdio.h>
#include <fstream.h>
#include <string.h>
#include <iomanip.h>

#include "Corpo.h"

// Limite para tamanho de strings.
const int MAX = 100;

////////////////////////////////////
// Função principal.
////////////////////////////////////
void main()
{
    // Declaração das variáveis.
    int nCorpos;           // Número total de corpos.
    int nColisoes;        // Número total de colisões.

    Corpo corpos[MAXCorpos]; // Vetor de corpos.
    Colisao colisoes[MAXColisoes]; // Vetor de colisões.

    // Declaração de funções.
    void le_dados(int&, Corpo[]); // Função que lê dados de embriões e partículas.
    void le_colisoes(int&, Corpo[], int&, Colisao[]); // Função que lê as colisões.
    void calcula_dados(int&, Corpo[], int&, Colisao[]); // Função que calcula dados finais.
    void imprime_dados(int&, Corpo[]); // Função que imprime dados finais.

    // Chama função que lê dados de embriões e partículas.
    le_dados(nCorpos, corpos);
    le_colisoes(nCorpos, corpos, nColisoes, colisoes);

    // Chama função que calcula novos dados de acordo com as colisões
    // e atualiza vetor de corpos.
    calcula_dados(nCorpos, corpos, nColisoes, colisoes);

    // Chama a função que imprime dados finais.
    imprime_dados(nCorpos, corpos);
} // Fim da função principal.

```

Figura D.2 - Programa que analisa os arquivos de saída do MERCURY, criando novos dados.

D.2 Programa de Análise de Arquivos de Saída

O programa *Porcentagens.cpp* analisa os arquivos de saída do MERCURY, gerados pelo sub-programa *element6.for* e calcula os dados finais necessários. A [Figura D.2](#) mostra o início do código fonte deste programa.

Inicialmente todas as propriedades iniciais dos corpos são lidas de arquivos de entrada e carregadas para a memória. Então o arquivo de saída *info.out* é percorrido e todas as as colisões são computadas. Uma função exclui todas as ejeções, também computadas no mesmo arquivo. Dados já produzidos em outros arquivos de saída como massa e água são recalculados para teste de consistência e qualquer discrepância é apontada para correções.

Novos dados são então calculados segundo as colisões, como razão D/H final da água dos corpos e porcentagens relativas dessa água, vinda de asteróides ou absorvida localmente. Ao final, arquivos com todos os dados necessários são criados no formato de tabelas do programa Origin, a fim de criar todos os gráficos apresentados nos Capítulos 5 e 6.

D.3 Conclusões

Dificuldades encontradas nesse processo foram poucas e envolveram principalmente detalhes de sintaxe e semântica da linguagem de programação C++. Esses programas são efetivos mas não são otimizados. Muitas melhorias podem ainda ser feitas, mas fogem do escopo atual dessa pesquisa.

PUBLICAÇÕES TÉCNICO-CIENTÍFICAS EDITADAS PELO INPE

Teses e Dissertações (TDI)

Teses e Dissertações apresentadas nos Cursos de Pós-Graduação do INPE.

Manuais Técnicos (MAN)

São publicações de caráter técnico que incluem normas, procedimentos, instruções e orientações.

Notas Técnico-Científicas (NTC)

Incluem resultados preliminares de pesquisa, descrição de equipamentos, descrição e ou documentação de programas de computador, descrição de sistemas e experimentos, apresentação de testes, dados, atlas, e documentação de projetos de engenharia.

Relatórios de Pesquisa (RPQ)

Reportam resultados ou progressos de pesquisas tanto de natureza técnica quanto científica, cujo nível seja compatível com o de uma publicação em periódico nacional ou internacional.

Propostas e Relatórios de Projetos (PRP)

São propostas de projetos técnico-científicos e relatórios de acompanhamento de projetos, atividades e convênios.

Publicações Didáticas (PUD)

Incluem apostilas, notas de aula e manuais didáticos.

Publicações Seriadas

São os seriados técnico-científicos: boletins, periódicos, anuários e anais de eventos (simpósios e congressos). Constam destas publicações o Internacional Standard Serial Number (ISSN), que é um código único e definitivo para identificação de títulos de seriados.

Programas de Computador (PDC)

São a seqüência de instruções ou códigos, expressos em uma linguagem de programação compilada ou interpretada, a ser executada por um computador para alcançar um determinado objetivo. Aceitam-se tanto programas fonte quanto os executáveis.

Pré-publicações (PRE)

Todos os artigos publicados em periódicos, anais e como capítulos de livros.