

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

Marcelo Augusto dos Santos Filho

Modelo de Evolução Galáctica com *Infall* Aleatório

São Paulo
2019

Marcelo Augusto dos Santos Filho

Modelo de Evolução Galáctica com *Infall* Aleatório

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.

Área de Concentração: Astronomia

Orientadores: Prof^a. Dr^a. Thais Eunice Pires Idiart e
Prof. Dr. Roberto Dell’Aglío Dias da Costa

**Versão corrigida. O original encontra-se disponível
na Unidade**

São Paulo
2019

À minha esposa e aos meus pais

Agradecimentos

Agradeço primeiramente a Deus por me dar condições, sabedoria e força nos momentos de dificuldade, sem as quais não chegaria até aqui.

À minha esposa Isabela e aos meus pais e irmão, Marcelo, Denise e Caio, que me suportaram e encorajaram em momentos desafiadores, que sempre acreditaram que chegaria até aqui e que, cada um à sua maneira, cooperaram grandemente para essa realização.

Aos professores Thais E. Pires Idiart e Roberto Dell'Aglio Dias da Costa, que aceitaram serem meus orientadores mesmo sabendo que não teria condições de me dedicar exclusivamente ao mestrado por conta de compromissos profissionais, mas que demonstraram paciência e sempre se mostraram prontos para me auxiliar em quaisquer dúvidas com relação ao projeto.

Ao professor José Pacheco, que atualmente trabalha com simulações cosmológicas de N-corpos, que se mostrou muitíssimo solícito ao me dedicar tempo e auxílio dentro de sua agenda, quando me achei diante de um obstáculo no desenvolvimento teórico do projeto. Graças à sua ajuda, o modelo proposto pode se aproximar mais da realidade observada.

E aos professores Walter Maciel, Jorge Melendez, Silvia Rossi, Laerte Sodre e Paula Coelho, com os quais tive a oportunidade de aprender conceitos fundamentais para o desenvolvimento desse projeto, e que me inspiraram a estudar mais sobre os aspectos do Universo.

“Tudo e todos se dirigem para o mesmo fim; tudo vem do pó e tudo retorna ao pó”
Eclesiastes 3:20

Resumo

Santos F., M. A. **Modelo de Evolução Galáctica com *Infall* Aleatório**. 2019. São Paulo. 106 p. Dissertação (Mestrado em Astronomia – Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo, 2019. (Orientadores: Prof^a Dr^a. Thais Eunice Pires Idiart e Prof^o Dr. Roberto Dell’Aglío Dias da Costa)

Galáxias são consideradas os faróis que iluminam as regiões mais distantes do Universo, sendo portanto as peças fundamentais que compõem o nosso universo observável. Compreender como galáxias de diversas morfologias se formam e evoluem é essencial se quisermos realizar cosmologia de precisão. No entanto, sua formação ainda é um processo um tanto quanto enigmático. Modelos cosmológicos modernos parecem bem sucedidos em explicar as maiores estruturas do Universo. No entanto, ainda falta uma imagem completa de como as galáxias são capazes de formar suas estrelas da maneira como as vemos e sua evolução através do tempo cósmico.

Nessa dissertação aperfeiçoamos o modelo semi-analítico de evolução química de galáxias elípticas desenvolvido por Idiart et al. (2007), de modo a considerar eventos de *infall* aleatório no tempo, como feito atualmente na maior parte das simulações cosmológicas de N corpos, desconsiderando o vento galáctico como fonte de gás quente observado ao redor de galáxias elípticas.

O modelo considera a acreção de gás frio e pobre em metais, oriundo dos filamentos galácticos, na formação de galáxias, para uma avaliação mais clara do impacto dos modelos de *infall* aleatório na sua evolução. Futuramente consideraremos um modelo de *infall* de gás quente e frio, para que possamos explicar também a presença de gás quente ao redor das galáxias elípticas. Para a execução foi utilizado o *software* livre R e os resultados foram testados e comparados com o modelo de *infall* exponencial de Idiart et al. (2007) e com dados observados.

Os resultados mostram que um modelo de *infall* aleatório não é, por si mesmo, suficiente para explicar os dados observados de galáxias elípticas, pois podem apresentar idades médias de população estelar muito inferiores ao observado atualmente. Consequentemente foram propostos modelos de *infall* aleatório cuja acreção da maior parte do gás ocorre após poucos bilhões de anos do começo da formação da galáxia, de modo que os modelos de evolução química gerassem resultados compatíveis com os dados observados.

Palavras chaves: Galáxias elípticas, evolução química, *infall* aleatório

Abstract

Santos F., M. A. **Galactic Evolution Model with Random Infall**. 2019. São Paulo. 106 p. Dissertation (Masters in Astronomy – Astronomy, Geophysics and Atmospheric Sciences Institute, University of São Paulo, São Paulo, 2019. (Advisors: Prof^a Dr^a. Thais Eunice Pires Idiart e Prof^o Dr. Roberto Dell’Aglío Dias da Costa)

Galaxies are considered lighthouses that light up most far regions of the universe, and therefore can be seen as fundamental parts of the observable universe. Understand how galaxies of different morphologies form and evolve is essential if we want to do precision cosmology. However, their formation is still an enigmatic process. Modern cosmological models seem to be well successful to explain the biggest structures in the universe. However, a complete image about how galaxies form their stars as we see and its evolution in time is still missing.

In this dissertation we improve the chemical evolution model of elliptical galaxies developed by Idiart et al. (2007), so we can consider random infall in time, as currently made in most of the N-body cosmological simulations, not considering the galactic wind as the source of hot gas around elliptical galaxies.

The model considers a metal-poor cold gas accretion, coming from galactic filaments, for a clearer assessment of the impact of random infall models on their evolution. Further, we will consider a mixed hot and cold gas infall to explain the presence of hot gas around elliptical galaxies. The execution was made using the free software R, and the results were tested and compared with the exponential infall model from Idiart et al. (2007) and observational data.

Results show that a simple random infall model is not enough to explain observational data from elliptical galaxies, since they may present average ages of the stellar population much lower than observed. In consequence, random infall models were proposed, for which accretion of most of the gas occurs after a few billion years from the beginning of the formation of the galaxy, so that chemical evolution models generate results compatible with the observed data.

Key words: Elliptical galaxies, chemical evolution, random infall

Lista de Abreviaturas e Siglas

IMF	<i>Initial Mass Function</i> – Função de Massa Inicial
SFR	<i>Star Formation Rate</i> – Taxa de Formação Estelar
Mpc	Mega Parsec
SSP	<i>Simple Stellar Population</i> - População Estelar Simples
AGN	<i>Active Galactic Nuclei</i> – Núcleo Galáctico Ativo
ISM	<i>Interstellar Medium</i> – Meio Interestelar
IRA	<i>Instantaneous Recycling Approximation</i> – Aproximação de Reciclagem Instantânea
Λ -CDM	<i>Lambda - Cold Dark Matter</i> – Lambda – Matéria Escura Fria

Lista de Figuras

Figura 2.1 – Simulação Bolshoi	22
Figura 2.2 – <i>Infall</i> aleatório com $seed=1$	27
Figura 2.3 – <i>Infall</i> exponencial aleatório com $seed=1$	28
Figura 2.4 – <i>Infall</i> exponencial aleatório com $seed=2$	29
Figura 2.5 – <i>Infall</i> exponencial aleatório com $seed=3$	30
Figura 2.6 – <i>Infall</i> exponencial aleatório com $seed=6$ com $t_{infall} = 1Gano$	31
Figura 2.7 – <i>Infall</i> exponencial aleatório com $seed=6$ com $t_{infall} = 8Ganos$	32
Figura 2.8 – Comparativo entre IMFs	38
Figura 2.9 – Relação da massa da estrela com tempo de vida na Sequência Principal	40
Figura 2.10 – Geração de energia por ciclo de queima	43
Figura 2.11 – Sistema binário cerrado	44
Figura 2.12 – Relação entre $[Fe/H]$ e $[O/Fe]$ em espirais	45
Figura 3.1 – Massa da galáxia no tempo com <i>infall</i> exponencial	51
Figura 3.2 – Fração de gás no tempo com <i>infall</i> exponencial	52
Figura 3.3 – Massa da galáxia no tempo com <i>infall</i> aleatório	53
Figura 3.4 – Fração de gás no tempo com <i>infall</i> aleatório	54
Figura 3.5 – Frequência de supernovas no tempo, para <i>infall</i> exponencial	55
Figura 3.6 – Frequência de supernovas no tempo, para <i>infall</i> aleatório	56
Figura 3.7 – <i>Infall</i> aleatório exponencial com $\tau_{infall} = 8 Ga$	57
Figura 3.8 – Fração de gás frio no tempo dependendo do tempo de <i>infall</i>	59
Figura 3.9 – Taxa de formação estelar no tempo dependendo do tempo de <i>infall</i>	60

Figura 3.10 – Taxa de SNIi no tempo dependendo do tempo de <i>infall</i>	61
Figura 3.11 – Taxa de SNIa no tempo dependendo do tempo de <i>infall</i>	62
Figura 3.12 – Relação de [Fe/H] vs [O/Fe] dependendo do tempo de <i>infall</i>	64
Figura 3.13 – Fração total de gás para diversos K	67
Figura 3.14 – Taxa de formação estelar para diversos K	68
Figura 3.15 – Fração de gás quente para diversos K	70
Figura 3.16 – Metalicidade e abundância do Fe para diversos K	71
Figura 3.17 – Abundância do O e do Mg para diversos K	72
Figura 3.18 – Relação de [Fe/H] vs [O/Fe] para diversos K, com <i>infall</i> aleatório de seed=1	73
Figura 3.19 – Relação de [Fe/H] vs [O/Fe] para diversos K, com <i>infall</i> aleatório de seed=1, com detalhe nos últimos 4 Ga	74
Figura 3.20 – Dependência da IMF com o coeficiente γ	75
Figura 3.21 – Fração total de gás por K	77
Figura 3.22 – Taxa de formação estelar por K	79
Figura 3.23 – Frequência de SNIi com K	80
Figura 3.24 – Frequência de SNIa com K	81
Figura 3.25 – Relação entre (U-V) e M_b para dados observados e modelo	83
Figura 3.26 – Relação entre Mg_2 e H_β para dados observados e modelo	85
Figura 3.27 – Relação entre $\langle Fe \rangle$ e Mg_2 para dados observados e modelo	86
Figura 3.28 – Relação entre [Fe/H] e [O/Fe] com K	87
Figura 6.1 – Fração de gás total em modelos com e sem <i>IRA</i>	93
Figura 6.2 – Saída do algoritmo gerador de números pseudoaleatórios	95

Lista de Tabelas

Tabela 2.1 – Massa da estrela x tempo na sequência principal	39
Tabela 2.2 – Massa ejetada por uma SNIa, por elemento	48
Tabela 2.3 – Massa ejetada por uma SNIa, por elemento	48
Tabela 3.1 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $\tau_{infall} = 1 Ga$	65
Tabela 3.2 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $\tau_{infall} = 8 Ga$	65
Tabela 3.3 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $K=10$	84
Tabela 3.4 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $K=20$	84
Tabela 6.1 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $seed=1$ e $infall$ aleatório simples	96
Tabela 6.2 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $seed=2$ e $infall$ aleatório exponencial de $\tau_{infall} = 1 Ga$	97
Tabela 6.3 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $seed=2$ e $infall$ aleatório exponencial de $\tau_{infall} = 8 Ga$	98
Tabela 6.4 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $seed=3$ e $infall$ aleatório exponencial de $\tau_{infall} = 1 Ga$	99
Tabela 6.5 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $seed=3$ e $infall$ aleatório exponencial de $\tau_{infall} = 8 Ga$	100
Tabela 6.6 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $seed=6$ e $infall$ aleatório exponencial de $\tau_{infall} = 1 Ga$	101
Tabela 6.7 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $seed=6$ e $infall$ aleatório exponencial de $\tau_{infall} = 8 Ga$	102
Tabela 6.8 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $seed=7$ e $infall$ aleatório exponencial de $\tau_{infall} = 1 Ga$	103
Tabela 6.9 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $seed=7$ e $infall$ aleatório exponencial de $\tau_{infall} = 1 Ga$ e massa de 2×10^{10} massas solares	104

Tabela 6.10 – Propriedades e índices de cor do modelo, para $seed=7$ e $infall$ aleatório exponencial de $\tau_{infall} = 1 Ga$ e massa de 2×10^{12} massas solares 104

Tabela 6.11 – Dados observacionais de índices espectrais e fotométricos de galáxias elípticas 105

Sumário

1	Introdução.....	20
2	Fundamentação Teórica	26
2.1	<i>Infall</i>	26
2.2	Sistema de Equações de Evolução da Fração de Massa de Gás.....	32
2.3	Equação de Formação e Evolução de Gás Quente	34
2.4	Fração de Gás Ejetado	36
2.4.1	Taxa de Formação de Estrelas (SFR).....	36
2.4.2	Função de Massa Inicial.....	37
2.4.3	Massa de Remanescentes	38
2.4.4	Relação Entre Massa Estelar e Tempo de Vida na Sequência Principal.....	39
2.5	Eventos de Supernova	41
2.5.1	Supernovas do Tipo II	41
2.5.2	Supernovas do Tipo Ia	43
2.6	Equações de Evolução Química.....	47
2.7	Vento Galáctico.....	49
3	Resultados.....	50
3.1	Impacto do cenário de <i>infall</i> no modelo.....	50
3.2	Impacto da eficiência de formação estelar no modelo.....	66
3.3	Impacto dados diferentes expoentes para a função de massa inicial (IMF)	75
4	Conclusões e Perspectivas.....	88
5	Referências Bibliográficas	90
	Apêndice A - Impacto da Hipótese de Reciclagem Instantânea	92
	Apêndice B - Gerador de números aleatórios	95
	Apêndice C – Demais resultados	96
	Apêndice D - Dados observacionais de galáxias elípticas	105

1 Introdução

Toda a matéria que se observa no Universo é produto de bilhões de anos de evolução de galáxias. Consequentemente, áreas de pesquisa em astrofísica, tais como cosmologia e astrofísica extragaláctica têm como um de seus principais objetivos a compreensão de como galáxias se formam e como evoluem.

De uma forma geral galáxias podem ser consideradas como sistemas estelares complexos e auto gravitantes, formados por matéria escura, estrelas, remanescentes de evolução estelar, gás, poeira, planetas e restos da formação de sistemas solares, tais como cometas e asteroides. Esta variedade de objetos pode ser utilizada para a compreensão detalhada da formação e evolução de galáxias, tal como é feito especificamente para a nossa Galáxia.

Particularmente através do estudo do conteúdo estelar de uma galáxia, inferem-se informações importantes sobre seu processo de formação, de enriquecimento químico e evolução temporal. No entanto, distintamente da Galáxia e de outras galáxias mais próximas, o estudo de populações estelares de galáxias distantes pode ser efetuado somente através da análise de sua luz total, já que não temos acesso às suas estrelas individualmente. Para que se obtenham informações referentes à formação e evolução de uma galáxia, é necessária a elaboração de modelos que expliquem as suas propriedades integradas observadas, como por exemplo, suas cores ou espectros.

Galáxias elípticas compõem as mais simples das classes morfológicas principais definidas por Hubble em 1936, aparentemente sem subestruturas relevantes e com população estelar predominantemente velha. A falta de gás frio interestelar indica que não há formação estelar recente significativa. Representada pela letra **E**, elíptica é o tipo de Hubble que possui maior variação de tamanho e massa. Elípticas anãs possuem tamanho e massa da ordem de aglomerados globulares e elípticas gigantes têm tamanhos de cerca de alguns Mpc. Por conter populações estelares que estão entre as mais velhas do universo, o estudo da formação e evolução de galáxias elípticas é uma das peças fundamentais para a compreensão da evolução do universo como um todo.

Através do que se conhece sobre a formação e evolução dessas galáxias, é possível criar modelos de evolução química que possam reproduzir suas grandezas integradas observáveis, tais como magnitudes, índices de cor e espectroscópicos para um ajuste com os dados observados. Este conjunto de quantidades integradas permite a obtenção de informações fundamentais sobre tipos diferentes de galáxias, tais como a idade média e abundâncias médias de suas populações estelares, já que cada um desses índices integrados é sensível de diferentes maneiras a estas

quantidades, como pode ser visto em Worthey (1994). Além disso, pode-se inferir as curvas de evolução química, de evolução do gás interestelar e formação de estrelas, bem como o seu histórico de enriquecimento químico.

Os primeiros modelos propostos eram puramente analíticos, uma vez que o poder computacional disponível era escasso. É possível ver exemplos desses modelos em Searle e Sargent (1972) e em Audouze e Tinsley (1976), onde os modelos propostos são do tipo caixa fechada ou com algum *infall* que se equilibra com a taxa de formação estelar.

Mesmo simplificados, esses modelos foram capazes de expandir o conhecimento sobre o tema na época, além de pavimentar o caminho para modelos mais elaborados. Porém conforme dados observacionais mais completos eram coletados, viu-se a necessidade de aperfeiçoar os modelos.

Por exemplo, para a nossa galáxia, muito se discutiu sobre o conhecido “Problema das Anãs G”, uma vez que os modelos até aquele momento previam uma quantidade muito maior de estrelas de baixa massa do que de fato era observado. Foram apresentadas diversas propostas para esse problema, como por exemplo admitir que o gás que provém do *infall* chega ao sistema já enriquecido, proposto por Truran e Cameron (1971).

Hoje é conhecido que as galáxias não estão sozinhas no Universo (cerca de 70-80% das galáxias não se encontram isoladas no universo), e que geralmente fazem parte de pares, grupos e de aglomerados. Esses aglomerados estão gravitacionalmente ligados em estruturas maiores chamados superaglomerados e, por fim, esses superaglomerados formam estruturas chamadas **filamentos**, que estão dentre as maiores estruturas no Universo.

O primeiro deles a ser descoberto foi o Complexo de Superaglomerados de Pisces-Cetus, assim nomeado pelo astrônomo R. Brent Tully em 1987 (Tully, 1987). Depois desse, diversos filamentos foram identificados de modo a ser possível construir um mapa de grandes estruturas do Universo. As próprias galáxias se formam através do colapso do gás contido nesses filamentos, e no decorrer no tempo podem ainda vir a acretar gás primordial vindo destes mesmos filamentos.

Simulações cosmológicas inclusive são capazes de reproduzir os filamentos e, a partir deles, a formação de galáxias, como é possível ver na figura 2.1, resultado da Simulação Bolshoi (IEEE Spectrum, Oct/2012). A figura mostra uma sessão da simulação onde é possível ver aglomerados e superaglomerados de galáxias unidos por filamentos de gás, que abastecem constantemente os sistemas (galáxias, aglomerados e superaglomerados) com gás primordial.

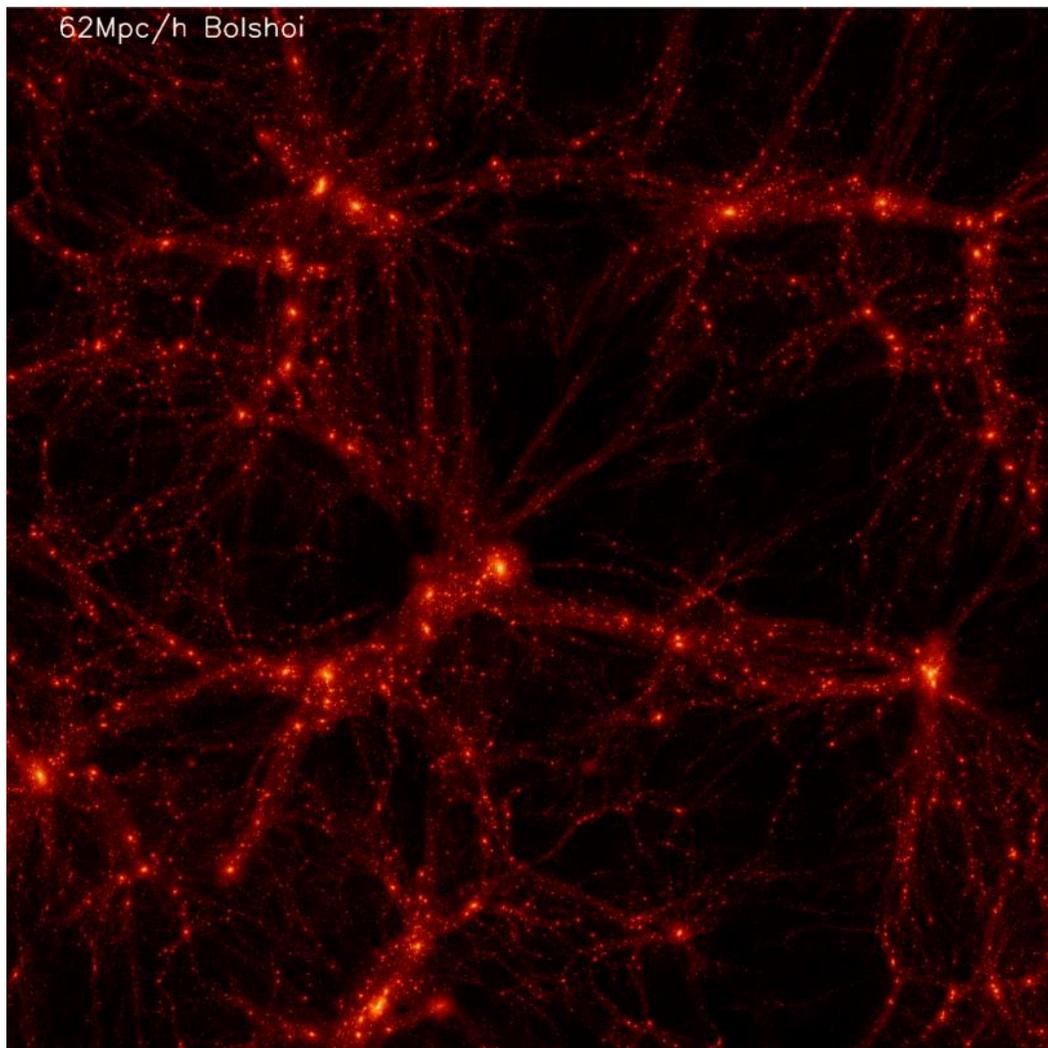


Figura 2.1: Exemplo da simulação cosmológica Bolshoi

Além de galáxias, esses filamentos possuem gás primordial que flui constantemente em direção às galáxias. De acordo com o tipo de *infall* utilizado, seja ele de gás frio ou quente, com metalicidade nula (somente hidrogênio) ou já enriquecido, os modelos propostos chegam a diferentes conclusões.

Com o crescimento na acessibilidade dos pesquisadores aos computadores, começaram a surgir modelos semi analíticos, que partem de um sistema de equações sem solução analítica, como por exemplo Chiappini et al. (1996), Idiart et al. (2007) e Pagel (2009). O grande diferencial desses modelos é que eles permitem que sejam considerados quantos fenômenos forem possíveis mensurar no sistema de equações, além de não ser necessário optar por simplificações como a *IRA - Instantaneous Recycling Approximation*.

Por fim, graças à grande disponibilidade de poder computacional, hoje é possível criar modelos quimiodinâmicos como o de Samlad e Gerhard (2003) onde halo, bojo e disco são tratados separadamente e num modelo tridimensional de acordo com o modelo cosmológico Λ CDM. Ou ainda modelos como a Simulação Bolshoi (2012), onde é possível simular distribuições de matéria luminosa e escura via equações de muitos corpos.

Em Idiart et al. (2007) foram desenvolvidos modelos de evolução química e de síntese de populações simples para o estudo de uma amostra de galáxias elípticas a *redshift* zero. Neste trabalho utilizou-se índices de cor e índices espectrais de Lick (conforme definidos em Faber et al. 1985) para a análise quantitativa da luz total vinda das elípticas. O conjunto dos índices integrados de cor e espectral medidos nas galáxias pode fornecer estimativas das abundâncias médias de elementos químicos e as idades médias das populações estelares que formam cada galáxia.

As propriedades integradas observadas e o enriquecimento químico de uma galáxia são resultantes da formação de sucessivas gerações de estrelas, que por sua vez se formam em grupos, essencialmente nos chamados aglomerados estelares. Cada um destes aglomerados estelares, caracterizados por um intervalo estreito de idade e abundâncias químicas, pode ser descrito por um modelo de população estelar simples (SSP). A luz total vinda de uma galáxia pode então ser reproduzida através da superposição da luz vinda de cada SSP, cuja distribuição de idade e abundâncias é consequência direta da história de formação estelar da galáxia. Portanto, a análise da luz total vinda de uma galáxia requer o desenvolvimento de modelos que descrevam a história da formação de sua geração sucessiva de estrelas, bem como a história de seu enriquecimento químico. Através de modelos de evolução química, obtêm-se a distribuição de idades e abundâncias das SSP que constituem a galáxia, e com isso se pode interpretar as propriedades integradas observadas.

Em Idiart et. al (2007) também foram comparadas as previsões de idades e abundâncias médias de suas populações estelares considerando-se galáxias elípticas aproximadamente como populações simples, e como populações múltiplas, através de modelos evolutivos que descrevem a formação de gerações de estrelas, possuindo, portanto, uma distribuição de diferentes populações estelares. O modelo de população múltipla descreve a evolução química de galáxias elípticas basicamente através de um modelo de zona única, sem aproximação de reciclagem instantânea, com *infall* contínuo que cai exponencialmente e onde o processo de *feedback* é simulado assumindo-se um meio interestelar de duas fases: quente e fria.

O objetivo do presente trabalho é elaborar um modelo de evolução química para galáxias elípticas isoladas que assuma um *infall* aleatório e considere os efeitos de formação de múltiplas populações estelares. Este modelo é agregado ao modelo desenvolvido em Idiart et al (2007) para a geração das quantidades observadas, tais como magnitudes integradas, índices de cor e

espectroscópicos integrados e a partir dos resultados gerados, avaliar quais cenários propostos são condizentes com o que se observa no Universo atualmente. Adicionalmente, são previstas as curvas de evolução química, as abundâncias médias e idades médias da população estelar de galáxias elípticas típicas em *redshifts* zero.

O trabalho será dividido da seguinte maneira: no capítulo 2 estão descritos os sistemas de equações e definidos os parâmetros essenciais que compõem o modelo de evolução química de uma galáxia, além de justificar eventuais mudanças com relação ao modelo de Idiart et al. (2007); no capítulo 3 constam os resultados mais significativos obtidos e dispostos em uma ordem de desenvolvimento, em conjunto com uma análise detalhada, além de uma análise comparativa com dados observados; no capítulo 4 vamos às conclusões, que serão apresentadas analisando o modelo como um todo e algumas propostas de aperfeiçoamento do modelo; no capítulo 5 estão as referências bibliográficas utilizadas como suporte para a dissertação; por fim, nos apêndices A, B, C e D são apresentados alguns estudos auxiliares que complementam o trabalho.

2 Fundamentação Teórica

Modelos semi analíticos de formação e evolução de galáxias possuem uma estrutura básica relativamente sólida, embora cada autor tenha certa liberdade para considerar ou desconsiderar um determinado fenômeno, como pode-se ver, por exemplo, em Matteucci (2016), Idiart (2007) e Gibson (1997).

É certo que conforme o nosso entendimento sobre o Universo aumenta, o número de fenômenos que podem ser considerados na simulação também aumenta e, com ela, a complexidade. Por isso um equilíbrio entre complexidade e acurácia é determinado por cada pesquisador.

Em todas as simulações realizadas será assumido que a galáxia se formou logo nos primeiros instantes de vida do Universo, de modo que nos tempos atuais ela terá 14 bilhões de anos (*Planck Collaboration*, 2018).

2.1 *Infall*

O modelo de Idiart (2007) considerou um evento de *infall* de gás para a formação de galáxias que diminui exponencialmente, segundo a equação abaixo:

$$\frac{df_{infall}}{dt} = C e^{\frac{-t}{\tau_{infall}}} \quad (2.1)$$

Onde C é uma constante e τ_{infall} é a escala de tempo de *infall* de gás frio.

Essa função busca expressar o comportamento de uma galáxia que se forma por um colapso abrupto da massa de gás, isto é, a maior parte da massa de gás é acreta logo no início da formação da galáxia e, com o tempo, a taxa de acreção de massa diminui. Esse tipo de *infall* gera modelos em que há um surto de formação estelar logo no início da formação galáctica, seguido de uma queda abrupta até que, nos dias atuais, a frequência de formação de novas estrelas é escassa. E isso é bastante condizente com o conhecimento que temos sobre galáxias elípticas.

Porém dificilmente um fenômeno de natureza tão aleatória como o *infall* seguiria uma curva tão suave e monotônica, por isso uma alternativa ao *infall* exponencial de uma nuvem gigante de gás isolada (que foi considerada em Idiart et al 2007) é um modelo em que o *infall* possui um comportamento aleatório ao longo do tempo, e sua origem vem de filamentos cujas nuvens de gás eventualmente colapsam.

Um exemplo desse tipo de função de *infall* aleatório pode ser visto na figura 2.2 abaixo, onde é possível ver que a taxa de acreção está presente durante todo o tempo de formação da galáxia (no eixo horizontal dado em unidades de 14 bilhões de anos).

A figura 2.2 descreve como os eventos aleatórios ocorrem no tempo, e por se tratarem de eventos aleatórios gerados a partir de um algoritmo, é necessário definir a semente usada na criação do vetor de números aleatórios (*seed*), de modo que os resultados sejam replicáveis. Mais informações sobre o algoritmo gerador de números aleatórios podem ser encontradas no apêndice B.

Primeiramente foi necessário criar um vetor de números aleatórios de dimensão N , de modo que o tempo que cada taxa de *infall* atua sobre a galáxia será o tempo de Hubble (aproximadamente 14 bilhões de anos – *Planck Collaboration* (2018)) dividido por N . Com isso, e sabendo que a massa total acreçada pelos eventos de *infall* ao final dos 14 bilhões de anos deverá ser igual à massa total final da galáxia, foi necessário dividir pela massa total. Desse modo, a taxa de *infall* está em unidades de massa total da galáxia M_{gal} por 14 bilhões de anos.

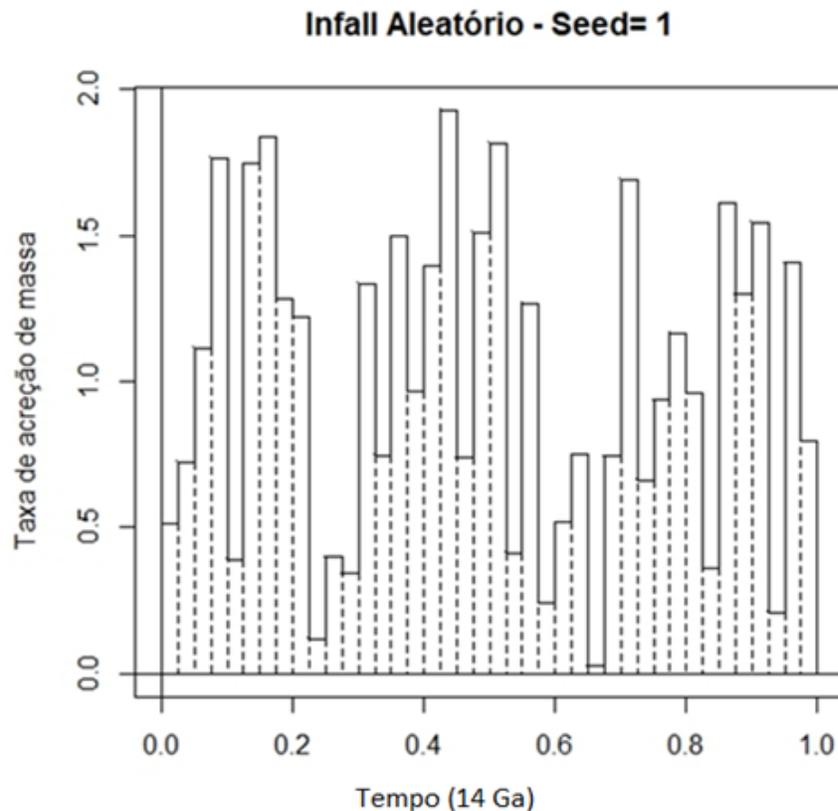


Figura 2.2: Exemplo de eventos aleatórios segundo uma função degrau.

