

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Marcelo Kenji Sime

Evolução Química Galáctica e Habitabilidade

São Paulo

2016

Marcelo Kenji Sime

Evolução Química Galáctica e Habitabilidade

Dissertação apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Ciências.

Versão Corrigida. O original encontra-se disponível na Unidade.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Amâncio César Santos Friaça

São Paulo

2016

À minha família e amigos.

Agradecimentos

Ao meu orientador, Amâncio César Santos Friaça, pela sugestão do tema, pelos conselhos e pelo apoio neste trabalho;

Ao Prof. Dr. Augusto Damineli, pelas críticas e sugestões nos relatórios; Aos Professores Antonio Mário Magalhães, Jorge Melendez, Claudia Mendes de Oliveira, Eduardo Cypriano, José Ademir de Lima e Jane Gregorio-Hetem, pelas disciplinas ministradas;

Aos funcionários do IAG-USP, que trabalham duro para manter o Instituto funcionando;

À toda minha família, em especial ao meu pai, Mario, por todo o suporte, à minha mãe, Riyoko, por sonhar que isso seria possível um dia, e à minha irmã, Mariana, por sempre me fazer querer ser mais;

Ao time de futsal da AAAGW, por tornar o caminho mais leve;

Aos meus amigos que me acompanharam pelo caminho de graduação e pós-graduação. É injusto citar somente alguns, mas a vida é injusta, então agradeço especialmente a Julian, Larissa, Thais, Enzo, Livia, Thiago Quinze, Arthur Santiago, Antônio Mineiro, Karen, Gerson, Laura Canal, Fernando Miyashiro, Elton Alves, Santucci, Luciene, Fernando Mello, Daniel Moser e a todos que fizeram parte dessa jornada;

À CAPES pelo apoio financeiro;

Ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas - IAG/USP

A todos aqueles que deveriam ser citados aqui e não foram, minhas sinceras desculpas e muito obrigado por contribuir para a realização deste trabalho.

“Pois a história da evolução nos diz que a vida supera todas as barreiras. A vida se espalha. Ocupa novos territórios. De modo doloroso, por vezes perigoso. Mas a vida dá um jeito.”

Michael Crichton em Jurassic Park

“Oliver Wendell Holmes estava no hospital certa vez, ele não tinha muito tempo de vida. O Presidente Roosevelt foi visitá-lo, e Holmes estava lendo sobre gramática grega. Roosevelt disse, “Por que está lendo sobre gramática grega, Sr. Holmes?” E o Sr. Holmes respondeu, “Para aprimorar minha mente, Sr. Presidente.”

Isaac Asimov, em entrevista ao programa de TV World of Ideas.

Resumo

Este trabalho visa estudar a habitabilidade na Galáxia, inicialmente da maneira tradicional e, posteriormente, incluindo a influência da disponibilidade de carbono no meio interestelar. Investigou-se as consequências da disponibilidade de carbono na habitabilidade para vida simples e complexa, segundo diversos cenários para as condições de existência de vida.

Para o cálculo da Probabilidade de Habitabilidade Galáctica (P_{GHZ}), foi utilizado um modelo de evolução quimiodinâmica para o disco da Galáxia para traçar as abundâncias químicas, taxas de formação estelar (SFR) e taxas de supernovas ao longo da vida da Galáxia, para diferentes raios. Deste modo, calculou-se a P_{GHZ} do modo clássico. A partir da disponibilidade de carbono dada pelo modelo de evolução quimiodinâmica, foi inserido na P_{GHZ} um termo para considerar a probabilidade de formar uma biosfera. Elaboramos ainda um índice que deriva do Índice de Similaridade Terrestre (ESI), incluindo a disponibilidade de carbono.

Observou-se que, independentemente da forma de vida, tanto complexa como simples, a P_{GHZ} é alta para $r=8$ kpc, o raio Galactocêntrico solar. Interessantemente, a probabilidade de formar uma biosfera torna os raios mais externos da Galáxia ainda interessantes do ponto de vista astrobiológico. A análise do ESI incluindo o carbono sugere que, para planetas orbitando estrelas com abundância de carbono similar à da Terra, a habitabilidade é significativamente favorecida, fornecendo valores mais altos para o ESI em comparação com aqueles convencionais.

Abstract

This work aims to study the habitability in the Galaxy, initially in the traditional way and subsequently, including the influence of carbon availability in the interstellar medium. The consequences of carbon availability in the habitability, both for simple and complex life, were investigated according to various scenarios for the conditions of existence of life.

In order to calculate the Probability of Galactic Habitability (P_{GHZ}), a chemodynamical evolution model for the disk of the Galaxy was used to trace the chemical abundances, star formation rate (SFR) and supernova rates over the life of the Galaxy, for different Galactic radii. First, it was calculated the P_{GHZ} classically. Then, taking into account the availability of carbon given by chemodynamical evolution model, it was included in the calculation of the P_{GHZ} a term to consider the likelihood of forming a biosphere. Finally, it was elaborated an index derived from the Earth Similarity Index (ESI), including the availability of carbon.

It was found that, irrespective of the form of life, both complex and simple, the P_{GHZ} is high for $r = 8$ kpc, the solar Galactocentric radius. Interestingly, the probability of forming a biosphere makes the most external rays of the Galaxy still interesting from the astrobiological point of view. The ESI analysis including carbon suggests that for planets orbiting stars with an abundance of carbon similar to that of Earth, the habitability is significantly favored, as seen from the higher values for the ESI compared to conventional ones.

Lista de Figuras

1.1	Representação da molécula de água	21
1.2	Representação da dissolução de NaCl em água	22
1.3	Ligações entre moléculas de água	23
1.4	Organização das moléculas de gelo	23
1.5	Zona de Habitabilidade Circunstellar	28
1.6	Resultado da simulação de Lineweaver da ZHG para a vida simples	29
1.7	Resultado da simulação de Lineweaver da ZHG para a vida complexa	30
2.1	Processo de renovação do solo oceânico	36
2.2	Placas tectônicas na Terra e suas interações	37
2.3	Ciclo carbonato-silicato	40
2.4	Relação entre a taxa de desgaseificação de CO ₂ na atmosfera e o fluxo solar.	43
2.5	Relação entre a pressão de vapor d'água na atmosfera e a temperatura superficial	46
2.6	Relação entre a pressão de CO ₂ na atmosfera e o fluxo solar	46
3.1	Probabilidade de Abrigar Planetas Telúricos	52
3.2	Evolução das abundâncias químicas na Galáxia	56
3.3	Taxa de formação estelar da Galáxia	57
3.4	Taxa de ocorrência de SNs do tipo Ia e II	58
3.5	Taxa de ocorrência de SNs total	59
3.6	Probabilidade de a sobrevivência a SNs com $t_{SN}=300$ milhões de anos	60
3.7	Probabilidade de a sobrevivência a SNs com $t_{SN}=1$ bilhão de anos	61
3.8	Probabilidade de a sobrevivência a SNs com $t_{SN}=4$ bilhões de anos	62

3.9	Probabilidade de evolução Darwiniana para todos os estágios de evolução.	63
3.10	Probabilidade de formação de planetas telúricos.	64
3.11	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida simples - Hipótese mais favorável à vida simples.	66
3.12	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida simples - Hipótese para um sistema de baixa metalicidade.	66
3.13	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida simples - Hipótese para um sistema de metalicidade solar.	67
3.14	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida simples - Hipótese menos favorável para a vida simples.	67
3.15	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida complexa considerando a destruição de planetas	68
3.16	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida complexa desconsiderando a destruição de planetas	68
4.1	Probabilidade de formação de uma biosfera	71
4.2	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida simples com P_{bio} - Hipótese mais favorável à vida simples.	73
4.3	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida simples com P_{bio} - Hipótese para um sistema de baixa metalicidade.	73
4.4	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida simples com P_{bio} - Hipótese para um sistema de metalicidade solar.	74
4.5	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida simples com P_{bio} - Hipótese menos favorável para a vida simples.	74
4.6	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida complexa com P_{bio} considerando a destruição de planetas	75
4.7	Probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida complexa com P_{bio} desconsiderando a destruição de planetas	75
4.8	Relação entre as abundâncias do carbono e do ferro.	80
5.1	Processos que influenciam a HP	87

Lista de Tabelas

1.1	Abundâncias relativas dos elementos	25
4.1	Parâmetros utilizados no cálculo do <i>ESI</i>	76
4.2	Lista de planetas terrestres e seus ESIs	81

Sumário

1. <i>Introdução</i>	19
1.1 Breve Histórico das Reflexões sobre a Habitabilidade	19
1.2 Importância da Água	21
1.3 Vida e Habitabilidade	24
1.4 Níveis de Habitabilidade	26
1.5 Este Trabalho	30
2. <i>Habitabilidade Circunstelar e Habitabilidade Planetária</i>	33
2.1 Atmosferas Planetárias	33
2.1.1 Formação e Evolução de Atmosferas	34
2.1.2 Balanço Energético	35
2.2 Estabilidade Climática	35
2.2.1 Tectonismo	35
2.2.2 Ciclo Carbonato-Silicato	38
2.2.3 Condições para Ocorrer o Efeito Estufa	40
2.2.4 Efeito Estufa Descontrolado	41
2.2.5 Terra Bola de Neve	42
2.3 Formação de Sistemas Planetários	42
2.4 Definição de Zona Habitável Circunstelar	44
2.4.1 Influência do Efeito Estufa na Extensão da ZHC	45
3. <i>Habitabilidade Galáctica</i>	47
3.1 Evolução Química da Galáxia	47
3.2 Modelo Utilizado	48

3.2.1	Taxa de Formação Estelar	49
3.2.2	Probabilidade de Abrigar Planetas Telúricos	50
3.2.3	Probabilidade de Evolução Darwiniana	53
3.2.4	Probabilidade de Sobrevivência a Supernovas	54
3.3	Resultados das Simulações	55
3.3.1	Abundâncias Químicas	55
3.3.2	Parâmetros da Equação de Lineweaver	57
3.3.3	ZHG para a Vida Simples	62
3.3.4	ZHG para a Vida Complexa	64
4.	<i>Habitabilidade e a Disponibilidade de Carbono</i>	69
4.1	Probabilidade de Formação de uma Biosfera	69
4.2	Resultado das Simulações	70
4.2.1	Resultado da Probabilidade de Formação de uma Biosfera	70
4.2.2	ZHG para a Vida Simples com a Probabilidade de Formação de uma Biosfera	70
4.2.3	ZHG para a Vida Complexa com a Probabilidade de Formação de uma Biosfera	72
4.3	Índice de Similaridade Terrestre	76
5.	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	83
	<i>Referências</i>	89

Introdução

1.1 Breve Histórico das Reflexões sobre a Habitabilidade

A discussão se o planeta Terra é único, ou se é o único capaz de abrigar vida, vem de longa data na ciência ocidental. Na Grécia antiga, filósofos já discutiam a possibilidade de haver outras Terras, como Platão, Aristóteles, Aristarco de Samos. Enquanto os dois primeiros defendiam que a Terra não só era única como também era o centro do Universo, este último acreditava na existência de outros mundos, que poderiam ser habitados por seres como os que vemos na Terra. A visão Aristotélica prevaleceu e foi aperfeiçoada por Cláudio Ptolomeu, que desenvolveu um sistema para prever o movimento dos planetas no século II. Seu sistema era tão eficiente que permaneceu como paradigma até o início do século XVI e, por consequência, manteve a ideia de que a Terra era única e o centro de tudo.

Foi então que Nicolau Copérnico publicou sua teoria sobre o heliocentrismo, defendendo que era a Terra que girava em torno do Sol, este sim o centro do Universo, tornando novamente plausível a existência de outros mundos. Posteriormente, Galileu Galilei e Giordano Bruno deram prosseguimento à teoria de Copérnico, porém suas ideias ainda eram rechaçadas pela comunidade científica na época, que buscava manter o paradigma vigente, o geocentrismo. Pelo modo ácido que expunham suas ideias, Galileu e Bruno sofreram muita pressão da Igreja católica, que também era contrária à ideia de “tirar” a Terra do centro do Universo. Enquanto Galileu foi obrigado a se retratar por suas ideias e impedido de continuar seus estudos, Giordano Bruno recebeu a pena de morte, por não acatar a ordem de retratação, entre outras heresias. O heliocentrismo só passou a ser aceito pela Igreja nos séculos XVIII e XIX, durante os quais passou também a se estabelecer como

paradigma. Porém, a ideia de que o Sol ocupava uma posição privilegiada durou pouco e, de centro do Universo, este passou a ser visto como uma estrela como qualquer outra do Universo. A partir desse momento era aceita a ideia de que todo o Universo estava aberto à possibilidade de abrigar um planeta como a Terra, pois qualquer estrela poderia ser um “Sol”.

Em meados do Século XX, a habitabilidade de outros mundos passou a ser estudada a partir de premissas físicas, químicas e, claro, biológicas. Shapley (1953) e Strughold (1954) independentemente definiram que, já que a vida depende da água, um planeta habitável deveria apresentar água no estado líquido em sua superfície. Assim, criaram os termos “cinturão de água líquida” e “ecosfera”, respectivamente, para a área em torno de uma estrela onde planetas desse tipo podem ocorrer. O termo “zona habitável” surgiu em 1959, com Su-Shu Huang (Huang, 1959), que considerou também sistemas com estrelas binárias e de várias massas diferentes, concluindo que os sistemas mais estáveis para a vida são os que possuem somente uma estrela, semelhante em massa ao nosso Sol.

Na década seguinte, Frank Drake elaborou, com uma pequena contribuição de Carl Sagan (Kasting, 2010), uma equação matemática para estimar não só a quantidade de planetas com vida na galáxia, mas também a quantidade de civilizações inteligentes com tecnologia suficiente para se comunicarem conosco. A Equação de Drake, ou de Sagan-Drake, como Sagan obviamente preferia, é dada por:

$$N = N_g \times f_p \times n_e \times f_l \times f_i \times f_c \times f_L \quad (1.1)$$

onde N é o número de civilizações com as quais podemos nos comunicar, N_g é o número de estrelas na Galáxia, f_p é a fração de estrelas com planetas na Galáxia, n_e é a quantidade de planetas semelhantes à Terra por sistema planetário, f_l é a fração de planetas habitáveis onde a vida teria meios para evoluir, f_i é a probabilidade de a vida evoluir a ponto de ser considerada inteligente, f_c é a probabilidade de a vida inteligente desenvolver meios de comunicação através de longas distâncias e f_L é a fração do tempo de vida de um planeta na qual ele é capaz de abrigar uma civilização tecnologicamente avançada. A Equação de Drake tem alguns problemas, principalmente no fato de que é muito difícil determinar um valor para os quatro últimos termos. Outro fator complicante é se uma civilização inteligente usaria meios de comunicação semelhantes aos nossos e, portanto, se conseguiríamos detectá-los. O próprio Drake considerava que a equação não tinha uma

solução, e nem foi elaborada com essa intenção. Drake a apresentou no primeiro encontro do Projeto "Search for Extraterrestrial Intelligence (SETI), com o objetivo de indicar um caminho para a busca por vida inteligente fora da Terra.

1.2 Importância da Água

A água, por estar bastante presente no nosso cotidiano, é tida como uma substância comum. Porém, esta tem propriedades únicas, que a tornam um potencial fator decisivo para a criação e manutenção da vida, principalmente devido ao fato de suas moléculas serem polares e se conectarem por ligações de hidrogênio.

O caráter polar da água caracteriza-se pela posição preferencial que seu elétrons assumem na molécula, se concentrando mais próximo do O (Fig. 1.1). Com isso, há um momento de dipolo de ligação apontando de cada um dos hidrogênios para o átomo de oxigênio, e um momento resultante no sentido do ponto médio entre os átomos de hidrogênios para o átomo de oxigênio (Fukuyama, 2011). O caráter polar e o pequeno

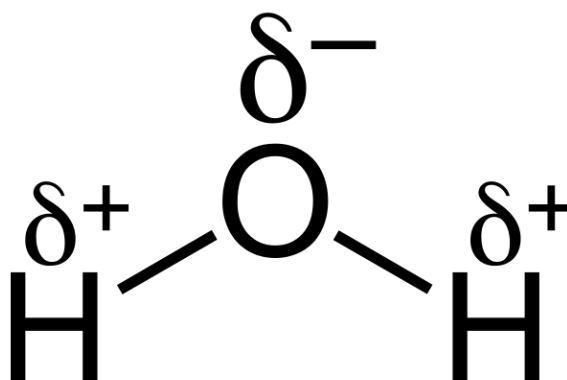


Figura 1.1: Representação da molécula de água e sua natureza polar, ilustrando a posição preferencial dos elétrons em torno do átomo de O, tornando o lado da molécula que o contém negativamente carregada, enquanto o lado dos átomos de hidrogênio fica positivamente carregado. Extraído de http://en.wikipedia.org/wiki/File:H2O_Polarization_V.1.svg. Acesso em 07/09/2015.

tamanho da molécula fazem com que a água seja um excelente solvente, pois é capaz de separar os íons de substâncias hidrofílicas, tais como sais, álcoois e ácidos. Quando os íons de uma substância hidrofílica entram em contato com moléculas de água, as partes polares desta quebram as ligações iônicas da substância, isolando-as nas chamadas *conchas de solvatação*, como ilustrado na Fig. 1.2.

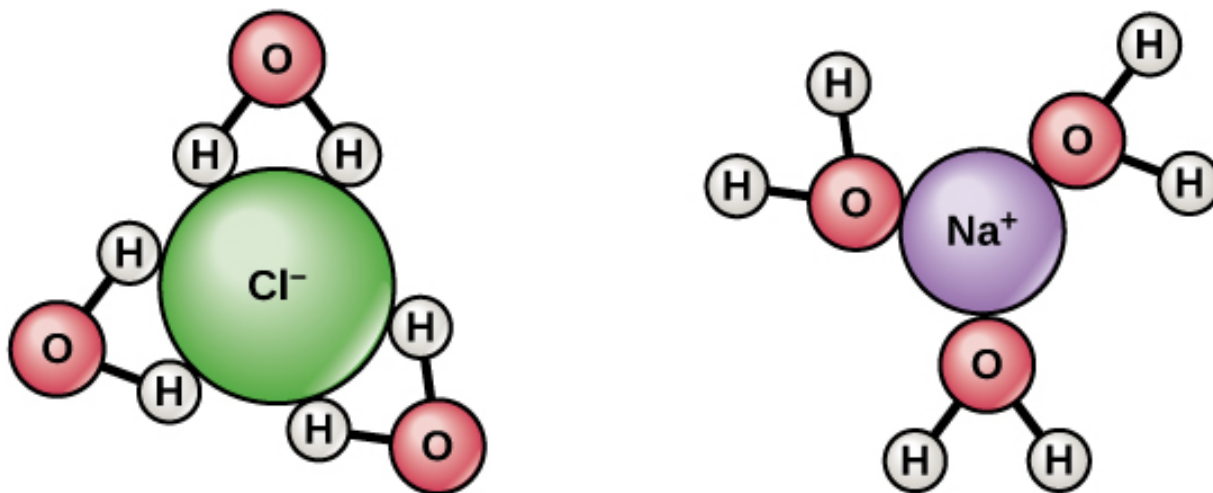


Figura 1.2: Representação da dissolução de NaCl em água. As moléculas de água quebram os íons positivos e negativos com suas respectivas partes polares, dissolvendo o NaCl e envolvendo-os em conchas de solvatação. Extraído de <https://www.boundless.com/biology/textbooks/boundless-biology-textbook/the-chemical-foundation-of-life-2/water-51/water-s-solvent-properties-285-11418/>. Acesso em 07/09/2015.

As moléculas de água conectam-se entre si por ligações de hidrogênio, sendo que cada molécula pode fazer até quatro ligações, como na Fig. 1.3. O fato de a molécula realizar quatro ligações de hidrogênio explica os altos pontos de fusão e ebulição da água, já que é necessário fornecer muito mais calor para as moléculas para aumentar sua temperatura. Além disso, a forma tetraédrica da organização das moléculas cria uma propriedade bastante característica: como a maioria dos materiais, a água se contrai quando resfriada. Porém, quando resfriada a menos de 4°C, a água volta a expandir, diminuindo a sua densidade. Quando congelada, sua organização molecular torna sua densidade menor que no seu estado líquido (Fig. 1.4), o que permite, por exemplo, que um ambiente aquático se congele na superfície mas continue líquido a profundidades maiores (Campbell, 2009). É possível observar essa situação em lagos e rios congelados e no Ártico, onde a vida continua ativa sob as camadas de gelo. Há também a possibilidade de que haja água líquida sob a superfície congelada de satélites como Europa e Ganimedes (satélites de Júpiter) e Encélado (satélites de Saturno), entre outros.

A quantidade de energia necessária para alterar a temperatura da água também a torna uma excelente forma de controle de temperatura, que é importante para que haja uma estabilidade nas condições climáticas, protegendo a vida de condições extremas e opostas

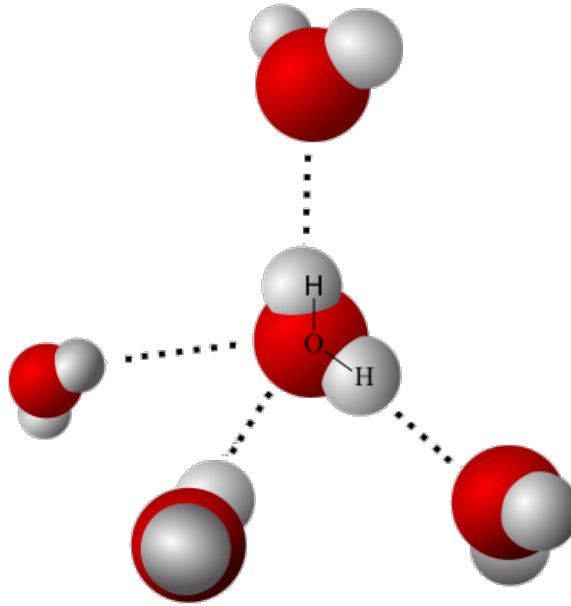


Figura 1.3: Ligações entre moléculas de água. As moléculas se conectam por até quatro ligações de hidrogênio, sendo que cada um dos átomos de hidrogênio realiza uma ligação e o átomo de oxigênio realiza duas ligações. Extraído de http://pt.wikipedia.org/wiki/Ficheiro:Molecole_d%27acqua.png. Acesso em 07/09/2015.

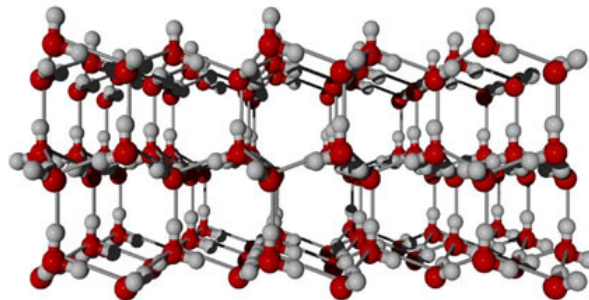


Figura 1.4: Organização das moléculas de gelo. O modo como se dispõe ocupa um volume maior do que quando estão no estado líquido, tornando a sua densidade menor. Extraído de <http://www.brasilecola.com/quimica/ligacoes-hidrogenio.htm>. Acesso em 07/09/2015.

entre si. Ou seja, a água é um bom solvente e também fornece um controle climático para o ambiente, além de atuar no transporte e na deposição de sedimentos, participando de processos importantes para a vida, como o ciclo carbonato-silicato, o qual será explicado posteriormente.

1.3 *Vida e Habitabilidade*

A vida pode ser entendida como o resultado de uma sucessão de eventos ocorridos durante a evolução do Universo. É possível analisar a formação e manutenção da vida estudando estruturas das mais diversas escalas de tamanho, sejam elas galáxias, estrelas, planetas, continentes, oceanos, etc. Adams et al. (2015), por exemplo, estuda a habitabilidade em diferentes configurações para o Universo, observando como alterações em parâmetros como a flutuação primordial de densidade mudaria a configuração das galáxias que observamos no nosso Universo. Lineweaver e Egan (2007) também trabalham nessa escala, estudando a relação entre a habitabilidade no nosso Universo e a coincidência cósmica.

Assim, pode-se concluir que, mesmo que se separe as estruturas em escalas, deve-se considerar que o modo como uma estrutura maior evolui influencia as características das estruturas menores. O objetivo do presente trabalho é estudar o desenvolvimento de estruturas das escalas galáctica, estelar e planetária para calcular sua habitabilidade, isto é, a estimativa do quanto uma determinada região é propícia para a existência de vida em um dado momento. Após tratar as habitabilidades em cada uma das escalas, estabeleceu-se uma relação entre as mesmas de modo a observar uma linearidade nas condições para formação e manutenção da vida.

Para calcular a habitabilidade, foram rastreadas condições para a formação de estruturas semelhantes ao Sistema Solar e à Terra, já que é o único lugar do Universo onde reconhecidamente há vida. Consequentemente, a forma como a habitabilidade é tratada neste trabalho considera apenas vida semelhante àquela presente no nosso planeta, apesar de essa ser uma questão ainda bastante discutida no meio científico. Sagan (1973), por exemplo, usa o termo “chauvinismo” para definir as hipóteses que consideram que a vida só seja possível das maneiras que a conhecemos. Assim, há o “chauvinismo do carbono” para caracterizar a hipótese de que a vida é, necessariamente, baseada em carbono, o “chauvinismo da água” para a hipótese de que toda forma de vida necessita de água, entre outros. A crítica de Sagan e de outros pesquisadores com relação a esses chauvinismos é que procurar somente formas de vida e ambientes semelhantes aos da Terra desestimula o poder do ser humano de imaginar soluções para os vários empecilhos que o Universo impõe à existência de vida.

Ainda assim, optamos por uma hipótese mais chauvinista, dado que o propósito do trabalho é analisar a vida nas mais diversas escalas e, sem um certo nível de conservadorismo, esta se tornaria uma tarefa demasiadamente extensa. O próprio Sagan se declara um chauvinista do carbono, rejeitando hipóteses de que a vida possa se basear em elementos alternativos, como o silício (Sagan, 2006). Além disso, essa hipótese se mostra bastante plausível se considerarmos a semelhança nas proporções das quantidades de átomos dos elementos mais abundantes no Universo e no corpo humano, de acordo com a Tabela 1.1. Apesar de as proporções não serem exatamente iguais para todas as formas de vida conhecidas, a ordem de abundância quatro primeiro elementos, isto é, o hidrogênio, o oxigênio, o carbono e o nitrogênio permanecem inalteradas quando analisamos outros seres vivos terrestres.

Tabela 1.1 - Abundâncias relativas dos elementos mais abundantes no Universo para 100 átomos de O. Os gases nobres não estão sendo considerados. Extraído de Lage et al.(em preparação).

Elemento	Número Atômico	Universo	Crosta Terrestre	Corpo Humano
H	1	204 000	0.47	262
C	6	55.0	0.13	49.9
N	7	13.8	0.006	2.42
O	8	100	100	100
Na	11	0.38	4.7	0.16
Mg	12	6.92	1.9	0.03
Al	13	0.55	10.0	6×10^{-6}
Si	14	6.61	37.8	0.02
P	15	0.055	0.095	0.60
S	16	2.88	0.031	0.16
Cl	17	0.035	0.014	0.10
K	19	0.025	2.9	0.14
Ca	20	0.40	2.7	0.99
Cr	24	0.089	0.003	4×10^{-8}
Mn	25	0.062	0.033	6×10^{-7}
Fe	26	5.75	2.18	2.7×10^{-4}
Ni	28	0.32	0.0013	6×10^{-7}

Como podemos observar, os primeiros quatro elementos tem praticamente a mesma proporção para o corpo humano e o Universo, com exceção do nitrogênio. Partindo desse princípio, é de se esperar que a vida semelhante à da Terra seja uma a forma mais natural,

se presente em outras localidades do Universo. Com este trabalho, não espera-se provar a existência de vida em outros locais do Universo, mas sim mostrar que existem outros ambientes favoráveis a existência de vida além da Terra. Assim, a hipótese apresentada aqui serve bem ao propósito do trabalho.

1.4 Níveis de Habitabilidade

Existem vários fatores que influenciam a habitabilidade. Para efeitos de simplificação, neste trabalho separamos e tratamos das habitabilidades em escala planetária, estelar e galáctica, partindo das duas primeiras. A Zona de Habitabilidade Circunestelar (ZHC) é, basicamente, a região em torno de uma estrela em que o planeta é capaz de manter água líquida em sua superfície. Também é chamada de “Zona de Cachinhos Dourados” (Rampino e Caldeira, 1994), fazendo um paralelo entre a temperatura ideal da água e a parte da fábula em que Cachinhos Dourados testa a temperatura dos mingaus na casa dos três ursos.