Porém, como será demonstrado nos capítulos posteriores, os dados observados para galáxias elípticas são melhor reproduzidos quando o máximo da formação estelar ocorre logo no começo da formação da galáxia, de modo que consideramos eventos de *infall* aleatórios modulados por uma função com comportamento de queda de acreção de massa com o tempo aproximadamente exponencial.

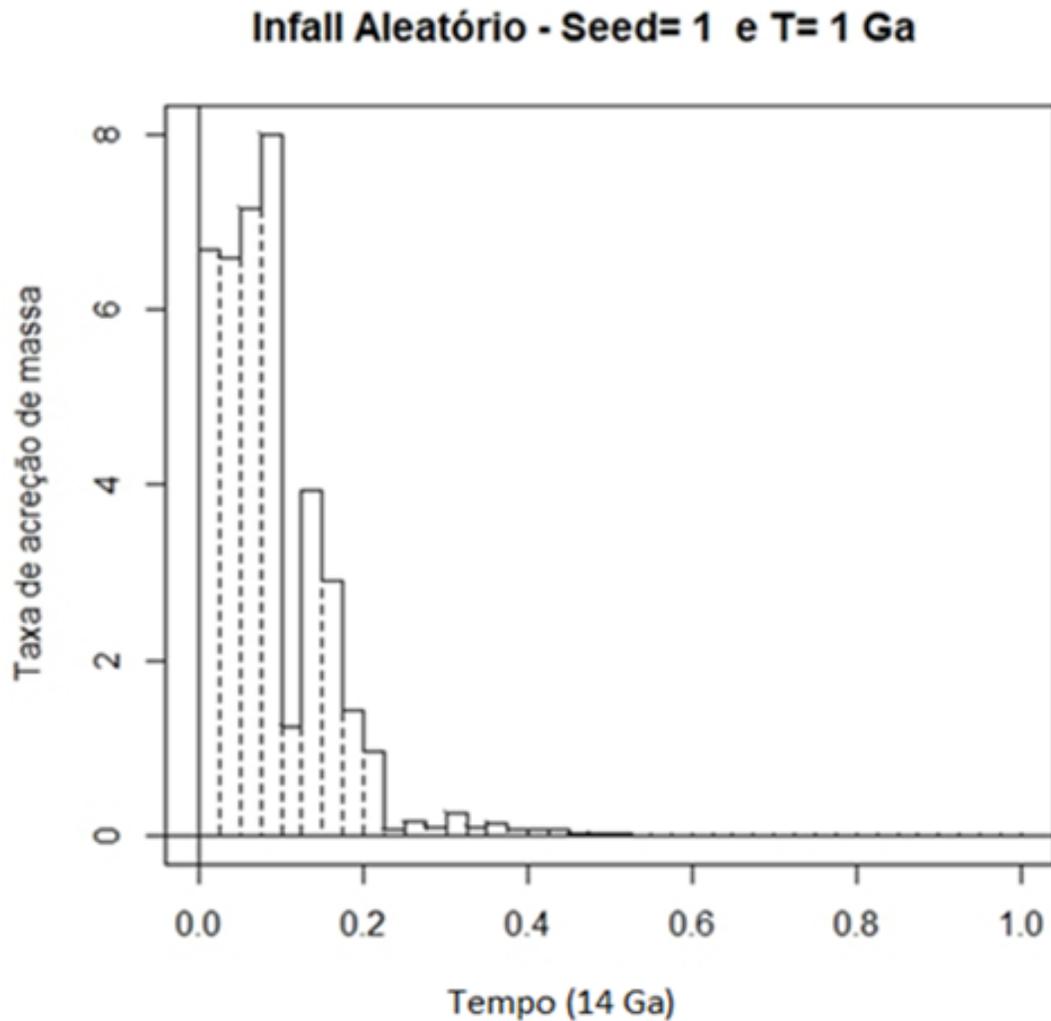


Figura 2.3: Exemplo de *infall* aleatório modulado por uma função de queda aproximadamente exponencial com o tempo. A semente considerada é $seed=1$ e $\tau_{infall} = 1$ Ga.

A figura 2.3 descreve como a taxa de *infall* modulada por uma curva praticamente exponencial varia com o tempo, e nela é possível ver que podem surgir fenômenos novos, que

não ocorrem numa função monotônica como a equação 2.1. Por exemplo, é possível ver que a taxa de acreção de massa possui três picos, com intensidades gradativamente menores, o que não é possível de modelar com uma função exponencial pura.

Como visto na figura 2.2, a curva de eventos aleatórios criada será tal que a soma da massa acreçada ao longo de toda a história da galáxia será igual à massa total final da galáxia. Uma forma de modificarmos essa função afim de que ela tenha um comportamento como o descrito acima é aplicar esses valores numa função exponencial do mesmo tipo da definida na equação 2.1. Essa função possui um parâmetro livre τ_{infall} , chamado tempo de *infall*, de modo que quão menor esse tempo for, maior será a massa acreçada no início da formação da galáxia.

Uma vez que cada semente irá gerar um conjunto diferente de números aleatórios, cada semente tem o potencial de gerar um modelo com características distintas, como é possível ver nas figuras abaixo. Os modelos de *infall* mostrados a seguir são os que foram testados como candidatos à formação de galáxias elípticas, os principais resultados de todos são mostrados no apêndice C e alguns selecionados estão analisados detalhadamente no capítulo 3.

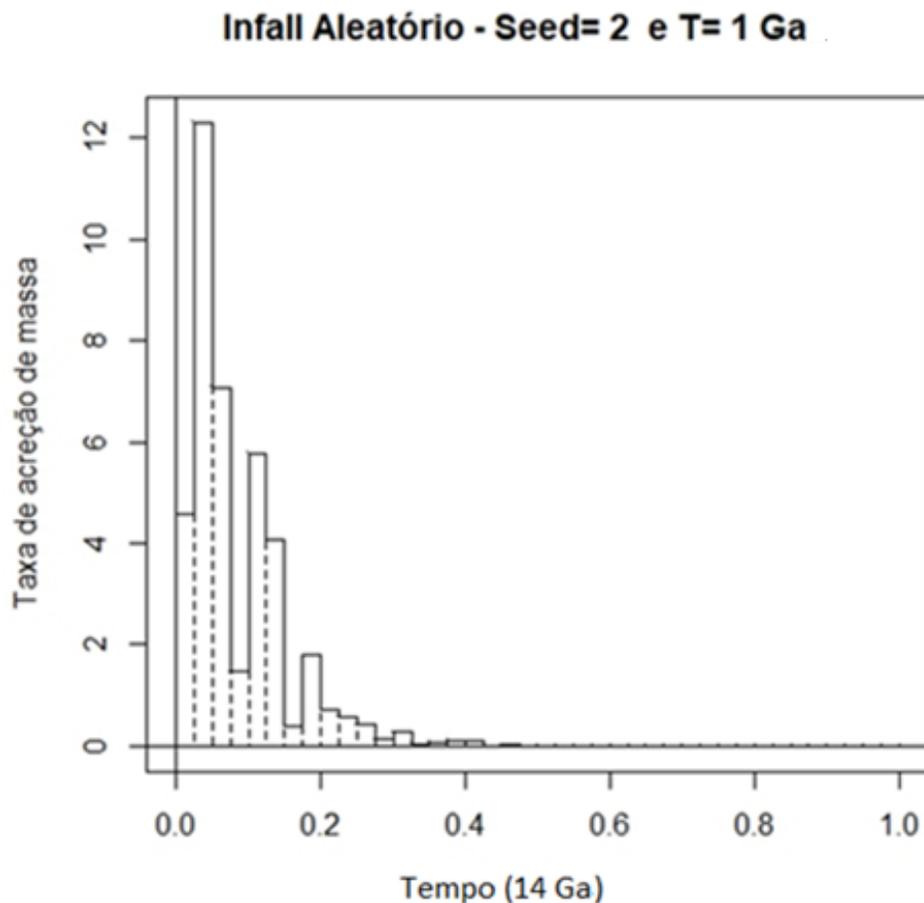


Figura 2.4: *Infall* aleatório com semente *seed*=2 e τ_{infall} = 1Ga

A função de *infall* com *seed*=2 possui uma taxa maior logo no início, quando comparado com a função anterior, o que certamente deverá influenciar fortemente a taxa de criação de novas estrelas e de elementos químicos produzidos, e, conseqüentemente, a história de evolução química da galáxia.

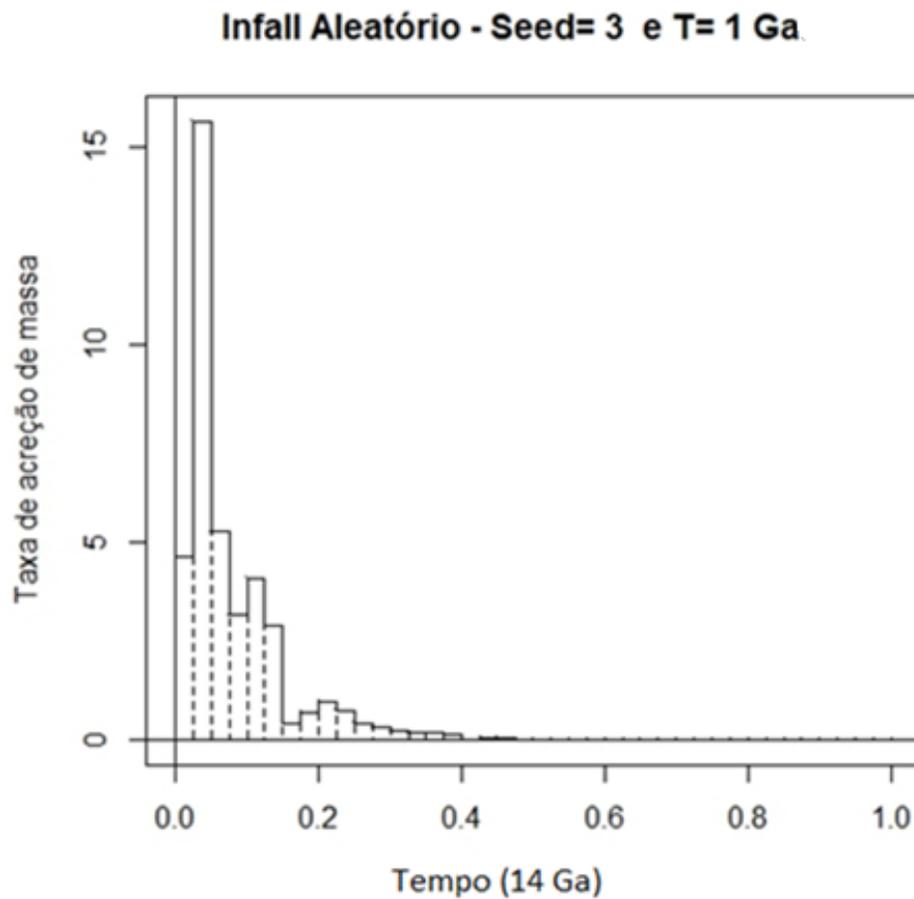


Figura 2.5: *Infall* aleatório com semente *seed*=3 e $\tau_{infall}=1$ Ga.

Nesse cenário é possível ver que o primeiro pico é maior que o dos outros cenários vistos até agora, e por volta de $t=0,2$ (14 Ga) surge um outro pico, que se estende até $t=0,4$ (14 Ga).

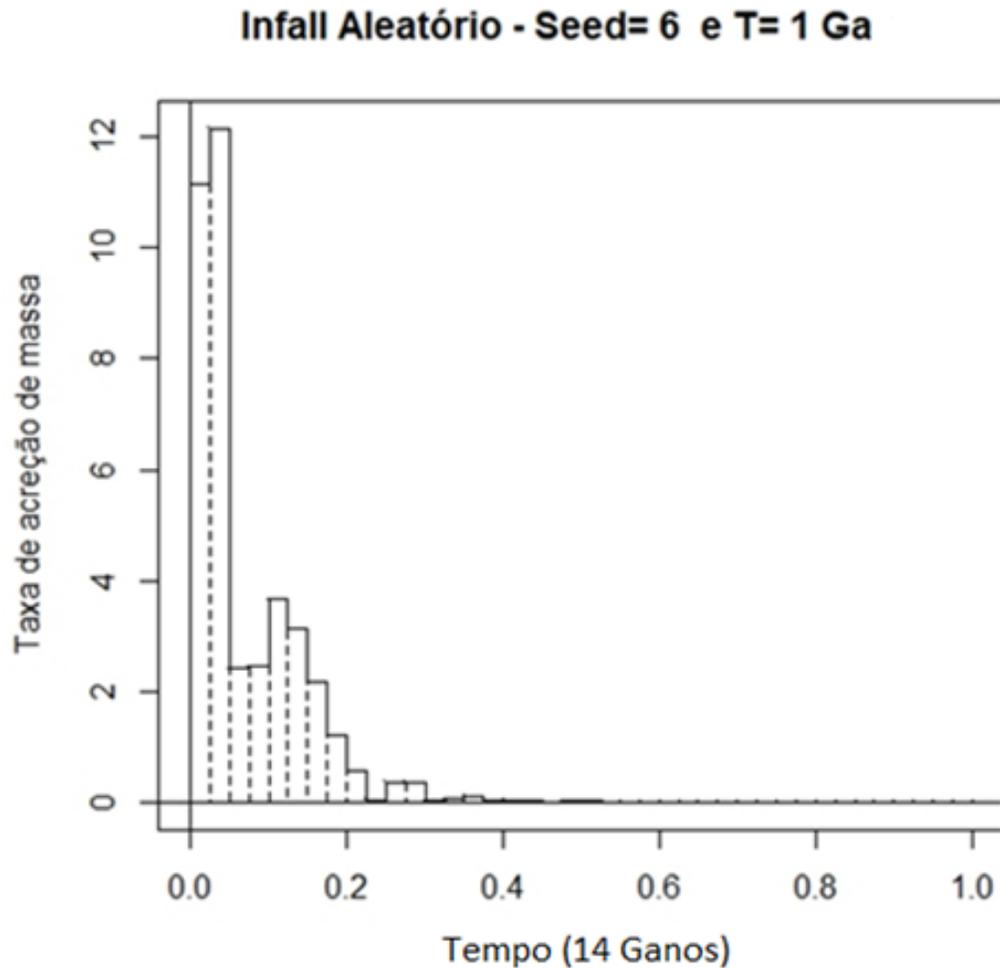


Figura 2.6: *Infall* aleatório com semente $seed=6$ e $\tau_{infall}=1\text{Ga}$

Esse cenário não traz uma curva de *infall* tão concentrada no início da formação galáctica, como vimos até agora. É possível notar que a taxa de acreção de massa é substancialmente alta até $t=0,2$ (unidades de 14 Ga), onde praticamente se extingue. Isso poderia levar a uma população estelar com idade média um pouco mais jovem.

Agora, um cenário em que definitivamente se pode esperar uma população média mais jovem é o exemplo abaixo, onde o tempo de *infall* é de 8 Ga. Com um tempo de *infall* mais longo, não há um surto de formação estelar, como se espera observar em um modelo cujo *infall* seja o da figura 2.6, porém a formação de estrelas irá acontecer numa taxa distribuída ao longo de todo o tempo de formação e evolução da galáxia, de modo que todas as características observadas serão diferentes (vide seção 3.1).

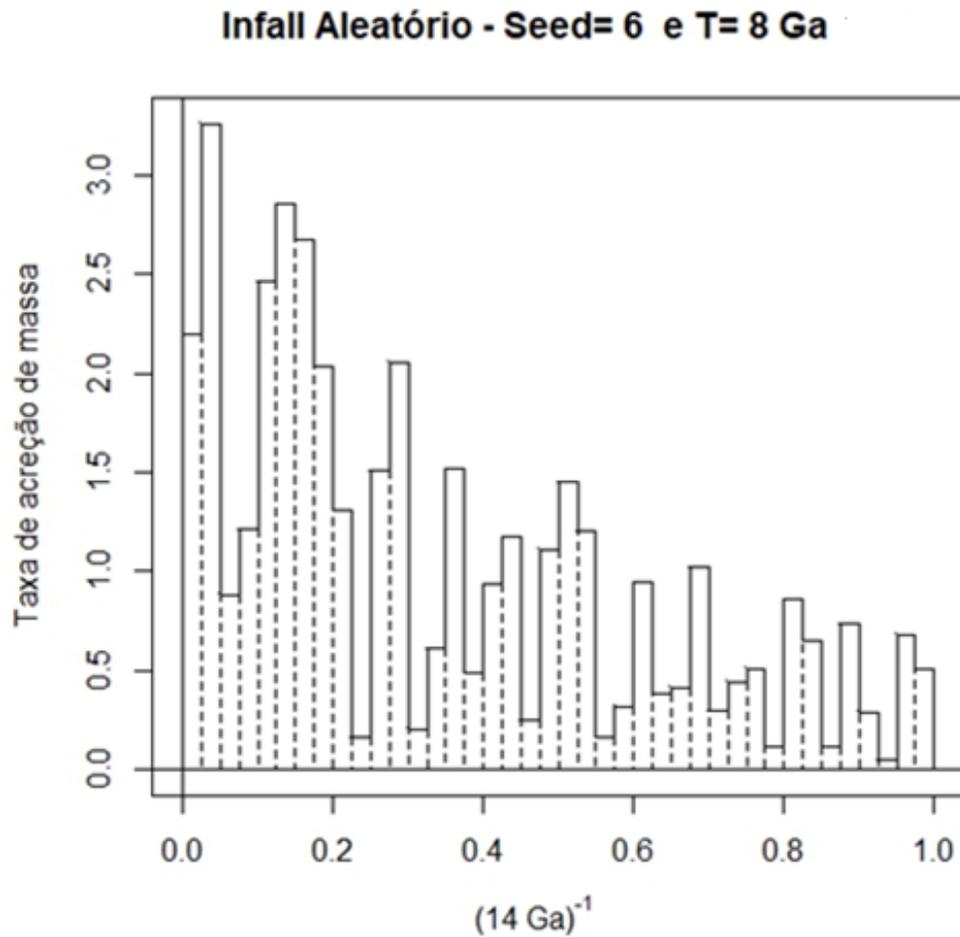


Figura 2.7: *Infall* aleatório com semente $seed=6$ e $\tau_{infall}=8$ Ga

Em todos os exemplos acima, assim como nas funções usadas nos resultados, o N é igual a 40, de modo que a duração de cada evento de *infall* é de 350 milhões de anos e a área abaixo de cada curva soma 1, já que se trata da fração normalizada da massa total da galáxia.

2.2 Sistema de Equações de Evolução da Fração de Massa de Gás

O modelo proposto considera diversos fatores para o cálculo da quantidade de gás disponível numa galáxia, como por exemplo: a taxa de formação estelar, a fração de estrelas que são formadas em um intervalo de massa, o tempo de vida das estrelas, a fração de gás que retorna ao meio interestelar após a morte das estrelas e a quantidade de gás acreta através do *infall*.

Essa quantidade pode ser representada como uma fração da massa total do sistema, que é definido como *fração de massa de gás*. E as equações que modelam o comportamento dessa fração são podem ser representados por dois tipos de equações: (2.2) as que definem a evolução do gás quente que retorna ao meio interestelar pela evolução das estrelas, (2.3) a evolução da fração de massa de gás total, que inclui a evolução do gás quente e frio (Idiart et al 2007).

Neste modelo é considerado que a massa de gás quente é produzida e misturada ao meio interestelar tanto por eventos de supernovas como também localmente por estrelas de massa intermediária e baixa no término de suas vidas (nebulosa planetária), como será demonstrado mais adiante na seção 2.3.

$$\frac{dX_{hot}(t)}{dt} = \frac{m_H \epsilon E}{\langle hv \rangle M_{gal} f_{gas}(t)} v_{SN}(t) + \frac{1}{f_{gas}(t)} \frac{df_{eject}(t)}{dt} - \frac{X_{hot}(t)}{f_{gas}(t)} \frac{df_{gas}(t)}{dt} - \frac{\alpha(T) M_{gal}}{m_H V_{gal}(t)} f_{gas}(t) X_{hot}(t)^2 \quad (2.2)$$

$$\frac{df_{gas}(t)}{dt} = - \frac{df_{stars}(t)}{dt} + \frac{df_{eject}(t)}{dt} + \frac{df_{infall}(t)}{dt} \quad (2.3)$$

Onde, consideramos as quantidades calculadas em cada tempo t e constantes médias:

- $f_{gas}(t)$ é a fração de massa de gás;
- $f_{stars}(t)$ é a fração de massa em forma de estrelas;
- $f_{eject}(t)$ é a fração de massa de gás ejetada das estrelas de volta ao meio interestelar;
- $f_{infall}(t)$ é a fração de massa de gás acrescida à galáxia via *infall*;
- $X_{hot}(t)$ é o percentual da fração de gás que é quente;
- m_H é a massa do átomo de Hidrogênio;
- $v_{SN}(t)$ é a frequência de supernovas;
- M_{gal} é a massa final da galáxia, em massas solares;
- $V_{gal}(t)$ é o volume efetivo da galáxia no tempo t;
- E é a energia liberada por um evento de supernova;
- ϵ é a fração de energia ionizante, assumida 1%;
- $\langle hv \rangle$ é a energia média dos fótons liberados na supernova;
- $\alpha(T)$ é o coeficiente de recombinação do hidrogênio a uma temperatura T.

O formato da galáxia será assumido esférico, de modo que o volume será dado pela relação $V_{gal} = \frac{4}{3}\pi R_{gal}^3$, onde o raio da galáxia é dado em função da massa $f_{INFALL} \times M_{GAL}$ segundo Gibson (1997).

Como consideramos que a matéria que compõe a galáxia vem do *infall*, no início da simulação a massa do sistema é nula, porém conforme a massa de gás é acreta, começam a formar-se estrelas. Uma vez que as estrelas evoluem e morrem, começam a liberar gás quente no meio interestelar, que passa por resfriamento e se recombina, dando continuidade ao ciclo.

Por simplificação, os valores de fração de gás e tempo foram normalizados. Desse modo $f_{gás}(0) = X_{hot}(0) = M_{gás}(0) = 0$, a massa total do sistema em $t=1$ é igual à massa final da galáxia M_{GAL} e $f_{gás}(1)$ é a fração de gás existente atualmente.

2.3 Equação de Formação e Evolução de Gás Quente

Somente gás frio não turbulento pode formar estrelas. Isso se dá por conta de estrelas se formarem por meio do colapso gravitacional de nuvens de gás, e se os átomos da nuvem tiverem muita energia cinética, os mesmos nunca tenderão a se aglomerar.

Porém como se dá o resfriamento do gás, uma vez que as estrelas em seus momentos finais de vida devolvem ao ISM gás quente? Se assumirmos que n_{ions} é a densidade de íons por unidade de volume e que $n_{eletrons}$ é a densidade de elétrons por unidade de volume, então:

$$\frac{dn_{ions}}{dt} = \frac{dn_{ions}^{criados}}{dt} - \alpha(T)n_{ions}n_{eletrons} \quad (2.4)$$

O primeiro termo da equação define a criação de íons, enquanto o segundo termo indica os íons que se recombinaram com elétrons e se tornam “átomos frios”. Supondo que a nuvem seja composta de Hidrogênio, por simplificação, temos que $n_{ions} = n_{eletrons}$.

O processo de ionização do gás também pode ocorrer por uma série de fatores, como colisão entre nuvens de gás, explosões de supernovas próximas ou a presença de um AGN.

Já o processo de recombinação ocorre quando os elétrons perdem energia a ponto de que seja possível se religarem aos íons livres no meio. Esse processo se dá também a partir de colisões ou da emissão de fótons, e é proporcional a um coeficiente que depende da temperatura.

No modelo proposto, eventos de supernova e a massa de gás ejetada por estrelas de massas baixa e intermediária em seus estágios finais de vida serão responsáveis por ionizar o gás,

sendo que a energia média dos fótons ionizantes é de 20 eV. Dessa forma, para que haja a recombinação, o íon terá que partir de um estado de energia de 20 eV para um de, no mínimo, 13,6 eV (a energia mínima de ionização do Hidrogênio neutro).

A partir do teorema de equipartição de energia, um íon em estado livre tem energia cinética $E = \frac{3}{2}k_B T$. Dessa relação é possível obter a temperatura na qual será calculado o coeficiente de recombinação, que é $T=50.000$ K.

É conhecido que, para uma temperatura $T=10.000$ K o coeficiente de recombinação do hidrogênio é $\alpha(T) = 4.18 \times 10^{-13} \text{cm}^3 \text{s}^{-1}$, e a dependência do coeficiente com a temperatura é $\alpha \propto T^{-0.7}$ (Osterbrock e Ferland 2006), portanto o coeficiente de recombinação utilizado no modelo foi $\alpha(T = 50.000 \text{ K}) = 1.3 \times 10^{-13} \text{cm}^3 \text{s}^{-1}$.

A seguir, é possível transformar a densidade volumétrica de íons no número N simplesmente multiplicando pelo volume da galáxia (assumido como esférico) e também é possível separar o primeiro termo do lado direito da equação em duas fontes: os íons criados a partir dos fótons ionizantes de explosões de supernova e os íons retornados ao meio interestelar pelas estrelas em seu estágio final de vida.

$$\frac{dN_{ions}}{dt} = N_{fotons}^{criados} v_{SN}(t) + \frac{dN_{ions}^{eject}}{dt} - \frac{\alpha(T)N_{ions}^2}{V_{gal}} \quad (2.5)$$

Se assumirmos que toda a energia ionizante será absorvida pelo gás, então temos que:

$$N_{fotons}^{criados} = \frac{\epsilon E_{SN}}{\langle hv \rangle} \quad (2.6)$$

Onde ϵ é a fração de energia ionizante, E_{SN} é a energia liberada pela supernova e $\langle hv \rangle$ é a energia média dos fótons ionizantes, que já foi considerada de 20 eV. Agora é possível criar a variável X_{hot} que define a o percentual da fração de gás que está quente.

$$N_{hot} = X_{hot} \frac{M_{gas}}{m_h} = X_{hot} \frac{f_{gas} M_{gal}}{m_h}$$

$$\frac{dN_{hot}}{dt} = \frac{M_{gal}}{m_h} \frac{d(f_{gas} X_{hot})}{dt} = \frac{M_{gal}}{m_h} \left(X_{hot} \frac{d(f_{gas})}{dt} + f_{gas} \frac{d(X_{hot})}{dt} \right) \quad (2.7)$$

Por fim, ao juntarmos os resultados das equações (2.5), (2.6) e (2.7) encontramos a relação que descreve a variação do percentual de gás quente do sistema, como descrito na equação (2.2).

2.4 Fração de Gás Ejetado

Uma vez que as estrelas isoladas se formam, elas devem passar a maior parte de sua vida na sequência principal para depois evoluírem para estágios finais como uma anã branca, estrela de nêutrons ou um buraco negro, dependendo de suas massas iniciais. Nos seus estágios finais de vida, parte do gás das estrelas é ejetado de volta ao meio interestelar.

A função que define a variação do gás ejetado pode ser escrita como:

$$\frac{df_{eject}(t)}{dt} = \int_{m(t)}^{M_{sup}} (m - M_{rem}) \varphi(m) \frac{df_{estrelas}}{dt} (t - \tau_m) dm \quad (2.8)$$

Onde:

- $\frac{df_{estrelas}}{dt} (t - \tau_m)$ é a taxa de estrelas (em fração de massa) formadas no tempo $t - \tau_m$;
- X_{hot} é o percentual da fração de gás que é quente;
- M_{sup} é o limite superior da massa de uma estrela, considerado de 100 massas solares;
- $m(t)$ é a menor massa de uma estrela formada em t ;
- M_{rem} é a massa da remanescente de uma estrela progenitora de massa m ;
- τ_m é o tempo de vida na sequência principal de uma estrela de massa m ;
- $\varphi(m)$ é a Função de Massa Inicial

2.4.1 Taxa de Formação de Estrelas (SFR)

A fração de massa em forma de estrelas pode ser definida através da Taxa de Formação Estelar, que no modelo foi obtida da Lei de Schmidt (1959):

$$\frac{df_{estrelas}}{dt} = \psi(t) = K f_{cold}(t)^n$$

$$f_{cold}(t) = f_{gas}(t) [1 - X_{hot}(t)] \quad (2.9)$$

Onde K é uma constante multiplicativa (em unidades t^{-1}), que pode ser associada à eficiência de formação estelar, e n é uma potência que, segundo Kennicutt (1998), vale $n=1,4 \pm 0,15$. Por causa das incertezas atribuídas ao valor do coeficiente, e para simplificação do

modelo, consideramos que a Taxa de Formação Estelar é diretamente proporcional à massa de gás no sistema, ou seja, $n=1$. Neste caso mais simples, podemos denominar a constante K de eficiência na formação estelar, ou seja, quanto maior K , maior será a capacidade do sistema em formar estrelas.

2.4.2 Função de Massa Inicial

O primeiro modelo de IMF foi proposto por Salpeter (1955) como sendo uma única lei de potência para todo o espectro de massa - $m\varphi(m) = Am^{-1.35}$. Embora ainda amplamente aplicada em modelos, ela não ajusta bem para estrelas de baixa massa.

Com o tempo outros modelos de IMF foram propostos, como por exemplo o proposto por Kroupa (2002), onde cada intervalo de massa é ajustado por uma função Cm^α com constante multiplicativa e potência diferentes.

Os valores utilizados foram obtidos de Pagel (1997).

$$m\varphi(m) = 0.93m^{0.15}; \quad 0.1 \leq m \leq 0.5$$

$$m\varphi(m) = 0.46m^{-0.85}; \quad 0.5 \leq m \leq 1.0$$

$$m\varphi(m) = 0.46m^{-2.4}; \quad 1.0 \leq m \leq 3.16$$

$$m\varphi(m) = 0.21m^{-1.7}; \quad 3.16 \leq m \leq 100 \quad [2.10]$$

Como é possível ver na figura 2.8, embora a função de Salpeter superestime a quantidade de estrelas de baixa massa, ela é uma alternativa largamente utilizada.

A IMF de Kroupa corrige a distribuição de estrelas de baixa massa, porém, como poderemos ver nos resultados, o comportamento dos índices fotométricos e espectroscópicos de uma galáxia do tipo elíptica são regidos principalmente pela evolução de estrelas de alta massa, de modo que o impacto nos modelos obtido ao utilizar a IMF de Kroupa não justificam o aumento na complexidade.

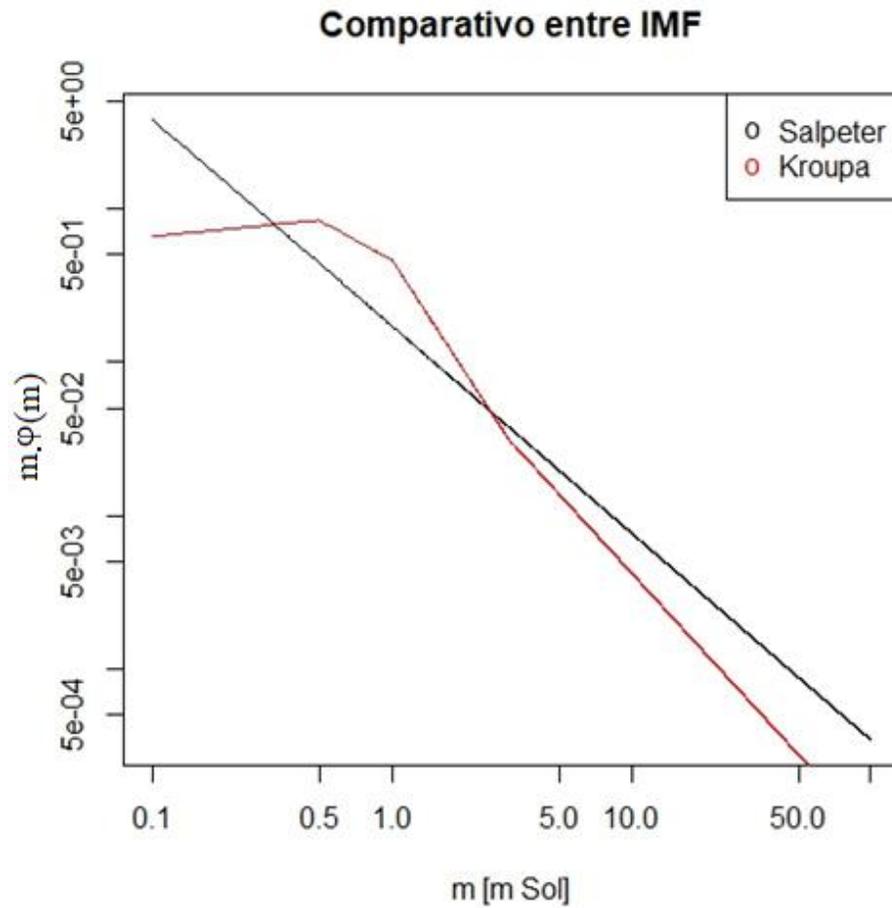


Figura 2.8: Comparativo entre IMF Salpeter e Kroupa

2.4.3 Massa de Remanescentes

Uma vez que uma estrela envelhece e morre nem toda massa volta ao meio interestelar em forma de gás, mas uma parte permanece como um corpo inerte, o chamado remanescente.

A massa dessa remanescente depende da massa da estrela que a originou, e os valores utilizados também foram obtidos de Pagel (1997):

$$M_{rem} = 0.11m + 0.45; \quad m \leq 6.8$$

$$M_{rem} = 1.5; \quad m > 6.8 \quad [2.11]$$

2.4.4 Relação Entre Massa Estelar e Tempo de Vida na Sequência Principal

O tempo de vida médio de uma estrela depende diretamente da massa da mesma, e uma vez que não estamos assumindo a premissa de reciclagem instantânea, é fundamental sabermos a relação entre massa e tempo de vida de estrelas em todo o espectro de massa.

Os intervalos de massa inferior e superior eventualmente podem variar de um autor para outro, porém em geral utilizam-se $M_{sup} = 100$ massas solares e $M_{inf} = 0,1$ massa solar. Os valores de tempo e massa utilizados também foram obtidos de Pagel (1997), e um algoritmo de interpolação linear utilizado para determinar os pares massa/tempo que não constam na lista.

Tabela 2.1: Relação entre massa e tempo na sequência principal

T (M a)	m (M sol)	T (G a)	m (M sol)
3,20	120	10,70	0,9
4,30	60	15,00	0,8
5,50	40	17,7	0,75
10,20	20	34,4	0,60
20,00	12	129,6	0,38
50,00	7	488,0	0,24
100,00	5	2.560,6	0,13
340,00	3	6.922,9	0,094
1.030	2	9.644,3	0,084
1.840	1,5	-	-
7.300	1,0	-	-

A figura 2.9 nos mostra a relação tempo na sequência principal com a massa inicial da estrela. É interessante observar que a curva que relaciona tempo na sequência principal possui

dois comportamentos distintos: em estrelas de baixa massa: $\frac{T}{T_{sol}} = \left(\frac{M}{M_{sol}}\right)^{-2.9}$. Já para estrelas de alta massa a relação muda, devidos à diversos fatores como a taxa de queima por mudanças dos ciclos CNO e triplo-alfa, o surgimento de um núcleo convectivo etc, a relação entre massa e tempo na sequência principal é: $\frac{T}{T_{sol}} = \left(\frac{M}{M_{sol}}\right)^{-1.67}$.

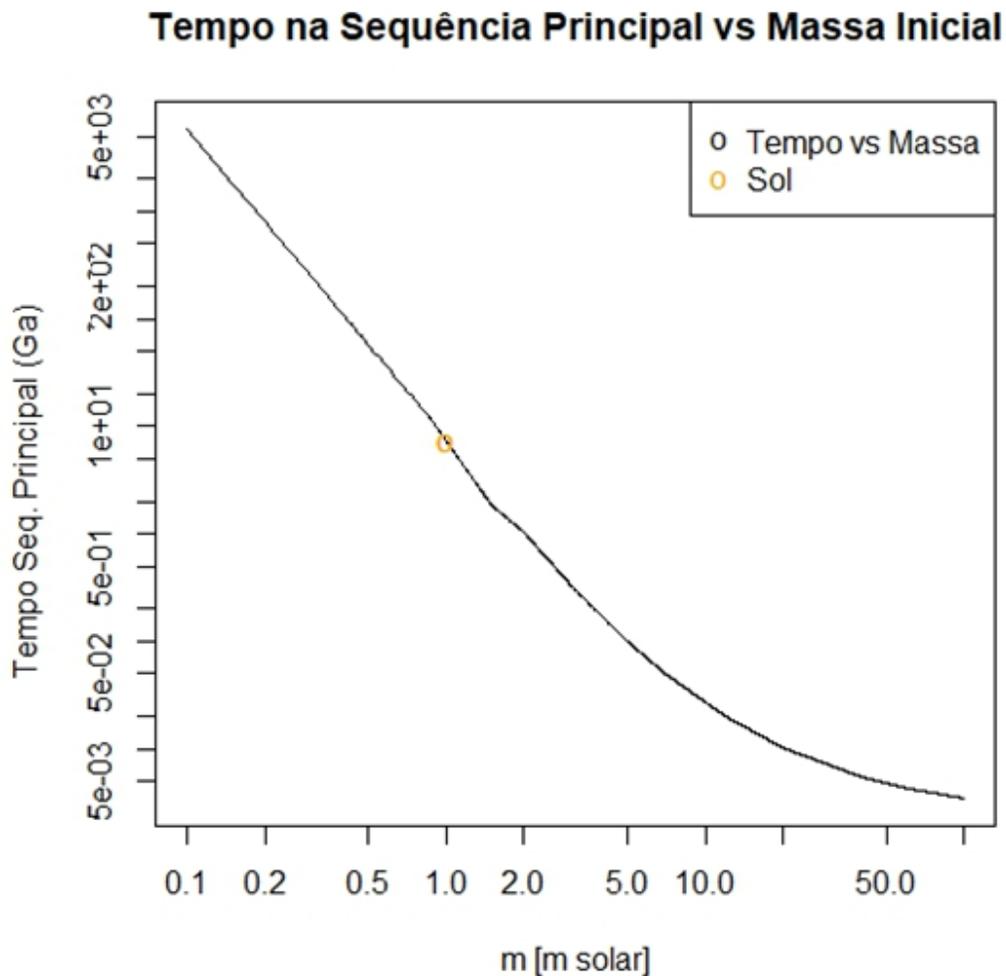


Figura 2.9: Massa da estrela (massas solares) vs tempo de evolução na sequência principal

Ao longo do desenvolvimento do projeto foram feitos diversos estudos, como podem ser vistos no capítulo 3, para avaliar o impacto da variação da IMF utilizada e do parâmetro da SFR, assim como análises de impacto da utilização da IRA, que consta no apêndice A.

A partir desses estudos foi possível observar que considerar o tempo de vida da estrela nos modelos de evolução (principalmente excluindo a premissa de IRA) é muito importante, principalmente para galáxias com alta taxa de formação estelar

2.5 Eventos de Supernova

Os estágios finais das estrelas são de grande importância no estudo da formação e evolução das galáxias, principalmente por serem os principais fenômenos geradores de elementos pesados.

No caso de estrelas pouco massivas o fim é o colapso gravitacional até atingir a fase de anã branca, porém nesse caso grande parte do material gerado permanece no remanescente, e o que volta ao meio interestelar são as camadas externas da estrela, na forma de uma nebulosa.

Já no caso de estrelas de massa intermediária a alta e estrelas binárias cerradas, o fim ocorre por meio de fenômenos explosivos conhecidos como supernovas, além da perda de gás devido ao vento estelar (que não será considerado nos modelos propostos). Elas podem ser divididas em dois grandes grupos, e cada um deles tem suas particularidades.

2.5.1 Supernovas do Tipo II

Supernovas do tipo II (também chamadas *Core Colapse*) são causadas quando estrelas muito massivas (em geral acima de 8 massa solares) esgotam seu combustível interno, de modo que a pressão de radiação não é capaz de contrabalançar a gravidade.

Quando a estrela possui um núcleo inerte de Ferro com mais de 1,44 massas solares (Limite de Chandrasekhar), a degenerescência eletrônica não é mais capaz de se contrapor à gravidade e o núcleo implode. As camadas mais externas da estrela começam a cair sobre si mesmas, colidindo relativisticamente contra o núcleo (agora sustentado pela degenerescência neutrônica) e retornam ao meio interestelar em altíssima velocidade. Normalmente o que sobra desse evento é uma estrela de nêutrons ou um buraco negro.

Esse evento libera uma grande quantidade de energia, da ordem de 10^{51} ergs, que muitas vezes é capaz de lançar matéria para fora da galáxia.

A frequência de eventos de SNII pode ser estimado da seguinte maneira:

$$\nu_{SNII}(t) = M_{gal} \int_{\max(8, m(t))}^{M_{sup}} \varphi(m) \frac{df_{estrelas}}{dt} (t - \tau_m) dm \quad (2.12)$$

Onde,

- ν_{SNII} é a taxa de supernovas do tipo II;
- $\frac{df_{estrelas}}{dt} (t - \tau_m)$ é a Taxa de Formação Estelar;
- $\varphi(m)$ é a Função de Massa Inicial;
- M_{gal} é a Massa luminosa da galáxia;
- τ_m é o tempo médio de vida de uma estrela de massa m ;
- $m(t)$ é o limite inferior de massa de uma estrela progenitora de SNII que explode no tempo t . Considerando o tempo t calculado no início da formação de uma galáxia, temos $m(t)$ no intervalo de $M_{sup} > m(t) > 8M_{\odot}$.
- M_{sup} é o limite superior de uma estrela progenitora de SNII.

Como esse tipo de supernova ocorre após sucessivos processos de queima de elementos cada vez mais pesados e que demandam maior energia, em um momento o ciclo dominante de queima passa a ser o ciclo CNO (figura 2.6). Se a massa da estrela for suficiente para que os processos nucleares comecem a consumir cada vez elementos mais pesados, eventualmente o ciclo dominante será o triplo-alfa, que não aparece na figura por ser ativo para temperaturas a partir de $10^8 K$.

Embora cada ciclo permaneça ativo mesmo após o início de outro, a eficiência de geração de energia aumenta como uma potência da temperatura para cada ciclo. No caso do ciclo PP, a geração de energia cresce com T^4 , o ciclo CNO com T^{17} e o triplo-alfa com T^{40} .

Como o processo triplo-alfa é o mais eficiente a altas temperaturas, ele será o dominante no centro das estrelas de alta massa. Por isso, os elementos gerados por essas estrelas no caminho até a supernova do tipo II serão principalmente aqueles cujo número atômico seja múltiplo de 4, a massa do átomo de hélio. Esse processo é chamado *captura α* , e será o principal responsável pela criação de elementos como ${}^{16}_8O$, ${}^{20}_{10}Ne$, ${}^{24}_{12}Mg$, ${}^{28}_{14}Si$ etc.

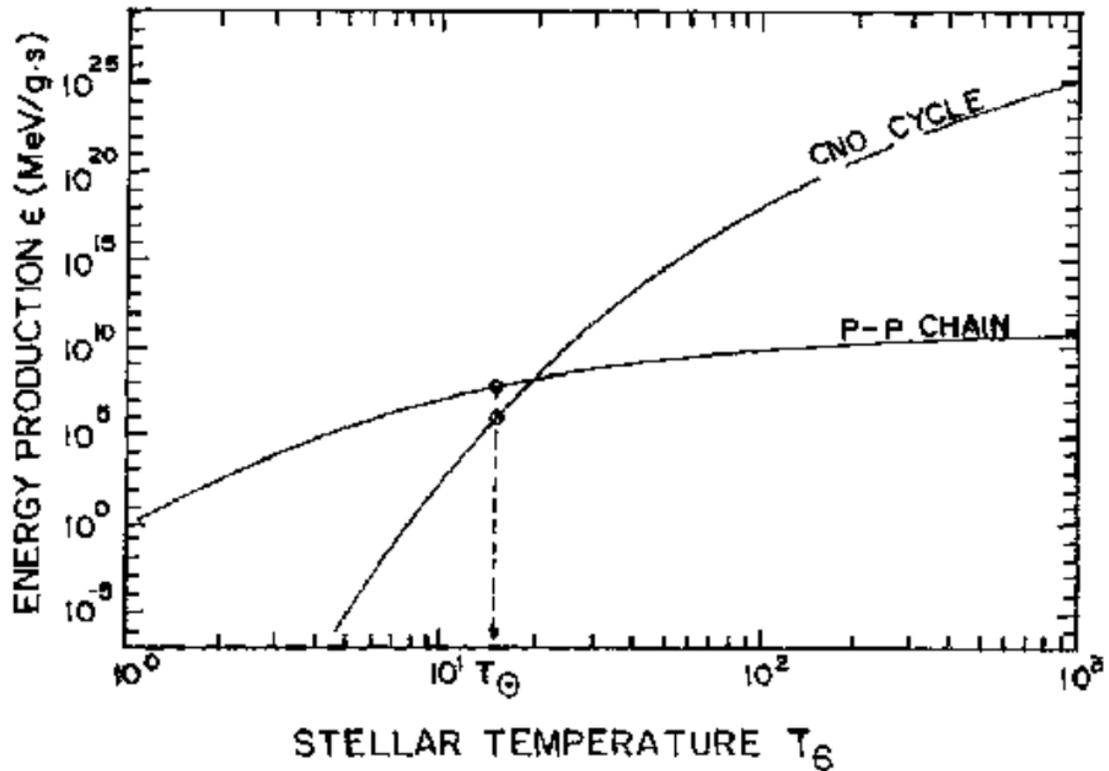


Figura 2.10: Dependência da geração de energia por massa nos ciclos P-P e CNO com a temperatura

2.5.2 Supernovas do Tipo Ia

Supernovas do tipo Ia (chamadas também de Supernovas Termonucleares) são eventos que acontecem em sistemas binários cerrados (para identificação, chamemos de A e B a mais massiva e a menos massiva respectivamente). Como era de se esperar, a princípio cada estrela do sistema possui uma evolução independente, por conta de terem massas distintas.

Porém quando A entra no ramo assintótico das gigantes, seu raio se expande e, ocasionalmente, pode cruzar o limite de Roche (figura 2.11). Nesse momento parte do material da gigante começa a ser acretado por B, e as condições no seu núcleo começam a mudar.

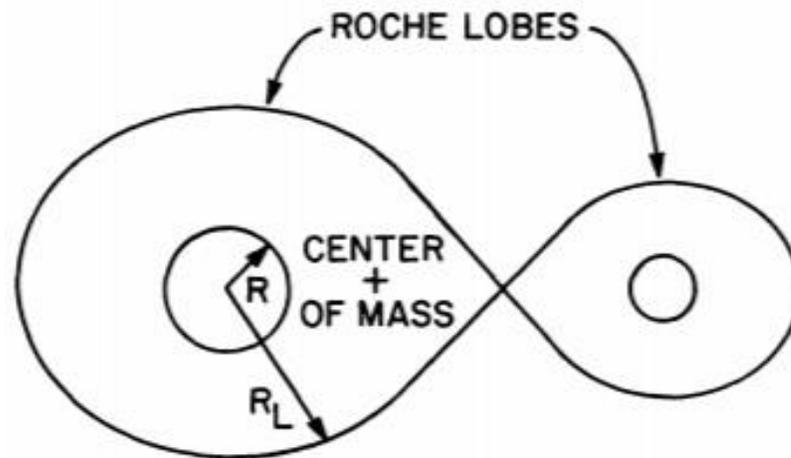


Figura 2.11: Sistema binário com troca de matéria via limite de Roche

(Adaptado de Iben (1991))

Conforme mais material é lançado sobre B, a temperatura, densidade e pressão começam a aumentar, o que dispara um breve período de convecção nuclear e aumenta a quantidade de material disponível para fusão. Como a degenerescência eletrônica no núcleo não foi vencida, o volume não altera e, com isso, não há resfriamento (exceto por neutrinos). Como a acreção continua, o aumento na temperatura prossegue até chegar à casa dos bilhões de Kelvin, onde a estrela se torna capaz de queimar Carbono.

Como pode ser visto na seção acima, o ciclo triplo-alfa é extremamente sensível à temperatura. Como a temperatura nuclear é da ordem dos bilhões de Kelvin, esse é o ciclo dominante nas reações de queima. Isso leva a uma queima desenfreada de Carbono, Oxigênio e Silício, gerando ${}^{56}_{26}\text{Fe}$, ${}^{56}_{28}\text{Ni}$ e ${}^{56}_{27}\text{Co}$. Essa queima acontece em questão de segundos, liberando cerca de 10^{50} ergs, energia mais que suficiente para destruir a estrela B.

Durante esse surto de produção de elementos químicos, algumas reações nucleares emitem nêutrons, que são prontamente capturados por elementos do pico do ferro e tem sua massa atômica aumentada rapidamente. Depois que esse surto de emissão de nêutrons diminui, esses átomos começam a sofrer decaimento beta, transformando um nêutron em um próton e gerando isótopos estáveis elementos pesados até o urânio.

Um pré-requisito básico para o cálculo da frequência desse tipo de evento é determinar qual fração de estrelas se encontra na condição de um sistema binário cerrado. Pacheco (1996) propõe um modelo para a evolução química de galáxias elípticas baseado num modelo multi-populacional, isso é, diversas gerações de estrelas estão presentes na criação do espectro observado da galáxia.

Nesse estudo ele argumenta que as estrelas do Halo com aproximadamente $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$, ou seja, estrelas mais velhas, possuem padrão de enriquecimento devido somente a eventos de supernova do tipo II ($[\text{O}/\text{Fe}] \sim 0,4$). Isso sugere que exista um tempo mínimo τ_0 para o surgimento de supernovas do tipo Ia, e que pode ser observado pela queda da relação $[\alpha/\text{Fe}]$, como visto na figura 2.12 (Pagel & Tautvaisienė, 1995):

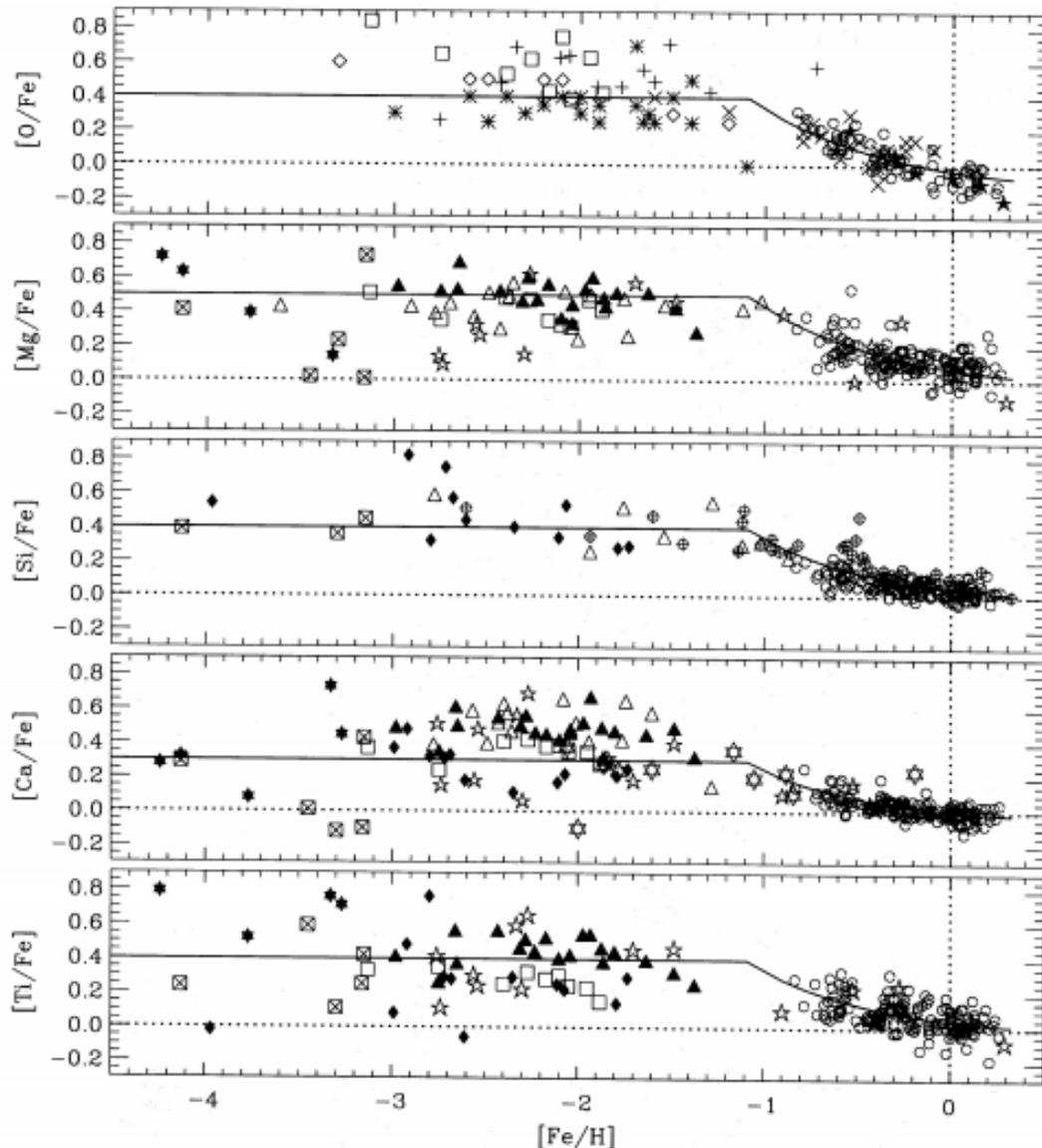


Figure 3. Oxygen, magnesium, silicon, calcium and titanium: iron abundance ratios plotted against metallicity $[\text{Fe}/\text{H}]$ for nearby disc stars and extension to $[\text{Fe}/\text{H}] = -4.5$ (halo and metal-weak thick disc). Symbols indicate various data sources. Open squares: Nissen et al. (1994); squares with crosses: Primas, Molaro & Castelli (1994); open circles: Edvardsson et al. (1993) for $R_n \geq 7$ kpc; 'plus' signs: King (1993); filled six-cornered 'stars': Norris et al. (1993); open rhombs: Bessell, Sutherland & Ruan (1991); field triangles: Magain (1989); open triangles: Magain (1987); open five-cornered 'stars': Tautvaišienė & Straizys (1989); crosses: Barbuy & Erdelyi-Mendez (1989); asterisks: Barbuy (1988); filled rhombs: Gratton & Snenen (1988); open six-cornered 'stars': Hartmann & Gehren (1988); circles with 'plus' signs: François (1986); filled five-cornered 'stars': Kyröläinen et al. (1986).

Figura 2.12: relação $[\text{O}/\text{Fe}]$ dependendo da metalicidade.

Dada a descrição do fenômeno, é exatamente o que se espera ver já que isso irá ocorrer para estrelas de massa intermediária, enquanto as supernovas do tipo II ocorrem para estrelas de alta massa. Por outro lado, atualmente se observam somente supernovas do tipo Ia em galáxias elípticas, onde o gás já foi quase totalmente consumido e a taxa de geração de novas estrelas é praticamente nula. Isso quer dizer que sistemas binários devem ter um tempo de evolução relativamente longo, a ponto de ainda observarmos os seus efeitos atualmente.

Com base nesses dados, é proposta uma distribuição de probabilidade de um dado sistema binário explodir em uma supernova do tipo Ia após um tempo τ como sendo:

$$\varphi(\tau) = A \left(\frac{\tau_0}{\tau} \right)^N$$

Onde A é uma constante de normalização, N é um parâmetro livre a ser definido.

Desse modo, segundo ainda o mesmo artigo, é possível definir a frequência de eventos de supernova tipo Ia como:

$$\nu_{SNIa}(t) = \lambda_{Ia} K (n-1) \tau_0^{n-1} M_{gal} \int_0^{t-\tau_0} f_{cold}(t') \frac{1}{(t-t')^n} dt' \quad (2.13)$$

Onde:

- ν_{SNIa} é a taxa de supernovas do tipo Ia;
- K é o valor da eficiência de formação estelar;
- λ_{Ia} é a fração de massa de estrelas formadas que resultam em sistemas binários cerrados e que explodem como SNIa;
- τ_0 é o tempo mínimo para a ocorrência de supernovas do tipo Ia;
- f_{cold} é a fração de massa de gás frio;
- M_{gal} é a Massa luminosa da galáxia;
- n é um parâmetro adimensional da distribuição de sistemas binários;
- t' é o tempo em que ocorreu a formação do sistema binário.

Os valores médios propostos por Pacheco (1996) para alguns dos parâmetros livres são: $n=1.5$, $\tau_0=1$ Ga, e $\lambda_{Ia} = 7.2 \times 10^{-4} M_{sol}^{-1}$.

2.6 Equações de Evolução Química

Mais importante do que somente estimar a fração de gás de um sistema, estimar a evolução da abundância química permite comparar os resultados das simulações com dados observacionais, o que irá determinar se o modelo consegue explicar o que é observado no Universo.

As equações de evolução dos elementos químicos são semelhantes às equações de evolução da massa de gás, porém consideram os elementos criados em cada um dos processos envolvidos na evolução da galáxia.

Seja definida a abundância por unidade de massa do elemento i como $X_i = f_i/f_{gás}$, as equações que definem a evolução química dos elementos gerados em eventos de supernova e retornados ao ISM são:

$$\frac{df_i(t)}{dt} = -X_i[Kf_{cold}(t)] + \frac{df_{eject}(t)^i}{dt} + X_{infall} \frac{df_{infall}(t)}{dt} \quad (2.14)$$

$$\frac{df_{eject}(t)^i}{dt} = SN_{II}^i + SN_{Ia}^i + \int_{m(t)}^{M_{sup}} (m - M_{rem}) X_i(t - \tau_m) \varphi(m) Kf_{cold}(t - \tau_m) dm$$

$$SN_{II}^i = \int_{m_{SNII}}^{M_{SNII}} m_i \varphi(m) Kf_{cold}(t - \tau_m) dm$$

$$SN_{Ia}^i = \langle m_i \rangle_{SN Ia} \nu_{SN Ia}(t)$$

A estrutura geral das equações que definem a evolução dos elementos químicos é semelhante à do gás como um todo, exceto pelo fato de que é necessário considerar como elementos mais pesados são formados nas estrelas em cada faixa de massa.

Para isso, nos termos que definem a contribuição das supernovas, surgem os termos m_i , indicando a massa do elemento i produzida e espalhada no espaço interestelar por cada um dos fenômenos.

Como visto anteriormente, estrelas individuais com massa superior a 8 massas solares encerram a sua vida com um evento chamado Supernova Tipo II, de modo que é possível que estrelas entre 8 e 100 massas solares cheguem ao mesmo fim, porém liberando quantidades diferentes de elementos químicos. Como é de se supor, essas quantidades dependem da massa e, por isso, são feitos modelos para estimar tais valores.

Os valores abaixo foram obtidos por modelos feitos por Nomoto et al (1997a). Esses modelos calcularam a abundância para diversos elementos ejetados pelas supernovas de tipo II, porém selecionamos como exemplo aqueles que serão utilizadas na estimativa dos índices espectrofotométricos.

Tabela 2.2: Massa do elemento ejetado em evento de Supernova Tipo II (Msol)

$M_{inicial}$	m_C	m_O	m_Z
120	8.0	0.0	10.1
85	13.5	4.0	19.3
60	7.2	1.4	9.8
40	4.9	2.1	8.0
25	0.3	2.6	4.5
20	0.22	1.3	2.7
15	0.14	0.4	1.3
12	0.07	0.1	0.7
9	0.03	0.0	0.2

Já Supernovas do tipo Ia explodem com praticamente a mesma massa (1.5 massas solares), o que faz com que a fração de massa de cada elemento ejetado na explosão seja igual para qualquer evento. Por isso na equação (2.8) são considerados valores médios ejetados. Os valores considerados foram obtidos pelo modelo W7 de Nomoto et al (1997b).

Tabela 2.3: Massa do elemento ejetado em evento de Supernova Tipo Ia

Elemento	Massa (Msol)
^{24}Mg	0.09
^{28}Si	0.16
^{32}S	0.08

^{36}Ar	0.02
^{40}Ca	0.04
^{54}Fe	0.14
^{56}Fe	0.61
^{58}Ni	0.06

2.7 Vento Galáctico

A influência de vento galáctico produzido por eventos de supernova foi considerada nos exemplos anteriores, porém uma busca atrás de material mais recente sobre o assunto trouxe poucos resultados, onde a sua maioria são relacionados exclusivamente a galáxias do tipo *Starburst* ou menos massivas (Veilleux, Cecil & Bland-Hawthorn, 2005).

Por isso, nesse trabalho iremos retirar os efeitos decorrentes do vento galáctico e assumir um *infall* aleatório, e comparar com os resultados obtidos por Idiart (2007). O modelo de vento galáctico é proposto afim de explicar o gás quente que é observado ao redor de galáxias elípticas.

Como estamos considerando que o gás que compõe a galáxia é proveniente dos filamentos, um possível aperfeiçoamento do modelo deverá considerar um *infall* em duas fases, com gás quente e frio. Desse modo será possível explicar a presença de gás quente sem ter que considerar a presença do vento galáctico.

3 Resultados

Agora que todas as equações que definem o modelo de evolução química foram definidas, é possível realizar simulações para medir o grau de dependência e sensibilidade do modelo com os parâmetros livres, de modo que sejam propostos modelos que corroborem com dados observacionais.

Alguns parâmetros, por outro lado, foram definidos fixos desde o início das simulações, baseados em outros modelos. Por exemplo, a massa total da galáxia assume valores entre 10^9 e 10^{12} massas solares em modelos como os de Masi et al (2018), Idiart et al (2007) e Matteucci e Tornambè (1987). Nos modelos propostos abaixo ela foi definida como 2×10^{11} massas solares, um valor intermediário.

Já o tempo de vida do Universo é baseado em resultados publicados pela ESA a partir de dados coletados pelo telescópio espacial Planck, publicados por *Planck Collaboration* (2018). O valor obtido por eles é de 13,801 bilhões de anos, de modo que o valor utilizado nas simulações foi de 14 bilhões de anos.

Com relação à IMF utilizada, a partir do comparativo feito na figura 2.8, a principal diferença observada entre as IMFs são pesos diferentes para estrelas de alta ou baixa massa. Por isso, iremos assumir sempre uma IMF do tipo Salpeter e, quando necessário, são feitas simulações em que o expoente é alterado de forma a se obter esse mesmo efeito na ponderação das massas (como será feito na seção 3.3), sem abrir mão da simplicidade. Além disso, ao usarmos uma IMF do tipo Salpeter, será possível compararmos os resultados com os de Idiart et al. (2007).

3.1 Impacto do cenário de *infall* no modelo

Definitivamente, a maior atualização do modelo consiste em utilizar uma função de *infall* aleatória, ao contrário de usar uma função exponencial, como feito no trabalho de Idiart et al (2007). Para isso foram feitos comparativos entre cenários de evolução para eficiência de formação estelar alta de $K=20$ (14Ga^{-1}) e uma IMF do tipo Salpeter com $\gamma = 2.35$.