A classe espectral da estrela central é muito importante nesse estudo, pois a temperatura da estrela influencia fortemente no raio da órbita que um possível planeta pode adotar para ser habitável. Na Fig. 1.5, podemos observar que a distância da ZHC para uma estrela como o Sol é muito maior que para uma estrela M, muito mais fria, por exemplo. Como dito anteriormente, na ZHC a temperatura não pode ser muito alta, para a água não evaporar, nem muito baixa, para que não congele. Apesar de a molécula da água ser facilmente encontrada no Universo, são raros os locais onde a mesma se mantém em estado líquido por longos períodos pois, para que isso ocorra, é importante que haja uma estabilidade climática. Assim, o cálculo da extensão da ZHC, leva em conta não só a luminosidade e espectro da estrela, mas também fatores dependentes da formação, da massa e composição do planeta. Alguns fatores são estudados tanto na ZHC como também na Habitabilidade Planetária (HP), mas serão abordados de modos diferentes no capítulo 2.

Um desses fatores, por exemplo, é o efeito estufa, que é capaz de aumentar consideravelmente a temperatura de um planeta, agindo tanto no limite interno quanto no limite externo da ZHC. De acordo com Kasting (1988), se considerarmos o efeito estufa, o limite interno da ZHC passa a ser dado pela distância à estrela em que ocorre o *efeito estufa úmido*, ou seja, a distância em que a água evapora até que as camadas superiores da

atmosfera fiquem saturadas de água e esta seja perdida por fotodissociação e escape do hidrogênio. Essa situação, perdurando por um longo tempo, leva a um *efeito estufa descontrolado*, situação em que os oceanos evaporam completamente e processos de controle climático deixam de ocorrer, gerando um aumento na temperatura superficial que torna impraticável a existência de vida como a conhecemos. O limite externo, por sua vez, é marcado pela distância à estrela em que a temperatura baixe a ponto de o CO_2 presente na atmosfera se condensar (Kasting et al., 1993). A condensação forma nuvens que aumentam o albedo do planeta e o calor liberado na condensação diminui o *lapse rate*, diminuindo o efeito estufa e, conseqüentemente, diminuindo a temperatura do planeta.

Já o foco da HP são os mecanismos que contribuem para a vida que estão presentes no planeta, como atividade tectônica, presente no ciclo carbonato-silicato, ou a presença de uma magnetosfera, necessária para proteger a atmosfera. Como mencionado anteriormente, alguns conceitos podem se relacionar tanto com a HP quanto com a ZHC, mas são abordados de forma diferente neste trabalho. No caso do efeito estufa, os conceitos apresentados no parágrafo anterior se relacionam com a ZHC. Do ponto de vista da HP estuda-se, por exemplo, como o efeito estufa contribui para aquecer o planeta, podendo estabilizar seu clima ou torná-lo inabitável caso penda para um efeito estufa descontrolado.

A maior escala de habitabilidade estudada neste trabalho, a escala galáctica, foi calculada através do cenário de Lineweaver et al. (2004). De acordo com esse cenário, a Zona de Habitabilidade Galáctica (ZHG) considera a taxa de formação estelar, a probabilidade de uma estrela abrigar planetas rochosos, a probabilidade de um eventual sistema ser estável por tempo suficiente para ocorrer evolução e a probabilidade de uma eventual forma de vida sobreviver a eventos catastróficos que possam comprometer o desenvolvimento da vida. Neste trabalho consideramos somente a ocorrência de supernovas como um evento externo capaz de ameaçar a vida de um planeta.

Assim como Lineweaver et al. (2004), neste trabalho consideramos separadamente dois cenários: o surgimento de vida sem qualquer exigência quanto ao estado evolutivo, que daqui pra frente será chamada de vida simples, e a de vida complexa. Aqui, considera-se como vida simples organismos semelhantes a bactérias e arqueas, enquanto vida complexa caracteriza-se por organismos semelhantes a animais e plantas, ou seja, organismos multicelulares compostos por células com núcleo isolado do restante do citoplasma, além de organelas mais especializadas que as das células procariontes. As duas formas se diferen-

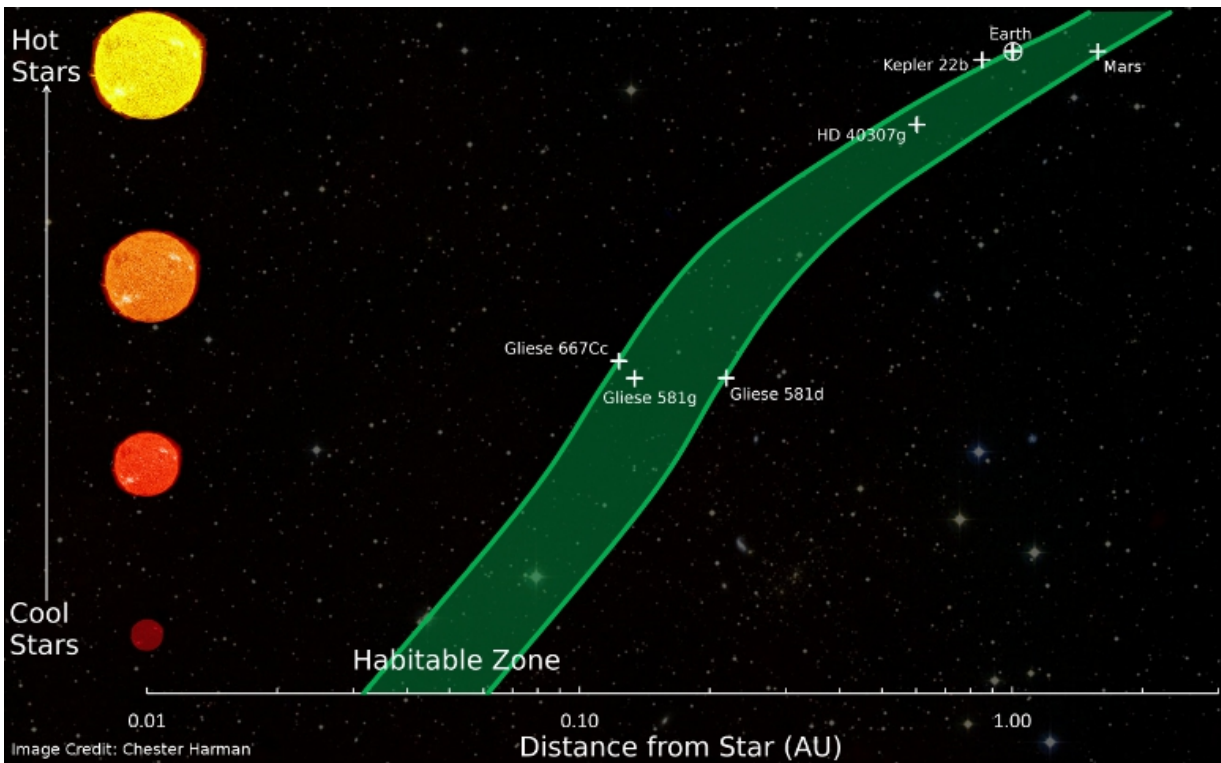


Figura 1.5: Concepção da ZHC (em verde) para estrelas de diferentes temperaturas. A imagem mostra a distância em UA da Terra, de Marte e alguns exoplanetas detectados até suas estrelas. Extraído de <http://news.psu.edu/photo/142649/2013/02/08/habitable-zone-finder>. Acesso em 27/05/2015.

ciam, no modelo utilizado, pelo fato de a vida simples precisar de menos tempo para surgir e ser mais resiliente que a vida complexa. As Figuras 1.6 e 1.7 representam os resultados obtidos por Lineweaver et al. (2004) para a ZHG em ambos os casos, na nossa Galáxia.

A análise da ZHG é necessária porque diferentes regiões da Galáxia oferecem diferentes restrições para a vida. Por exemplo, estrelas muito massivas, típicas das regiões mais periféricas da Galáxia, não são propícias à vida por terem um tempo de vida muito curto ($\sim 10^6$ anos) mesmo para a vida simples, e por se encontrar em uma região onde a taxa de formação de planetas é menor devido à baixa metalicidade.

No presente trabalho, inserimos um quinto fator, a probabilidade de formação de uma biosfera. Entende-se por biosfera o conjunto que engloba os organismos vivos e suas relações com condições ambientais como temperatura, pressão e elementos químicos presentes no meio (Piqueras, 1998). Assim, este fator representa a probabilidade de reunir um conjunto de requisitos para um ambiente ser estável para a vida e, neste trabalho, se baseia na disponibilidade de carbono na região da Galáxia. Considera-se o carbono não só pela

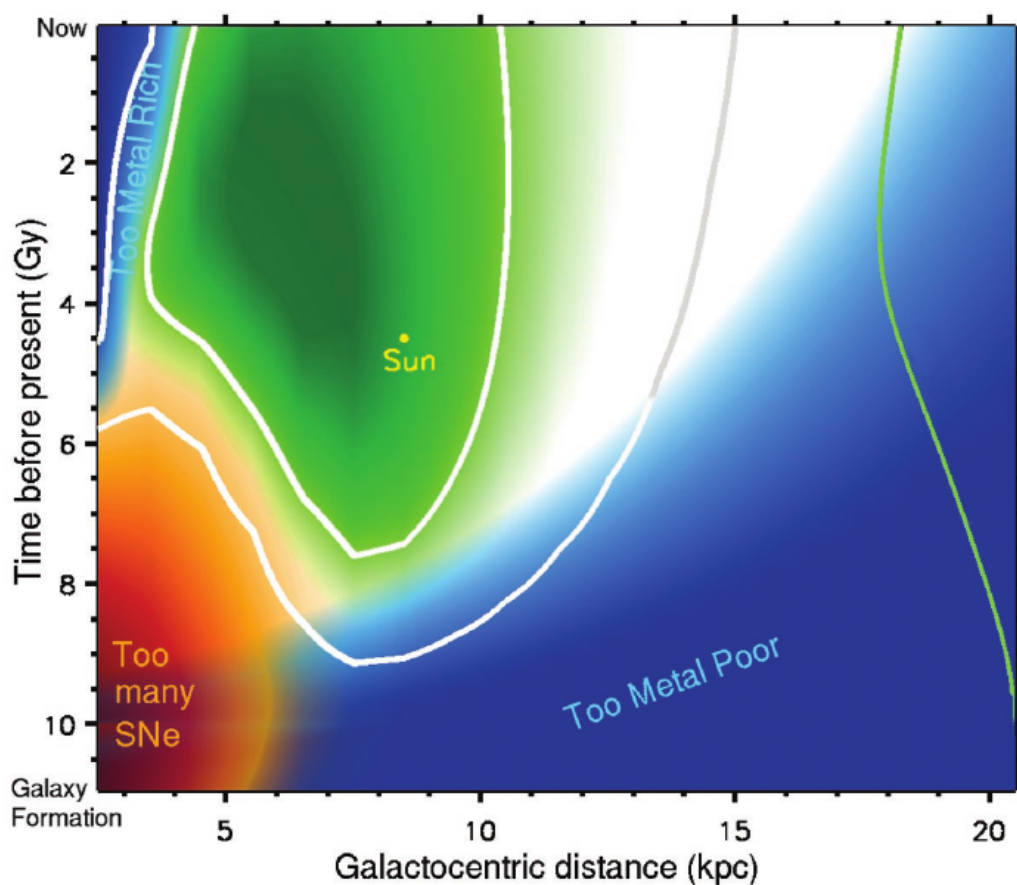


Figura 1.6: Resultado da simulação de Lineweaver da ZHG para a vida simples no disco da nossa Galáxia. O eixo horizontal representa a distância galactocêntrica em kpc e o eixo vertical representa o tempo contado retroativamente a partir do presente momento, em bilhões de anos. As áreas em azul representam os raios e tempos limitados pela metalicidade muito alta ($\lesssim 4,0kpc$) e muito baixa ($\gtrsim 5,5kpc$) para a ocorrência de planetas telúricos, a área vermelha representa uma ocorrência de supernovas muito alta e a área verde representa os raios e tempos mais prováveis para a ocorrência de vida simples. As curvas brancas contém as regiões das estrelas com maior probabilidade de abrigar vida simples e a curva verde representa a distribuição de idade da vida simples, obtido pela integração de $P_{GHZ}(r, t)$ em r . Extraído de: Lineweaver et al. (2004).

sua importância na composição dos seres vivos, mas especialmente por se tratar de um elemento presente nos gases CO_2 e CH_4 . Esses gases são os principais causadores do efeito estufa, que é um dos agentes mais importantes no clima. O efeito estufa pode elevar a temperatura de um planeta, tornando-o habitável mesmo que este não receba radiação suficiente da estrela, seja pela distância da órbita ou porque o planeta não se mantém dentro da *Zona Habitável Circunestelar Contínua* durante toda a evolução estelar.

A habitabilidade também pode ser analisada do ponto de vista da similaridade de um

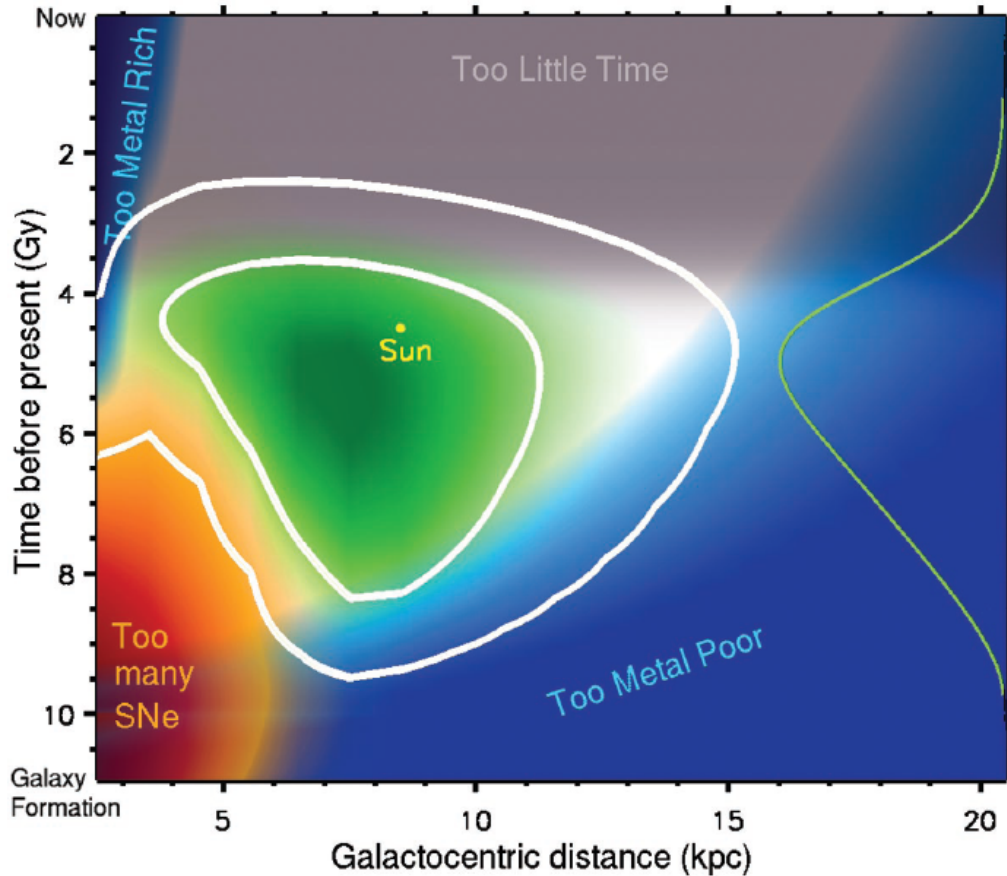


Figura 1.7: Resultado da simulação de Lineweaver da ZHG para a vida complexa no disco da nossa Galáxia. Como agora há a necessidade de se considerar o tempo necessário para a vida evoluir para formas complexas (em torno de 4 bilhões de anos), temos agora a área cinza representando as regiões que não tiveram tempo suficiente para a vida se formar e evoluir. Como na Figura 1.6 as curvas brancas contém as regiões das estrelas com maior probabilidade de abrigar vida complexa e a curva verde representa a distribuição de idade da vida complexa, obtido pela integração de $P_{GHZ}(r, t)$ em r . Extraído de: Lineweaver et al. (2004).

planeta ou satélite com a Terra, através do Índice de Similaridade Terrestre (Schulze-Makuch et al., 2011), que utiliza os parâmetros densidade do planeta, raio médio, temperatura superficial e velocidade de escape. Da mesma maneira que a ZHG de Lineweaver et al. (2004), este indicador também foi generalizado adicionando-se um parâmetro para a disponibilidade de carbono.

1.5 Este Trabalho

A intenção deste trabalho é ter uma visão geral sobre a habitabilidade e os fatores que a influenciam. Portanto, a presente dissertação procura discutir a habitabilidade em três

escalas: no capítulo 2 temos juntamente a ZHC, abordando os conceitos utilizados para calcular sua extensão, dando ênfase à presença de um efeito estufa, e a HP, comparando com os exemplos dos quais temos mais informações, os planetas do Sistema Solar. No capítulo 3 é estudada a ZHG utilizando principalmente o conceito de Lineweaver et al. (2004). Em seguida, no capítulo 4, desenvolvemos o conceito da probabilidade de formação de uma biosfera, introduzindo-a no cálculo da ZHG de Lineweaver e a influência do carbono no Índice de Similaridade Terrestre. As conclusões e perspectivas futuras deste trabalho se encontram no capítulo 5.

Habitabilidade Circunstelar e Habitabilidade Planetária

2.1 *Atmosferas Planetárias*

A atmosfera é importante para os seres vivos por uma série de motivos: manter a estabilidade climática, proteger os seres vivos de radiação nociva vinda da estrela-mãe, o papel que seus componentes desempenham no metabolismo das formas de vida, no caso daquelas que estamos considerando neste trabalho. Se formos pouco criteriosos, podemos dizer que há atmosfera na maior parte dos planetas, e até mesmo satélites, mas suas características físicas e orbitais, somadas às características do sistema planetário, determinam se essa atmosfera será capaz de favorecer ou não a habitabilidade.

No Sistema Solar, somente Terra e Vênus tem uma atmosfera densa entre os planetas rochosos, sendo que a atmosfera de Vênus torna a vida extremamente improvável, devido à sua densidade extrema e à alta concentração de CO_2 , gerando um efeito estufa descomunal. Entre os satélites, as atmosferas são desprezíveis com exceção de Titã, satélite de Saturno.

Se a pressão atmosférica não for considerável, não é possível também que haja o ciclo da água, pois uma vez no estado líquido, ou mesmo no estado sólido, a falta de pressão faz com que a água rapidamente se torne gasosa e o mais provável é que as moléculas de água escapem para o espaço, ou que a molécula sofra fotodissociação e o hidrogênio seja também perdido por escape. É possível que essa água não seja perdida imediatamente para o espaço, se mantendo na forma de vapor d'água. Assim, um planeta com uma grande quantidade de sais na superfície pode, por deliquescência, acumular uma certa quantidade de água, mas esta forma será muito instável. Essa situação é o que Martín-Torres et al. (2015) sugere que aconteça em Marte, na cratera Gale, graças à presença de percloratos no

local. Essa água é perdida quando a cratera é iluminada pelo Sol, além de, provavelmente, ter uma temperatura muito baixa para suportar vida como a terrestre (Rummel et al., 2014). Logo, é impossível manter água líquida na superfície por longos períodos de tempo sem uma atmosfera.

No caso da vida complexa, é necessário que haja uma atmosfera rica em oxigênio, pois requer uma grande quantidade de energia para os seres complexos se manterem, e não há um substituto à altura para gerar energia com a mesma eficiência na respiração (Ward, 2006; Brownlee e Ward, 1999). Além disso, para espalhar suas sementes, ou mesmo para ocorrer reprodução cruzada, indispensável para a variabilidade genética, muitas plantas dependem da atmosfera diretamente, na forma de ventos (Hamrick, 1982; Wendel e Parks, 1985), ou indiretamente, através de animais que tem o voo como principal meio de locomoção. Assim, considera-se que a vida complexa é ainda mais dependente de uma atmosfera que a vida simples.

2.1.1 Formação e Evolução de Atmosferas

Podemos considerar que, de uma maneira geral, os planetas com um tamanho razoável sempre formam uma atmosfera. A partir do momento em que tem massa suficiente, os planetesimais começam a acretar também os gases presentes no disco protoplanetário, por atração gravitacional. Como dito anteriormente, os discos são ricos em gases, sendo que sua composição varia de acordo com a distância à estrela. Porém, a atmosfera pode ser perdida durante a evolução do sistema, em um processo chamado de escape atmosférico

Os planetas com massas muito baixas tendem a perder os elementos mais leves rapidamente, devido à baixa atração gravitacional. Há, ainda, processos em que mesmo os elementos mais pesados, como o oxigênio e o nitrogênio, podem ser arrancados da atmosfera para o espaço pelos ventos solares, se o planeta estiver muito perto da estrela do sistema ou se sua magnetosfera não for suficientemente forte para evitar o processo (Bernardes, 2012).

De acordo com Williams (1998), para manter uma atmosfera considerável, é necessário que o planeta tenha massa $\gtrsim 0,12 M_{\oplus}$. Ainda segundo esse trabalho, a perda de oxigênio pode ser suavizada pela grande reserva de O nos oceanos, além de processos bióticos como a fotossíntese, se considerarmos um planeta onde já exista vida, mas a perda do nitrogênio, que é essencial para o metabolismo de vida como a terrestre, é irreversível. A massa de

Marte é ligeiramente inferior a esse limite mínimo, suficiente para segurar o ^{15}N , mas não o ^{14}N , mais leve. Além disso, sua magnetosfera é muito fraca. Essa soma de fatores faz com que Marte tenha uma atmosfera muito tênue atualmente.

2.1.2 Balanço Energético

A relação entre a quantidade de energia que um planeta recebe e a quantidade que o mesmo emite para o espaço, chamada de balanço energético, é um fator crucial para o clima. A energia incidente considerada é predominantemente de sua estrela. Um planeta é considerado em equilíbrio térmico se emite para o espaço, em infravermelho, uma quantidade de energia aproximadamente igual à quantidade que recebe da estrela em ultravioleta, visível e infravermelho próximo (Williams, 1998). Se a quantidade de energia que chega no planeta for maior que a quantidade de energia que sai, o planeta pode sofrer um aquecimento global, enquanto o contrário pode levá-lo a uma era glacial.

O modelo unidimensional de balanço energético climático (1D-EBM) de Kadoya e Tajika (2014) considera uma atmosfera composta por CO_2 , vapor d'água (H_2O) e um gás incondensável e transparente à radiação infravermelha, como N_2 ou O_2 , com uma pressão de 1 bar:

$$C \frac{\partial T(\varphi, t)}{\partial t} = (1 - A(T))Q(\varphi) - I(T, p\text{CO}_2) + D(p\text{H}_2\text{O}, p\text{CO}_2) \frac{\partial}{\cos\varphi \partial \varphi} \cos\varphi \frac{\partial T}{\partial \varphi} \quad (2.1)$$

onde ϕ é a latitude, T é a temperatura, t é o tempo, C é a capacidade térmica, D é o coeficiente de difusão, I é o fluxo de infravermelho para o espaço, Q é insolação, A é o albedo planetário e $p\text{CO}_2$ e $p\text{H}_2\text{O}$ são as pressões parciais do CO_2 e do vapor d'água, respectivamente.

2.2 Estabilidade Climática

2.2.1 Tectonismo

O tectonismo, como veremos adiante, tem função fundamental no ciclo carbonato-silicato, que é um regulador climático muito importante para a habitabilidade de um planeta se tornando, assim, parte essencial no presente trabalho. Mian e Tozer (1990) afirmam que a atividade tectônica requer a presença de oceanos para acontecer. Para sustentar essa afirmação, podemos comparar a idade do solo oceânico mais antigo (~ 180

milhões de anos) com a idade do solo continental mais antigo ($\sim 3,8$ bilhões de anos) (Artemieva, 2011). Isso ocorre porque o solo oceânico antigo é constantemente forçado em direção ao manto por subducção, enquanto o solo continental permanece na superfície por eras (Oreskes, 2003). A renovação do solo ocorre quando o material do manto é aquecido a temperaturas mais altas que o restante, em um determinado ponto. Devido à sua menor densidade, esse material ascende à superfície na região de uma dorsal meso-oceânica, solidificando e formando o novo solo oceânico, incorporado à placa já existente. Na outra “ponta” da placa, o material mais velho, mais frio e mais denso sofre o processo oposto, submergindo para a atmosfera nas zonas de subducção. Posteriormente, esse material sofre fusão e é incorporado ao manto, por ação das altas pressões e temperaturas (Teixeira et al., 2003). O processo é ilustrado na Fig. 2.1.

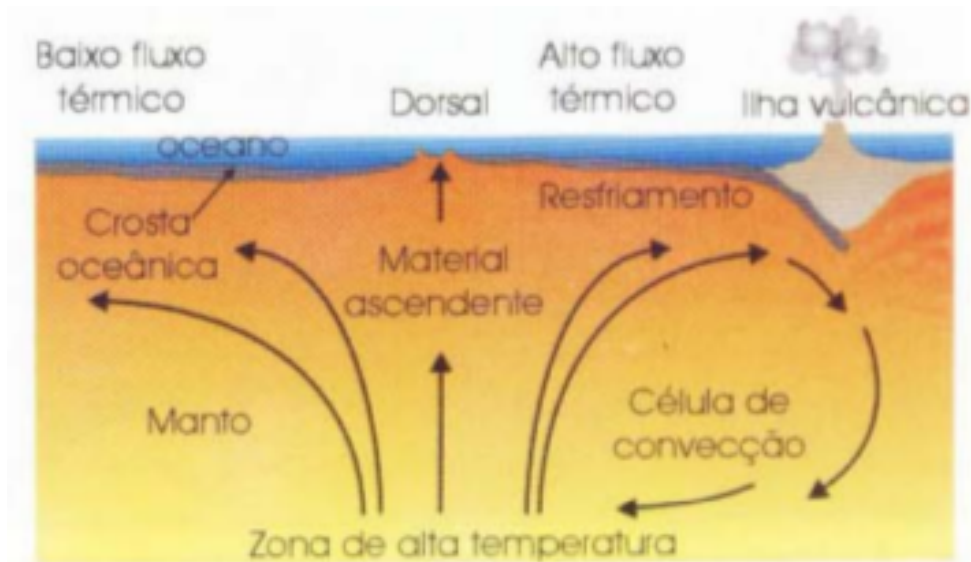


Figura 2.1: Processo de renovação do solo oceânico. O material do manto ascende para a superfície devido à diferença de temperatura (centro da figura) e empurra a parte mais velha para o próprio manto, ao qual será incorporado. Extraído de Teixeira et al. (2003).

Vênus é um planeta que não aparenta ter placas tectônicas, como a Terra, mas tem uma atividade geológica. A ausência de placas tectônicas em Vênus se justificaria pela completa falta de água e seu tamanho relativamente reduzido, comparado à Terra. Como o planeta é completamente seco, os processos de subducção de sua superfície, formada principalmente de basalto, são inibidos. O manto, assim como a superfície, é seco e dificulta a presença de uma astenosfera eficiente como a da Terra atualmente.

Vênus é ligeiramente menor que a Terra (seu diâmetro é cerca de 0,95 diâmetro ter-



Fig. 6.5 Distribuição geográfica das placas tectônicas da Terra. Os números representam as velocidades

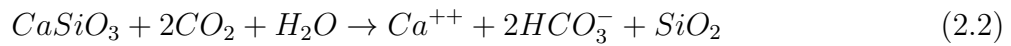
Figura 2.2: Placas tectônicas na Terra e suas interações. As setas indicam o sentido para onde a placa se movimenta. Assim, duas setas que se encontram indicam uma zona de subducção, onde a placa mais densa mergulha embaixo da placa menos densa. As setas que se afastam são regiões onde o material emerge do manto, ou seja, dorsais meso-ocênicas. Setas paralelas indicam placas que se movem lateralmente. Os números indicam a velocidade das placas em cm/ano. Extraído de Teixeira et al. (2003).

restre), mas é pequeno o suficiente para não conseguir gerar uma pressão que realize a transição do basalto para o eclogito a pequenas profundidades, o que facilitaria uma subducção devido à maior densidade de eclogito. Essa transição só ocorreria a 65 km da superfície. Desse modo, o planeta comporta-se como uma única placa, uma crosta sem rachaduras. Praticamente toda sua superfície tem ~750 milhões de anos, sendo que a parcela mais nova que isso é menor que 10% (Strom et al., 1993). Isso indica que praticamente toda sua superfície foi renovada de uma vez, com poucas regiões sendo renovadas pelo seu vulcanismo pontual. Porém, como ainda há produção de calor no interior do planeta e como esse calor não é dissipado por processos semelhantes aos da Terra, a pressão interna de Vênus tende a aumentar, até o ponto em que será suficiente para provocar outra renovação de toda a superfície (Nimmo e McKenzie, 1998).