Primeiramente é considerada uma função exponencial contínua, calculada de modo que a massa total acretada seja igual à massa da galáxia, conforme é mostrado na figura 3.1.

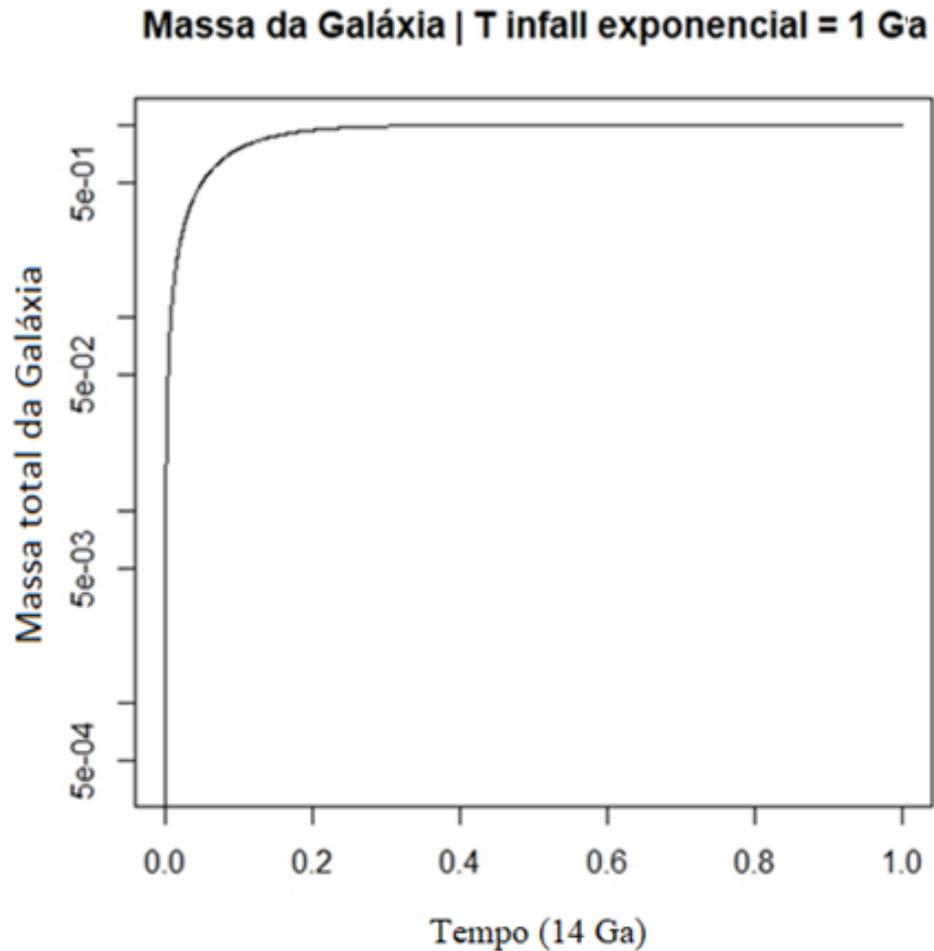


Figura 3.1: Evolução da massa total da galáxia no tempo considerando um evento de *infall* exponencial (T_{infall} corresponde a τ_{infall} na equação 2.1)

Como visto na equação 2.1, a função de *infall* exponencial necessita de um parâmetro livre τ_{infall} que está relacionado com a taxa de variação da curva de *infall*: quão menor for esse valor, mais abrupto o *infall* será no início da formação.

Analisando as figuras 3.1 e a 3.2 abaixo é possível ver que a taxa de *infall* é bastante alta, de modo que a massa da galáxia converge rapidamente à massa final após um intervalo razoavelmente curto de tempo. Isso reflete na curva da fração de gás e, por consequência, na taxa de formação estelar do sistema, indicando que o sistema evolui rapidamente nos primeiros bilhões de anos, e depois deve permanecer somente com estrelas mais velhas e de menor massa. A figura 3.2 também mostra que a partir de um *redshift* de aproximadamente 0,2* a massa de gás quente supera a massa de gás frio, impedindo a formação de estrelas neste tempo.

*considerando um modelo cosmológico de $H_0=70$ km/s/Mpc, $\Omega_M=0,286$ e $\Omega_\Lambda=0,714$

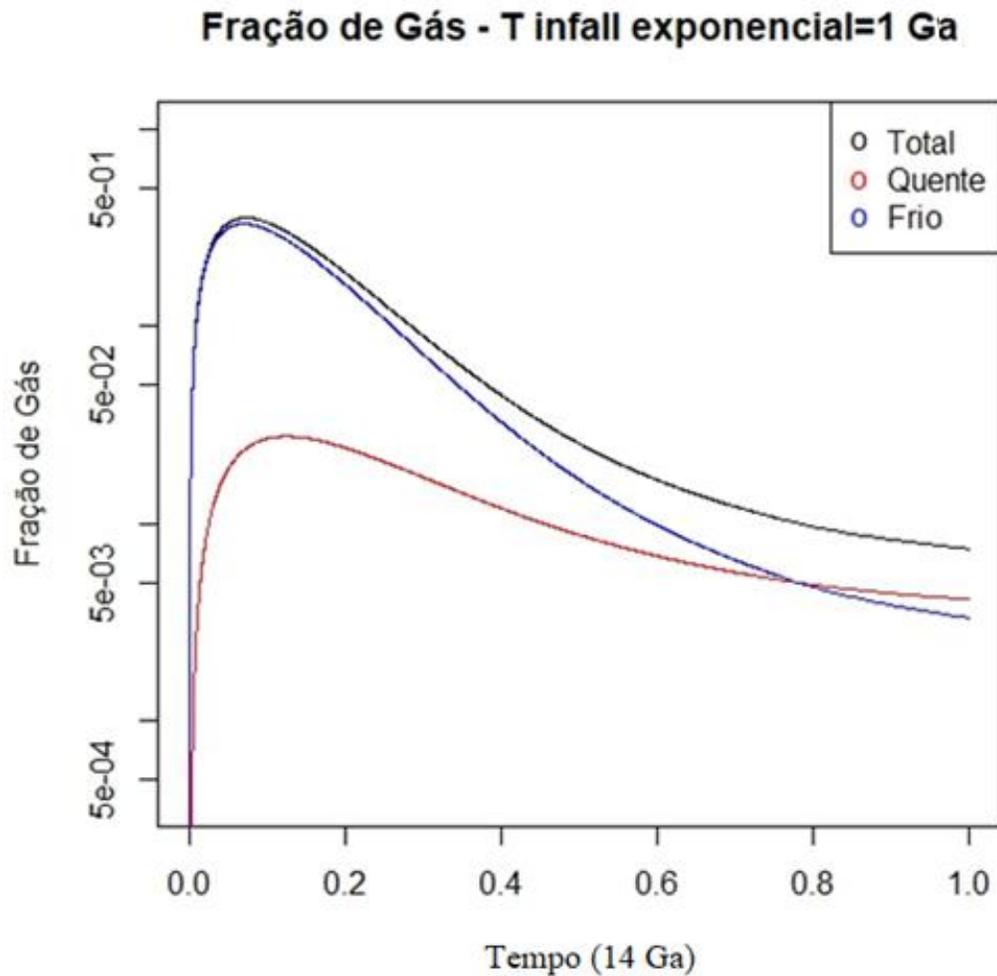


Figura 3.2: Evolução da fração de gás no tempo considerando um evento de *infall* exponencial, considerando $K=20$ e $\tau_{infall}=1\text{Ga}$.

Por outro lado, como visto na seção 2.1, um dos elementos propostos consiste em uma função de *infall* com eventos que ocorrem a cada 350 milhões de anos com intensidade aleatória, e normalizada de modo que a massa total acreta também seja igual à da galáxia.

A curva de *infall* abaixo possui uma componente aleatória sem contar com uma modulação exponencial, como é possível ver na figura 2.2. As grandes diferenças que se observam quando comparamos essa figura com a figura 3.1 é que é possível ver o impacto dos eventos aleatórios na curva de massa cumulada, e que a taxa de acreção de massa é, na média, um pouco inferior.

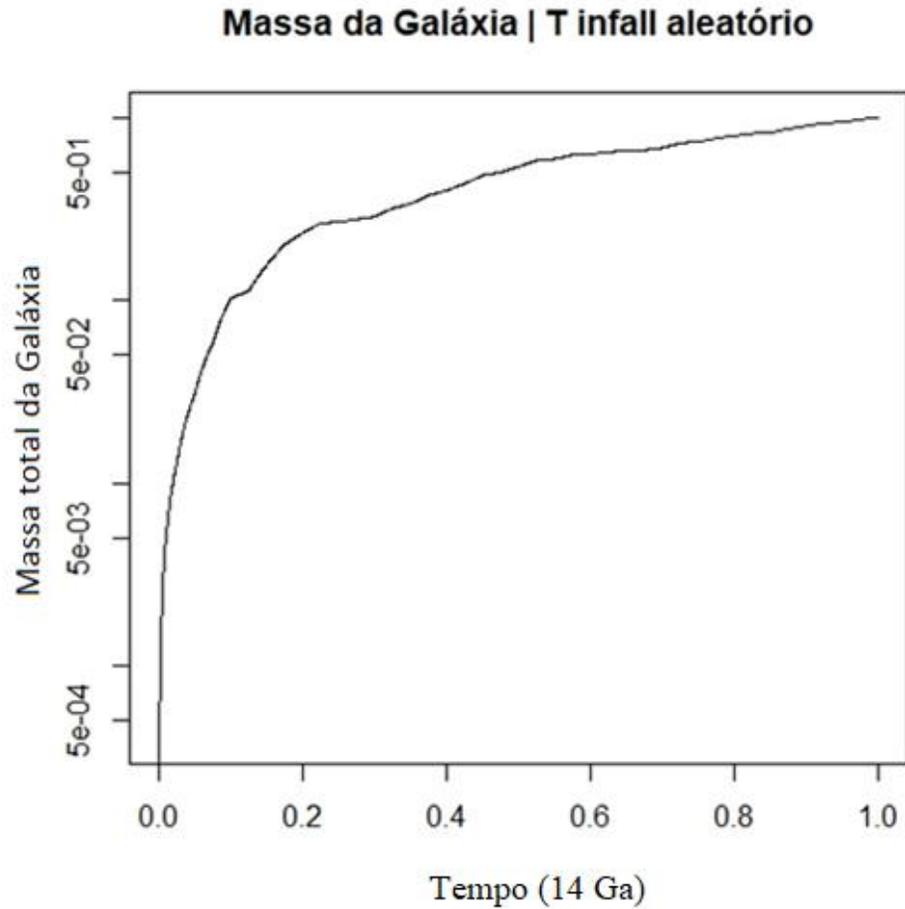


Figura 3.3: Evolução da massa total da galáxia no tempo para considerando um evento de *infall* aleatório com *seed=1*

Conforme continuarmos essa análise, ficará claro que o comportamento que se observa no modelo não condiz com a realidade observada em galáxias elípticas atualmente e, com isso, correções serão propostas para os próximos testes.

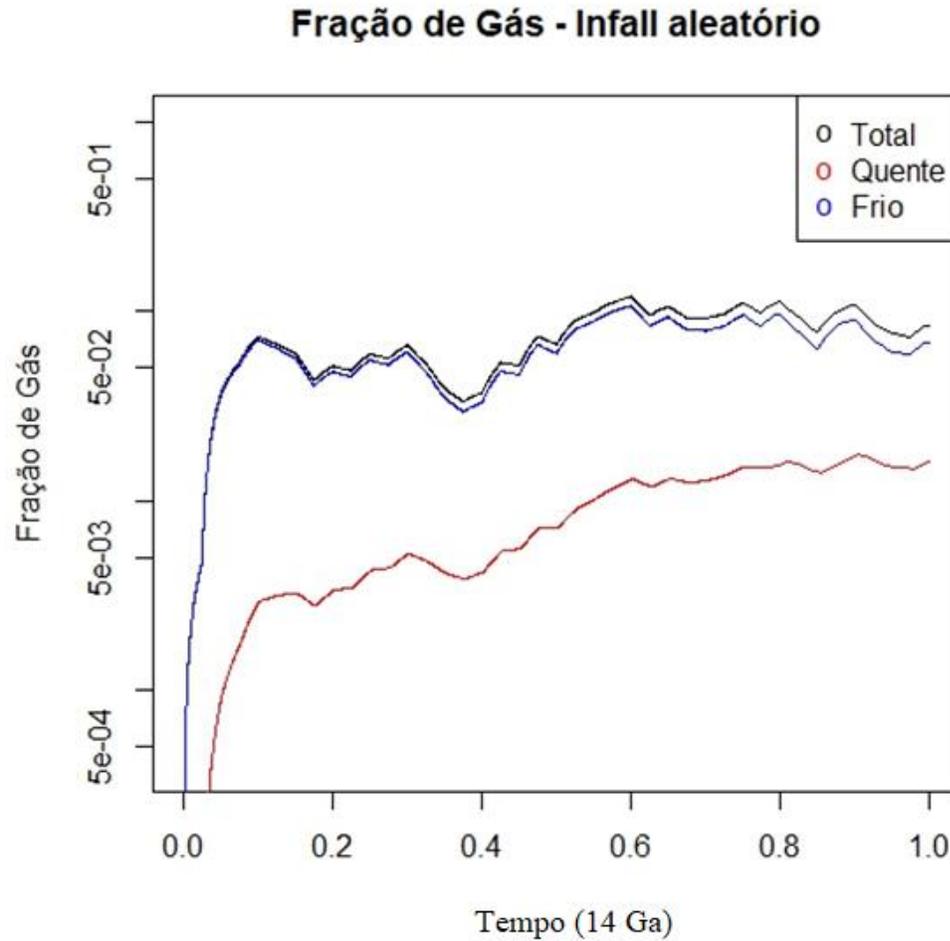


Figura 3.4: Evolução da fração de gás no tempo para considerando um evento de *infall* aleatório e $K=20$

Quando o *infall* considerado é aleatório (figuras 3.3 e 3.4) o primeiro efeito que se observa é que a massa total da galáxia aumenta a uma taxa menor, de modo que o pico de fração de gás (e, por consequência, de formação estelar) é significativamente menor.

Por outro lado, ao contrário do exemplo anterior do *infall* exponencial, nesse caso a fração de gás se mantém relativamente estável ao longo de todo o período de simulação. Isso indica que é possível observar eventos de formação estelar por um período muito maior, e essas diferenças serão bastante significativas quando se calcular e comparar por exemplo as abundâncias médias e a idade média da população estelar dos sistemas em $z=0$.

Além de acompanhar a evolução da fração de gás, outro fenômeno de interesse são os eventos de supernova, responsáveis pela produção de metais. As figuras 3.5 e 3.6 abaixo mostram

as frequências de supernovas de tipo II e Ia para cada ano, para os dois tipos de modelos de *infall* considerados.

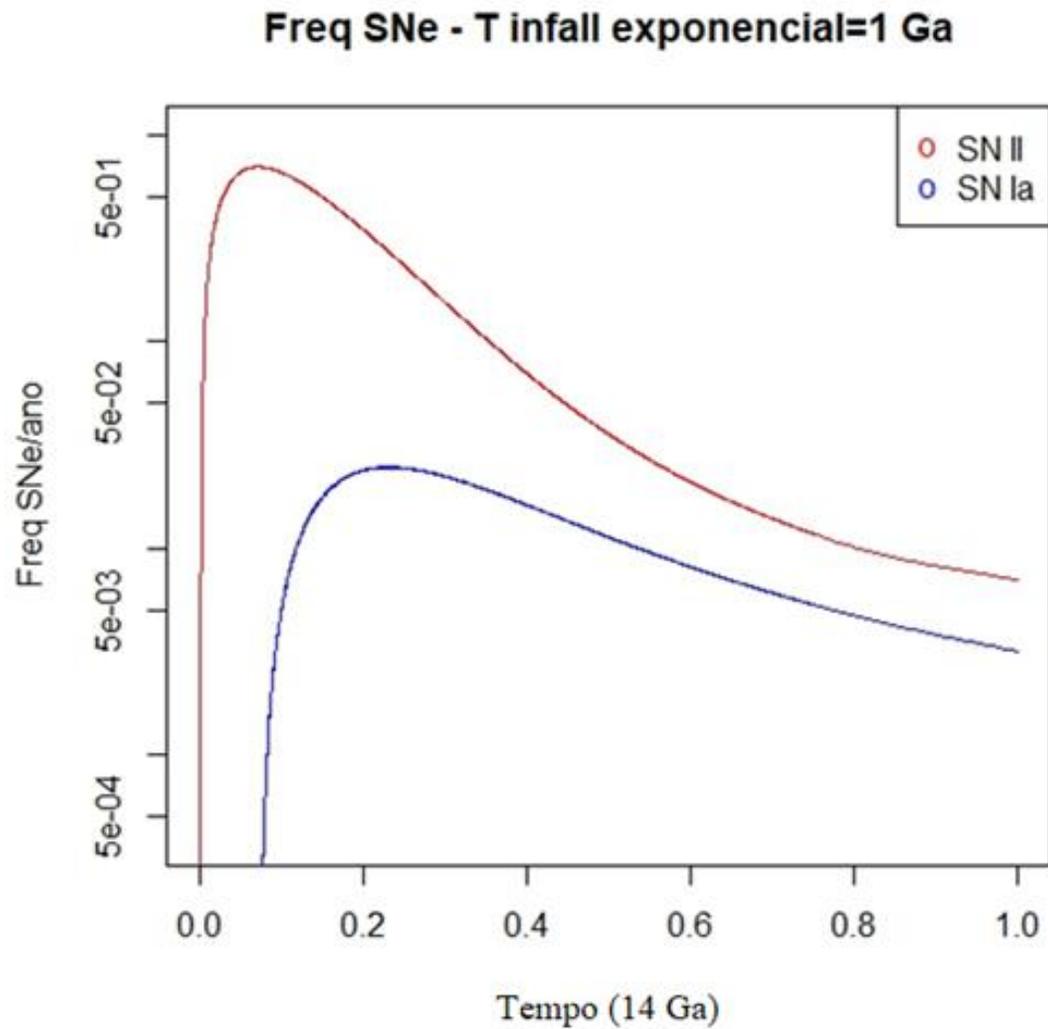


Figura 3.5: Evolução da frequência de supernovas considerando um evento de *infall* exponencial e $\tau_{infall} = 1\text{Ga}$

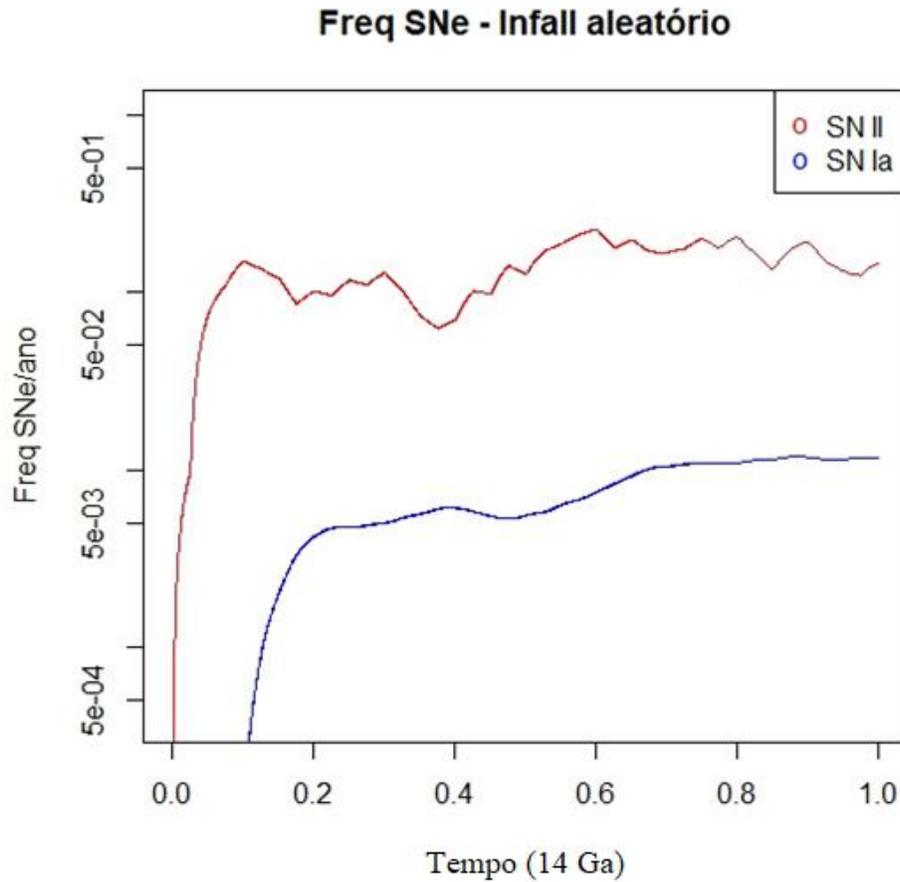


Figura 3.6: Evolução da frequência de supernovas considerando um evento de *infall* aleatório

De modo semelhante à fração de gás, a frequência de supernovas varia bastante entre os modelos, e desde que não ocorram eventos significativamente massivos de *infall*, a ordem de grandeza permanece relativamente constante quando é considerado o *infall* aleatório.

O que se observa é que uma função de *infall* puramente aleatória gera um modelo onde a fração de gás frio disponível para formação estelar é alta nos dias de hoje e, por isso, ainda possui uma taxa de formação estelar mais alta que o modelo com *infall* exponencial. Além disso, a mesma função possui uma fração de gás frio, e, portanto, menor formação estelar, no início da formação da galáxia, o que leva a uma população mais jovem e em desacordo com o que entendemos hoje sobre as galáxias elípticas. Por isso, uma função de *infall* que será proposta irá considerar uma junção dos dois modelos: uma distribuição de *infall* aleatória modulada por um comportamento aproximadamente exponencial, considerando que a taxa de acreção maior de massa acontece no início da formação da galáxia, como as que foram apresentadas na seção 2.1.

Porém uma vez que resolvemos basicamente modular uma função de *infall* aleatório com uma curva exponencial, de modo a suprir a condição de que a formação estelar nos dias de hoje seja baixa, ainda permanece a questão de que valor de τ_{infall} utilizar, e se isso de fato produz impacto no modelo.

Para isso é possível comparar índices de cor e de metalicidade e outros parâmetros quando consideramos dois modelos que diferem somente por esse tempo de *infall*. Se considerarmos a semente *seed*=6 teremos uma distribuição de *infall* com $\tau_{infall}= 1$ Ga igual à figura 2.6, e se assumirmos um valor mais longo para o tempo de *infall*, como $\tau_{infall}= 8$ Ga, obtemos a curva da figura abaixo:

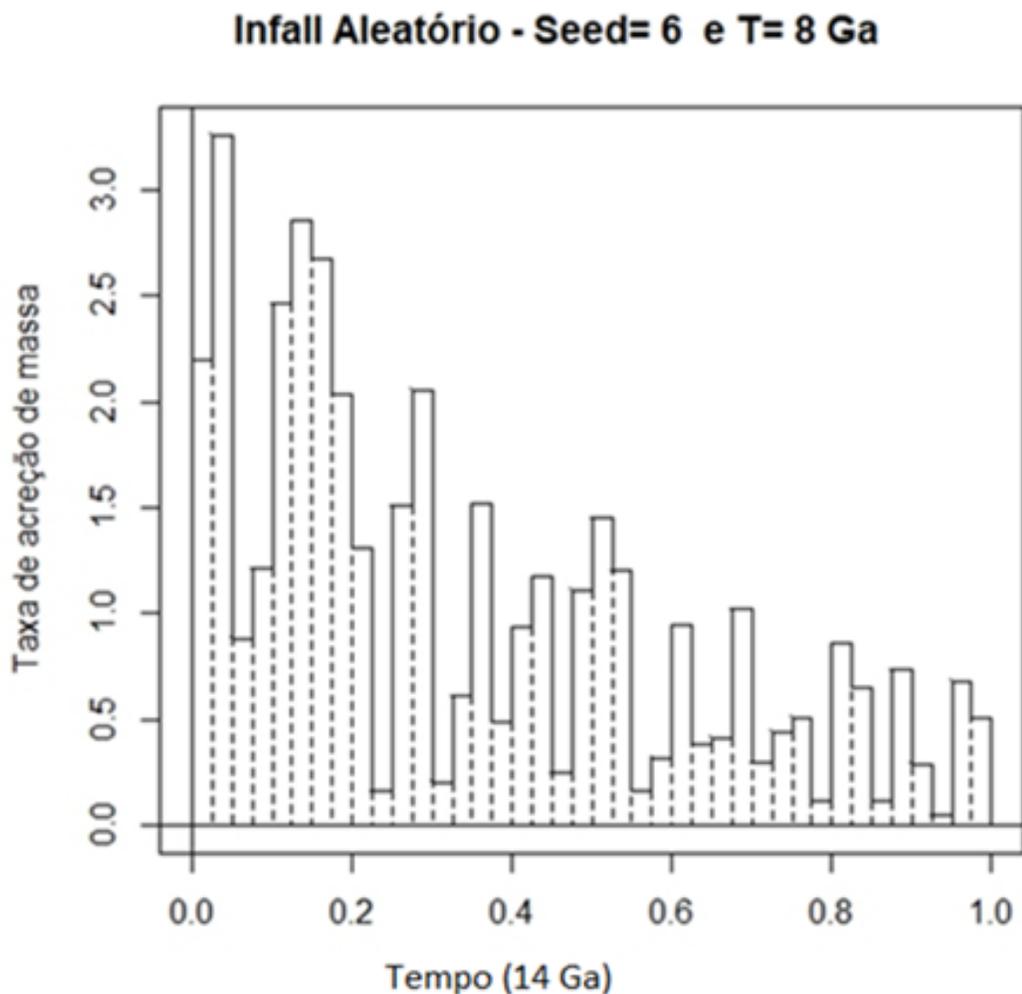


Figura 3.7: *Infall* aleatório com semente *seed*=6 e tempo de *infall* de 8 Ga ($\tau_{infall}= 8$ Ga)

Ao compararmos as figuras das curvas de *infall* já fica clara a diferença: na figura 2.6 a taxa de acreção de massa é muito mais alta e localizada no início da formação da galáxia, enquanto na figura 3.7 o *infall* ocorre durante todo o período analisado.

A figura 3.8, a seguir, mostra a evolução da fração de massa de gás frio para os modelos de *infall* com $seed=6$, considerando um τ_{infall} de 1 e 8 Ga, e também considerando diferentes valores de eficiência de formação estelar $K=10$ e 20 (14 Ga^{-1}).

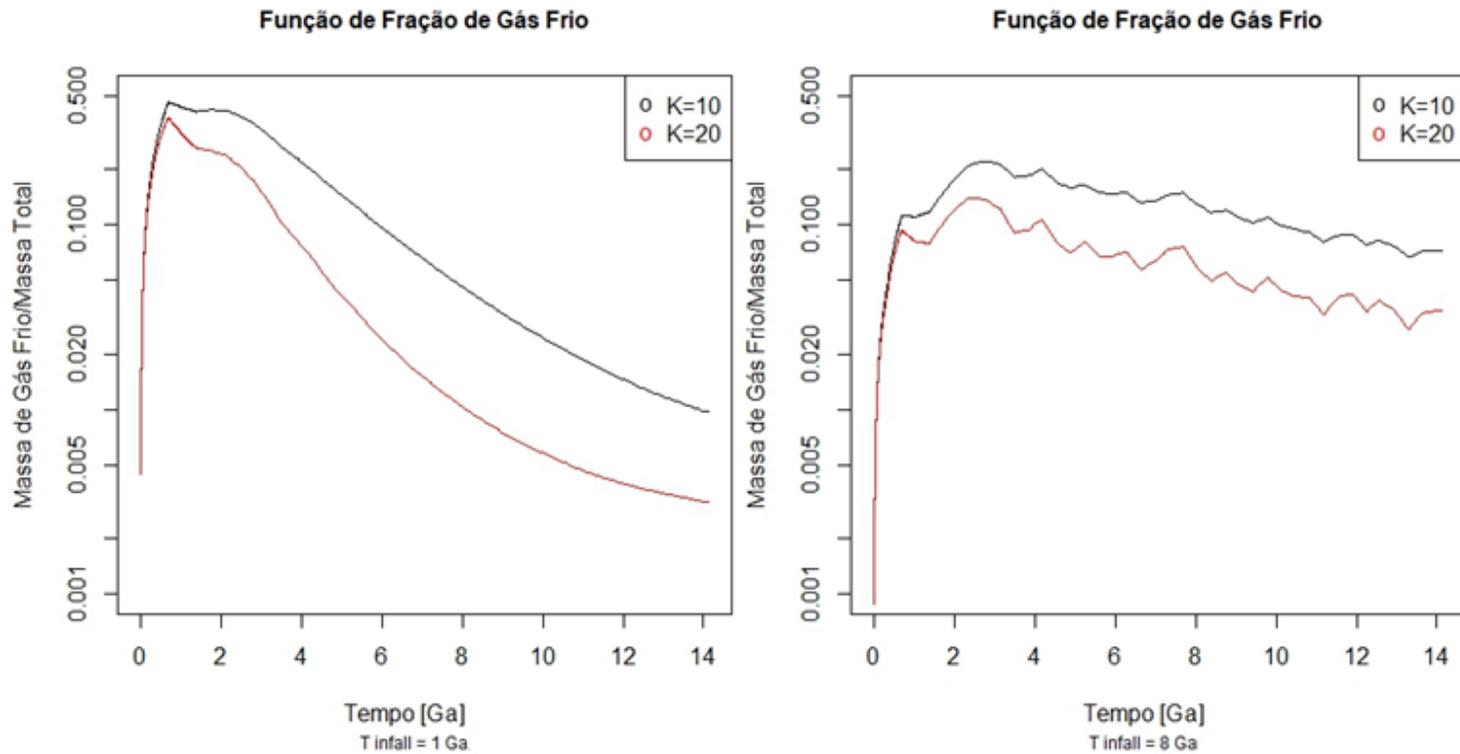


Figura 3.8: Fração de gás frio no tempo para *infall* aleatório com *seed*=6 e diferente valor de tempo de *infall*

Imediatamente o que se pode observar é que, devido ao modelo com um tempo de *infall* menor sofrer uma acreção de gás mais abrupta no início da formação, a fração de gás frio é mais alta no início da formação da galáxia, e após esse gás ser consumido por estrelas, a fração de gás frio fica abaixo do modelo com um tempo de *infall* maior.

Outro fenômeno que se observa é que um modelo com maior eficiência de formação estelar terá uma fração de gás frio menor, afinal estrelas são formadas a partir de flutuações gravitacionais em nuvens moleculares. A fração de gás resultante em $z=0$ é bem mais alta do que se observa em galáxias elípticas, para um modelo em que $\tau_{infall} = 8\text{Ga}$.

A figura 3.9, a seguir, mostra a evolução da taxa de formação estelar para os modelos de *infall* com $seed=6$, considerando um τ_{infall} de 1 e 8 Ga, e também considerando diferentes valores de eficiência de formação estelar $K=10$ e 20 (14 Ga^{-1}). Como a taxa de formação estelar é, como definido na seção 2.4.1, proporcional à massa de gás frio, o comportamento é relativamente semelhante ao da figura acima.

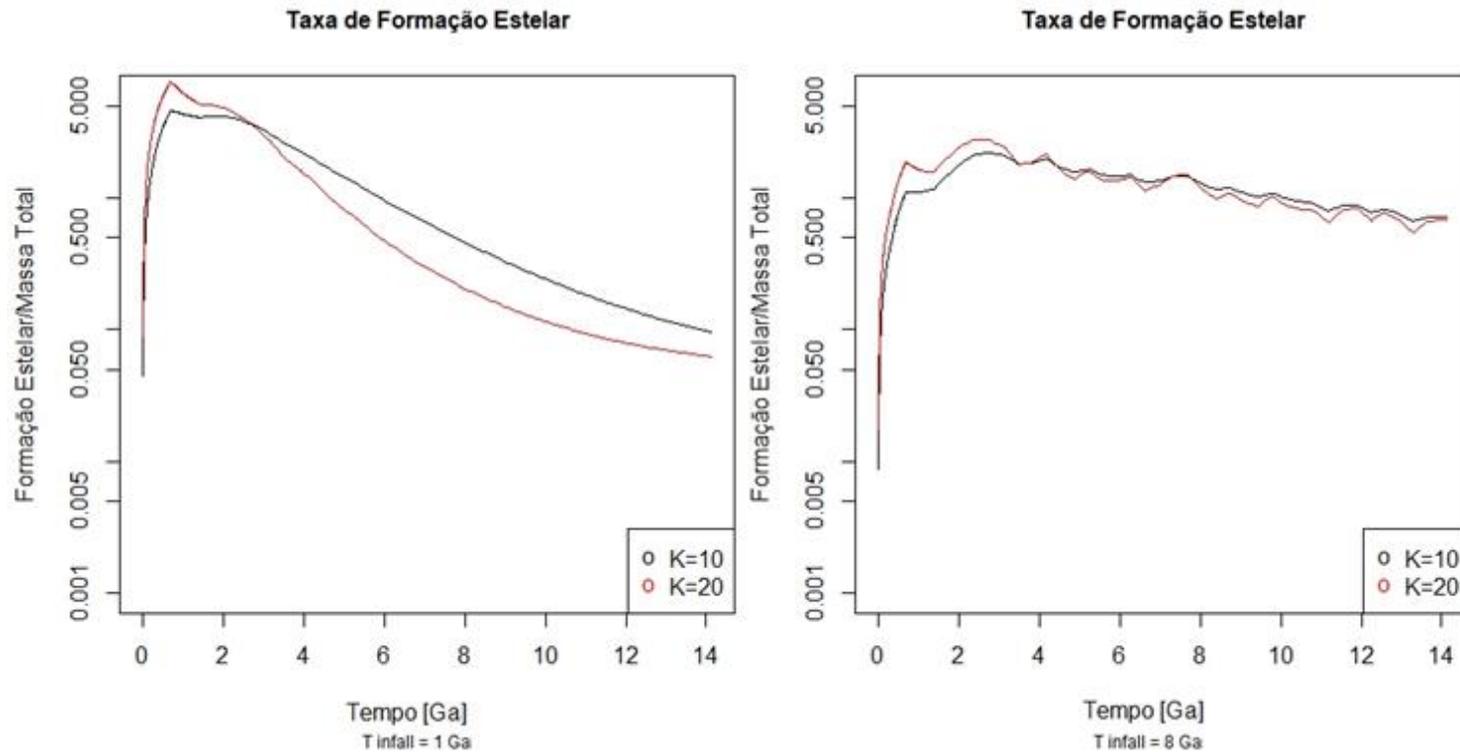


Figura 3.9: Taxa de formação estelar no tempo para *infall* aleatório com $seed=6$ e diferente valor de tempo de *infall*

Uma consequência dos efeitos do tempo de *infall* sobre a fração de gás frio do sistema é um impacto na taxa de formação estelar, ou seja, esses dois modelos irão gerar distintos enriquecimentos químicos bem como populações estelares de diferentes idades médias. Isso influenciara diretamente nas quantidades observáveis que serão estimadas pelos modelos, excluindo os modelos que não

reproduzem os dados observados. Além disso, é observado em galáxias elípticas uma taxa de formação estelar atual baixa ou praticamente inexistente, corroborando com a ideia de que um modelo com tempo de *infall* menor é mais adequado.

As figuras 3.10 e 3.11 mostram a evolução das frequências de supernova do tipo II e Ia para os modelos de *infall* com *seed*=6, considerando um τ_{infall} de 1 e 8 Ga, e também considerando diferentes valores de eficiência de formação estelar $K=10$ e 20 (14 Ga^{-1}).

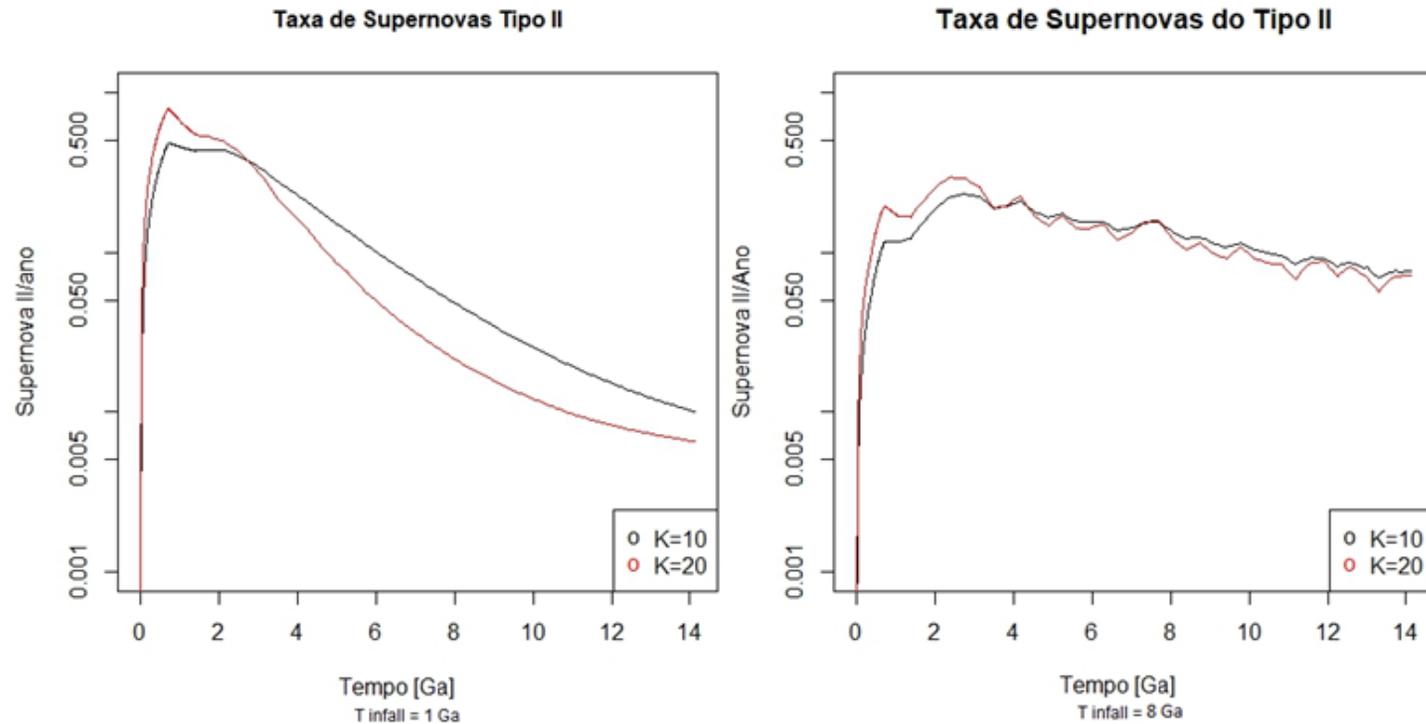


Figura 3.10: Taxa de Supernovas II no tempo para *infall* aleatório com *seed*=6 e diferente valor de tempo de *infall*

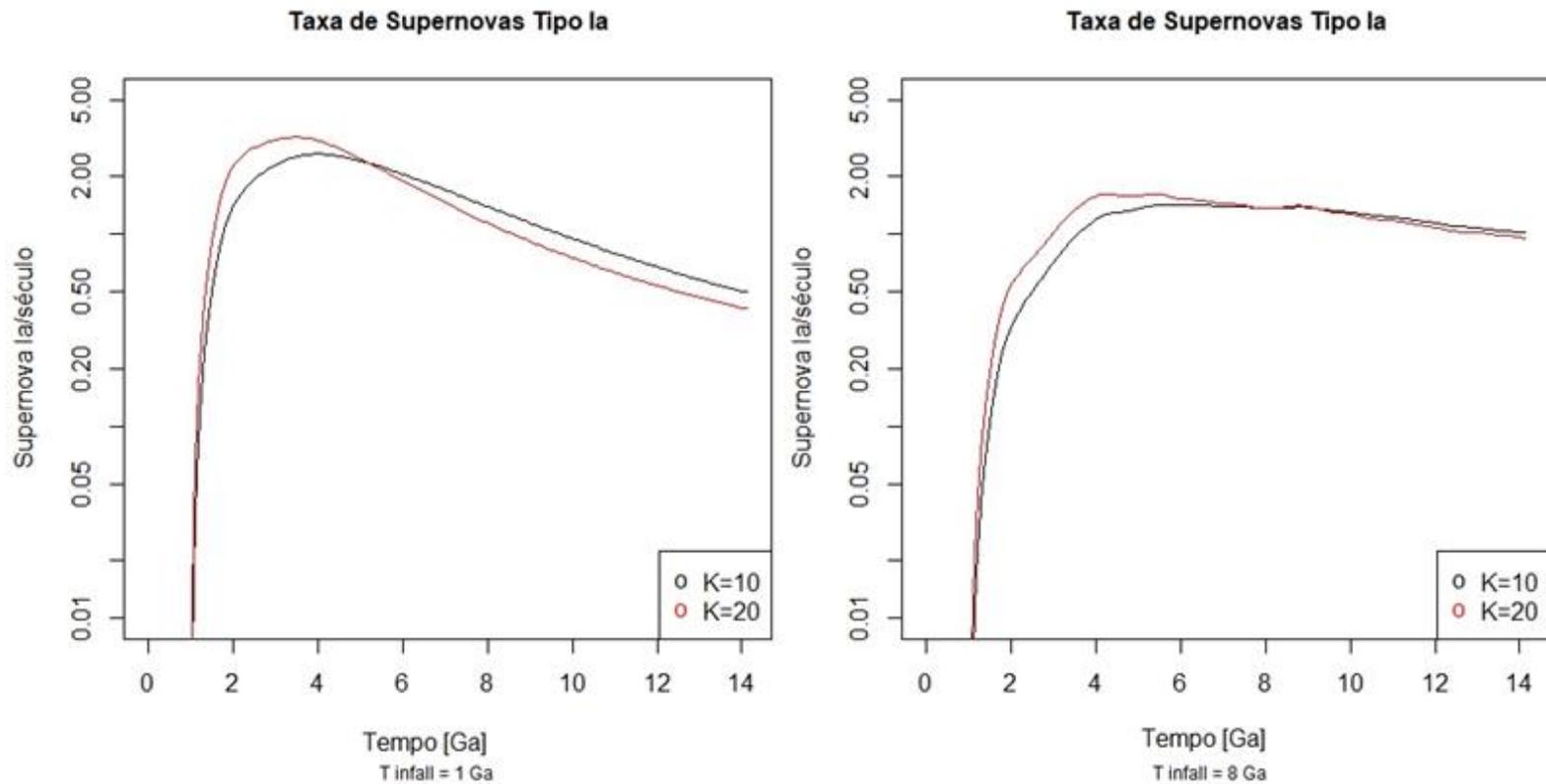


Figura 3.11: Taxa de Supernovas Ia no tempo para *infall* aleatório com *seed*=6 e diferente valor de tempo de *infall*

E, uma vez que a fração de gás frio influencia a taxa de formação estelar, essa também influencia a frequência de supernovas, já que uma vez que existem mais estrelas, a frequência desses eventos deverá aumentar.

A diferença se nota principalmente nas supernovas do tipo II, que são fruto de estrelas massivas. Já os eventos de supernova do tipo Ia são consequência dos estágios finais de estrelas menores em sistemas binários. De qualquer modo, é possível ver que o

comportamento é semelhante à taxa de formação estelar: possui um máximo próximo da época de formação da galáxia e cai mais rapidamente conforme menor for o tempo de *infall*.

As curvas a seguir mostram o enriquecimento químico devido a explosões de supernovas de tipo II (representado aqui pelo oxigênio, que é um elemento alfa), e posteriormente por supernovas de tipo Ia, que enriquecem o meio interestelar com mais ferro. Se considerarmos a abundância de ferro como uma seta do tempo, a primeira grande variação na abundância de [O/Fe] é fruto de supernovas de tipo II com cada vez menor massa da progenitora, que possuem uma composição química distinta e um tempo de vida maior do que as de mais alta massa. Não se observa este efeito claramente nas curvas de evolução para a nossa Galáxia (ver figura 2.12) pois a eficiência de formação estelar é bem mais baixa, de modo que este efeito de grande decréscimo da razão $[\alpha/\text{Fe}]$ em função de explosões de SNII de diferentes massas de progenitora não é muito pronunciado. Somente a partir de $[\text{Fe}/\text{H}] > -1$ é possível observar o efeito das supernovas de tipo Ia, que produzem muito mais ferro do que elementos alfa e, com isso, reduzem consideravelmente a razão de abundância [O/Fe].

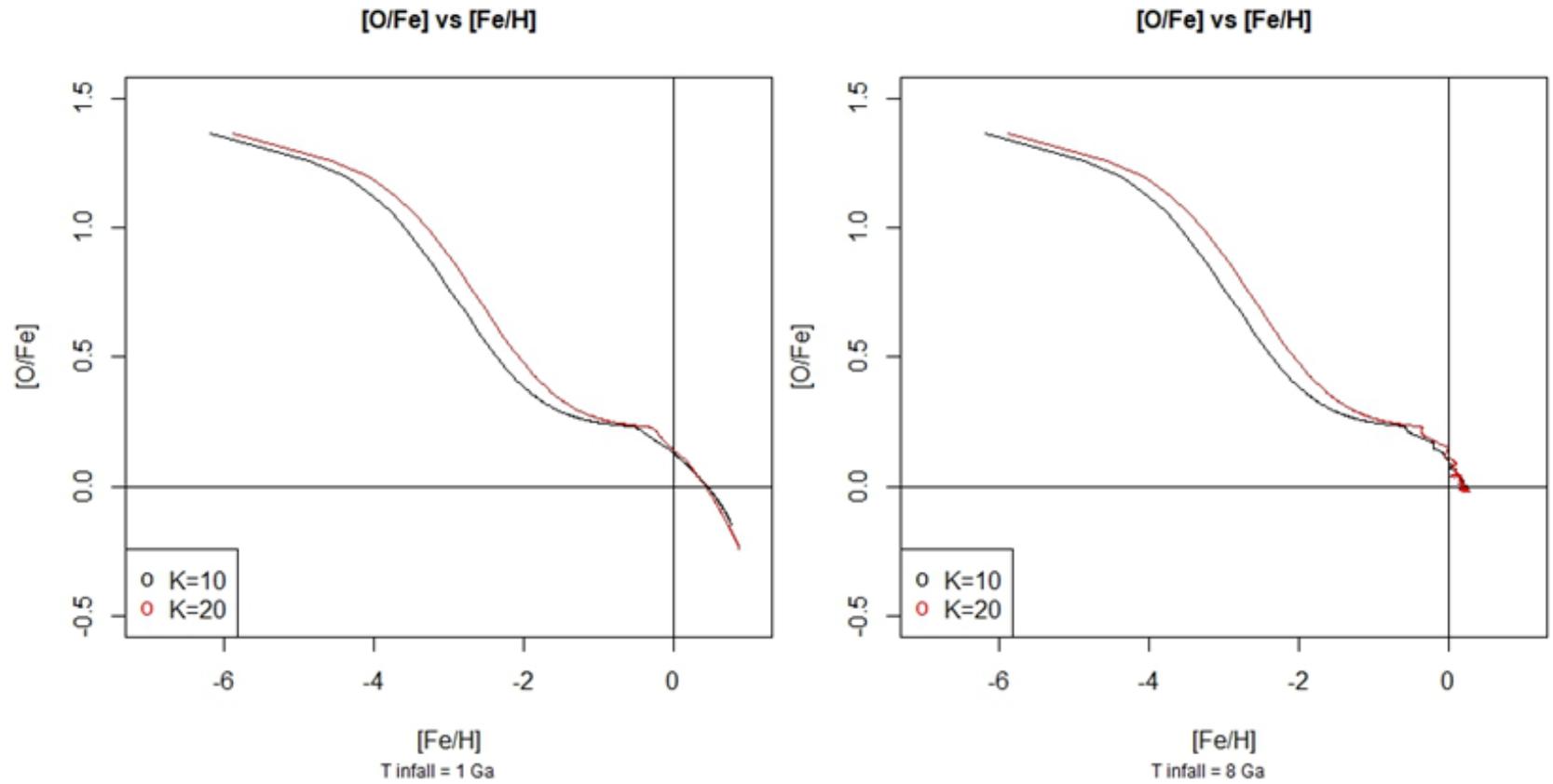


Figura 3.12: Relação entre $[Fe/H]$ e $[O/Fe]$ para *infall* aleatório com *seed*=6 e diferentes valores de tempo de *infall*

As tabelas a seguir mostram os valores médios das abundâncias, idade, índices espectrofotométricos integrados e magnitude integrada no filtro B para uma população estelar atual de uma galáxia elíptica de massa final $2 \times 10^{11} M_{\odot}$, considerando o modelo de *infall* aleatório com *seed*=6 e diferentes tempos de *infall*.

Tabela 3.1: Quantidades médias e integradas da população estelar da galáxia a *redshift* zero, para diferentes eficiências de formação estelar: abundâncias médias, idade média, índices espectrais e de cor (U-V) integrados e magnitude integrada no filtro B para modelo com *seed*=6 e tempo de *infall* de 1 Ga e IMF do tipo Salpeter.

K	<[Fe/H]>	<[Mg/Fe]>	<[O/Fe]>	<Idade> (10^9 anos)	Mg_2	<Fe>	H β	(U-V)	M_B
10	+0,018	+0,05	+0,06	10,67	0,247	2,79	1,63	1,234	-20,58
20	+0,057	+0,04	+0,05	11,54	0,257	2,90	1,55	1,331	-20,41

Tabela 3.2: Quantidades médias e integradas das populações estelares da galáxia a *redshift* zero, para diferentes eficiências de formação estelar: abundâncias médias, idade média, índices espectrais e de cor (U-V) integrados e magnitude integrada no filtro B para modelo com *seed*=6 e tempo de *infall* de 8 Ga e IMF do tipo Salpeter.

K	<[Fe/H]>	<[Mg/Fe]>	<[O/Fe]>	<Idade> (10^9 anos)	Mg_2	<Fe>	H β	(U-V)	M_B
10	-0,045	+0,07	+0,08	7,75	0,236	2,87	1,97	0,683	-21,50
20	+0,002	+0,06	+0,07	8,30	0,250	3,04	1,87	0,705	-21,39

A partir da figura 3.12 e das tabelas acima é possível notar que nos modelos com tempo de *infall* menor, ou seja, com uma acreção de matéria predominante no início da formação da galáxia, a maior diferença que ocorre é nas idades médias da população estelar atual, que reflete diretamente na cor (U-V) mais avermelhada para uma população mais antiga e numa diferença mais expressiva para o índice H β que é mais sensível a idade do que a metalicidade. Já as abundâncias, assim como as razões de abundância de alguma forma se mantiveram praticamente no mesmo patamar, o que é refletido pelo comportamento dos índices Mg_2 e <Fe> bem mais sensíveis à abundância do que a idade da população. A magnitude mais brilhante no filtro B,

mostrada na tabela 3.12, também reflete a presença de uma população estelar em média mais jovem.

Baseado somente no que foi analisado nesta seção, o modelo de infall que parece ser mais próximo ao observado em galáxias elípticas, aparenta ser o de τ_{infall} menor, pois apresenta uma fração de massa de gás frio em $z=0$ menor, assim como uma cor observada mais avermelhada (vide dados observados na seção 3.3).

3.2 Impacto da eficiência de formação estelar no modelo

A taxa de formação estelar é um fator determinante na evolução de uma galáxia, como visto anteriormente, já que determina a frequência de criação de novas estrelas e também a taxa de criação de elementos.

Afim de verificar a sensibilidade do modelo com relação à eficiência de formação estelar, foram feitos diversos testes usando como condição inicial um cenário de *infall* aleatório com semente $seed=1$.

É possível verificar na figura 3.13 que a fração de gás frio cresce rapidamente nos primeiros milhões de anos, e depois oscila em torno de um patamar que depende da eficiência de formação estelar. Além disso, quão maior o valor da taxa de formação estelar, maior será a variação da fração de gás frio por conta de surtos de formação estelar a cada evento de *infall*.

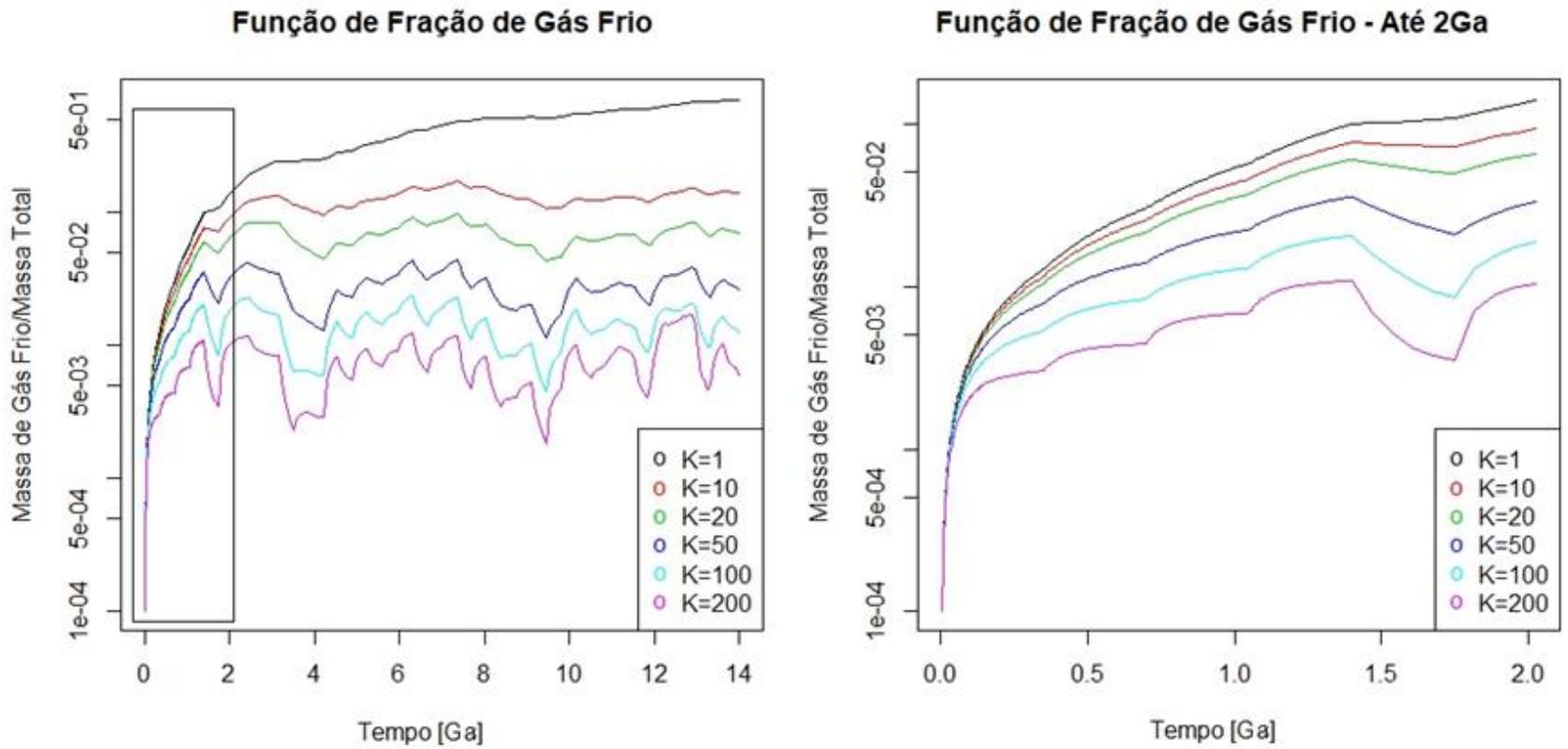


Figura 3.13: Fração de gás frio assumindo *infall* aleatório com *seed*=1 para diversos valores de K.

Outro fenômeno que se observa é que, quanto maior o valor da eficiência de formação estelar, menor o valor do patamar em torno do qual a fração de gás frio oscila. Uma possível justificativa para isso é que uma maior eficiência de formação estelar leva a um consumo maior de gás frio e o subsequente aquecimento do gás restante devido ao estágio final de vida das estrelas.

Quando se comparam as curvas de taxa de formação estelar (figura 3.14) para diferentes valores de K um fenômeno curioso aparece: a partir de um determinado valor, as curvas praticamente atingem o mesmo patamar, sendo que a única diferença é a variação que se observa ao longo do tempo.

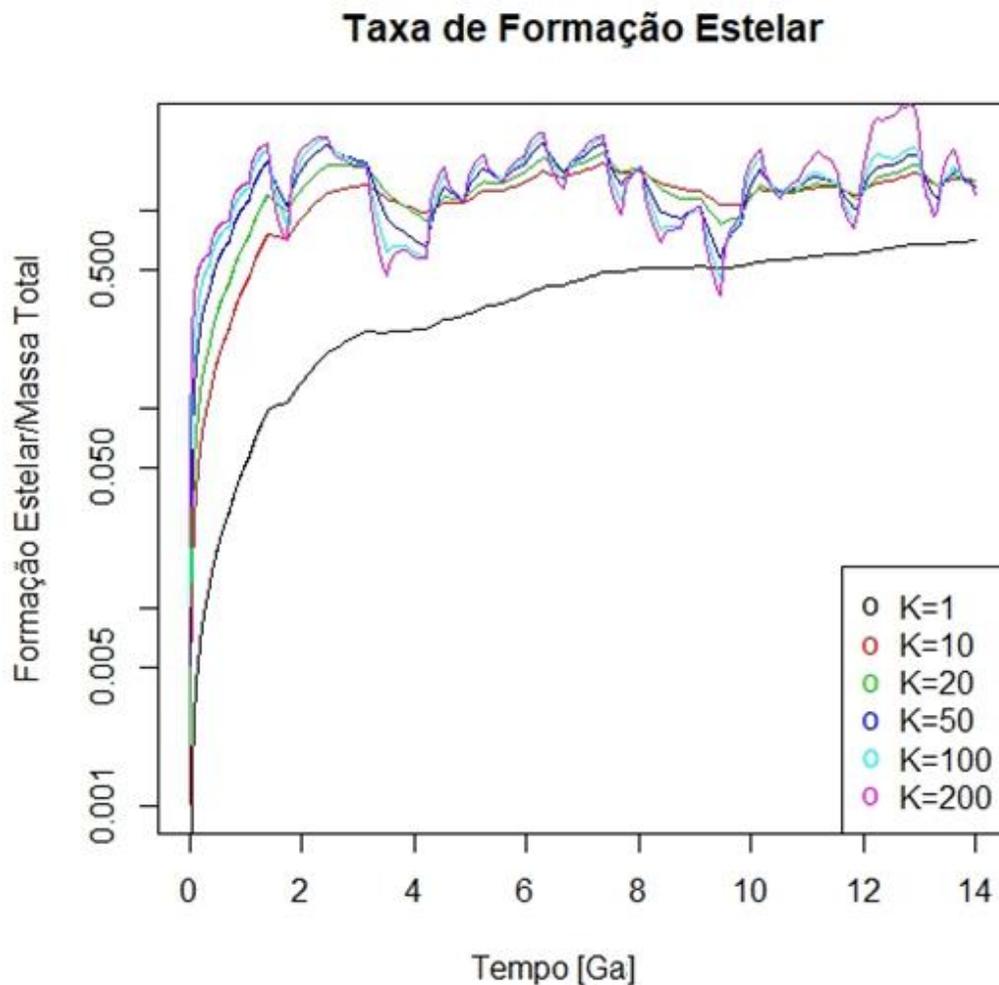


Figura 3.14: Taxa de formação estelar com *infall* aleatório com *seed*=1 para diferentes valores de K

Os dois extremos chamam a atenção, e o que se pode concluir é que:

- Para valores muito baixos de eficiência de formação estelar, poucas estrelas são formadas de modo que o patamar fica mais baixo;
- Já para valores muito altos de K , a cada evento de *infall* a galáxia se comporta como se fosse uma *starburst*, o que gera um pico de formação estelar seguido de uma queda abrupta. Acontece que altos níveis de formação estelar geram uma quantidade maior de estrelas massivas, que evoluem rapidamente para supernovas, que aquecem o gás e reduzem a taxa de formação estelar até o próximo evento de *infall*.

Um comportamento semelhante pode ser observado na fração de gás quente, na figura 3.15, a seguir.

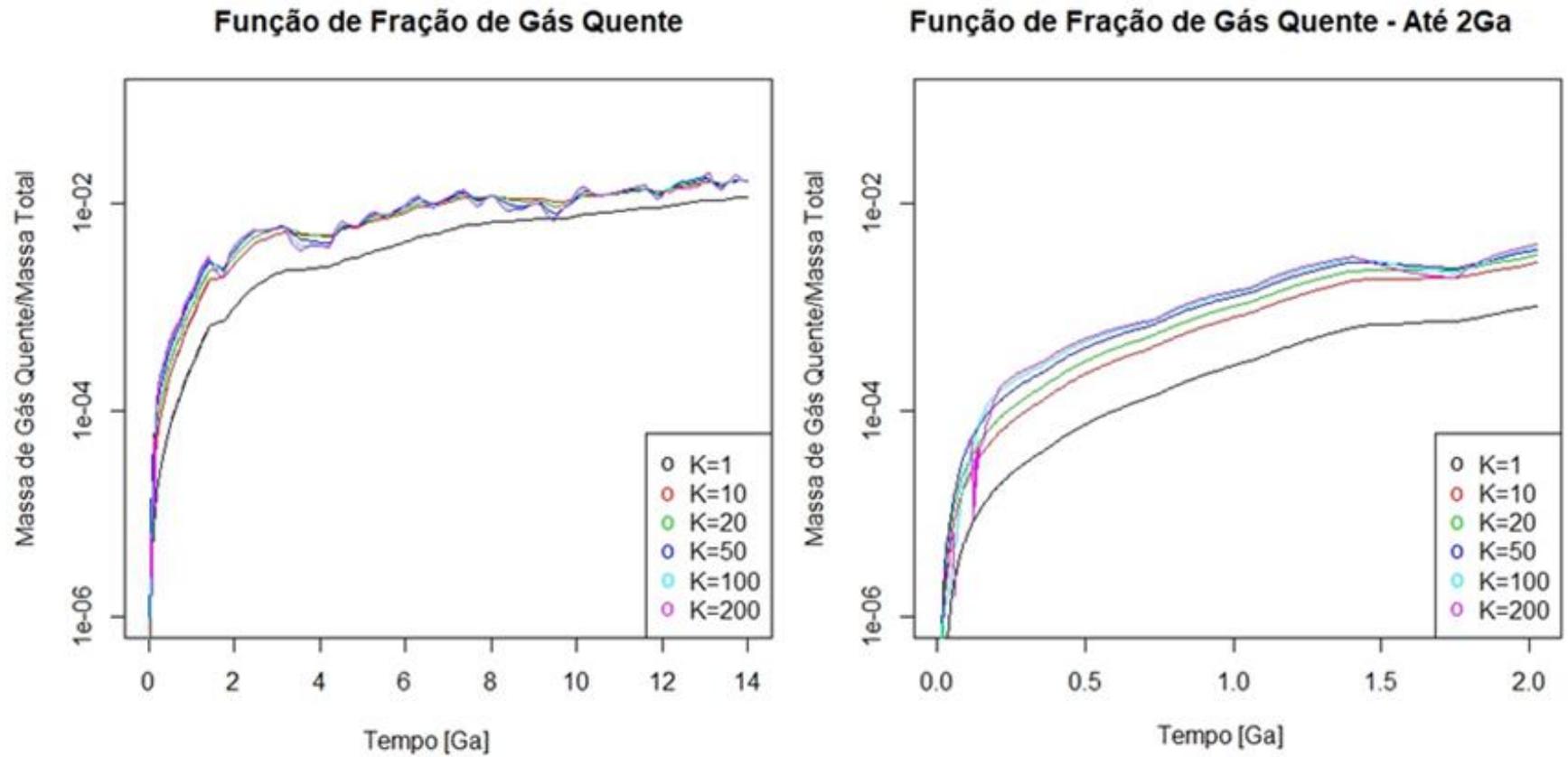


Figura 3.15: Fração de gás quente com *infall* aleatório com *seed*=1 para diferentes valores de K

As figuras 3.16 e 3.17, abaixo, apresentam como se dá o enriquecimento químico da galáxia ao longo do tempo. É possível ver que quão maior for o valor de K, mais eficientemente serão criadas estrelas e, com isso, mais elementos pesados serão criados. Porém essa curva não é sempre crescente por conta dos eventos de *infall* de gás primordial que ocorrem ao longo do tempo, de modo que a quantidade desses elementos é diluída.