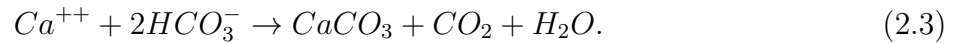
2.2.2 Ciclo Carbonato-Silicato

Ter um clima estável é um dos fatores mais importantes para a vida, já que grandes variações poderiam forçar os organismos a se adaptarem constantemente, demandando uma quantidade de energia muito grande. Logo, para manter um planeta estável para a vida são necessários mecanismos de controle climático. Um dos mais importantes é o ciclo carbonato-silicato. Nesse processo, o elemento principal é o carbono, sua concentração na atmosfera e seus efeitos na temperatura do planeta.

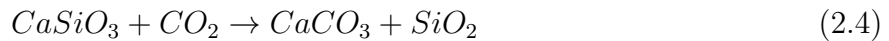
Consideremos o seguinte cenário: a atmosfera de um planeta similar à Terra possui uma alta concentração de CO_2 . A princípio, isso causa um aumento na intensidade do efeito estufa, aquecendo a atmosfera. Porém, as altas temperaturas, intensificam a ação do intemperismo físico em silicatos de cálcio e magnésio. Através da reação



o CO_2 é retirado da atmosfera. Os produtos resultantes da reação são carregados por rios até os oceanos, onde ocorre a reação



A maior parte do $CaCO_3$ produzida atualmente é devido aos organismos do fundo do oceano, como resultado da produção de conchas. Sua produção, porém, não é exclusivamente de origem biológica. Combinando as reações 2.2 e 2.3, temos:



O produto da reação 2.4, também chamada de Reação de Urey (Hart, 1978; Urey, 1952), pode ser jogado no manto por subducção, onde esta se inverte por ação da temperatura e da pressão. Assim, o CO_2 é dissociado do carbonato e é liberado novamente à atmosfera por ação do vulcanismo, fechando o ciclo (Walker et al., 1981; Kasting et al., 1993).

Quando a concentração de CO_2 na atmosfera é baixa, o efeito estufa é menos intenso e a temperatura diminui. Com isso, a ação do intemperismo físico também diminui e a taxa com que o CO_2 é retirado da atmosfera também diminui, permitindo que o mesmo se acumule até que o efeito estufa volte a ser intenso o suficiente para aumentar a temperatura novamente. Assim, em um planeta com o ciclo carbonato-silicato estável, a temperatura causará um *feedback* negativo, ou seja, um aumento na temperatura não se sustentaria e

levaria a um ciclo onde a temperatura diminuiria posteriormente. Esse *feedback* negativo também é chamado de *feedback* de Walker (Kadoya e Tajika, 2014).

O intemperismo tem, então, um papel fundamental no ciclo carbonato-silicato. É possível modelá-lo em função de $p\text{CO}_2$, já que é dependente deste, de acordo com Kadoya e Tajika (2014):

$$W(\varphi, t) = \iint W_0 p\text{CO}_2^n \exp\left\{\frac{-\Delta E}{RT(\varphi)}\right\} \text{Area}(\varphi) d\varphi dt \quad (2.5)$$

onde W é a retirada de CO_2 da atmosfera para cada latitude e tempo, W_0 é o valor de W atual, R é a constante universal dos gases perfeitos, n é a dependência do $p\text{CO}_2$, Area é a área de terra em relação à superfície total para cada latitude e ΔE é a energia de ativação do processo. Como o ciclo carbonato-silicato leva $\sim 0,5$ milhão de anos para se estabilizar, é razoável considerar que este se adapte a eventos de longa escala de tempo que afetem o clima, como flutuações na obliquidade, que podem levar ~ 10 milhões de anos (Williams, 1998; Laskar e Robutel, 1993).

Para que ocorra o ciclo, é necessário que haja um equilíbrio entre as porções de água e terra. Os oceanos são necessários não só para concentrar os carbonatos nas zonas de subducção e manter o tectonismo ativo, mas também porque no encontro entre placas oceânicas ou de uma placa oceânica com uma placa continental há a ocorrência de vulcanismo próximos às zonas de subducção (Teixeira et al., 2003). Com isso, o carbono é mais facilmente restituído para a atmosfera. Por outro lado, um planeta completamente oceânico não é capaz de absorver o CO_2 da atmosfera pelo intemperismo, já que não há silicatos expostos ao ar (Abbot et al., 2012). A presença de porções de terra é também importante para o desenvolvimento da vida complexa (Schaefer e Sasselov, 2015).

Williams (1998) simulou três configurações para os continentes de um planeta: uma semelhante à da Terra atual, uma com a porção de terra concentrada no equador, na forma de um supercontinente e a última com continentes nos pólos. Concluiu que é possível manter o ciclo carbonato-silicato funcional para todas as configurações, inclusive variando a obliquidade da órbita do planeta. Entretanto, algumas configurações atingiriam temperaturas extremas, tanto altas (383 K) quanto baixas (271,3 K), que só seriam suportadas por extremófilos (Segerer et al., 1993; Bernardes, 2012). Há alguns casos em que o planeta entra em regime de *Bola de Neve*, em que o planeta fica inteiro coberto por neve mas não é irreversível, como será visto na subseção 2.2.5.

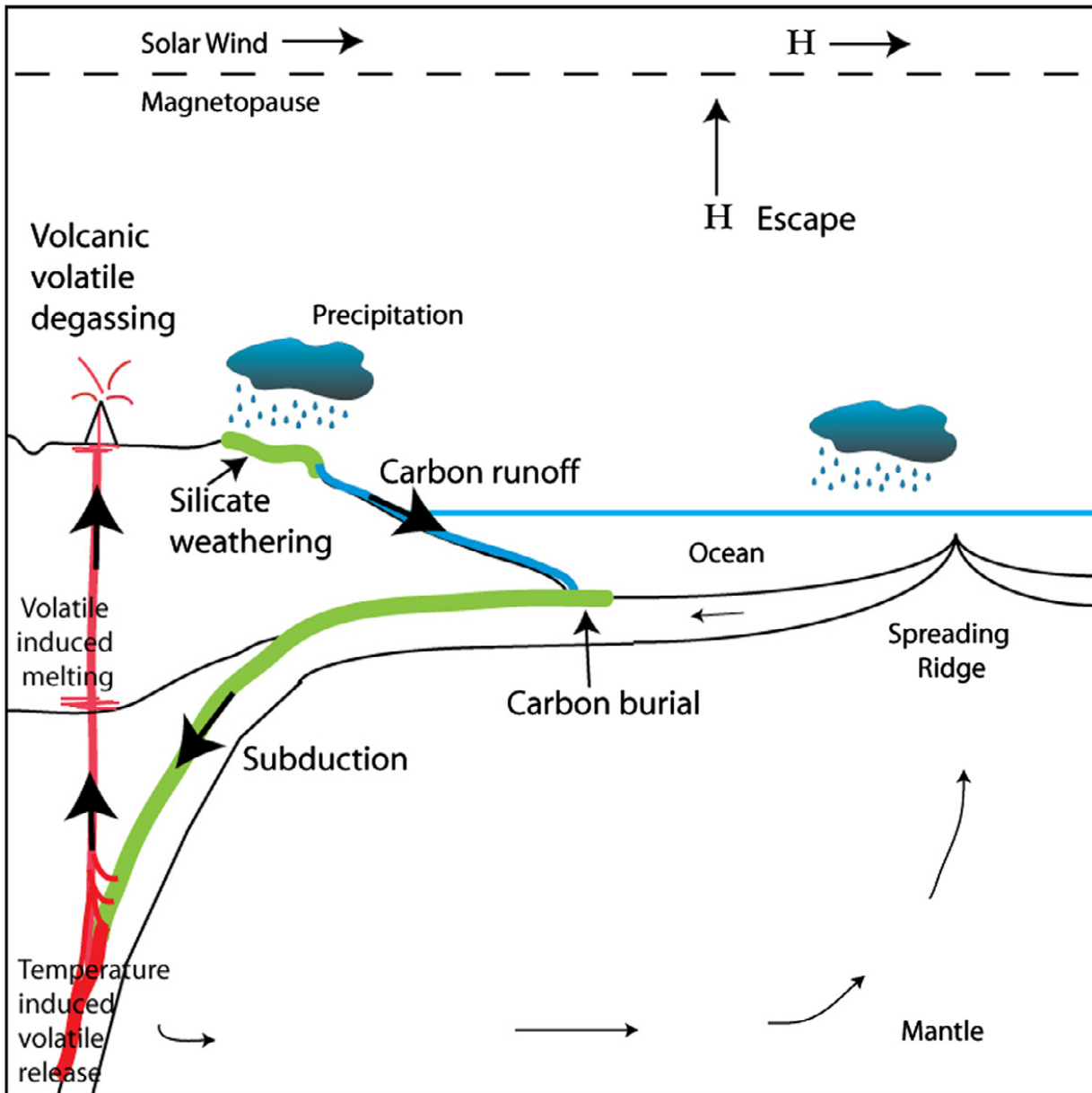


Figura 2.3: Representação do ciclo carbonato-silicato. O CO₂ é retirado da atmosfera quando forma carbonatos (em verde), é levado ao fundo dos oceanos (em azul) e, posteriormente, ao manto (novamente em verde). É devolvido à atmosfera por meio do vulcanismo (em vermelho). Na parte superior da figura, observa-se o escape do hidrogênio para as camadas superiores da atmosfera, seguido da ação dos ventos solares para arrancá-los definitivamente da atmosfera do planeta. Extraído de Driscoll e Bercovici (2013).

2.2.3 Condições para Ocorrer o Efeito Estufa

O efeito estufa tem grande influência sobre a habitabilidade, não só na ZHC, como já mencionado, mas também como agente climático. Para que ocorra o efeito estufa é necessário uma atmosfera composta de gases capazes de absorver radiação na faixa do

infravermelho. Desse modo, uma parte da radiação que a superfície do planeta emitiria para o espaço é absorvida pela atmosfera e é aquecida, mantendo a temperatura do planeta maior do que seria, a princípio. Os principais gases estufa são o CO_2 e o CH_4 . A partir disso, a abundância de carbono tem papel fundamental nos cálculos para tratar a habitabilidade planetária.

A importância do efeito estufa para a habitabilidade é enorme. O efeito estufa é capaz de aumentar a temperatura de um planeta muito frio para a vida a ponto de torná-lo habitável. O efeito estufa causado pela nossa atmosfera aumenta a temperatura da Terra em aproximadamente $33^\circ C$ (Kasting et al., 1993), o que significa que nosso planeta, atualmente com uma temperatura média de $15^\circ C$, provavelmente não seria habitável sem o efeito estufa. Sua propriedade de absorver a radiação infravermelha também o torna um fator importante no controle climático, mantendo a temperatura de um planeta relativamente estável. Essa propriedade, porém, depende do ciclo carbonato-silicato para agir a favor da habitabilidade. Sem o ciclo, o CO_2 se acumula na atmosfera, causando um aumento gradativo no efeito estufa, elevando a temperatura continuamente. Além da dependência dos fatores planetários, um resultado benéfico do efeito estufa no sentido de favorecer a habitabilidade também tem relação com a órbita do planeta, como será tratado adiante.

2.2.4 Efeito Estufa Descontrolado

Se o balanço energético pende mais para o lado da quantidade de energia incidente, ou seja, se o planeta ou satélite recebe mais energia do que emite ao espaço, ocorre o aquecimento de sua atmosfera. O aumento na temperatura faz com que a água evapore, saturando a atmosfera, sujeitando as moléculas de água à fotodissociação e ao escape do hidrogênio para o espaço (Kasting, 1988). Com isso, a água do planeta é perdida e, como esta serve como um controlador de temperatura, começa a ocorrer um processo de *feedback* positivo para o aumento de temperatura. Em certo momento, a depleção de hidrogênio acaba com os oceanos e, por consequência, o tectonismo (Mian e Tozer, 1990). Assim, encerra-se o *feedback* de Walker do ciclo carbonato-silicato, já que não há mais o processo de subducção. Neste cenário, caracteriza-se o efeito estufa descontrolado, quando toda a água da superfície do planeta é perdida e não há mais meios de controlar o aumento da temperatura, tornando o planeta inabitável.

Analisando a taxa D/H de Vênus, percebemos que seu valor é muito maior que o da

Terra ($2,5 \times 10^{-2}$ contra $1,6 \times 10^{-4}$), indicando que boa parte do hidrogênio presente no momento da formação de Vênus foi perdida (Donahue, 1999). Considerando que Vênus é um planeta extremamente seco, e que sua composição inicial deve ter sido similar à da Terra, podemos relacionar a falta de água atual e o alto valor para D/H como resultado de um efeito estufa descontrolado. Soma-se a isso o fato de que, nos primórdios da existência do Sistema Solar, a órbita de Vênus recebia 1,4 vezes mais fluxo solar que a órbita da Terra atualmente, valor estimado por Kasting (1988) como sendo o valor crítico de fluxo solar para desencadear o efeito estufa descontrolado.

2.2.5 Terra Bola de Neve

Por outro lado, quando o albedo do planeta é muito alto, sua temperatura decresce. Mantendo esse regime por um longo período de tempo, sua superfície tende a congelar. Como o gelo reflete uma quantidade de luz maior que a terra (Williams, 1998), o albedo do planeta aumenta, gerando um *feedback* positivo para a diminuição da temperatura, aumentando cada vez mais a porção de superfície congelada. Dentro de um ciclo carbonato-silicato estável, a atmosfera acumularia CO_2 pela falta de contato com silicatos. Porém, em um cenário em que o fluxo solar que o planeta recebe não é alto e a taxa com que o CO_2 é injetado na atmosfera não atinge o valor crítico (ver fig. 2.4), o planeta pode entrar em estado de “Terra bola de neve” (Snowball Earth), onde toda a superfície do planeta é coberto de gelo.

Apesar do *feedback* positivo, essa situação não é irreversível. Como o limite externo da ZHC tende a se afastar da estrela na medida em que esta evolui, o planeta pode aumentar sua temperatura com o tempo, se mantiver a mesma órbita, devido ao aumento do fluxo solar. Um planeta pode também entrar esporadicamente em regime de bola de neve, por uma queda temporária na taxa de desgaseificação. A Terra passou por períodos de bola de neve durante a era proterozoica (Hoffman e Schrag, 2002).

2.3 Formação de Sistemas Planetários

De acordo com Lissauer (1995), formação planetária começa no instante da formação da estrela. Quando uma estrela se forma, o material excedente continua orbitando-a, formando um disco de gás e poeira, o disco protoplanetário. A composição do disco é semelhante

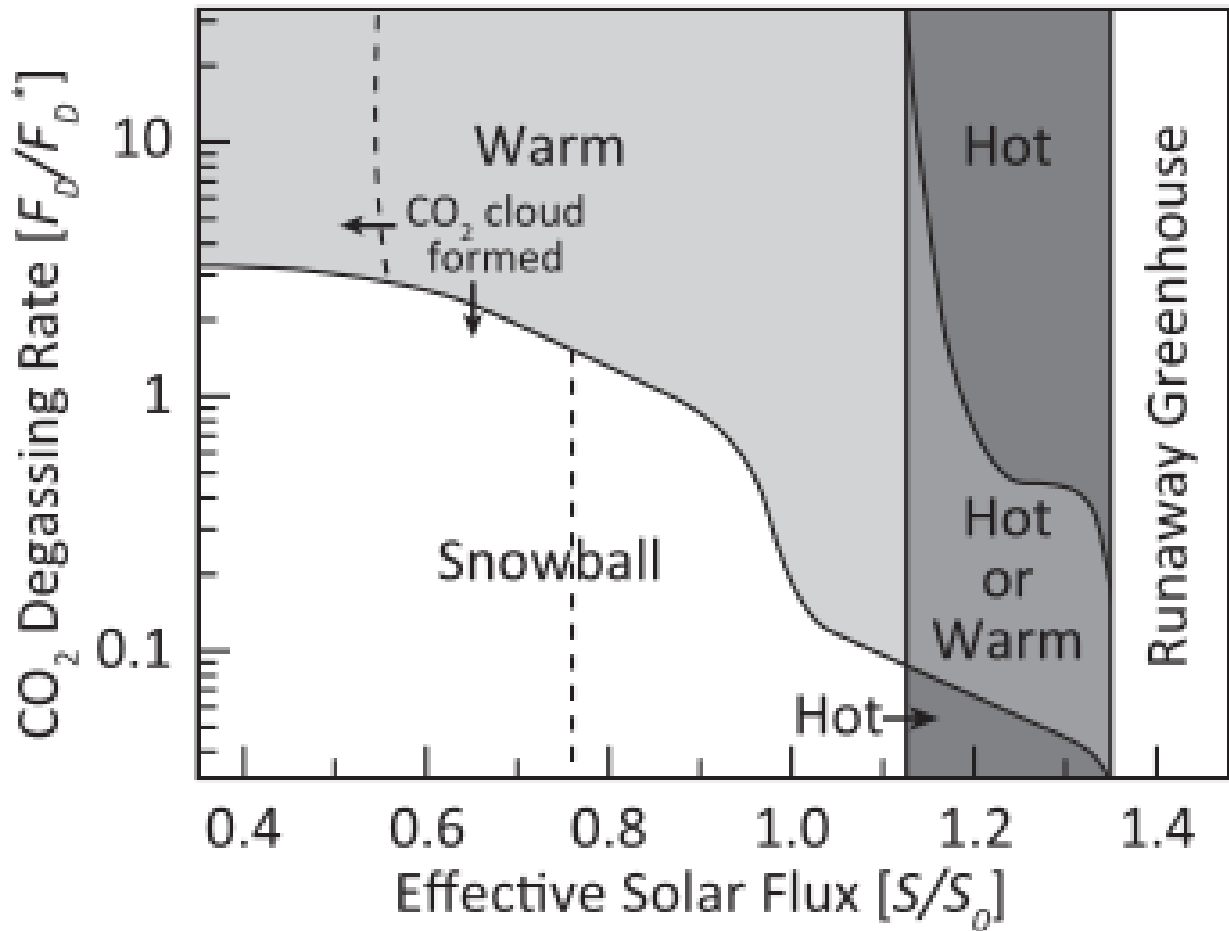


Figura 2.4: Relação entre a taxa de desgaseificação de CO_2 na atmosfera e o fluxo solar, que mostra a taxa de desgaseificação de CO_2 necessária para o planeta não entrar em regime de “Terra bola de neve”, relativo à taxa de desgaseificação da Terra atualmente, F_D^* , para cada valor de fluxo solar. Extraído de Kadoya e Tajika (2014).

à da estrela, ou seja, majoritariamente H e He, e somente $\sim 1 - 2\%$ do disco é composto de elementos mais pesados, quando estes existem. Quando o disco atinge um estado mais quiescente, as partículas ali presentes começam a se associar através de colisões inelásticas, aumentando de tamanho. Os corpos menores se movem carregados pelo gás, que tem velocidade menor que a velocidade kepleriana, enquanto corpos grandes se movem com velocidade kepleriana. Estes corpos, porém, podem perder velocidade devido à viscosidade do gás ainda presente no meio. Essa perda de velocidade faz com que os corpos migrem para órbitas mais internas, podendo perder material para a estrela, apesar de a migração ocorrer por períodos de tempo relativamente curtos. Um corpo da ordem de metros em uma órbita de ~ 1 UA, por exemplo, migra por ~ 100 anos, segundo Weidenschilling (1977).

Assim como há a acreção, os corpos podem também perder material através do atrito

com o gás e de colisões com outros corpos. Essa perda depende principalmente do tamanho do corpo, sendo que os corpos com tamanho da ordem de metros estão na “zona perigosa”, enquanto corpos com tamanho da ordem de quilômetros estão na “zona segura”. A partir do momento em que um corpo atinge esse tamanho, o mais provável é que ocorra uma *acrecção desenfreada*, ou seja, o corpo comece a acretar o material disponível até “limpar a órbita”.

Se o planeta atingir massa $\gtrsim 10 M_{\oplus}$, é provável que comece a acretar também o H e He na forma de gás presentes no disco protoplanetário, iniciando o processo de formação de um gigante gasoso (Owen, 1994). As simulações de Weidenschilling (1998) corroboram essa hipótese, mostrando que uma densidade superficial de $10g/cm^2$ para o disco está muito próximo de ser o suficiente para criar planetas como Júpiter, apesar de este valor ainda não ser o suficiente para ocorrer a *acrecção desenfreada*.

2.4 Definição de Zona Habitável Circunelar

Como dito no capítulo 1, podemos definir a ZHC como sendo a região em torno da estrela onde podemos encontrar água líquida na superfície de um planeta. Assim, grosseiramente, o limite interno da ZHC é o ponto em que um planeta recebe calor da estrela o suficiente para evaporar a água de sua superfície em grande escala, e o limite externo é o ponto em que o planeta se torna tão frio que a água superficial congelaria. Porém, há uma série de fatores que podem influenciar essa condição. Strughold (1954) e Strughold (1955) consideraram somente a distância do planeta ao Sol e, como é de se esperar, obtiveram um valor muito baixo para a temperatura de Vênus. Hart (1978) e Hart (1979) utilizaram modelos climáticos para considerar também a influência da composição e evolução das atmosferas e o resultado do efeito estufa na ZHC.

Ao longo de sua vida, a estrela se torna mais brilhante, aumentando sua capacidade de aquecer eventuais planetas ao seu redor. Como a ZHC é bastante influenciada pela quantidade de energia que o planeta recebe da estrela, temos uma variação nos seus limites interno e externo. Considerando o tempo que a estrela passa na sequência principal e tomando o raio externo da ZHC no momento em que a estrela é mais fria e o raio interno da ZHC no momento em que a estrela atinge sua maior temperatura, esses raios podem ser considerados, respectivamente, como o limite externo e o limite interno da *Zona Habitável*

Circunelar Contínua, conceito cunhado por Hart (1978). Um planeta telúrico que se localize sempre dentro da ZHC contínua, tem chances maiores de abrigar vida pois, por mais que tenha variações na temperatura, sempre estará dentro dos limites aceitáveis para a vida. Essa evolução da estrela também pode fazer um planeta originalmente fora da ZHC passar a fazer parte desta, se tornando habitável. Posteriormente, Hart (1979) concluiu que estrelas menos massivas que o Sol teriam ZHCs contínuas muito estreitas ou inexistentes, enquanto estrelas mais massivas, tem ZHCs contínuas consideravelmente maiores. Estas estrelas, porém, não são propícias à vida, dado seu curto tempo na sequência principal.

2.4.1 Influência do Efeito Estufa na Extensão da ZHC

Atualmente, o conceito de ZHC se apóia também em fatores dependentes da massa, da história e da composição do planeta, como o albedo e o efeito estufa. O efeito estufa define novos limites, tanto interno como externo, para a ZHC. Como o resultado do efeito estufa é aquecer o planeta, ambos os limites são movidos para mais longe da estrela. Kasting et al. (1993) considera que o limite interno passa a ser, então, a distância na qual a atmosfera começa a ficar saturada de água, chamado de *efeito estufa úmido*. Uma estratosfera saturada de água perde-a por mais facilmente fotodissociação, seguido do escape de hidrogênio para o espaço. Esse é um ponto bastante instável (Fig. 2.5), pois uma pequena acresção na temperatura desencadeia um *efeito estufa descontrolado* (Kasting, 1988). O resultado do cálculo de Kasting et al. (1993) para o limite interno da ZHC do Sol é 0,95, concordando com o resultado obtido por Hart (1978). A essa distância, o fluxo solar é $\sim 10\%$ maior que o recebido pela Terra.

Kasting et al. (1993) considera o limite externo da ZHC como a distância da órbita em que começam a ser formadas nuvens de CO_2 . Apesar de ser um dos principais agentes do efeito estufa quando no estado gasoso, o CO_2 na forma de nuvens não absorve a radiação com eficiência e aumentam o albedo do planeta, podendo levá-lo a estados transitórios de bola de neve Spiegel et al. (2009). Assim, o resultado das nuvens de CO_2 é um planeta mais frio (Caldeira e Kasting, 1992). Como pode-se observar a partir da fig. 2.6, essa situação ocorre para valores de pressão do CO_2 gasoso na atmosfera de 1,0 bar. De acordo com seu modelo, o fluxo solar correspondente a esta pressão é 0,53. A distância para a qual obtêm-se este valor é 1,37 UA. Portanto, segundo Kasting et al. (1993), a ZHC do Sol se localiza entre 0,95 e 1,37 UA, mais otimista que a previsão de Hart (1978) e Hart

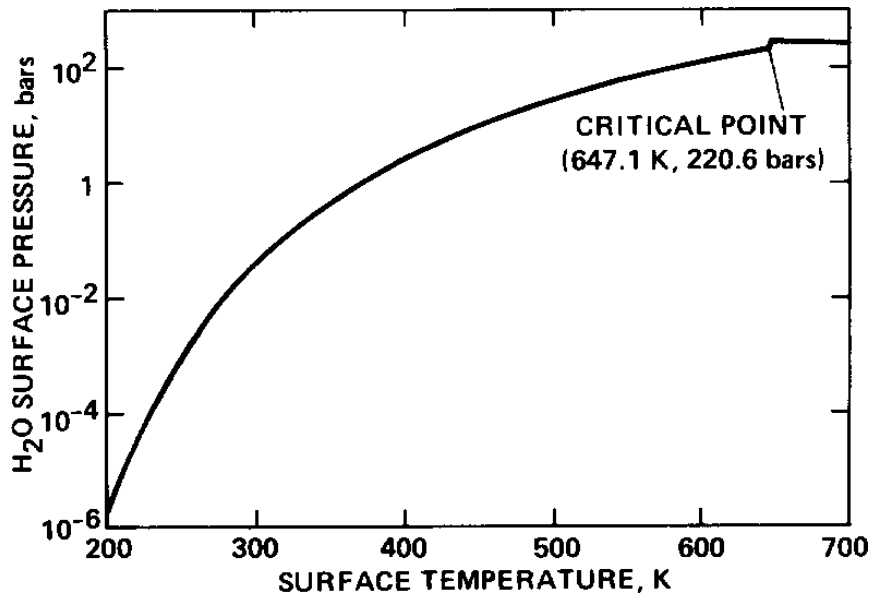


Figura 2.5: Pressão do vapor d'água, no eixo vertical, em função da temperatura, no eixo horizontal. O ponto crítico é o ponto em que o regime passa de efeito estufa úmido para efeito estufa descontrolado. Extraído de Kasting (1988).

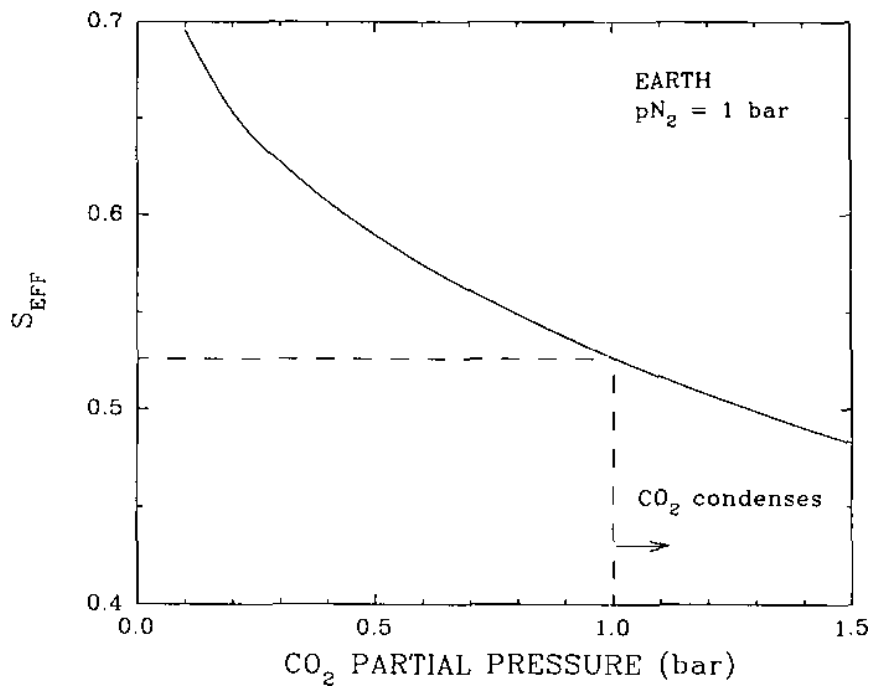


Figura 2.6: Relação entre a pressão de CO_2 na atmosfera e o fluxo solar, de onde são calculados os valores de fluxo solar limite para ocorrer o efeito estufa e sua respectiva distância a Sol. Consequentemente, essa distância é o limite externo da ZHC para o Sol. Extraído de Kasting et al. (1993).