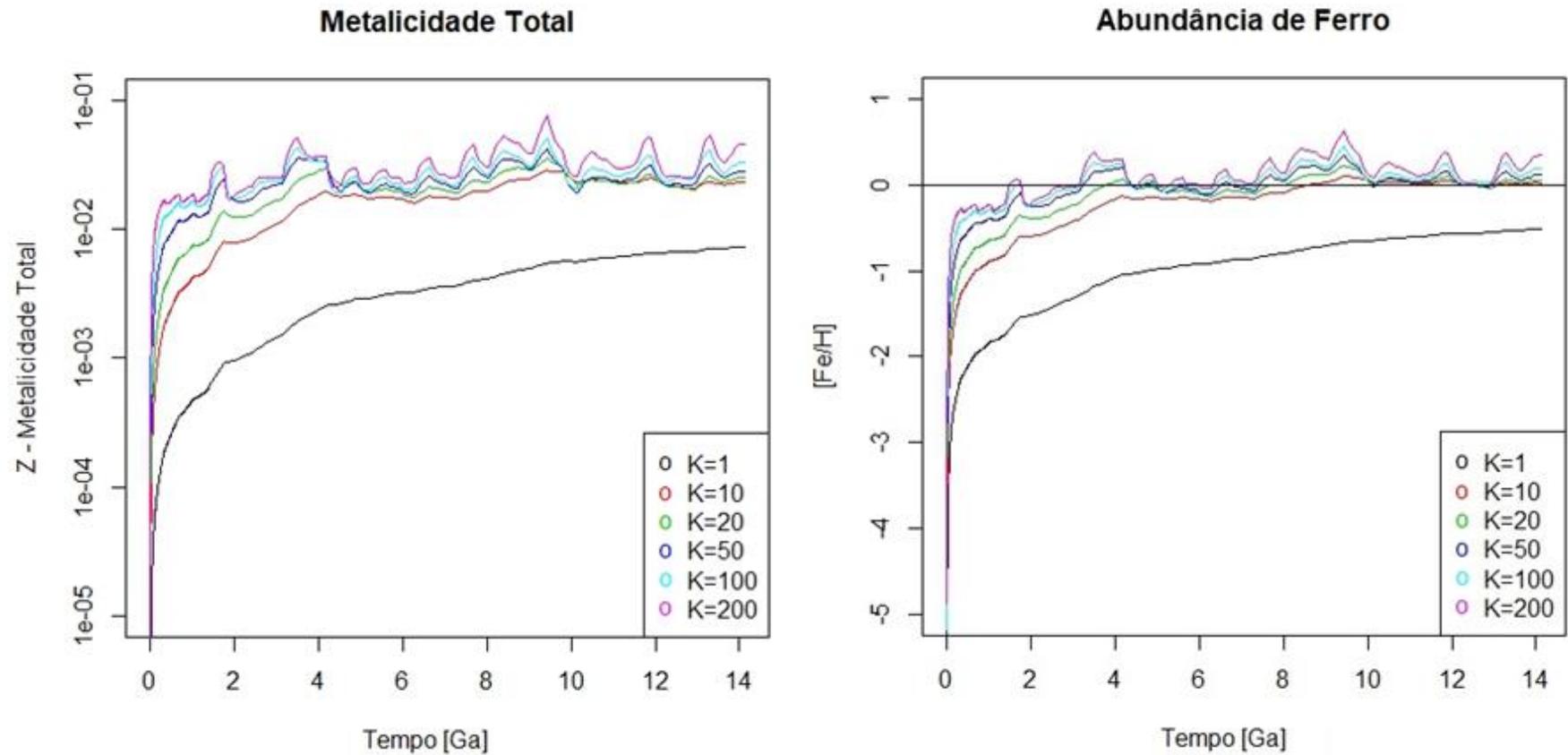


Figura 3.16: Metallicidade total e abundância de Ferro com *infall* aleatório e *seed*=1 para diferentes valores de K.

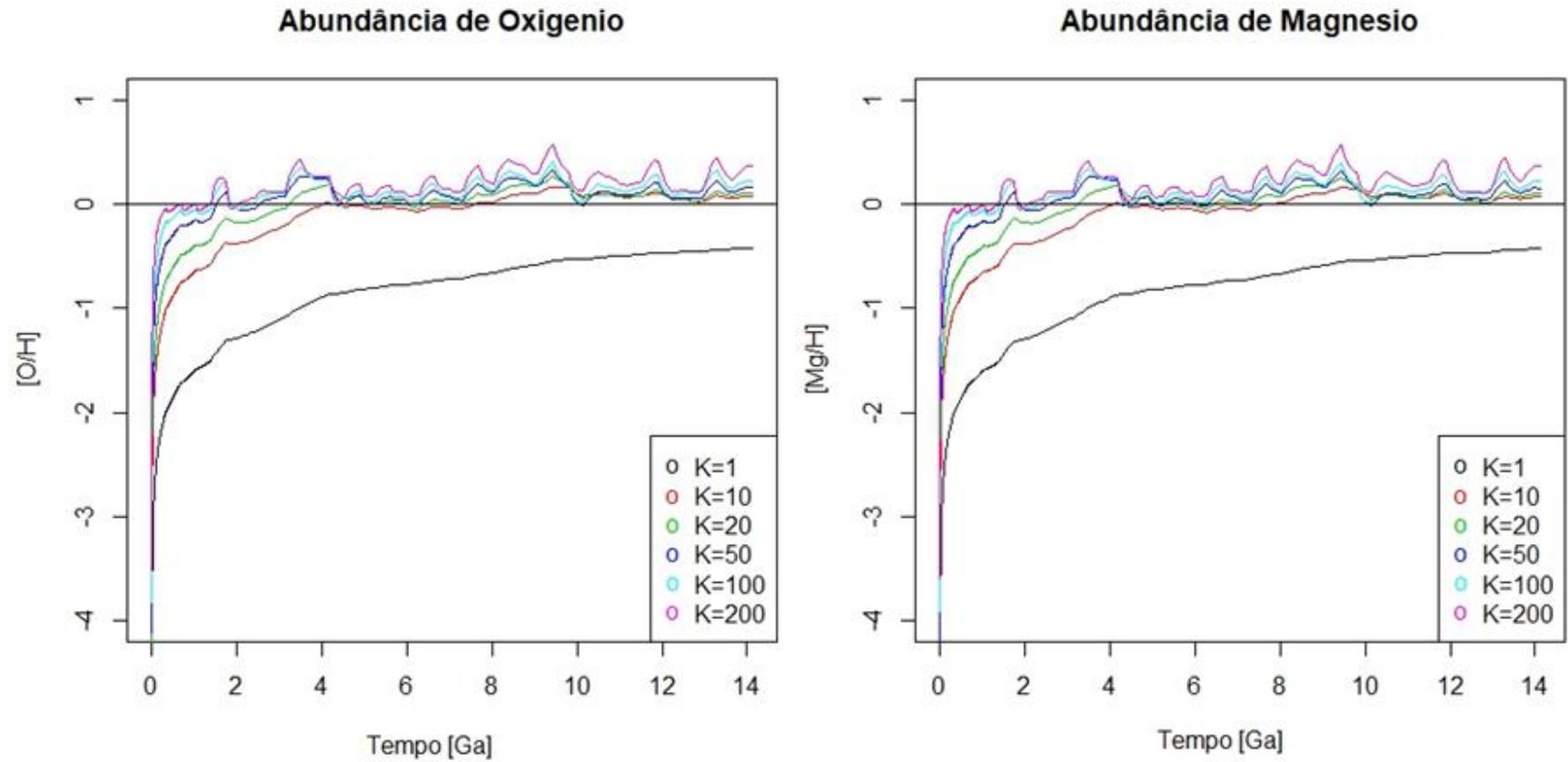


Figura 3.17: Abundância de Oxigênio e Magnésio com *infall* aleatório e *seed*=1 para diferentes valores de K.

Como era de se esperar, as curvas de Oxigênio e Magnésio são relativamente semelhantes, por serem criados principalmente pelo mesmo evento. Por outro lado, os elementos do pico do Ferro são principalmente criados a partir de eventos de supernova do tipo Ia, estrelas anãs brancas pertencentes a sistemas binários cerrados. Por conta disso, são eventos que levam mais tempo para ocorrerem na galáxia.

A relação entre $[Fe/H]$ e $[O/Fe]$ confirma a análise acima, uma vez que se a eficiência de formação estelar é alta, existirão mais estrelas massivas formadoras de elementos alfa, como o oxigênio. Após um certo tempo, entretanto, como podemos ver na figura 3.19, o caráter aleatório do *infall* faz com que a relação $[O/Fe]$ vs $[Fe/H]$ oscile em torno de um intervalo razoavelmente pequeno, a depender do valor de K .

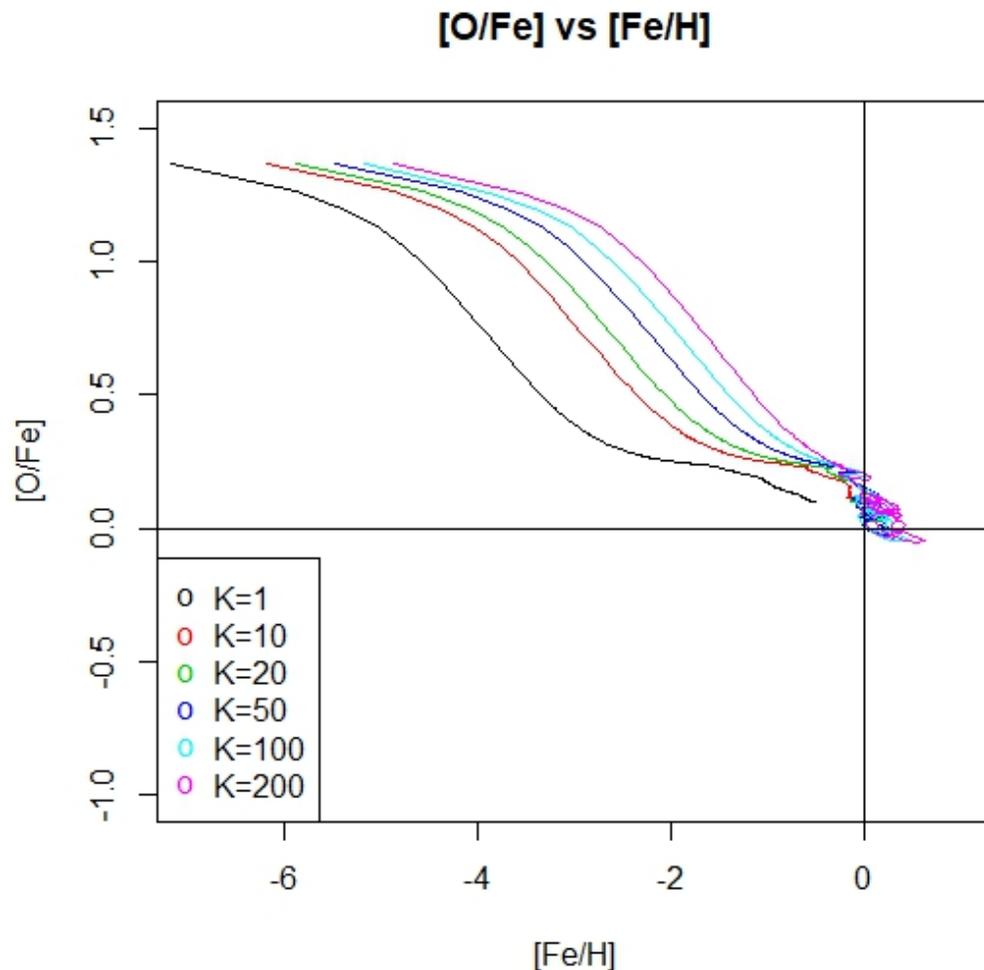


Figura 3.18: $[Fe/H]$ vs $[O/Fe]$ com *infall* aleatório e *seed*=1 para diferentes valores de K .

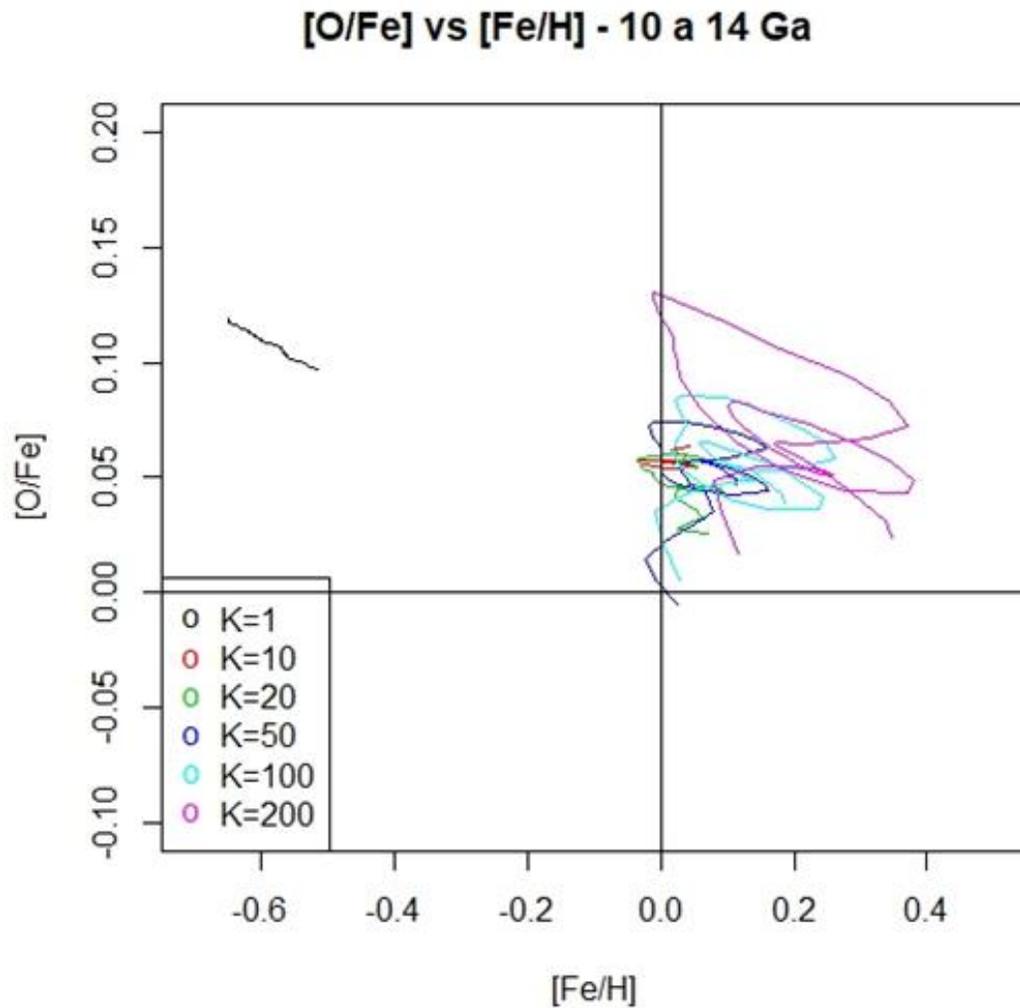


Figura 3.19: Detalhe da relação $[\text{Fe}/\text{H}]$ vs $[\text{O}/\text{Fe}]$ com *infall* aleatório e *seed*=1 para diferentes valores de K , observando os últimos 4 Ga.

A única exceção foi para valores muito baixos, como $K=1$. Porém, como esse não é um valor típico de eficiência de formação estelar de galáxias elípticas, nos serve somente como comparativo para os outros cenários.

No geral, o comportamento das curvas é relativamente semelhante, exceto pela maior variação observada nos modelos com uma taxa de formação estelar maior, assim como indicadores de abundâncias maiores.

3.3 Impacto dados diferentes expoentes para a função de massa inicial (IMF)

Com base nos resultados acima, foram selecionados valores médios de taxa de formação estelar ($K=10$ e $K=20$) para aplicar o mesmo modelo considerando um cenário de *infall* aleatório e modulado por uma curva aproximadamente exponencial.

Além disso, serão analisados três expoentes para a IMF, de modo que se possa analisar o impacto em galáxias cuja formação de estrelas é mais propensa às de alta massa ou às de baixa massa.

Como é possível observar abaixo, uma IMF com coeficiente $\gamma=2.45$ irá gerar mais estrelas de baixa massa, enquanto uma IMF de $\gamma=2.15$ gerará um número consideravelmente maior de estrelas massivas.

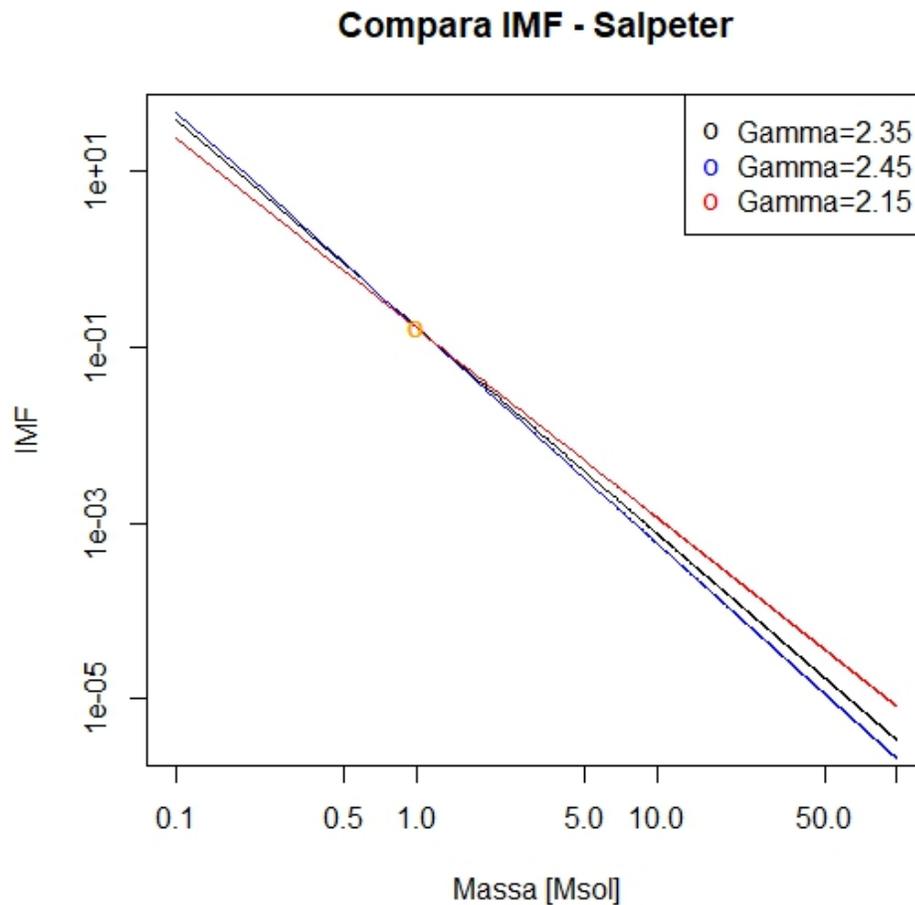


Figura 3.20: Comparativo entre IMFs, dado o expoente γ

Outro fator importante na construção dos modelos é a função que define a taxa de *infall* do sistema. Como foi visto na seção 3.1 dos resultados e discutido no item 2.1, uma função puramente aleatória não é capaz de explicar os dados observados de galáxias elípticas, portanto o modelo proposto considera uma função de *infall* aleatória que é modulada por uma curva exponencial, de modo que eventos de *infall* ocorram a cada intervalo de tempo, porém a magnitude dos eventos diminui com o tempo. Nesses cenários, assim como na seção 3.1, o *infall* aleatório possui $seed=6$ e consideraremos o *parâmetro* τ_{infall} mais curto, de 1 Ga, que é mais compatível com o observado em elípticas, conforme foi apontado em 3.1.

A partir das condições citadas acima, os modelos gerados foram os seguintes:

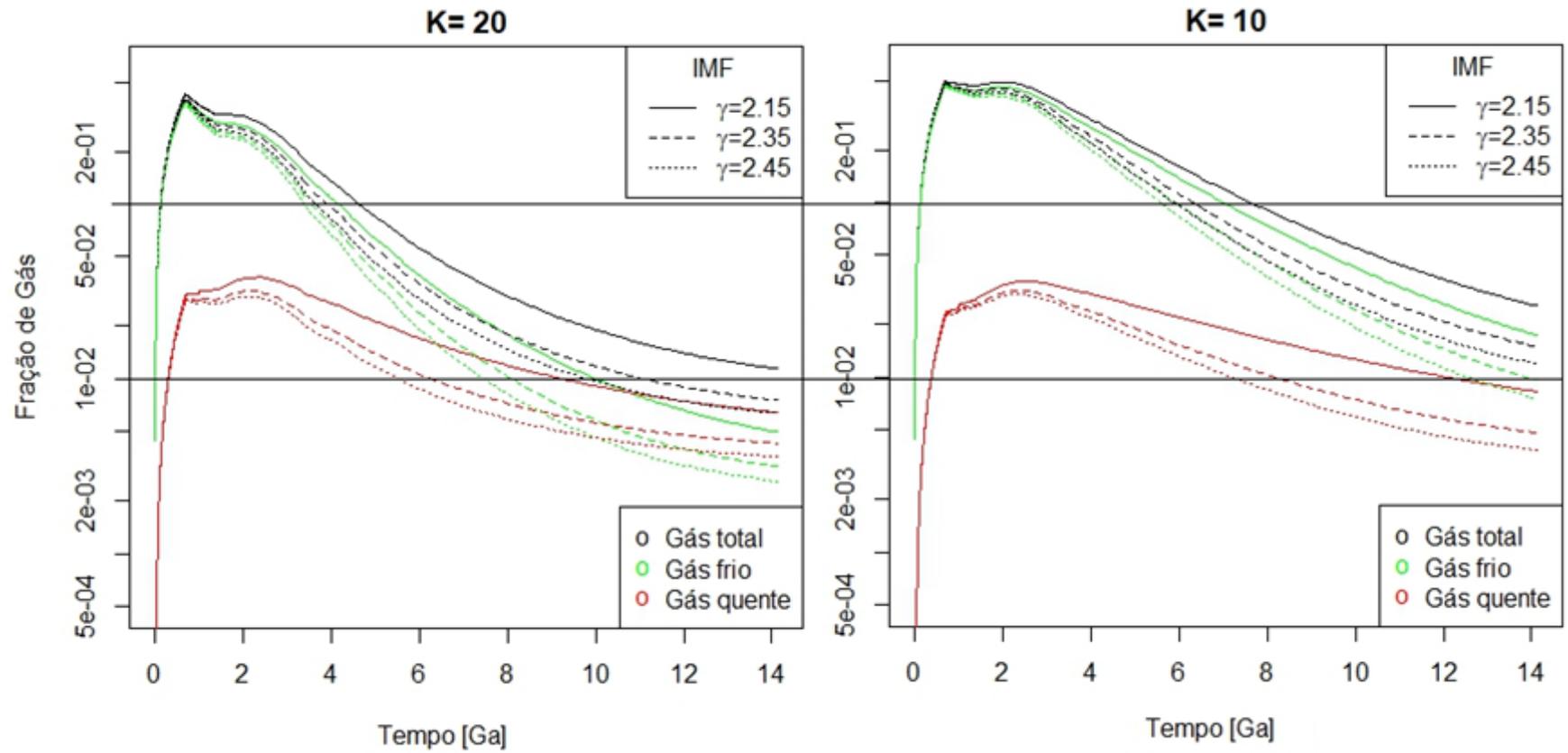


Figura 3.21: Relação entre as frações de gás, variando a eficiência de formação estelar, para modelo com *infall* aleatório de $seed=6$ e $\tau_{infall} = 1Ga$

A figura 3.21 permite comparar não só o impacto das diferentes IMFs como também o resultado que uma diferente eficiência na formação estelar traz ao sistema.

Por exemplo, para uma IMF que privilegia estrelas de alta massa, a fração de gás é sistematicamente mais alta ao longo do tempo pois estrelas de alta massa possuem tempo de vida menor e acabam ejetando gás rapidamente no sistema. Já para uma IMF que privilegia estrelas de baixa massa, o tempo até a ejeção de gás é bem maior, de modo que a fração de gás disponível é menor.

Já quando comparamos uma mesma IMF para dois valores de K o que se observa é justamente o esperado: quanto maior for a eficiência de formação estelar, menor será a quantidade de gás livre no sistema, já que ele é transformado em estrelas com maior eficiência. Isso, inclusive, pode ser visto a seguir na figura 3.22 a seguir, que mostra a variação da taxa de formação estelar para diferentes expoentes de IMF e eficiência K .

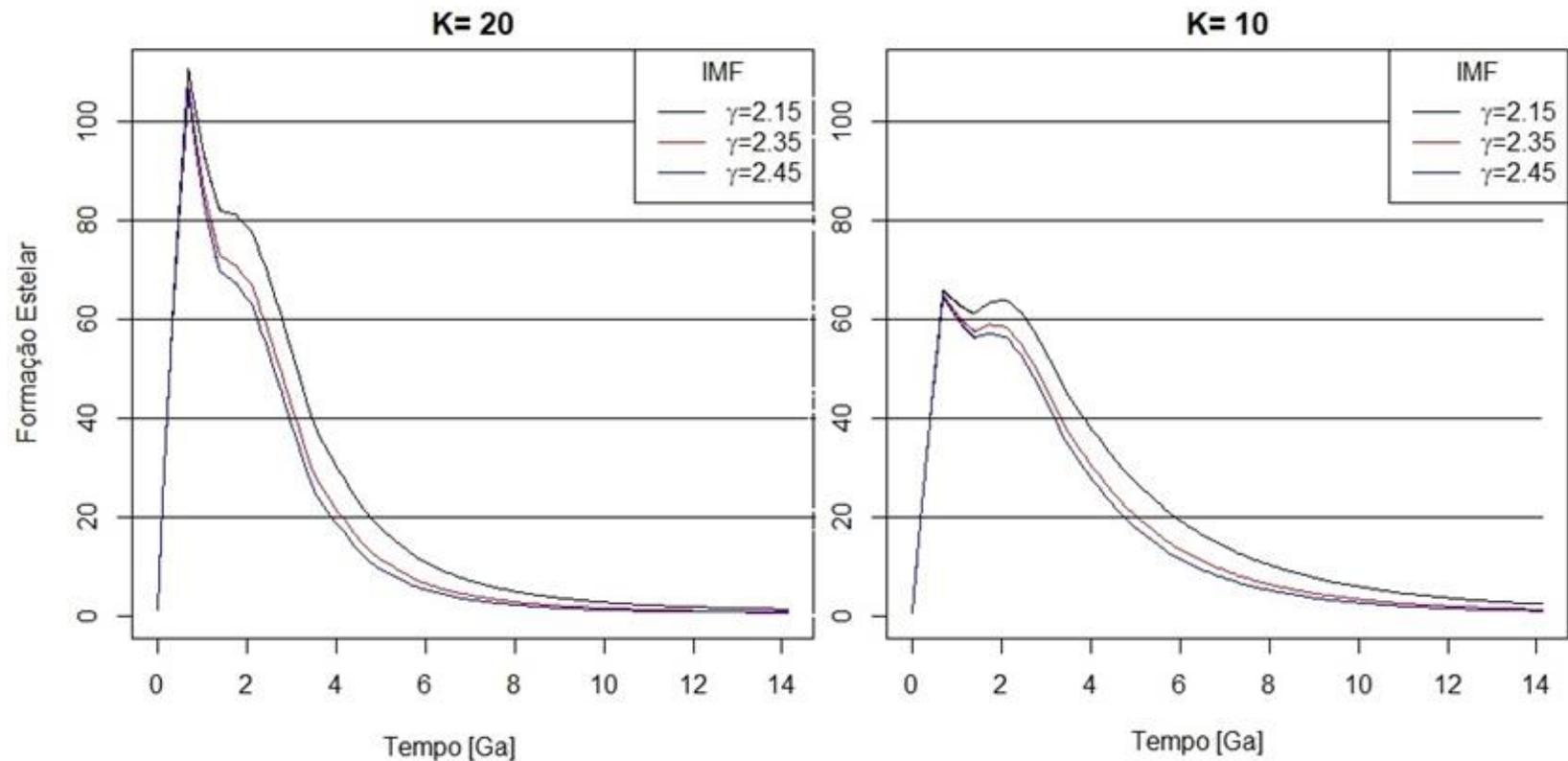


Figura 3.22: Taxa de formação estelar para diferentes IMFs e valores de K, em modelo com *infall* aleatório de $seed=6$ e $\tau_{infall} = 1Ga$

Como visto na figura 3.20, um coeficiente γ menor reflete uma IMF em que há mais estrelas de alta massa, de modo que é possível ver uma clara diferença no valor da taxa de formação estelar nas curvas onde $\gamma = 2.15$. Uma vez que há impacto significativo na formação estelar, a primeira consequência que se espera são mudanças nas frequências de eventos de supernova e, conforme é mostrado nas figuras a seguir.