(1979), que calculou a ZHC do Sol entre 0,95 e 1,01 UA.

Habitabilidade Galáctica

O conceito atual de ZHG é análogo ao de ZHC, surgido somente em 2001 (Gonzalez et al., 2001). Ambos mapeiam a região onde há maior probabilidade de encontrarmos vida como a conhecemos, sendo que o segundo se refere à zona em torno de uma estrela, enquanto o primeiro refere-se à região da galáxia. Como dito no capítulo 1, nos baseamos na hipótese de Lineweaver et al. (2004), que propõe que a habitabilidade na Galáxia é dada por:

$$P_{GHZ} = SFR \times P_{metals} \times P_{evol} \times P_{SN} \quad (3.1)$$

onde SFR representa a taxa de formação estelar (*Star Formation Rate - SFR*) normalizada, P_{metals} é a probabilidade de uma estrela abrigar planetas telúricos, P_{evol} é a probabilidade de um eventual sistema ser estável por tempo suficiente para ocorrer evolução e P_{SN} é a probabilidade de uma eventual forma de vida sobreviver a ocorrência de supernovas. A SFR é um valor absoluto e, para podermos considerá-la como uma probabilidade, é necessário normalizá-la. Isso foi feito em função da idade atual da Galáxia e da distância galactocêntrica do Sol.

3.1 Evolução Química da Galáxia

A análise da evolução química da Galáxia é, portanto, fundamental neste trabalho, pois é através dela que mapeamos a abundância de elementos presentes nas diversas regiões da Galáxia e, conseqüentemente, sua habitabilidade. Como é impossível observar o comportamento de uma galáxia ao longo de sua existência, utilizamos modelos computacionais para entender como os elementos químicos se distribuem. A evolução química se dá quando uma

estrela morre e libera seu material no meio interestelar, para que uma estrela de geração seguinte possa aproveitá-lo (Lanfranchi e Friaça, 2003).

A abundância de cada elemento é dada em função do hidrogênio, através da notação:

$$[X/H] = \log((X/H)/(X/H)_{\odot}) \quad (3.2)$$

ou, alternativamente:

$$[X/H] = \log(X/H) - \log(X/H)_{\odot} \quad (3.3)$$

onde (X/H) representa o número de átomos do elemento em questão em relação ao número de átomos de hidrogênio da região e $\log(X/H)_{\odot}$ representa o valor de (X/H) para o Sol. Quando for mencionado metalicidade neste trabalho, subentende-se que refere-se à notação $M = [Fe/H] \equiv \log(Fe/H) - \log(Fe/H)_{\odot} \approx \log(Z/Z_{\odot})$. As abundâncias solares utilizadas neste trabalho são as da fotosfera do Sol para o C, N e O, e as meteoríticas para os demais elementos (Asplund et al., 2009).

3.2 Modelo Utilizado

O presente trabalho utiliza um modelo que combina um solucionador de evolução química e um código hidrodinâmico unidimensional, simulando a evolução química da Galáxia através de um Modelo de Evolução Química (MEQ) de multi zonas com duplo *infall* (Friaça e Terlevich, 1998; Lanfranchi e Friaça, 2003). O código trata a Galáxia como sendo um disco angularmente simétrico, com altura de 1 *kpc* somente para efeitos de cálculo do MEQ. Para ocorrer a evolução química, o modelo utiliza os resultados de uma iteração como dados de entrada para a iteração seguinte. O modelo considera que as estrelas terminam suas vidas como supernovas (SNs) ou nebulosas planetárias, liberando massa, metais e energia no meio imediatamente após suas mortes (Lanfranchi e Friaça, 2003; Mello, 2014). Desse modo, são produzidos os dados das abundâncias químicas para a distância galactocêntrica, entre 2 *kpc* e 18 *kpc* com passos de 0,2 *kpc*, e para a idade da Galáxia, desde o início de sua existência até a idade atual (13 bilhões de anos), com intervalos de tempo variados, sendo que os intervalos são maiores para os primórdios da Galáxia. Os valores intermediários foram obtidos através de interpolação.

Com os dados das abundâncias dos elementos foi possível calcular os valores para os parâmetros da equação, em cada instante e raio galactocêntrico. Consideramos também o

modo como a vida simples e a vida complexa se diferenciam nos termos P_{evol} e P_{SN} , pois é de se esperar que formas mais complexas de vida exijam um tempo maior para atingir esse estágio evolutivo e que as formas de vida mais simples tenham uma resistência e poder de recuperação maior frente a eventos catastróficos.

Como não é possível basear a probabilidade de a vida surgir em dados estatísticos, é necessário assumir alguns pressupostos para fundamentar nossa hipótese. Podemos, por exemplo, adotar como base duas possibilidades extremas: a primeira é que a vida necessite de uma série eventos extremamente raros para acontecer e podemos considerar a vida na Terra como um “golpe de sorte”. A segunda é que a vida não seja tão exigente, ocorrendo rotineiramente uma vez que se satisfaçam algumas condições. Pode-se dizer que essa segunda hipótese considera a vida como uma consequência dessas condições. A partir dessas hipóteses, modificamos alguns parâmetros para criar hipóteses intermediárias e comparamos seus resultados.

Através de simulações baseadas nesse modelo, a ZHG foi traçada para vida simples e para a vida complexa para variadas situações, e os resultados são apresentados posteriormente, na forma de gráficos.

3.2.1 Taxa de Formação Estelar

Como Matteucci e Francois (1989), consideramos a taxa de formação estelar dependente do raio galactocêntrico r através da densidade superficial de massa total $\sigma(r, t)$ e da fração de gás $G(r, t)$, de acordo com a relação:

$$SFR(r, t) = \tilde{\nu} \left[\frac{\sigma(r, t)}{\tilde{\sigma}(\tilde{r}, t)} \right]^{2x_{SF}} \left[\frac{\sigma(r, t_G)}{\tilde{\sigma}(\tilde{r}, t)} \right]^{x_{SF}} G(r, t)^{(x_{SF}+1)} \quad (3.4)$$

onde \tilde{r} é a posição do Sol, t_G é a idade da Galáxia e $\tilde{\nu}$ é o fator de normalização da SFR . Este é definido na posição solar, $\tilde{r} = 8kpc$, e na idade da Galáxia, $t_G = 13Gyr$, tendo valor $\tilde{\nu} = 0,5Gyr^{-1}$. A SFR específica depende da densidade do gás ρ , de forma que $\nu \propto \rho^{x_{SF}}$. Adotamos $x_{SF} = \frac{1}{2}$. Quando utilizamos um modelo de disco fino, temos que a taxa de *infall* é proporcional a e^{-t/τ_D} , onde τ_D é a escala de tempo do *infall*, dada em Gyr por:

$$\tau_D(r) = 1 + \frac{7}{6}(r - 2), \text{ para } 2kpc \leq r \leq 8kpc \quad (3.5)$$

$$\tau_D(r) = 8 + \frac{1}{2}(r - 8), \text{ para } r > 8kpc \quad (3.6)$$

Assumimos, para o disco, um perfil exponencial para a densidade superficial de massa, na forma $\sigma \propto e^{-r/r_G}$, sendo que $r_G = 2,6kpc$ (Boissier e Prantzos, 2000), normalizado para $\sigma(\tilde{r}, t_G) = 50M_\odot pc^{-2}$ (Chiappini et al., 1997). O modelo inclui ainda uma inibição na *SFR* quando há expansão do gás ou quando a densidade é muito baixa, assim tornando o resfriamento ineficiente.

As estrelas formadas seguem a função de massa inicial (*Initial Mass Function* - IMF) de Salpeter entre 0,1 e $100M_\odot$, de acordo com a relação:

$$\phi(m)\Delta m = \phi_0 \times m^{-(1+x)}\Delta m \quad (3.7)$$

sendo ϕ a fração de estrelas do total, ϕ_0 a constante de normalização da integral de 0,1 até $100 M_\odot$, m a massa estelar de interesse, Δm o intervalo ao redor da massa m e $x = 1,35$ para fração do número de estrelas (Mello, 2014).

A *SFR* é importante em mais de um aspecto: em uma primeira ideia, quanto maior a quantidade de estrelas, maior a probabilidade de haver planetas orbitando estrelas. Porém, também deve-se considerar que uma maior taxa de formação estelar, numa galáxia espiral, significa que uma quantidade maior de elementos pesados serão produzidos para as gerações de estrelas posteriores, enriquecendo o meio interestelar. Com isso, aumentar o valor da *SFR* representa um favorecimento para a vida. Porém, os parâmetros *SFR* e P_{SN} são interdependentes, já que uma maior taxa de formação estelar também resulta em uma maior taxa de ocorrência de supernovas, causando uma diminuição no valor de P_{SN} . Assim, uma alta *SFR* favorece também um aumento na ocorrência de supernovas, o que é prejudicial à habitabilidade. Desse modo, é necessário utilizar um limite superior e um inferior para a *SFR*.

3.2.2 Probabilidade de Abrigar Planetas Telúricos

Como estamos considerando somente vida semelhante à que conhecemos, temos de considerar também um ambiente semelhante ao nosso, ou seja, consideramos que a vida dependa de um planeta rochoso para se desenvolver. Assim, a probabilidade de uma estrela abrigar planetas telúricos, P_{metals} é essencial na busca por vida e, quanto maior for seu valor, maior é a chance de haver locais propícios à existência de vida na Galáxia.

Há de se notar que P_{metals} depende da metalicidade do meio e esta, assim como a *SFR*, pode tanto beneficiar quanto prejudicar a existência de vida. Se a metalicidade for

muito baixa, a probabilidade de formar um planeta é baixa também. Mesmo que o planeta se forme em regiões de baixa metalicidade, é provável que este seja pouco massivo. Se, durante a formação planetária, a massa do planeta for muito menor que $1M_{\oplus}$, dificilmente este conseguirá manter elementos essenciais para a existência de vida, como uma atmosfera considerável, tectonismo e atividade geológica (Williams, 1998). Porém, se a metalicidade for muito alta, aumentam as chances de se formarem gigantes gasosos e, por consequência, aumentam também as chances de se formarem Júpiteres quentes, gigantes gasosos formados longe da estrela central mas que, devido a um processo de migração do Tipo II, assumem órbitas em raios mais internos, geralmente inferiores a 0,1 UA. Como a migração planetária exige que ainda haja material da nebulosa estelar presente no meio, essas migrações ocorrem ainda durante a formação do sistema, em escalas de milhões de anos. Essa migração, de acordo com Lineweaver (2001), faz com que o gigante gasoso acrete os planetesimais já existentes e o material disponível, ou os espalhe para fora da ZHC, tornando a existência de planetas telúricos inviável.

Por outro lado, há estudos que indicam que a ocorrência de Júpiteres quentes não é tão prejudicial para a formação de planetas terrestres, como o de Fogg e Nelson (2007), que argumenta que $\gtrsim 60\%$ do disco poderia sobreviver à migração do gigante gasoso, e o de Batygin e Laughlin (2015), que sugere que Júpiter realizou a migração no nosso Sistema Solar, mas voltou a órbitas exteriores com a formação de Saturno. De acordo com esse trabalho, Júpiter tornou o disco protoplanetário menos denso e contribuiu para que o Sistema Solar tenha a configuração atual, com planetas rochosos menores, e isso pode ser decisivo na existência de vida. Neste trabalho, as duas possibilidades foram consideradas. Na hipótese de que Júpiteres quentes são prejudiciais à formação de planetas telúricos, é necessário definir não só um limite inferior para a metalicidade, mas também um limite superior. Na hipótese de que Júpiteres quentes não destroem planetas telúricos não adotamos um limite superior pois, mesmo que o gigante gasoso diminua a quantidade de material do disco, o material restante ainda é suficiente para formar planetas, ainda que menores.

Para tratar essas duas hipóteses, nos baseamos no trabalho de Lineweaver (2001). Pela figura 3.1, vemos que a quantidade de estrelas abrigando Júpiteres quentes é mais deslocada para altas metalicidades que a quantidade total de estrelas, reforçando a relação entre metalicidade e formação planetária. Podemos, neste cenário, considerar a probabilidade

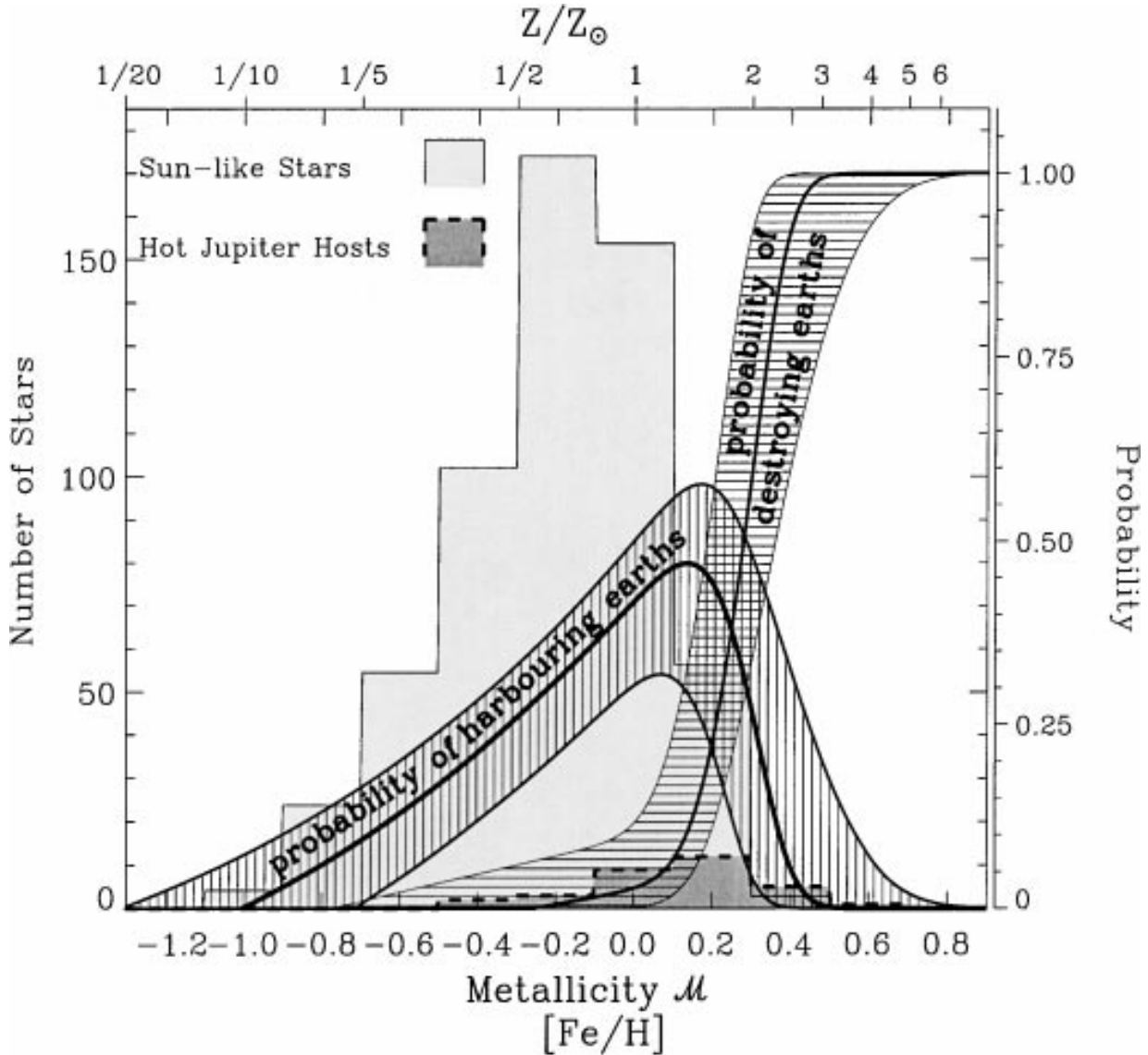


Figura 3.1: O gráfico mostra a distribuição de estrelas semelhantes ao Sol (em cinza claro), sendo que 32 delas abrigam Júpiteres quentes (em cinza escuro), de acordo com suas metalicidades. A distribuição de estrelas que não abrigam Júpiteres quentes foi normalizada para que as outras 32 estrelas representassem 5,6% dos dados, a eficiência média dada em Marcy e Butler (2000) para a detecção de planetas. Também estão representados $P_{DE}(M)$ (hachurado na horizontal) e $P_{metals}(M)$ (hachurado na vertical). Os hachurados representam a largura das probabilidades, decorrentes dos erros das Eq. 3.8 e 3.12. Extraído de: Lineweaver (2001)

de destruir planetas ($P_{DE}(M)$) sendo igual à probabilidade de formar Júpiteres quentes em função da metalicidade, dado pela relação:

$$P_{DE}(M) = \frac{N_H(M)}{N(M)}, \quad (3.8)$$

onde $N_H(M)$ é a distribuição de estrelas como o Sol abrigando Júpiteres quentes e $N(M)$ é a distribuição total de estrelas como o Sol. Para determinar o limite superior da metalicidade,

tomamos seu valor quando $P_{DE}(M) = 1$. A Eq. 3.8 é mostrada na Fig. 3.1, sendo a incerteza decorrente dos erros dos elementos da equação.

Já para determinar a probabilidade de formar planetas terrestres, consideramos o trabalho de Wetherill (1996), segundo o qual, para um regime de baixa densidade superficial para o disco ($\sim 3g/cm^2$) o crescimento da massa de planetas obedece relação linear com o crescimento da densidade superficial. Tomando este ponto de partida, juntamente com as informações obtidas da Fig. 3.1, Lineweaver (2001) determinou que a probabilidade de produzir planetas como a Terra ($P_{PE}(M)$) é:

$$P_{PE}(M) \propto Z \quad (3.9)$$

$$P_{PE}(M = -1, 0) = 0 \quad (3.10)$$

$$P_{PE}(M = 0, 6) = 1 \quad (3.11)$$

Assim, consideramos tanto a probabilidade de formar planetas rochosos (P_{PE}) quanto a de estes serem destruídos (P_{DE}) para determinar P_{metals} :

$$P_{metals}(M) = P_{PE}(M) \times [1 - P_{DE}(M)]. \quad (3.12)$$

A Eq. 3.12 também está representada na Fig. 3.1, com pico em $M = 0,135$, caindo rapidamente a partir de $M = 0,3$. O intervalo de confiança de 68% se localiza entre $[-0,38 < M < 0,21]$. No caso de o Júpiter quente não destruir os planetas telúricos, o valor de metalicidade considerado como necessário para destruir um planeta foi extremamente alto, neutralizando o termo P_{DE} .

3.2.3 Probabilidade de Evolução Darwiniana

A probabilidade de evolução Darwiniana (P_{evol}) depende do estágio evolutivo que pretendemos atingir. Como mencionado anteriormente, considera-se dois tipos de vida: simples e complexa. Obviamente, é esperado que a vida atinja o estágio de evolução simples muito antes do estágio complexo. Como consequência, espera-se que a probabilidade de a vida surgir e se estabelecer seja muito maior que a probabilidade da mesma atingir níveis mais complexos.

Dalrymple (2001) afirma que a Terra tem $\sim 4,54$ bilhões de anos de idade. Combinando essa informação com o fato de que os indícios mais antigos de vida encontrados até hoje

datam de $\sim 3,48$ bilhões de anos atrás (Noffke et al., 2013), é possível considerar que o tempo de evolução necessário para a vida é de ~ 1 bilhão de anos. Porém, é necessário considerar que este é o caso da Terra, que sofreu (juntamente com os outros planetas internos) o Grande Bombardeamento Tardio (*Late Heavy Bombardment* - LHB), ou seja, uma quantidade fora do comum de colisões entre planetas e asteróides, principalmente entre ~ 4 e $\sim 3,8$ bilhões de anos atrás (Mello, 2014; Cowen, 2013). Se considerarmos a hipótese de que o LHB não atrapalhou efetivamente o processo de formação da vida na Terra (Mojzsis et al., 1996), então mantém-se a hipótese original de que a vida necessita de ~ 1 bilhão de anos para se estabelecer. Porém, é possível que o LHB tenha dizimado toda a vida possivelmente existente na Terra (Davies e Lineweaver, 2005) e, nesse caso, as evidências de vida $\sim 3,48$ bilhões de anos atrás indicam que a vida pode se desenvolver muito mais rápido. Assim, é possível elaborar uma hipótese mais "otimista" e considerar que a vida requer um tempo muito menor para se desenvolver, algo em torno de 300 milhões de anos.

Para a vida complexa, podemos usar os resultados de Rubinstein et al. (2010), que indicam que as primeiras plantas terrestres surgiram há, pelo menos, ~ 473 milhões de anos atrás, enquanto Valentine et al. (1999) aponta para um surgimento em massa de animais, que ocorreu durante a *Explosão do Cambriano*, ~ 542 milhões de anos atrás. Assim, analogamente podemos concluir que a vida complexa leva ~ 4 bilhões de anos para atingir seu estágio de evolução.

Os cálculos realizados para P_{evol} se baseiam no tempo necessário para cada tipo de vida atingir seu estado evolutivo (t_{evol}). Portanto, no caso da vida simples, utilizamos os dois tempos, 300 milhões de anos e 1 bilhão de anos. Para a vida complexa não foi considerada a influência de um LHB, sendo o tempo necessário para ocorrer a evolução fixado em 4 bilhões de anos.

3.2.4 Probabilidade de Sobrevivência a Supernovas

Quando estudamos a habitabilidade, é necessário considerar também as ameaças externas ao planeta que a vida pode sofrer, uma vez estabelecida. Existem uma série de eventos catastróficos que podem comprometer a existência de vida, como *Gamma Ray Bursts* (GRB) e Núcleos Ativos de Galáxias (*Active Galactic Nucleus* - AGN). Porém, atualmente GRBs não são tão comuns como já foram na Galáxia (Annis, 1999), nem há

uma AGN. Um evento que podemos considerar como ameaça à vida é a probabilidade de ocorrer uma supernova (SN) próximo ao planeta.

Segundo Mello (2014), a explosão de uma SN não teria efeitos significativos diretos sobre a vida, mas causaria sérios danos à camada de ozônio (O_3) da atmosfera, graças à ação dos raios gama e raios cósmicos. Com isso, a vida no planeta ficaria desprotegida da radiação UV de sua estrela. Novamente, os danos à vida são calculados de acordo com a forma de vida que estamos considerando. É esperado que, quanto mais simples a vida, mais resiliente esta seja a catástrofes.

Uma SN localizada a uma distância de ~ 17 pc compromete cerca de 60% a 90% do O_3 da atmosfera de um planeta semelhante à Terra, de acordo com Ruderman (1974). Essa depleção ocorre devido aos raios gama, nos primeiros dois anos, e pode se estender por séculos, por ação dos raios cósmicos emitidos na explosão.

O cálculo reproduzido pelo programa é a probabilidade de uma eventual vida sobreviver e se recuperar dos danos causados pela ocorrência de um SN. A vida complexa, por ser mais frágil e demorar mais para se recuperar, sofre danos maiores. Os danos sofridos pela camada de ozônio tornam os seres vivos complexos mais suscetíveis aos raios UV da estrela, que tem uma capacidade muito alta de alterar o DNA (Cockell e Raven, 2007; Mello, 2014). Este parâmetro se baseia no tempo necessário para a vida se recuperar da catástrofe (t_{SN}) e, portanto, está relacionada ao t_{evol} . Assim, nos cálculos também utilizamos dois valores diferentes para a vida simples, 300 milhões de anos e 1 bilhão de anos, e um valor para a vida complexa, 4 bilhões de anos.

3.3 Resultados das Simulações

3.3.1 Abundâncias Químicas

Através do MEQ de Friaça e Terlevich (1998) e Lanfranchi e Friaça (2003), foram obtidos os valores para as abundâncias químicas na Galáxia em relação à sua idade e seu raio. A fig. 3.2 representa as abundâncias de silício, carbono, oxigênio e nitrogênio. As evoluções temporais correspondem ao esperado, ou seja, com o avanço do tempo e quanto mais próximo ao centro, maior a abundância dos elementos pesados (Gonzalez et al., 2001; Prantzos, 2008). Comparando com as Fig. 1.6 e 1.7, percebemos que as regiões que são indicadas por Lineweaver como tendo metalicidade muito alta (Too Metal Rich) e muito

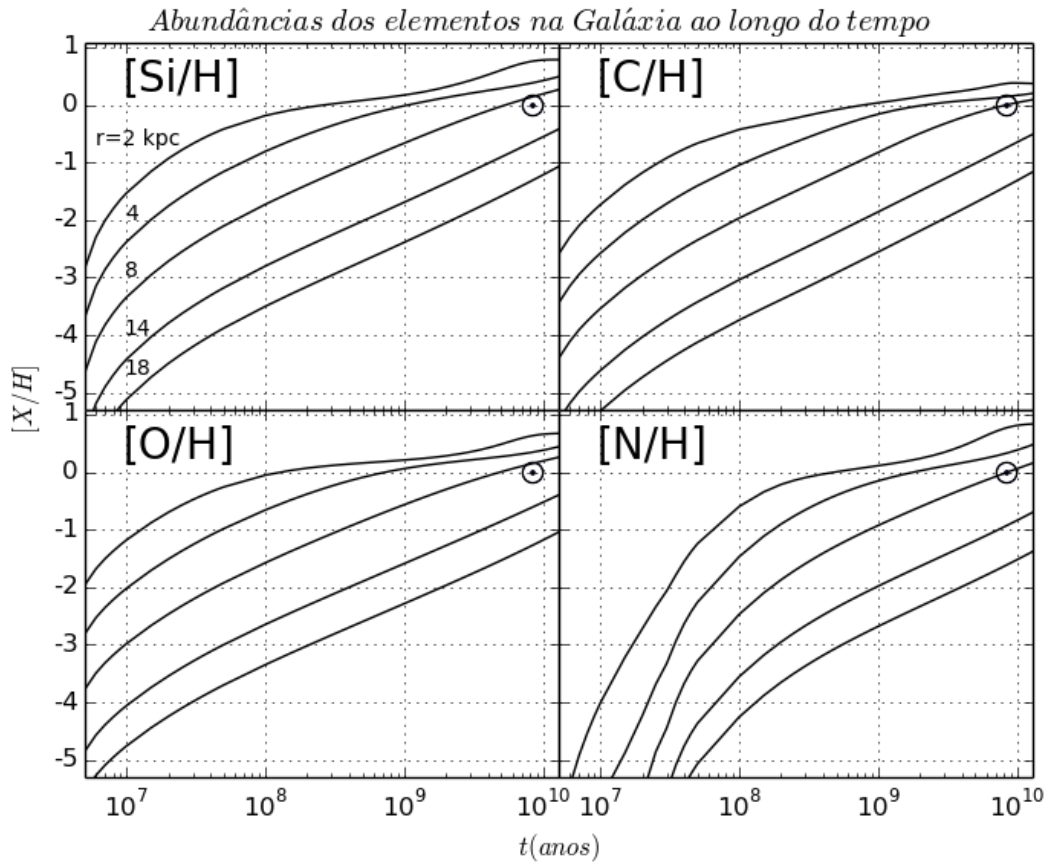


Figura 3.2: Evolução das abundâncias químicas durante o tempo de vida da Galáxia, em diferentes raios. A ordem em que os raios galactocêntricos são mostrados no gráfico do $[Si/H]$ é mantida nos outros gráficos, ou seja, a linha mais acima do gráfico é para $r = 2 \text{ kpc}$, a linha imediatamente abaixo representa $r = 4 \text{ kpc}$ e assim, sucessivamente. \odot representa a posição do Sol e o instante de sua formação.

baixa (Too Metal Poor) coincidem com as regiões dos gráficos onde as abundâncias são muito altas (canto superior esquerdo) e muito baixas (canto inferior direito), corroborando com os resultados obtidos.

Isso ocorre devido à reciclagem dos elementos por parte das gerações mais novas de estrelas. Como a densidade estelar aumenta na medida em que se aproxima do centro da Galáxia, o enriquecimento do meio ocorre de forma mais rápida nesse sentido. É importante notar que essa situação ocorre somente para galáxias espirais, pois em galáxias elípticas as estrelas são geradas quase que simultaneamente, não havendo reaproveitamento de materiais.

De acordo com o modelo, a ocorrência de SNs do tipo II logo no início da existência da Galáxia faz com que haja um considerável disponibilidade de elementos pesados desde os

seus primórdios. O Sol nasceu há $\sim 4,5$ bilhões de anos, portanto quando a Galáxia tinha $\sim 8,5$ bilhões de anos, a 8 kpc do centro galáctico. É possível observar nos gráficos que essa região apresentava uma grande abundância de elementos nesse instante.