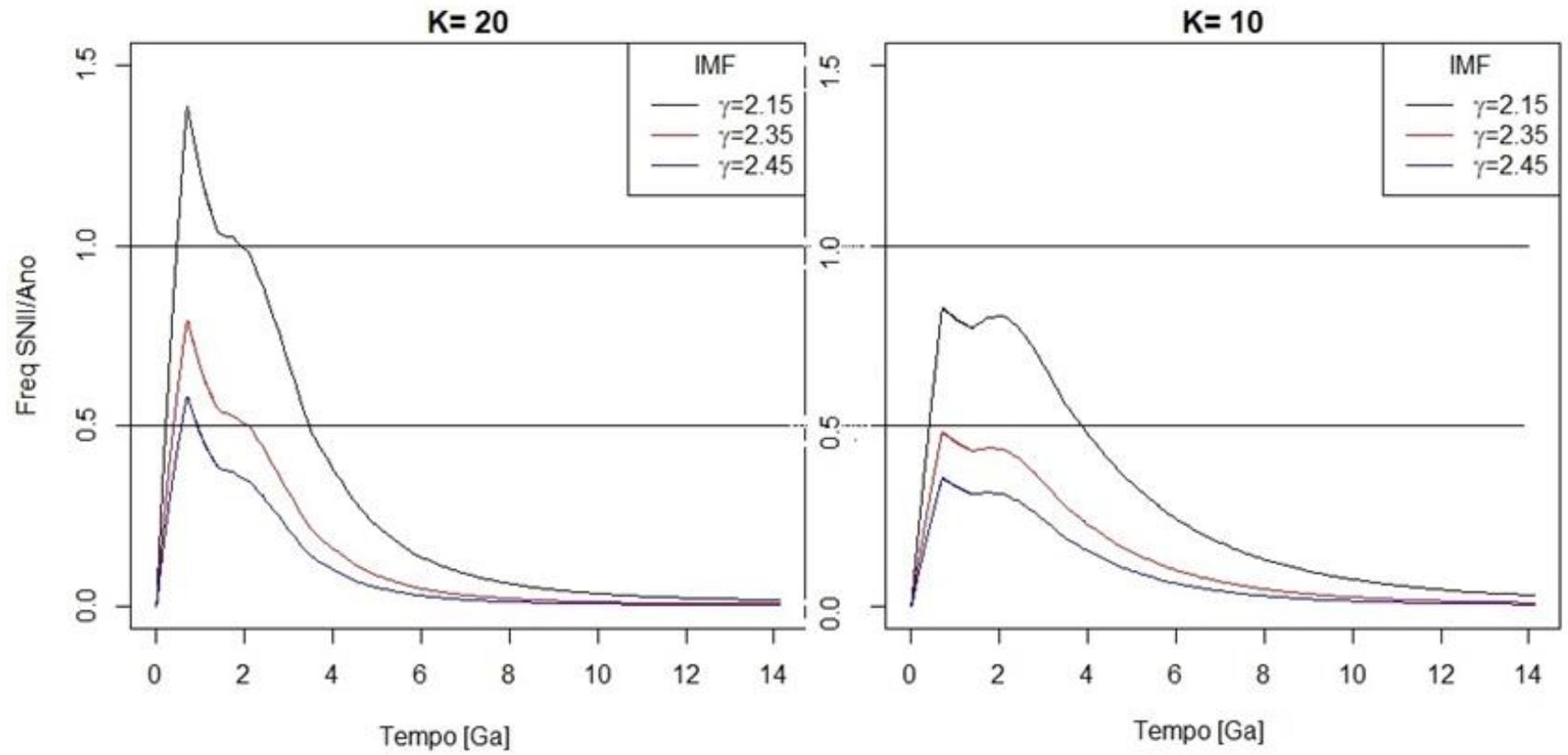


Figura 3.23: Frequências de Supernovas de tipo II para diferentes valores de IMF e K, em modelo com *infall* aleatório de $seed=6$ e $\tau_{infall} = 1Ga$.

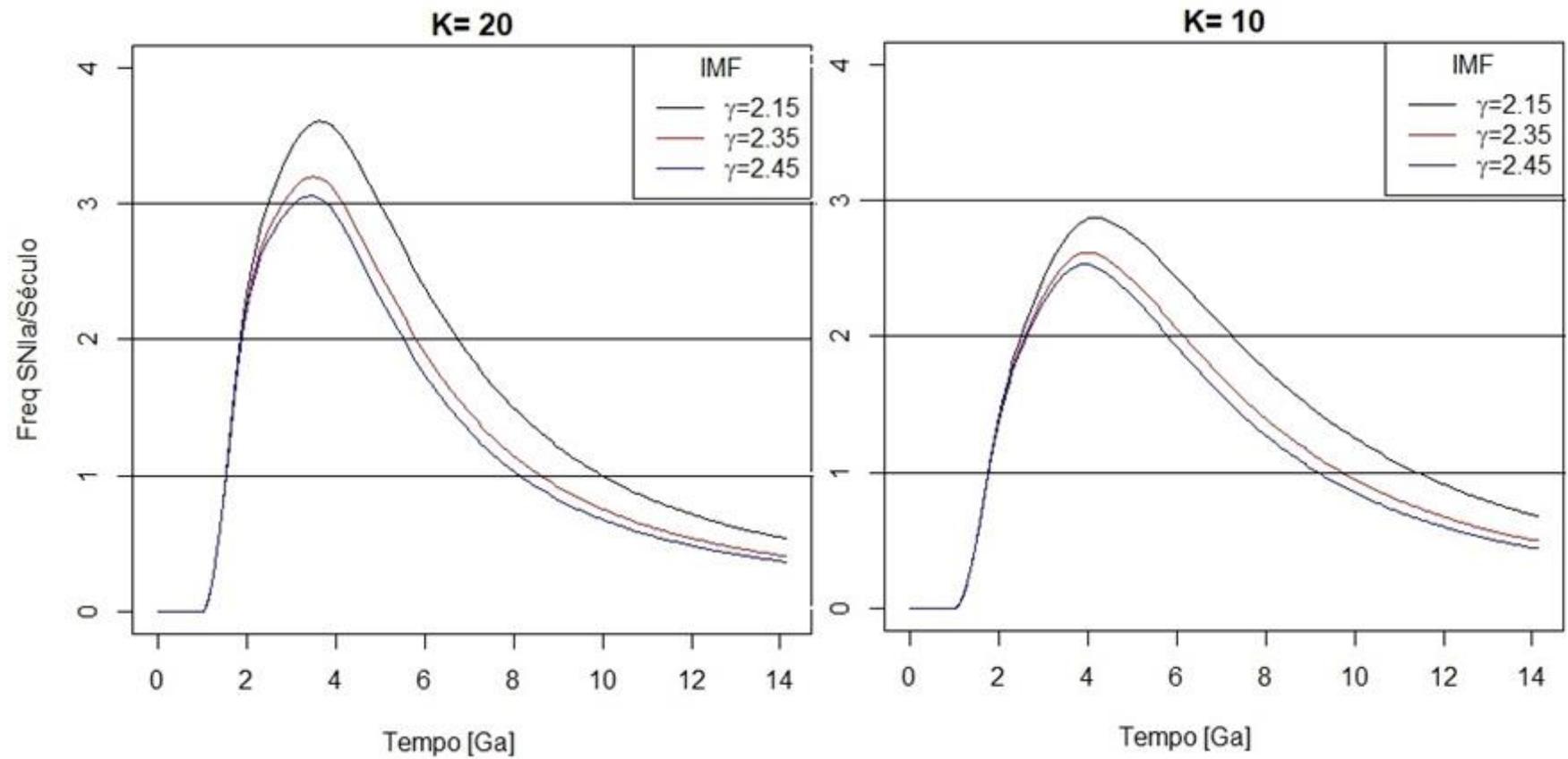


Figura 3.24: Frequências de Supernovas de tipo Ia para diferentes valores de IMF e K, em modelo com *infall* aleatório de *seed=6* e $\tau_{infall} = 1Ga$.

Na figura 3.23, o que se observa é que uma IMF que privilegie estrelas de maior massa irá gerar mais eventos de supernova do tipo II, e que quanto maior for a taxa de formação estelar, mais frequentes serão esses eventos.

Já a figura 3.24 aparenta trazer uma contradição: como uma IMF que não privilegia estrelas de baixa massa acaba por gerar mais eventos de supernova do tipo Ia? O que acontece é que, com o nascimento e morte de mais estrelas massivas, novas populações estelares são geradas e cada uma delas com uma fração de estrelas candidatas a se tornarem uma supernova do tipo Ia. Como pode ser visto na equação 2.13, a frequência de supernovas do tipo Ia estimada por Pacheco (1996) não depende diretamente da IMF, porém ela está relacionada com a função que define a fração de gás frio, e essa sim é dependente da IMF.

Assim como na figura 3.12, a figura 3.25 abaixo mostra a história do enriquecimento químico do gás das elípticas, mas desta vez considerando também diferentes expoentes de IMF.

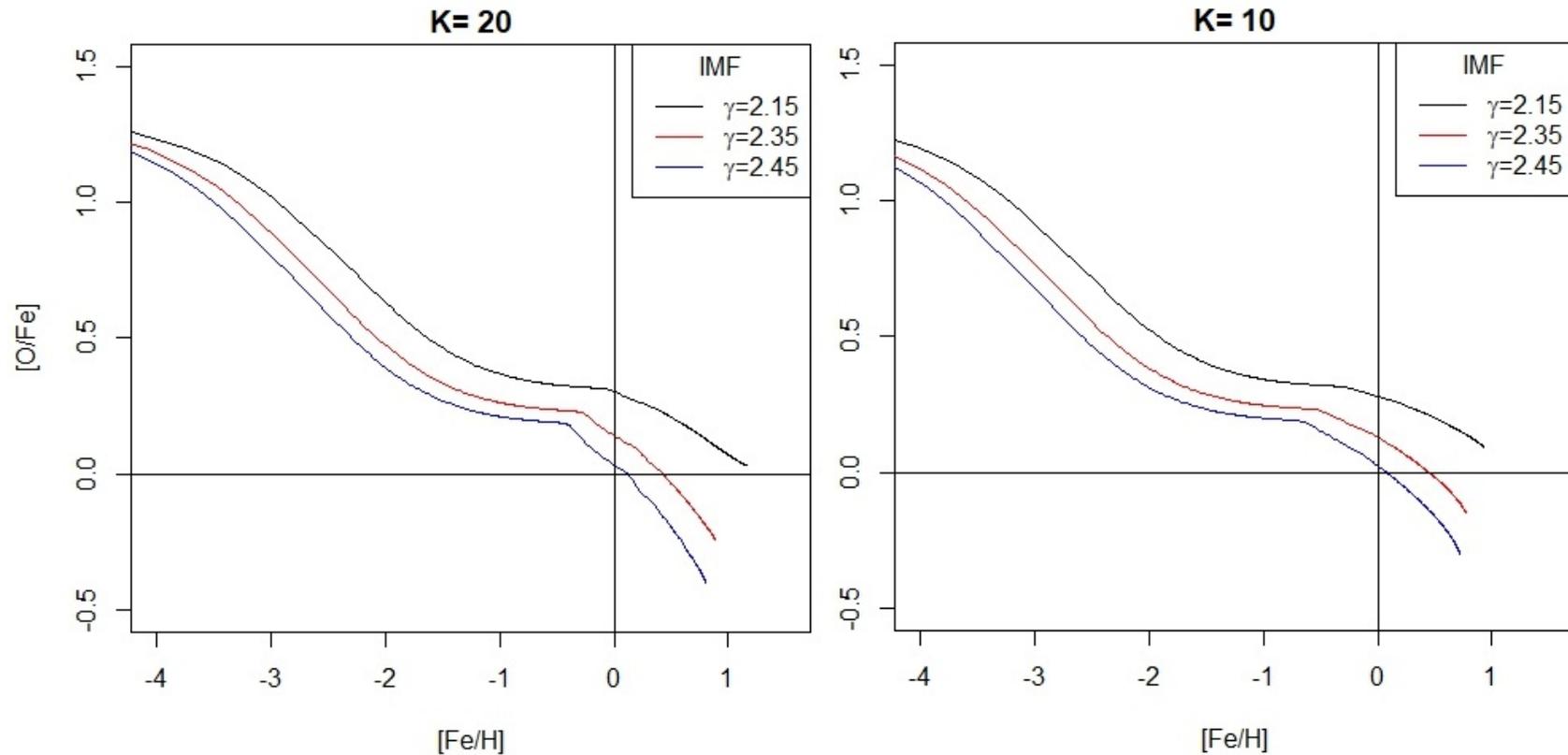


Figura 3.25: Relação entre $[Fe/H]$ e $[O/Fe]$ para diferentes valores de IMF e K, em modelo com *infall* aleatório de $seed=6$ e $\tau_{infall} = 1Ga$.

Podemos observar neste caso que, na região em que $[Fe/H] > -0.5$, a assinatura dos eventos de supernova de tipo Ia é evidente, disseminando grandes quantidades de ferro e reduzindo sensivelmente o valor de $[O/Fe]$. Também podemos observar que, na região em que os eventos de SNIa surgem, a curva em que a IMF privilegia mais estrelas de alta massa ($\gamma=2,15$) a razão $[\alpha/Fe]$ permanece acima de zero, evidenciando maior influência dos produtos finais de evolução da SNII mesmo em *redshifts* próximos a zero.

As tabelas a seguir mostram os valores médios e integrados da população estelar atual de uma galáxia elíptica de massa final $2 \times 10^{11} M_{\odot}$, considerando o modelo de *infall* aleatório com $seed=6$ e $\tau_{infall} = 1Ga$, para diferentes tempos de *infall* e expoentes de IMF.

Tabela 3.3: Abundâncias médias, idade média, índices de metalicidade e de cor integrados e magnitude integrada no filtro B para $K=10$, com *infall* aleatório de $seed=6$ e $\tau_{infall} = 1Ga$ para *redshift* zero

γ	$\langle [Fe/H] \rangle$	$\langle [Mg/Fe] \rangle$	$\langle [O/Fe] \rangle$	$\langle Idade \rangle$ (10^9 anos)	Mg_2	$\langle Fe \rangle$	H β	(U-V)	M_B
2,15	+0,254	+0,19	+0,21	10,23	0,332	3,32	1,60	1,257	-20,52
2,25	+0,134	+0,13	+0,14	10,46	0,310	3,08	1,61	1,283	-20,56
2,35	+0,018	+0,05	+0,06	10,67	0,247	2,79	1,63	1,234	-20,58
2,45	-0,091	-0,03	-0,03	10,83	0,228	2,67	1,65	1,172	-20,63

Tabela 3.4: Abundâncias médias, idade média, índices de metalicidade e de cor integrados e magnitude integrada no filtro B para $K=20$, com *infall* aleatório de $seed=6$ e $\tau_{infall} = 1Ga$ para *redshift* zero

γ	$\langle [Fe/H] \rangle$	$\langle [Mg/Fe] \rangle$	$\langle [O/Fe] \rangle$	$\langle Idade \rangle$ (10^9 anos)	Mg_2	$\langle Fe \rangle$	H β	(U-V)	M_B
2,15	+0,324	+0,19	+0,18	11,21	0,354	3,48	1,52	1,429	-20,26
2,25	+0,185	+0,11	+0,12	11,39	0,330	3,21	1,53	1,411	-20,36
2,35	+0,057	+0,04	+0,05	11,54	0,257	2,90	1,55	1,331	-20,41
2,45	-0,059	-0,04	-0,04	11,66	0,237	2,77	1,57	1,247	-20,49

No apêndice D estão mostradas as mesmas tabelas para os outros modelos gerados com diferentes *seeds* e τ_{infall} , para uma comparação mais completa entre os diferentes modelos propostos.

A figura 3.26 mostra os resultados dos modelos de $seed=6$ e $\tau_{infall} = 1Ga$, comparados com a mesma amostra de dados observados utilizada em Idiart et, al (2007) (ver apêndice D). Cumpre ressaltar que estamos utilizando uma massa final típica de galáxia elíptica de $2 \times 10^{11} M_{\odot}$, portanto o objetivo primeiro é somente verificar se os modelos propostos se ajustam dentro do

intervalo esperado de cor e magnitude. Se quisermos verificar este ajuste ao longo de todos os dados da amostra, deveremos gerar modelos para outras massas de elípticas, como é mostrado nas tabelas finais do apêndice C.

Como podemos notar, os modelos com maior eficiência de formação estelar são os que mais se aproximam da linha de tendência média. Isso mais uma vez confirma que galáxias elípticas possuem uma eficiência de formação estelar maior.

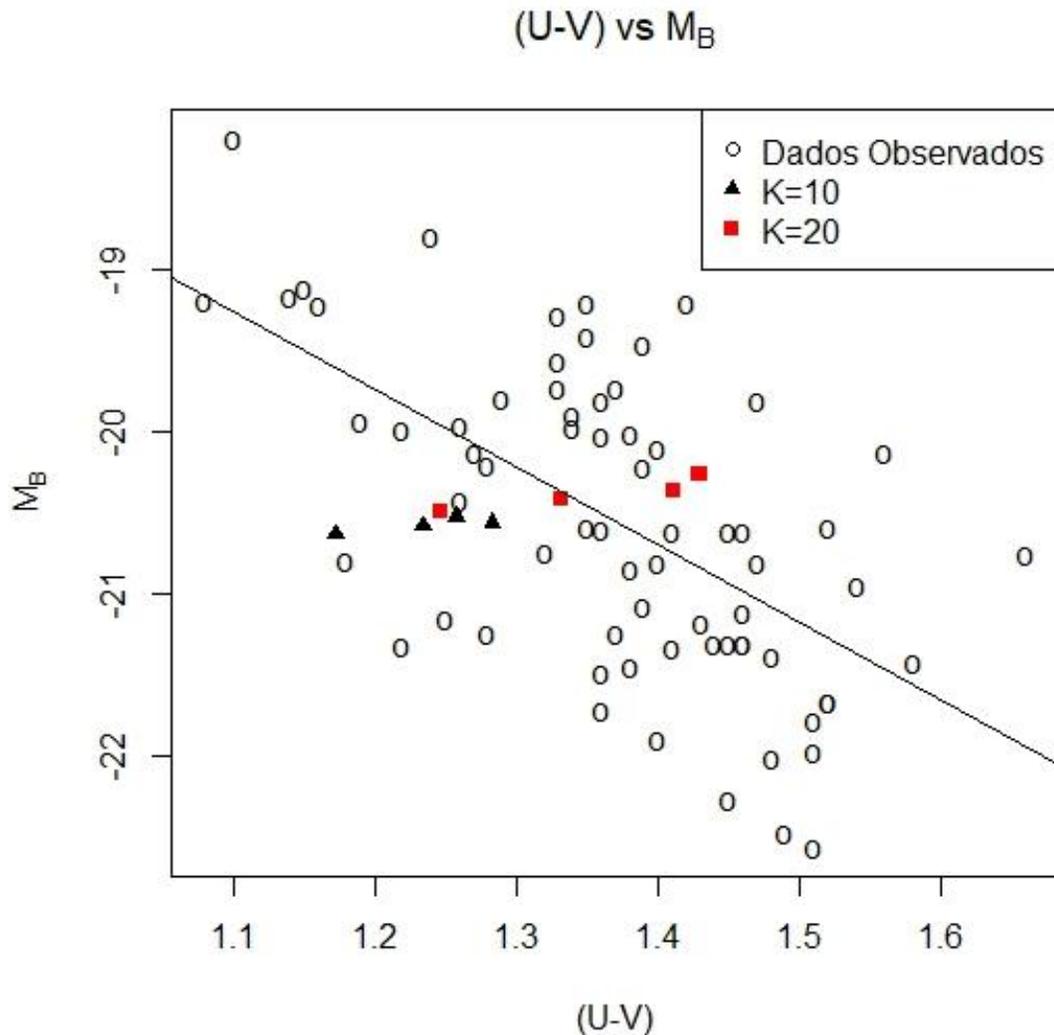


Figura 3.26 – Relação entre (U-V) e M_b para os dados observacionais e os resultados dos modelos propostos

Na figura 3.27 se pode observar que os modelos que melhor se ajustam aos dados observacionais são aqueles em que há uma maior formação de estrelas com alta massa, ou seja, onde o expoente da IMF do tipo Salpeter está no intervalo entre 2,15 e 2,35. O comportamento é observado para ambas eficiências consideradas, embora o diagrama cor x magnitude mostre uma tendência melhor para uma maior eficiência K. Isso nos demonstra que a utilização de só um

diagrama de quantidades observadas integradas não é suficiente para a escolha de modelos de evolução química que melhor se ajustem aos dados.

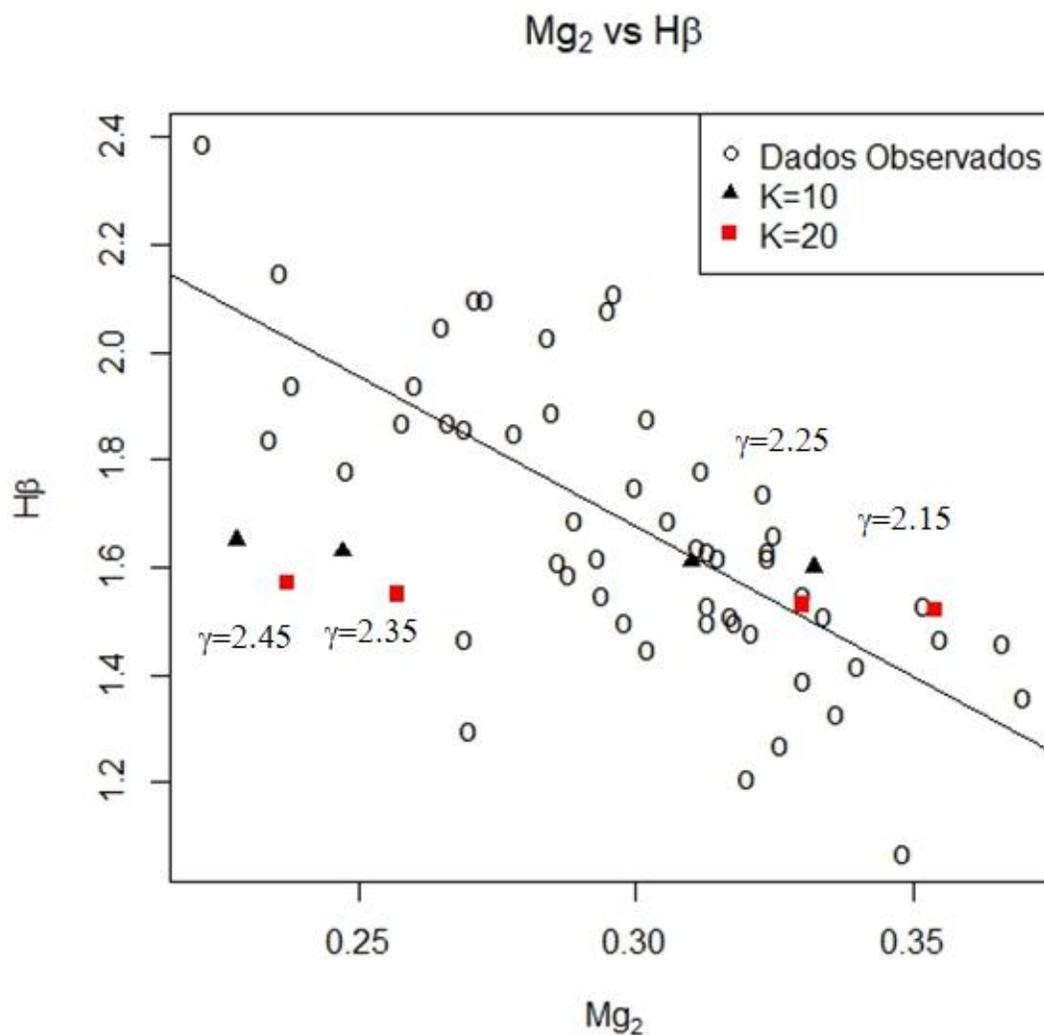


Figura 3.25 – Relação entre Mg_2 e $H\beta$ para os dados observacionais e os resultados dos modelos propostos

Por fim, na figura 3.27 é possível verificar um comportamento que segue a tendência de que um expoente de IMF que privilegie estrelas de mais alta massa parece ser o que melhor se aproxima do observado para galáxias elípticas.

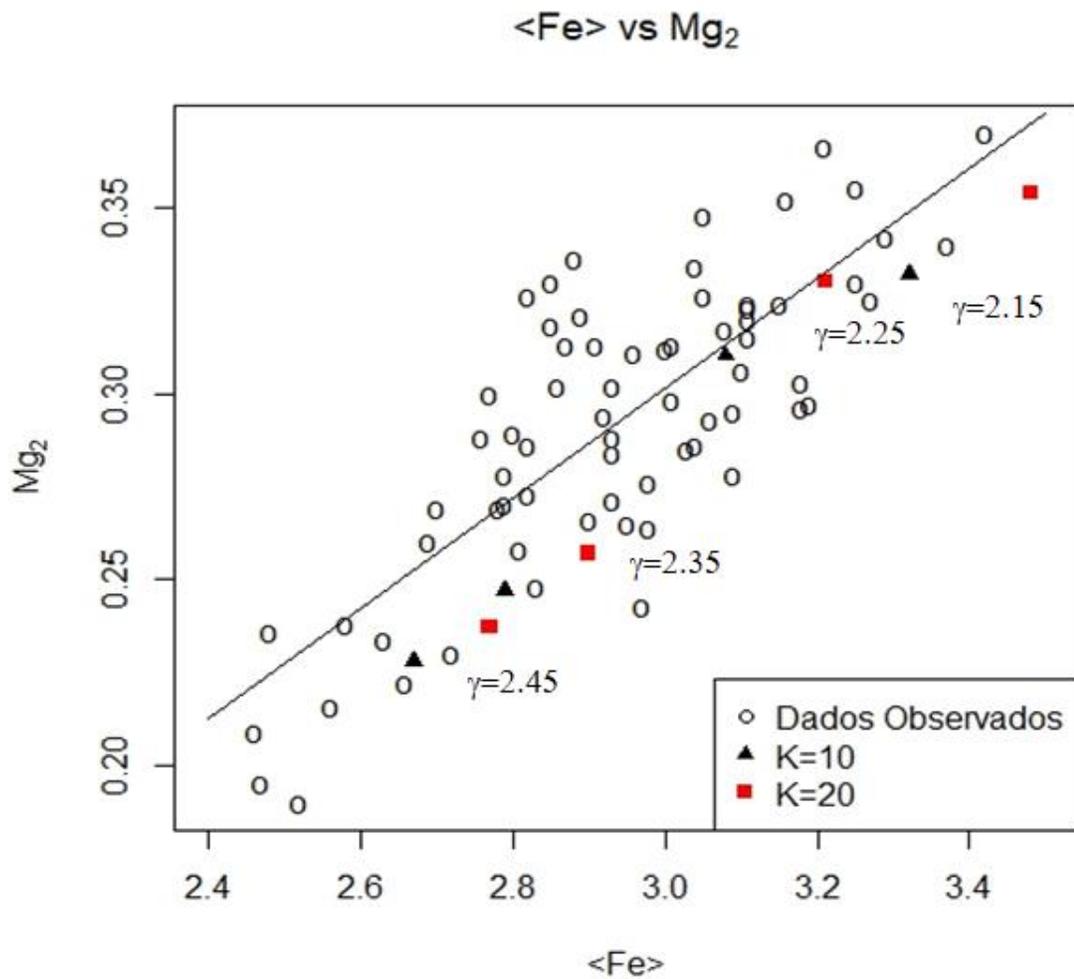


Figura 3.28 – Relação entre $\langle Fe \rangle$ e Mg_2 para os dados observacionais e os resultados dos modelos propostos

Dos modelos propostos acima, aquele que melhor reproduziu os dados observados é aquele em que há uma maior eficiência de formação estelar ($K=20$) e uma IMF em que haja maior produção de estrelas de alta massa.

Isso ocorre, pois, uma maior taxa de formação estelar aliada a uma formação de mais estrelas de alta massa resulta numa produção elevada de metais logo no início da formação da galáxia.

Esse aumento de metalicidade, junto com o fato de que a formação estelar ocorre principalmente no início da formação da galáxia, leva a uma alta idade média das populações estelares, e um avermelhamento da luz da galáxia, decorrente do fato de que somente estrelas de baixa massa ainda permanecem brilhando.

4 Conclusões e Perspectivas

Neste trabalho, o modelo de Idiart et al (2007) foi revisitado de modo a compreender novos fenômenos, como o *infall* aleatório no tempo, mais próximos com os cenários mais realistas obtidos a partir de simulações cosmológicas, e reconsiderar a presença de fenômenos como o vento galáctico.

A partir dos resultados do capítulo 3 foi possível verificar que uma função de *infall* completamente aleatória não é suficiente para explicar o comportamento médio observado em galáxias elípticas, principalmente no que diz respeito à idade média das populações estelares e à taxa de formação estelar atualmente observada. Por isso, fez-se necessário propor uma função de *infall* que contivesse em si o comportamento aleatório, porém sem abrir mão do comportamento chave necessário na modelagem desse tipo de galáxia: o maior período de formação estelar deve ser logo no início da formação da galáxia, de modo que a maior fração de gás acretado deve ser ocorrer logo nos primeiros milhões de anos.

Foram construídos diversos modelos de *infall* seguindo o perfil descrito no parágrafo anterior, e foram selecionados alguns para uma análise completa do impacto dos parâmetros livres dos modelos considerados: rapidez do *infall* τ_{infall} , eficiência na formação estelar K e expoente da função de massa inicial γ . Utilizando estes modelos selecionados, foi possível fazer a comparação das quantidades observadas calculadas com os dados de uma amostra de galáxias observadas em *redshifts* próximos a zero. Obtivemos que os modelos que melhor concordam com as propriedades integradas observadas são aquelas em que τ_{infall} é curto, a eficiência de formação relativamente alta e uma função de massa inicial que privilegie estrelas de mais alta massa.

Como estrelas de alta massa possuem tempo de vida curto, além de criarem uma maior quantidade de elementos pesados, elas ainda tratam de esgotar mais rapidamente o gás disponível para formação de novas estrelas, de modo que a taxa de formação estelar nos dias de hoje seja praticamente inexistente, conforme é observado em elípticas.

Em princípio, a maior parte das estrelas de baixa massa que se formaram desde o início da formação de uma galáxia elíptica, irão permanecer vivas até *redshifts* próximos a zero. Como estamos tratando de altas eficiências de formação estelar, implicando necessariamente no esgotamento rápido do gás frio disponível para a formação de estrelas, o que se observa hoje em elípticas é uma população média velha e avermelhada, resultante de sucessivas gerações de estrelas de baixa massa. Além disso, uma alta eficiência de formação estelar em conjunto com uma função de massa inicial que privilegie estrelas de alta massa, implica em metalicidades médias elevadas e uma razão $[\alpha/Fe]$ média também elevada, pois a assinatura expressiva de SNIa

só aparecerá em *redshifts* muito baixos, onde praticamente não há mais gás disponível para a formação de estrelas.

Como esse é uma área de estudo que sempre está sendo aperfeiçoada, seja por modelos que melhor reflitam a realidade ou por dados observacionais mais precisos, sempre há espaço para melhorias. Um fenômeno, porém, que não foi contemplado nesse modelo, e deixa uma porta aberta para futuros estudos é a explicação da presença de gás quente observado ao redor de galáxias elípticas. A explicação anterior que utiliza ventos galácticos é insuficiente para explicar a quantidade de gás quente observada. Uma possível solução está em considerar um evento de *infall* aleatório como este, porém composto de gás frio e quente. Como o gás acretado ao sistema vem dos filamentos, nada impede que este tenha uma parcela quente, decorrente da conversão de energia potencial em energia cinética. Esse cenário, porém, introduz um novo parâmetro livre, que irá determinar qual percentual do gás é quente, e pode levar a outras questões, como por exemplo se esse percentual é fixo ao longo da evolução da galáxia ou se pode variar dependendo do tempo e se esse gás deve ter metalicidade nula ou pode ser enriquecido etc.

Outra perspectiva futura mais imediata é analisar cada galáxia elíptica observada da amostra, obtendo os modelos que melhor ajustem o conjunto de dados observados de cada uma individualmente. Assim teremos uma visão melhor da variação no espaço dos parâmetros livres do modelo τ_{infall} , K e γ .

5 Referências Bibliográficas

Audouze J., Tinsley B. M., 1976, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **14** 43

Chiappini C., Matteucci F., Gratton R., 1997, *ApJ* **477** 765-780

de Masi C., Matteucci F., Vincenzo F., 2018, *MNRAS* **474** 5259-5271

Faber, S.M., Friel, E., Burstein, D., Gaskell, C.M. 1985, *ApJSS*, **57**, 711

Gibson B. K., 1997, *MNRAS* **290** 471-489

Iben Jr I., 1991 *Single and Binary Star Evolution*, *ApJS* **76** 55

Idiart T. P., Silk J., de Freitas Pacheco J. A., 2007, *MNRAS*, **381** 1711

IEEE Spectrum, Oct/2012, 42-47

Kennicutt Jr R. C., 1998, *ApJ* **498** 2

Kroupa P., 2001, *MNRAS* **322** 231

Maeder A. et al, 1992, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **96**, 269-331

Matsumoto M., Nishimura T., 1998, *ACM Transactions on Modeling and Computer Simulation*, vol. 8, no. 1, pp. 3-30

Matteucci F., Tornambè A., 1987, *A.A.*, **185** 51-60

Matteucci, F., 2004, *The chemical evolution of the galaxy*. In: McWilliam A, Rauch M. (eds). *Origin and Evolution of the Elements*, Cambridge University Press.