3.3.2 Parâmetros da Equação de Lineweaver

A SFR é a mesma para todas as situações analisadas, pois não depende de outros parâmetros. Naturalmente, também não é uma probabilidade, então é necessário normalizá-la para que pudesse se encaixar na Eq. 3.1. Os valores para a SFR normalizada resultam na Fig. 3.3 e, como era de se esperar, observa-se que os maiores valores para a SFR se encontram no centro da Galáxia, principalmente para os tempo mais antigos.

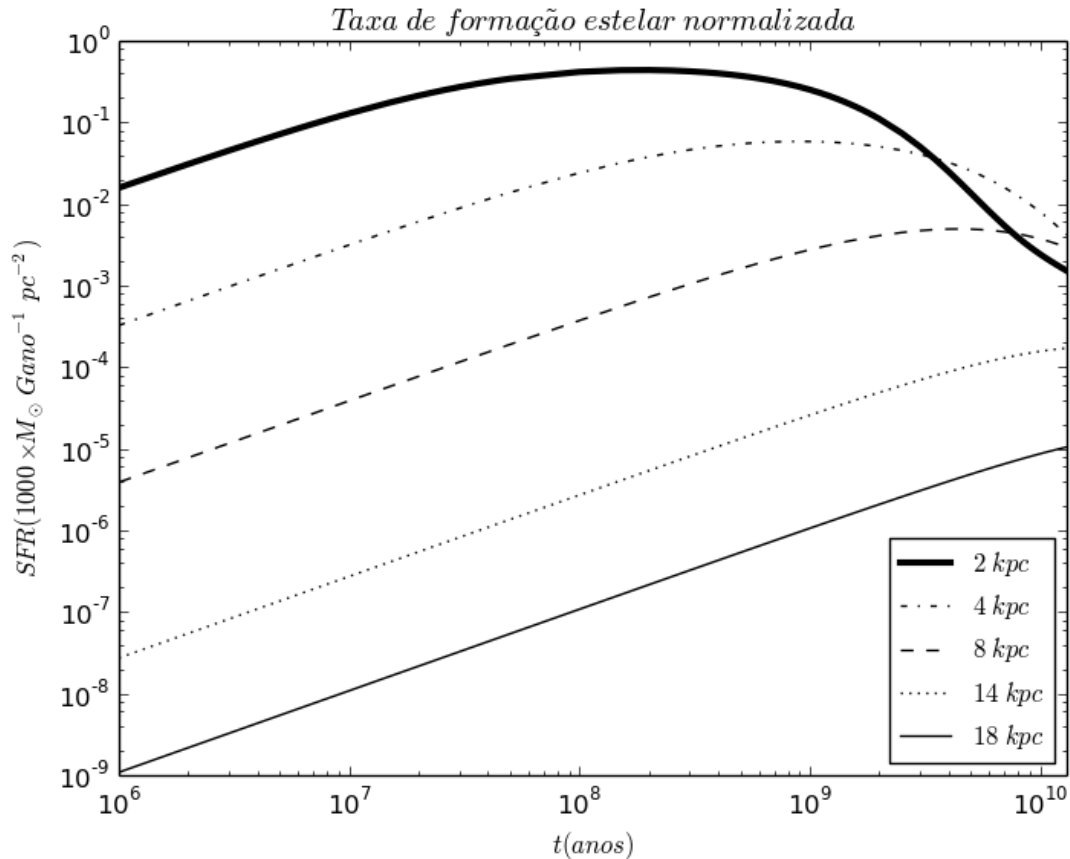


Figura 3.3: Taxa de formação estelar da Galáxia normalizada, calculada com base na Eq. 3.4 (Matteucci e Francois, 1989). Pode-se observar que a quantidade de estrelas geradas no centro da Galáxia é muito maior do que nas regiões mais afastadas, porém teve um pico de atividade mais precocemente.

A tendência da P_{SN} por outro lado, é seguir um padrão contrário ao da SFR , ou

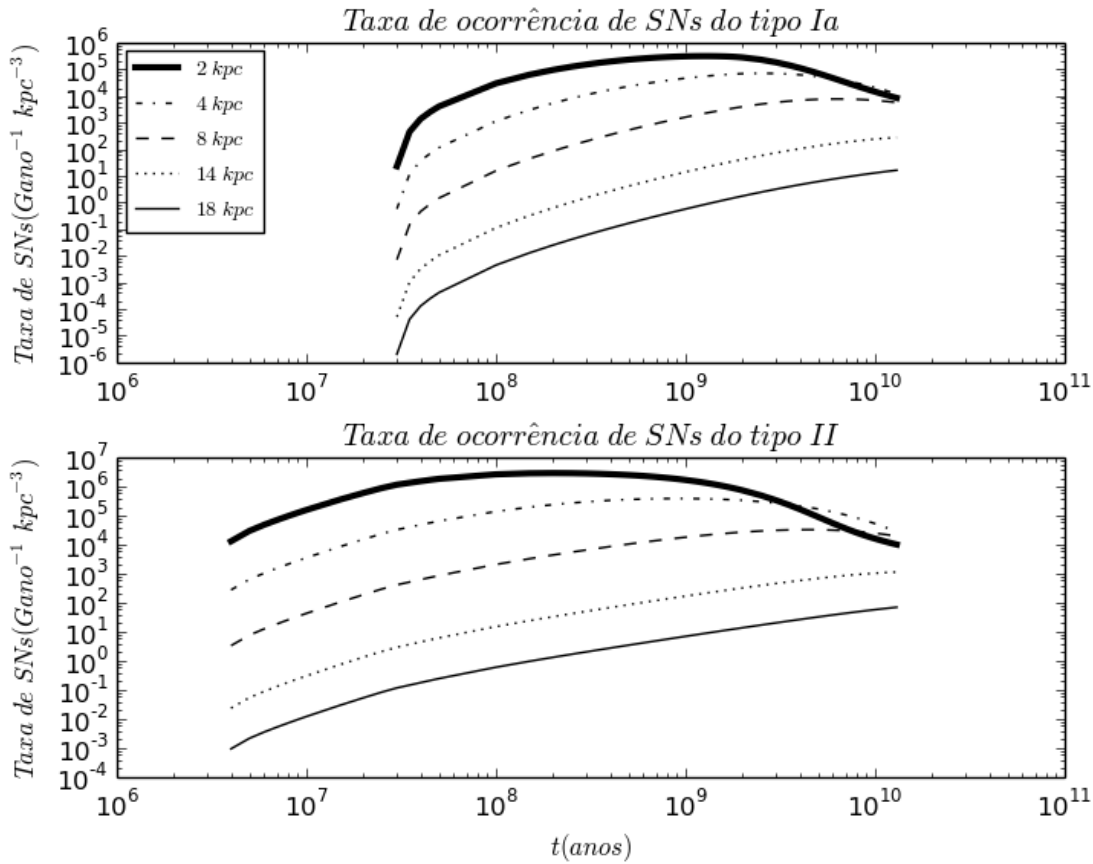


Figura 3.4: Taxa de ocorrência de SNs do tipo Ia e II.

seja, tem valores baixos para as regiões mais centrais e tempos mais antigos. Isso ocorre justamente pelo fato de que as estrelas terminam sua vida em SNs, portanto, quanto maior a quantidade de estrelas geradas, maior a quantidade de SNs e, como estas são uma ameaça à vida, a P_{SN} é inversamente conectada à quantidade de SNs e, conseqüentemente, à SFR . A P_{SN} , como mencionado anteriormente, também depende de outro parâmetro, o t_{SN} . As fig. 3.6, 3.7 e 3.8 mostram os valores, respectivamente, para $t_{SN}=300$ milhões de anos, $t_{SN}=1,0$ bilhão de anos e $t_{SN}=4,0$ bilhões de anos. Nessas figuras é possível observar o padrão inverso ao da SFR , ou seja, o centro e os tempos mais antigos da Galáxia tendo uma menor probabilidade de ocorrência de vida, para esse parâmetro. As figuras indicam também que a habitabilidade aumenta nas regiões centrais na medida em que considera-se tempos menores de recuperação. Ainda assim há uma região em que a probabilidade de sobrevivência é muito baixa, indicando que a quantidade de SNs ocorrendo na região é mais frequente do que o tempo necessário para a recuperação das formas de vida. O modelo

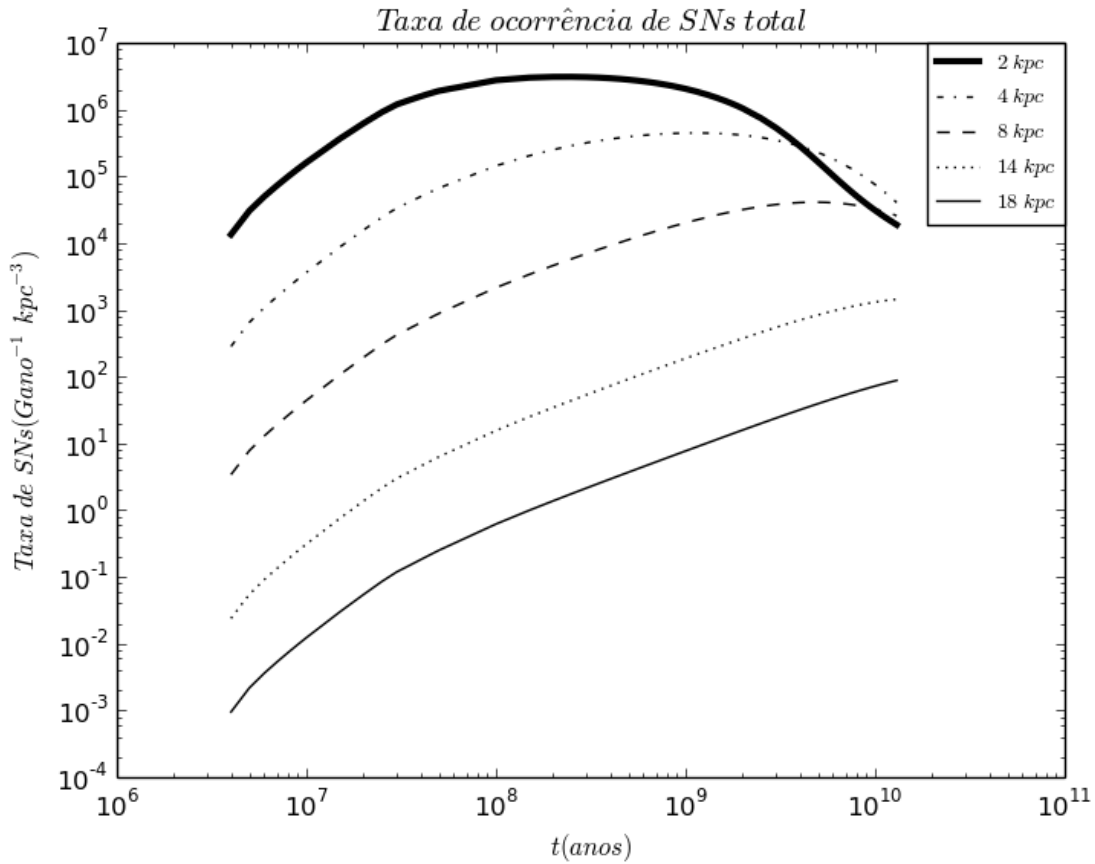


Figura 3.5: Taxa de ocorrência de SNs total.

”falha” ao considerar somente a ocorrência do evento catastrófico, ignorando o fato de que não há possibilidade de haver formas de vida desde os primeiros instantes da Galáxia. Porém, isso não gera um erro no resultado final porque os valores de outros fatores para esses instantes é muito baixo, suprimindo os altos valores de P_{SN} para esses instantes.

A fig. 3.9 representa a probabilidade de a vida surgir e atingir o estágio de vida simples considerando o $t_{evol}=300$ milhões de anos e $t_{evol}=1,0$ bilhão de anos, e complexa, com $t_{evol}=4,0$ bilhões de anos. O cálculo do parâmetro isoladamente considera que há condições para a vida começar desde o início de existência da Galáxia, o que não é verdade pois, a rigor, não há planetas formados neste instante. Porém, como há condições de os planetas se formarem relativamente cedo, dado o rápido enriquecimento das regiões centrais da Galáxia, como será analisado adiante, os cálculos podem fornecer uma boa aproximação. Apesar de o resultado ser óbvio, ilustra o fato de que o modelo considera a possibilidade de a vida evoluir para determinado estágio evolutivo antes do tempo considerado.

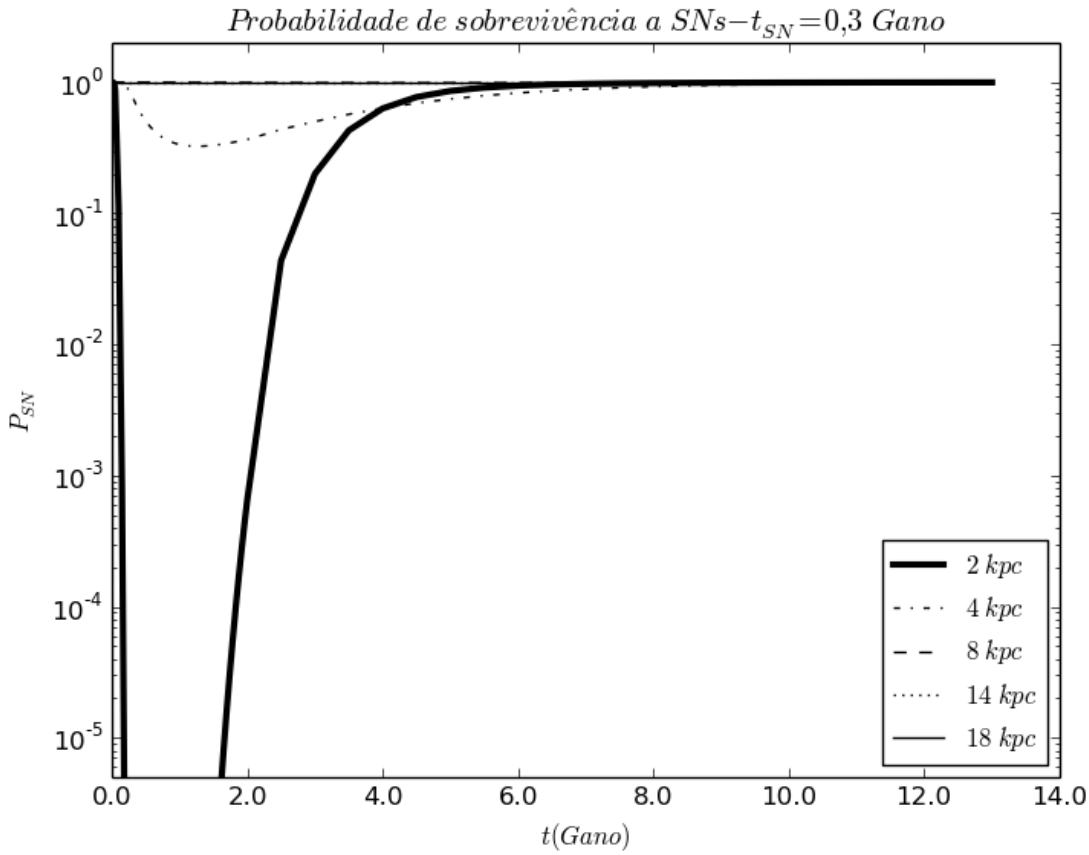


Figura 3.6: Probabilidade de a sobrevivência a SNs para a vida simples, considerando o $t_{SN}=300$ milhões de anos.

Para calcular a P_{metals} , é necessário considerar o limite inferior para a formação de planetas e a probabilidade destes serem destruídos, ambos baseados na metalicidade. Para os valores do limite inferior, foram usados um valor de metalicidade menor e um valor igual ao do Sistema Solar. Para o limite superior, ou seja, o limite em que os planetas são destruídos por Júpiteres quentes, também foram utilizados dois valores: um valor igual ao de Lineweaver (2001) e um valor para o qual não ocorre a destruição de planetas. A partir desses valores, foram criados quatro cenários, representados na fig. 3.10 : dois cenários em que a metalicidade necessária para formar planetas é a mesma do Sistema Solar, e dois em que a metalicidade necessária para formar planetas é menor que a do Sistema Solar. Em cada um desses casos, há um cenário em que os planetas telúricos são destruídos por Júpiteres quentes e um em que não ocorre destruição. (a) e (c) representam os cenários em que se requer baixa metalicidade para formação planetária, e (b) e (d) nos dão os cenários em que se requer metalicidade como a do Sistema Solar para formar planetas.

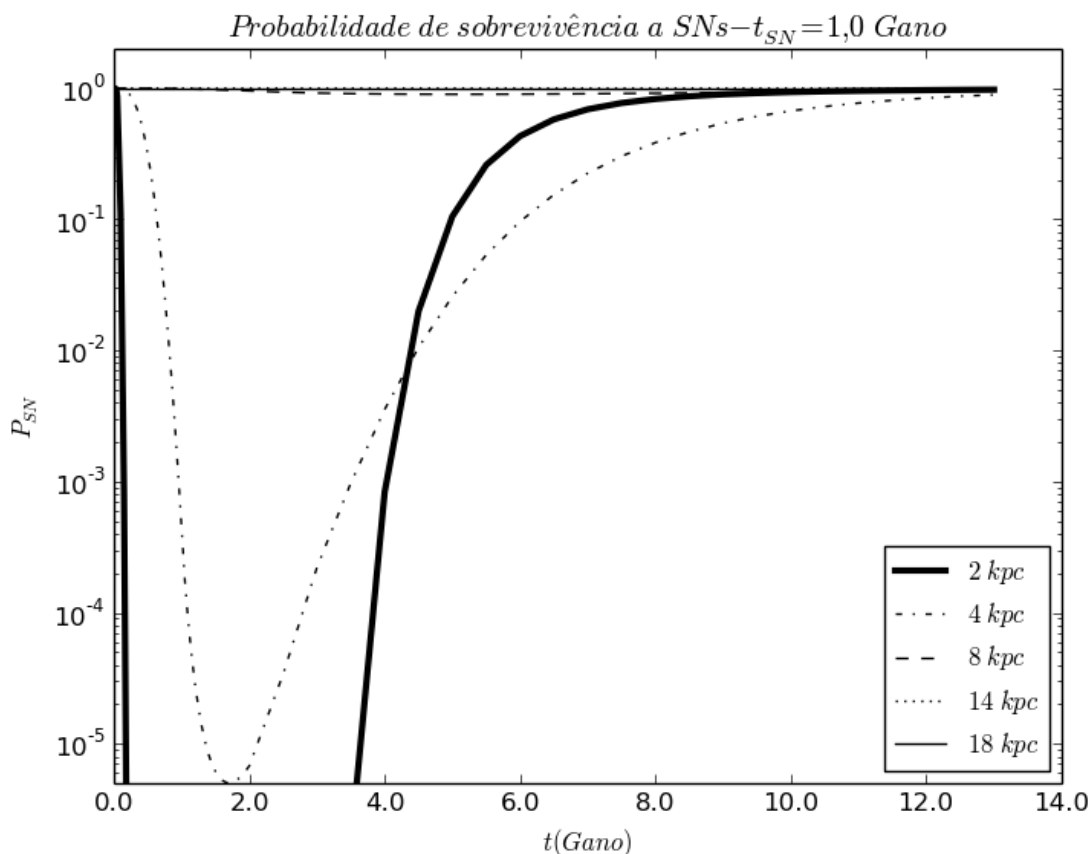


Figura 3.7: Probabilidade de a sobrevivência a SNs para a vida simples, considerando o $t_{SN}=1$ bilhão de anos.

Em ambos a primeira figura é o cenário em que não há destruição de planetas telúricos por júpiteres quentes, enquanto a segunda é o cenário em que Júpiteres quentes destroem planetas telúricos da maneira descrita por Lineweaver (2001).

Nota-se que, quando é considerada a destruição de planetas telúricos por Júpiteres quentes, P_{metals} fica mais limitada nas regiões centrais, para tempos $\gtrsim 7$ bilhões de anos, devido à alta metalicidade dessas regiões. Quando se considerada que não é necessário uma metalicidade como a do Sistema Solar para formar planetas, P_{metals} assume valores relevantes até mesmo para as bordas da Galáxia, para instantes mais recentes. Para raios até 4 kpc, nota-se que há condições de se formar planetas rapidamente. Nos casos em que uma região com metalicidade pouco menor que a solar já é o suficiente para formar planetas, podemos notar que estes ocorrem relativamente cedo mesmo para raios de 8 kpc.

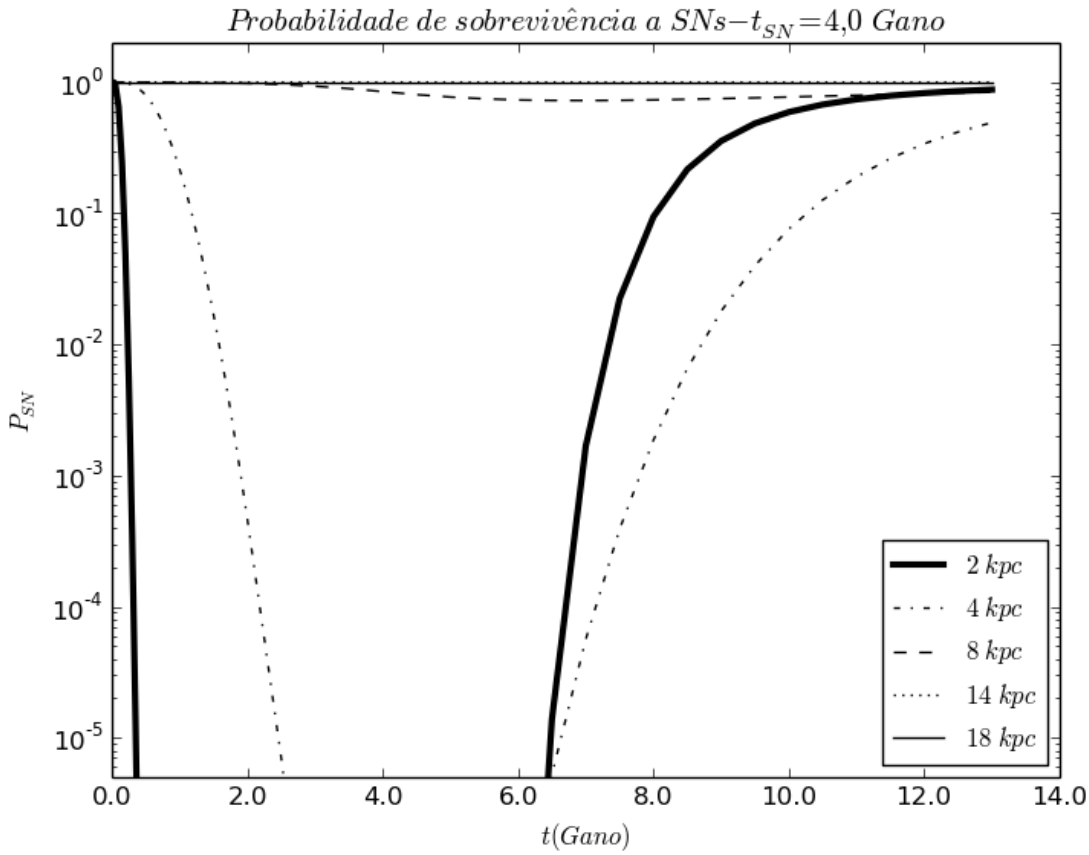


Figura 3.8: Probabilidade de a sobrevivência a SNs para a vida simples, considerando o $t_{SN}=4$ bilhões de anos.

3.3.3 ZHG para a Vida Simples

Para calcular as ZHGs, utilizamos os dados apresentados anteriormente. A vida simples, por sua resiliência, permite uma maior liberdade na escolha de parâmetros. Assim, é possível variar o t_{evol} e t_{SN} , além das configurações de produção e destruição de planetas telúricos, foram escolhidos quatro cenários possíveis. O primeiro cenário utiliza os resultados da fig. 3.6, o gráfico (a) da fig. 3.10 e a P_{evol} para $t_{evol}=300$ milhões de anos. Essa combinação é a que apresenta o cenário mais favorável à vida, pois considera que a vida precisa de um tempo muito baixo tanto para evoluir quanto para se recuperar de um evento catastrófico, além de considerar que planetas se formam mesmo com uma metalicidade muito baixa e que sobrevivem à ocorrência de Júpiteres quentes. A fig. 3.11 representa os resultados obtidos para essa configuração. O segundo cenário seria propício para um sistema de baixa metalicidade, com uma quantidade de impactos provavelmente

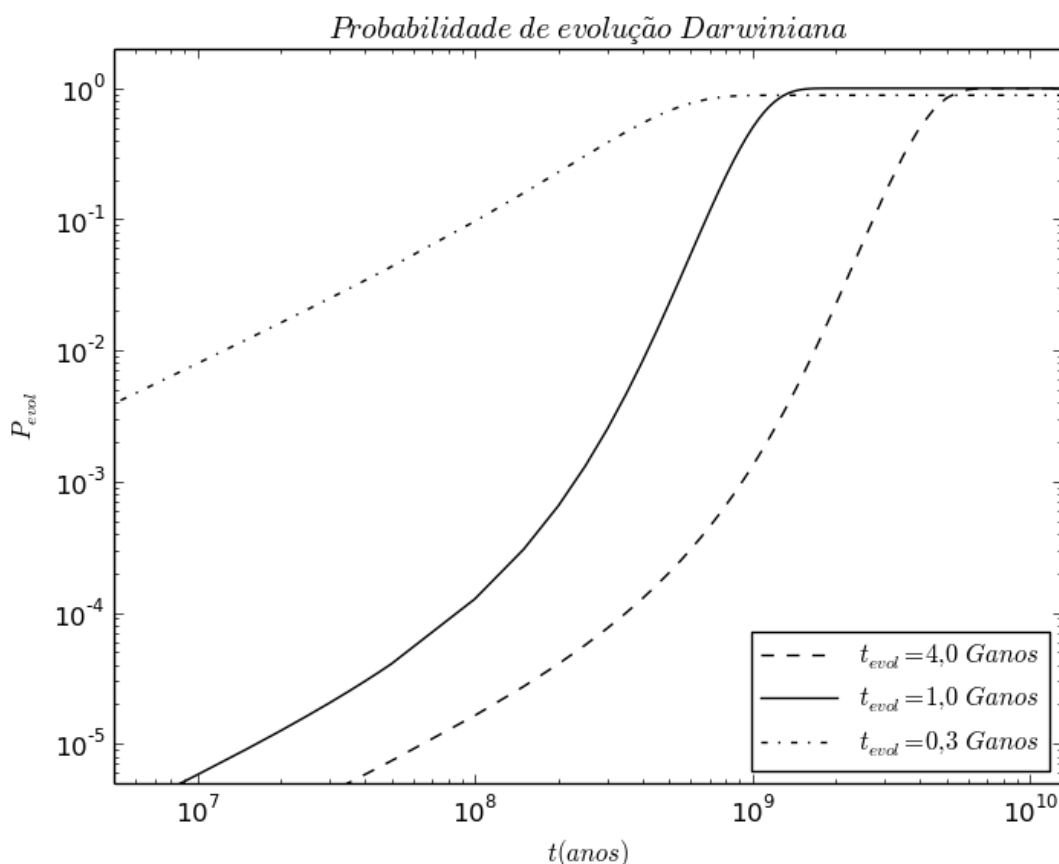


Figura 3.9: Probabilidade de evolução Darwiniana para todos os estágios de evolução.

menor, então é plausível considerar que os planetas não sofreriam com um LHB dada a menor quantidade de material presente no meio. Logo, a vida conseguiria se estabelecer em ~ 300 milhões de anos, caso haja um planeta em condições de abrigá-la. Esse cenário difere do anterior pelo fato de que considera-se que os planetas telúricos podem ser destruídos por Júpiteres quentes, mesmo num sistema com baixa metalicidade. Assim, os dados utilizados são os das fig. 3.6, do gráfico (c) da fig. 3.10 e a P_{evol} com o $t_{evol} = 300$ milhões de anos da fig. 3.9, resultando na fig. 3.12. A fig. 3.13 é o resultado de uma hipótese na qual os planetas só começam a se formar com uma metalicidade próxima à do sistema solar, sem a destruição de planetas telúricos por Júpiteres quentes e com $t_{evol} = t_{SN} = 1$ bilhão de anos. Essa configuração exigiria, então, um sistema com um valor de metalicidade semelhante à solar. O último caso considerado é o menos favorável à vida simples, sendo necessários valores de metalicidade iguais às do caso anterior, com os mesmos valores para t_{evol} e t_{SN} , porém considerando que os planetas telúricos não sobrevivem à presença de um Júpiter

Probabilidade de formação de planetas telúricos

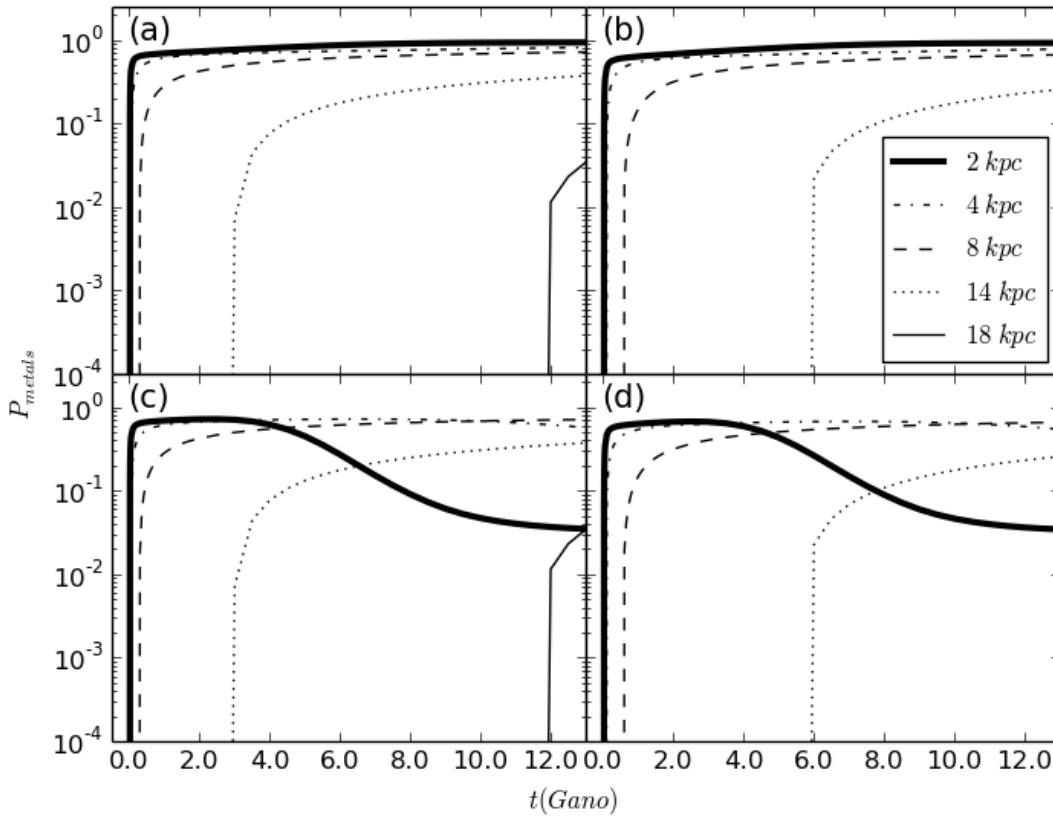


Figura 3.10: Probabilidade de formação de planetas telúricos considerando que é possível formar planetas a baixas metalicidades. (a) e (c) são resultado das hipóteses em que a metalicidade requerida para formar planetas é baixa, sendo que (a) não considera a destruição de planetas telúricos por Júpiteres quentes, enquanto (c) o faz. (b) e (d) representam as hipóteses em que a formação de planetas necessita de uma metalicidade semelhante à solar, com (b) desconsiderando a destruição de planetas telúricos por Júpiteres quentes, ao contrário de (d). Os valores de metalicidade utilizados para a destruição de planetas por Júpiteres quentes é o mesmo utilizado por Lineweaver (2001).

quente. Os dados usados para os parâmetros são os das fig. 3.7 e o gráfico (d) da fig. 3.10, e o resultado para a probabilidade de habitabilidade galáctica é mostrada na fig. 3.14.

3.3.4 ZHG para a Vida Complexa

A fragilidade da vida complexa não permite que haja tanta variação nas condições físicas que sejam propícias ao seu surgimento e sobrevivência e, desse modo, foram adotados somente os valores de t_{SN} e t_{evol} baseados na vida da Terra. Não foi adotado o cenário em que os planetas podem se formar com metalicidades mais baixas que a do sistema solar porque é mais provável que esses sistemas gerem corpos menores. Como a vida complexa

necessita de uma quantidade de energia muito maior que a vida simples e bastante sensível à radiação UV, é necessária uma atmosfera densa e um campo magnético que ofereça uma proteção maior contra a radiação UV da estrela central. Essas são características que um planeta menor, como Marte, por exemplo, pode não ter. Portanto, dentre os parâmetros utilizados, somente é plausível alternar entre as hipóteses em que planetas telúricos são destruídos por Júpiteres quentes e a em que não são destruídos. As duas hipóteses, então utilizam os dados da linha de $t_{SN}=4$ bilhões de anos da fig. 3.9, da fig. 3.8 e dos gráficos (b) e (d) da fig. 3.10.

As Fig. 3.15 e 3.16 representam os resultados obtido para a probabilidade de habitabilidade galáctica para a vida complexa. A primeira figura é a hipótese mais conservadora, ou seja, a de que a presença de Júpiteres quentes é prejudicial para os planetas telúricos, como propõe Lineweaver (2001) e Lineweaver et al. (2004). A segunda figura representa um cenário análogo ao dos trabalhos de Fogg e Nelson (2007) e Batygin e Laughlin (2015). Uma diferença notável se apresenta no centro da Galáxia, para tempos mais recentes, onde a metalicidade é bastante alta.

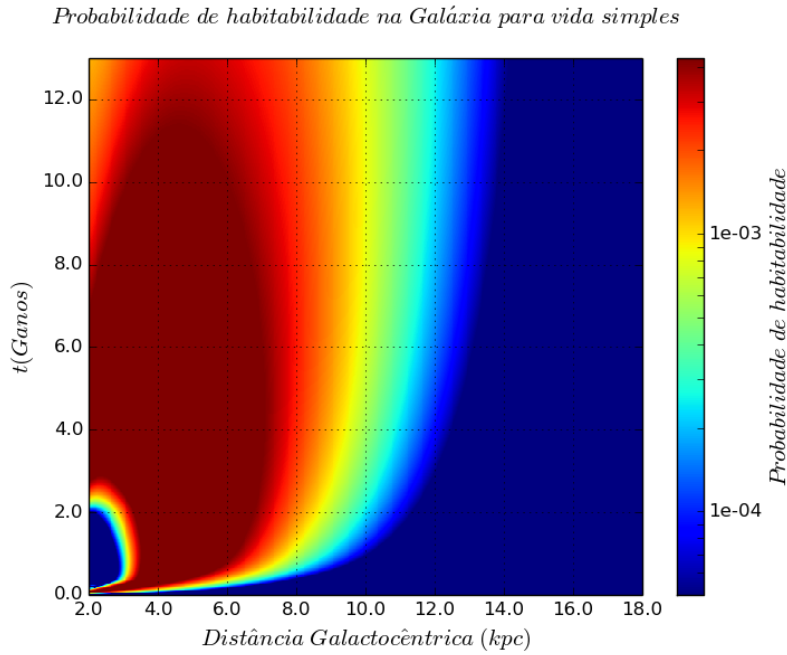


Figura 3.11: P_{GHZ} para a vida simples na Galáxia, de acordo com o raio galactocêntrico e a idade galáctica. Adotam-se $t_{evol} = t_{SN}=300$ milhões de anos e considera-se que os planetas podem ser formados a metalicidade menores que a solar e que não são destruídos por ação de Júpiteres quentes.

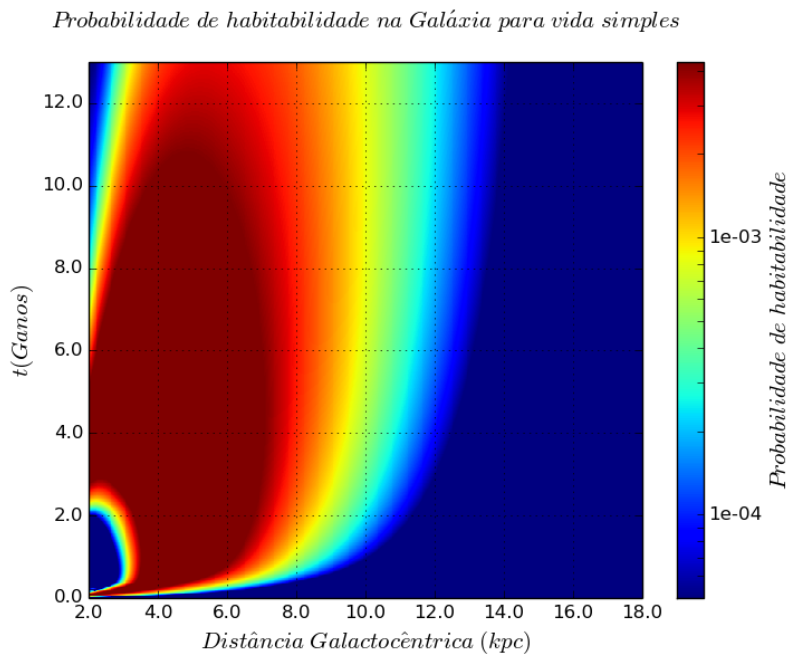


Figura 3.12: P_{GHZ} para a vida simples na Galáxia, de acordo com o raio galactocêntrico e a idade galáctica. Adotam-se $t_{evol} = t_{SN}=300$ milhões de anos e considera-se que os planetas podem ser formados a metalicidade menores que a solar e que podem ser destruídos por Júpiteres quentes.

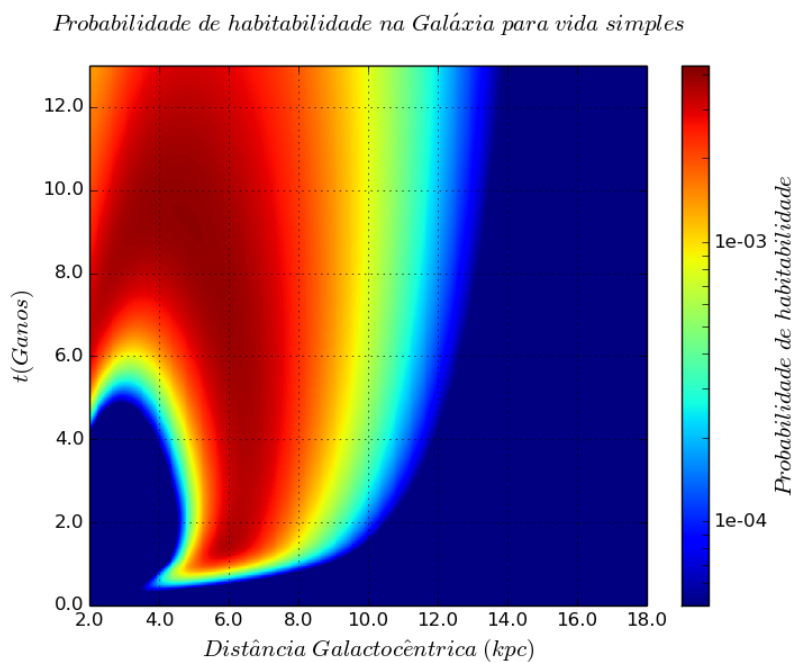


Figura 3.13: P_{GHZ} para a vida simples na Galáxia, de acordo com o raio galactocêntrico e a idade galáctica. Adotam-se $t_{evol} = t_{SN}=1$ bilhão de anos e considera-se que é necessário uma metalicidade de valor semelhante ao solar para que os planetas possam ser formados e que não são destruídos por Júpiteres quentes.

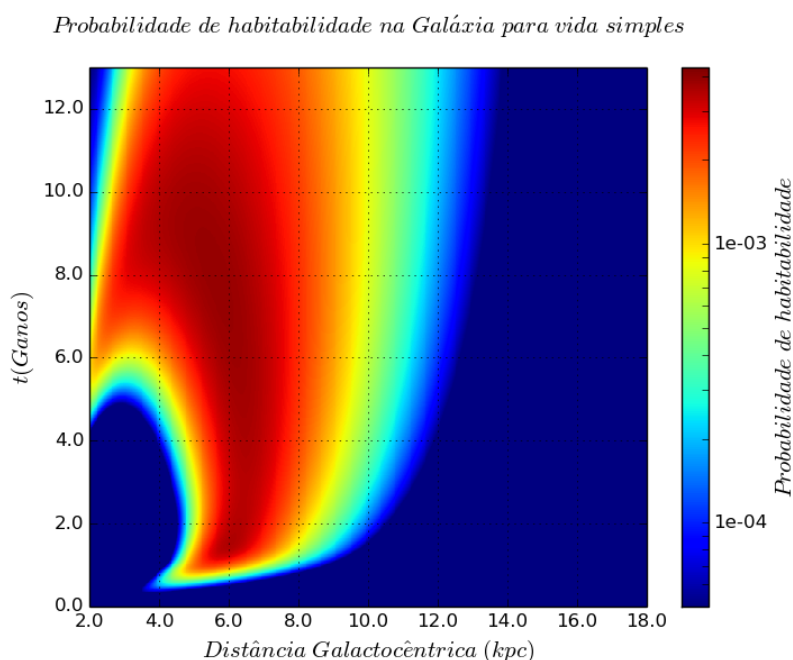


Figura 3.14: P_{GHZ} para a vida simples na Galáxia, de acordo com o raio galactocêntrico e a idade galáctica. Adotam-se $t_{evol} = t_{SN}=1$ bilhão de anos e considera-se que é necessário uma metalicidade de valor semelhante ao solar para que os planetas possam ser formados e que Júpiteres quentes prejudicam seu desenvolvimento.

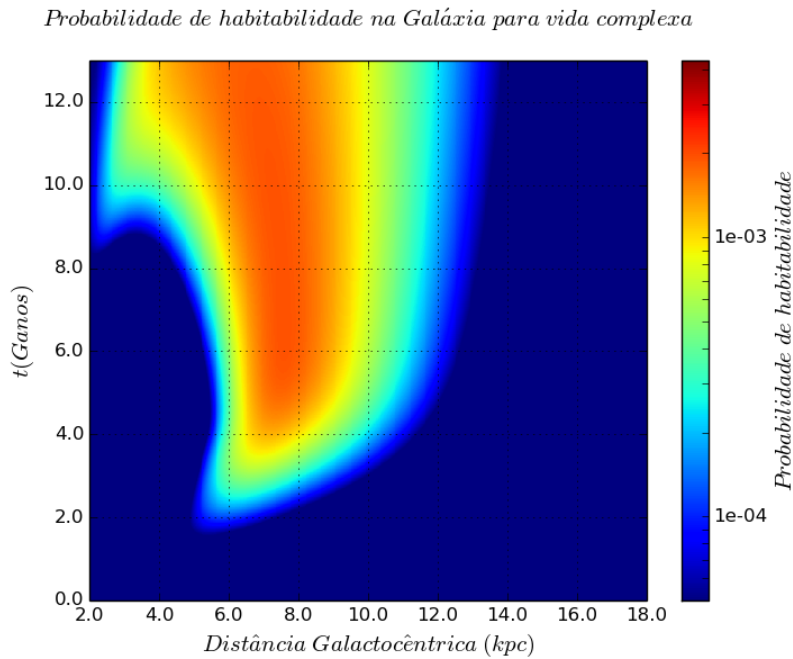


Figura 3.15: P_{GHZ} para a vida complexa na Galáxia, de acordo com a distância galactocêntrica e a idade galáctica. Este resultado considera que planetas telúricos podem ser destruídos por Júpiteres quentes e o valor usado para o limite superior da metalicidade para que não ocorra a destruição de planetas é o mesmo de Lineweaver (2001).

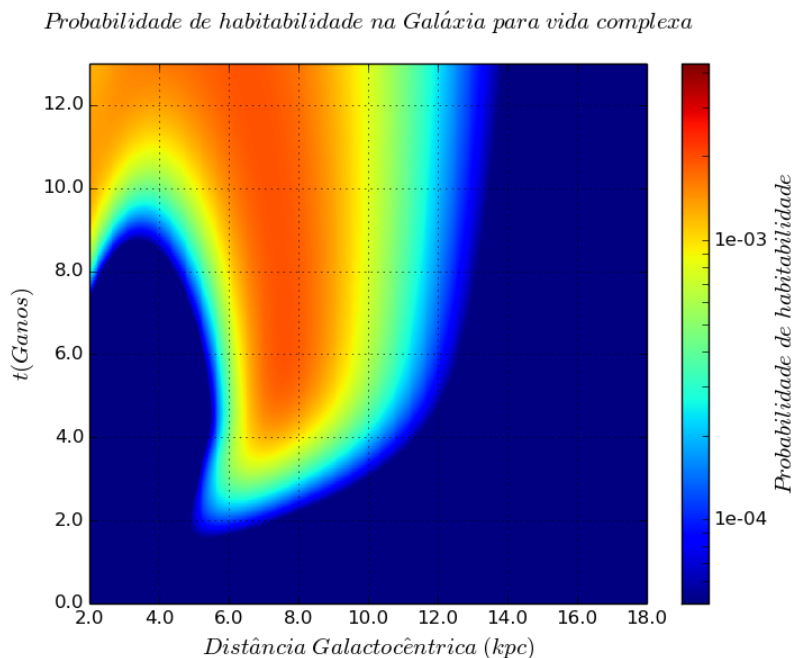


Figura 3.16: P_{GHZ} para a vida complexa na Galáxia, de acordo com a distância galactocêntrica e a idade galáctica. Este resultado considera que planetas telúricos não são destruídos por Júpiteres quentes.

Habitabilidade e a Disponibilidade de Carbono

4.1 Probabilidade de Formação de uma Biosfera

Com o intuito de analisar um ponto que não foi tão explorado nos estudos da habitabilidade, ou seja, a disponibilidade de carbono, foi inserido um parâmetro na eq. 3.1 que se refere à probabilidade de formar uma biosfera levando em conta a abundância de carbono no meio interestelar do local onde nasce a estrela hospedando o planeta candidato. Essa condição parte do princípio que uma biosfera necessita da ocorrência de um efeito estufa, e o carbono está presente nos gases estufa CO_2 e CH_4 além, claro de ser uma peça fundamental na composição dos seres vivos. A disponibilidade de carbono foi determinada através da sua abundância, extraída dos resultados já existentes do modelo quimiodinâmico. Se estivéssemos tratando da escala planetária, seria necessário considerar também a probabilidade de o planeta se formar dentro da ZHC contínua, como fizeram O'Malley-James et al. (2015). Porém, para uma escala galáctica, somente a probabilidade de formação de planetas telúricos (P_{metals}), sem especificar uma posição para sua órbita, pode ser considerada uma aproximação suficientemente boa.

A partir daqui, será adotada como notação $(C/H)/(C/H)_{\odot} \equiv (C/H)$. A probabilidade de formação de uma biosfera (P_{bio}) foi calculado de maneira que adotou-se limites superior e inferior para a abundância de carbono, na forma:

$$P_{bio} = \frac{(C/H)(r, t) - (C/H)_{min}}{(C/H)_E - (C/H)_{min}} \quad (4.1)$$

onde $(C/H)(r, t)$ é o valor da abundância de carbono em função do raio galactocêntrico e tempo, $(C/H)_{min}$ é a abundância de carbono mínima para que haja uma biosfera e $(C/H)_E$ é a abundância de carbono mínima para que a biosfera possa ser análoga à da Terra (*Earth*). Os valores utilizados no modelo foram $(C/H)_{min} = 0,03$ e $(C/H)_E =$

0,3. Tais limites são algo arbitrários como é de se esperar. Contudo, podem também ser justificados. O valor superior envolve o conceito de análogo terrestre (e não de um gêmeo terrestre). Com abundância de carbono dessa ordem há suficientes recursos em termos de materiais biogênicos para manter uma biosfera com um nível de riqueza ecológica, ou seja, de diversidade de espécies, indistinguível daquele do Sistema Terra. Já o valor inferior se refere a uma situação com baixos teores de dióxido de carbono na atmosfera, ou seja, 10 ppm (em comparação com os cerca de 300 ppm da atual atmosfera terrestre - neste contexto, a diferença entre os níveis atuais de CO₂ e os pré-industriais é irrelevante). As plantas C4, as mais eficientes no sequestro de CO₂ da atmosfera, necessitam de um mínimo de 10 ppm para sobreviver. Formas de vida menos eficientes não poderiam estar presentes quando a concentração de dióxido de carbono atmosférico ficasse abaixo do 10 ppm. Os valores para os quais $P_{bio} < 0$ e $P_{bio} > 1$ foram considerados como 0 e 1, respectivamente. Assim, temos que a eq. 3.1 se torna:

$$P_{GHZ} = SFR \times P_{metals} \times P_{evol} \times P_{SN} \times P_{bio} \quad (4.2)$$

onde P_{bio} representa a probabilidade de formação de uma biosfera.

4.2 Resultado das Simulações

4.2.1 Resultado da Probabilidade de Formação de uma Biosfera

Calculando somente o fator P_{bio} , mostrado na Fig. 4.1, é possível observar que, para $2kpc$ não são esperadas grandes alterações no valor da P_{GHZ} original pois seu valor rapidamente se torna máximo, ou seja, 1. Para as regiões mais afastadas, entre 14 e 18 kpc , seu valor é muito baixo, mas a P_{GHZ} sem a probabilidade de formação de uma biosfera já é bastante baixa para essas regiões, logo também não produz mudanças significativas. As regiões onde P_{bio} assume valores entre $\sim 5 \times 10^{-3}$ e $\sim 5 \times 10^{-1}$ é onde se espera detectar alguma variação. Logo, esperamos observar mudanças entre $\sim 9 \times 10^7$ e $\sim 4 \times 10^8$ anos para $4kpc$ e $\sim 5 \times 10^8$ e $\sim 2 \times 10^9$ anos para $8kpc$.

4.2.2 ZHG para a Vida Simples com a Probabilidade de Formação de uma Biosfera

A P_{GHZ} considerando a P_{bio} tanto para a vida simples como para a vida complexa foi baseada nas mesmas premissas do capítulo anterior no que se refere aos parâmetros

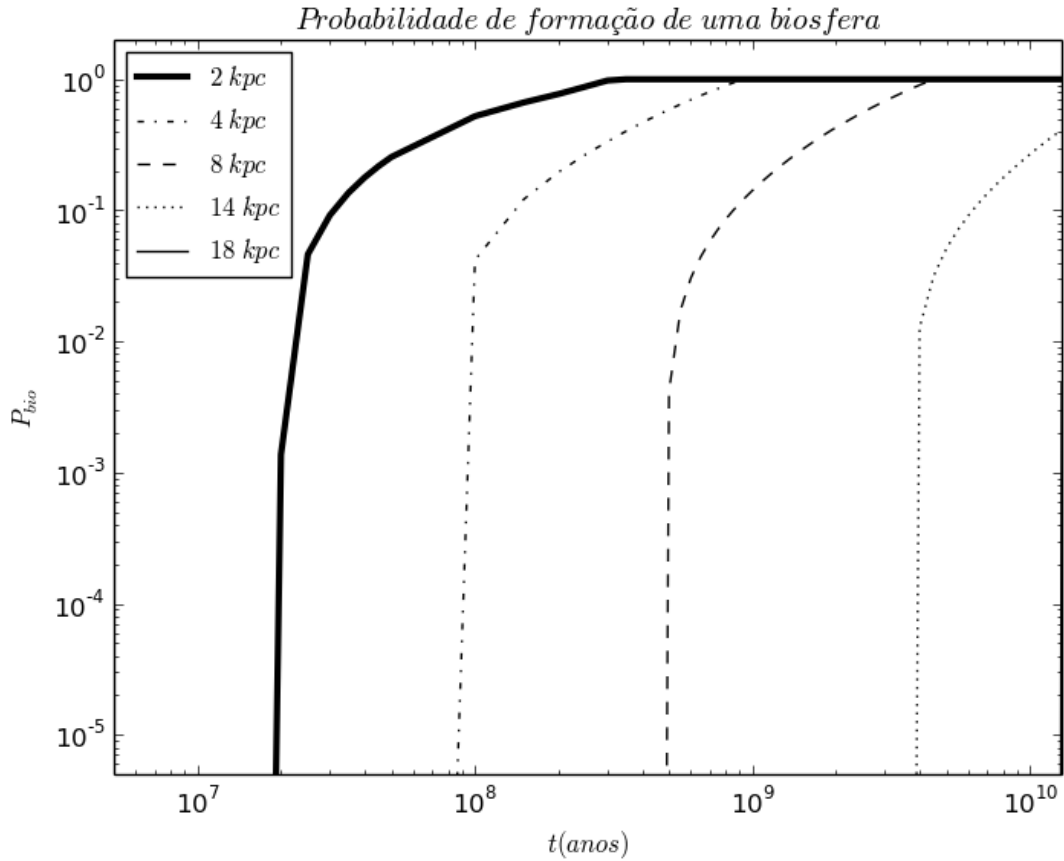


Figura 4.1: Cálculo do fator Probabilidade de ocorrência de uma biosfera, baseado na disponibilidade de carbono no meio.

P_{metals} , P_{evol} e P_{SN} . Assim, temos também quatro resultados para a eq. 4.2 para a vida simples. As fig. 4.2 e 4.3 representam o cenário com $t_{SN} = t_{evol} = 300$ milhões de anos e considerando que planetas se formam em metalicidades menores que a solar, sendo que o primeiro é o cenário mais favorável à vida, onde não há destruição de planetas telúricos por Júpiteres quentes, e o segundo é onde essa destruição pode ocorrer. Nas fig. 4.5 e 4.4 considerou-se $t_{SN} = t_{evol} = 1$ bilhão de anos, adotando-se um valor semelhante ao solar como limite inferior para a formação de planetas. Novamente, a primeira figura representa o cenário em que planetas não são destruídos por Júpiteres quentes, o que ocorre no cenário da segunda figura.

Como esperado pela análise da Fig. 4.1, o impacto da P_{bio} aparece, para qualquer idade da Galáxia, no limite externo da ZHG, ou seja, na região onde a P_{GHZ} passa a ser $\gtrsim 10^{-4}$. É possível observar também, com a ajuda do *grid*, uma alteração significativa também para um *range* maior de raios ($\sim 4 - \sim 10$ kpc) entre 1 – 2 bilhões de anos.

4.2.3 ZHG para a Vida Complexa com a Probabilidade de Formação de uma Biosfera

Como as mesmas premissas do capítulo anterior também foram utilizadas para a vida complexa, temos também duas situações para esse tipo de vida. A primeira, mais conservadora, que considera que Júpiteres quentes são responsáveis por destruir planetas telúricos ou impedir sua formação, e outra em que Júpiteres quentes não atrapalham a formação de planetas telúricos. Não há variação no t_{evol} e no t_{SN} , assim como considera-se que a formação de planetas requer uma metalicidade solar.

A Fig. 4.6 representa a primeira situação e a fig. 4.7 representa a segunda situação. Da mesma maneira que para a vida simples, a mudança é percebida por uma diminuição da P_{GHZ} nos limites externos da ZHG. A região onde a probabilidade de ocorrer a vida complexa atinge seu maior valor (região alaranjada em ambas as figuras) também é levemente afetada, entre os raios ~ 7 e ~ 9 kpc e entre $\sim 4 - \sim 7$ milhões de anos de idade da Galáxia. Nos dois casos, é importante notar que tanto a região do Sol quanto o instante de sua formação permanecem dentro da região onde a P_{GHZ} é máxima e, sendo assim, ainda podemos considerar o resultado coerente com nossas hipóteses.

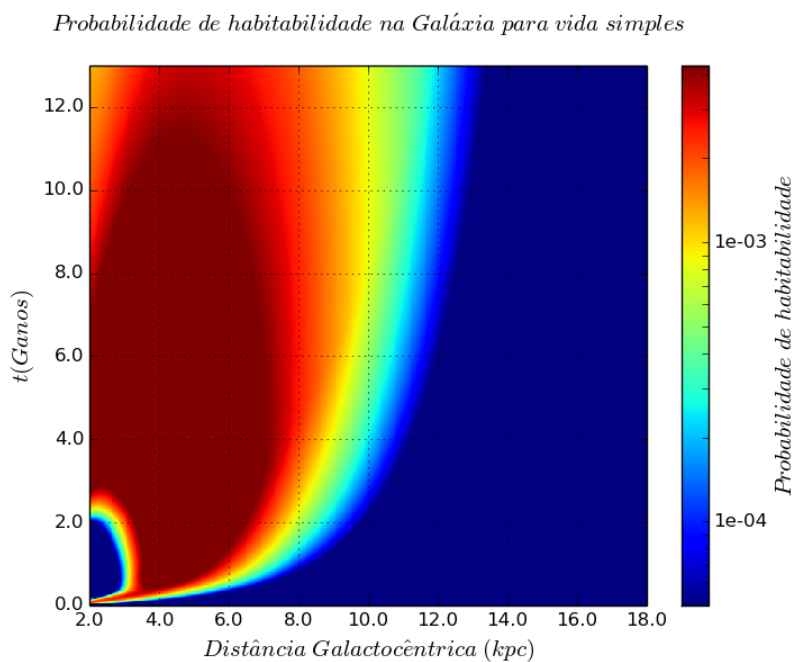


Figura 4.2: A P_{GHZ} para a vida simples na Galáxia considerando o P_{bio} , de acordo com a distância galactocêntrica e a idade galáctica. Adotam-se $t_{evol} = t_{SN} = 300$ milhões de anos e considera-se que os planetas podem ser formados a metalicidade menores que a solar e que não são destruídos por ação de Júpiteres quentes.