Matteucci F., 2016, *J. Phys.: Conf. Ser* **703** 012004

Nomoto K., Hashimoto M., Tsujimoto T., Thielemann F.-K., Kishimoto N., Kubo Y., Nakasato N., 1997a, *Nucl. Phys. A*, **616**, 79c

Nomoto K., Iwamoto K., Nakasato N., Thielemann F.-K., Brachwitz F., Tsujimoto T., Kubo Y., Kishimoto N., 1997b, *Nucl. Phys. A*, **621**, 467c

Osterbrock D., Ferland G., 2006, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, University Science Books, 2nd ed.

Pacheco, J. A., 1996, *RevMexAA*, **4**, 51-54

- Pagel B. E. J., 1997, *Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies*, Cambridge University Press
- Pagel B. E. J., Tautvaisienė G., 1995, *MNRAS*, **276** 505
- Planck Collaboration, 2018, *Planck 2018 Results. VI. Cosmological parameters*, *arXiv:1807.06209*
- Salpeter, E. E., 1955, *Astrophys. J.* **121** 161
- Samland M., Gerhard O. E., 2003, *Astron. Astrophys.* **399** 961
- Schmidt M., 1959, *ApJ* **129** 243
- Searle, L., & Sargent, W. L. W. 1972, *ApJ*, **173**, 25
- Truran J. W., Cameron A. G. W., 1971, *Astrophys. Space Sci.* **14** 179
- Tully R. B., 1987, *ApJ* **323** 1-18
- Veilleux S., Cecil G. & Bland-Hawthorn J., 2005, *A.A.*, **43** 769-826
- Worthey, G, 1994, *ApJSS*, **95**, 107

Apêndice A - Impacto da Hipótese de Reciclagem Instantânea

Os primeiros modelos de evolução química da galáxia, por conta da limitação computacional da época, eram estritamente analíticos. E por conta disso eram necessárias algumas aproximações.

Uma delas era em relação ao tempo de vida das estrelas, e é conhecida na literatura como *IRA – Instantaneous Recycling Approximation*, ou Aproximação de Reciclagem Instantânea. Essa aproximação parte do seguinte diz o seguinte: estrelas de baixa massa, inferior à de uma estrela com tempo de vida igual ao tempo de Hubble, vivem para sempre e, por isso, não ejetam os elementos produzidos em seu interior ao meio interestelar. Já estrelas mais massivas que isso nascem e morrem instantaneamente, ejetando os elementos produzidos em seu interior.

Como se verá a seguir, foram feitos testes em que se avalia o impacto da *IRA*, porém um ponto fundamental é: independente dos modelos considerarem *IRA* ou não, sempre será assumido que os elementos ejetados irão se misturar ao gás do meio interestelar instantaneamente, isto é, não são consideradas abundâncias locais em nenhum dos modelos propostos ou avaliados

Afim de minimizar os efeitos de quaisquer outros fenômenos nessa análise, os modelos a seguir possuem as seguintes características: partem de uma massa de gás em colapso, sem nenhum evento de *infall* ou vento galáctico, possuem uma taxa de formação estelar alta ($K=10$ (14 Ga^{-1})) e assumem uma SFR do tipo Schmidt.

A figura 6.1, abaixo, mostra a variação da fração de massa de gás no tempo (em unidades de 14 Ga) para um modelo com IMFs do tipo Salpeter, com e sem *IRA*.

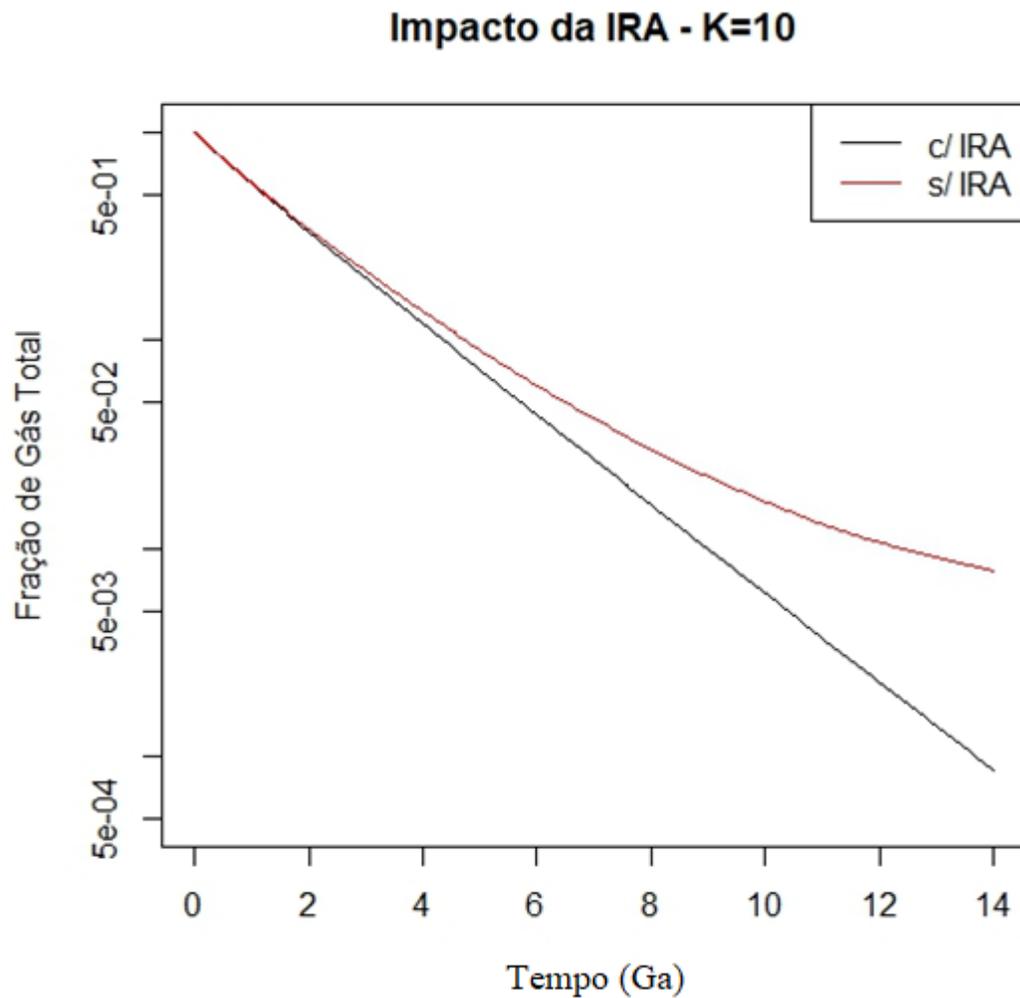


Figura 6.1: Modelos de evolução galáctica assumindo ou não *IRA*

Ao observarmos a figura 2.9, é possível ver que, de fato, estrelas de baixa massa possuem um tempo de vida maior do que o tempo de Hubble e, por isso, ainda não saíram da sequência principal. Por outro lado, estrelas muito massivas passam pouco tempo, em termos astronômicos, na sequência principal e, por isso, podem ser aproximadas como tempo de vida nulo sem grandes perdas.

Porém a grande diferença em considerar a *IRA* ou não deverá ocorrer em estrelas de massa intermediária, onde o tempo de vida é significativo e onde há a produção de importantes elementos, via explosões de supernova do tipo Ia, ou mesmo explosões de supernovas do tipo II. Como essas estrelas são responsáveis pela produção de diversos elementos, a história da metalicidade do sistema deverá ser influenciada.

Desse modo, como hoje temos à disposição ferramentas que nos permitem estimar com maior precisão os fenômenos e as variáveis envolvidas na evolução química, é de suma importância considerar o tempo de vida das estrelas e, com isso, excluir a *IRA* dos modelos.

Apêndice B - Gerador de números aleatórios

Uma vez que definimos que o *infall* deverá ocorrer de modo aleatório nos modelos, devemos nos assegurar de que é possível gerar uma sequência de números cujo comportamento seja o mais próximo possível do aleatório.

O *software* R, utilizado na criação e aplicação dos modelos, possui uma rotina chamada RUNIF que cria um vetor de números pseudoaleatórios segundo um algoritmo conhecido como *Mersenne Twister*, desenvolvido por Matsumoto e Nishimura (1998), e foi o primeiro algoritmo a gerar rapidamente números pseudoaleatórios satisfatoriamente.

O algoritmo necessita de um parâmetro inicial, uma semente, para que gere a sequência de valores aleatórios de tamanho desejado e pode aceitar limites superior e inferior para esses números.

Vetor Aleatório = runif(quantidade, limite inferior, limite superior)

```
>  
> runif(3,0,1)  
[1] 0.2655087 0.3721239 0.5728534  
>  
> runif(5,1,3)  
[1] 2.816416 1.403364 2.796779 2.889351 2.321596  
> |
```

Figura 6.2: Resultado da função geradora de números aleatórios

Essa função permite que possam ser criadas curvas de *infall* aleatórias e reproduzíveis, uma vez que a semente do algoritmo garante que a sequência numérica possa ser replicada.

Apêndice C – Demais resultados

Além dos resultados do capítulo 3, diversas outras simulações foram feitas para que fosse avaliado o impacto do modelo. As mesmas condições iniciais aplicadas nos primeiros modelos foram aplicadas aqui: IMF do tipo Salpeter, massa total da galáxia de 2×10^{11} massas solares e uma SFR cuja eficiência de formação estelar está discriminada em cada exemplo.

Tabela 6.1: Propriedades e índices de cores para $K=10$ (14 Ga)⁻¹, com *infall* aleatório simples de *seed*=1, para *redshift* zero

γ	<[Fe/H]>	<[Mg/Fe]>	<[O/Fe]>	<Idade> (10^9 anos)	fstarv	Mg_2	<Fe>	H β	(U-V)	M_B
2,10	+0,272	+0,23	+0,25	6,34	0,078	0,342	3,67	2,11	0,538	-21,89
2,15	+0,207	+0,21	+0,22	6,38	0,074	0,327	3,5	2,14	0,528	-21,94
2,25	+0,079	+0,15	+0,16	6,45	0,068	0,294	3,12	2,23	0,507	-22,00
2,35	-0,043	+0,08	+0,09	6,50	0,063	0,229	2,85	2,30	0,471	-22,05
2,45	-0,159	0,00	+0,01	6,55	0,059	0,212	2,72	2,35	0,476	-22,00
2,55	-0,265	-0,08	-0,09	6,59	0,056	0,201	2,58	2,41	0,487	-21,93

Tabela 6.2: Propriedades e índices de cores para *infall* aleatório exponencial de $seed=2$ e tempo de *infall* de 1 Ga, para *redshift* zero

K (14 Ganos) ⁻¹	γ	<[Fe/H]>	<[Mg/Fe]>	<[O/Fe]>	<Idade> (10 ⁹ anos)	fstarv	Mg ₂	<Fe>	H β	(U-V)	M _B
5	2,15	+0,139	+0,20	+0,22	8,79	0,303	0,299	3,09	1,77	0,969	-21,01
	2,25	+0,035	+0,14	+0,15	9,01	0,279	0,258	2,81	1,78	0,978	-20,97
	2,35	-0,069	+0,07	+0,08	9,21	0,261	0,228	2,63	1,79	0,996	-20,97
	2,45	-0,170	-0,01	-0,01	9,38	0,246	0,213	2,52	1,81	0,966	-20,98
10	2,15	+0,252	+0,19	+0,21	10,05	0,164	0,330	3,32	1,61	1,252	-20,54
	2,25	+0,132	+0,14	+0,13	10,29	0,149	0,309	3,08	1,62	1,279	-20,58
	2,35	+0,016	+0,06	+0,06	10,488	0,137	0,245	2,79	1,63	1,232	-20,59
	2,45	-0,093	-0,03	-0,03	10,652	0,128	0,227	2,66	1,65	1,167	-20,65
20	2,15	+0,322	+0,19	+0,18	11,029	0,083	0,353	3,48	1,52	1,432	-20,27
	2,25	+0,184	+0,11	+0,13	11,207	0,075	0,329	3,21	1,53	1,415	-20,36
	2,35	+0,056	+0,05	+0,04	11,356	0,069	0,258	2,90	1,55	1,337	-20,42
	2,45	-0,061	-0,04	-0,04	11,480	0,065	0,237	2,77	1,57	1,251	-20,50

Tabela 6.3: Propriedades e índices de cores para *infall* aleatório exponencial de $seed=2$ e tempo de *infall* de 8 Ga, para *redshift* zero

K (14 <i>Ganos</i>) ⁻¹	γ	$\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle$	$\langle[\text{Mg}/\text{Fe}]\rangle$	$\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle$	$\langle\text{Idade}\rangle$ (10 ⁹ anos)	<i>f</i> starv	<i>Mg</i> ₂	$\langle\text{Fe}\rangle$	H β	(U-V)	<i>M</i> _B
5	2,15	+0,057	+0,21	+0,23	6,63	0,258	0,280	3,01	2,09	0,649	-21,73
	2,25	-0,046	+0,15	+0,17	6,75	0,240	0,257	2,74	2,13	0,641	-21,76
	2,35	-0,151	+0,09	+0,09	6,87	0,226	0,209	2,65	2,17	0,576	-21,27
	2,45	-0,253	+0,01	+0,01	6,96	0,215	0,197	2,57	2,21	0,596	-21,70
10	2,15	+0,183	+0,20	+0,22	7,35	0,149	0,325	3,41	1,92	0,755	-21,44
	2,25	+0,067	+0,14	+0,15	7,49	0,137	0,300	3,12	1,95	0,719	-21,49
	2,35	-0,048	+0,07	+0,08	7,60	0,127	0,235	2,85	1,99	0,683	-21,53
	2,45	-0,157	0,00	0,00	7,70	0,120	0,218	2,71	2,03	0,679	-21,50
20	2,15	+0,253	+0,20	+0,21	7,94	0,054	0,354	3,66	1,82	0,810	-21,27
	2,25	+0,123	+0,13	+0,15	8,05	0,072	0,296	3,26	1,86	0,773	-21,34
	2,35	0,00	+0,07	+0,07	8,14	0,066	0,247	3,03	1,91	0,733	-21,40
	2,45	-0,115	-0,01	-0,01	8,21	0,062	0,230	3,91	1,95	0,726	-21,38

Tabela 6.4: Propriedades e índices de cores para *infall* aleatório exponencial de *seed*=3 e tempo de *infall* de 1 Ga, para *redshift* zero

K (14 <i>Ganos</i>) ⁻¹	γ	$\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle$	$\langle[\text{Mg}/\text{Fe}]\rangle$	$\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle$	$\langle\text{Idade}\rangle$ (10 ⁹ anos)	F_{starv}	Mg_2	$\langle\text{Fe}\rangle$	H β	(U-V)	M_B
5	2,15	+0,141	+0,20	+0,22	8,85	0,303	0,300	3,09	1,77	0,970	-21,00
	2,25	+0,037	+0,14	+0,15	9,07	0,280	0,259	2,81	1,77	0,979	-20,96
	2,35	-0,068	+0,07	+0,08	9,27	0,261	0,228	2,64	1,79	0,997	-20,97
	2,45	-0,169	-0,01	-0,01	9,45	0,246	0,213	2,52	1,81	0,968	-20,98
10	2,15	+0,253	+0,19	+0,21	10,12	0,164	0,331	3,32	1,61	1,249	-20,54
	2,25	+0,133	+0,13	+0,14	10,36	0,149	0,309	3,08	1,61	1,276	-20,57
	2,35	+0,017	+0,05	+0,06	10,56	0,137	0,245	2,79	1,63	1,228	-20,59
	2,45	-0,092	-0,03	-0,03	10,72	0,128	0,227	2,66	1,65	1,164	-20,65
20	2,15	+0,322	+0,18	+0,19	11,10	0,083	0,353	3,48	1,52	1,426	-20,28
	2,25	+0,184	+0,11	+0,13	11,27	0,075	0,295	3,13	1,53	1,385	-20,32
	2,35	+0,056	+0,04	+0,05	11,42	0,069	0,257	2,90	1,55	1,328	-20,42
	2,45	-0,060	-0,04	-0,04	11,55	0,065	0,236	2,77	1,58	1,242	-20,50

Tabela 6.5: Propriedades e índices de cores para *infall* aleatório exponencial de *seed*=3 e tempo de *infall* de 8 Ga, para *redshift* zero

K (14 <i>Ganos</i>) ⁻¹	γ	<[Fe/H]>	<[Mg/Fe]>	<[O/Fe]>	<Idade> (10 ⁹ anos)	<i>fstarv</i>	<i>Mg</i> ₂	<Fe>	H β	(U-V)	M _B
5	2,15	+0,051	+0,21	+0,23	6,48	0,257	0,278	2,99	2,11	0,654	-21,74
	2,25	-0,052	+0,16	+0,17	6,61	0,240	0,255	2,73	2,15	0,648	-21,77
	2,35	-0,157	+0,09	+0,10	6,71	0,226	0,213	2,51	2,19	0,606	-21,80
	2,45	-0,260	+0,01	+0,02	6,81	0,215	0,197	2,56	2,22	0,604	-21,71
10	2,15	+0,179	+0,21	+0,22	7,19	0,150	0,324	3,41	1,93	0,770	-21,43
	2,25	+0,063	+0,14	+0,16	7,32	0,137	0,299	3,11	1,95	0,739	-21,48
	2,35	-0,051	+0,08	+0,08	7,43	0,127	0,235	2,84	1,99	0,708	-21,51
	2,45	-0,160	0,00	0,00	7,53	0,120	0,219	2,72	2,03	0,705	-21,48
20	2,15	+0,251	+0,20	+0,21	7,78	0,079	0,352	3,64	1,83	0,838	-21,25
	2,25	+0,121	+0,14	+0,15	7,89	0,072	0,299	3,26	1,85	0,805	-21,30
	2,35	-0,001	+0,07	+0,07	7,98	0,067	0,247	3,03	1,89	0,768	-21,35
	2,45	-0,116	-0,01	-0,01	8,06	0,062	0,230	2,89	1,93	0,758	-21,34

Tabela 6.6: Propriedades e índices de cores para *infall* aleatório exponencial de *seed*=6 e tempo de *infall* de 1 Ga, para *redshift* zero

K (14 <i>Ganos</i>) ⁻¹	γ	<[Fe/H]>	<[Mg/Fe]>	<[O/Fe]>	<Idade> (10 ⁹ anos)	<i>fstarv</i>	<i>Mg</i> ₂	<Fe>	H β	(U-V)	M _B
--	----------	----------	-----------	----------	-----------------------------------	---------------	------------------------	------	-----------	-------	----------------

5	2,15	+0,143	+0,20	+0,22	8,94	0,304	0,301	3,10	1,76	0,976	-20,99
	2,25	+0,039	+0,14	+0,15	9,17	0,280	0,259	2,82	1,77	0,986	-20,94
	2,35	-0,065	+0,07	+0,08	9,37	0,261	0,229	2,64	1,78	1,006	-20,95
	2,45	-0,166	-0,01	-0,01	9,55	0,247	0,214	2,52	1,80	0,974	-20,96
10	2,15	+0,254	+0,19	+0,21	10,23	0,164	0,332	3,32	1,60	1,257	-20,52
	2,25	+0,134	+0,13	+0,14	10,46	0,149	0,310	3,08	1,61	1,283	-20,56
	2,35	+0,018	+0,05	+0,06	10,67	0,137	0,247	2,79	1,63	1,234	-20,58
	2,45	-0,091	-0,03	-0,03	10,83	0,128	0,228	2,67	1,65	1,172	-20,63
20	2,15	+0,324	+0,19	+0,18	11,21	0,083	0,354	3,48	1,52	1,429	-20,26
	2,25	+0,185	+0,11	+0,12	11,39	0,075	0,330	3,21	1,53	1,411	-20,36
	2,35	+0,057	+0,04	+0,05	11,54	0,069	0,257	2,90	1,55	1,331	-20,41
	2,45	-0,059	-0,04	-0,04	11,66	0,064	0,237	2,77	1,57	1,247	-20,49

Tabela 6.7: Propriedades e índices de cores para *infall* aleatório exponencial de *seed*=6 e tempo de *infall* de 8 Ga, para *redshift* zero

K (14 <i>Ganos</i>) ⁻¹	γ	$\langle [Fe/H] \rangle$	$\langle [Mg/Fe] \rangle$	$\langle [O/Fe] \rangle$	$\langle \text{Idade} \rangle$ (10 ⁹ anos)	<i>fstarv</i>	<i>Mg</i> ₂	$\langle Fe \rangle$	H β	(U-V)	<i>M_B</i>
5	2,15	+0,062	+0,21	+0,23	6,76	0,258	0,283	3,03	2,07	0,653	-21,70

	2,25	-0,042	+0,15	+0,16	6,87	0,241	0,260	2,76	2,11	0,646	-21,73
	2,35	-0,147	+0,09	+0,09	7,00	0,227	0,210	2,66	2,15	0,582	-21,69
	2,45	-0,249	+0,01	+0,01	7,10	0,216	0,199	2,59	2,18	0,604	-21,67
10	2,15	+0,186	+0,20	+0,22	7,49	0,149	0,328	3,43	1,90	0,752	-21,41
	2,25	+0,070	+0,14	+0,15	7,63	0,137	0,302	3,13	1,92	0,717	-21,46
	2,35	-0,045	+0,07	+0,08	7,75	0,127	0,236	2,87	1,97	0,683	-21,50
	2,45	-0,154	-0,01	0,00	7,85	0,119	0,220	2,72	2,00	0,683	-21,47
20	2,15	+0,255	+0,20	+0,21	8,09	0,079	0,357	3,68	1,80	0,786	-21,26
	2,25	+0,125	+0,13	+0,15	8,21	0,072	0,296	3,28	1,83	0,746	-21,32
	2,35	+0,002	+0,06	+0,07	8,30	0,066	0,250	3,04	1,87	0,705	-21,39
	2,45	-0,112	-0,02	-0,01	8,38	0,062	0,231	2,89	1,91	0,704	-21,36

Tabela 6.8: Propriedades e índices de cores para *infall* aleatório exponencial de *seed*=7 e tempo de *infall* de 1 Ga, para *redshift* zero

K (14 Ganos) ⁻¹	γ	$\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle$	$\langle[\text{Mg}/\text{Fe}]\rangle$	$\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle$	$\langle\text{Idade}\rangle$ (10 ⁹ anos)	<i>f</i> _{starv}	<i>Mg</i> ₂	$\langle\text{Fe}\rangle$	H β	(U-V)	<i>M</i> _B
5	2,15	+0,148	+0,20	+0,22	9,13	0,305	0,303	3,11	1,75	0,982	-20,75
	2,25	+0,182	+0,14	+0,15	9,37	0,281	0,261	2,83	1,76	0,992	-20,92

	2,35	-0,061	+0,07	+0,07	9,58	0,262	0,230	2,65	1,78	1,014	-20,92
	2,45	-0,162	-0,01	-0,01	9,75	0,247	0,214	2,53	1,79	0,983	-20,94
10	2,15	+0,258	+0,19	+0,20	10,44	0,165	0,333	3,32	1,61	1,254	-20,50
	2,25	+0,136	+0,13	+0,14	10,68	0,149	0,311	3,08	1,61	1,276	-20,54
	2,35	+0,020	+0,05	+0,06	10,88	0,137	0,246	2,80	1,63	1,226	-20,56
	2,45	-0,089	-0,03	-0,03	11,05	0,128	0,227	2,67	1,65	1,166	-20,62
20	2,15	+0,325	+0,18	+0,19	11,43	0,083	0,353	3,47	1,52	1,409	-20,26
	2,25	+0,187	+0,11	+0,12	11,61	0,075	0,329	3,21	1,53	1,387	-20,36
	2,35	+0,059	+0,04	+0,05	11,76	0,069	0,254	2,89	1,56	1,309	-20,41
	2,45	-0,058	-0,04	-0,04	11,88	0,064	0,235	2,75	1,58	1,224	-20,48

Outro comparativo interessante foi variar a massa total da galáxia, o que pode ser visto nas duas tabelas abaixo.

Tabela 6.9: Propriedades e índices de cores para galáxia com massa total de $2 \times 10^{10} M_{\text{sol}}$ com *infall* aleatório exponencial de *seed*=7 e tempo de *infall* de 1 Ga, para *redshift* zero

K (14 Ganos) ⁻¹	γ	<[Fe/H]>	<[Mg/Fe]>	<[O/Fe]>	<Idade> (10^9 anos)	fstarv	Mg_2	<Fe>	H β	(U-V)	M_B
10	2,15	+0,254	+0,19	+0,20	10,50	0,166	0,334	3,33	1,59	1,276	-17,97
	2,25	+0,136	+0,12	+0,14	10,74	0,150	0,312	3,09	1,60	1,292	-18,02

	2,35	+0,022	+0,05	+0,06	10,93	0,138	0,246	2,80	1,62	1,237	-18,05
	2,45	-0,086	-0,03	-0,03	11,10	0,129	0,228	2,68	1,65	1,204	-18,11

Tabela 6.10: Propriedades e índices de cores para galáxia com massa total de 2×10^{12} Msol *com infall* aleatório exponencial de *seed*=7 e tempo de *infall* de 1 Ga, para *redshift* zero

K (14 <i>Ganos</i>) ⁻¹	γ	$\langle[\text{Fe}/\text{H}]\rangle$	$\langle[\text{Mg}/\text{Fe}]\rangle$	$\langle[\text{O}/\text{Fe}]\rangle$	$\langle\text{Idade}\rangle$ (10 ⁹ anos)	fstarv	Mg₂	$\langle\text{Fe}\rangle$	Hβ	(U-V)	M_B
10	2,15	+0,261	+0,19	+0,21	10,31	0,162	+0,330	3,31	1,61	1,210	-23,06
	2,25	+0,135	+0,13	+0,14	10,56	0,147	0,309	3,07	1,62	1,244	-23,09
	2,35	+0,015	+0,06	+0,06	10,78	0,136	0,245	2,78	1,64	1,201	-23,10
	2,45	-0,096	-0,03	-0,02	10,96	0,127	0,226	2,66	1,66	1,150	-23,14

Apêndice D - Dados observacionais de galáxias elípticas

A tabela abaixo contém dados observacionais de galáxias elípticas obtidos. As referências são dadas em Idiart et al. (2007).

Tabela 6.11: Tabela com dados observacionais de galáxias elípticas

Nome	Mg_2	$\langle Fe \rangle$	H β	(U-V)	(B-V)	M_B
NGC0315	0,323	3,11	1,74	1,49	0,93	-22,47
NGC0584	0,295	3,09	2,08	1,38	0,91	-20,84
NGC0596	0,260	2,69	1,94	1,26	0,86	-20,42
NGC0636	0,285	3,03	1,89	1,36	0,90	-19,80
NGC1023	0,342	3,29	.	1,43	0,93	-21,18
NGC1172	0,238	2,58	1,94	1,08	0,80	-19,19
NGC1209	0,326	3,05	1,27	1,41	0,91	-20,61
NGC1400	0,336	2,88	1,33	1,45	0,92	-21,30
NGC1700	0,296	3,18	2,11	1,40	0,91	-21,90
NGC2300	0,352	3,16	1,53	1,66	1,01	-20,75
NGC2329	0,270	2,79	1,30	1,36	0,89	-21,49
NGC2549	0,297	3,19	.	1,39	0,93	-19,46
NGC2634	0,298	3,01	1,50	1,38	1,10	-20,01
NGC2655	0,216	2,56	.	1,25	0,83	-21,15
NGC2693	0,320	3,11	1,21	1,52	0,90	-21,67
NGC2778	0,294	2,92	1,55	1,42	0,91	-19,21
NGC2781	0,230	2,72	.	1,22	0,86	-19,98
NGC2865	0,209	2,46	.	1,18	0,82	-20,79
NGC3115	0,325	3,27	1,66	1,46	0,94	-21,30
NGC3193	0,318	2,85	1,50	1,37	0,92	-19,73
NGC3203	0,284	2,93	2,03	1,29	0,87	-19,79
NGC3377	0,234	2,63	1,84	1,14	0,84	-19,17
NGC3379	0,324	3,11	1,62	1,46	0,94	-20,61
NGC3384	0,265	2,95	2,05	1,34	0,91	-19,89
NGC3489	0,195	2,47	.	1,16	0,82	-19,22
NGC3607	0,313	2,87	1,53	1,36	0,90	-20,03
NGC3608	0,288	2,76	1,59	1,33	0,93	-19,73
NGC3640	0,266	2,90	1,87	1,39	0,88	-20,22
NGC4111	0,264	2,98	.	1,33	0,88	-19,28
NGC4168	0,258	2,81	1,87	1,32	0,87	-20,74
NGC4283	0,288	2,93	.	1,35	0,90	-19,20
NGC4365	0,330	3,25	1,55	1,46	0,95	-21,30

Nome	Mg_2	$\langle Fe \rangle$	H β	(U-V)	(B-V)	M_B
NGC4374	0,317	3,08	1,51	1,44	0,94	-21,30
NGC4406	0,286	2,82	1,61	1,36	0,90	-20,60
NGC4459	0,278	3,09	.	1,40	0,92	-20,10
NGC4472	0,340	3,37	1,42	1,51	0,95	-21,78
NGC4473	0,315	3,11	1,62	1,36	0,92	-21,71
NGC4478	0,243	2,97	.	1,33	0,88	-19,56
NGC4486	0,348	3,05	1,07	1,48	0,93	-22,01
NGC4489	0,222	2,66	2,39	1,10	0,83	-18,19
NGC4552	0,355	3,25	1,47	1,47	0,94	-20,80
NGC4564	0,312	3,00	1,78	1,35	0,90	-19,41
NGC4636	0,326	2,82	.	1,35	0,92	-20,59
NGC4697	0,300	2,77	1,75	1,28	0,89	-21,24
NGC4762	0,286	3,04	.	1,26	0,85	-19,96
NGC4839	0,313	3,01	1,50	1,45	0,88	-22,26
NGC4840	0,313	2,91	1,63	1,56	0,95	-20,13
NGC4860	0,330	2,85	1,39	1,54	0,97	-20,95
NGC4864	0,278	2,79	1,85	1,52	0,94	-20,59
NGC4881	0,293	3,06	1,62	1,45	0,94	-20,61
NGC4886	0,248	2,83	1,78	1,28	0,87	-20,20
NGC4889	0,334	3,04	1,51	1,51	0,97	-22,56
NGC4908	0,289	2,80	1,69	1,39	0,93	-21,08
NGC5061	0,276	2,98	.	1,22	0,84	-21,32
NGC5322	0,303	3,18	.	1,37	0,89	-21,24
NGC5576	0,271	2,93	2,10	1,27	0,87	-20,13
NGC5638	0,321	2,89	1,48	1,34	0,91	-19,97
NGC5813	0,311	2,96	1,64	1,46	0,94	-21,11
NGC5831	0,269	2,78	1,47	1,47	0,92	-19,81
NGC5846	0,302	2,86	1,45	1,41	0,96	-21,33
NGC5982	0,269	2,70	1,86	1,38	0,88	-21,45
NGC6684	0,273	2,82	2,10	1,24	0,86	-18,8
NGC6703	0,302	2,93	1,88	1,40	0,91	-20,80
NGC7454	0,236	2,48	2,15	1,19	0,89	-19,93
NGC7457	0,190	2,52	.	1,15	0,83	-19,12
NGC7562	0,306	3,10	1,69	1,58	0,98	-21,42
NGC7619	0,370	3,42	1,36	1,51	0,96	-21,97
NGC7626	0,366	3,21	1,46	1,52	0,98	-21,67
NGC7785	0,324	3,15	1,63	1,48	1,01	-21,38