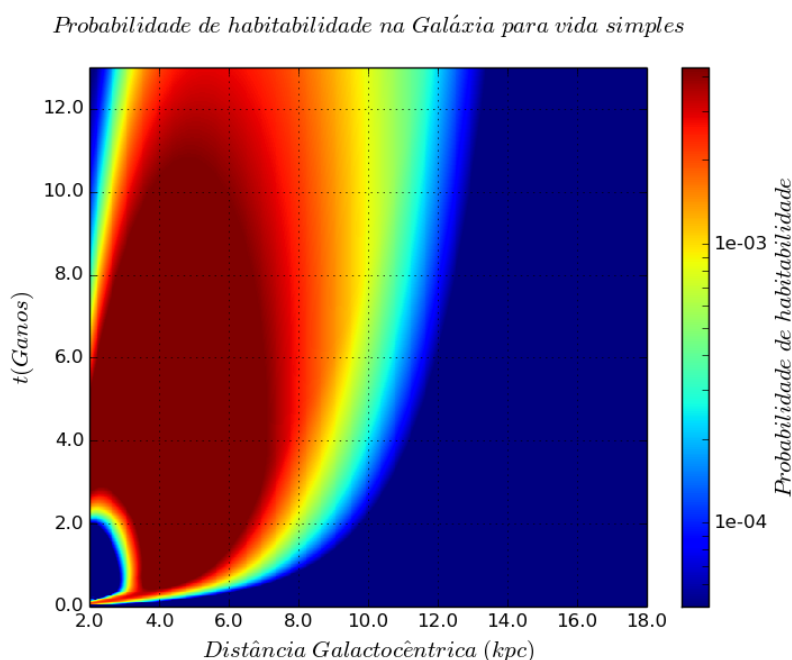


Figura 4.3: P_{GHZ} para a vida simples na Galáxia considerando o P_{bio} , de acordo com a distância galactocêntrica e a idade galáctica. Adotam-se $t_{evol} = t_{SN} = 300$ milhões de anos e considera-se que os planetas podem ser formados a metalicidade menores que a solar e que podem ser destruídos por Júpiteres quentes.

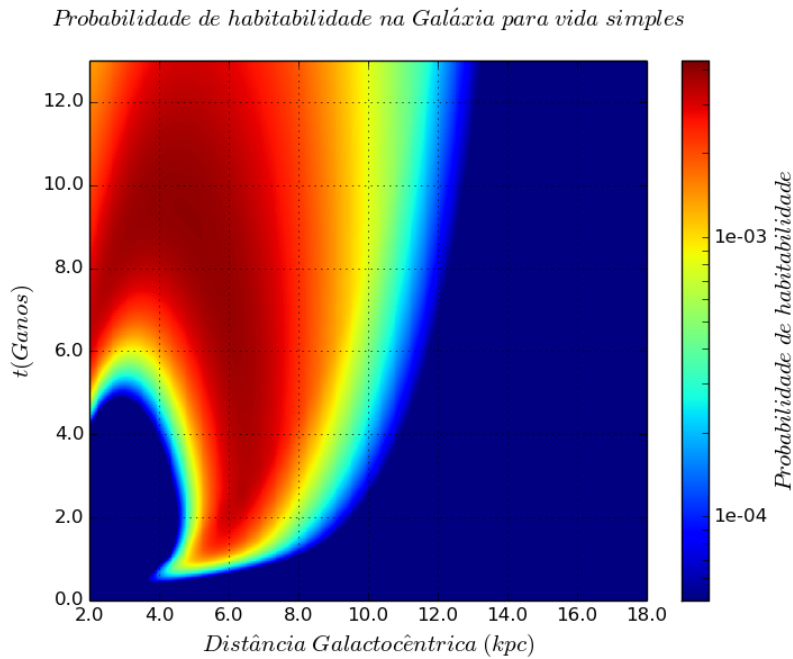


Figura 4.4: P_{GHZ} para a vida simples na Galáxia considerando o P_{bio} , de acordo com a distância galactocêntrica e a idade galáctica. Adotam-se $t_{evol} = t_{SN}=1$ bilhão de anos e considera-se que é necessário uma metalicidade de valor semelhante ao solar para que os planetas possam ser formados e que não são destruídos por Júpiteres quentes.

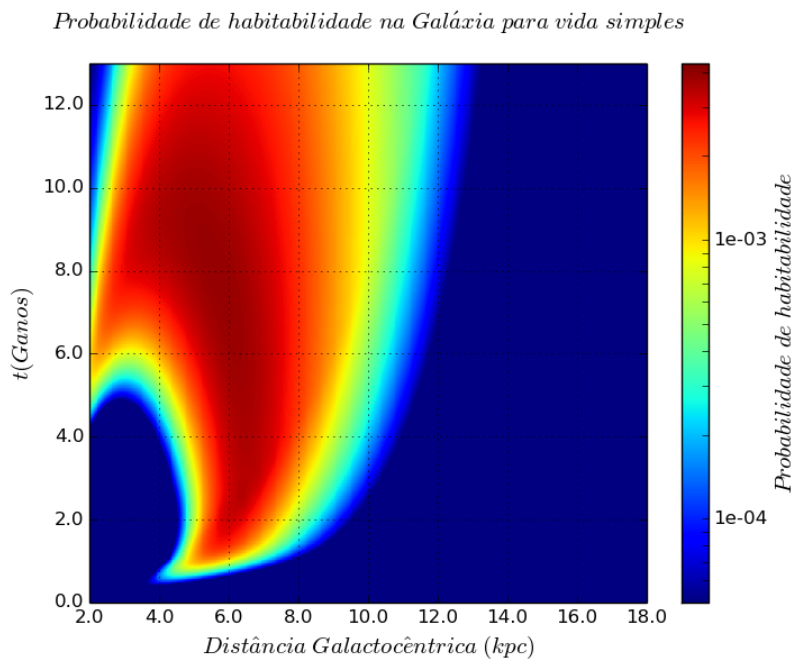


Figura 4.5: P_{GHZ} para a vida simples na Galáxia considerando o P_{bio} , de acordo com a distância galactocêntrica e a idade galáctica. Adotam-se $t_{evol} = t_{SN}=1$ bilhão de anos e considera-se que é necessário uma metalicidade de valor semelhante ao solar para que os planetas possam ser formados e que Júpiteres quentes prejudicam seu desenvolvimento.

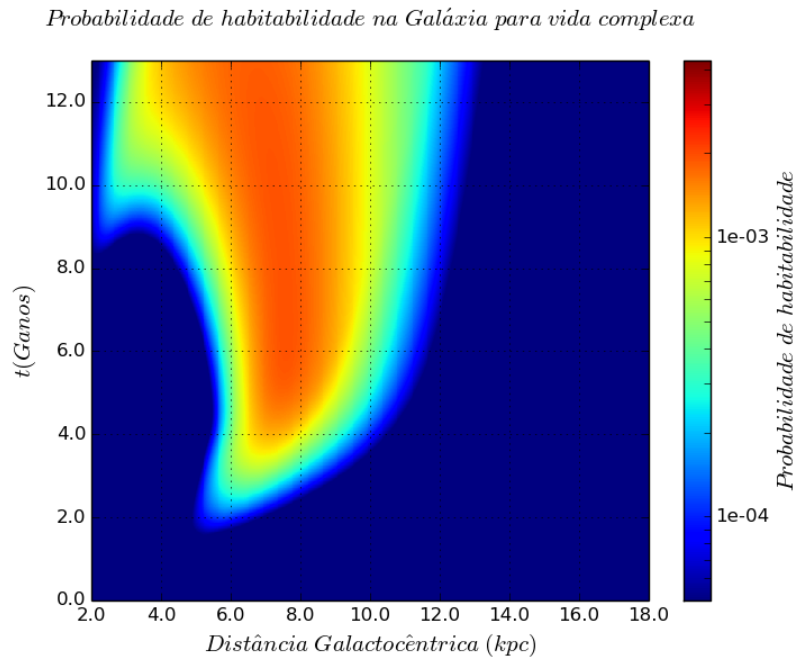


Figura 4.6: P_{GHZ} para a vida complexa na Galáxia considerando o P_{bio} , de acordo com a distância galactocêntrica e a idade galáctica. Este resultado considera que planetas telúricos podem ser destruídos por Júpiteres quentes e o valor usado para o limite superior da metalicidade para que não ocorra a destruição de planetas é o mesmo de Lineweaver (2001).

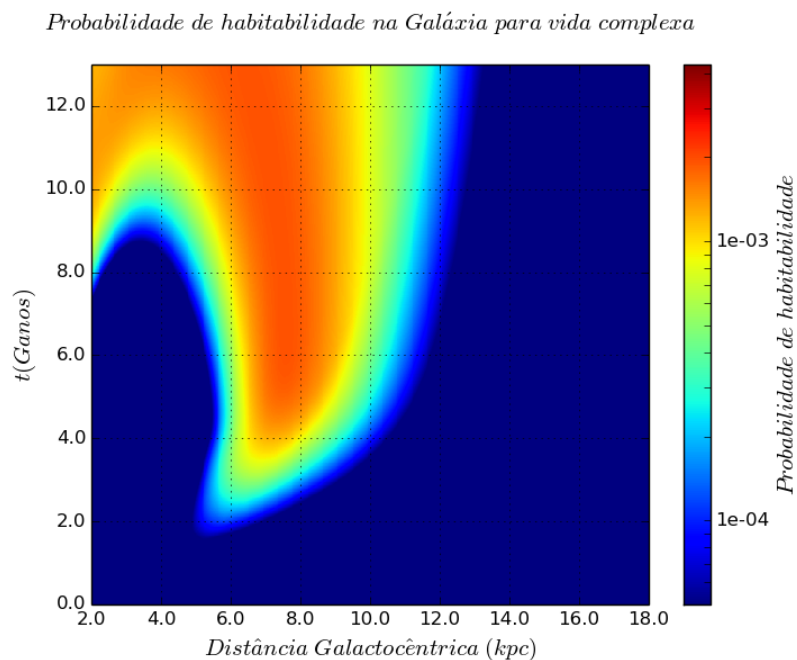


Figura 4.7: P_{GHZ} para a vida complexa na Galáxia considerando o P_{bio} , de acordo com a distância galactocêntrica e a idade galáctica. Este resultado considera que planetas telúricos não são destruídos por Júpiteres quentes.

4.3 Índice de Similaridade Terrestre

A abundância de carbono pode ainda ser utilizada em outro indicador de habitabilidade, o Índice de Similaridade Terrestre (Earth Similarity Index - *ESI*), de Schulze-Makuch et al. (2011). O *ESI* é um indicador baseado em parâmetros com valor entre 0 e 1 que mede a similaridade de um planeta com a Terra, sendo que 0 é o caso em que o parâmetro tem menos similaridade com o parâmetro terrestre e 1 é o caso em que o parâmetro é o mais semelhante ao da Terra. Os parâmetros são raio médio do planeta (r), densidade (ρ), velocidade de escape (v_e) e temperatura superficial (T_s) e se relacionam do seguinte modo:

$$ESI = \left(\prod_{i=1}^n ESI_i \right)^{\frac{1}{n}} \quad (4.3)$$

$$ESI_i = \left(1 - \left| \frac{x_i - x_{i,0}}{x_i + x_{i,0}} \right| \right)^{w_i} \quad (4.4)$$

onde n é a quantidade de parâmetros, i é o parâmetro do planeta, x_i é o valor do parâmetro para o planeta, $x_{i,0}$ é o valor de referência terrestre do mesmo parâmetro e w_i é o peso dado para cada parâmetro, de acordo com a tabela 4.1.

Tabela 4.1 - Parâmetros utilizados no cálculo do *ESI* e seus respectivos pesos w . Adaptado de <http://phl.upr.edu/projects/earth-similarity-index-esi>. Acesso em 26/10/2015.

Parâmetro do planeta	Valor de referência	Peso do expoente
Raio médio	1,0 R_{\oplus}	0,57
Densidade	1,0 ρ_{\oplus}	1,07
Velocidade de escape	1,0 $v_{e\oplus}$	0,70
Temperatura superficial	288 K	5,58

O ESI_x é então utilizado para calcular os valores da similaridade interior, ESI_I , e da similaridade superficial, ESI_S , que são definidas por:

$$ESI_I = (ESI_r \times ESI_{\rho})^{1/2} \quad (4.5)$$

$$ESI_S = (ESI_{v_e} \times ESI_{T_s})^{1/2} \quad (4.6)$$

As eq. 4.5 e 4.6 se relacionam para calcular a similaridade global (ESI) de modo:

$$ESI = (ESI_I \times ESI_S)^{1/2} \quad (4.7)$$

Um planeta é considerado semelhante à Terra se tiver cada um dos parâmetros de $ESI_x \geq 0,8$. Esse valor é usado para calcular o w_x , fixando o ESI_x em 0,8 e estipulando valores máximo e mínimo para cada parâmetro, calculando w_x para cada um dos valores. O valor determinado para w_x é a média geométrica entre os dois valores. Por exemplo, para T_s , Schulze-Makuch et al. (2011) estipula que os valores mínimo e máximo são, respectivamente, 273 K e 323 K, baseado em Woodward e Smith (1994). Utilizando esses valores na eq 4.7, temos:

$$ESI_{T_s} = 0,8 = \left(1 - \left| \frac{273 - 288}{273 + 288} \right| \right)^{w_{T_s}} \quad (4.8)$$

$$ESI_{T_s} = 0,8 = \left(1 - \left| \frac{323 - 288}{323 + 288} \right| \right)^{w_{T_s}} \quad (4.9)$$

A eq. 4.8 tem como resultado $w_{T_s} = 8,23$ e a eq. 4.9 nos dá $w_{T_s} = 3,78$. Com isso, calcula-se o valor final de w_{T_s} como:

$$w_{T_s} = (8,23 \times 3,78)^{1/2} = 5,58 \quad (4.10)$$

Para considerar a disponibilidade de carbono como um parâmetro do ESI é preciso utilizar o mesmo processo, estabelecendo um mínimo e um máximo necessário para a abundância de carbono para que a similaridade terrestre seja $\geq 0,8$. O valor mínimo para formar uma biosfera utilizado no cálculo da P_{bio} foi $(C/H) = 0,03$, porém foi escolhido o valor de $(C/H) = 0,3$ como limite mínimo para $ESI_C \geq 0,8$, pois este é o valor mínimo para formar uma biosfera análoga à da Terra.

Uma hipótese interessante para o limite superior se encontra no trabalho de Young et al. (2014), que afirma que quando há uma quantidade maior de carbono do que de oxigênio, isto é, $C/O > 1$, a taxa de formação de hidrocarbonetos se torna muito maior que de água, pois o hidrogênio tende a não se associar ao O para realizar ligações com o C. Porém este argumento não utiliza diretamente a relação (C/H) , mas (C/O) . Como o limite inferior e superior devem utilizar o mesmo parâmetro, esta hipótese ainda não é possível de ser testada, por ora, e utilizaremos dados baseados nos trabalhos de Mena et al. (2010) e Madhusudhan et al. (2012). O primeiro fornece dados de abundâncias para várias

estrelas, entre elas 55 Cancri (HD75732), estrela que abriga um planeta do tipo Super-Terra, 55 Cancri e, que tem massa de $8.37 \pm 0.38 M_{\oplus}$ e raio de $2.04 \pm 0.15 R_{\oplus}$. 55 Cancri tem $[C/H] = 0.3$ (ou, em outra notação, $(C/H) = 2$) e assumiu-se que esse valor gera planetas como 55 Cancri e, que atinge o limite superior de raio ($1,9R_{\oplus}$) e se aproxima do limite superior de massa ($10M_{\oplus}$) para um planeta ser classificado como terrestre (Schulze-Makuch et al., 2011), conclui-se então como limite superior para a abundância $(C/H) = 2$. O valor de referência para a Terra é 1. Com isso, temos:

$$ESI_C = 0,8 = \left(1 - \left| \frac{0,3 - 1}{0,3 + 1} \right| \right)^{w_C} \quad (4.11)$$

$$ESI_C = 0,8 = \left(1 - \left| \frac{2 - 1}{2 + 1} \right| \right)^{w_C} \quad (4.12)$$

As eq. 4.11 e 4.12 tem como soluções, respectivamente, o mínimo $w_C = 0,29$ e o máximo $w_C = 0,55$. Assim, o valor final de w_C é:

$$w_C = (0,29 \times 0,55)^{1/2} = 0,40 \quad (4.13)$$

e a forma final para o ESI_C :

$$ESI_C = \left(1 - \left| \frac{(C/H) - 1}{(C/H) + 1} \right| \right)^{0,40} \quad (4.14)$$

Para inserir o ESI_C no cálculo do ESI , parte-se da eq.4.3, podendo ser escrita na forma:

$$ESI = (ESI_r \times ESI_{\rho} \times ESI_{v_e} \times ESI_{T_s} \times ESI_C)^{\frac{1}{5}} \quad (4.15)$$

ou, se já tivermos o valor do ESI convencional, que será chamado de ESI_{conv} daqui em diante, como listados no site da Universidade de Porto Rico, em <http://ph1.upr.edu/projects/habitable-exoplanets-catalog>, é possível usar a forma:

$$ESI = \left(ESI_{conv}^{\frac{4}{5}} \times ESI_C^{\frac{1}{5}} \right) \quad (4.16)$$

Assim, pode-se calcular o ESI considerando a disponibilidade de carbono para o próprio 55 Cancri e. Como Schulze-Makuch et al. (2011) nos dá os valores de massa e raio, é possível obter os valores de densidade e velocidade de escape do planeta, restando somente a temperatura superficial, que pode ser extraída de:

$$T = \left(\frac{L(1 - A)}{16\pi\sigma D^2} \right)^{\frac{1}{4}} \quad (4.17)$$

onde T é a temperatura, L é a luminosidade da estrela, A é o albedo e D é a distância do planeta à estrela. Essa equação, na verdade, corresponde à temperatura efetiva, mas será usada porque não há dados sobre a emissividade, exigida no cálculo da temperatura superficial.

De acordo com Boyajian et al. (2013), luminosidade de 55 Cancri é $0,5712 \pm 0,0116 L_{\odot}$, e Dawson e Fabrycky (2010) determina que o semi-eixo maior vale $0,01564 \pm 0,00011$ UA. O valor para o albedo usado é o mesmo que o usado em <http://phl.upr.edu/projects/habitable-exoplanets-catalog/data> (acesso em 30/10/2015), ou seja, 0,3. Assim, temos que a temperatura do planeta é 1771 K. Claro que um planeta com essa temperatura não é propício para a vida, mas como é um planeta de interesse para a astrobiologia, por sua composição rica em carbono, faremos o cálculo como exemplo. Além da temperatura, o valor de densidade é $\rho = 0,98 \rho_{\oplus}$ e de velocidade de escape $v_s = 2,03 v_{e\oplus}$. Temos então:

$$ESI_r = 0,79$$

$$ESI_{\rho} = 0,99$$

$$ESI_{v_e} = 0,75$$

$$ESI_{T_s} = 8,18 \times 10^{-4}$$

$$ESI_C = 0.85$$

Logo, o ESI convencional seria:

$$ESI_{conv} = 0,15$$

e, finalmente, o valor do ESI:

$$ESI = 0,21$$

É possível perceber que 55 Cancri não é um planeta semelhante à Terra, de acordo com os critérios do ESI , pois o parâmetro ESI_{T_s} está bem longe do valor mínimo exigido de 0,8. É interessante realizar esses cálculos para os planetas com altos valores de ESI , presentes no endereço acima, e analisar o impacto do ESI_C . Os dados de $[C/H]$ para esses planetas foram obtidos através da relação com $[Fe/H]$ prevista pelo MEQ para o raio galactocêntrico solar, $r = 8$ kpc, de acordo com a fig. 4.8. Com esses dados, podemos reescrever a tabela da Universidade de Porto Rico como a tabela 4.2. É possível perceber

como uma disponibilidade de carbono similar à do Sistema Solar pode tornar o planeta mais habitável observando a maneira como o ESI_C é capaz de elevar o ESI_{conv} , principalmente em planetas como EPIC 20192552 b, Kepler-61 b e GJ 3293 c.

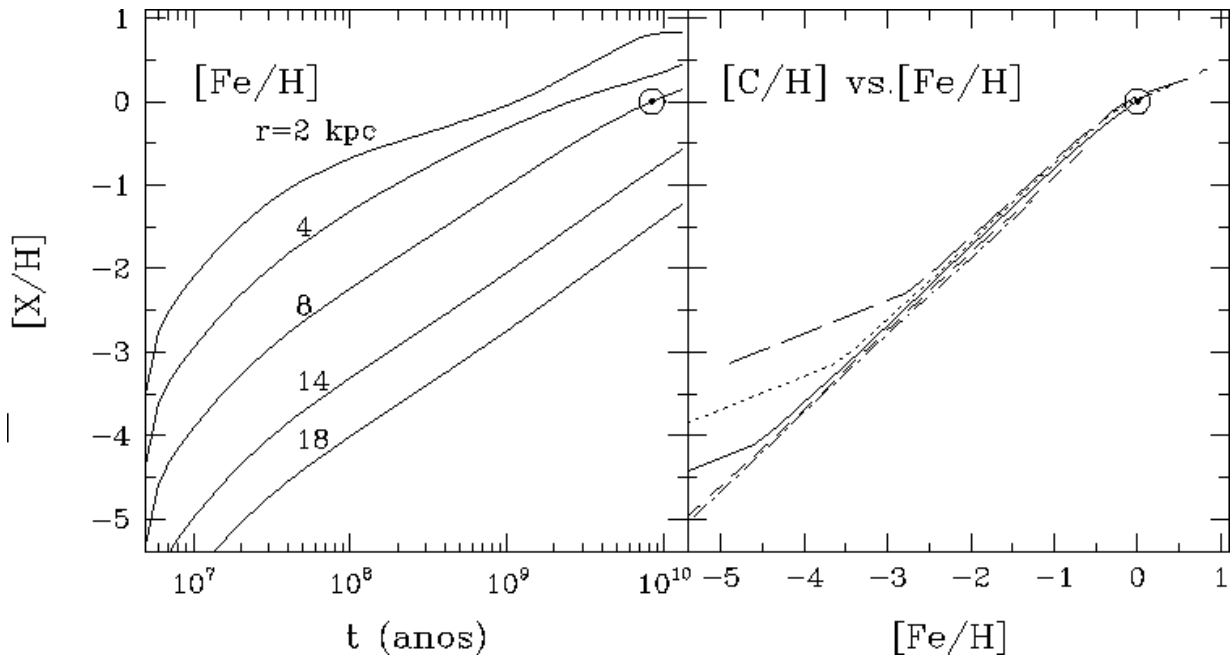


Figura 4.8: Relação entre as abundâncias do carbono e do ferro. Painel da esquerda: evolução da abundância do ferro para diversos raios galatocêntricos, obtida a partir do modelo de evolução química da Galáxia. Painel da direita: relação entre $[C/H]$ e $[Fe/H]$ para diversos raios galatocêntricos: 2 kpc (linha tracejada longa), 2 kpc (linha pontilhada), 8 kpc (linha contínua), 14 kpc (linha tracejada curta), 18 kpc (linha tracejada-pontilhada). O símbolo solar representa as abundâncias solares na época do nascimento do Sol, 4,6 Ganos atrás.

Tabela 4.2 - ESIs de planetas terrestres. Os planetas da tabela foram escolhidos de <http://phl.upr.edu/projects/habitable-exoplanets-catalog> (acesso em 29/10/2015). Exceto quando indicado, as abundâncias de $[Fe/H]$ foram extraídas de <http://exoplanet.eu/> (acesso em 02/10/2015) e <http://www.openexoplanetcatalogue.com/systems/> (acesso em 03/10/2015) e os valores de $[C/H]$ foram obtidos usando a relação de $[C/H]$ com $[Fe/H]$ prevista pelo MEQ para o raio galactocêntrico solar. As abundâncias de 55 Cancri, cujo planeta, 55 Cancri e, foi listado por ter sido usado para determinar o limite superior do ESI_C , são de Mena et al. (2010). As abundâncias de tau Ceti são de Pagano et al. (2015). Os planetas indicados com * são planetas não confirmados.

Planeta	ESI_{conv}	Classe da Estrela	$[Fe/H]$	$[C/H]$	ESI_C	ESI
Kepler-438 b	0,88	M	0,16	0,10	0,95	0,89
Kepler-296 e	0,85	M	-0,08	-0,05	0,98	0,87
GJ 667C c	0,84	M	-0,55	-0,41	0,79	0,83
Kepler-442 b	0,84	K	-0,37	-0,27	0,87	0,84
Kepler-62 e	0,83	K	-0,21	-0,15	0,93	0,85
Kepler-452 b (N)	0,83	G	0,21	0,13	0,94	0,85
GJ 832 c	0,81	M	-0,30	-0,22	0,89	0,83
EPIC 201367065 d	0,80	M	-0,32	-0,23	0,89	0,82
Kepler-283 c	0,79	K	-0,26	-0,19	0,91	0,81
tau Ceti e*	0,78	G	-0,49	-0,84	0,58	0,73
GJ 180 c*	0,77	M	-	-	-	-
GJ 667C f*	0,77	M	-0,55	-0,41	0,79	0,77
Kepler-440 b	0,75	K	-0,30	-0,22	0,89	0,78
GJ 180 b*	0,75	M	-	-	-	-
GJ 163 c	0,75	M	-	-	-	-
HD 40307 g	0,74	K	-0,31	-0,22	0,89	0,77
EPIC 201912552 b	0,73	M	0,09	0,05	0,98	0,77
Kepler-61 b	0,73	M	0,03	0,02	0,99	0,78
Kepler-443 b	0,71	K	-0,01	0,00	1,00	0,76
Kepler-22 b	0,71	G	-	-	-	-
GJ 422 b*	0,71	M	-	-	-	-
GJ 3293 c*	0,70	M	0,02	0,01	0,99	0,75
Kepler-298 d	0,68	K	-0,12	-0,08	0,96	0,73
Kapteyn b	0,67	M	-0,86	-0,68	0,65	0,67
Kepler-62 f	0,67	K	-0,37	-0,37	0,81	0,70
Kepler-174 d	0,61	K	-0,56	-0,42	0,79	0,64
Kepler-186 f	0,61	M	-0,28	-0,20	0,90	0,66
GJ 667C e*	0,60	M	-0,55	-0,41	0,79	0,63
Kepler-296 f	0,60	M	-0,08	-0,05	0,98	0,66
GJ 682 c*	0,59	M	-	-	-	-
KOI-4427 b*	0,52	-	-0,07	-0,05	0,98	0,59
55 Cancri e	0,15	G	0,33	0,30	0,85	0,21

Conclusões e Perspectivas

A ocorrência de vida na Galáxia é um processo que ainda não é bem compreendido. Há dificuldade em classificar o que é vida, como esta é criada, o que é necessário para que se mantenha de maneira estável, entre outras questões fundamentais para um análise determinista. Um possível modo de estudar a habitabilidade atualmente é separá-la em várias escalas de tamanho, de acordo com as estruturas que estão sendo consideradas como abrigo para a vida ou que a influenciam. Uma das complicações deste método porém, é a dificuldade de considerar alguns processos ocorrendo simultaneamente entre as diferentes escalas. O efeito estufa, por exemplo tem uma grande influência sobre a habitabilidade planetária, porém é impossível estudá-lo sem considerar a relação do planeta com a estrela, já que o modo como a atmosfera se comporta depende fortemente da temperatura e da energia que lhe é fornecida. Ao mesmo tempo, a ocorrência do efeito estufa está ligada à disponibilidade de determinados elementos no meio, como o carbono. Consequentemente, sua existência está condicionada à região da Galáxia onde o planeta se localiza, já que a disponibilidade de elementos não é homogênea na Galáxia. Essa inhomogeneidade faz com que seja necessário analisar cada região da Galáxia ao longo de sua existência.

Os resultados para a ZHG, tanto para a vida simples quanto para a vida complexa, são compatíveis com os resultados de Lineweaver et al. (2004), com variações nas regiões onde os limitantes são a abundância de metais no meio. Isso pode ser devido a diferentes MEQ's utilizados. Além desses modelos, os resultados podem diferir na medida em que se consideraram diferentes hipóteses com relação aos limitantes para a existência de vida. Neste trabalho encontram-se compiladas algumas hipóteses distintas, formuladas a partir de trabalhos relativamente recentes, como o de Fogg e Nelson (2007) e Batygin e Laughlin (2015) para a influência de Júpiteres quentes sobre o disco protoplanetário, e o de Mojzsis

et al. (1996) e de Davies e Lineweaver (2005) para estudar o poder destrutivo de um LHB sobre a vida. Essas hipóteses foram aplicadas ao modelo de Friaça e Terlevich (1998) e Lanfranchi e Friaça (2003), gerando vários cenários para a possibilidade de vida na Galáxia.

Para todas possibilidades de ZHGs calculadas, há uma boa probabilidade de habitabilidade para a Galáxia justamente na distância galactocêntrica em que se encontra o Sol. Esse resultado é esperado, já que as premissas do trabalho se baseiam no único exemplar de planeta com vida que conhecemos. Assumir que a vida necessita de uma estrela como o Sol implica procurar por estrelas em raios internos e intermediários da Galáxia. Porém, mesmo com esse viés “heliocêntrico”, não podemos descartá-lo como um modelo válido. Um indicativo de que o modelo é eficiente seria analisar a quantidade de planetas telúricos em raios semelhantes ao do Sol, porém distante deste. Contudo, não é possível fazer essa análise devido a limitações observacionais, sendo que os planetas telúricos observados até o momento não distam mais de 1 kpc do Sol. Mesmo que esses planetas estejam 1 kpc mais perto ou mais longe do centro da Galáxia, ainda estariam dentro da faixa que compreende a probabilidade de habitabilidade máxima dentro do modelo. É importante notar que este resultado de 8 kpc para a região mais provável de abrigar vida é compatível com os resultados de Spitoni et al. (2014) de que 8 kpc é a distância galactocêntrica mais provável para existirem planetas habitáveis.

As hipóteses sobre as condições sob as quais a vida pode se originar também apresentam o mesmo problema pois, além de só conhecermos a vida da Terra, não é possível estudar sua origem senão com grandes incertezas. Assim, foi necessário trabalhar com várias hipóteses e, com o objetivo de explorar todas as possibilidades, a partir dos parâmetros do modelo, as formas de vida foram classificadas como simples e complexa. Para a vida complexa foram elaboradas suposições somente baseadas na probabilidade de planetas telúricos serem destruídos por Júpiteres quentes. É possível observar nos resultados que a probabilidade de habitabilidade aumenta muito nas regiões mais centrais da Galáxia, para tempos a partir de ~ 8 bilhões de anos de idade galáctica quando não considera-se a destruição de planetas por Júpiteres quentes. Comparando a fig. 1.7, observa-se que a região indicada como “Too Metal Rich” aparece no resultado da situação em que considera a destruição de planetas, mas não na que considera que a formação de planetas não é impedida pela existência de Júpiteres quentes.

Para a vida simples, foram formulados e escolhidos os cenários que mais favorecem e os

que menos favorecem a vida, além de alguns cenários intermediários, a partir de suposições para a metalicidade mínima necessária para formação de planetas, a destruição de planetas telúricos por Júpiteres quentes e para os parâmetros t_{evol} , t_{SN} . As diferentes metalicidades mínimas para a qual planetas podem ser formados apresentam seu maior impacto nos raios internos a 7,5 kpc, principalmente para as regiões onde a probabilidade de habitabilidade é máxima para cada caso. O fato de planetas serem destruídos por Júpiteres quentes se mostra relevante, assim como no caso da vida complexa, para a região onde, na fig. 1.6 está indicado como “Too Metal Rich”. Novamente, os resultados que consideram a destruição de planetas concordam com Lineweaver et al. (2004), enquanto os resultados da hipótese de que planetas sobrevivem a Júpiteres quentes apresentam uma boa probabilidade de habitabilidade para essa região. O t_{evol} de 300 milhões de anos, como era de se esperar, mostra uma probabilidade de habitabilidade alta mesmo em tempos anteriores a 1 bilhão de anos, porém respeitando a região onde a frequência de SNs é muito alta. Como essa hipótese também implica um t_{SN} de 300 milhões de anos, limitando a ação de SNs a ~ 3 kpc e ~ 2 bilhões de anos de idade da Galáxia, ao contrário de $t_{SN}=1$ bilhão de anos, onde observa-se que as SNs agem até $\sim 4,5$ kpc e ~ 5 bilhões de anos de idade galáctica. Estudos mais aprofundados em Marte podem ser valiosos neste estudo. Segundo Solomon et al. (2005), Marte já teve uma atmosfera considerável, e com as evidências da presença de sais hidratados em sua superfície atualmente (Ojha et al., 2015), é possível que, no futuro, possamos encontrar ao menos vestígios de formas de vida no planeta. Caso isso aconteça, o cenário em que a vida se origina com certa facilidade na medida em que algumas condições são satisfeitas pode ser considerado mais plausível. Outros corpos cujo estudo pode auxiliar nesta questão são os meteoritos, que apesar de não serem ambientes propícios para a manutenção de vida, são candidatos a local de origem da vida terrestre atual, de acordo com Gaidos e Selsis (2006).

O estudo da disponibilidade de carbono permitiu trabalhar com a probabilidade de formar uma biosfera. Esse parâmetro se mostrou pouco eficiente para as regiões centrais da Galáxia em tempos mais recentes que 3 bilhões de anos atrás, e também para as regiões mais afastadas do centro, ficando limitada a uma faixa estreita quando aplicado na P_{GHZ} . Porém, esses resultados são baseados em uma hipótese semelhante ao caso solar, podendo variar sua influência para hipóteses diferentes. Tratando de casos mais centrados nos planetas, a disponibilidade de carbono se mostrou bastante eficiente quando considerada

no *ESI*, alterando significativamente a *ESI* de Schulze-Makuch et al. (2011), somente com os parâmetros originais. Dos 25 planetas listados pela Universidade de Porto Rico cujas metalicidades (e, por consequência, os valores de $[C/H]$) foram obtidas, 19 tiveram um aumento no *ESI*. Esses resultados podem sugerir que os planetas do tipo terrestre podem ser mais favoráveis à vida do que comumente se espera.

Este trabalho possui uma vasta possibilidade de análises para o futuro. Um estudo importante para o tema é o modo como as escalas de habitabilidade se influenciam, assim como os processos nelas contidos. A fig. 5.1 procura, resumidamente, listar os processos ligados às habitabilidades circunstelar e planetária e o modo como se relacionam. O ideal seria criar um modelo que considere todos os processos, porém seria um trabalho bastante extenso, sendo necessário fragmentá-lo, utilizando o esquema descrito na figura somente como um ponto de partida para esse estudo, a princípio. A excentricidade da órbita poderia ser considerada neste esquema mas, segundo Ida et al. (2013), poucos gigantes gasosos tem excentricidade $e > 0,4$ naturalmente, além de, como Ida e Lin (2004) afirmam, os núcleos dos planetas em raios mais próximos à estrela central tem sua excentricidade amortecida por interações de maré com o disco. Observando o Sistema Solar, verifica-se que o planeta de maior excentricidade é Mercúrio, com $e \approx 0,206$, concordando com esse resultado. Logo, a excentricidade parece não ter relação com o modelo de formação planetária. Ainda assim, num futuro a excentricidade poderia se encaixar como uma influência sobre o aquecimento de maré (Williams, 1998). Além da excentricidade, a obliquidade também não foi considerada. Laskar e Robutel (1993) argumenta que a obliquidade da Terra seria bastante diferente caso não tivéssemos a Lua, variando entre valores de 0° a 85° . Lissauer et al. (2012), por outro lado, afirma que a Terra não teria variações tão grandes quanto mesmo sem a Lua. De todo modo, uma obliquidade estável parece ser um grande facilitador para a vida em termos de estabilidade climática, porém esta pode ser compensada por outros processos. Além disso, mesmo uma obliquidade muito diferente da que se observa na Terra não parece ser um limitante para a vida, de acordo com Williams (1998), e Spiegel et al. (2009), que afirma que planetas com alta obliquidade não tem tendência maior a bola de neve que planetas menos oblíquos.

As observações também serão importantes para melhorar a tabela 4.2, pois faltam dados principalmente sobre as abundâncias de $[C/H]$. De posse desses dados, os cálculos do ESI_C e do *ESI* serão mais precisos e será possível fazer uma análise melhor da habitabilidade

de planetas telúricos.

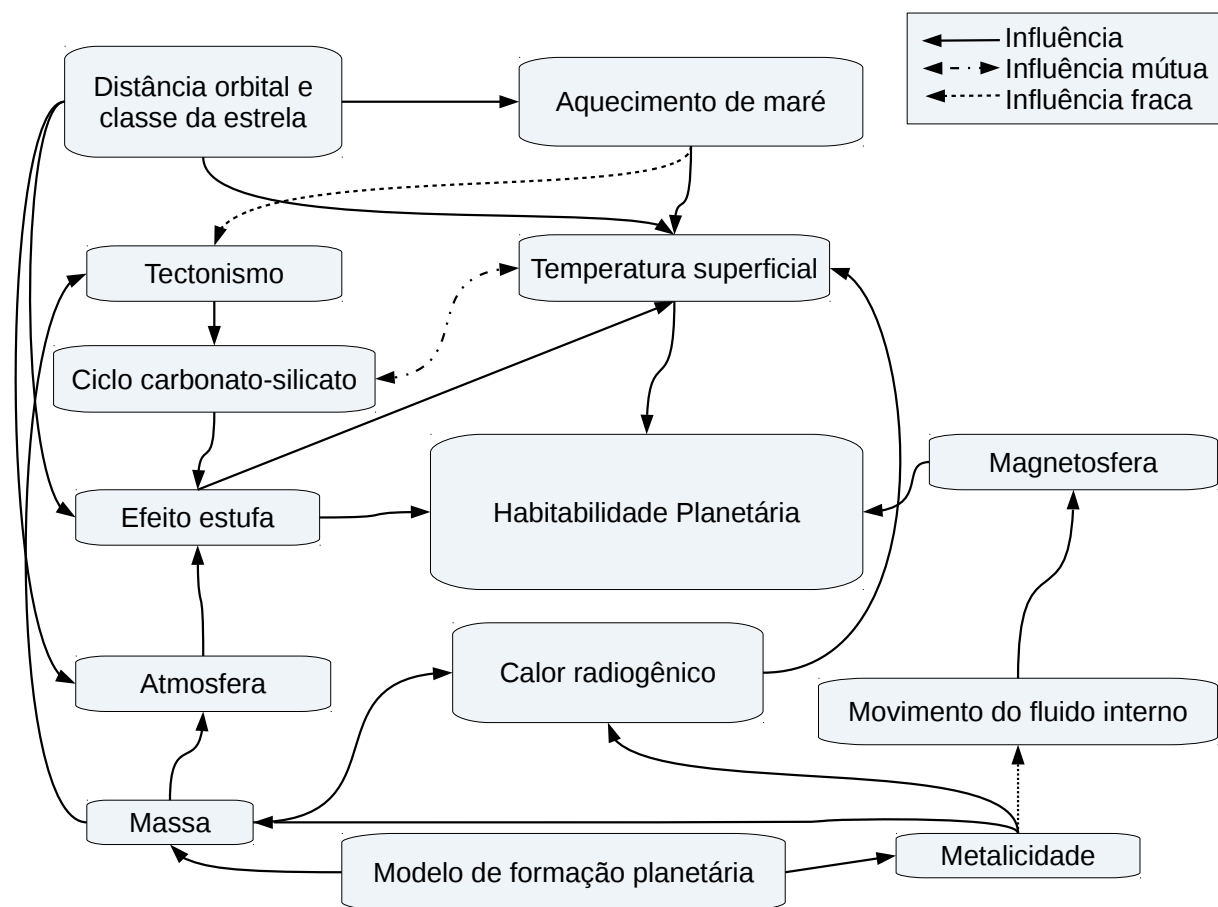


Figura 5.1: Esquema de como se relacionam os processos que influenciam na HP. A influência ocorre no sentido da seta, ou seja, o processo de onde a seta parte influencia o processo para onde a seta aponta.

Vale ressaltar que, apesar deste trabalho basear-se na vida como a conhecemos, é necessário cuidado para não limitá-la somente ao caso terrestre, pois não há como afirmar que a vida na Terra é um representante típico de vida na Galáxia. Assim, em trabalhos futuros pode-se tratar de habitabilidade em condições distintas às da Terra e do Sistema Solar. Uma possibilidade é a habitabilidade em satélites, o que abriria uma opção a mais para vida fora da ZHC, pois um satélite pode receber uma quantidade extra de luz por reflexão do planeta, dependendo de sua órbita (Heller, 2012). A habitabilidade em satélites é interessante também pela abundância de planetas até $20 M_{\odot}$ observados até agora (Ida e Lin, 2010), e a possível quantidade de planetas ainda mais massivos em torno de estrelas semelhantes ao Sol (Ida e Lin, 2005). Como mundos tão grandes podem não ser habitáveis, um possível satélite pode cumprir essa função.

Referências Bibliográficas

- Abbot D. S., Cowan N. B., Ciesla F. J., Indication of insensitivity of planetary weathering behavior and habitable zone to surface land fraction, *The Astrophysical Journal*, 2012, vol. 756, p. 178
- Adams F. C., Coppers K. R., Bloch A. M., Planets in Other Universes: Habitability constraints on density fluctuations and galactic structure, arXiv preprint arXiv:1505.06158, 2015
- Annis J., An astrophysical explanation for the great silence, arXiv preprint astro-ph/9901322, 1999
- Artemieva I., *The lithosphere: an interdisciplinary approach*. Cambridge University Press, 2011
- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., The chemical composition of the Sun, arXiv preprint arXiv:0909.0948, 2009
- Batygin K., Laughlin G., Jupiter's decisive role in the inner Solar System's early evolution, *Proceedings of the National Academy of Sciences*, 2015, vol. 112, p. 4214
- Bernardes L., *Exoplanetas, Extremófilos e Habitabilidade*, Universidade de São Paulo, 2012, Tese de Doutorado
- Boissier S., Prantzos N., Chemo-spectrophotometric evolution of spiral galaxies–II. Main properties of present-day disc galaxies, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2000, vol. 312, p. 398

- Boyajian T. S., von Braun K., van Belle G., Farrington C., Schaefer G., Jones J., White R., McAlister H. A., Theo A., Ridgway S., et al., Stellar diameters and temperatures. III. Main-sequence A, F, G, and K stars: additional high-precision measurements and empirical relations, *The Astrophysical Journal*, 2013, vol. 771, p. 40
- Brownlee D., Ward P., *Rare Earth*, Copernicus, Springer-Verlag, New York, NY, 1999
- Caldeira K., Kasting J. F., Susceptibility of the early Earth to irreversible glaciation caused by carbon dioxide clouds, 1992
- Campbell M., *Biochemistry*. Thomson/Brooks/Cole Australia United States, 2009
- Chiappini C., Matteucci F., Gratton R., The Chemical Evolution of the Galaxy: The Two-Infall Model, *ApJ*, 1997, vol. 477, p. 765
- Cockell C. S., Raven J. A., Ozone and life on the Archaean Earth, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London A: Mathematical, Physical and Engineering Sciences*, 2007, vol. 365, p. 1889
- Cowen R., *History of life*. John Wiley & Sons, 2013
- Dalrymple G. B., The age of the Earth in the twentieth century: a problem (mostly) solved, *Geological Society, London, Special Publications*, 2001, vol. 190, p. 205
- Davies P. C., Lineweaver C. H., Finding a second sample of life on Earth, *Astrobiology*, 2005, vol. 5, p. 154
- Dawson R. I., Fabrycky D. C., Radial velocity planets de-aliased: a new, short period for super-Earth 55 Cnc e, *The Astrophysical Journal*, 2010, vol. 722, p. 937
- Donahue T. M., New analysis of hydrogen and deuterium escape from Venus, *Icarus*, 1999, vol. 141, p. 226
- Driscoll P., Bercovici D., Divergent evolution of Earth and Venus: Influence of degassing, tectonics, and magnetic fields, *Icarus*, 2013, vol. 226, p. 1447
- Fogg M. J., Nelson R. P., On the formation of terrestrial planets in hot-Jupiter systems, *Astronomy & Astrophysics*, 2007, vol. 461, p. 1195

- Friaga A. C., Terlevich R. J., Formation and evolution of elliptical galaxies and QSO activity, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1998, vol. 298, p. 399
- Fukuyama H., *Water : The Forgotten Biological Molecule*. Pan Stanford Pub Singapore, 2011
- Gaidos E., Selsis F., From protoplanets to protolife: the emergence and maintenance of life, arXiv preprint astro-ph/0602008, 2006
- Gonzalez G., Brownlee D., Ward P., The galactic habitable zone: galactic chemical evolution, *Icarus*, 2001, vol. 152, p. 185
- Hamrick J., Plant population genetics and evolution, *American Journal of Botany*, 1982, pp 1685–1693
- Hart M. H., The evolution of the atmosphere of the Earth, *Icarus*, 1978, vol. 33, p. 23
- Hart M. H., Habitable Zones about Main Sequence Stars, *Icarus*, 1979, vol. 37, p. 351
- Heller R., Exomoon habitability constrained by energy flux and orbital stability, *Astronomy & Astrophysics*, 2012, vol. 545, p. L8
- Hoffman P. F., Schrag D. P., The snowball Earth hypothesis: testing the limits of global change, *Terra nova*, 2002, vol. 14, p. 129
- Huang S.-S., Occurrence of life in the universe, *American Scientist*, 1959, pp 397–402
- Ida S., Lin D., Toward a deterministic model of planetary formation. I. A desert in the mass and semimajor axis distributions of extrasolar planets, *The Astrophysical Journal*, 2004, vol. 604, p. 388
- Ida S., Lin D., Toward a deterministic model of planetary formation. III. Mass distribution of short-period planets around stars of various masses, *The Astrophysical Journal*, 2005, vol. 626, p. 1045
- Ida S., Lin D., Toward a deterministic model of planetary formation. VI. Dynamical interaction and coagulation of multiple rocky embryos and super-Earth systems around solar-type stars, *The Astrophysical Journal*, 2010, vol. 719, p. 810

- Ida S., Lin D., Nagasawa M., Toward a deterministic model of planetary formation. VII. Eccentricity distribution of gas giants, *The Astrophysical Journal*, 2013, vol. 775, p. 42
- Kadoya S., Tajika E., Conditions for Oceans on Earth-like Planets Orbiting within the Habitable Zone: Importance of Volcanic CO₂ Degassing, *The Astrophysical Journal*, 2014, vol. 790, p. 107
- Kasting J., How to find a habitable planet. Princeton University Press, 2010
- Kasting J. F., Runaway and moist greenhouse atmospheres and the evolution of Earth and Venus, *Icarus*, 1988, vol. 74, p. 472
- Kasting J. F., Whitmire D. P., Reynolds R. T., Habitable zones around main sequence stars, *Icarus*, 1993, vol. 101, p. 108
- Lage C., Janot-Pacheco E., Friaça A. C. S., Coelho L. S., Douglas G., Wuensch C. A., Boechat-Roberty H. M., Earth-Centeredness and Biomolecule Search, (em preparação)
- Lanfranchi G. A., Friaça A. C., Clues to the nature of damped Lyman α systems from chemical evolution models, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2003, vol. 343, p. 481
- Laskar J., Robutel P., The chaotic obliquity of the planets, *Nature*, 1993, vol. 361, p. 608
- Lineweaver C. H., An estimate of the age distribution of terrestrial planets in the universe: quantifying metallicity as a selection effect, *Icarus*, 2001, vol. 151, p. 307
- Lineweaver C. H., Egan C. A., The cosmic coincidence as a temporal selection effect produced by the age distribution of terrestrial planets in the universe, *The Astrophysical Journal*, 2007, vol. 671, p. 853
- Lineweaver C. H., Fenner Y., Gibson B. K., The Galactic Habitable Zone and the Age Distribution of Complex Life in the Milky Way, *Science*, 2004, vol. 303, p. 59
- Lissauer J. J., Urey prize lecture: On the diversity of plausible planetary systems, *Icarus*, 1995, vol. 114, p. 217
- Lissauer J. J., Barnes J. W., Chambers J. E., Obliquity variations of a moonless Earth, *Icarus*, 2012, vol. 217, p. 77

- Madhusudhan N., Lee K. K., Mousis O., A possible carbon-rich interior in super-Earth 55 Cancri e, *The Astrophysical Journal Letters*, 2012, vol. 759, p. L40
- Marcy G. W., Butler R. P., Planets Orbiting Other Suns, *PASP*, 2000, vol. 112, p. 137
- Martín-Torres F. J., Zorzano M.-P., Valentín-Serrano P., Harri A.-M., Genzer M., Kempinen O., Rivera-Valentin E. G., Jun I., Wray J., Madsen M. B., et al., Transient liquid water and water activity at Gale crater on Mars, *Nature Geoscience*, 2015
- Matteucci F., Francois P., Galactic chemical evolution: abundance gradients of individual elements, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1989, vol. 239, p. 885
- Mello F. S., Zona de Habitabilidade Galáctica para Vida Simples e para Vida Complexa, Universidade de São Paulo, 2014, Tese de Doutorado
- Mena E. D., Israelian G., Hernández J. G., Bond J., Santos N., Udry S., Mayor M., Chemical clues on the formation of planetary systems: C/O versus Mg/SI for Harps GTO sample, *The Astrophysical Journal*, 2010, vol. 725, p. 2349
- Mian Z., Tozer D., No water, no plate tectonics: convective heat transfer and the planetary surfaces of venus and earth, *Terra Nova*, 1990, vol. 2, p. 455
- Mojzsis S. J., Arrhenius G., McKeegan K., Harrison T., Nutman A., Friend C., Evidence for life on Earth before 3,800 million years ago., *Nature*, 1996, pp 55–9
- Nimmo F., McKenzie D., Volcanism and tectonics on Venus, *Annual Review of Earth and Planetary Sciences*, 1998, vol. 26, p. 23
- Noffke N., Christian D., Wacey D., Hazen R. M., Microbially induced sedimentary structures recording an ancient ecosystem in the ca. 3.48 billion-year-old Dresser Formation, Pilbara, Western Australia, *Astrobiology*, 2013, vol. 13, p. 1103
- Ojha L., Wilhelm M. B., Murchie S. L., McEwen A. S., Wray J. J., Hanley J., Massé M., Chojnacki M., Spectral evidence for hydrated salts in recurring slope lineae on Mars, *Nature Geoscience*, 2015
- O'Malley-James J. T., Greaves J. S., Raven J. A., Cockell C. S., In Search of Future Earths: Assessing the possibility of finding Earth analogues in the later stages of their habitable lifetimes, *Astrobiology*, 2015, vol. 15, p. 400

- Oreskes N., Plate tectonics: An insider's history of the modern theory of the Earth. Westview Pr, 2003
- Owen T., , 1994 in , Planetary Systems: Formation, Evolution, and Detection. Springer pp 1–11
- Pagano M., Truitt A., Young P. A., Shim S.-H., The Chemical Composition of τ Ceti and Possible Effects on Terrestrial Planets, *The Astrophysical Journal*, 2015, vol. 803, p. 90
- Piqueras M., Meeting the biospheres: on the translations of Vernadsky's work., *International microbiology: official journal of the Spanish Society for Microbiology*, 1998, vol. 1, p. 165
- Prantzos N., , 2008 in , Strategies of Life Detection. Springer pp 313–322
- Rampino M. R., Caldeira K., The Goldilocks problem: climatic evolution and long-term habitability of terrestrial planets, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 1994, vol. 32, p. 83
- Rubinstein C. V., Gerrienne P., de la Puente G., Astini R., Steemans P., Early Middle Ordovician evidence for land plants in Argentina (eastern Gondwana), *New Phytologist*, 2010, vol. 188, p. 365
- Ruderman M. A., Possible consequences of nearby supernova explosions for atmospheric ozone and terrestrial life, *Science*, 1974, vol. 184, p. 1079
- Rummel J. D., Beaty D. W., Jones M. A., Bakermans C., Barlow N. G., Boston P. J., Chevrier V. F., Clark B. C., de Vera J.-P. P., Gough R. V., et al., A new analysis of Mars "special regions": findings of the second MEPAG Special Regions Science Analysis Group (SR-SAG2), *Astrobiology*, 2014, vol. 14, p. 887
- Sagan C., *The cosmic connection: An extraterrestrial perspective*(Book), Garden City, N. Y., Doubleday and Co., Inc., 1973. 287 p, 1973
- Sagan C., *Conversations with Carl Sagan*. Univ. Press of Mississippi, 2006
- Schaefer L., Sasselov D., The persistence of oceans on Earth-like planets: insights from the deep-water cycle, *The Astrophysical Journal*, 2015, vol. 801, p. 40

- Schulze-Makuch D., Méndez A., Fairén A. G., von Paris P., Turse C., Boyer G., Davila A. F., António M. R. d. S., Catling D., Irwin L. N., A two-tiered approach to assessing the habitability of exoplanets, *Astrobiology*, 2011, vol. 11, p. 1041
- Seegerer A. H., Burggraf S., Fiala G., Huber G., Huber R., Pley U., Stetter K. O., Life in hot springs and hydrothermal vents, *Origins of Life and Evolution of the Biosphere*, 1993, vol. 23, p. 77
- Shapley H., Climatic change: evidence, causes, and effects, *Climatic Change: Evidence, Causes, and Effects*, 1953, vol. 1
- Solomon S. C., Aharonson O., Aurnou J. M., Banerdt W. B., Carr M. H., Dombard A. J., Frey H. V., Golombek M. P., Hauck S. A., Head J. W., et al., New perspectives on ancient Mars, *Science*, 2005, vol. 307, p. 1214
- Spiegel D. S., Menou K., Scharf C. A., Habitable climates: the influence of obliquity, *The Astrophysical Journal*, 2009, vol. 691, p. 596
- Spitoni E., Matteucci F., Sozzetti A., The galactic habitable zone of the Milky Way and M31 from chemical evolution models with gas radial flows, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 2014, vol. 440, p. 2588
- Strom R., Schaber G., Dawson D., The global resurfacing of Venus. In *Bulletin of the American Astronomical Society* , vol. 25, 1993, p. 1084
- Strughold H., The Green and Red Planet., *The American Journal of the Medical Sciences*, 1954, vol. 227, p. 240
- Strughold H., The ecosphere of the sun., *The Journal of aviation medicine*, 1955, vol. 26, p. 323
- Teixeira W., de Toledo M. C. M., Fairchild T. R., TAIOLI F., *Decifrando a terra. Oficina de textos*, 2003
- Urey H. C., On the early chemical history of the earth and the origin of life, *Proceedings of the National Academy of Sciences of the United States of America*, 1952, vol. 38, p. 351

- Valentine J. W., Jablonski D., Erwin D. H., Fossils, molecules and embryos: new perspectives on the Cambrian explosion, *Development*, 1999, vol. 126, p. 851
- Walker J. C., Hays P., Kasting J., A negative feedback mechanism for the long-term stabilization of the Earth's surface temperature, *Journal of Geophysical Research*, 1981, vol. 86, p. 9776
- Ward P., *Out of Thin Air:: Dinosaurs, Birds, and Earth's Ancient Atmosphere*. National Academies Press, 2006
- Weidenschilling S., Aerodynamics of solid bodies in the solar nebula, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 1977, vol. 180, p. 57
- Weidenschilling S., Growing Jupiter the hard way. In *Bulletin of the American Astronomical Society* , vol. 30, 1998, p. 1050
- Wendel J. F., Parks C. R., Genetic diversity and population structure in *Camellia japonica* L.(Theaceae), *American Journal of Botany*, 1985, pp 52–65
- Wetherill G., The formation and habitability of extra-solar planets, *Icarus*, 1996, vol. 119, p. 219
- Williams D. M., *The stability of habitable planetary environments*, The Pennsylvania State University, 1998, Tese de Doutorado
- Woodward F., Smith T. M., Global photosynthesis and stomatal conductance: Modelling the controls by soil and climate, *Advances in Botanical Research*, 1994, vol. 20, p. 1
- Young P. A., Desch S. J., Anbar A. D., Barnes R., Hinkel N. R., Koppurapu R., Madhusudhan N., Monga N., Pagano M. D., Riner M. A., et al., Astrobiological stoichiometry, *Astrobiology*, 2014, vol. 14, p. 603